

UNIVERSITÉ DENIS DIDEROT

PARIS VII

HABILITATION À DIRIGER DES RECHERCHES

MARC SAUVAGE

UFR de Physique

Des galaxies, de la poussière et des étoiles

soutenue le 27 Mars 2006 devant :

Rapporteurs : James BARTLETT
Pierre COX
George HELOU
Examineurs : François BOULANGER
Daniel KUNTH
Trinh Xuan THUAN
Laurent VIGROUX

Etant donné qu'il va se passer je ne sais quoi je ne sais quand,
quelles dispositions prenez-vous ?

in *Les œuvres posthumes du professeur Fræppel*, de Jean Tardieu

Remerciements

Par où commencer, quand la liste est si longue de ceux qui ont contribué, d'une façon ou d'une autre à la matérialisation de cet objet ?

Dans les premiers, il me semble naturel de remercier Jim Bartlett, Pierre Cox, et George Helou. D'abord, parce qu'en acceptant d'être les lecteurs critiques de mon travail, je suis persuadé que vous n'aviez pas idée du volume que vous alliez recevoir. Alors que j'étais plutôt parti à reculons, je me suis finalement pris au jeu de l'écriture de ce mémoire. Le résultat aurait pu vous effrayer. Ensuite, parce qu'en acceptant de commenter mon travail, vous m'avez amené à un niveau de qualité que je ne m'étais pas nécessairement fixé au départ.

D'une certaine manière, François Boulanger et Daniel Kunth m'ont aussi tiré vers le haut, non seulement par votre participation à mon jury, mais surtout, je dois le dire, depuis plusieurs années par la stimulation créée par votre "voisinage" scientifique.

Je n'aurais pas imaginé défendre cette habilitation sans la présence de Laurent Vigroux et de Trinh Xuan Thuan. La phrase "sans vous, rien de tout cela n'aurait été possible" résume bien l'étendue de votre apport. Merci de m'avoir fait confiance à de si nombreuses reprises.

Enfin il me faut citer le rôle décisif de Pierre-Olivier Lagage qui sut me mettre au pied du mur, alors qu'au début de ce travail l'intérêt m'en semblait beaucoup moins clair qu'aujourd'hui. Il fallait que quelqu'un le fasse et il a été parfait.

Comme le verront ceux qui vont lire ce mémoire, toutes mes recherches se sont effectuées en collaboration avec des individus qui tous m'ont beaucoup apporté. Que ce soit parce que vous m'avez ouvert à d'autres horizons scientifiques, ou parce que vous m'avez permis de sortir de mes certitudes et de mes a priori, ou encore pour l'amitié que vous m'avez témoigné, vous avez tous contribué à faire exister le contenu des pages suivantes et le parcours qui m'a mené d'un sujet à l'autre. Alors merci à Dan Tran, Stéphanie Plante, Hélène Roussel, Emeric Le Floch, et Nicolas Billot, les thésards avec qui j'ai travaillé, à Natascha Forster-Schreiber, Andreas Vogler et Vassilis Charmandaris, les post-docs qui sont passés par le SAP, et à Alessandra Contursi, Catherine Cesarsky, Felix Mirabel, Richard Tuffs, Christina Popescu, David Block, Suzanne Madden, Leonardo Vanzi, Remi Cabanac, Leslie Hunt et Rodger Thompson.

Si j'ai pu continuer à développer mon activité de recherche, c'est aussi grâce à mes collègues au SAP tant dans l'équipe ISO que dans l'équipe Herschel. Ces deux grandes aventures n'ont pu et ne peuvent fonctionner que grâce à la solidarité de l'équipe, qui permet de répartir le travail et, par moments qu'on espèrerait tous plus longs, de laisser à chacun un espace de liberté où développer ses intérêts scientifiques. Merci à tous ceux qui ont fait et font partie de ces équipes, vous citer tous serait impossible et n'en retenir que quelques-uns serait injuste.

Enfin un immense merci à Corinne pour quelque chose qu'il est difficile de résumer en quelques lignes. Ça n'a pas dû être simple tous les jours de me remettre le nez dans ce travail. Les premiers documents qui s'y rapportent ont trois ans déjà et on peut mesurer à cela la difficulté que j'ai eue le finir, et donc la ténacité dont tu as fait preuve pour me faire le terminer. Comme en plus pratiquement tout a été écrit à la maison, merci encore d'avoir supporté tout cela.

Voilà. En écrivant les premières lignes de ce mémoire je m'étais fixé de le terminer avant la naissance de mon premier enfant... je l'ai terminé un peu plus tard, juste avant la naissance du deuxième, dans quelques jours. Alors merci aussi la vie.

Table des matières

Remerciements	5
Table des Figures	12
Liste des Tableaux	13
Avertissements	14
I Synthèse des activités	15
1 Parcours professionnel	17
2 Curriculum Vitae et synthèse des activités	19
2.1 Diplômes et évolution de carrière	20
2.2 Encadrement d'étudiants	20
2.3 Responsabilités administratives et collectives	20
2.4 Vulgarisation scientifique	21
2.5 Stages et formations complémentaires, séjours à l'étranger	22
2.6 Missions d'observation	22
II Exposé synthétique des recherches	25
3 Introduction	27
3.1 Un état des lieux personnel au début des années 1990	27
3.1.1 Budget énergétique	28
3.1.2 Nature de la poussière interstellaire	29
3.1.3 Quelques grandes questions	30
3.2 Le développement de l'instrumentation infrarouge à la fin du XX ^{ème} siècle	31
3.2.1 ISO, le télescope spatial infrarouge	31
3.2.2 Ouverture du domaine infrarouge pour les télescopes au sol	32
3.3 Plan de l'exposé	35
4 Spectro-imagerie du milieu interstellaire des galaxies	37
4.1 Nébuleuses par réflexion et régions HII de la Galaxie et des Nuages de Magellan	38
4.1.1 NGC 7023	39
4.1.2 Messier 17	42
4.1.3 Les Nuages de Magellan	46
4.1.4 Résumé	52
4.2 Régions centrales des galaxies spirales	53

4.2.1	Au cœur des galaxies spirales	53
4.2.2	Nature de l'émission infrarouge	55
4.2.3	NGC 5195 et un nouvel aspect de l'émission MIR	61
4.2.4	Résumé	64
4.3	Galaxies lenticulaires et elliptiques - Enfin des étoiles ?	65
4.3.1	Rétrospective et petites précisions	65
4.3.2	Les galaxies lenticulaires : des galaxies comme les autres ?	67
4.3.3	Galaxies elliptiques : un changement de régime	73
4.3.4	Résumé	74
4.4	Conclusion	75
4.5	Sélection d'articles	76
	<i>Mid-infrared mapping and spectrophotometry of N 66 in the SMC with ISOCAM</i>	77
	<i>NGC 5195 - a look into the hot dusty ISM of an interacting SB0 galaxy with ISOCAM</i>	93
5	Emission infrarouge des galaxies spirales	97
5.1	M 51 et M 83, deux grandes galaxies spirales locales	98
5.1.1	Traits généraux	98
5.1.2	Profil radial de l'émission infrarouge	100
5.1.3	Les couleurs infrarouges à l'échelle des galaxies	102
5.1.4	Comparaisons morphologiques avec les étoiles et le gaz ionisé	105
5.1.5	Résumé	107
5.2	Une vision "unifiée" de la poussière interstellaire	108
5.2.1	La poussière dans le disque des galaxies spirales	109
5.2.2	Tirer parti d'une limitation de la méthode : le cas de Centaurus A	112
5.2.3	Extinction-émission : un révélateur des structures	115
5.2.4	Résumé	116
5.3	Emission IR globale et formation stellaire	117
5.3.1	Diagramme couleur-couleur des galaxies	118
5.3.2	Corrélation entre l'émission MIR des disques et l'émission H α	121
5.3.3	Retour vers le futur	124
5.3.4	Résumé	126
5.4	Conclusion	127
5.5	Sélection d'articles	127
	<i>ISOCAM mapping of the Whirlpool galaxy (M51)</i>	129
	<i>A unified image of dust grains for the warped spiral galaxy in the merger Centaurus A</i>	133
	<i>The relationship between star formation rates and the mid-infrared emission in galactic disks</i>	139
6	Un univers plus violent	151
6.1	Starburst et activité nucléaire dans l'infrarouge moyen	152
6.1.1	Galaxies starbursts proches	153
6.1.2	Galaxies à noyau actif	157
6.1.3	Extinction dans l'infrarouge moyen	161
6.1.4	Résumé	166
6.2	Super-amas stellaires enfouis	167
6.2.1	SBS 0335-052 - un super-amas enfoui dans une galaxie "primordiale"	169
6.2.2	NGC 5253 - dichotomie ultraviolet-optique/infrarouge-submillimétrique	174
6.2.3	Généralisations et conséquences	178
6.2.4	Résumé	182
6.3	Conclusion	183
6.4	Sélection d'articles	184
	<i>The dark side of star formation in the Antennae galaxies</i>	187
	<i>Dust in an extremely metal-poor galaxy : mid-infrared observations of SBS 0335-052</i>	191

	<i>The embedded super-star cluster of SBS 0335-052</i>	197
	<i>Dust and super-star clusters in NGC 5253</i>	209
7	Pas de science sans instruments : exploiter ISO, construire Herschel	221
7.1	ISOCAM, de la préparation à l'archivage	221
7.1.1	Support instrumental d'ISOCAM	221
7.1.2	Les centres ISO	222
7.2	La préparation des instruments SPIRE et PACS	223
7.3	Conclusion très provisoire	226
	Bibliographie	227
III	Originalité et perspectives	233
8	Originalité	235
9	Perspectives	237
9.1	Le court terme	238
9.2	Le moyen terme	239
9.3	Le long terme	240
IV	Liste des travaux et publications nationales et internationales	243
	Publications dans les revues à comité de lecture	245
	Contributions et revues de conférence invitées	247
	Contributions de conférence	247
	Articles de vulgarisation	250
	Livres	250
	Index	251
A	Tables diverses	255

Table des figures

3.1	Fréquences de publication ISO	33
3.2	Transmission atmosphérique au Mauna Kea	34
4.1	NGC 7023 en vraies couleurs	38
4.2	Messier 17 en vraies couleurs	40
4.3	NGC 7023 observée dans la bande PAH à $8.6 \mu\text{m}$ et spectre MIR	41
4.4	M 17 dans la raie à $6.2 \mu\text{m}$, dans le continuum à $14 \mu\text{m}$, et carte du rapport de 14/6	43
4.5	Variation du spectre MIR à travers le front d'ionisation dans M 17	44
4.6	N 4 dans les filtres LW2 et LW3	46
4.7	Spectres extraits de l'observation de N 4	47
4.8	Variation du rapport LW3/LW2 dans N 4	48
4.9	Carte de N 66 dans les filtres $H\alpha$ et LW2	49
4.10	Spectres CVF extraits des composantes de N 66	51
4.11	Comparaison de Messier 51 entre optique et infrarouge	54
4.12	Spectre MIR des galaxies M 51, NGC 6286 et NGC 613	57
4.12	Suite : spectre MIR des galaxies NGC 1097, M 83 et NGC 1365	58
4.13	Spectre MIR du compagnon de M 51, NGC 5195	62
4.14	Spectres MIR de l'échantillon de galaxies lenticulaires	69
4.14	Suite : spectres MIR de l'échantillon de galaxies lenticulaires	70
4.15	Spectre MIR de NGC 6285	71
4.16	Spectre MIR de NGC 1404	73
5.1	Comparaison de Messier 83 en infrarouge et en optique	99
5.2	Profils de brillance radiale pour M 51 et M 83	101
5.3	Variation du rapport LW2/LW3 le long de coupes dans M 51	102
5.4	Carte de couleur LW3/LW2 de M 51 et M 83	104
5.5	Carte du rapport LW9/LW6 dans M 83	105
5.6	M 51 et M 83 vues en NIR, MIR et $H\alpha$	106
5.7	Carte (B-[15]) de M 51	110
5.8	Bandes de poussière dans les bras de M 83	111
5.9	Centaurus A en optique et MIR	113
5.10	La spirale barrée dans Centaurus A	114
5.11	L'anneau de matière interstellaire de NGC 5195	115
5.12	Diagramme couleur-couleur ISO-IRAS des galaxies	119
5.13	Couleurs LW3/LW2 des régions centrales et disques	120
5.14	Corrélation entre émission MIR et $H\alpha$ dans les disques	122
5.15	Relations entre les luminosités FIR, MIR et $H\alpha$	125
6.1	Régions de NGC 4038/9, M 82 et NGC 253 observées avec ISOCAM	153
6.2	Carte du rapport LW3/LW2 et spectres de NGC 4038/9	154
6.3	Spectres CVF de M 82 et NGC 253	155

6.4	Région de NGC 1068 observée avec ISOCAM	158
6.5	Spectres MIR des différentes composantes de NGC 1068	158
6.6	Spectres CVF de Centaurus A	161
6.7	Effets des différentes lois et géométries d'extinction sur le spectre MIR	164
6.8	Effets d'extinction dans VV 114 et Arp 299	165
6.9	SBS 0335-052 vue par le télescope spatial Hubble	169
6.10	Distribution spectrale d'énergie de SBS 0335-052 dans l'infrarouge	171
6.11	Image composite en V, I et Ks de NGC 5253	174
6.12	NGC 5253 en bande Ks et L' avec le VLT et ISAAC	175
6.13	Distribution spectrale d'énergie du super-amas stellaire de NGC 5253	176

Liste des tableaux

4.1	Caractéristiques principales des galaxies spirales observées en CVF	55
4.2	Observations de galaxies dans les raies de H ₂ , [Ar II], [Ne II] et [Ne III]	60
4.3	Caractéristiques de l'échantillon de galaxies précoces	68
4.4	Flux des bandes PAH et du continuum pour les galaxies lenticulaires	72
6.1	Caractéristiques principales des super-amas stellaires	168
6.2	Caractéristiques des super-amas stellaires enfouis observés	180
A.1	Liste des abréviations et sigles utilisés dans ce document	255
A.2	Filtres ISOCAM LW	257
A.3	Principales raies de structure fine dans la bande ISOCAM	257

Avertissements

J'ai bien conscience que la partie de ce document intitulée "Exposé synthétique des recherches" a un volume qui contredit quelque peu son titre. Les raisons de cet excès sont multiples. Il y a d'une part le fait qu'écrire me plaît et que j'ai du mal à faire court. Une autre raison importante tient à la nature des travaux que je présente ici : il s'agit toujours de collaborations dans lesquelles ma part effective a grandement varié, de l'apport décisif à la contribution plus ponctuelle. Ecrire ce document sous la forme d'introduction à ces travaux aurait à mon avis représenté une certaine imposture vis-à-vis de mes collaborateurs, en donnant parfois l'impression de m'attribuer des travaux qui n'étaient pas les miens. J'ai donc choisi de réaliser un autre travail, qui a consisté à retrouver, dans toutes ces collaborations, une série de lignes directrices qui soient véritablement miennes, les articles servant alors d'illustration et de prolongation de cet exposé. Enfin si je pense avoir compris que ce document sert d'abord à estimer mes capacités à encadrer de futurs étudiants de thèse, j'ai aussi souhaité élargir quelque peu l'objectif en tentant l'exercice d'un document qui soit aussi pédagogique, et puisse par exemple servir d'introduction à quelqu'un qui s'aventurerait pour la première fois dans le domaine (un étudiant en début de thèse par exemple). J'ai conscience en faisant cela d'introduire un certain nombre de pages plus généralistes qui j'espère n'abuseront pas trop de la patience des premiers lecteurs de ce mémoire.

Je signale d'ailleurs qu'il est possible d'effectuer une lecture synthétique de ce document en se restreignant aux introductions et aux résumés qui entourent chaque section de chapitre et que j'ai écrits pour pouvoir être lus indépendamment. A cette grille de lecture, je conseille de rajouter les sous-sections 4.3.2, 5.2.3, et 6.2.3 qui présentent des travaux ou réflexions non publiés.

J'ai personnellement compris que l'objectif de ce mémoire était de présenter mes travaux de ces quelques dix dernières années. De ce fait, et malgré le nombre de pages, on ne trouvera pas là une revue objective des domaines parcourus. Pour cela, je conseille vivement la lecture de l'ouvrage à paraître chez Springer et intitulé "ISO science legacy - a compact review of ISO major achievements"

En astronomie, comme dans beaucoup de domaines où les frontières ne sont plus de mise, on parle anglais. "Un" anglais devrais-je plutôt dire, car il s'éloigne fortement de la langue de Shakespeare, et notablement de celle de l'Oncle Sam. De ce fait, rédiger un document astronomique en français m'a placé devant un dilemme intéressant : soit traduire la terminologie couramment employée et me retrouver ensuite à la tête d'un glossaire de termes qu'aucun de mes lecteurs potentiels n'aura jamais croisés (et qui nécessiteront pour certains d'être retraduits en anglais !), soit ne rien traduire et s'exposer à la critique des tenants de la loi Toubon.

Mon sentiment personnel est qu'une langue est un objet aux multiples facettes et que l'usage, plutôt que le décret, détermine les choix qui doivent être faits. L'usage a fait qu'un certain nombre de termes ont vu leur traduction acceptée lors d'échanges en français, alors que d'autres n'ont pas réussi à se débarrasser des lourdeurs de leur naissance officielle. Ainsi on rencontrera au long de ce document tout aussi bien des termes anglais, comme starburst, ou redshift, que des termes français et les abréviations qui leur correspondent, comme MIS pour milieu interstellaire, ou super-amas stellaire, ou encore plus barbare, des termes français mais abrégés en anglais, comme SFR pour taux de formation stellaire. Point de logique dans tout cela, simplement l'utilisation des termes qui se glissent tout seuls sous les doigts, car ce sont en général aussi ceux qui se lisent le mieux.

Pour finir, je signale qu'un grand nombre de figures sont conçues pour être visualisées en couleur.

Première partie

Synthèse des activités

1

Parcours professionnel

Je fais partie de cette fraction (minoritaire ? majoritaire ?) de personnes venues à l'astrophysique non par le biais de nuits passées l'oeil rivé à la lunette mais par celui de la fascination pour tous les récits et films de science-fiction dévorés dans ma jeunesse. Evidemment un lent processus de prise en compte de la réalité a eu lieu pour m'amener aujourd'hui au Service d'Astrophysique (SAp) du CEA. On pourrait croire qu'il s'agit d'un processus amer, qui fait renoncer à ses rêves pour se contenter de l'accessible, mais j'ai en fait réalisé il y a peu que pratiquement rien ne sépare la salle de contrôle d'un télescope ou d'un satellite du poste de pilotage du Millenium Falcon ou de la passerelle de l'Enterprise. Et quand on sort la nuit sur le catwalk, il suffit de ne pas trop regarder vers le bas pour prendre conscience que l'on est debout sur la proue du vaisseau Terre, en route sur son voyage interstellaire.

Mon parcours dans la recherche astrophysique a véritablement commencé avec un stage de maîtrise au plateau de Bure avec Fabienne Casoli. Il s'agissait d'observer des flots bipolaires dans la molécule CO avec le petit télescope POM. Ce stage m'a tout de suite permis de comprendre un des aspects particulier de l'astronomie, à savoir que n'importe quoi peut arriver sur la montagne, une tempête de neige dans les bons jours, ou la perte du dôme dans les mauvais. Peu de données donc mais une première expérience de la vie dans un observatoire, une expérience que j'ai renouvelée par la suite le plus souvent qu'il était possible.

Pour le DEA j'ai continué dans le domaine millimétrique en effectuant un stage avec Michel Pérault utilisant l'autre télescope POM, à Bordeaux. Puis vint le moment de choisir le sujet de thèse. Après de longues hésitations je me suis finalement engagé dans la voie de l'infrarouge et du milieu interstellaire des galaxies. Au cours de cette thèse, que j'effectuais au SAp et pour 2 mois à l'Université de Virginie, sous la direction de Laurent Vigroux et Trinh X. Thuan, je m'intéressais d'une part à comprendre la relation entre l'émission IRAS des Nuages de Magellan, deux des galaxies naines satellites de la nôtre, et l'âge de leurs populations stellaires, et d'autre part à mettre en évidence les variations des propriétés du milieu interstellaire des galaxies en fonction de leur type morphologique. Galaxies naines, milieu interstellaire, j'y suis toujours...

Durant cette période, 1988-1991, il m'a été difficile de ne pas voir deux choses qui se produisaient autour de moi : la construction d'ISOCAM d'une part et celle de CAMIRAS, la première d'une longue génération de caméras $10\ \mu\text{m}$ pour le sol construites au Service d'Astrophysique.

Après ma thèse, le service national n'ayant pas encore été remplacé par le rendez-vous citoyen, j'ai effectué 16 mois de coopération. J'avais initialement candidaté pour l'ESO mais c'est à Hawai'i que je suis parti (j'aurais pu plus mal tomber !). Hawai'i, ça n'est pas que le surf et les cocotiers. Là-bas, j'ai participé à plein temps à la gestion d'un observatoire de stature internationale. Comme astronome-support, je me suis occupé de la caméra $10\ \mu\text{m}$ d'abord dans sa version SAp, puis dans sa version Lyon. Dans le cas d'un instrument visiteur comme ici, mon rôle était moins d'assister les astronomes dans leurs observations que de gérer la logistique d'installation et d'alimentation de l'instrument. C'est d'ailleurs à cela que je dois mon petit record personnel de plus de 24 h sans sommeil à 4200 m d'altitude... En tant que responsable de l'archivage des données, j'ai collaboré avec Gilles Durand du CADC pour mettre en place un système automatique de copie des données collectées chaque nuit par les observateurs du CFHT. Au passage, des informations sur la qualité du ciel sont extraites des images et intégrées au système de surveillance du CFHT. Dans le même ordre d'idées je me suis occupé du portage du logiciel d'analyse des données du Spectromètre à Transformée de Fourier vers le système IRAF. Ce poste

de coopérant m'a apporté une connaissance directe de ce que peuvent être la vie et les charges d'un grand observatoire.

J'ai profité de mon séjour au CFHT pour d'une part terminer et publier les articles issus de ma thèse, et d'autre part me lancer dans un thème qui, après un certain sommeil, connaît un regain spectaculaire d'activité ces dernières années, l'émission infrarouge des galaxies naines bleues compactes (BCDG). Ce thème ne s'est bien entendu pas présenté par hasard, mais résulte plutôt de la rencontre, tant à Saclay qu'à Hawaï'i, de Pierre-Olivier Lagage et de Trinh X. Thuan. Le premier réalisait une caméra infrarouge sol en partance pour le CFHT, et le second avait un intérêt historique pour ce type de galaxies. J'ai saisi l'opportunité qui se présentait.

Au courant du mois de Mai 1993 j'ai remballé mon surf et je suis revenu au SAp. Je me suis alors rapidement intégré à l'équipe ISOCAM, dans laquelle j'avais été recruté par Catherine Cesarsky. A cette époque le SAp était sur le point de livrer le modèle de vol de la caméra et j'ai donc accompagné l'équipe dans la transition de la phase de réalisation à la phase de caractérisation puis de transformation en un instrument "public". J'ai participé à l'écriture du manuel de l'utilisateur pour ISOCAM, aux tests du programme de création d'observation (le fameux PGA pour ceux qui en ont souffert...), et à la définition des logiciels d'analyse. Du côté scientifique j'ai participé à la finalisation des programmes de temps garanti, pour la partie galaxies de l'Univers Local. Ces activités de préparation ont pris fin le 17 Novembre 1995 avec le lancement d'ISO. A ce moment, la pression, qui était certainement élevée avant, est montée d'un cran. Heureusement l'excitation aussi, et elle permet de faire face à bien des choses. C'est comme cela qu'on se retrouve à quatre dans un bureau à trois heures du matin à essayer de recoller les morceaux de la première carte de Messier 51¹.

Durant les 28 mois d'opération d'ISO j'ai partagé mon temps entre ma recherche d'une part, dont il sera question dans la plupart de ce document, et l'accompagnement de l'instrument d'autre part.

Au début 1995 en effet, le CNES décida de créer un Centre ISO Français pour assister les scientifiques français dans leur exploitation d'ISO. Ce centre avait pour mission de fournir aux visiteurs les outils et l'expertise nécessaires à la préparation, la réalisation et l'exploitation du satellite ISO. J'ai coordonné la participation du SAp à ce centre en prenant en charge les activités ISOCAM et ISOPHT (voir chapitre 7). Ce centre est resté en activité jusqu'en 2001 et c'est par l'intermédiaire de certains visiteurs que je me suis penché sur des problèmes aussi variés que les étoiles évoluées, les supernovae, les régions H II ou les galaxies elliptiques.

Dans le même temps au SAp je participais à l'évolution des systèmes d'analyse de données ISOCAM. A la fin des opérations j'ai aussi effectué un séjour de 2 mois au centre de réception des données à Vilspa, à la fois pour relever Pascal Gallais qui y avait passé plus d'un an et aussi pour participer encore plus directement à la vie du satellite. Je n'ai pas été déçu puisque j'ai eu droit pendant mon séjour au plus violent flare solaire enregistré de toute la vie du satellite. ISOCAM en est restée aveugle quelques jours mais s'est remise sans problèmes.

Scientifiquement, mon horizon de l'époque était situé entre 5 et 18 μm , la bande passante d'ISOCAM. Je me suis consacré aux programmes d'étude des galaxies spirales et de leurs régions de formation stellaire. Vers la fin de la vie d'ISO, dans le temps supplémentaire accordé par le cryostat, les galaxies bleues compactes ont ré-apparu, avec aussi l'arrivée de Suzanne Madden au SAp, et c'est ainsi qu'est né ce qui est aujourd'hui mon principal sujet d'étude et d'étonnement : les supers-amas stellaires enfouis. Avec eux, mon horizon s'est élargi, d'abord vers l'infrarouge lointain, puis vers l'optique d'un côté et le submillimétrique de l'autre.

En même temps qu'ISO s'éteignait, la participation du SAp au projet Herschel prenait forme. Depuis elle s'est nettement consolidée avec un rôle majeur dans les deux spectro-imageurs. Herschel est une suite logique d'ISO et c'est donc naturellement que j'y participe, en tant que responsable scientifique pour le SAp, Scientific Associate pour l'un des instruments, SPIRE, Co-Investigator pour l'autre, PACS.

¹L'honnêteté m'oblige à admettre que l'équipe de Vilspa avait accompli cette performance avant nous, mais, piqués au vif, il était impossible que nous rentrions chez nous avant d'avoir réussi nous aussi !

2

Curriculum Vitae et synthèse des activités

Marc Sauvage

Ingénieur au CEA/Saclay

Né le 16 Juillet 1966 à Fontenay-aux-Roses (Hauts-de-Seine), français

Domicilié au 155 Rue Saint-Charles, Paris, 15^{ème}

Responsable Scientifique Herschel
CEA/DSM/DAPNIA/Service d'Astrophysique
C.E. Saclay, 91191 Gif sur Yvette CEDEX

Tel : 01-69-08-65-77
Fax : 01-69-08-62-99
msauvage@cea.fr

Mots clefs : Formation stellaire, galaxies spirales, galaxies naines, super-amas stellaire, poussière interstellaire, extinction, milieu interstellaire, ISO, Herschel.

En Résumé

Recherche

- Emission infrarouge des galaxies suivant leur type morphologique
- Bandes PAHs, continuum des petits grains dans les régions H II
- Nuages de Magellan : émission infrarouge et sub-millimétrique
- Traceurs de formation stellaire, étude de la formation stellaire à l'échelle galactique
- Milieu interstellaire des galaxies normales
- Galaxies en interaction et galaxies à sursaut de formation stellaire
- Extinction par la poussière
- Propriétés de la poussière dans les galaxies bleues compactes déficientes en éléments lourds
- Super-amas stellaires jeunes enfouis dans la poussière

⇒ à la date du 3 mai 2006, 106 publications dont 46 dans des revues à comité de lecture.

Collaborations internationales

- Membre du Consortium ISOCAM (1993-2001)
- Scientific Associate sur le spectro-imageur SPIRE à bord de l'observatoire spatial Herschel (1998-)
- Co-Investigator sur le spectro-imageur PACS à bord de l'observatoire spatial Herschel (2000-)

Vie collective

- Responsable du centre ISO Français (CEA) (1994-2001)
- Membre du conseil et du bureau du GdR Galaxies (1998-2000)
- Membre du conseil scientifique de l'OSU Observatoire Astronomique Marseille-Provence (2000-2004)
- Membre du conseil scientifique du programme national PCMI (2004-)
- Membre du conseil scientifique du programme national Galaxies (2004-)

Autres

- Encadrement de 3 étudiants (licence, maîtrise, DEA), 5 étudiants en thèse (dont 1 au Canada) et 2 Post-Docs.
- 8 missions d'observation
- Organisation de 2 colloques (dont 1 Euroconference)
- 9 communications dans des colloques dont 4 revues invitées

2.1 Diplômes et évolution de carrière

1993	Prise de fonction au Service d'Astrophysique du CEA Saclay
1992-1993	Coopérant au Télescope Canada-France-Hawai'i
1988-1991	Doctorat en Sciences Physiques, Spécialité Astrophysique, Paris VII
1986-1988	Magistère Inter-universitaire de Physique Licence et Maîtrise à l'ENS-Ulm DEA - Astrophysique et Techniques Spatiales
1986-1989	Elève à l'Ecole Normale Supérieure de Lyon
1985-1986	Mathématiques spéciales, P', Lycée Saint-Louis Paris
1984-1985	Mathématiques supérieures, Lycée Saint-Louis, Paris
1984	baccalauréat série S

2.2 Encadrement d'étudiants

- **2004-2007** co-tutelle de la thèse de Nicolas Billot sur la préparation du photomètre PACS pour le satellite Herschel.
- **1999-2003** co-tutelle de la thèse de Stéphanie Plante (à l'Université Laval, Québec, Canada) sur la formation stellaire dans les galaxies naines et à sursaut de formation stellaire.
- **1998-2002** co-tutelle de la thèse de Hélène Roussel sur l'émission en infrarouge moyen des poussières dans les galaxies spirales.
- **1997-1998** Participation à l'encadrement de la dernière année de thèse d'Alessandra Contursi sur les propriétés dans l'infrarouge moyen des galaxies spirales et irrégulières.
- **1995-1998** co-tutelle de la thèse de Dan Tran sur l'émission du milieu interstellaire local et extragalactique dans l'infrarouge moyen.
- **1997** Stage de maîtrise de Stéphanie Plante (Université Laval, Québec, Canada).
- **1996** Stage de DEA de Christophe Jean (co-encadrement avec Félix Mirabel).
- **1995** Stage de Licence de Florian Ozon
- **1999-2000** Post-doc de Denis Reynaud sur les galaxies spirales barrées.
- **1998-2000** Post-doc de Natascha Förster-Schreiber sur les galaxies à sursaut de formation stellaire M 82, NGC 253 et NGC 1808.

2.3 Responsabilités administratives et collectives

- *Participation aux instances collectives*
 - **2005-** Membre du conseil de laboratoire de l'Unité Mixte de Recherche "Astronomie Interactions Multi-échelles" (CEA-CNRS-PVII).

- **2004**- Membre du Conseil Scientifique et Technique de Service du SAp.
- **2004**- Membre du conseil scientifique du programme national Physique et Chimie du Milieu Interstellaire.
- **2004**- Membre du conseil scientifique du programme national Physique des Galaxies.
- **2002-2004** Membre du Conseil Stratégie du Service d’Astrophysique du CEA/Saclay.
- **2000-2004** Membre du Conseil Scientifique de l’OSU Observatoire Astronomique Marseille-Provence.
- **1994-2001** Responsable du Centre ISO français au SAp. Accueil d’environ 50 chercheuses et chercheurs pour la préparation, la programmation et l’exploitation d’observations ISO. Gestion de la logistique du Centre.
- **1998-2000** Membre du Conseil et du Bureau du GdR Galaxies. J’ai participé à la création du GdR et à son évolution en Programme National.
- **1993-1995** Membre de la Cellule Communication du DAPNIA (CEA) et du comité de rédaction de son journal, Scintillations.
- *Organisation de colloques*
 - **2000-2001** Organisation du cycle d’Euroconférences “The evolution of galaxies”. Participation à la rédaction du dossier de candidature pour le 5^{ème} PCRD. Définition du programme des trois conférences. Organisation du 2^{ème} volet du cycle “Basic building blocks” à La Réunion : définition détaillée du programme, création d’un système informatique gérant les inscriptions, les résumés, les subventions et les logements. Organisation de la logistique sur place. Recueil et éditions des comptes-rendus.
 - **1993** “Infrared and submillimeter space missions in the coming decade”, INSTN Saclay. Participation à la définition du programme scientifique, organisation de la logistique sur place, édition des comptes-rendus.

2.4 Vulgarisation scientifique

- *Articles*
 - **2003** “Chercher près pour voir loin”, article pour Scintillations, le journal du DAPNIA (Numéro 58).
 - **2003** Participation à un article sur les galaxies dans National Geographic (numéro de Février 2003).
 - **2002** Actualités Ciel & Espace pour SBS 0335-052 (Numéro 387 de Août 2002).
 - **1999** Participation à l’article de Véronique Leclerc pour la revue Eclipse sur la matière interstellaire (numéros de 12 de mars-avril et 13 de mai-juin 1999).
 - **1998** Participation à l’article d’Azar Khalatbari sur “les leçons d’ISO” (mais absent de la photo !) pour Ciel & Espace (numéro 336 de mai 1998).
 - **1996** “Des nouvelles d’ISOCAM, la caméra de l’Observatoire Infrarouge Spatial” pour le Journal des Astronomes Français (numéro 51 de Juin 1996).
 - **1996** Avec Catherine Césarsky, “ISO, ISOCAM et l’astronomie infrarouge” pour le journal de la Société Française de Physique (numéro 103, Mars 1996).
 - **1996** Participation à l’article de Laetitia Richard pour les défis du CEA (numéro 45).
 - **1994** “Microphysiciens et astrophysiciens, deux mondes à part ?”, article pour Scintillations, le journal du DAPNIA, cosigné avec Lydie Koch-Miramond (numéro 19 de juin 1994).
- *Interventions publiques*
 - **2002-2003** Trois conférences “Scintillations” au DAPNIA, autour de mon article dans le numéro 58 du journal du même nom, à destination des personnels non-physiciens du département.
 - **2001** Conférence grand-public sur l’évolution des galaxies à Saint-Denis de la Réunion.
 - **2001** Intervention sur l’astronomie dans deux classes préparatoires à Saint-Denis de la Réunion.
 - **2000** Intervention sur l’astronomie dans des classes de 3^{ème} du Collège Juliette Adam (Gif sur Yvette, Essone).
 - **2000** “Une galaxie, comment ça tourne ?” conférence faisant partie d’un cycle de trois conférences Cyclope (cycle de conférences organisées par le CEA/Saclay à destination des communes voisines).
 - **2000** Présentation des résultats d’ISO à l’Université Laval de Québec et l’Université de Montréal

(Canada).

- **2000** Présentation de l’astronomie infrarouge et des résultats d’ISOCAM à l’Institut de Physique Nucléaire de Lyon (IPNL).
 - **1998** Conférence sur ISOCAM dans le cadre de la semaine du Ciel et de l’Espace, organisée par le magazine Ciel & Espace à la Cité des Sciences de La Villette.
 - **1998** “Les galaxies” conférence faisant partie d’un cycle de trois conférences Cyclope.
 - **1998** Exposé sur “La physique des galaxies”, aux journées des physiciens du DAPNIA à Keravel (Morbihan), puis reprise et développement de cette présentation en trois conférences pour les physiciens du DAPNIA.
 - **1998** Présentation des résultats d’ISO au Laboratoire d’Annecy de Physique des Particules (LAPP).
 - **1997** Présentation des résultats d’ISOCAM à la réunion de la Société Européenne de Physique, à Seville (Espagne).
 - **1996** Présentation des résultats d’ISOCAM au CEA Cadarache.
- *Emissions*
Comme les émissions radiophoniques ne laissent que peu de traces écrites, les dates de ces dernières sont très approximatives.
- **1996** Intervention autour du lancement d’ISO (France Culture).
 - **1995** Participation à une émission consacrée à Pierre Auger (France Culture).
 - **1995** Participation à l’émission “Le choix d’Inter” consacrée aux jeunes chercheurs (France Inter).

2.5 Stages et formations complémentaires, séjours à l’étranger

- *Stages et Formations*
 - **1998** Participation à l’école de Moriond “Dwarf Galaxies and Cosmology”.
 - **1997** Participation à l’école de Moriond “Extragalactic Astronomy in the Infrared”.
 - **1993** Participation à l’école de Moriond “The Cold Universe”.
- *Séjours à l’étranger*
 - **2003** Deux séjours d’un mois à l’ESO - Santiago
 - **2002** Séjour de six semaines à l’ESO - Santiago
 - **2000** Séjour de trois semaines à l’Université Laval, Quebec, Canada.
 - **1998** Séjour de trois semaines à l’Université du Witwatersrand, à Johannesburg, Afrique du Sud.
 - **1997** Séjour de deux mois au centre de contrôle des opérations ISO à Villafranca del Castillo, Espagne.

2.6 Missions d’observation

- **2003** 4 nuits d’observation sur le 3.6 m de l’ESO La Silla avec l’instrument TIMMI2 (Galaxies hôtes de super-amas stellaires enfouis)
- **2003** 6 nuits d’observation sur le 3.6 m de l’ESO La Silla avec l’instrument TIMMI2 (Galaxies bleues compactes et régions H II ultracompactes).
- **2002** Equivalent de 5 nuits d’observation au SEST La Silla avec l’instrument SIMBA (Régions H II du LMC et du SMC).
- **1996** 3 nuits d’observation sur le 3.6 m de l’ESO La Silla avec l’instrument TIMMI (Centaurus A).
- **1996** Equivalent de 4 nuits d’observation au Telescope de 30 m de Pico Veleta (IRAM - Espagne, Galaxies bleues compactes).
- **1996** 1 nuit d’observation au CFHT avec la caméra infrarouge proche MONICA (Galaxies bleues compactes).
- **1995** 3 nuits d’observation sur le 3.6 m de l’ESO La Silla avec l’instrument TIMMI (Centaurus A).
- **1994** Participation à la campagne d’observation de la collision Jupiter–Shoemaker-Levy-9 au 3.6 m de l’ESO La Silla avec l’instrument CAMIRAS.
- **1992-1993** Série de missions en tant qu’astronome support au CFHT (environ 15 nuits au total).

Avec l’apparition du mode service, les demandes de temps ne se concrétisent pas nécessairement par des missions d’observation. Dans ce cadre j’ai obtenu :

- **2003** 29 h d'observation sur le télescope Gemini-North avec l'instrument Michelle (Galaxies très déficientes en éléments lourds).
- **2003** 8 h d'observation sur le télescope VLT avec l'instrument ISAAC et 32 h d'observation avec l'instrument SIMBA sur le SEST (Galaxies potentiellement hôtes de super-amas stellaire enfouis).
- **2002** 12 h d'observation sur le télescope VLT avec l'instrument ISAAC et 20 h d'observation avec l'instrument SIMBA sur le SEST (Galaxies potentiellement hôtes de super-amas stellaire enfouis).
- **2001** 6 h d'observation sur le télescope Gemini-North avec l'instrument OSCIR (SBS 0335-052).

Deuxième partie

Exposé synthétique des recherches

3

Introduction

Il y a à peu près douze ans, le premier chapitre de ma thèse s'intitulait *un vade-mecum infrarouge*. Dans ce petit texte, je donnais, ou plutôt je recopiais l'état de l'art de l'époque en matière d'utilisation des principales données disponibles, les observations IRAS. Evidemment, et faute de mieux, l'essentiel de ce chapitre était consacré aux préoccupations de l'époque, à savoir comment calculer la luminosité infrarouge d'un objet, comment déduire du spectre IRAS une information sur le champ de radiation régnant dans la galaxie, ou sur la masse de poussière qu'elle contient, ainsi que les incertitudes associées à ce genre de calcul. J'évoquais aussi le principal modèle de poussière disponible à l'époque à savoir celui de Désert et al. (1990).

Depuis, de l'eau a coulé sous les ponts et un satellite a fait quelques tours au dessus de nos têtes. Mais malgré ces nombreuses révolutions, force est de constater qu'en ce qui concerne notre connaissance de l'émission infrarouge des galaxies, on a plutôt assisté à des évolutions qu'à une révolution¹. En effet, pour décrire cette émission, on parle toujours des mêmes composantes de grains, on utilise toujours les luminosités IRAS, quitte à les recalculer à partir des données ISO. Bien sûr cela n'est pas dû à une faiblesse d'ISO² mais bien plutôt à son extrême richesse. En effet, en photographiant le ciel en 4 bandes, IRAS nous a projeté de fait dans un monde simple, un monde dans lequel le spectre infrarouge des galaxies a trois couleurs, un monde facile à cartographier, organiser, ranger. A l'instar d'une certaine pilule rouge, ISO nous a fait plonger dans le monde réel. Et bien sûr, dans ce monde, les choses sont beaucoup plus compliquées. Pour continuer dans la paraphrase, dans le monde infrarouge tel que nous l'a découvert ISO, certaines choses ont changées, et d'autres n'ont pas changées, et d'une certaine façon, ce ne sont pas forcément les choses qui n'ont pas changées qui sont le mieux comprises.

Il n'entre pas dans mes objectifs de faire de ce document un résumé de ce qu'ISO nous a appris dans le domaine des galaxies. On trouvera ces informations dans les revues de Cesarsky & Sauvage (1999) ou mieux de Genzel & Cesarsky (2000). Cependant, avant de m'engager dans un exposé approfondi de ce qui m'a occupé ces dernières années, il est peut-être souhaitable de fixer quelques idées qui permettront je l'espère, de mettre un peu d'ordre dans un cheminement scientifique quelque peu chaotique. Je rappellerai donc l'état de mes propres connaissances au début des années 90, les résultats obtenus pendant ma thèse et les perspectives qui s'ouvraient alors. Peut-être verra-t-on surgir ainsi un semblant de cohérence entre ce que je faisais alors et mes préoccupations actuelles. . . J'en profiterai pour détailler les développements spectaculaires de nos moyens d'observation, dont tout progrès dans notre domaine est tributaire.

3.1 Un état des lieux personnel au début des années 1990

A nouveau, il ne s'agit pas pour moi de résumer en quelques lignes l'ensemble des connaissances acquises sur l'émission infrarouge. Ma thèse portait sur les propriétés infrarouges des Nuages de Magellan et du catalogue de galaxies de l'Univers Local construit par le CfA. Je m'intéresse donc aux galaxies, et parmi toutes

¹Attention, tel n'est pas le cas partout et si l'on se concentre sur la chimie interstellaire, c'est bien d'une révolution que l'on doit parler, avec la découverte de l'omniprésence de l'eau, ou la richesse de composition des glaces interstellaires, pour ne citer que ces deux points.

²ce que certains promoteurs de satellite du nouveau monde aimeraient bien faire croire...

celles qui peuplent l'univers, aux galaxies de l'Univers Local.

Première question : jusqu'où s'étend l'Univers Local ? D'une certaine façon, poser la question c'est y répondre : on peut dire que l'univers est local tant que la notion de distance garde un sens. Autrement dit, tant que les effets de décalage spectral dus à l'expansion de l'Univers restent faibles. En effet, tant que l'on reste dans ce régime, on peut comparer les magnitudes de différents objets sans avoir à tenir compte des effets de décalage spectral ; dans l'univers local, un filtre donné échantillonne en pratique toujours la même partie du spectre au repos des objets observés. En langage de spécialiste, la correction K est nulle. Alors jusqu'où peut-on aller ? Etant donné la largeur typique des filtres utilisés, $\lambda/\Delta\lambda < 10$, un décalage spectral de 0.01 ($[\lambda_{obs} - \lambda_{repos}]/\lambda_{repos}$) est indétectable alors qu'un décalage spectral de 0.1 peut le devenir. En utilisant $H_0 = 75 \text{ km.s}^{-1}.\text{Mpc}^{-1}$, cela situe la limite de l'Univers Local quelque part entre 40 et 400 Mpc. Les objets les plus lointains que l'on croquera à diverses occasions dans ce document, SBS 0335-052 et Arp 220, sont situés respectivement à 53 et 83 Mpc. Je n'ai donc pas quitté l'Univers Local.

Des galaxies qui peuplent cet Univers, que sait-on ? Au début des années 1990, IRAS est presque 10 ans derrière nous, et un vaste ensemble de connaissances sur les propriétés infrarouges des galaxies a émergé.

3.1.1 Budget énergétique

IRAS ne disposait que de quatre bandes photométriques, mais avec elles il a couvert tout le ciel. Nous disposons donc d'une base de données formidable pour étudier statistiquement ce que représente l'émission infrarouge dans le budget énergétique d'une galaxie.

Contrairement à bien d'autres domaines électromagnétiques, le domaine infrarouge ne possède que très peu de sources intrinsèques d'émission. J'entends qu'au contraire du domaine UV-optique par exemple, il n'existe pas d'étoile émettant directement dans le domaine couvert par IRAS une proportion significative de sa luminosité bolométrique. Toute l'émission collectée est en fait le résultat d'une ré-émission. La poussière interstellaire, dont la présence est connue par le biais des effets d'extinction, absorbe le rayonnement interstellaire et le ré-émet dans le domaine infrarouge. Parler de budget a donc un sens car il nous faut découvrir de quelle partie du spectre, ou de quelle composante galactique, provient en fait l'énergie collectée dans l'infrarouge.

Pour la plupart des galaxies de l'Univers Local, la luminosité infrarouge représente environ 1/3 de la luminosité bolométrique. Il s'agit donc d'une part non-négligeable de l'énergie totale produite dans les galaxies. Pour quelques galaxies de l'Univers Local, cette fraction peut s'élever considérablement, jusqu'à représenter en fait la majeure partie de l'émission totale. De tels objets sont rares dans l'Univers Local, mais citons tout de même M 82, située à 3.3 Mpc, la galaxie des Antennes, ou NGC 4038/9, à 20 Mpc, ou l'archétypique Arp 220, à 83 Mpc, des galaxies dont je serai amené à reparler dans ces pages.

Il est donc clair que l'infrarouge recèle un grand nombre d'informations sur la physique des galaxies, pour peu qu'on soit capable de les déchiffrer. Alors quelle peut être la source de la luminosité infrarouge ? Le candidat le plus naturel semble être la population stellaire jeune. En effet les observations de notre propre galaxie montrent que les régions de formation d'étoiles ou les régions H II sont de formidables émetteurs infrarouges. Ceci se comprend parfaitement : ces régions concentrent à la fois les étoiles les plus jeunes³, sources du rayonnement le plus énergétique, et les grands nuages du milieu interstellaire où réside la poussière. L'explication est donc toute trouvée et l'émission infrarouge collectée par IRAS provient des étoiles jeunes des galaxies. Une partie de leur émission UV est absorbée par la poussière qui ré-émet cette énergie dans l'infrarouge.

De nombreuses observations viennent confirmer cette interprétation, et parmi celles-ci citons-en deux, sur lesquelles je me suis longuement penché durant ma thèse.

Si, comme l'on fait Devereux & Young (1990), on compile les luminosités dans l'infrarouge lointain (FIR) et dans la raie $H\alpha$ de recombinaison de l'hydrogène, on s'aperçoit qu'il existe une nette corrélation entre ces deux quantités. Comme l'émission $H\alpha$ provient presque exclusivement des régions H II produites par les étoiles jeunes et massives, on en conclut que l'émission FIR provient elle aussi de ces mêmes régions.

Sur les galaxies beaucoup plus proches, comme les Nuages de Magellan, on peut aller plus loin car leurs étoiles les plus brillantes peuvent être identifiées individuellement. En déterminant l'âge de ces étoiles, on obtient une carte de la distribution spatiale de l'âge stellaire. Dans Sauvage et al. (1990) nous avons montré

³En bon astronome préoccupé d'échelles galactiques, je ferai souvent l'amalgame entre étoile jeune et étoile massive.

que cette carte était bien corrélée avec l'émission infrarouge, indiquant à nouveau un lien important entre âge stellaire, et donc formation d'étoiles, et émission infrarouge.

Naturellement, de nombreuses incertitudes demeurent quant à la validité de cette relation, que j'ai mis moi-même en question (cf. Sauvage & Thuan, 1992, et 3.1.3) et l'on verra qu'elles ont généré beaucoup de programmes d'observation ISO. A la source de ces incertitudes, on trouve notamment le peu de contraintes dont on dispose sur la nature physique de la poussière interstellaire.

3.1.2 Nature de la poussière interstellaire

Avec seulement 4 bandes spectrales (12, 25, 60, et 100 μm) et une résolution spatiale de l'ordre de la minute d'arc, les données IRAS ne contraignent que faiblement les propriétés de la poussière. Que sait-on dans les années 1990 ?

Tout d'abord à grande longueur d'onde, les rapports de flux mesurés entre les bandes à 60 et 100 μm sont compatibles avec l'idée que cette émission provient de grains de poussière à l'équilibre thermodynamique avec le champ de radiation ambiant. En utilisant les propriétés spectrales des graphites et des silicates nécessaires pour reproduire les courbes d'extinction observées dans la Galaxie, et en les combinant avec les valeurs typiques des champs de radiation observés dans le voisinage solaire ou ailleurs, on obtient bien des spectres FIR compatibles avec les observations.

Cela dit ces mêmes calculs ne permettent pas de reproduire les flux observés à plus courte longueur d'onde. Ceux-ci demandent des températures d'équilibre de l'ordre de 100-500 K impossibles à obtenir à part dans l'environnement immédiat des étoiles. Or pour les objets proches où IRAS nous permet d'avoir accès à l'information spatiale, nous savons que l'émission à 12 et 25 μm provient des mêmes sites que l'émission à plus grande longueur d'onde. Par ailleurs les quelques observations spectroscopiques réalisées avant IRAS, ainsi que celles fournies par le spectromètre basse résolution d'IRAS (LRS), nous ont révélé que l'émission dans la bande à 12 μm ne ressemble absolument pas à un continuum thermique mais au contraire se présente sous la forme de bandes nettement marquées à 6.2, 7.7, 8.6, et 11.3 μm . Faute de modèle adéquat, ces bandes furent dénommées bandes non-identifiées (UIB pour unidentified infrared bands). Enfin, le comportement des flux IRAS à 12 et 25 μm est inverse de celui attendu pour un composant à l'équilibre thermodynamique : dans les objets Galactiques où nous sommes en mesure de connaître le champ de radiation, on voit que le rapport des flux à 12 et 25 microns augmente alors que le champ de radiation diminue (voir par exemple Boulanger et al., 1988). Ce comportement du rapport de flux 12/25 inverse de celui du rapport 60/100 s'avère en fait universel, il est observé des nébuleuses galactiques aux galaxies prises individuellement (par exemple les Nuages de Magellan) ou collectivement (Helou, 1986).

Le recoupement de toutes ces informations amène à l'idée que l'émission à courte longueur d'onde observée par IRAS est le fait de grains de poussière hors équilibre thermodynamique. Si l'énergie apportée par un photon est de l'ordre ou supérieure à l'énergie interne du grain qui l'absorbe, on conçoit bien que sa température va s'élever considérablement. Ceci impose que la taille des grains en question soit très petite. Par ailleurs, pour que le comportement de l'émission ne soit pas thermique, il faut que les grains ne puissent pas se maintenir à ces hautes températures. Il faut donc que leur temps caractéristique de refroidissement soit inférieur au temps qui sépare l'absorption successive de deux photons, ce qui demande de trouver des grains disposant de modes de refroidissement très efficaces. Pour fixer la terminologie on parlera alors de régime de chauffage stochastique. En cherchant des composés connus qui puissent répondre à ces critères est né le modèle PAH (Léger & Puget, 1984). Dans ce modèle, l'émission à courte longueur d'onde est produite par des macromolécules composées d'une multitude de cycles aromatiques partiellement hydrogénés (d'où leur nom en anglais : Polycyclic Aromatic Hydrocarbons, PAH). A chaque absorption de photon, la molécule est portée à haute température et l'énergie est très rapidement redistribuée dans des modes de vibration ou de torsion des liaisons C-C ou C-H. Les longueurs d'onde de ces modes sont assez proches de celles des UIB ce qui a immédiatement fait de ce modèle un favori pour expliquer l'émission observée par IRAS. Par la suite Désert et al. (1990) ont montré que pour proprement rendre compte de l'émission à 25 et 60 μm il fallait ajouter aux PAHs et aux grains à l'équilibre une composante intermédiaire, à l'époque assez mystérieuse : les très petits grains ou VSG (en anglais Very Small Grains). Ce modèle permet alors de rendre compte qualitativement d'un nombre important de propriétés établies par IRAS.

On s'en doute, malgré la relative complexité atteinte par le modèle de Désert et al. (1990), un certain nombre

de comportements observés lui échappent encore et font l'objet de quelques unes des grandes questions qui se posent au début des années 90, quant au comportement de l'émission infrarouge.

3.1.3 Quelques grandes questions

On peut tenter de les résumer en deux grands volets : (1) comprenons-nous bien les processus qui donnent naissance à l'émission infrarouge des galaxies et (2) notre modèle physique pour la poussière interstellaire est-il correct ?

La première question recouvre aussi bien la relation entre émission infrarouge et formation stellaire que l'existence de poussière échappant à la détection. Depuis le début de l'exploitation des données IRAS, nous savons qu'une partie de l'émission infrarouge nous échappe : si l'on utilise la partie grande longueur d'onde, émise par des grains à l'équilibre thermodynamique, on peut en principe mesurer la masse de poussière. Or les observations montrent qu'on observe systématiquement de 10 à 100 fois moins de poussière dans les galaxies extérieures que dans la nôtre (où la mesure peut-être faite indépendamment des observations IRAS par le biais de l'extinction interstellaire). A moins que notre galaxie soit exceptionnelle, cela signifie qu'il existe de la poussière que nous ne voyons pas, et les rares observations au-delà de 100 μm nous le démontrent : il existe de la poussière plus froide à laquelle IRAS n'est pas sensible et celle-ci, dans les quelques cas observés, représente l'essentiel de la masse de poussière (voir par exemple Engargiola, 1991).

S'il existe une phase supplémentaire de poussière qui échappe à IRAS, et qu'elle représente en fait l'essentiel de la masse de poussière des galaxies, on peut se demander si le lien existant entre l'émission infrarouge collectée par IRAS et la formation stellaire tient toujours. Pour ne citer qu'un exemple, la corrélation observée par Devereux & Young (1990) s'interprète en ce sens en supposant que la totalité de l'énergie produite par les étoiles massives est convertie en infrarouge à 60 et 100 μm . Dans ce cas, où trouver l'énergie pour la poussière observée à plus grande longueur d'onde ? La seule possibilité est d'aller la chercher dans les populations stellaires plus anciennes ou moins massives. Mais si ces populations peuvent intervenir dans le chauffage de la poussière observée au delà de 100 μm , alors elles peuvent aussi contribuer au chauffage de la poussière observée à plus courte longueur d'onde. Ainsi le lien entre l'émission collectée par IRAS à 60 et 100 μm pourrait être beaucoup moins clair que l'on ne pense. C'est à l'exploration de ce problème que j'avais consacré la fin de ma thèse et un des articles qui en était sorti (Sauvage & Thuan, 1992). Comme on le verra, ce problème a continué à m'occuper par la suite⁴.

En fait l'idée que l'émission des poussière peut être intimement reliée à la formation stellaire trouve aussi une de ses origines dans l'impression que la poussière ne serait sensible qu'au rayonnement UV, produit uniquement par les étoiles jeunes et massives. Il est vrai que la poussière classique, c'est-à-dire les gros grains, absorbe très efficacement l'UV, mais elle est aussi sensible au rayonnement visible. Pour ce qui est des PAH, les premiers modèles les incluant privilégiaient aussi un chauffage par l'UV (il faut que les photons aient individuellement suffisamment d'énergie).

Pourtant, assez tôt, les choses apparurent moins claires, ce qui nous a amenés à douter que nous ayons correctement décrit la poussière interstellaire. Comme je viens de le dire, des questions de budget énergétiques des galaxies plaident pour une sensibilité non-négligeable de la poussière au rayonnement visible. Mais cela ne se restreint pas aux grandes longueurs d'onde : en étudiant l'émission à 12 μm au voisinage d'étoiles dont la température effective varie de 5000 à 33000 K, Sellgren et al. (1990) montrent que le rayonnement visible doit participer au chauffage des grains émettant à 12 μm .

Il est donc possible que les modèles de poussière nécessitent de sérieuses révisions. D'ailleurs les nombreuses tentatives pour expliquer le spectre des UIB à l'aide de PAH synthétisés en laboratoire échouent : les PAHs de laboratoire montrent une variabilité des positions et des intensités relatives des bandes d'émission qui ne s'observe pas dans le ciel. Sans remettre en cause le principe du régime de chauffage stochastique, des doutes s'élèvent quant à l'existence des "PAHs astronomiques".

C'est dans ce contexte de faits établis pour les uns et débattus pour les autres que la communauté astronomique se prépare au lancement d'ISO et à l'arrivée aux télescopes d'une toute nouvelle génération d'instruments infrarouges.

⁴ne serait-ce que pour gérer le stress généré par les mails pour le moins agressifs de Nick Devereux...

3.2 Le développement de l'instrumentation infrarouge à la fin du XX^{ème} siècle

Dans le domaine infrarouge, la décennie a été riche, avec le vol d'ISO dans les années 95-98, la multiplication des caméras 10-20 μm au foyer des grands télescopes comme le CFHT ou le 3.6 m de l'ESO, et enfin l'avènement des "caméras" de bolomètres (voir les sections 3.2.2 et 7.2 pour comprendre la signification des guillemets). En quelque unité qu'on la mesure, coût, personnel mobilisé, volume de données produit, nombre de sources observées, la part d'ISO est la plus importante, je parlerai donc de ce satellite en premier. Que ceux qui ont passé les 5+ dernières années enfouis sous des données ISO veuillent bien nous rejoindre dans la partie suivante...

3.2.1 ISO, le télescope spatial infrarouge

Avec son petit miroir de 60 cm ISO, pour *Infrared Space Observatory* a en principe bien du mal à faire pâlir un autre télescope spatial, Hubble. Cependant, en s'aventurant bravement dans l'infrarouge, il a tout de même bien repoussé les frontières de nos connaissances. En effet, malgré un miroir identique à celui d'IRAS, son prédécesseur, les progrès en matière de détecteurs ont permis des améliorations substantielles tant de la résolution spatiale, de la résolution spectrale, que de la sensibilité. De plus le domaine spectral a été sensiblement élargi, passant des 8-140 μm couverts par IRAS au domaine 2.38-240 μm . Cet élargissement peut sembler peu significatif si l'on ne considère que les chiffres, mais si l'on se rappelle que les étoiles peuvent encore produire une part significative du flux à 2 μm , et que le pic d'émission des galaxies se situe en général en deçà de 200 μm mais au-delà de 100 μm , on se rend compte que cet élargissement nous donne une bien meilleure couverture de l'émission infrarouge des galaxies. De plus ISO a fonctionné comme un véritable observatoire, en effectuant des observations pointées, à la différence d'IRAS qui, à de rares exceptions près, balayait le ciel. Ce mode a encore amélioré la sensibilité d'ISO par rapport à IRAS.

Pour couvrir ce domaine de longueur d'onde le plus complètement possible, ISO disposait de 4 instruments, que je décris brièvement ici en tentant de dépasser mon biais personnel pro-CAM...

- **SWS** : le spectromètre pour les longueurs d'onde allant de 2.38 à 45.2 μm . Il s'agit essentiellement d'un spectromètre à réseau délivrant une résolution spectrale ($\Delta\lambda/\lambda$) de 1000 à 2000. Cette résolution spectrale peut être augmentée d'un facteur 20 à l'aide d'un module Fabry-Pérot. Ces hautes résolutions spectrales se payent d'une absence de résolution spatiale, et SWS intègre le flux dans des ouvertures variant entre 14" \times 20" et 20" \times 33" dans son mode normal, et entre 10" \times 39" et 17" \times 40" dans le mode Fabry-Pérot. Ces différentes ouvertures, et l'existence de 17 détecteurs distincts pour autant de bandes de longueur d'onde peuvent créer de sérieux problèmes de "recollement" des spectres individuels qui se manifestent par des créneaux sur le spectre total. On peut aussi noter que si la taille de l'ouverture est généralement faible par rapport au faisceau IRAS elle n'évite pas un risque de confusion, comme par exemple dans le cas des galaxies à noyau actif entourées d'une zone de formation stellaire. Pour parfaire ses connaissances sur SWS, on pourra consulter de Graauw et al. (1996) et Leech et al. (2002). Dans le domaine observé par SWS on trouve les bandes PAH, la plupart des raies de structures fines en provenance des régions H II ainsi que le continu émis par les très petits grains hors équilibre. On y trouve aussi de nombreuses signatures en absorption/émission de molécules plus ou moins complexes, mais de cela il sera peu question ici.
- **LWS** : le spectromètre pour les grandes longueurs d'onde, couvrant le domaine 43-196.9 μm . Comme SWS, LWS est essentiellement un spectromètre à réseau délivrant une résolution spectrale de 150-200, mais des modules Fabry-Pérot peuvent être insérés dans le chemin optique pour atteindre de plus hautes résolutions spectrales (~ 10000). Comme pour SWS, l'existence d'une dizaine de détecteurs pour couvrir l'ensemble du domaine spectral peut poser des problèmes de recollement du spectre aux jonctions des différents sous-domaines. Au contraire de SWS, LWS ne dispose pas d'une ouverture variable. Cependant, dans son domaine spectral le faisceau est de l'ordre de 80" FWHM, soit une assez faible amélioration par rapport à IRAS. Avec un tel faisceau, les incertitudes sur les objets contribuant au flux détecté peuvent devenir grandes. L'instrument est décrit avec plus de détails dans Clegg et al. (1996) et Gry et al. (2002). Pour ce qui va nous intéresser ici, LWS est l'instrument qui donne accès aux raies de [C II] et [O I], deux raies essentielles pour le refroidissement du gaz dans les galaxies. LWS est aussi l'instrument qui couvre le plus proprement le continuum d'émission des gros grains à l'équilibre ther-

modynamique.

- **PHT**⁵ : bien que son nom ne l'indique pas, PHT, le photomètre est l'instrument le plus ambitieux d'ISO. Couvrant l'ensemble du domaine spectral de 2.5 à 240 μm à l'aide d'une multitude de détecteurs, PHT est un instrument polyvalent. Dans le domaine 2.5-5 et 6-12 μm PHT est un spectromètre avec une ouverture de 24"×24". Dans le domaine 3-120 μm PHT est un photomètre multi-ouvertures. Enfin dans le domaine 50-240 μm PHT est une mini-caméra avec des détecteurs de 9 ou 4 pixels. Lemke et al. (1996) et Laureijs et al. (2002) donnent la plupart des autres détails utiles quant aux caractéristiques de PHT. Ces capacités impressionnantes cachent cependant une énorme complexité d'utilisation et surtout d'étalonnage. De plus, pour des raisons multiples, PHT s'est révélé peu sensible ou inutilisable vers 25-50 μm , et ce d'autant plus que PHT-A, qui devait être une caméra à 25 μm , fut abandonnée lors du développement de l'instrument. Ce qui fut une grande perte pour nous, et sans doute une bénédiction pour le télescope spatial Spitzer. Il est difficile d'énumérer les signatures spectrales intéressantes dans notre contexte auxquelles PHT donne accès. On peut cependant citer à nouveau les bandes PAH, quoique sa fenêtre spectroscopique se ferme un peu tôt. Le plus important est dans doute sa capacité à couvrir toute l'émission de la poussière, à la fois en équilibre et hors équilibre thermodynamique.
- **CAM** : d'une conception relativement plus simple, la caméra du satellite couvre les deux fenêtres spectrales 2.5-5 μm et 4-18 μm à l'aide de deux matrices de 32×32 pixels. Essentiellement destinée à l'imagerie grâce à une dizaine de filtres plus ou moins larges par fenêtre spectrale, CAM se distingue comme le seul instrument capable de spectro-imagerie, ou spectroscopie 3D, avec une résolution spectrale de l'ordre de 40. Ce mode, où un filtre circulairement variable (CVF) défile dans le champ optique, est sans doute le mode d'observation le plus important de CAM (bien qu'étant assez coûteux en temps d'observation, il ait d'abord été utilisé avec parcimonie). Dans la suite de ce document j'exposerai un grand nombre de résultats obtenus avec le CVF. On trouvera plus de détails sur les caractéristiques et performances de CAM dans Cesarsky et al. (1996) et Blommaert et al. (2001). Les problèmes principaux de CAM furent l'existence d'un courant d'obscurité variable, que l'on réussit rapidement à modéliser, ainsi que divers effets de mémoire, dénommés transients de plus ou moins long terme, qui ne sont à ce jour que partiellement corrigés, voir Abergel et al. (1996), Coulais & Abergel (2000), Miville-Deschênes et al. (2000), et Fouks et al. (2003). Pour ce qui va nous intéresser ici, CAM nous donne surtout accès aux bandes PAHs, à un certain nombre de raies de structure fine en provenance des régions H II ainsi qu'au continuum des très petits grains hors équilibre thermodynamique. On observera aussi parfois la bande d'absorption des silicates.

Prévu initialement pour une durée de vie de 18 mois, ISO a en fait tenu pratiquement 28 mois. Au moment de l'épuisement de ses réserves d'hélium, ISO totalisait plus de 26000 observations scientifiques, toutes accessibles en lignes via l'archive ISO⁶. A ce jour, une part importante de ces observations reste à exploiter. On peut par ailleurs juger de l'importance des données ISO par leur fréquence d'apparition dans la littérature scientifique. Comme on peut le voir sur la figure 3.1, le taux de publication ISO s'est très rapidement établi à son niveau actuel de ~ 150 publications annuelles, et ce même dans les premières années suivant son lancement, contrairement au HST qui semble atteindre son rythme de croisière 10 ans après son lancement (hors graphique et à une fréquence respectable de presque 500 articles par an). En valeur absolue la fréquence de publication ISO peut sembler faible, mais il faut se souvenir que seules les années 96, 97 et 98 ont permis la production de données alors que le rythme de production de données du HST est constant ou presque depuis son lancement. Pour les besoins du Service d'Astrophysique (SAp), je suis les publications ISOCAM (en bleu sur la figure). On peut voir qu'elles représentent en général 1/4 des publications ISO. Elles semblent évoluer différemment puisqu'elles sont en augmentation quasi-constante. Le maximum a pour l'instant été atteint en 2002 avec 63 articles.

3.2.2 Ouverture du domaine infrarouge pour les télescopes au sol

Il n'a bien entendu pas été nécessaire d'attendre ISO ou même IRAS pour tenter de scruter le ciel aux longueurs d'onde de la poussière. Cependant on peut dire que les développements technologiques nécessaires

⁵ou PHOT.

⁶<http://www.iso.vilspa.esa.es/>

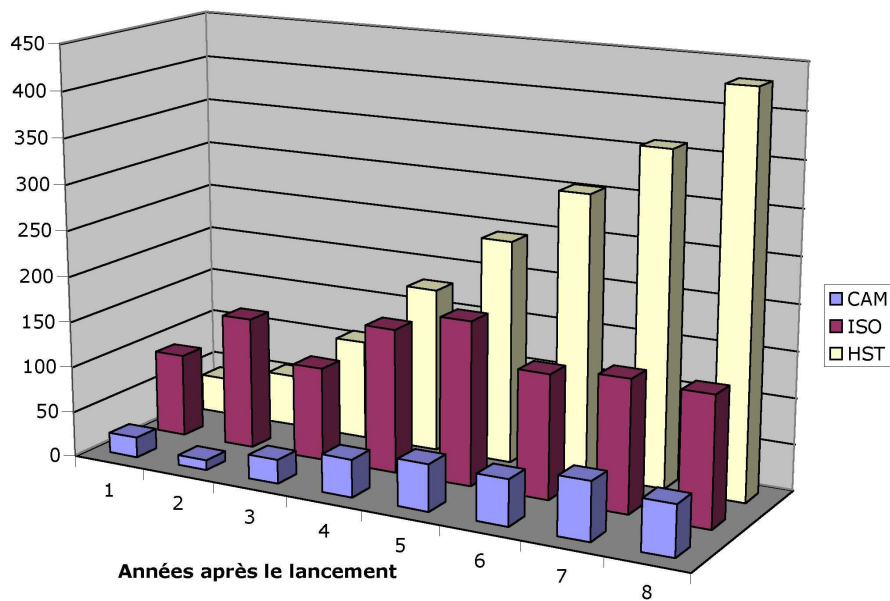


FIG. 3.1— Fréquences de publication dans les revues à comité de lecture pour ISO (global tel que mesuré par l'ESA), ISOCAM (tel que relevé par moi pour les besoins du SAP) et HST (Meylan et al., 2003). L'abscisse couvre la période 1996-2003 pour ISO et 1991-1998 pour le HST.

pour ces deux missions ont permis de passer, tout du moins dans le domaine de l'infrarouge moyen (MIR, 5-30 μm) de la période des pionniers à celle de la maturité.

Avant les années 1990, l'essentiel de l'instrumentation infrarouge n'était utilisable que par le biais de collaboration avec ses concepteurs (e.g. C. Telesco, les équipes du Kuiper Airborne Observatory, KAO) et l'on ne recensait que peu de télescopes dédiés à cette longueur d'onde (essentiellement le KAO, le NASA-IRTF et le UKIRT sur le Mauna Kea).

Depuis, la situation s'est spectaculairement améliorée et toutes les bandes atmosphériques où la transmission dépasse les 40% (cf. figure 3.2) sont désormais largement pourvues en instruments accessibles à l'ensemble de la communauté. Le SAP n'a pas peu contribué à cet essor, et d'ISOCAM est sortie toute une génération d'instruments : CAMIRAS pour un temps au CFHT (avant C10 μ , son presque clone de l'Observatoire de Lyon), TIMMI pour le 3.6 m de l'ESO à La Silla (aujourd'hui remplacée par TIMMI2), et bientôt VISIR pour le VLT. Au-delà de nos frontières européennes, l'explosion a aussi eu lieu puisque pratiquement tous les télescopes de 8 m ont leur instrument pour l'infrarouge moyen (LWS pour les Keck, COMICS pour Subaru, OSCIR, TRecs, Michelle pour les Gemini). Même si la spectroscopie a encore un peu de mal à être opérationnelle, on peut dire que la bande MIR est maintenant complètement couverte du sol, tant en imagerie qu'en spectroscopie. Les détecteurs sont devenus plus grands, puisque de la caméra 32 \times 32 pixels d'ISOCAM, on est maintenant passé par exemple à un format de 320 \times 240 pour TIMMI2. Evidemment, la possibilité de travailler au sol permet d'utiliser des miroirs de grande taille (10 m pour le plus grand) et la résolution spatiale des observations sol est nettement meilleure que celle permise par ISO (un bon facteur 10 d'amélioration pour des longueurs d'onde similaires dans le domaine MIR).

Cela dit, l'observation à partir du sol n'a pas vraiment rattrapé l'observation depuis l'espace, et ce pour plusieurs raisons physiques ou techniques. Tout d'abord, malgré l'amélioration de la sensibilité des détecteurs et la multiplication par plus de 200 de la surface collectrice, le sol et l'espace ne "jouent" pas dans la même plage de sensibilité. A cause de la formidable émission thermique du télescope et de l'atmosphère, les sources les plus faibles observables du sol sont encore des objets brillants pour un télescope refroidi comme ISO, et les sources faibles observées par ISO sont hors d'atteinte des télescopes sol. Ensuite, l'utilisation de télescopes de plus en plus grands, si elle permet d'augmenter la sensibilité et la résolution spatiale, entraîne aussi une diminution sensible du champ de vue, en général en deçà d'une minute d'arc (voire parfois juste une dizaine de secondes d'arc), ce qui rend complexe l'observation d'objets étendus. Ce type d'observation est d'autant plus difficile que la présence de l'atmosphère, dont l'émission est variable sur de très courtes échelles de temps,

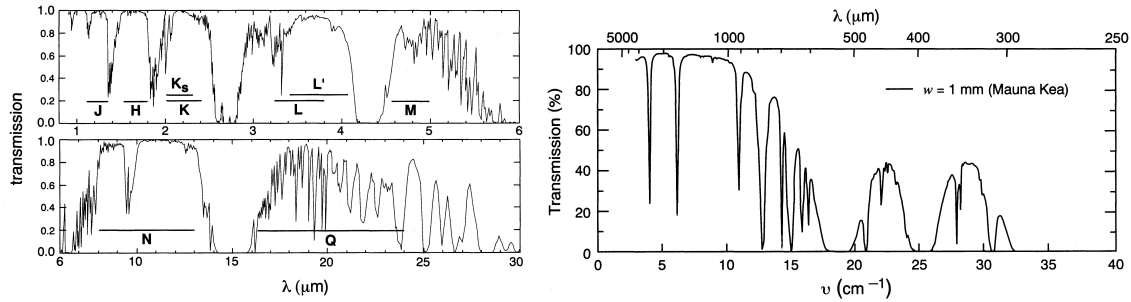


FIG. 3.2.— Transmission atmosphérique au Mauna Kea. Au-delà de $30\ \mu\text{m}$ et en deçà de $300\ \mu\text{m}$ l’atmosphère est totalement opaque au sol et seuls les observatoires embarqués y ont accès (e.g. KAO, SOFIA). Sur cette figure on voit nettement les bandes de l’infrarouge accessibles du sol, avec leur dénomination standard, et on mesure la difficulté des observations dans les bandes Q, 350 et $450\ \mu\text{m}$ (figure adaptée de Cox, 2000).

impose de moduler rapidement le signal (c’est le chopping), en alternant une pose sur l’objet et une pose en dehors. Pour des objets étendus comme des galaxies, il peut s’avérer impossible de trouver un champ “en dehors” de l’objet.

Si la décennie 1990-2000 a vu la maturation des techniques d’observation dans le domaine MIR, elle a été le témoin d’une véritable ouverture, celle du domaine $350\text{-}850\ \mu\text{m}$, dit sub-millimétrique ou Submm. Avant 1990, on ne disposait que de quelques détecteurs monopixels au KAO ou à l’IRAM. Aujourd’hui, la plupart des télescopes radio optimisés pour le domaine millimétrique (IRAM, JCMT, SEST) ont leur réseau de détecteurs (à moins de 100 détecteurs par réseau, on ne peut pas encore véritablement parler de caméra, et il faudrait aussi que les détecteurs soit multiplexés). Le plus connu de ces réseaux est sans doute SCUBA, qui vit sa première lumière en 1996, mais on peut citer aussi SIMBA au SEST, ou MAMBO à l’IRAM. Tous ces instruments ont en commun d’utiliser des bolomètres pour détecter le rayonnement submm, au contraire du domaine MIR qui utilise exclusivement des détecteurs à base de photoconducteurs. Les bolomètres ont l’avantage d’être sensibles à des plages extrêmement vastes de longueurs d’onde, mais ils nécessitent aussi un environnement très stable et froid, ce qui rend leur utilisation complexe. Ils sont aussi plus bruyants et beaucoup plus difficiles à multiplexer que les photoconducteurs, ce qui restreint leur utilisation aux longueurs d’onde où ces derniers ne fonctionnent plus. Comme pour le MIR, l’atmosphère et les télescopes sont des phares dans le Submm et à nouveau des techniques de modulation doivent être déployées pour observer depuis le sol, avec des conséquences similaires sur la taille des objets observables. Comme la plupart des télescopes équipés d’instruments Submm ont des tailles de l’ordre de $15\text{-}30\ \text{m}$, la résolution spatiale atteinte dans le Submm est de l’ordre de celle de CAM, soit $\sim 10''$. Cela peut sembler peu, mais c’est nettement mieux que ce que pouvait faire IRAS ($\sim 3'$) ou PHT ($\sim 80''$).

Pour ce qui est de la sensibilité, les instruments sol Submm, même s’ils n’atteignent pas les performances d’ISO dans le domaine FIR, lui sont malgré tout plus complémentaires que leurs homologues MIR. Grâce aux très grandes antennes utilisées (de 12 à $30\ \text{m}$ de diamètre), beaucoup des sources observées avec ISO dans le domaine MIR sont accessibles aux télescopes Submm sol. Comme les résolutions spatiales sont aussi équivalentes, on voit donc apparaître un nombre croissant d’études combinant ISOCAM et SCUBA (comme par exemple Galliano et al., 2003).

Cela n’étonnera sans doute aucun observateur, mais une des difficultés principales de l’observation à partir du sol, tant dans le domaine MIR que Submm, réside dans l’étalonnage précis des observations. Dans l’espace tout est relativement simple car pour peu que le Soleil y mette du sien, la météo spatiale est très stable et les mesures sont très reproductibles d’une orbite à l’autre. Au contraire la météo terrestre est très chaotique, la transmission de l’atmosphère et son émission sont très variables, parfois à l’échelle de l’heure voire de la minute (auquel cas il est souvent conseillé de rentrer chez soi...). De ce fait il ne faudra pas s’étonner de croiser parfois dans la littérature plusieurs valeurs de flux d’un même objet dans apparemment le même filtre. Il ne s’agit pas de jeter la pierre aux observateurs terrestres (j’en fait partie), mais simplement de signaler la difficulté d’étalonner proprement les observations réalisées au sol.

En conclusion, en un peu plus de 10 ans, nous avons assisté à une explosion de nos capacités à recueillir le message infrarouge. Il est temps maintenant de voir ce qu’il en a été de ma propre contribution à l’entreprise

de compréhension de ce message.

3.3 Plan de l'exposé

Je l'annonçais dans l'avertissement, j'ai tenté de dégager un certain nombre de lignes directrices pour présenter mes travaux. Dans le chapitre 4 j'ai rassemblé l'ensemble des études qui portent spécifiquement sur la découverte et l'interprétation des motifs spectraux peuplant la bande ISOCAM-LW. C'est dans ce chapitre que, grâce aux objets proches, je construis la base d'interprétation sur laquelle le reste du document se fonde. Le chapitre 5 est dédié aux galaxies spirales, et plus précisément aux problèmes que l'on rencontre lorsque justement on tente d'exporter un système d'interprétation construit sur des objets résolus à des galaxies prises dans leur globalité. Le chapitre 6 explore quant à lui des régimes d'activité supérieurs, que ce soit dans les galaxies starbursts ou celles à noyau actif. C'est dans ce chapitre que nous verrons les caractéristiques infrarouges les plus particulières et c'est aussi à cette occasion que nous quitterons le milieu interstellaire pour nous intéresser aux étoiles. Enfin le chapitre 7 est consacré à l'autre pan de mes activités, la préparation et l'accompagnement des missions ISO et Herschel.

4

Spectro-imagerie du milieu interstellaire des galaxies

Il est très intéressant d'observer à quel point l'idée que l'on se fait d'un instrument peut évoluer au fur et à mesure qu'on le pratique : d'une part, si l'on regarde le détail des programmes de temps garanti ISOCAM pour les galaxies, on remarque qu'il y est énormément question d'utiliser les deux filtres larges LW2, 6-8.5 μm , et LW3, 12-18 μm , pour mesurer les variations d'importance entre les PAHs et les VSGs. Or à l'usage la réalité s'est montrée nettement plus complexe et dans de nombreux cas, ce diagnostic se serait révélé inopérant s'il n'avait été complété par des observations avec le CVF (voir chapitre 5). D'autre part on peut voir dans la liste des filtres ISOCAM (table A.2) un nombre important de filtres étroits. Ces filtres ont été choisis pour réaliser des images dans des bandes judicieuses, comme les bandes PAH, la zone d'absorption des silicates ou encore la région d'émission des petites poussières chaudes. Or ces filtres ont été très peu utilisés car il s'est avéré que le mode CVF, ou mode de spectro-imagerie, était en fait extraordinairement plus fertile que ces filtres étroits.

Car effectivement ISOCAM n'est pas qu'une simple caméra. Chacune des deux voies comporte en effet ce filtre particulier, le CVF, qui possède la particularité de transmettre une longueur d'onde variant en fonction de la position où le faisceau intercepte le filtre. En faisant défiler régulièrement ce filtre dans le faisceau on réalise de fait de la spectroscopie intégrale de champ¹, c'est-à-dire qu'en chaque point du champ de vue, on dispose d'un spectre s'étalant, pour la voie à grande longueur d'onde, LW, de 5 à 16 μm . ISOCAM disposait aussi d'un CVF sur la voie à courte longueur d'onde, SW, mais de celle-ci il ne sera pas question ici. La résolution spectrale du CVF (environ 40), ne permet pas de mesurer correctement les intensités de raies ioniques présentes dans la fenêtre ISOCAM (essentiellement [Ne II], [Ne III], [Ar II], [Ar III], et [S IV], voir la table A.3) ou de l'hydrogène moléculaire, qui sont en général beaucoup trop fines et présentent un contraste assez faible avec le continuum avoisinant. Elle est par contre parfaitement adaptée aux différents motifs d'émission ou d'absorption dus à la poussière (bandes PAH, continuum des VSGs, ou bande d'absorption des silicates).

A l'instar de cette modification de perspective, je choisis donc de commencer l'exposé de mes travaux par des résultats obtenus dans ce mode particulier d'ISOCAM. Bien évidemment, le passage d'une résolution spectrale de l'ordre de 3 pour les filtres larges à 40 pour le CVF s'accompagne d'une perte de sensibilité. De ce fait, seuls des objets relativement proches ou brillants nous sont accessibles. On se rappellera à cet instant qu'au moment du lancement d'ISO, nous n'avions que des idées parcellaires sur la bande 5-20 μm . Seule une partie de cette bande est accessible du sol, et encore dans des conditions parfois douteuses, et le reste de nos données provenaient du LRS à bord d'IRAS, un instrument peu sensible lui aussi. Un des objectifs principaux d'ISO fut donc de conduire une exploration systématique de cette bande, afin (1) de relever précisément l'ensemble des motifs spectraux qu'elle présente, (2) de caractériser les variations de ces motifs, et (3) si possible de les associer aux propriétés physiques des milieux observés, ceci afin de pouvoir construire des outils diagnostics transposables aux objets plus lointains.

Il importe donc pour cela de commencer par observer des sources proches, aux caractéristiques les mieux

¹En fait il s'agit là d'un abus de langage puisqu'il n'y a pas dans ISOCAM d'élément disperser. Pour être précis, le CVF effectuée de l'imagerie en bande étroite.



FIG. 4.1— La nébuleuse par réflexion NGC 7023, dite de l’Iris, telle qu’elle apparaît dans le visible. On distingue nettement l’étoile centrale HD 20077, les régions bleutées qui correspondent à la réflexion de l’émission stellaire sur les nuages de poussière, ainsi que les régions produisant l’émission rouge étendue (ERE). Sur cette image, le Nord céleste est en haut. [Crédit photographique : Brian Lula, Source : Astronomy Picture of the Day]

connues possibles, représentatives des objets qui nous intéresseront par la suite dans l’univers plus lointain. C’est ainsi que l’attention se tourne d’abord vers les nébuleuses par réflexion et régions H II de notre Galaxie et de ses deux satellites, les Nuages de Magellan.

4.1 Nébuleuses par réflexion et régions H II de la Galaxie et des Nuages de Magellan

Les travaux présentés dans cette section ont été réalisés en collaboration avec D. Tran et A. Contursi. Pour NGC 7023 et M 17, des analyses similaires ont été publiées par Cesarsky et al. (1996a,b).

Pourquoi s’intéresser aux nébuleuses par réflexion et aux régions H II ? La réponse tient dans la nature de ces objets qui rassemblent en une seule zone “géographique” la majeure partie des sites d’émission infrarouge. Une nébuleuse par réflexion est moins une entité physique qu’un effet de voisinage cosmique. En effet lorsqu’une étoile se trouve suffisamment proche d’un nuage de gaz, il est possible d’observer la partie du rayonnement stellaire réfléchi dans notre direction par la poussière associée au gaz. Il existe une multitude de nébuleuses par réflexion dans notre galaxie. La plupart sont observées autour d’étoiles relativement jeunes ($\leq 10^8$ ans) pour la simple raison qu’avec le temps les étoiles dispersent ou s’éloignent de leur nuage parent, ce qui diminue très rapidement la quantité de rayonnement réfléchi et donc l’observabilité du phénomène.

Dans le visible, une nébuleuse par réflexion se manifeste essentiellement par une émission diffuse bleutée correspondant à l’émission stellaire réfléchi par la poussière. On y observe souvent une émission rouge étendue (ERE) dont l’origine, liée elle aussi à la poussière, reste cependant encore assez mystérieuse (voir Witt et al., 1998, pour une bonne introduction au problème). Tout cela est bien visible sur la figure 4.1. Un autre exemple fameux de nébuleuse par réflexion, plus ancienne et plus diffuse, se trouve dans l’amas des Pléiades.

Les étoiles qui “produisent” les régions de réflexion ne sont pas des étoiles ionisantes. Si elles l’étaient,

on aurait alors affaire à une région H II. En effet, cette dernière est le résultat de la formation d'un groupe² d'étoiles massives au sein d'un nuage moléculaire. Ces étoiles massives produisent un fort rayonnement UV ionisant qui, se propageant dans le milieu interstellaire, crée une bulle de gaz ionisé autour du groupe, la région H II proprement dite.

A tout instant, le rayonnement produit n'est capable de maintenir ionisé qu'un volume fini de gaz et en s'éloignant des étoiles on passe donc successivement d'une phase ionisée, à une phase neutre, puis une phase moléculaire. Dans ce cas on dira que l'on a affaire à une région H II limitée par le rayonnement, ou *radiation bounded* puisque c'est la quantité d'énergie disponible qui limite le volume de la région. Dans les cas où le volume de gaz initial est plus faible et où le rayonnement est suffisant pour ioniser la totalité du milieu interstellaire présent, on parlera de région limitée par la densité, ou *density bounded*. Ici les régions qui nous intéresseront le plus sont les *radiation bounded* car elles nous permettent de suivre les variations du spectre infrarouge lorsque l'on passe de la région ionisée à la région moléculaire. Puisque nous en sommes aux définitions, on notera que la région intermédiaire, celle où le rayonnement UV n'est plus suffisamment dur pour ioniser l'hydrogène, mais l'est encore assez pour dissocier les molécules, s'appelle la région de photo-dissociation, ou PDR³, et l'on verra qu'elle joue un rôle important pour l'émission infrarouge.

Dans le visible, une région H II se distingue par une émission diffuse rougeâtre, qui correspond en fait à l'émission de la raie H α de recombinaison de l'hydrogène. Cette émission trace donc l'extension de la région ionisée⁴. Evidemment, on est en général fort éloigné de l'image d'une "bulle" de gaz ionisé, comme le démontre de façon éloquente la figure 4.2, car la forme des régions H II est fortement dépendante de la distribution spatiale des étoiles qui la créent, et de la pression qui règne dans le gaz environnant.

Comme le montrent les figures 4.1 et 4.2, nébuleuses par réflexion et régions H II abondent en poussière interstellaire. Cette poussière est exposée à une grande variété de conditions physiques suivant sa situation par rapport aux étoiles et au gaz. Ainsi, nébuleuses par réflexion et régions H II nous fournissent des environnements privilégiés pour étudier son émission, et tenter d'en comprendre les mécanismes.

4.1.1 NGC 7023

Commençons donc par l'objet le plus simple : NGC 7023. Il s'agit d'une nébuleuse créée par une seule étoile, comme le montre bien la figure 4.1, une étoile de Herbig de type B3IVe de $4000 L_{\odot}$ et de température effective 17000 K, relativement proche de nous, à 440 pc (Whitcomb et al., 1981). Bien qu'une seule étoile soit responsable de la nébuleuse, la géométrie de l'objet n'est pas simple. L'étoile a vraisemblablement dissocié le gaz moléculaire autour d'elle, créant une poche de gaz atomique. L'ERE semble indiquer une concentration du milieu interstellaire de part et d'autre de l'étoile plutôt que tout autour d'elle. Cette concentration en deux zones principales est effectivement confirmée par la carte de l'émission des poussières (voir figure 4.3a). En fait, il s'agit vraisemblablement des régions où les bords de la cavité sont les plus proches de l'étoile centrale, car on détecte de l'émission plus faible sur toute la zone observée avec ISOCAM. Et dans la plupart des cas, on observe le spectre reporté sur la figure 4.3b. Ce spectre est plus précisément celui de la région la plus brillante du champ ISOCAM, située autour de l'étoile centrale. Ce spectre montre nettement la série de bandes PAH à 6.2, 7.7, 8.6, 11.3 et 12.7 μm . Comme NGC 7023 est une région d'assez faible excitation, on a ce que l'on peut appeler un spectre "pur PAH". A tel point que de nombreux modèles de décomposition phénoménologique des spectres MIR utilisent ce spectre comme archétype du spectre MIS (par exemple Laurent et al., 2000; Förster-Schreiber et al., 2003b). Sur ce type de spectre on peut d'ailleurs apercevoir de nouveaux membres de la "famille" PAH, en particulier au-delà de 12.7 μm , à 13.5 et 14.5 μm .

ISOCAM, avec sa faible résolution spectrale, n'est pas l'instrument le mieux adapté à l'identification de nouvelles bandes spectrales de faible intensité, ou à l'exploration du profil exact des bandes PAH. SWS a permis de procéder à ce type de travail et a montré que certaines des bandes sont en fait multiples, telle la bande à 7.7 μm , ou se déplacent légèrement d'un objet à un autre comme la bande à 6.2 μm . De nombreuses bandes

²Il suffit cependant d'une seule étoile ionisante pour générer une région H II, comme dans le cas des régions H II ultra-compactes.

³PDR peut aussi être l'acronyme de photon-dominated region, c'est à dire des régions dans lesquelles l'essentiel des transferts énergétiques sont le fait des photons. Il se trouve que les zones de photo-dissociation sont effectivement des zones où les photons dominent les échanges, mais que la réciproque est assez vraie elle aussi.

⁴pour l'hydrogène s'entend. Pour les autres éléments l'extension de leur zone ionisée relativement à celle de l'hydrogène va dépendre de leur potentiel d'ionisation et du spectre de l'étoile.



FIG. 4.2— La région H II Messier 17, ou nébuleuse du Cygne, observée en lumière visible. Le rayonnement collecté est essentiellement celui de la raie $H\alpha$ de recombinaison de l'hydrogène. Comme on peut le voir la distribution spatiale de l'émission est très loin d'être sphérique. On notera l'existence d'une forte "barre" d'émission dans le centre de l'image. Elle correspond au front d'ionisation situé en surface du nuage moléculaire ayant donné naissance aux étoiles (qui sont, elles, dans la zone saturée de l'image). Le nuage lui-même se manifeste par les zones les plus sombres de l'image. Le Nord céleste est en haut de l'image, et les flèches indiquent le centre du champ observé avec ISOCAM. [Crédit photographique : David Malin pour l'Anglo-Australian Telescope.]

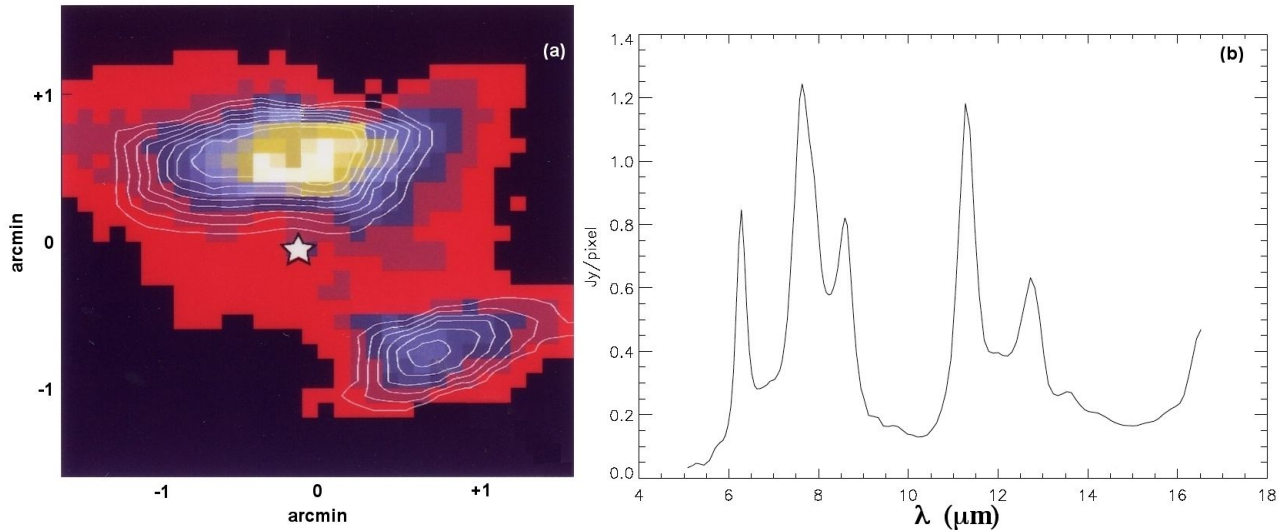


FIG. 4.3— (a) Carte de NGC 7023 observée dans la bande PAH à $8.6 \mu\text{m}$. Le symbole d'étoile indique la position de l'étoile centrale. Dans cette figure, le Nord céleste est dans la direction du coin supérieur gauche de l'image. Les contours blancs représentent les observations en bande H I de Fuente et al. (1996), et signalent la présence de gaz photodissocié. (b) Spectre de la région la plus brillante de NGC 7023, située autour de l'étoile centrale. [D'après D. Tran pour le panneau (a) et Cesarsky et al. (1996a) pour le panneau (b).]

de faible intensité sont aussi détectées dans les zones où ISOCAM semble détecter une émission continue. On pourra consulter à cet égard l'article fort complet de Peeters et al. (2002). En fait, cette question du continuum entre les bandes les plus prononcées est assez cruciale car il est difficile de comprendre son origine dans le cadre d'une interprétation purement moléculaire (type PAH) de l'émission MIR. La mise en évidence par SWS d'un grand nombre de bandes faibles va dans le sens de l'explication classique du "continuum" par les tenants du modèle PAH : celui-ci serait en fait dû à la superposition d'une multitude de bandes PAH non-résolues spectralement. Il faut signaler cependant que ce type d'interprétation porte en lui une des faiblesses du modèle : la très faible variabilité des motifs principaux, alors que chaque type de PAH présente une signature spectrale tout à fait propre. Une interprétation alternative séduisante du continuum a été présentée par Boulanger et al. (1998). En effet ces derniers ont remarqué que les principales bandes PAH peuvent être très bien ajustées par des Lorentziennes. Or celles-ci présentent des ailes de raies bien plus larges que de simples gaussiennes et la superposition de ces ailes donne naissance au continuum observé. Le succès d'une représentation des raies par des Lorentziennes, le profil "naturel" de raies émises par les grandes molécules, va plutôt à l'encontre de l'interprétation "classique" du modèle PAH, où les bandes PAH sont une superposition de raies fines en provenance de très petites molécules. C'est dans ce cadre que Jones & d'Hendecourt (2000) ont proposé le modèle des nano-cristaux de graphite. Dans ce modèle, les bandes sont émises par la surface du grain, où l'hybridation du carbone cesse d'être graphitique pour devenir aromatique, comme pour les PAH.

L'existence de ces interprétations apparemment incompatibles tient sans doute au fait qu'il est fort possible que les limitations instrumentales (la faible résolution spectrale pour ISOCAM et l'absence d'information spatiale pour ISOSWS) fassent disparaître les informations qui nous permettraient de mieux comprendre l'émission MIR. Les choses vont peut-être changer avec Spitzer dont l'instrument de spectroscopie va au-delà de certaines des limites d'ISO.

Il n'entre pas dans mes objectifs ici de déterminer si le modèle PAH est celui qui, une fois les observations ISO bien analysées, présente le plus de chances de survie. Cela est bien évidemment l'avis de ses avocats, mais force est de constater que si les données de laboratoire permettent de reproduire de façon spectaculaire les données pourtant très riches recueillies par SWS, nous sommes toujours aussi perplexes quant à l'interprétation physique des ajustements réalisés. Non, l'objectif ici est de dégager ce qui, dans NGC 7023, peut être suffisamment universel pour nous permettre de mieux comprendre les observations que nous allons faire à plus grande distance. Pour ce qui est du spectre de NGC 7023, nous retiendrons donc que dans le cas de régions de faible excitation, la quasi-totalité du spectre collecté provient des motifs PAHs, que le continuum soit constitué de

bandes non-résolues ou des ailes de lorentzienne des raies principales. Comme cela nous servira par la suite, je note dès à présent que le rapport de densité spectrale de flux⁵ dans les bandes LW2[5-8.5 μm] et LW3[12-18 μm] est de l'ordre de 1.

Mais nous n'avons pas encore exploité l'information spatiale présente sur la figure 4.3a. Sur cette figure, on a donc reporté en blanc les contours des observations HI de Fuente et al. (1996), obtenues avec le VLA et l'interféromètre du DRAO, donc avec une résolution spatiale supérieure ou égale à celle d'ISOCAM. L'image en couleur représente quand à elle l'émission mesurée dans la bande à 8.6 mic, mais le résultat est le même pour toutes les bandes PAH isolables dans le spectre. On constate donc une remarquable association spatiale entre les deux émissions. Que pouvons-nous en comprendre ? L'émission HI mesurée par Fuente et al. (1996) provient du gaz atomique, résultat ici de la dissociation du gaz moléculaire par le rayonnement de l'étoile centrale. Cela nous est confirmé par la position relative de l'étoile centrale, de l'émission HI et de l'émission CO (cf. Fuente et al., 1996, bien que la résolution spatiale du CO soit moins bonne) : les zones d'émission HI sont situées entre l'étoile centrale et le nuage moléculaire (hors du champ ISOCAM). Un autre indice encore plus probant du fait que le HI détecté correspond bien à du gaz photodissocié est la détection, juste au-delà des maxima HI en direction du nuage moléculaire, d'émission de H₂. L'observation de NGC 7023 met donc en évidence une association très forte entre l'émission dans les bandes PAH et l'existence d'une zone de photodissociation. Cela ne permet pas de lier physiquement les deux phénomènes mais au moins de considérer que l'émission PAH peut être utilisée comme un traceur des PDR.

En fait, cette association des deux phénomènes, PDR et émission PAH, est plutôt interprétée comme le fait que le même rayonnement qui sert à dissocier les molécules, produit aussi la désorption des petites particules qui émettent les motifs PAH. Plus profond dans le nuage moléculaire, celles-ci se retrouvent adsorbées à la surface des grains plus gros (voir Boulanger et al., 1990; Miville-Deschênes et al., 2002), et l'émission PAH s'affaiblit.

Certes, NGC 7023 n'est pas véritablement représentative du milieu interstellaire diffus qui baigne les galaxies. Cela dit cette nébuleuse montre que les régions de photodissociation sont de copieuses productrices d'un spectre que nous appellerons "pur PAH". D'autre part, les phénomènes qui se produisent à la surface du nuage moléculaire autour de HD 200775 sont, eux, universels, si tant est que l'on soit en présence de rayonnement photodissociant.

4.1.2 Messier 17

Observons maintenant les modifications du spectre lorsque l'on s'intéresse à un objet plus actif comme M 17. Je ne tenterai pas de décrire la géométrie de M 17 car, comme on peut le voir sur la figure 4.2, celle-ci est très complexe. M 17 est une région H II, c'est à dire que l'essentiel de l'émission visible provient de la raie de recombinaison H α à 6500 Å. Les étoiles responsables de cette ionisation, l'amas ouvert NGC 6618, sont difficiles à voir dans la figure 4.2 car elles sont en partie cachées par les nuages de poussière répandus dans toute la région. Située à une distance de 1600-2000 pc, M 17 est une région H II plus massive qu'Orion.

On notera tout de même la barre lumineuse qui, pour les imaginatifs, forme le corps d'un cygne (sur l'image il a la tête en bas à droite et donne parfois son nom à la nébuleuse). Cette barre de gaz ionisé signale, en négatif, l'existence de nuages moléculaires de part et d'autre, encore épargnés par le front d'ionisation. On observera aussi l'existence de zones très sombres dans la partie en bas à droite de l'image (sud-ouest), qui correspondent elles aussi à des nuages moléculaires très denses. C'est dans cette zone que se situe le champ observé en mode CVF avec ISOCAM. Si cette région a été choisie, c'est parce qu'elle permet de faire entrer dans le champ de la caméra toutes les phases du MIS observées dans et autour des régions H II : la zone ionisée proprement dite, la zone photodissociée et la zone moléculaire. Bien entendu, un rapide coup d'oeil à la figure 4.2 nous montre bien que l'on est loin dans M 17 de cette belle stratification des phases. Néanmoins, même dans ces régions perturbées, nous allons voir qu'il est possible d'y voir clair dans les processus d'émission MIR.

En effet, comme le montrent les cartes de la figure 4.4, l'émission MIR est, dans cette région, assez bien stratifiée. On remarque en particulier les positions très complémentaires de l'émission dans la bande à 6.2 μm (figure 4.4a), et de l'émission dans le continuum mesuré à 14 μm (figure 4.4b). Cette disposition correspond en fait à une transition dans la nature du milieu interstellaire majoritaire sur la ligne de visée. On comprendra

⁵Energie reçue par unité de surface, de temps et de fréquence, exprimée généralement en Jansky (Jy) soit $10^{-26} \text{ W.m}^{-2}.\text{Hz}^{-1}$, notée f_ν et malheureusement souvent abrégée en simple "flux", y compris dans ces pages...

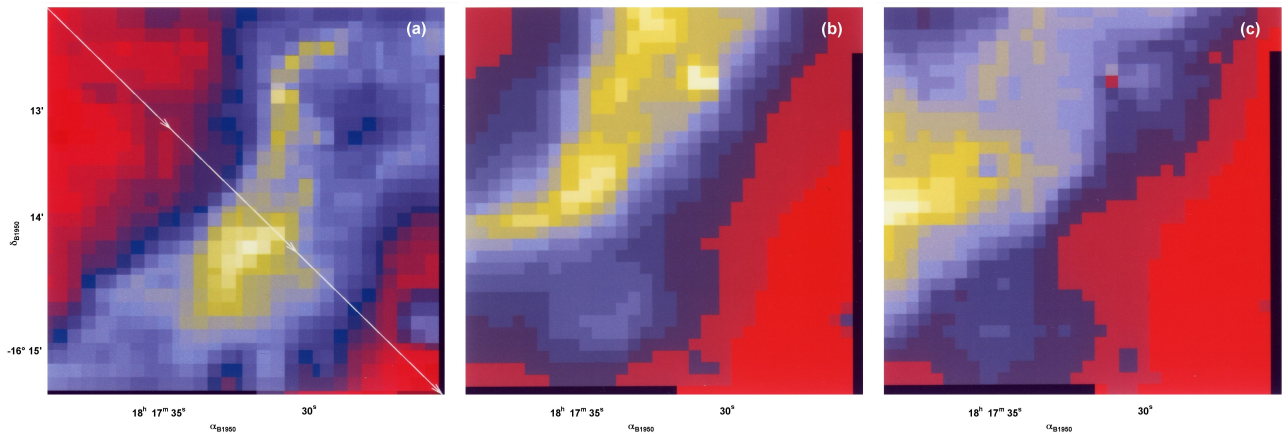


FIG. 4.4.— Cartes du champ observé par ISOCAM dans la région M 17. **(a)** Carte dans la bande PAH à $6.2 \mu\text{m}$, la ligne blanche définie la coupe suivant laquelle les spectres et les rapports de la figure 4.5 sont extraits. **(b)** Carte dans le continuum à $14 \mu\text{m}$. **(c)** Carte du rapport des continus observés à 14 et $6 \mu\text{m}$, les zones vertes étant celles où ce rapport est maximum, et les zones rouges, celle où il est minimum. [Figure tirée de la thèse de D. Tran.]

mieux la nature des régions traversées en se reportant au travail de Meixner et al. (1992). Ces auteurs ont cartographié cette région avec le KAO dans les raies de [O I] et [S II]. Ils ont aussi rassemblé des observations dans le continuum de la poussière, à 50 et $100 \mu\text{m}$, ainsi que des observations CO et dans le continuum radio (voir en particulier leurs figures 2 et 3).

Le continuum radio est émis par le processus free-free entre particules chargées et trace donc la région H II proprement dite. Cette émission est en très bonne coïncidence spatiale avec l'émission dans le continuum à $14 \mu\text{m}$ reportée sur la figure 4.4b. L'émission CO, qui trace les couches externes des nuages moléculaires, se situe en deçà de l'émission dans la bande à $6.2 \mu\text{m}$ (figure 4.4a, dans la partie sud-ouest de l'image en bas à gauche). Comme pour NGC 7023, on observe dans M 17 que l'émission dans les bandes PAH se situe dans une région intermédiaire entre la zone moléculaire et la région de plus haute excitation. Les données [S II] et surtout [O I] de Meixner et al. (1992) nous permettent de donner un nom à cette région : [O I] est émise principalement dans les régions de photodissociation or sa distribution spatiale est extraordinairement semblable à celle observée pour la bande à $6.2 \mu\text{m}$. Ainsi M 17 montre elle aussi une forte association de l'émission dans les bandes PAH avec l'existence d'une zone PDR.

De façon fort intéressante, la stratification de l'émission infrarouge semble se poursuivre à 50 et $100 \mu\text{m}$: à la résolution offerte par le KAO, l'émission à $50 \mu\text{m}$ a une distribution assez semblable à celle de la raie [O I] et donc se situe elle aussi dans la PDR, derrière la zone émettant à $14 \mu\text{m}$, et l'émission à $100 \mu\text{m}$ est légèrement décalée de l'émission [O I] vers le nuage moléculaire. Les émissions à 14 , 50 et $100 \mu\text{m}$ ont donc un comportement que l'on pourrait pratiquement qualifier de thermique si les températures mises en jeu, au moins pour les courtes longueurs d'ondes, n'atteignaient pas des valeurs irréalistes. En fait, il est plus probable que cette stratification régulière de l'émission IR continue traduise une variation de la distribution de taille des grains au passage dans le nuage moléculaire (voir à ce sujet Abergel et al., 2002).

L'élément nouveau que l'on trouve dans M 17, c'est donc la présence de ce continuum associé à la région H II. Sur la figure 4.4a, définissons un axe de coupe, qui passe de la région H II au nuage moléculaire et le long duquel nous allons pouvoir observer plus précisément les variations du spectre (on se reportera aussi à l'étude similaire menée par Cesarsky et al., 1996b).

Sur le panneau central de la figure 4.5, tirée de la thèse de D. Tran, nous avons représenté l'évolution de deux rapports qui peuvent être conçus comme des indicateurs du niveau d'excitation de la région observée. Le rapport des continus à 14 et $6 \mu\text{m}$, est, comme on peut le voir sur la figure 4.4c, un très bon indicateur du passage dans la région H II. Là où ce rapport est maximum, on observe aussi un fort niveau de continuum à $14 \mu\text{m}$, dont on a vu qu'il correspondait à la région H II. Le deuxième de ces indicateurs est le rapport [Ne III]/[Ne II]. Ces deux raies de structure fine signalent principalement la présence de rayonnement ionisant, de dureté d'autant plus grande que le rapport est élevé. Cela n'est cependant vrai qu'au premier ordre puisque la densité est aussi un facteur qui peut influencer fortement le rapport. Les deux indicateurs donnent en tout cas des informations concordantes sur

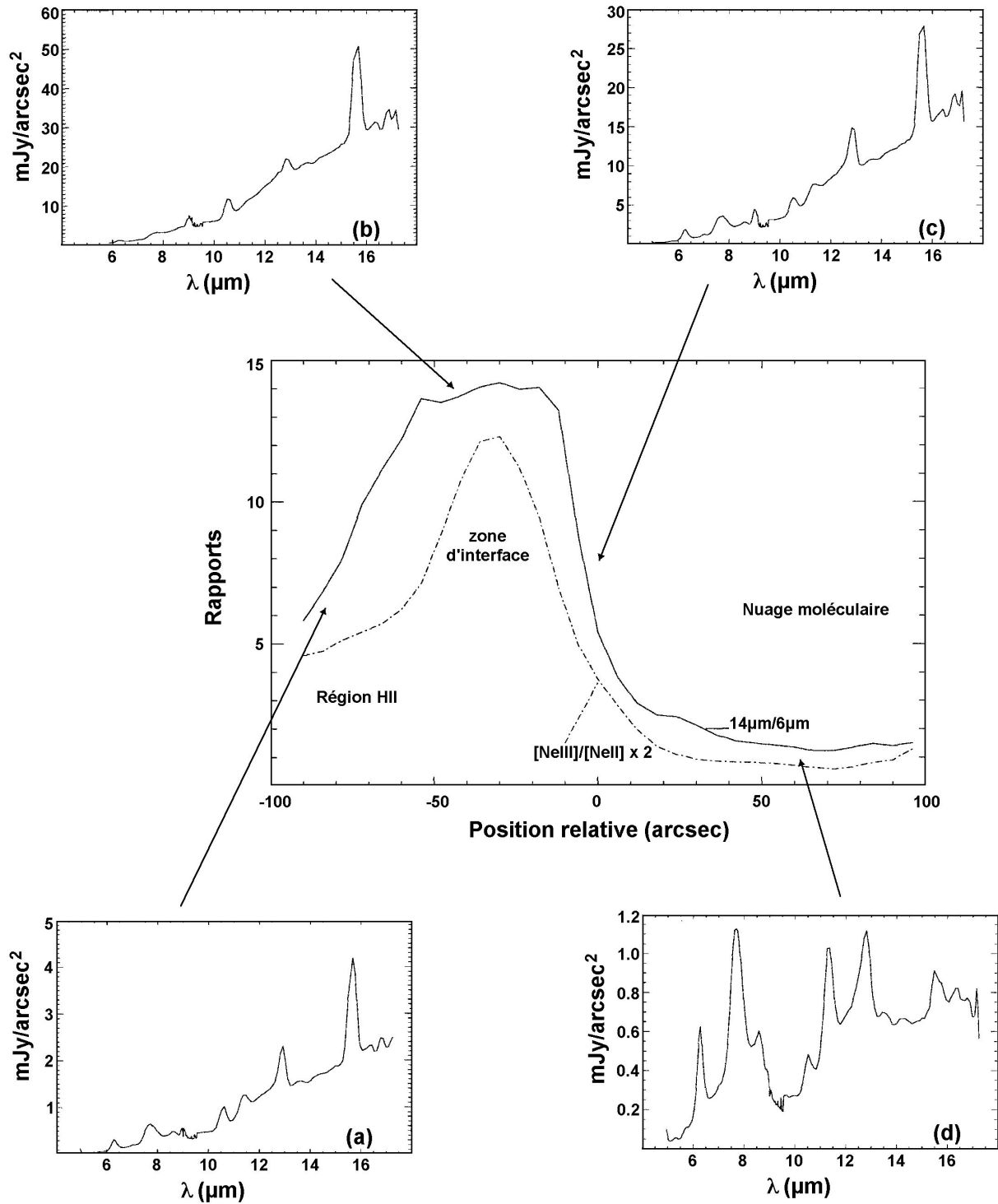


FIG. 4.5— Variations du spectre MIR observées lors du passage de la région H II au nuage moléculaire, en suivant la ligne blanche tracée sur la figure 4.4a. Dans le sens des aiguilles d'une montre on trouve : (a) Le spectre observé dans la direction de la région H II, (b) le spectre observé au maximum du rapport des continus à 14 et 6 μm , (c) le spectre observé à l'interface entre la zone d'émission des bandes PAHs et du continuum à 14 μm , et en (d) le spectre observé en direction du nuage moléculaire. [Figure tirée de la thèse de D. Tran.]

la position de la zone la plus excitée, située entre 10'' et 50'' au Nord-Est du centre du champ. La décroissance des deux rapports plus au NE indique sans doute que nous avons la superposition d'une émission en provenance de la région H II et d'une émission d'une région moins excitée.

Examinons maintenant les différents spectres mesurés. Sur le panneau 4.5d, pris dans la direction du nuage moléculaire, nous retrouvons un spectre plutôt familier : il est dominé par les bandes PAH, comme l'était le spectre de NGC 7023 (figure 4.3b), comme l'on pouvait s'y attendre dans une zone dominée par les PDR. On notera tout de même deux différences : le niveau du continuum à $14 \mu\text{m}$ nettement plus élevé dans M 17 que dans NGC 7023, et la présence de nouveaux motifs qui correspondent en fait à des raies de structure fine, à $10.5 \mu\text{m}$ pour [S IV], et $12.8 \mu\text{m}$ pour [Ne II]. Ces deux différences indiquent que la ligne de visée intercepte aussi une région ionisée, ce qui n'est guère surprenant vue la géométrie complexe de M 17 (cf. figure 4.2).

Les trois autres spectres, pris en s'avancant dans la région ionisée sont, eux, nettement différents. Tout d'abord ils présentent essentiellement une émission continue décroissante en longueur d'onde, couvrant pratiquement toute la bande ISOCAM, à l'exception des plus courtes longueurs d'onde. Une étude plus détaillée de ce continuum, en utilisant par exemple SWS qui permet d'avoir accès aux plus grandes longueurs d'onde, montre qu'il s'agit de la même émission que celle observée à $14 \mu\text{m}$ dans le panneau 4.5d (voir par exemple Verstraete et al., 1996; Cox, 1999; Verstraete et al., 2001). Ce continuum est dû aux VSGs dont le régime thermodynamique est intermédiaire entre celui des gros grains, à l'équilibre thermodynamique avec le champ de radiation, et celui des PAHs, en régime stochastique (Désert et al., 1990). De ce fait leur émission est essentiellement un continuum, qui, à l'instar du rayonnement de corps noir, se déplace vers les plus courtes longueurs d'onde quand l'intensité et/ou la dureté du champ de radiation augmentent. Dans le milieu interstellaire diffus, la distribution de température moyenne des VSGs est telle que leur émission se situe hors de la bande d'ISOCAM. Mais lorsque l'on observe des objets plus actifs, tels que les régions H II, les galaxies en interaction, ou encore les galaxies naines bleues compactes, les conditions physiques moyennes sont telles que leur émission se déplace dans la bande ISOCAM jusqu'à parfois dominer l'émission recueillie, comme c'est le cas ici pour les spectres de la figure 4.5b et 4.5c.

Un autre point commun aux trois spectres est le très faible contraste des bandes PAH (les plus simples à "voir" sont les bandes à 6.2 et $7.7 \mu\text{m}$ car elles sont éloignées des raies ioniques). Le spectre dans lequel le contraste est le plus faible est le spectre 4.5b. Cela semble indiquer à première vue une disparition des porteurs des bandes PAH, qui peuvent en effet être détruits lorsque le champ de radiation est trop fort. Il faut cependant se méfier d'interpréter une simple variation de contraste comme un effet de destruction, puisque l'intensité du continuum joue aussi dans le contraste. Un examen plus poussé montre qu'effectivement les bandes sont intrinsèquement plus fortes dans la zone d'interface (4.5c), ce que montrait clairement la figure 4.4a.

Enfin un dernier point commun aux trois spectres est la présence de nouvelles signatures spectrales extrêmement fortes. Seul un détour vers des instruments à plus haute résolution spectrale, tel SWS permet de les identifier avec précision. Il s'agit des raies de structure fine de [Ne II] à $12.8 \mu\text{m}$, [Ne III] à $15.5 \mu\text{m}$, [S IV] à $10.5 \mu\text{m}$, et [Ar III] à $9.0 \mu\text{m}$. Dans certaines régions ou galaxies (comme par exemple M 82, cf Förster-Schreiber et al., 2003b) on observe aussi [Ar II] à $7.0 \mu\text{m}$. En principe, ces raies donnent accès à énormément d'informations physiques sur la région ionisée puisque leur émission met en jeu l'intensité et la dureté du champ de radiation ainsi que la densité et la température électronique dans le gaz. Par exemple, comme mentionné plus haut, le rapport [Ne III]/[Ne II] est, en première approximation, un bon indicateur de la dureté du champ de radiation. Cependant la faible résolution spectrale d'ISOCAM, combinée à la présence de motifs spectraux larges et complexes, rend difficile une mesure précise du flux des raies. Que l'on considère seulement le fait que la raie du [Ne II] à $12.8 \mu\text{m}$, et la bande PAH à $12.7 \mu\text{m}$ sont trop proches l'une de l'autre pour être résolues. Cela limite fortement l'utilité des raies ioniques dans les observations ISOCAM (mais voir cependant Förster-Schreiber et al., 2003b). Dans de nombreux cas, on se limitera à constater la présence ou l'absence de certaines raies pour comparer qualitativement le degré d'excitation des régions observées. Typiquement une séquence d'excitation de plus en plus forte se traduira par une disparition progressive de [Ne II] au profit de [Ne III], et une apparition de [S IV], généralement indétectable dans les spectres ISOCAM.

Ainsi, en deux régions choisies pour leur caractère exemplaire, nous avons effectué un premier tour de la phénoménologie observable dans la bande $5\text{-}18 \mu\text{m}$. Le lecteur, qui se demanderait avec raison si NGC 7023 et M 17 sont des prototypes judicieux, pourra s'en assurer en consultant les travaux réalisés sur des objets similaires, observés par ISOCAM ou SWS (voir par exemple Klein et al., 1999; Abergel et al., 2002; Peeters et

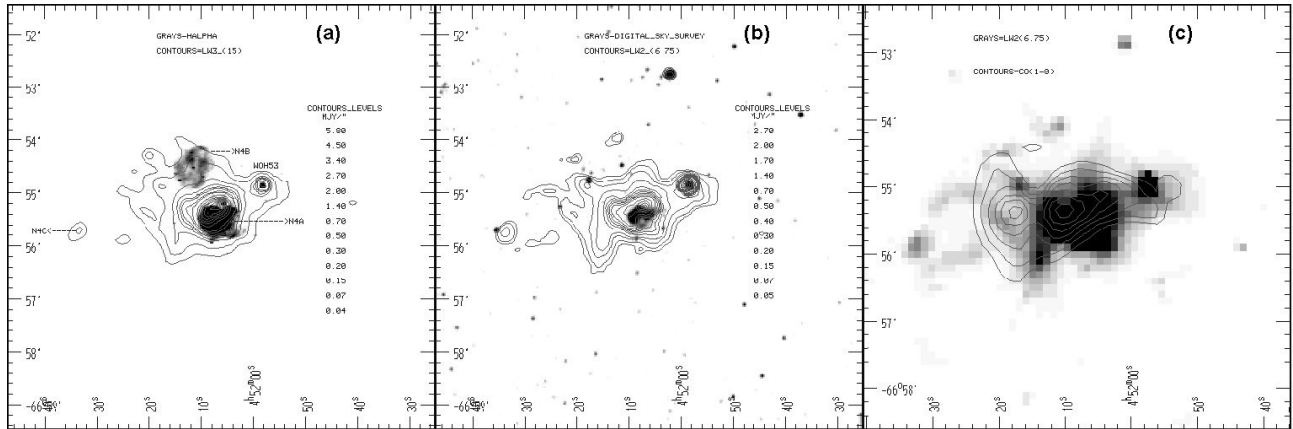


FIG. 4.6— La région N4 dans le LMC observée avec les filtres à large bande LW2 et LW3. **(a)** Carte des contours LW3 superposée à l’image $H\alpha$ qui trace la région H II. **(b)** Carte des contours LW2 superposée à une image optique tirée du DSS. **(c)** Carte des contours CO superposée à l’image dans la bande LW2. [Figures extraites de Contursi et al. (1998).]

al., 2002; Urquhart et al., 2003).

4.1.3 Les Nuages de Magellan

Pour compléter cet aperçu des caractéristiques des spectres MIR du MIS, éloignons-nous un peu de la Galaxie et regardons vers les Nuages de Magellan. Il s’agit de deux galaxies naines satellites de la nôtre. Le Grand Nuage de Magellan (ou LMC par la suite) était sans doute une petite galaxie spirale barrée avant sa rencontre avec la Voie Lactée, comme en témoignent sa proéminente barre stellaire, ainsi que la distribution de son gaz atomique (Staveley-Smith et al., 2003). Le Petit Nuage de Magellan (ou SMC) est lui une véritable galaxie irrégulière. Les deux galaxies ont en commun de contenir des sites de formation stellaire beaucoup plus actifs que ceux connus dans notre propre galaxie, comme 30 Dor dans le LMC ou N 66 dans le SMC. Cette propriété est probablement le résultat des contraintes que les deux nuages subissent le long de leur orbite autour de la Voie Lactée, sans qu’il soit possible de le démontrer sans ambiguïtés. Comme beaucoup de galaxies naines, les Nuages de Magellan ont une faible abondance en éléments lourds, ou métallicité, notée Z . L’abondance de l’oxygène est par exemple de l’ordre d’ $1/3 Z_{\odot}$ pour le LMC, avec de fortes inhomogénéités, et de $1/10 Z_{\odot}$ pour le SMC. Une très vaste littérature existe sur les Nuages de Magellan et on se reportera par exemple au dernier colloque IAU qui leur a été consacré : “New views of the Magellanic Clouds” (Chu et al., 1999).

Evidemment les Nuages de Magellan sont plus éloignés que les deux régions étudiées ci-dessus, puisque qu’ils sont situés à 59 kpc pour le LMC et 70 kpc pour le SMC. A cette distance il n’est bien entendu plus question d’étudier des nébuleuses par réflexion avec ISOCAM, mais les régions H II nous sont encore parfaitement accessibles. Notons que les Nuages de Magellan étant de plus faible métallicité que la Galaxie, ils offriront une base de comparaison probablement plus pertinente que cette dernière lorsque l’on s’intéressera aux galaxies naines bleues compactes.

La première des deux régions que nous allons brièvement étudier est N 4 (ne pas confondre avec une abréviation du catalogue NGC, la dénomination N, ou plus exactement LMC-N provient de Henize, 1956, dans le catalogue NGC, l’amas d’étoiles associé à cette région porte le numéro 1731). N 4 est située à l’extrémité Nord-Ouest de la barre du LMC, juste au sud d’une région mieux connue car plus imposante, N 11. Elle se trouve donc à l’opposé de 30 Dor. Elle est nettement visible sur la figure 2 de Parker et al. (1998). Il s’agit d’un petit complexe de formation stellaire combinant dans le champ ISOCAM région H II et nuage moléculaire, idéal donc pour vérifier si les déduction tirées des observations Galactiques sont encore valables dans le LMC. En terme d’excitation, N 4 est sans doute un cran en dessous de M 17 car un nombre assez restreint d’étoiles en est responsable (environ 3, Contursi et al., 1998).

La figure 4.6 permet de fixer les idées sur la géométrie de l’objet : l’image sur la panneau 4.6a est prise dans la raie $H\alpha$. Elle montre que N 4 se compose en fait de deux sous-ensembles principaux, N 4a et N 4b. Un troisième composant, N 4c, est détecté par ISOCAM. Il n’apparaît pas dans la carte $H\alpha$ car celle-ci ne s’étend pas jusque là. En comparant avec les contours CO représentés sur le panneau 4.6c, on s’aperçoit que ces deux

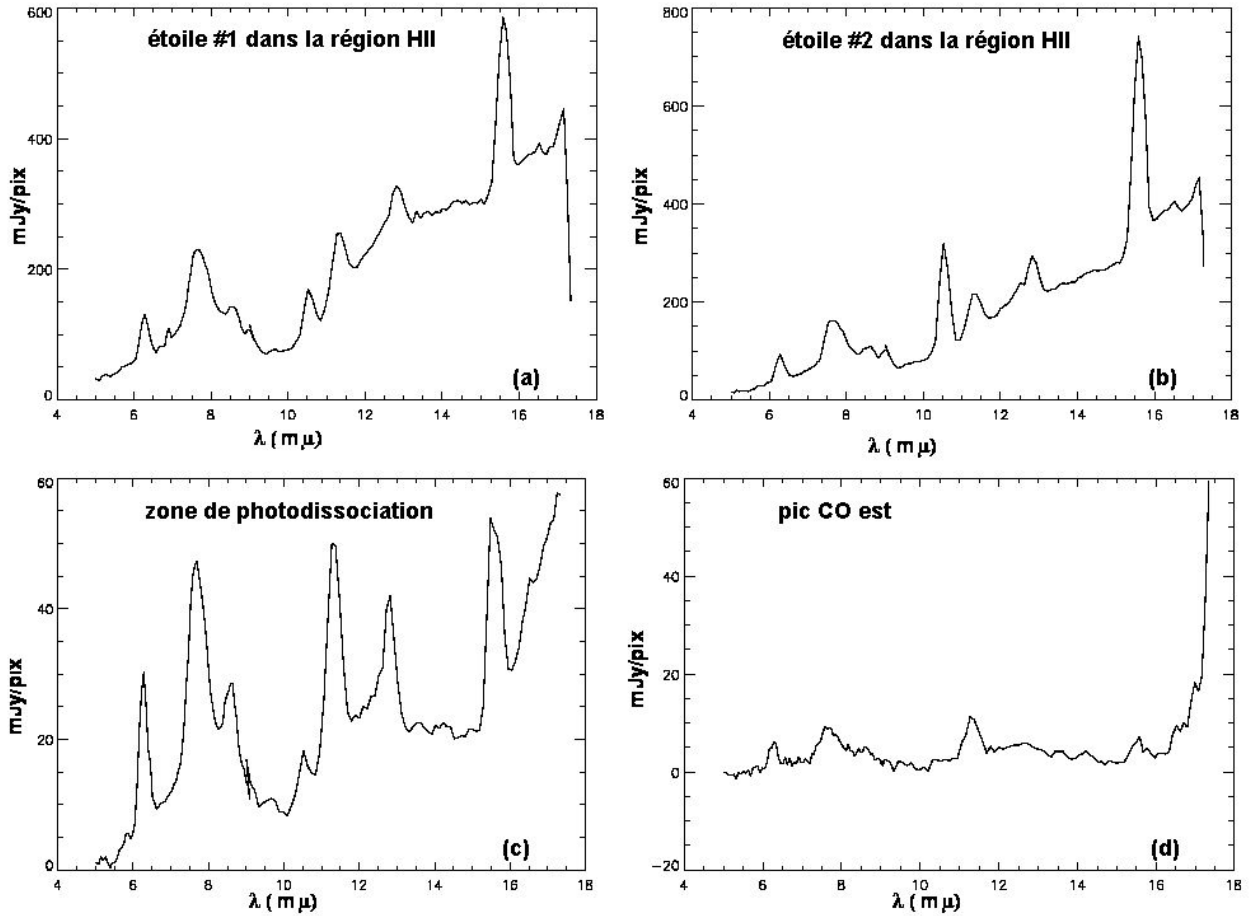


FIG. 4.7— Quatre spectres extraits de l’observation CVF de N 4 (Contursi et al., 2004). (a) et (b) Deux spectres pris dans la direction des étoiles excitatrices de la région N 4a. (c) Un spectre pris dans la direction de l’interface entre le nuage moléculaire et la région H II, la PDR donc. (d) Un spectre pris dans la direction du nuage moléculaire, où l’émission est à nettement plus faible brillance de surface, précisément sur le pic CO Est de la figure 4.6c . Les spectres des panneaux (a) et (b) proviennent de zones de 4 pixels centrées sur les étoiles. Le spectre du panneau (c) est la moyenne de 29 pixels pris dans la partie Nord de N 4a. Le spectre du panneau (d) est pris sur le pic CO. Un pixel couvre $6'' \times 6''$. Noter qu’au delà de $17 \mu\text{m}$, les imperfections de la correction des transitoires (Coulais & Abergel, 2000) rendent les spectres inutilisables. [Figure tirée d’un travail en préparation avec A. Contursi.]

régions H II sont situées de part et d’autre d’un nuage moléculaire, une configuration plutôt classique. A l’ouest de la région H II, on trouve une source brillante tant en infrarouge qu’en optique (image sur le panneau 4.6b). Il s’agit d’une supergéante M du LMC nommée W3OH 53 sans intérêt pour nous si ce n’est de fournir un ancrage astrométrique précis pour nos observations.

En infrarouge, l’émission semble principalement associée à N 4a, avec une extension vers N 4b, plus nette dans la bande LW3 que LW2. On notera tout de même que l’émission infrarouge ne coïncide pas totalement avec l’émission H α mais est légèrement décalée, dans la direction du nuage moléculaire. Sans vouloir sur-interpréter les données cela correspond assez bien à ce que l’on a pu observer dans M 17 : la région principale d’émission se situe à l’interface entre la région H II proprement dite et le nuage moléculaire. On pourra remarquer, à l’appui de cette interprétation, que l’émission LW2 est située à l’“avant” du nuage moléculaire par rapport à N 4a.

Comme dans bien des cas avec ISOCAM, les observations en bandes larges, telles que celles présentées ici (Contursi et al., 1998) excitent la curiosité et appellent une prolongation avec le CVF. C’est ce qui a été fait pour N 4 et qui permet effectivement de retrouver des comportements semblables à ceux observés dans M 17.

La figure 4.7 rassemble 4 spectres observés dans la direction de N 4. Mis à part le panneau 4.7d, les spectres ont un aspect plutôt familier (voir la figure 4.5). Le spectre observé en direction de la zone de photodissociation est dominé par l’émission des bandes PAH. On y remarque néanmoins la présence de raies ioniques comme

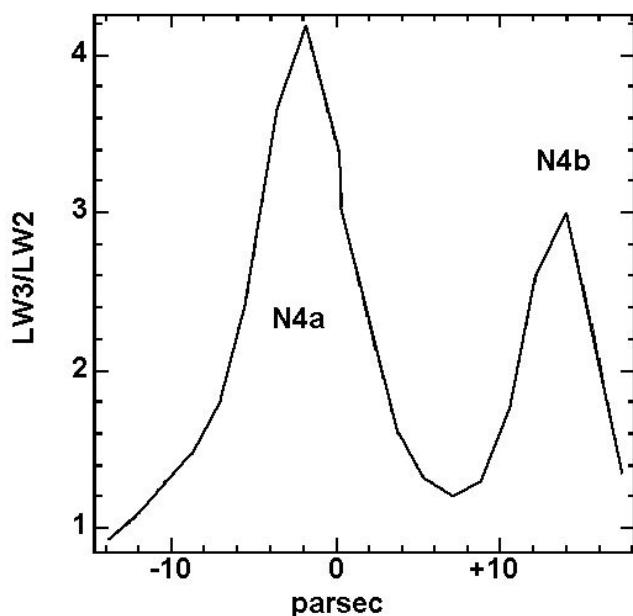


FIG. 4.8–. Variation du rapport de densité spectrale de flux LW3/LW2 observé dans N4, le long d’une coupe reliant le pic de N4a à celui de N4b. Les deux pics du rapport se produisent lors du passage au pic des régions H II. [Figure adaptée de Contursi et al. (1998).]

[Ne III] très intense. [Ne II] est sans doute présente elle aussi, mais le niveau de la bande PAH à $11.3 \mu\text{m}$ implique que la bande PAH à $12.7 \mu\text{m}$ contribue de façon notable au motif observé dans le spectre 4.7c. On notera aussi la raie de [S IV]. Tout cela indique que nous observons dans cette direction une superposition d’émissions provenant tant de la PDR que de la région H II. Cela n’est pas tellement surprenant étant donné qu’à la distance du LMC, un pixel de 6’’ couvre tout de même 1.7 pc, soit à peu près la même taille physique que la totalité du champ de vue ISOCAM sur M 17 reporté sur la figure 4.4.

Quand on observe maintenant plus directement la région H II, panneaux 4.7a et 4.7b, on retrouve aussi un comportement familier : un fort continuum domine maintenant le spectre, en particulier dans la figure 4.7b. Le rapport [Ne III]/[Ne II] a augmenté ce qui indique vraisemblablement que le spectre ionisant est plus dur à cet endroit. La raie [S IV] est nettement plus visible, et sur le panneau 4.7a on aperçoit la raie [Ar II] à $7.0 \mu\text{m}$. Bien que leur contraste soit plus faible qu’en 4.7c, les bandes PAH sont toujours notables, sans doute encore pour des raisons de géométrie. Le spectre 4.7a nous permet d’apercevoir un problème nouveau : l’extinction. Il est bien connu que les silicates possèdent deux bandes d’extinction principales, à $9.7 \mu\text{m}$ et à $18.7 \mu\text{m}$ (voir par exemple Bowey & Adamson, 2002; Dudley & Wynn-Williams, 1997), et à première vue, il se pourrait que le spectre 4.7a souffre d’une assez forte extinction. Cette question est cependant plus complexe qu’il n’y paraît et je préfère reporter la discussion de cet effet à la section 6.1.3.

Finalement, le spectre 4.7d provient du pic CO Est (visible clairement sur la figure 4.6c). L’émission dans cette direction est nettement plus faible que dans la PDR et montre uniquement les bandes PAH. Il semble qu’un motif supplémentaire soit présent vers $15.5 \mu\text{m}$, et il s’agit vraisemblablement de [Ne III] en provenance d’un nuage ionisé qui se projette dans la direction du pic CO.

Puisque nous sommes lentement en train de quitter notre voisinage proche et de nous diriger vers des objets plus lointains, profitons en pour tenter de construire des outils diagnostics qui pourront nous aider plus tard dans nos tentatives de déchiffrement de l’émission des galaxies. Nous avons vu à nouveau que la différence entre émission associée à une région H II et émission associée à une PDR ou un nuage moléculaire pouvait se résumer de cette façon : fort continuum à $14 \mu\text{m}$ et faible contraste des bandes PAH dans le premier cas, faible continuum à $14 \mu\text{m}$ et fort contraste des bandes PAH dans le deuxième cas. Ce comportement correspond plutôt bien à celui attendu avant le lancement d’ISO, et donc ISOCAM a en principe été conçue pour le mettre en évidence, avec deux filtres larges “adaptés” à chacun des deux régimes : LW2, de $5 \text{ à } 8.5 \mu\text{m}$ centré sur le motif PAH principal, et LW3, de $12 \text{ à } 18 \mu\text{m}$ qui évite les principaux motifs PAH et collecte l’émission continue des VSG quand elle est présente. Le rapport de flux LW3/LW2 est donc en principe un très bon outil diagnostic de la nature du MIS observé. Cela se confirme sur N 4 .

Pour réaliser la figure 4.8, nous avons mesuré les densité de flux LW3 et LW2 le long d’une coupe joignant N 4a à N 4b. Les deux pics du rapport se situent sur les deux régions H II, et le rapport décroît lorsque l’on s’en

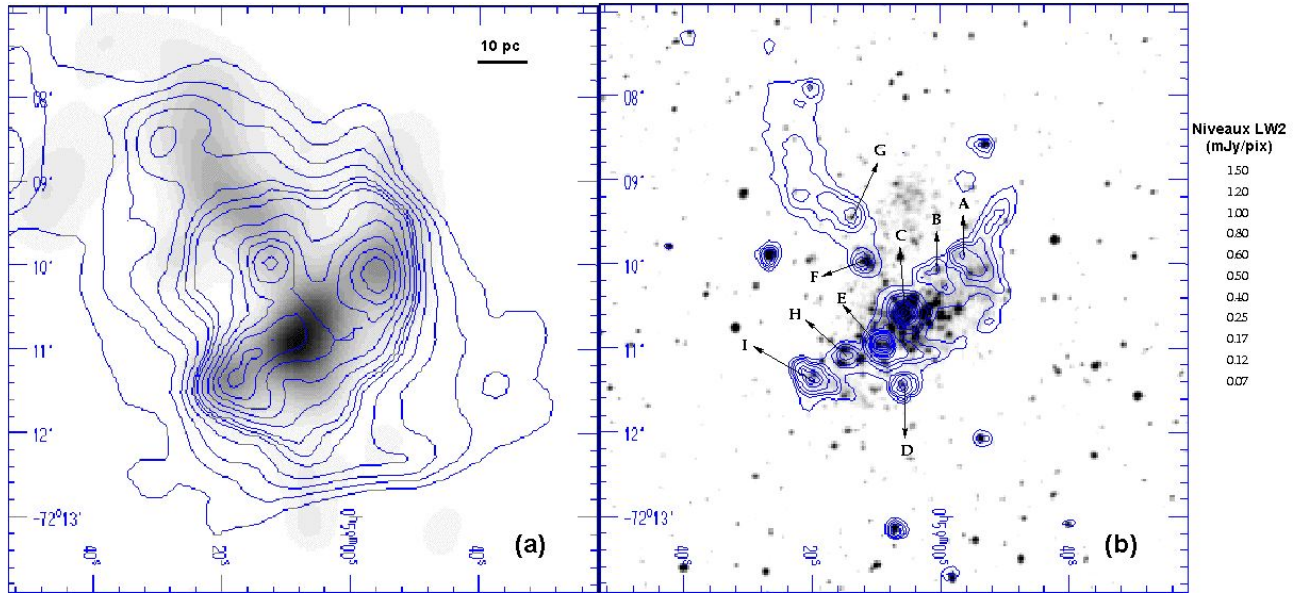


FIG. 4.9–. Cartes de N66. (a) Contours $H\alpha$ superposés à l’image LW2. La “barre” de la région H II correspond à l’élancement SE-NO des contours, le pic $H\alpha$ situé au légèrement au NE de la barre est N 66a, une région H II compacte. (b) Contours LW2, superposés à une image de la région tirée du DSS. Sur la figure, on a aussi répertorié différentes composantes de l’émission infrarouge dont les spectres seront extraits de l’observation CVF. De nombreuses étoiles du champ sont détectées en LW2, ce qui permet un recalage très précis des observations. [Figure tirée de Contursi et al. (2000).]

éloigne. Les observations de N 4 semblent donc bien confirmer l’utilité du rapport LW3/LW2 comme diagnostic de la nature du milieu interstellaire. Comme on le verra par la suite, les choses sont loin d’être aussi simples lorsque l’on s’occupe de galaxies.

Pour terminer notre tour d’horizon des propriétés spectrales de régions résolues, j’ai choisi de m’attarder sur N 66, connue aussi sous le nom de NGC 346. A l’instar de 30 Dor pour le LMC, N 66 est “la” région H II du SMC. Elle est située au Nord-Est de la barre du SMC (voir Parker et al., 1998, leur figure 1, pour la localiser). Alors qu’une poignée d’étoiles donnent naissance à N 4, on répertorie au moins 33 étoiles O dans l’amas situé au cœur de N 66, dont 11 sont d’un type plus précoce⁶ que O6.5, créant un champ de radiation interstellaire (ISRF) de l’ordre de 10^5 fois plus élevé que dans le voisinage solaire (Contursi et al., 2000).

La région se présente sous la forme d’un amas stellaire allongé dans la direction SE-NO. Cette élongation est bien visible tant dans la distribution des étoiles visibles dans l’image DSS (figure 4.9b), que dans la distribution du gaz ionisé révélée par $H\alpha$ (figure 4.9a). Cette structure allongée constitue la “barre” de N 66. Sur ce même panneau, (a), on distingue un pic secondaire dans l’émission $H\alpha$ qui correspond à la région H II compacte N 66a, le pic F dans la nomenclature de la figure 4.9b. Comme on peut le constater, l’émission dans la bande LW2 est très importante dans la région H II, et nous verrons bientôt pourquoi. On remarque aussi que l’émission $H\alpha$, les contours sur le panneau (a), présente deux maxima situés de part et d’autre du pic LW2, représenté par les niveaux de gris sur le panneau (a). Or ce pic, le pic C sur le panneau (b), correspond à une forte concentration d’étoiles. Vraisemblablement le gaz a dû être soufflé par les étoiles hors de cette région. Une autre structure proéminente de l’émission LW2 est l’extension NE, au-delà du pic G. Elle correspond assez bien à la localisation du rare nuage moléculaire détecté autour de N 66 (Contursi et al., 2000). Enfin, on notera sur la figure 4.9 une “bulle” dans l’émission LW2, située en $\alpha = 0^h58^m56^s$, $\delta = -73^\circ10'36''$. Je reviendrais sur cette zone un peu plus loin.

L’émission LW2 de la figure 4.9 comporte une dizaine de pics qui correspondent tous à des étoiles ou groupes d’étoiles O de N 66. De ce fait, il est possible d’estimer la valeur du champ de radiation à la position des pics. De l’observation CVF, on peut tirer le spectre de chacune de ces positions, et ils sont reportés sur la figure 4.10. Cette figure montre aussi le spectre pris au maximum du rapport LW3/LW2, observé dans la

⁶ afin d’éviter toute confusion, j’en profite pour signaler ici que je traduis, tant pour les étoiles que les galaxies, le terme “early-type” en précoce, et “late-type” en tardif.

direction de la bulle LW2.

Les spectres reportés sur la figure 4.10 s'éloignent encore un peu plus des ceux que nous observons dans NGC 7023 ou M 17. Certes nous retrouvons en quelque sorte nos petits, mais certains d'entre eux ont bien changé.

Tout d'abord, ce qui frappe c'est l'omniprésence des raies ioniques, de [Ne III] et [S IV]. La présence de ces raies dans tous les pics indique que le gaz ionisé est présent dans toute la région, et que le spectre d'ionisation est dur.

Reliée aux raies, on observe aussi une forte composante d'émission continue dans pratiquement tous les spectres. Elle est la plus notable au niveau du pic C, où elle noie même l'émission des raies ioniques. Cela est compréhensible car le pic C correspond au maximum de l'émission LW2, qui coïncide avec un certain déficit de l'émission H α . Le gaz ionisé a donc vraisemblablement été expulsé par les étoiles. Mais le champ de radiation est tellement fort (c'est le maximum observé dans N 66), que l'émission des VSGs reste très forte. À bien l'observer, le spectre du pic C consiste presque uniquement en un continuum couvrant toute la bande du CVF auquel se superposent les raies ioniques (et une autre composante dont je reparlerai). Les porteurs des bandes PAH ont visiblement été détruits.

D'ailleurs, et bien que l'émission LW2 soit importante dans pratiquement toute la région, les bandes PAH sont loin d'être le motif dominant. Elles sont très faibles voire absentes de certains spectres (pics C, B, C, E, F et H). Quand elles sont présentes, elles semblent malgré tout très différentes de ce que l'on observait par exemple dans NGC 7023 (figure 4.3). Tout d'abord on notera que la bande à 8.6 μm est pratiquement absente de tous les spectres. Cette bande est généralement associée, comme la bande à 11.3 μm , à un mode de vibration de la liaison C-H. Son absence pourrait indiquer une déshydrogénation des porteurs, compréhensible étant donné les valeurs de l'ISRF. Dans ce cadre on notera la relative faiblesse de la bande à 11.3 μm dans la plupart des spectres. La bande à 7.7 μm paraît modifiée, plus large que dans les spectres observés précédemment. Il existe malheureusement énormément de façons de faire varier les formes et les intensités relatives des bandes PAH, même en restant dans le cadre de ce modèle, et il n'est donc pas possible d'interpréter de façon univoque les variations que nous observons. Cependant nous pouvons constater que les très fortes valeurs de l'ISRF ont un effet important, voire destructeur sur les porteurs des bandes PAH.

L'observation de N 66 a permis la découverte d'un nouveau motif dans l'émission MIR interstellaire : l'émission des silicates, en direction des pics B, C et F. Observer des silicates en émission n'est pas en soi une nouveauté. Ceux-ci sont bien visibles dans le spectre des comètes, disques protoplanétaires, et autres enveloppes circumstellaires (voir par exemple Pantin et al., 1997; Galdemard et al., 1999; Bouwman et al., 2003; Harker et al., 2002). Par contre, avant les observations ISO, ils n'avaient jamais été observés en émission dans le milieu interstellaire. La raison tient sans doute aux conditions de champ de radiation nécessaires pour que les grains de silicates atteignent des températures leur permettant de rayonner à cette longueur d'onde, ainsi qu'au fait que la région spectrale où ils émettent correspond à un motif PAH important ainsi qu'à des longueurs d'onde que l'émission des VSGs peut atteindre assez facilement. Les très forts champs de radiation observés ici, qui ont aussi pour effet de détruire les PAHs et sans doute une partie des VSGs, créent un ensemble de conditions favorables pour observer l'émission de cette composante du milieu interstellaire. N 66 n'est pas le seul objet où ces grains ont été observés, et Cesarsky et al. (2000a) en rapportent leur observation dans la barre et la nébuleuse d'Orion.

Enfin, on remarquera sur le spectre du pic E la première indication véritablement crédible d'extinction. Les raies PAH sont intrinsèquement faibles et, à moins d'identifier l'important massif autour de 8 μm à un motif PAH fortement déformé par le champ de radiation, il semble bien que nous ayons affaire à un continuum absorbé. Reste à comprendre pourquoi la raie [S IV] n'a pas l'air affectée. Une explication possible est que les deux émissions, le continuum absorbé et la raie ne proviennent pas de la même région physique. Cela est fort probable car pour que l'émission des VSGs s'étende jusqu'à 6 μm , il faut que l'ISRF soit très intense. Cette émission provient donc sans doute du voisinage proche des étoiles, alors que l'émission [S IV] peut provenir de tout le gaz ionisé de la région H II. Le fait que les étoiles du pic E présentent un fort rougissement vient à l'appui de cette interprétation.

La figure 4.10 montre aussi le spectre observé au niveau du maximum du rapport LW3/LW2, situé au niveau de la bulle LW2. À première vue ce spectre n'est pas si différent des autres et il est étonnant qu'une zone dépourvue d'étoiles O soit capables d'avoir un rapport LW3/LW2 de l'ordre de 10, supérieur à celui

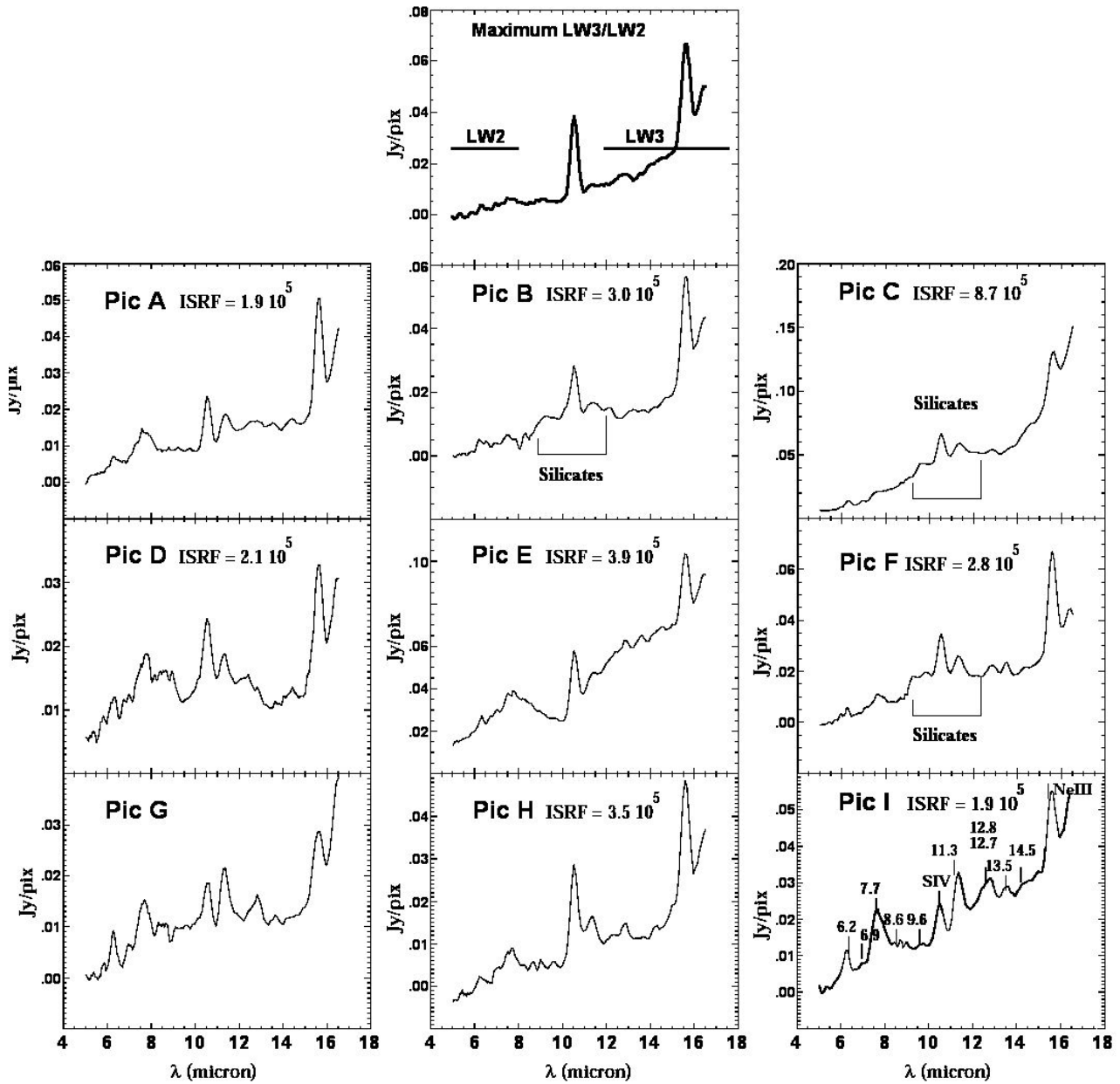


FIG. 4.10— Spectres des différentes composantes de l'émission MIR répertoriées sur la figure 4.9. Sur le panneau du pic I on a indiqué la position des différents motifs observés dans le spectre. La valeur indiquée par ISRF est une estimation du champ de radiation, exprimé en unité de la valeur au voisinage solaire, G_0 (Cox, 2000, p526). Sur le panneau correspondant au spectre du maximum LW3/LW2 figure une indication des positions des bandes passantes de ces deux filtres. [Figure adaptée de Contursi et al. (2000).]

observé au pic de l'ISRF. La réponse tient dans le fait que, d'une part le continuum des VSG ne s'étend pas à courte longueur d'onde comme par exemple en C ou E, ce qui se comprend puisque l'ISRF est plus faible, mais que d'autre part, l'émission des PAH est presque totalement absente, ce qui fait que l'émission en LW2 est extrêmement faible. On commence donc à voir que l'interprétation des rapports LW3/LW2 risque d'être plus compliqué qu'un simple jeu entre régions H II et PDR.

4.1.4 Résumé

Cette exploration qualitative des propriétés spectrales de quatre "pierres de Rosette" du milieu interstellaire nous a permis d'établir une certaine grille de décryptage des spectres MIR, grille qui nous sera utile maintenant que nous allons nous tourner vers les galaxies. Il est sans doute bon de la rappeler succinctement.

- A l'aide d'observations de spectro-imagerie en direction de nébuleuses par réflexion et de régions H II, il est possible de localiser spatialement les différentes composantes de l'émission recueillie dans la bande ISOCAM. Les motifs principaux de cette émission sont les bandes PAH. Leur émission est très importante dans les régions de photodissociation alors qu'elle décroît fortement en brillance lorsque l'on aborde les régions de plus forte excitation. On considérera donc que l'émission PAH peut être utilisée pour tracer l'existence des régions PDR lorsque les données complémentaires manquent.
- Le spectre MIR ne se réduit pas à l'émission des bandes PAH. En restant dans les régions de relativement faible excitation comme les PDRs, on observe la présence d'un continuum dans le spectre. Ce continuum a une distribution spatiale semblable à celle des bandes PAHs, ce qui indique qu'il provient sans doute des mêmes grains. En principe l'existence d'une émission continue est incompatible avec le modèle PAH dans ses premières versions. Mais deux explications sont possibles qui permettent au modèle de rester plausible : ce continu pourrait être la superposition de multiples bandes non-résolues, ou bien il est en fait créé par la superposition des ailes des bandes PAH, si celles-ci sont décrites par des Lorentziennes plutôt que par des gaussiennes. Cette émission dans la bande ISOCAM est sans doute à mettre en relation avec l'émission détectée par Lu et al. (2003) à 3-5 μm dans le spectre des galaxies normales.
- Le spectre observé en direction des régions PDR présente une remarquable stabilité spectrale. Comme nous serons amenés à nous servir de cette valeur à de multiples reprises, Le rapport de densité spectrale de flux entre les filtres LW3 et LW2 est de l'ordre de l'unité dans ce spectre, que nous appellerons désormais spectre "pur PAH".
- Le spectre ISOCAM change nettement lorsque l'on quitte les régions PDR pour rentrer dans les régions H II, de plus forte excitation. On assiste à l'apparition d'un nouveau continu, d'abord dans la région autour 14 μm puis, lorsque l'on se rapproche des étoiles excitatrices, qui envahit toute la bande ISOCAM. Ce continu, attribué aux très petits grains (VSGs), a un comportement que l'on pourrait qualifier de "thermique", dans le sens où le rapport des continus à 14 μm et 6 μm ou LW3/LW2 quand un spectre n'est pas disponible, augmente lorsque le niveau d'excitation de la région augmente. On pourrait donc formuler l'espoir que ce type de rapport de flux puisse être utilisé pour tracer le degré d'excitation des régions présentes sur la ligne de visée.
- Il existe un autre moyen de mesurer le niveau d'excitation des régions croisées car la bande ISOCAM contient un certain nombre de raies de structure fine d'espèces ionisées comme [Ne II], [Ne III], [S IV]. Cela dit ces raies ne nous fournissent que des indications qualitatives. En effet la résolution spectrale d'ISOCAM n'est pas adaptée à la mesure du flux des raies fines (surtout pour la raie [Ne II] à 12.8 μm qui ne peut être séparée du motif PAH à 12.7 μm) et la fenêtre ISOCAM ne nous permet pas d'accéder aux raies avec lesquelles nous pourrions construire des diagnostics indépendant de facteurs comme la densité électronique.
- Il faut noter que la poussière semble être présente dans la quasi-totalité du volume des régions observées, même celles où la densité d'énergie est très élevée. La poussière résiste donc assez bien aux effets potentiellement destructeurs du champ de radiation. Cela dit les bandes PAH montrent effectivement que leurs porteurs peuvent être profondément affectés par le rayonnement puisque dans les environnements les plus durs nous voyons la forme des bandes se modifier et celles-ci parfois disparaître. Ces effets de destruction des grains peuvent modifier sensiblement les valeurs de rapport de flux tels que LW3/LW2, et compliquent son utilisation en tant que diagnostic de la nature du milieu interstellaire.
- L'observation de N 66, la région de plus forte excitation abordée ici met en évidence une composante

exceptionnelle de l'émission infrarouge interstellaire : l'émission des silicates. Ceux-ci sont en général observés en extinction (comme c'est aussi le cas ici) et n'ont été détectés en émission que dans de très rares cas (en excluant évidemment les observations d'enveloppes circumstellaires et autres disques).

Il est évident que des études bien plus poussées peuvent être réalisées à partir des données présentées ici (on en trouvera d'ailleurs une partie dans Cesarsky et al., 1996a,b; Contursi et al., 1998, 2000, 2004), mais l'objectif de cette partie était d'établir une série de propriétés fondamentales de l'émission MIR afin de mieux comprendre les objets dont nous allons nous occuper par la suite.

4.2 Régions centrales des galaxies spirales

Les résultats présentés dans cette section proviennent en partie de collaborations avec D. Tran et H. Roussel.

Les galaxies spirales ont bien évidemment formé une part très importante des cibles du temps garanti ISOCAM. Le biais, légèrement anthropocentrique, qui fait qu'on assimile généralement les galaxies spirales aux galaxies normales n'y est sans doute pas pour rien. Au total ce sont environ 70 galaxies spirales de l'Univers Local qui ont été cartographiées par ISOCAM dans les bandes LW2 et LW3 (voir la liste précise dans Roussel et al., 2001a). De ces observations, il sera longuement question au chapitre 5. Mais ici nous allons nous concentrer sur un nombre plus restreint d'observations, celles obtenues dans le mode CVF. En effet la section précédente nous a bien armés pour interpréter ce type de données, et comme nous l'avons vu aussi, les seules données en bandes LW2 et LW3 peuvent être ambiguës, surtout lorsque l'on s'intéresse à des galaxies dont la plus proche d'entre celles que nous allons étudier ici, M 83, est tout de même située à 4.7 Mpc.

4.2.1 Au cœur des galaxies spirales

Les régions observées dans le mode CVF sont, pour des raisons de sensibilité et de faisabilité, restreintes aux cœurs des galaxies spirales. Avant d'étudier les spectres obtenus, il est bon de considérer ce qu'ISO observe lorsqu'il pointe vers les régions centrales des galaxies spirales.

Dans le domaine visible, les galaxies spirales sont généralement décomposées en deux entités, le disque, structure essentiellement bidimensionnelle dans laquelle se développe l'onde spirale, et le bulbe, structure tridimensionnelle, qui occupe une zone de taille variable à l'intérieur du disque. Le rapport des tailles du disque et du bulbe est d'ailleurs une des façons de définir le type morphologique d'une galaxie spirale. Contrairement au disque qui contient des populations stellaires de tous âges, le bulbe rassemble préférentiellement des étoiles âgées, de l'ordre du milliard d'années ou plus. La présence de cette composante stellaire au centre des galaxies spirales découle vraisemblablement du mode de formation de la galaxie, avec un premier effondrement sur lequel viennent ensuite s'agglomérer les ensembles qui formeront le disque de la galaxie. Notons aussi que différentes instabilités dans le disque tendent à rassembler la matière interstellaire vers le cœur des galaxies et à y générer des sursauts réguliers de formation stellaire. Il n'est donc pas étonnant d'y trouver de fortes concentrations stellaires.

A priori, les étoiles des bulbes galactiques peuvent produire une émission détectable par ISOCAM et cela pour deux raisons. D'une part, les populations stellaires rencontrées comprennent une plus grande proportion d'étoiles froides, dont l'émission photosphérique peut être directement observée par ISOCAM. D'autre part, l'âge des étoiles du bulbe fait qu'une part importante d'entre elles peut entrer dans une phase de perte de masse. Or dans ces vents stellaires se forme de la poussière dont la température d'équilibre est telle que son rayonnement peut être observé par ISOCAM.

La détection dans toutes les galaxies spirales observées par ISOCAM d'une forte composante centrale peut a priori faire penser que c'est bien de cela qu'il s'agit. Il faut cependant se garder de conclusions trop hâtives. Il est toujours important de comparer proprement les distributions spatiales des observations ISOCAM aux données optiques et, quand celle-ci est disponible, d'utiliser l'information spectrale pour identifier l'origine de l'émission infrarouge.

Par exemple, la figure 4.11 montre deux images d'une galaxie qui sera souvent citée dans ce mémoire, Messier 51, à $15 \mu\text{m}$ sur le panneau (a) et en optique sur le panneau (b). En attendant de nous intéresser aux ressemblances frappantes qu'il peut y avoir entre ces deux images, concentrons-nous sur la partie centrale. Sur le panneau (b), la partie centrale apparaît comme une zone diffuse, ce qui correspond bien à ce que l'on attend

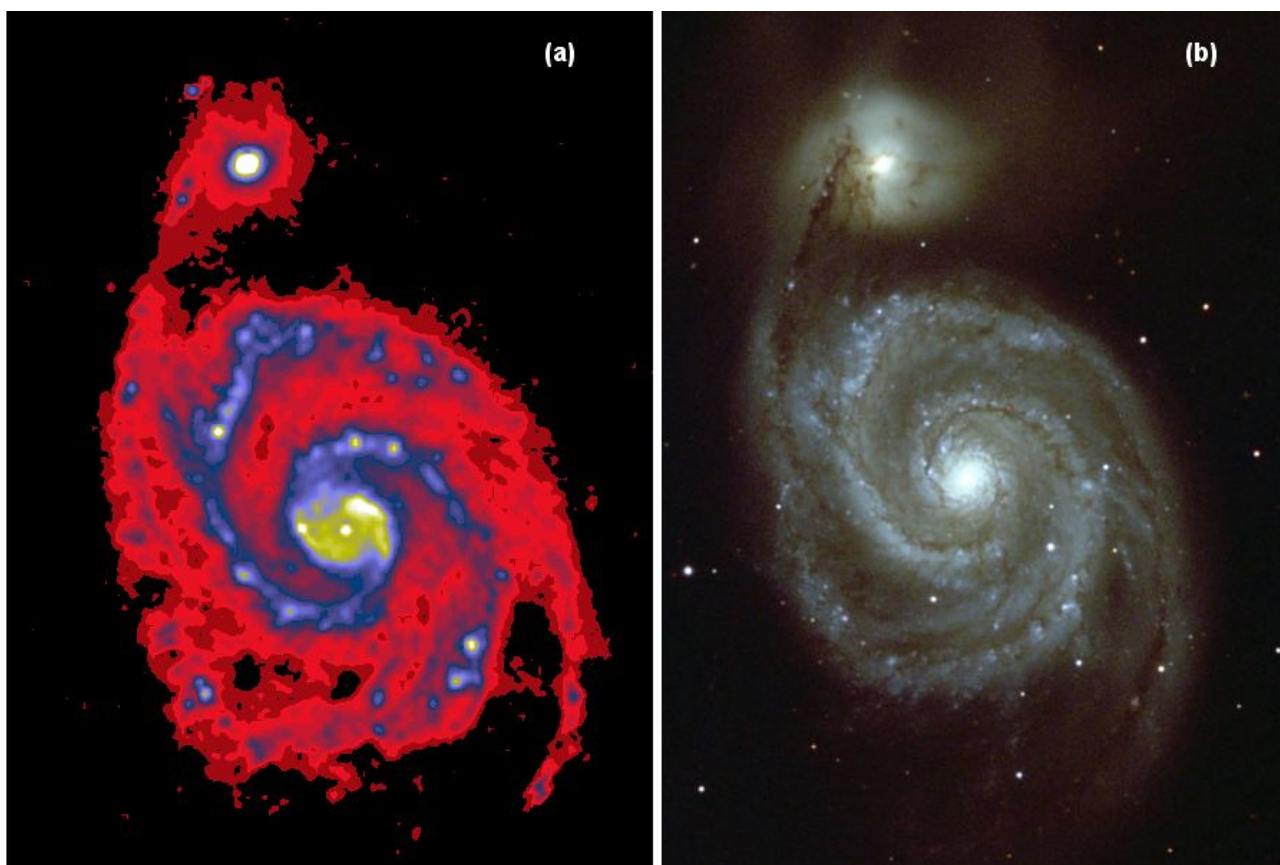


FIG. 4.11— La galaxie M51 observée à $15\ \mu\text{m}$ en (a) et en optique en (b). On note de grandes similitudes entre les deux images (par exemple dans la distribution des régions brillantes le long des bras spiraux), mais si l'on s'intéresse à la zone du bulbe, on remarque des différences significatives. L'image optique ne présente qu'une émission diffuse, sans structure jusqu'à la naissance des bras spiraux, alors que l'image infrarouge montre une source centrale, entourée de ce qui semble être un anneau ou un plateau, juste avant que ne naissent les bras. Sans information spectrale, il est difficile de dire si ces motifs spatiaux de l'émission IR sont reliés ou non aux étoiles du bulbe. Attention, l'échelle des deux figures est légèrement différente. [Source image optique : Astronomy Picture of the Day, cliché Todd Boronson (NOAO).]

d'un bulbe stellaire qui est essentiellement une large concentration stellaire, sans milieu interstellaire associé. A l'inverse l'image infrarouge montre plus de structure, avec une source centrale non-résolue et nettement plus compacte que le bulbe, entourée d'un anneau ou posée sur un plateau d'émission où prennent naissance les bras spiraux. Il apparaît donc sur cette figure que l'origine de l'émission infrarouge au cœur des galaxies spirale n'est peut-être pas liée aux étoiles du bulbe.

Pour étudier cela, un petit échantillon de galaxies proches a été constitué (Roussel et al., 2001a,b), auquel j'ai rajouté NGC 6286, une galaxie observée pour des besoins de calibration. Cet échantillon n'a pas véritablement de valeur statistique car la sensibilité du CVF nous restreint aux quelques galaxies spirales les plus proches. Les caractéristiques principales des galaxies de l'échantillon sont rassemblées dans le tableau 4.1. Notons qu'il s'agit là d'un échantillon "personnel", et qu'on trouvera dans la littérature d'autres exemples de régions centrales de galaxies spirales observées en mode CVF. Pour n'en citer qu'un, je mentionnerai le spectre du cœur de la galaxie NGC 6946, une spirale Scd, mesuré par Dale et al. (1999), qui présente essentiellement les mêmes caractéristiques que celles des six galaxies retenues ici.

Avant de découvrir les spectres de ces galaxies, examinons quelques propriétés de l'échantillon. Tout d'abord, et sans surprise, la résolution spatiale a très nettement diminué, d'un facteur 10 au moins par rapport à N 66. Lorsque la taille des plus petits éléments résolubles approche la centaine de parsec, il n'est plus possible de distinguer les régions moléculaires des régions ionisées, et chaque élément de résolution contient nécessairement plusieurs phases du milieu interstellaire (sans compter qu'une galaxie, même spirale, a une certaine épaisseur).

L'autre point qui frappe, c'est la prédominance de galaxies barrées (la lettre B dans le type, voir la section

TAB. 4.1–. Caractéristiques principales des galaxies observées en CVF, tirées de Roussel et al. (2001a,b), pour les 5 premières.

Galaxies	Distance (Mpc)	Type	Pixel ($''$)	Pixel (pc)	Champ de vue	Région centrale rayon (kpc)
NGC 613	17.5	SBbc	3	255	1'5×1'5	0.8
NGC 1097	14.5	SBb	6	422	3'×3'	1.6
NGC 1365	16.9	SBb	6	492	3'×3'	3.4
M 51	7.7	SABc	6	224	3'×3'	1.6
M 83	4.7	SABc	6	137	3'×3'	0.4
NGC 6286	73.4	Sb	6	2135	3'×3'	6.4 ^a

^aLa galaxie étant nettement plus distante que les autres, il n'est pas possible de résoudre sa région centrale dans l'observation CVF. Le spectre de la figure 4.12 correspond donc à la composante ponctuelle centrale et la taille mentionnée ici est celle de la zone interceptée par la PSF à la distance de NGC 6286.

4.3.2 pour une explication complète de la nomenclature morphologique). Cela tient d'une part au fait que beaucoup (> 50%) de galaxies spirales sont barrées (Eskridge et al., 2000), sans doute parce que la barre est une instabilité dynamique qui se produit naturellement dans le disque des spirales et qu'il est difficile à une galaxie de l'éviter. D'autre part, il est connu depuis les observations IRAS (voir par exemple Hawarden et al., 1986) que l'émission infrarouge centrale des galaxies barrées est plus intense que celle des galaxies spirales non-barrées (voir le chapitre 5 et Roussel et al., 2001b), d'où un biais dans la sélection de l'échantillon.

Parmi ces spirales barrées figure le prototype, au moins pour la barre, NGC 1365, souvent pris comme illustration de ce que peut être ce type de galaxies. NGC 1097 est une autre galaxie prototype car, alors que dans NGC 1365, la barre s'enchaîne directement aux bras spiraux, dans NGC 1097, la barre se conclue par un anneau de formation stellaire très prononcé auquel sont connectés les bras spiraux. M 51 est la seule galaxie proche véritablement non-barrée de l'échantillon, même si l'interaction avec son compagnon en a fait une galaxie remarquable, avec en particulier une structure spirale très marquée pour une galaxie non-barrée. NGC 6286, autre galaxie non-barrée, vient donc apporter un certain équilibre en amenant la proportion barrées/non-barrées à 1/3, ce qui est sans doute assez proche de la réalité, même si à nouveau il s'agit là d'un système subissant une interaction gravitationnelle avec un compagnon.

4.2.2 Nature de l'émission infrarouge

L'observation en mode CVF des régions centrales de grandes galaxies pose un problème particulier, celui du fond d'émission zodiacale (Reach et al., 2003). Cette émission produite par le nuage de poussière essentiellement situé à l'intérieur de l'orbite terrestre (le même qui crée la lumière zodiacale, par diffusion cette fois, au lever ou au coucher du soleil), se superpose à toutes les observations réalisées avec ISOCAM. Dans la plupart des cas, le champ de vue est suffisamment vaste pour y trouver une zone ne collectant que l'émission zodiacale, et soustraire cette dernière ne pose aucun problème. Ça n'est pas le cas ici puisque les tailles du champ de vue vont de 4.4 à 15 kpc, c'est-à-dire qu'à chaque fois le champ de vue est plus petit que la galaxie⁷, et qu'il est donc impossible de mesurer proprement le niveau de fond zodiacal. Quant à tenter de prédire ce niveau en fonction de la date de l'observation, cela reste imprécis du fait des variations spatiales et temporelles intrinsèques de cette émission.

Dans les régions brillantes, principalement les zones centrales, cette incertitude est en général mineure et n'affectera pas les conclusions. Par contre, pour ce qui est de l'émission du disque à faible brillance de surface, l'incertitude sur le niveau du fond zodiacal sera plus importante. Pour tenir compte de cela, le spectre du fond zodiacal est d'abord mesuré sur les pixels les plus faibles situés entre les bras spiraux (région inter-bras). Ce spectre n'est pas véritablement le spectre du fond zodiacal car il présente des résidus d'émission des bandes PAH, provenant de la galaxie. Nous tirons alors parti du fait que les variations spectrales du fond zodiacal sont faibles d'une observation à une autre (même si les variations d'intensité peuvent être fortes) pour ajuster au spectre mesuré un spectre zodiacal typique tiré d'une observation dédiée. Nous réalisons en fait un

⁷sauf pour NGC 6286, plus lointaine.

encadrement du spectre zodiacal observé par deux niveaux du spectre zodiacal typique, ce qui nous donne une idée des barres d'erreur sur chaque pixel. C'est ainsi que les spectres de la figure 4.12 sont construits.

Pour chaque galaxie, deux spectres sont extraits, l'un correspond à la région centrale, et l'autre à la partie du disque vue dans le champ du CVF. La définition de cette région centrale est très précise (Roussel et al., 2001a) et provient du profil radial de l'émission infrarouge. Celui-ci est décomposé en une gaussienne centrale et une exponentielle. Le rayon où ces deux composantes sont égales définit la région centrale (cf table 4.1).

Pour NGC 6286, les spectres obtenus l'ont été de façon un peu différente, principalement du fait de son éloignement. Tout d'abord la soustraction du fond zodiacal ne pose pas de problème car il est mesurable dans le champ. Ensuite la séparation centre-disque n'a pas été réalisée de la même façon. En effet, comme on le voit dans la table 4.1, la taille d'un pixel projeté sur la galaxie est presque supérieure à la taille de la région centrale des autres galaxies. Nous avons donc extrait la composante ponctuelle centrale du spectre (avec une méthode proche du "clean" des radioastronomes). Typiquement la PSF couvre 3x3 pixels et c'est cette taille qui est reportée dans la table. A noter une autre particularité de l'observation de NGC 6286 : elle a été réalisée en effectuant un aller-retour avec le CVF, en échantillonnant différentes longueurs d'onde au retour. ce qui fait que le spectre est un entrelacement de points pris à l'aller et au retour. La correction imparfaite des effets transitoires produit la structure en dents de scie qui peut être observée dans la zone 14-16 μm du spectre.

Les spectres obtenus sur le centre et le disque pour les six galaxies de notre échantillon sont présentés sur la figure 4.12. Le premier point évident de cette figure est que, de tous les spectres que nous avons déjà rencontrés, ceux-ci se rapprochent le plus du spectre "pur PAH" de NGC 7023 (Figure 4.3b), ou éventuellement du spectre de la région moléculaire dans M 17 (Figure 4.5d). On est donc très loin d'observer, même dans les régions centrales des galaxies, des spectres dominés par les zones actives des galaxies (régions H II). Il semble au contraire que nos observations soient surtout sensibles aux régions de photodissociation. Si ce fait pouvait être attendu pour l'émission des disques de galaxies, il est plus surprenant de l'observer aussi dans les régions centrales.

Pour aller plus loin dans l'examen des spectres, considérons d'abord la colonne de droite de la figure 4.12 qui rassemble les spectres mesurés sur les disques.

Ces spectres sont nettement plus bruités du fait de la faiblesse de la brillance de surface dans ces régions. Ils sont, pour trois d'entre eux, véritablement "pur-PAH". Il s'agit de M 51, M 83 et NGC 1365. Sur ces spectres, le niveau du continuum à 14 μm est très faible voire nul, et les bandes PAH classiques fournissent l'essentiel de l'émission. Pour deux galaxies au moins, M 83 et NGC 1365, qui montrent une forte activité de formation stellaire dans leur disque, ce résultat est assez surprenant.

Le spectre du disque de NGC 1097 est légèrement différent des trois premiers. Le niveau du continuum à 14 μm est plus élevé par rapport à la bande à 11.3 μm , ce qui peut s'expliquer par le fait que NGC 1097 se caractérise par un anneau de formation stellaire où l'activité est intense. On notera cependant que le niveau de l'émission à 12.7-12.8 μm est très faible, donc que l'émission dans la raie [Ne II] est faible elle aussi, ce qui est contraire à ce que l'on attendrait dans le cas d'une contribution importante des régions H II de l'anneau. Il est donc plus probable que la différence de spectre soit due au plus faible rapport signal/bruit, et que le spectre du disque de NGC 1097 soit lui aussi un spectre "pur-PAH" bruité.

Le spectre du disque de NGC 613 est celui qui s'écarte le plus de ceux que nous avons observé jusque-là. Cette fois-ci, le niveau du continuum à 14 μm est très faible, voire nul, ce qui indique que la contribution de régions actives telles que les régions H II est négligeable. Si l'on reconnaît certains motifs comme étant probablement des bandes PAH (à 11.3 μm et à 7.7 μm essentiellement, avec peut-être la bande à 8.6 μm), force est de constater que la forme générale du spectre est profondément modifiée. On peut difficilement invoquer ici les mêmes effets que pour N 66 puisque l'ISRF est nettement plus faible, et que d'autre part la métallicité y est à peu près normale (Alloin et al., 1979). Une autre possibilité serait qu'en l'absence d'une quantité suffisante d'UV, les grains formés dans les atmosphères stellaires ne soient que partiellement transformés en porteurs de bande PAH. C'est ce que montre clairement Cesarsky et al. (2000b) sur la nébuleuse Ced 201 et c'est ce que l'on semble observer dans le milieu interstellaire de M 31 (Cesarsky et al., 1998). Pour confirmer qu'il s'agit bien de cela dans le disque de NGC 613, il nous faudrait une estimation du champ de radiation dans le disque, ce dont nous ne disposons pas. Notons simplement qu'avec un rapport LW3/LW2 de 0.90, l'émission infrarouge du disque traduit effectivement une faible excitation globale (voir le chapitre 5).

Enfin le spectre du disque de NGC 6286, s'il ne présente pas un continuum à 14 μm tellement plus important

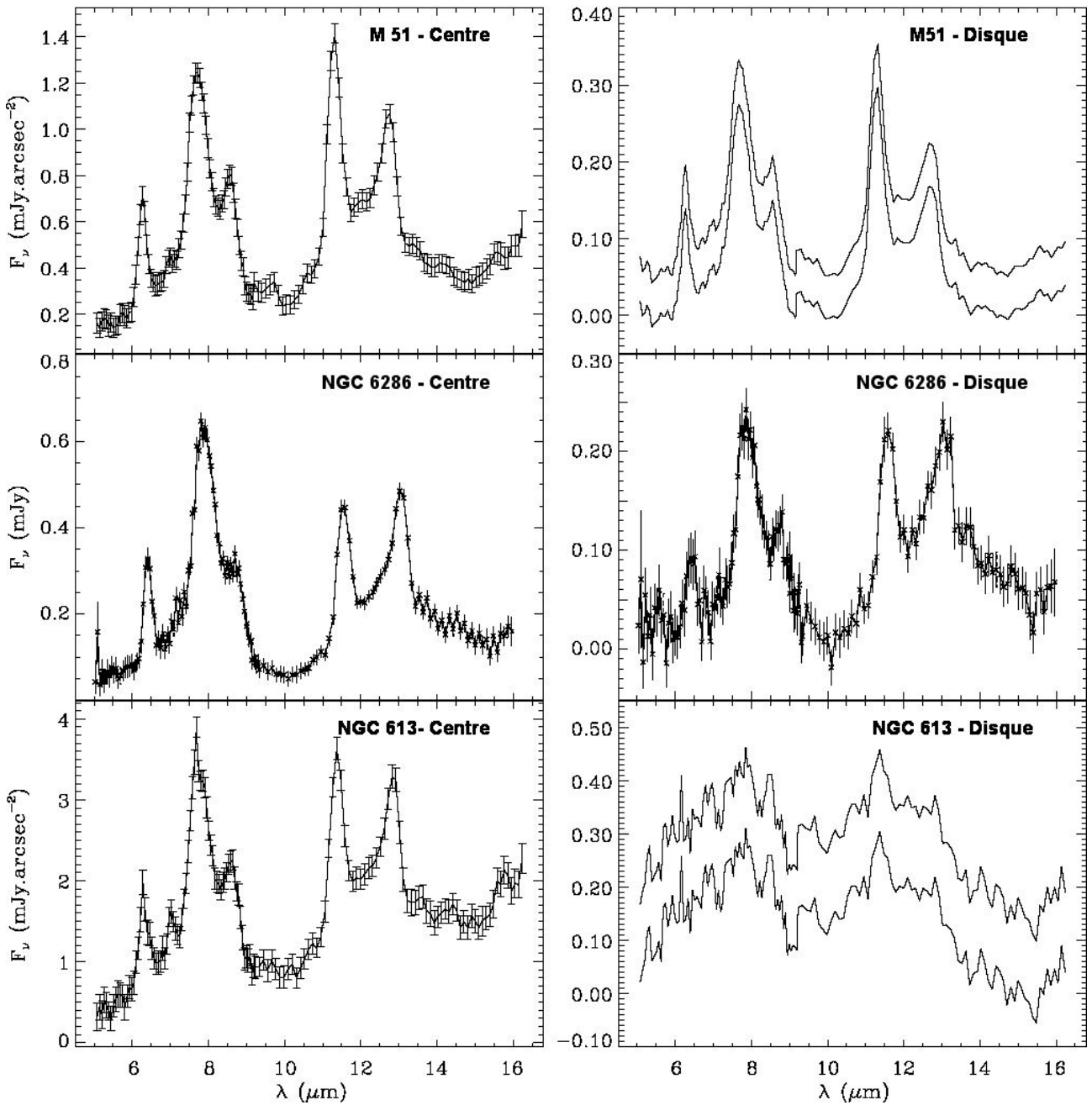


FIG. 4.12— Spectre MIR des galaxies M 51, NGC 6286 et NGC 613. La colonne de gauche montre le spectre obtenu sur la région centrale de la galaxie, définie dans la table 4.1, alors que les spectres de la colonne de droite sont ceux mesurés sur les disques. L'incertitude sur le niveau du fond zodiacal se traduit par les barres d'erreur reportées sur la colonne de gauche, et par l'existence de deux spectres pour la colonne de droite, correspondant aux valeurs minimale et maximale du fond zodiacal (mis à part pour NGC 6286 car à sa distance le spectre zodiacal est bien mesurable dans le champ). Les spectres sont agencés en valeur croissante du niveau du continuum à $15 \mu\text{m}$ observé dans la région centrale. Sur certains spectres, en particulier ceux pris sur le disque, on notera un décrochage brutal peu après $9 \mu\text{m}$ (à $9.2 \mu\text{m}$). Il est dû au changement de filtre CVF et à la correction imparfaite des effets transitoires. Comme le spectre est obtenu des grandes longueurs d'onde vers les petites, la partie du spectre au-delà de $9.2 \mu\text{m}$ n'est pas affectée par ce problème. [Figure adaptée de Roussel et al. (2001b).]

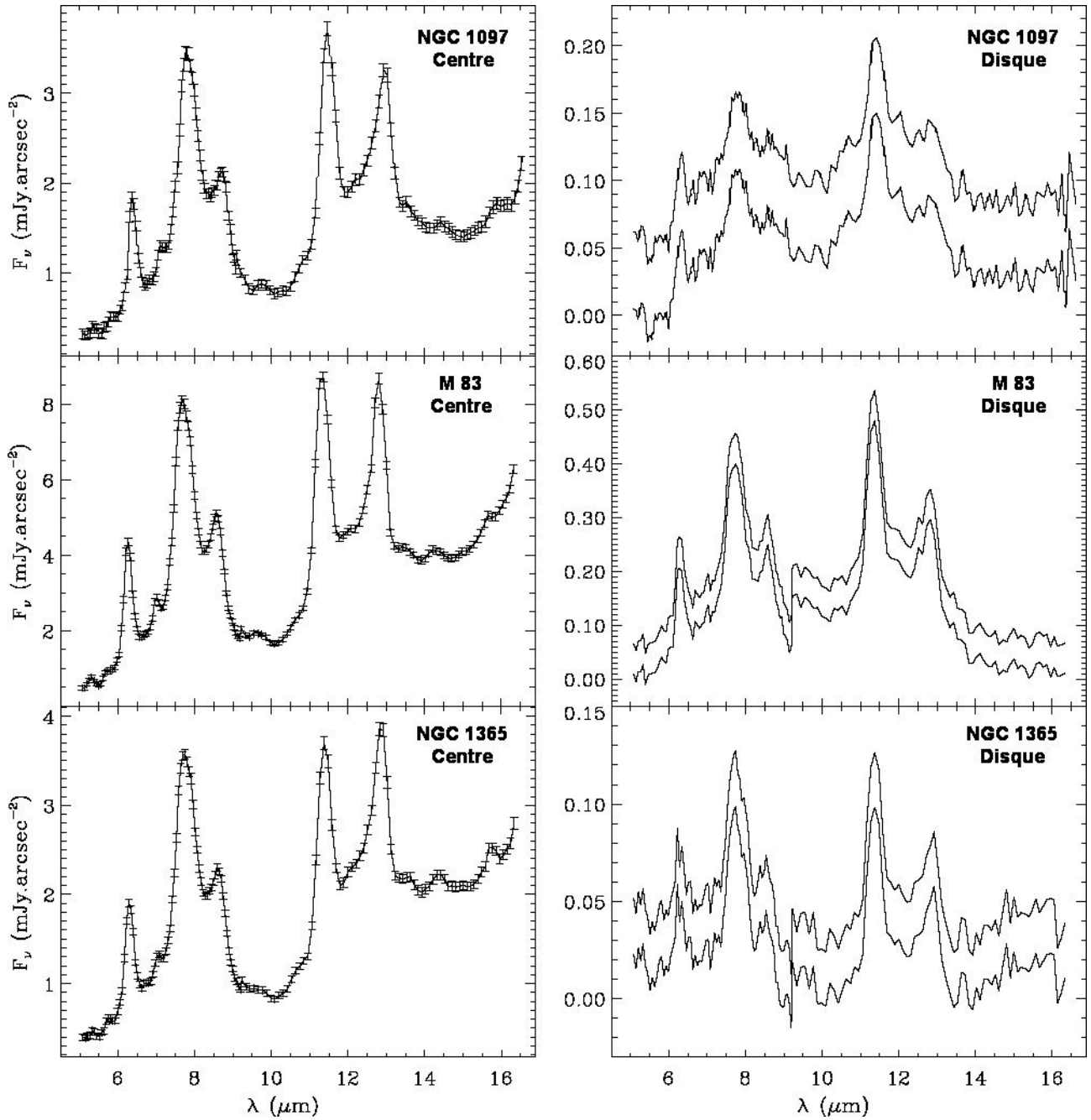


FIG. 4.12-. Suite : spectre MIR des galaxies NGC 1097, M 83 et NGC 1365

que les autres, se distingue par le fait que l'émission dans le complexe PAH-12.7+[Ne II] est équivalente à l'émission dans la bande PAH à 11.3 μm . Ceci est sans doute dû à la raie de [Ne II] et indique un niveau moyen d'excitation plus important que dans les cinq autres galaxies. On peut être tenté de relier ce caractère au fait que NGC 6286 interagit d'assez près avec NGC 6285 (formant à elles deux Arp 293). Je reviendrais sur ce point lors de la discussion du spectre du centre.

En résumé, les spectres MIR des six disques de galaxies spirales que nous avons observés montrent une émission essentiellement dominée par les PAHs en provenance des PDR, voire en provenance de régions d'encore plus faible excitation. Même si dans le cas de NGC 6286 il semble que la raie de [Ne II] soit plus intense que dans le disque des autres galaxies, on peut en conclure que l'émission des disques de galaxies est essentiellement celle d'une composante diffuse du milieu interstellaire disposant d'un facteur de remplissage nettement plus important que celui des régions de formation stellaire, de sorte que son émission domine celle des régions de formation stellaire, qui sont malgré tout présentes puisque l'on observe la raie $H\alpha$.

Observons maintenant les spectres mesurés sur les régions centrales (colonne de gauche de la figure 4.12). Cette fois, les valeurs du rapport signal/bruit sont telles que les motifs sont clairs. Tout d'abord on notera que M 51 est la seule galaxie qui ne voit pratiquement pas le niveau du continuum à 14 μm augmenter lorsque l'on passe du disque à la région centrale (les spectres de la figure 4.12 sont agencés en ordre croissant du continuum à 14 μm). Doit-on en déduire que, comme pour son disque, l'émission de la région centrale de M 51 est dominée par les régions de faible excitation ? Pas si sûr. D'une part M 51 est dotée d'un anneau interne de formation stellaire détecté en optique (Buta & Crocker, 1993) situé à l'intérieur de la région centrale telle que définie plus haut. D'autre part, si l'on observe bien la région du spectre autour de 12.7-12.8 μm , on s'aperçoit que le motif a pris de l'ampleur par rapport à ce qu'il était dans le disque. Une mesure précise du rapport de ce motif à la bande à 11.3 μm montre qu'il augmente de 17% au passage dans la région centrale (Roussel et al., 2001a). Certes une telle augmentation pourrait aussi être le fait d'une modification des rapports de bandes PAH, mais le fait qu'elle se produise systématiquement (voir plus loin) plaide pour un effet de contamination par le [Ne II]. Ainsi, bien que le spectre de la région centrale de M 51 soit essentiellement constitué d'une émission en provenance de régions de faible excitation, on y décèle tout de même l'influence des régions de formation stellaire qui peuplent le cœur de la galaxie. Cette influence reste malgré tout minime puisque le rapport LW3/LW2 de la région centrale (1.09, Roussel et al., 2001b) s'écarte assez peu de la valeur observée pour NGC 7023.

Avant de commenter le spectre du centre de NGC 6286, remarquons que les quatre autres galaxies de la figure 4.12 montrent des signes plus nets de l'augmentation de l'activité dans la région centrale. Tout d'abord, le niveau du continuum à 14 μm s'élève. Ensuite si, comme pour M 51, on compare le massif à 11-13 μm entre région centrale et disque, on constate systématiquement une augmentation du motif à 12.7-12.8 μm par rapport à la bande à 11.3 μm : pour NGC 1365 et M 83, cette augmentation est de 35% (la valeur du rapport n'est pas mesurable dans les disques de NGC 613 et NGC 1097). Ces deux indices pointent bien vers l'apparition d'une composante liée directement aux régions H II dans le spectre MIR.

Le cas du centre de NGC 6286 est plus complexe. En effet, le niveau du continuum à 14 μm ne semble pas avoir augmenté par rapport au spectre du disque, et le niveau du motif à 12.7-12.8 μm n'a que légèrement augmenté par rapport à la bande PAH à 11.3 μm , contrairement aux autres galaxies. La modification la plus importante est que l'ensemble du massif 11-13 μm a baissé par rapport au massif à 7 μm . A bien observer le spectre, la bande PAH à 8.6 a aussi nettement diminué dans le spectre du centre. Deux explications au moins peuvent être avancées. La première est liée à l'influence du champ de radiation sur les PAH. S'il est assez intense, il peut créer une déshydrogénation des molécules. Comme les motifs à 8.6 et 11.3 μm sont très vraisemblablement associés aux liaisons C-H, alors que la bande à 6.2 μm est due à la liaison C-C et celle à 7.7 μm aux deux types de liaisons (Bakes et al., 2001; Peeters et al., 2002), on peut expliquer ainsi le rééquilibrage observé lors du passage du disque au centre. L'autre possibilité c'est que les régions centrales soient affectées par une extinction notable. En effet la bande à 9.7 μm des silicates est suffisamment large pour éroder les bandes à 8.6 et 11.3 μm . Notons que ces deux explications indiquent un contexte semblable, celui d'une activité de formation stellaire accrue⁸, mais qu'étant donnée la taille sur laquelle l'effet est observé (plus de 6 kpc), il est plus probable que le champ de radiation soit en cause plutôt que l'extinction. Cela dit tout n'est

⁸Les fortes extinctions nécessitent des densités-colonne élevées, qui se rencontrent en général dans les zones de forte activité de formation stellaire.

pas cohérent car il devient difficile de comprendre pourquoi le continuum à $14 \mu\text{m}$ est si bas.

On remarquera aussi l'apparition dans tous les spectres, sauf celui de NGC 6286 car le spectre est trop bruité, d'un motif étroit à $7 \mu\text{m}$. A notre résolution spectrale il est impossible de dire si ce motif correspond la raie rotationnelle 0-0 S(5) de H_2 ($6.91 \mu\text{m}$) ou à la raie de [Ar II] ($6.99 \mu\text{m}$). Il s'avère que M 51, M 83, NGC 613, NGC 1365 ont été observées par SWS (Rigopoulou et al., 2002; Sturm et al., 2002; Verma et al., 2003) ce qui nous permet de clarifier la nature de ce motif, bien que l'ouverture de SWS soit plus petite que les régions centrales (tableau 4.1). Evidemment la nature est facétieuse et chacune de ces deux raies intervient dans le spectre : 0-0 S(5) H_2 est détectée dans les deux galaxies de notre échantillon incluses dans l'étude de H_2 par Rigopoulou et al. (2002), M 83 et NGC 1365. La raie de [Ar II] a été recherchée par Sturm et al. (2002) et Verma et al. (2003) dans toutes nos galaxies sauf NGC 1097. Elle est détectée seulement dans NGC 1365. Puisqu'un motif aux alentours de $7 \mu\text{m}$ est détecté dans M 51 et surtout dans NGC 613, on en déduit par élimination qu'il doit s'agir de 0-0 S(5) H_2 . Pour NGC 1097, les observations manquent malheureusement pour identifier le motif. Nous avons donc trois galaxies sur quatre dans les régions centrales desquelles la raie rotationnelle 0-0 S(5) H_2 est détectée et une galaxie sur quatre (faisant partie des trois premières) où la raie [Ar II] est détectée (pour éviter toute confusion on se reportera à la table 4.2). Le motif le plus fréquemment observé est donc 0-0 S(5) H_2 . Bien que moléculaire, cette raie ne trace pas la composante froide du milieu interstellaire mais provient essentiellement du gaz moléculaire "tiède"⁹, et d'après les observations de Rigopoulou et al. (2002), pour nos objets, les PDRs seraient à l'origine de cette émission H_2 . Il semble donc que, mis à part pour NGC 1097 où nous manquons de résolution spectrale, le motif à $7 \mu\text{m}$ nous confirme une forte contribution des PDRs au spectre, même dans les régions centrales des galaxies, et ce, malgré l'augmentation du niveau du continuum à $14 \mu\text{m}$ et de la raie [Ne II].

TAB. 4.2–. Résumé des observations H_2 [Ar II], [Ne II] et [Ne III] par Rigopoulou et al. (2002), Sturm et al. (2002) et Verma et al. (2003).

Galaxies	0-0 S(5) H_2	[Ar II]	[Ne II]	[Ne III]
	$10^{-20} \text{ W.m}^{-2}$	$10^{-20} \text{ W.m}^{-2}$	$10^{-20} \text{ W.m}^{-2}$	$10^{-20} \text{ W.m}^{-2}$
	$6.91 \mu\text{m}$	$6.985 \mu\text{m}$	$12.814 \mu\text{m}$	$15.555 \mu\text{m}$
NGC 613	n.o	n.d. ^a	4.0	<6.8
NGC 1097	n.o. ^b	n.o.	n.o.	n.o.
NGC 1365	2.01	14.1	40.9	7.7
M 51	n.o	n.d.	7.0	2.9
M 83	2.84	n.d.	133.9	6.8
NGC 6286	n.o.	n.o.	n.o.	n.o.

^anon détectée.

^bnon observée.

Ainsi malgré une contribution accrue des régions de formation stellaires actives, les spectres des régions centrales des galaxies témoignent que l'on est loin d'atteindre les niveaux d'excitation rencontrés dans M 17 ou N 66. On remarquera d'ailleurs que la raie [Ne III] est quasiment indétectable sur nos spectres, ce qui confirme la faiblesse de l'excitation globale. En fait, à l'aide des observations de Sturm et al. (2002) et Verma et al. (2003), nous savons que [Ne III] est détectée dans M 83, M 51, et NGC 1365 (table 4.2), mais les rapports [Ne III]/[Ne II] mesurés par SWS indiquent tous une faible excitation globale.

Enfin, on remarquera que les spectres ne présentent aucune indication d'une contribution photosphérique, qui se manifesterait par un continuum décroissant des petites vers les grandes longueurs d'onde (comme on peut le voir par exemple dans Athey et al., 2002, et la figure 4.16). Cela confirme que, même dans la direction du bulbe stellaire, l'émission infrarouge des galaxies spirales ne provient pas des étoiles, et qu'il ne faut donc pas confondre bulbe stellaire et région centrale infrarouge.

Pour résumer brièvement ce que nous apprennent ces six objets, nous avons donc vu que le spectre MIR des galaxies spirales est essentiellement dominé par l'émission dans les bandes PAH, que ce soit dans le disque ou dans les régions centrales. Cela démontre l'importance fondamentale des zones PDR dans la "fabrication" du

⁹Voilà un exemple où l'anglais "warm" serait finalement mieux compris...

spectre MIR des galaxies spirales. Toutefois, les régions centrales se signalent comme des zones où l'activité de formation stellaire augmente, induisant des modifications faibles, mais notables, au spectre (augmentation du niveau du continu, apparition des raies de structure fine, voire déshydrogénation des molécules) au spectre, et ce, essentiellement aux grandes longueurs d'onde. Cela dit on ne retrouve pas dans le spectre global des galaxies spirales le niveau d'excitation que l'on pouvait observer en direction de régions individuelles comme M 17 ou N 66. On tentera dans la suite de ce document de découvrir à quelle échelle spatiale on retrouve les variations d'excitation observées dans les régions de notre voisinage. Enfin les spectres ne montrent pas de contribution stellaire directe, et il faudra observer d'autres types de galaxies pour commencer à "voir" des étoiles.

Mais avant de nous tourner vers ces autres types de galaxies, considérons une dernière "spirale" proche, NGC 5195, le compagnon de M 51.

4.2.3 NGC 5195 et un nouvel aspect de l'émission MIR

NGC 5195 est donc le compagnon de M 51 (la galaxie en "haut" sur la figure 4.11). Il s'agit d'une galaxie lenticulaire SB0 ou SB0/a suivant les auteurs. La caractéristique principale que nous retiendrons de cette classification est qu'elle correspond à un type de disque présentant par un très faible rapport en masse gaz/étoiles, et une population stellaire âgée. Selon la classification morphologique des galaxies il s'agit d'un type spiral précoce, mais plus on en apprend sur les galaxies S0 et moins cela semble correct. NGC 5195 se distingue fortement des autres spirales que nous avons étudiées précédemment par un fait majeur, relié aux deux caractéristiques notées plus haut : la formation stellaire y a cessé. Cela est d'ailleurs amplement confirmé par des observations H α ou UV : NGC 5195 ne produit pas d'UV (Barth et al., 1998) et H α est présent en absorption (c'est-à-dire que l'on observe des atmosphères stellaires, plutôt que du gaz interstellaire, Sauvage et al., 1996). Les nuages que l'on observe par absorption sur l'image 4.11b sont en fait des fragments des bras spiraux de M 51 qui se projettent en avant-plan de NGC 5195.

NGC 5195 telle qu'elle apparaît sur notre image optique semble avoir réussi à conserver sa structure morphologique à travers l'interaction gravitationnelle, mais des images plus profondes révèlent la présence de larges queues de marées autour du corps principal de la galaxie, signes que l'interaction l'a profondément affectée (cela se voit parfaitement sur la figure 6d de Roussel et al., 2001a).

Nous avons vu précédemment que l'émission MIR des galaxies spirales provenait essentiellement de PDR avec une contribution possible de régions H II, deux régions du milieu interstellaire fortement connectées au phénomène de formation stellaire. Or, comme le montre la figure 4.11a, NGC 5195 est une source infrarouge très brillante. En fait, les valeurs d'intensité de la figure 4.11a ont été manipulées pour que l'ensemble des structures détectées soient visibles, mais en intensité naturelle, NGC 5195 est si brillante qu'elle eclipse les autres régions de M 51 (le maximum de NGC 5195 est 6 fois plus brillant que n'importe quel autre point de la carte). Quelle est donc l'origine de cette émission infrarouge si intense ?

Face à une galaxie lenticulaire, on serait tenté de penser que l'émission infrarouge peut cette fois provenir des étoiles du bulbe de la galaxie. Mais à nouveau la comparaison morphologique semble indiquer que cela n'est pas le cas : la source ISOCAM est à peine résolue, ce qui lui donne une taille physique inférieure à celle du bulbe stellaire de NGC 5195 (Smith et al., 1990). L'obtention d'un spectre MIR permet de déterminer avec précision l'origine du rayonnement infrarouge.

Le spectre MIR de NGC 5195 est tracé sur la figure 4.13. NGC 5195 étant une source ponctuelle, il n'y a pas de difficulté à soustraire l'émission zodiacale. Comme on peut le constater, ce spectre est encore assez semblable à ceux que nous avons vus dans la section précédente : importance des motifs PAH à 6.2, 7.7, 8.6, 11.3, et 12.7 μm , relativement faible continuum à 14 μm , et absence des raies de structure fine ([Ne II] ne semble pas contribuer au motif observé à 12.7-12.8 μm). On notera cependant que, contrairement à ce qui est observé par exemple sur les spectres de la figure 4.12, ou sur le spectre de NGC 7023 (figure 4.3b), le niveau du continuum aux alentours de 6 μm est plus élevé : le rapport entre le flux mesuré au pic de la bande 6.2 μm et celui du "continuum" à 6.5 μm est, pour NGC 5195, à plus de 4σ en dessous de la valeur moyenne observée sur les autres spirales, et il est deux fois plus faible que celui de NGC 7023.

A priori donc, nous sommes encore en présence d'un spectre en provenance essentiellement de PDR, mais reste à comprendre l'origine de ces PDR dans une galaxie où la formation stellaire est censée avoir cessé. Pour cela NGC 5195 représente un "cas d'école" car, du fait de sa proximité, elle est très bien étudiée (à 9.7 kpc le couple M 51-NGC 5195 est notre plus proche exemple de galaxies en interaction). Nous allons pouvoir

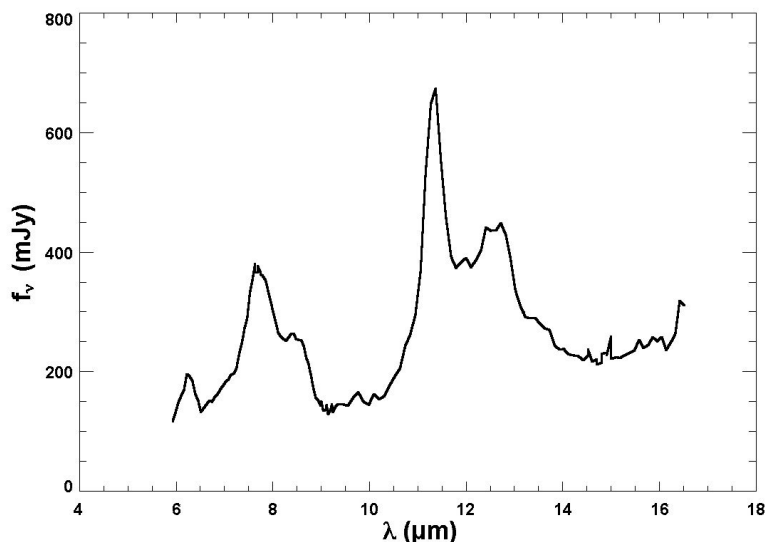


FIG. 4.13–. Spectre MIR de NGC 5195, le compagnon de M 51. Ce spectre correspond à l'intégrale du flux reçu dans les 5×5 pixels centraux du détecteur, soit une ouverture de $15'' \times 15''$. NGC 5195 n'occupant pas tout le détecteur, l'émission zodiacale est simple à soustraire. [Figure adaptée de Boulade et al. (1996).]

envisager de façon systématique les origines possibles de l'émission collectée par ISOCAM.

Il peut y avoir quatre origines possibles à ce rayonnement :

- L'émission des photosphères d'étoiles froides ou d'enveloppes circumstellaires.
- Un sursaut de formation stellaire enfoui dans la poussière et invisible en optique.
- Un noyau actif (AGN).
- Un chauffage de la poussière diffuse par les étoiles formées lors du dernier sursaut de formation stellaire.

Examinons-les tour à tour.

Comme la dernière "rencontre" entre NGC 5195 et M 51 date d'environ 10^8 ans, il est légitime de penser qu'une population stellaire nombreuse a dû voir le jour à cette époque, suite à l'interaction gravitationnelle. On peut donc s'attendre aujourd'hui à trouver dans NGC 5195 un grand nombre d'étoiles aux photosphères de l'ordre de 3000-5000 K ou entourées d'enveloppes circumstellaires directement observables avec ISOCAM. Dans le premier cas, le spectre devrait avoir la forme d'un continuum décroissant avec la longueur d'onde (Athey et al., 2002, et la figure 4.16). Ce n'est assurément pas ce que l'on découvre sur la figure 4.13. Dans le second cas, on s'attend à observer des motifs d'émission relativement classiques, puisque c'est là que se forme la poussière, mais là aussi, ces motifs devraient être superposés à un continuum décroissant car dans ces enveloppes, la température d'équilibre de la poussière est suffisante pour qu'elle émette dans la bande ISOCAM sans invoquer de chauffage stochastique. De plus dans les cas où l'émission infrarouge provient d'étoiles, son niveau à courte longueur d'onde ($\sim 5 \mu\text{m}$) est de l'ordre de celui extrapolé de l'émission NIR (Xilouris et al., 2004). Les données NIR de Smith et al. (1990) permettent de faire cette extrapolation et de conclure que le niveau du continuum produit par les étoiles de NGC 5195 est entre 3 et 6 fois plus faible que celui observé. Il est donc très peu probable que les étoiles de NGC 5195 produisent une contribution directe au spectre observé.

Toujours du fait de l'interaction, il se pourrait que subsiste au coeur de NGC 5195 un starburst suffisamment enfoui dans la poussière pour qu'aucune indication de son existence (par exemple via les raies de recombinaison de l'hydrogène) ne nous parvienne dans le domaine optique. Mais là aussi, le spectre nous indique le contraire : le niveau du continuum à $14 \mu\text{m}$ est relativement faible, plus faible même que ce qui est observé dans NGC 1097 ou M 83, deux galaxies qui abritent un starburst nucléaire. De même, le spectre ne montre pas d'indication de raies ioniques provenant du starburst, or même dans le cas d'une extinction suffisante pour bloquer le passage de la lumière visible, ces dernières devraient être observables (l'extinction est 20 fois plus faible à $10 \mu\text{m}$ qu'en bande V, Rieke & Lebofsky, 1985). Enfin la forme du spectre n'indique pas la présence d'une extinction notable à $9.7 \mu\text{m}$. La bande à $8.6 \mu\text{m}$ est présente, et la bande à $11.3 \mu\text{m}$ est très prononcée, alors que ce sont les deux premières bandes à être affectée par l'extinction des silicates .

Pour ce qui est du cas de poussière dans le disque d'accrétion d'un petit AGN, les choses sont moins nettes que ce que nous affirmions dans Boulade et al. (1996), et, au vu des résultats accumulés par la suite sur les galaxies actives (voir Laurent et al., 2000, ainsi que la section 6.1.2), la contribution d'un petit AGN au spectre MIR ne doit pas être négligée. Tout d'abord il est légitime de penser à un AGN dans le cas de

NGC 5195 car cette galaxie est classée LINER. Un LINER est un objet dont la région centrale présente des raies ioniques, correspondant à un niveau d'ionisation plus faible que dans les AGN proprement dits, mais plus élevé que dans les régions H II. En général les galaxies LINER sont rangées dans la classe des galaxies actives, mais les énergies requises pour produire les raies observées restent malgré tout à portée de sources plus "classiques" comme les étoiles massives. Pour ce qui est de la contribution d'un éventuel noyau actif dans NGC 5195, les indications du spectre, tant MIR qu'optique, sont ambiguës. Notre spectre ne montre pas d'émission de [Ne III] alors que cette raie est censée être forte dans les LINER (Voit, 1992). Le spectre optique obtenu par Ho et al. (1995) montre uniquement la raie [Ne II] 6584 Å alors que les modèles de LINER prédisent des intensités équivalentes pour cette raie et la raie [O III] 5007 Å (Spinoglio & Malkan, 1992). Mais si les raies font pencher vers une absence de véritable noyau actif dans NGC 5195, la présence d'un continuum non-négligeable à 6 μm sur le spectre de la figure 4.13 fait pencher la balance de l'autre côté. En effet, comme amplement démontré par Laurent et al. (2000), ce continuum est présent exclusivement dans les galaxies à noyau actif (voir section 6.1.2). Le rapport d'intensité entre la bande PAH à 6.2 et son continuum sous-jacent est d'ailleurs utilisé comme diagnostic de l'importance de la contribution AGN au spectre MIR (voir aussi Genzel et al., 1998, pour un diagnostic similaire avec la bande à 7.7 μm). Le spectre de la figure 4.13 ne s'étend pas à suffisamment courte longueur d'onde pour pouvoir proprement calculer le diagnostic CVF de Laurent et al. (2000), mais la photométrie dans les filtres à bande large de Boulade et al. (1996) permet d'utiliser le diagnostic LW2-LW3-LW4. Avec un rapport LW3/LW2 de 1.36 et un rapport LW2/LW4 de 1.39, ce diagnostic indique une décomposition du spectre MIR en 75% AGN et 25% PDR, la contribution des régions H II étant négligeable. Selon cette décomposition, la majeure partie du continuum à 14 μm provient en fait de l'AGN. L'absence des raies indique alors que le noyau de NGC 5195 n'est que faiblement actif, sans doute faute d'un approvisionnement conséquent en matière interstellaire.

Reste alors à expliquer l'origine des $\sim 25\%$ de l'énergie attribués aux PDR. Pour cela est-il possible d'invoquer la population stellaire résultant du starburst causé par l'interaction avec M 51. A l'aide des données de Smith et al. (1990) et de Maoz et al. (1996), nous pouvons calculer l'énergie fournie par les étoiles dans la zone centrale correspondant à l'émission infrarouge. La luminosité émise dans la bande 6-17 μm est de $\sim 2 \cdot 10^8 L_{\odot}$. En admettant que 25% de cette luminosité est due aux PDR, nous devons donc "trouver" $5 \cdot 10^7 L_{\odot}$. Connaissant la distribution spectrale d'énergie (SED) des étoiles de NGC 5195, la luminosité MIR nous donne de précieuses informations sur le "taux de transfert" de luminosité stellaire (la fraction du flux stellaire absorbée par la poussière), ainsi que sur la longueur d'onde limite du rayonnement absorbé. En effet l'énergie absorbée par la poussière est égale au produit du taux de transfert par l'intégrale de la distribution spectrale d'énergie stellaire calculée jusqu'à la longueur d'onde limite d'absorption (bien entendu il s'agit d'une approximation car la poussière absorbant plus efficacement le rayonnement de courte longueur d'onde, le taux de transfert doit dépendre de la longueur d'onde). Plus clairement, si la poussière absorbe le rayonnement de l'UV jusqu'à une longueur d'onde limite λ_{lim} avec une efficacité τ , il nous faut résoudre l'équation suivante :

$$L_{IR}^{PDR} = \tau \times \int_{\lambda_{UV}}^{\lambda_{\text{lim}}} F_{\lambda}^{Gal} d\lambda,$$

où L_{IR}^{PDR} représente la luminosité infrarouge dont nous cherchons à expliquer l'origine, et F_{λ}^{Gal} est la distribution spectrale d'énergie de NGC 5195 dans la zone émettrice infrarouge.

Pour un taux de transfert de 10% (un cas optiquement mince), la longueur d'onde limite d'absorption est de l'ordre de 0.55 μm , soit au milieu du domaine visible. Si ce taux vaut 20%, alors la longueur d'onde limite descend à 0.4 μm . Enfin dans le cas optiquement épais (100% de taux de transfert), sans doute moins probable puisqu'aucun signe d'extinction n'est apparent, la longueur d'onde limite est entre 0.25 et 0.3 μm . On voit donc que dans tous les cas, l'absorption s'étend au delà du domaine UV classique. Cela sera d'autant plus le cas si l'émission au delà de 17 μm comprend elle aussi une contribution PDR notable (ce qu'il est impossible d'affirmer à l'heure actuelle) qui demande elle aussi sa propre source d'énergie. NGC 5195 montre donc que le rayonnement optique ou "UV-mou" peut contribuer à l'excitation des poussières et en particulier des porteurs de motifs PAH. Cette propriété des porteurs des bandes PAH était suspectée avant ISO, mais les observations de Uchida et al. (1998, 2000) l'ont amplement démontrée. Dans le modèle original des PAH, cette excitation par du rayonnement de faible énergie était exclue, mais Li & Draine (2002) ont depuis montré qu'elle était effectivement possible. On ne peut donc pas conclure de l'observation de bandes PAH dans des environnements

pauvres en UV que le modèle PAH soit pris en défaut.

Ainsi nous avons entièrement expliqué le spectre et la brillance du compagnon de M 51. L'essentiel de la luminosité est produit par un noyau actif de faible activité, alors que les motifs PAH proviennent de régions PDR créés par les étoiles d'un précédent sursaut de formation stellaire. Nous serons amenés à reparler de NGC 5195 dans la section 5.2.3.

4.2.4 Résumé

Avant d'explorer de nouveaux types de galaxies, et vraisemblablement de rencontrer de nouvelles SED, et peut-être de nouveaux processus d'émission, résumons ce que ces observations de galaxies spirales nous ont appris par rapport aux régions isolées étudiées en 4.1.

- Un groupe de six galaxies spirales a été observé dans le mode de spectro-imagerie d'ISOCAM. Ces spirales sont pour les 2/3 des spirales barrées, ce qui est sans doute représentatif de la population générale des spirales. Il s'agit cependant du seul caractère représentatif de cet échantillon, puisqu'il a surtout été construit en fonction des capacités instrumentales d'ISOCAM. Les images ISOCAM montrent la présence d'une zone centrale plus brillante que le reste du disque, mais qu'il ne faut cependant pas confondre avec le bulbe stellaire, en général nettement plus étendu que la région centrale infrarouge. En distinguant ces différentes composantes morphologiques, ces observations nous permettent de découvrir un certain nombre de faits intéressants :
- Les régions des disques des galaxies observées à la résolution d'ISOCAM montrent un spectre remarquablement uniforme et très proche du spectre "pur PAH" ou PDR que nous avons défini dans la section précédente. Le continuum à $14\ \mu\text{m}$ est très bas et les raies ioniques sont absentes (le doute subsiste sur la raie du [Ne II] qui se mélange au motif PAH à $12.7\ \mu\text{m}$).
- Le spectre des régions centrales ne montre aucune composante que l'on pourrait attribuer clairement aux étoiles, confirmant la différence de nature entre le bulbe observé en optique et la composante centrale infrarouge. Alors que la plupart de nos galaxies sont barrées, et que l'on s'attendrait donc à observer une composante de formation stellaire active, de type région H II, dans les spectres, il faut bien constater que les spectres des régions centrales ne montrent que de discrets signes d'une augmentation de la contribution des régions H II au spectre central. Les signes les plus frappants sont une élévation du niveau du continu à $14\ \mu\text{m}$ et une modification du massif à $11-13\ \mu\text{m}$ qui s'interprète simplement comme l'apparition, à la résolution spectrale d'ISOCAM, de la raie [Ne II]. Cependant on observe pas, comme dans les régions H II elles-mêmes, une prolongation du continu vers les courtes longueurs d'ondes, ou la présence de raies d'espèces plus ionisées comme la raie [Ne III].
- Cela dit, les spectres des régions centrales de nos galaxies montrent l'apparition d'un nouveau motif à $\sim 7\ \mu\text{m}$. ISOCAM ne possède pas la résolution spectrale suffisante pour identifier ce motif mais, à l'aide de données SWS sur une partie de notre échantillon, nous montrons qu'il est plus probable qu'il s'agisse de la raie 0-0 S(5) H₂. Cette raie possède différents mécanismes d'excitation. Dans notre contexte, elle devrait naître dans les PDRs qui entourent les régions de formation stellaire des régions centrales. A nouveau, nous retrouvons le rôle primordial que joue cette phase du milieu interstellaire dans la détermination du spectre infrarouge des galaxies.
- Les mêmes données SWS confirment, par le biais du rapport [Ne III]/[Ne II], que l'excitation globale observée dans les régions centrales des galaxies spirales est tout de même nettement inférieure à celle observée dans les régions H II individuelles. Cela traduit un fort effet de dilution des régions actives dans un milieu plus diffus.
- Aucun de nos spectres ne montre de signe d'extinction. D'une certaine façon, cette absence est compatible avec l'extinction moyenne régnant dans les galaxies spirales et qui est généralement de 1 à 3 magnitudes en bande R. Une telle extinction est absolument indétectable dans le MIR.
- NGC 5195, le compagnon de M 51, a aussi été observé avec le mode de spectro-imagerie. Bien qu'une galaxie de type lenticulaire ne puisse plus véritablement être considérée comme une galaxie spirale (pour les rares qui sont vues de face, on constate que l'onde spirale a disparu), il est très intéressant de comparer son spectre à celui des véritables spirales de notre échantillon :
- Une inspection rapide du spectre montre à nouveau la présence d'une composante notable de l'émission en provenance de régions PDR, signalée par les bandes PAH proéminentes.

- Cependant une inspection plus poussée nous montre que ces bandes PAHs sont en quelque sorte “posées” sur une émission continue dont la pente est nettement plus faible que le continu des régions H II mais la composante à $6\ \mu\text{m}$ nettement plus forte que dans ces mêmes régions. Il s’agit là d’une nouvelle composante de l’émission MIR : celle due à la poussière chauffée par un noyau actif (voir la section 6.1.2). L’analyse de ce spectre suivant des méthodes diagnostiques développées par Laurent et al. (2000) indique que l’AGN contribue pour 75% à l’émission MIR.
- NGC 5195 nous montre aussi que pour rendre compte de la luminosité de la composante PDR, la poussière doit être capable d’absorber une partie du rayonnement visible de la galaxie et non simplement de l’UV.

NGC 5195 nous offre d’ailleurs une très bonne transition pour la partie suivante, puisque nous allons maintenant nous intéresser à des types de galaxies plutôt paradoxaux quand on travaille dans l’infrarouge : les galaxies lenticulaires et elliptiques.

4.3 Galaxies lenticulaires et elliptiques - Enfin des étoiles ?

Jusqu’ici, nous nous sommes effectivement intéressés à la partie de la séquence de Hubble a priori la plus pertinente pour l’infrarouge, puisque constituée de galaxies encore actives en termes de formation stellaire, et possédant un milieu interstellaire plutôt riche. Mais, depuis les observations IRAS, nous savons que les galaxies spirales ne sont pas les seules galaxies émettant en infrarouge.

A l’autre bout de la séquence de Hubble on trouve effectivement les galaxies elliptiques, et entre celles-ci et les spirales, les galaxies lenticulaires. Les observations IRAS nous ont montré, malgré les incertitudes sur lesquelles je reviendrai bientôt, qu’elles aussi pouvaient être à l’origine d’une émission infrarouge toute aussi intéressante que celle des galaxies spirales (voir par exemple van Dreil & de Jong, 1990). Cependant avant de plonger directement dans les observations ISOCAM, voyons quelques éléments du contexte particulier entourant ces objets.

4.3.1 Rétrospective et petites précisions

L’existence d’une magnifique séquence morphologique de galaxies, proposée par Hubble et améliorée par Sandage puis par de Vaucouleurs, allant des galaxies elliptiques, arrangées selon leur degré d’ellipticité, aux deux branches des galaxies spirales (barrées et non-barrées) en passant par les galaxies lenticulaires, fait irrésistiblement espérer l’existence de liens physiques forts entre les différentes classes, voire d’une évolution d’une classe à l’autre.

Au fur et à mesure de nos progrès dans la compréhension de cette instabilité dynamique que sont les barres de galaxies, il semble bien qu’une telle évolution existe qui fasse passer une galaxie d’une branche à l’autre des spirales, en remontant le “courant”, c’est-à-dire en passant des types les plus tardifs aux types les plus précoces (voir par exemple les travaux de Friedli & Martinet, 1993). Cette idée, bien que séduisante, reste difficile à démontrer, et il se pourrait que la séquence de Hubble traduise plus simplement le couplage des conditions initiales de formation des spirales avec les diverses instabilités dynamiques propres aux disques (Noguchi, 2000; MacArthur et al., 2003)

Cela dit, ce mécanisme d’évolution séculaire ne permet pas de rendre compte de l’existence des galaxies lenticulaires (type S0) desquelles la structure spirale est, pour autant qu’on puisse le constater, essentiellement absente. Par ailleurs elle ne dit rien non plus sur les galaxies elliptiques.

La position des galaxies elliptiques et lenticulaires “à gauche” des spirales sur la séquence de Hubble pourrait simplement être le reflet du désir bien humain de classer le contenu de l’Univers suivant le principe des ressemblances. Cela dit ça n’est pas tout à fait vrai car l’âge des populations stellaires des elliptiques et lenticulaires les place effectivement de ce côté-ci de la séquence. Cependant mis à part ce fait, il semble bien que la séquence s’interrompe au niveau des galaxies lenticulaires.

De plus, si les galaxies lenticulaires, malgré leur position, ne semblent entretenir que des liens ténus avec leur voisines spirales, on serait bien en peine d’en trouver avec leur voisines elliptiques. En effet, il n’existe pas de mécanisme connu qui puisse faire passer de l’une à l’autre, et les scénarios de formation sont assez différents.

Le scénario de formation à la mode pour les galaxies elliptiques est celui de la collision de plusieurs galaxies spirales. La collision de deux grandes galaxies spirales produit, nous le savons, un objet subissant un très violent sursaut de formation stellaire qui évolue en une galaxie ressemblant terriblement aux grandes galaxies elliptiques de l'Univers Local. En variant la taille et le nombre de galaxies impliquées dans la collision, on peut reproduire la variété des tailles et des types de galaxies elliptiques rencontrés¹⁰. Les galaxies impliquées dans ces collisions n'ont d'ailleurs pas besoin d'être des spirales, mais simplement riches en gaz, pour pouvoir déclencher un très fort sursaut de formation stellaire. Ce scénario, du type hiérarchique, n'est cependant pas le seul qui soit compatible avec les propriétés observées des galaxies elliptiques. Il a l'avantage d'être semblable au scénario de formation des spirales, mais on doit mentionner aussi l'existence de scénarios dits d'effondrement monolithique, où les galaxies sont formées "d'un coup" par effondrement d'un seul volume de gaz. Ce scénario, plus ancien mais remis au goût du jour par Chiosi & Carraro (2002), pourrait rendre compte de l'ensemble des structures stellaires compactes, des amas globulaires aux galaxies elliptiques géantes.

L'origine des galaxies lenticulaires est, elle, moins connue. Tout d'abord, force est de reconnaître que malgré l'apparente simplicité des critères de classification définissant les galaxies lenticulaires, une très grande variété d'objets se retrouve dans cette catégorie, ce qui brouille un peu les cartes quant à l'origine possible de ces galaxies en tant que classe. Cependant, la présence d'un excès de galaxies lenticulaires par rapport aux autres spirales dans les régions centrales de amas de galaxies (Bekki et al., 2002; Bicker et al., 2002) fait penser que les pressions subies par les galaxies lors de leurs révolutions au sein des amas pourraient amener la transformation de galaxies spirales "classiques" en galaxies lenticulaires. Deux mécanismes ont été proposés pour expliquer cette transformation. Le premier est dénommé "ram pressure stripping", qu'on pourrait traduire par l'érosion de la galaxie par friction sur le milieu intra-amas : lors de son passage dans l'amas, le milieu interstellaire de la galaxie est balayé par le gaz intra-amas, ne laissant petit à petit subsister qu'une galaxie constituée d'étoiles. Les simulations numériques semblent indiquer qu'il ne soit pas suffisamment efficace pour expliquer l'abondance des galaxies lenticulaires. C'est pourquoi un second mécanisme est proposé, nommé "tidal stripping" où ce sont les forces de marée, générées collectivement par les galaxies et le gaz de l'amas, qui agissent sur la galaxie et la transforme.

Si ces scénarios sont corrects, ils indiquent que les galaxies elliptiques et lenticulaires sont désormais des objets passifs, dont les étoiles vieillissent lentement sans plus jamais se renouveler. Il peut donc sembler étrange d'y rechercher et d'y détecter de l'émission infrarouge, puisque l'on a vu que celle-ci était principalement liée à la formation stellaire active.

Et pourtant des équipes comme celle de Jura et al. (1987) ont montré que ces galaxies pouvaient être source d'émission infrarouge en particulier à $12 \mu\text{m}$ (même si Bregman et al., 1998, ont montré depuis que de nombreuses "détectations" étaient en fait des artefacts d'IRAS). Ces détectations n'étaient pas en-soi totalement surprenantes étant donné que des bandes de poussière avaient déjà pu être observées en extinction dans certaines d'entre elles. Malgré tout, l'existence de cette émission infrarouge et de cette poussière pose un certain nombre de questions et en particulier celles de l'origine de la poussière et de l'énergie responsable de son chauffage.

Pour ce qui est de l'origine de la poussière, on peut citer deux mécanismes différents : soit la poussière provient d'une galaxie récemment absorbée par la galaxie elliptique ou lenticulaire, et en effet certaines galaxies à bande de poussière ont aussi une dynamique perturbée compatible avec l'idée d'une interaction gravitationnelle récente (et la galaxie Centaurus A dont nous reparlerons dans les sections 5.2.2 et 6.1.2, en est un exemple frappant) ; soit cette poussière est générée in-situ, par exemple dans les enveloppes des étoiles en phase de perte de masse nombreuses dans ce type de galaxies. Dans ce deuxième cas il faut cependant rajouter un mécanisme physique qui permette d'expliquer comment la poussière, alors qu'elle est générée par toute la galaxie, se rassemble en structures compactes comme les bandes ou les disques souvent observés dans les galaxies elliptiques.

Quant à l'énergie responsable du chauffage, on a là aussi plusieurs possibilités. La première qui vient à l'esprit dans le cas d'une origine circumstellaire de la poussière, c'est qu'au moins pour les plus courtes longueurs d'onde d'IRAS, on observe directement ces enveloppes stellaires. On a donc là une différence fondamentale avec l'émission des galaxies spirales, qui provient entièrement du milieu interstellaire. La deuxième, que j'avais par exemple dans Sauvage & Thuan (1994), c'est que la poussière est diffuse et qu'au lieu d'être chauffée par les régions de formation stellaire absentes, elle est chauffée par l'ISRF produit par toutes les étoiles

¹⁰ à l'exception peut-être des galaxies elliptiques naines, ce qui d'ailleurs pose un problème sans mesure avec la taille des objets en question.

de la galaxie. Le calcul montre que les valeurs de l'ISRF dans les régions centrales de ces galaxies sont suffisantes pour reproduire les flux IRAS. Dans ces deux cas, la distribution spatiale de l'émission infrarouge suit celle des étoiles et le fait que les profils infrarouge et optiques se ressemblent ne permet pas d'affirmer, comme le faisaient par exemple Knapp et al. (1992) en utilisant des observations à $10 \mu\text{m}$, l'origine circumstellaire de l'émission IRAS à 12 et $25 \mu\text{m}$. Enfin il existe une troisième possibilité qui est simplement que l'émission proviennet de petites régions de formation stellaire suffisamment peu brillantes pour échapper à une observation rapide parce que cachées dans la lumière aveuglante des populations stellaires centrales.

Avec les quatre bandes spectrales et la résolution spatiale d'IRAS, il est très difficile d'établir des certitudes sur l'émission infrarouge de ces galaxies précoces. Il est intéressant cependant de noter que des sources d'émission particulières sont mises en avant dans le cas des galaxies elliptiques et lenticulaires, comme l'émission des enveloppes circumstellaires des étoiles en régime de perte de masse, sans pourtant que les données ne le réclament : comme je le montrais dans Sauvage & Thuan (1994), le diagramme IRAS couleur-couleur des galaxies précoces ne se distingue pas de celui des galaxies spirales tardives, et l'existence d'une corrélation entre l'émission à $12 \mu\text{m}$ et l'émission en bande B, mise en avant par Jura et al. (1987) pour justifier d'une origine stellaire à l'émission IRAS, est principalement un biais de sélection.

C'est pour cette raison qu'un nombre conséquent d'heures d'observations d'ISO, essentiellement avec CAM et PHT pour des raisons de sensibilité, a été consacré à l'étude de ces objets. J'ai personnellement consacré plus d'effort aux galaxies lenticulaires qu'aux galaxies elliptiques proprement dites. Comme on va le voir, ces deux types de galaxies racontent une histoire un peu différente.

4.3.2 Les galaxies lenticulaires : des galaxies comme les autres ?

Des galaxies lenticulaires, nous en avons déjà vu une, il s'agit de NGC 5195. Cela dit, cette galaxie, par sa situation d'interaction violente avec M 51 n'est sûrement pas un exemple représentatif de sa catégorie. Ici nous allons donc nous intéresser à un échantillon plus propre de galaxies de type précoce.

Cet échantillon tire son origine du travail que j'avais réalisé sur le catalogue du CfA. Sur les 1500 contreparties IRAS que j'avais rassemblées, un certain nombre de galaxies étaient de type précoce, ce qui m'a amené à m'intéresser au travail de Jura et al. (1987) sur un autre catalogue de galaxies, le catalogue RSA. La différence principale entre ces deux catalogues est la limite en magnitude visible utilisée pour les construire, le catalogue CfA étant plus profond que le catalogue RSA (la limite en magnitude B totale est de 12 pour le RSA, et 14.5 pour le CfA). Comme mentionné plus haut, Jura et al. (1987) avaient observé dans leur échantillon une corrélation entre l'émission à $12 \mu\text{m}$ et l'émission visible des galaxies de type précoce, interprétée comme un signe indubitable de l'origine stellaire de l'émission infrarouge. Dans le catalogue CfA, je ne retrouve pas cette corrélation, et l'on peut montrer assez simplement que la "corrélation" observée dans l'échantillon RSA est causée par sa trop haute coupure en magnitude.

Au moment de la publication du temps garanti ISO, je me suis aperçu que les échantillons de galaxies précoces observés avec PHT dans le but d'élucider l'origine de l'émission infrarouge provenaient à nouveau du RSA et risquaient donc d'être victime du même biais. J'ai alors sélectionné un échantillon de galaxies précoces du CfA situées en dessous de la coupure en magnitude du CfA. Les critères de sélection de cet échantillon sont les suivants :

- Détection dans la bande IRAS $12 \mu\text{m}$.
- Type morphologique S0 ou plus précoce.
- Magnitude B totale supérieure à 12 (et inférieure à 14.5 par construction du CfA).

Ces critères ont permis la création d'un échantillon de 39 galaxies dont 18 ont été observées dans le mode CVF. Pour permettre la réalisation d'observations rapides, le domaine spectral observé va de 7 à $13 \mu\text{m}$, suivant en cela la fenêtre spectrale de la bande N. A cet échantillon je rajoute NGC 6285, observée dans le champ de NGC 6286 avec qui elle forme une paire rapprochée. NGC 6285 a une magnitude B de 14.48 mais n'est pas détectée par IRAS (le flux intégré dans la bande passante IRAS à $12 \mu\text{m}$ est de 84 mJy , sans doute trop bas pour IRAS). Les principales propriétés des galaxies observées sont résumées dans le tableau 4.3.

Avant de nous concentrer sur l'émission infrarouge de ces objets, il est sans doute bon de nous attarder quelque peu sur leur type morphologique (colonne (4) du tableau 4.3). Au départ les galaxies sont sélectionnées sur la base du type morphologique de Hubble-Sandage, présent dans le catalogue CfA. Les types de galaxies sélectionnés pour construire l'échantillon (codés de -5 à -1) correspondent aux galaxies elliptiques naines, ellip-

TAB. 4.3— Caractéristiques de l'échantillon de galaxies précoces du CfA observées avec ISOCAM.

Nom (1)	Type de spectre (2)	Autres noms (3)	Type morphologique (4)	redshift (5)
UGC 532	PAH	NGC 279, Mrk 558	(R')SAB(r)0+ pec	0.012936
UGC 1157	PAH	NGC 632, Mrk 1002	S0, Radio	0.010567
UGC 1310	PAH	NGC 694, Mrk 363	S0 ? Pec	0.00984
UGC 1315	PAH	NGC 694, V Zw 123	S0 ? Pec HII	0.032472
UGC 2128	non détectée	NGC 1016	E	0.021965
UGC 6153	continuum	NGC 3516	(R)SB(s)0 Sy1.5	0.00836
UGC 6245	PAH	IC 676, Mrk 731	(R)SB(r)0+ Sbrst	0.004303
UGC 6255	PAH	Ark 282	S ?	0.017849
UGC 6482	PAH	IC 698	S0	0.021191
UGC 6786	non détectée	NGC 3900	SA(r)0+ AGN	0.005999
UGC 7290	PAH	NGC 4220	SA(r)0+ LINER HII	0.003049
UGC 7572	PAH	NGC 4441	SAB0+ pec	0.008919
UGC 8190	PAH	NGC 4963	S ?	0.02385
UGC 8468	PAH (faible)	NGC 5173	E0 :	0.008069
UGC 9341	PAH	IC 1024	S0 ?	0.004853
NGC 6285	PAH		S0 LINER HII	0.018983
UGC 12575	PAH	NGC 7648, IC 1486, Mrk 531	S0	0.011872
UGC 12618	PAH	NGC 7679, Arp 216, Mrk 216	SB0 pec : HII Sy2	0.017139
UGC 12919	PAH	NGC 7819	S0	0.018453

tiques, et lenticulaires. La classification reportée dans le tableau 4.3, qui provient de la révision de la séquence de Hubble par de Vaucouleurs, précise le type morphologique. Les lettres A et B caractérisent la présence d'une barre stellaire, le type B indiquant une barre importante, le type AB une barre faible, et le type A une absence de barre (l'importance de la barre est jugée sur des critères essentiellement visuels, d'où la découverte de nombreuses "nouvelles" barres dans des galaxies SA lorsqu'on les observe en IR proche, domaine de longueur d'onde plus adapté aux structures stellaires que le visible. A ce propos, on pourra noter que la présence de barres dans les galaxies lenticulaires signales qu'il s'agit bien de galaxies "discoïdes" comme les autres spirales, la barre étant une instabilité typique des disques). La barre n'est pas la seule structure non-spirale rencontrée dans les galaxies. Celles-ci peuvent aussi présenter des anneaux stellaires, en général aux extrémités de la barre, ou dans la région externe du disque galactique. C'est là la signification des lettres entre parenthèses. Le R présent éventuellement au début du type indique l'existence d'un anneau stellaire externe. La seconde lettre entre parenthèses, située après le type de barre, décrit la forme de la structure stellaire au centre de la galaxie, de spirale (s) à anneau (r), avec les types intermédiaires (sr) et (rs). Enfin la suite du type reportée dans le tableau 4.3 ne fait plus partie de la classification morphologique proprement dite mais est en général issue d'observations spectrales qui permettent d'identifier la présence de composantes particulières comme un noyau actif (AGN, Seyfert noté Sy, ou autre LINER), une formation stellaire active (H II, starburst noté Sbrst), ou la présence d'une forte émission radio.

Comme on peut le constater, notre échantillon est dominé par les galaxies lenticulaires S0, avec 14 galaxies S0, deux galaxies elliptiques, et deux spirales non classées. Cette prédominance est due à la fois à la nature incontournable de l'Univers Local qui fait que les galaxies S0 sont deux fois plus nombreuses dans le catalogue CfA que les galaxies E, et au critère de sélection IRAS, puisque le taux de détection à 12 μm est de 5% pour les elliptiques et de 10% pour les lenticulaires. Elle a ensuite été malheureusement amplifiée par les hasards de la programmation des observations ISO. Il s'agit donc essentiellement d'observations de galaxies lenticulaires.

On pourra s'étonner ensuite du nombre de particularités (radio, AGN, Seyfert) présentes dans l'échantillon. Ces particularités seront à prendre en compte par la suite, mais elles restent malgré tout dans la limite du normal, toutes les galaxies, et surtout les types précoces, présentant des caractères uniques pour peu qu'on les observe

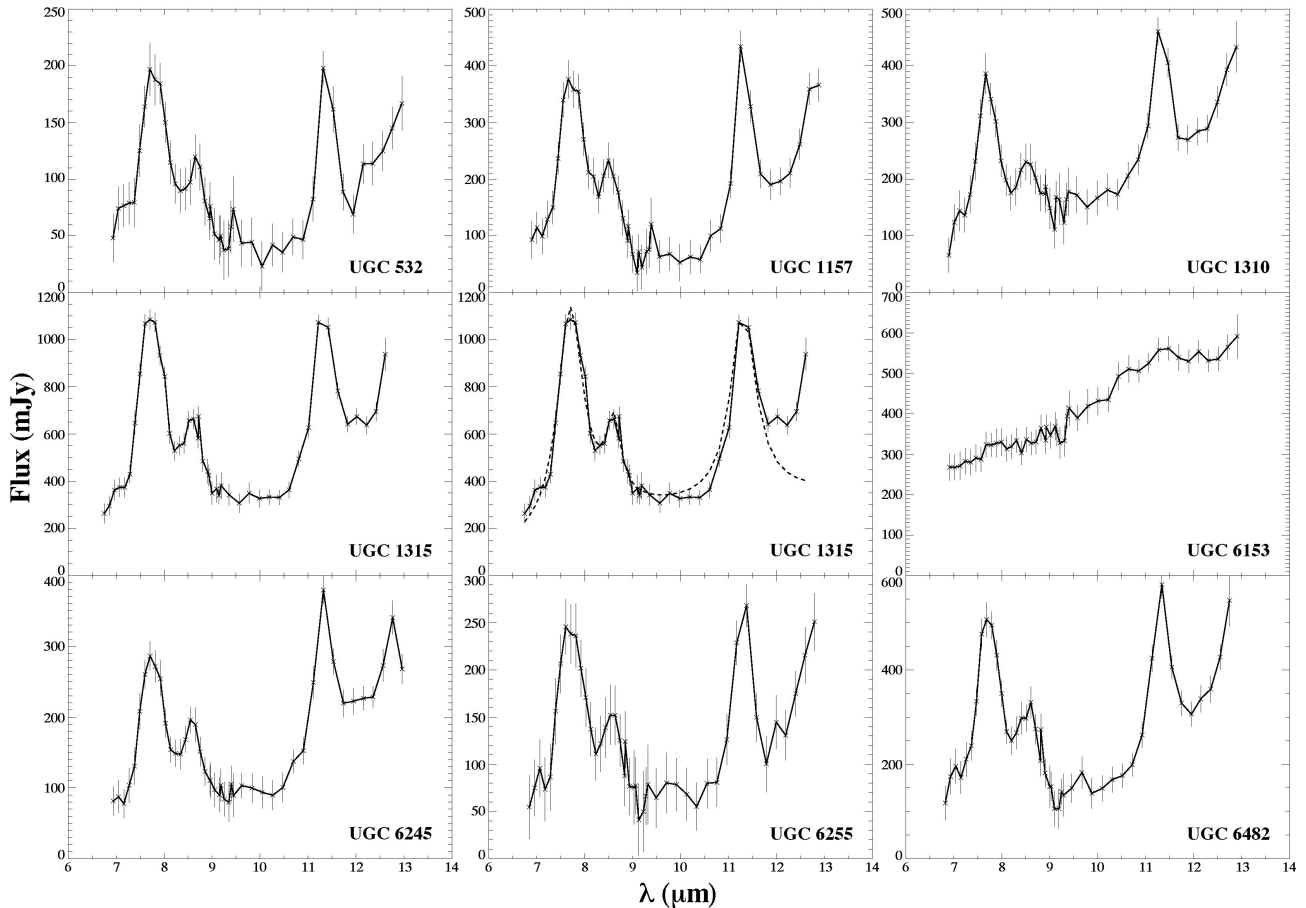


FIG. 4.14— Spectres MIR entre 7 et 13 μm des galaxies lenticulaires et elliptiques de l'échantillon du tableau 4.3. Les deux galaxies non-détectées ne sont pas reportées sur cette figure. Les spectres ont été recalés sur les longueurs d'onde au repos en utilisant les redshifts présents dans NED. La présence ou l'absence d'un motif à 12.7-12.8 μm est due aux redshifts des différentes sources. Pour UGC 7290, qui est la seule galaxie résolue spatialement par nos observations, deux spectre sont reportés : le spectre total (T) obtenu dans une ouverture suivant les isophotes de la galaxie, et le spectre du centre (C) obtenu dans une ouverture circulaire. Tous les autres spectres sont obtenus dans une ouverture circulaire de taille variable, et une correction pour la fraction du flux tombant hors de l'ouverture a été appliquée ($<20\%$ et principalement aux grandes longueurs d'onde). Le spectre de UGC 1315 est répété pour donner un exemple du résultat de la décomposition en trois Lorentziennes et un continu.

de près...

Ce qui frappe surtout dans le tableau 4.3 c'est la colonne (2) : 15 galaxies sur 18 ont un spectre de type PAH. Cela est encore plus frappant sur les figures 4.14 et 4.15, où pratiquement tous les spectres ont l'air identiques. Deux galaxies, UGC 2128 et UGC 6786, ne sont pas détectées, et parmi elles l'une des deux elliptiques, UGC 2128. Ces deux galaxies ont certes des flux IRAS parmi les plus faibles de l'échantillon, respectivement 104 et 117 mJy, mais UGC 6255 avec un flux de 91 mJy est pourtant détectée. Comme la bande passante du filtre IRAS à 12 μm ne s'étend pas plus bas en longueur d'onde que nos observations mais "monte" jusqu'à 15 μm , la non-détection par ISO indique soit que le flux IRAS est incorrect, ce qui au vu des révisions drastiques apportées par Bregman et al. (1998) aux détections à 60 et 100 μm , est fort possible, soit que l'émission se situe au delà de 13 μm , indiquant un déficit de PAH. Cette possibilité est effectivement à retenir pour UGC 6786 qui contient un AGN et nous verrons dans la section 6.1.2 pourquoi. A l'inverse, une émission purement stellaire, et donc décroissante en longueur d'onde, est difficile à réconcilier avec la combinaison d'une détection IRAS et d'une non-détection ISO. Il y a donc fort à parier que le flux IRAS de UGC 2128 est incorrect.

La seule galaxie à présenter un spectre différent des autres est UGC 6153, classée Seyfert 1.5. Pour l'instant, nous n'avons encore jamais observé de tel spectre mais il ne nous est pourtant pas inconnu. Il s'agit en effet du spectre caractéristique des noyaux actifs de galaxies : un spectre presque linéairement croissant (dans cet espace étrange qui trace des Jy en fonction de la longueur d'onde). A nouveau, je reporte une discussion plus

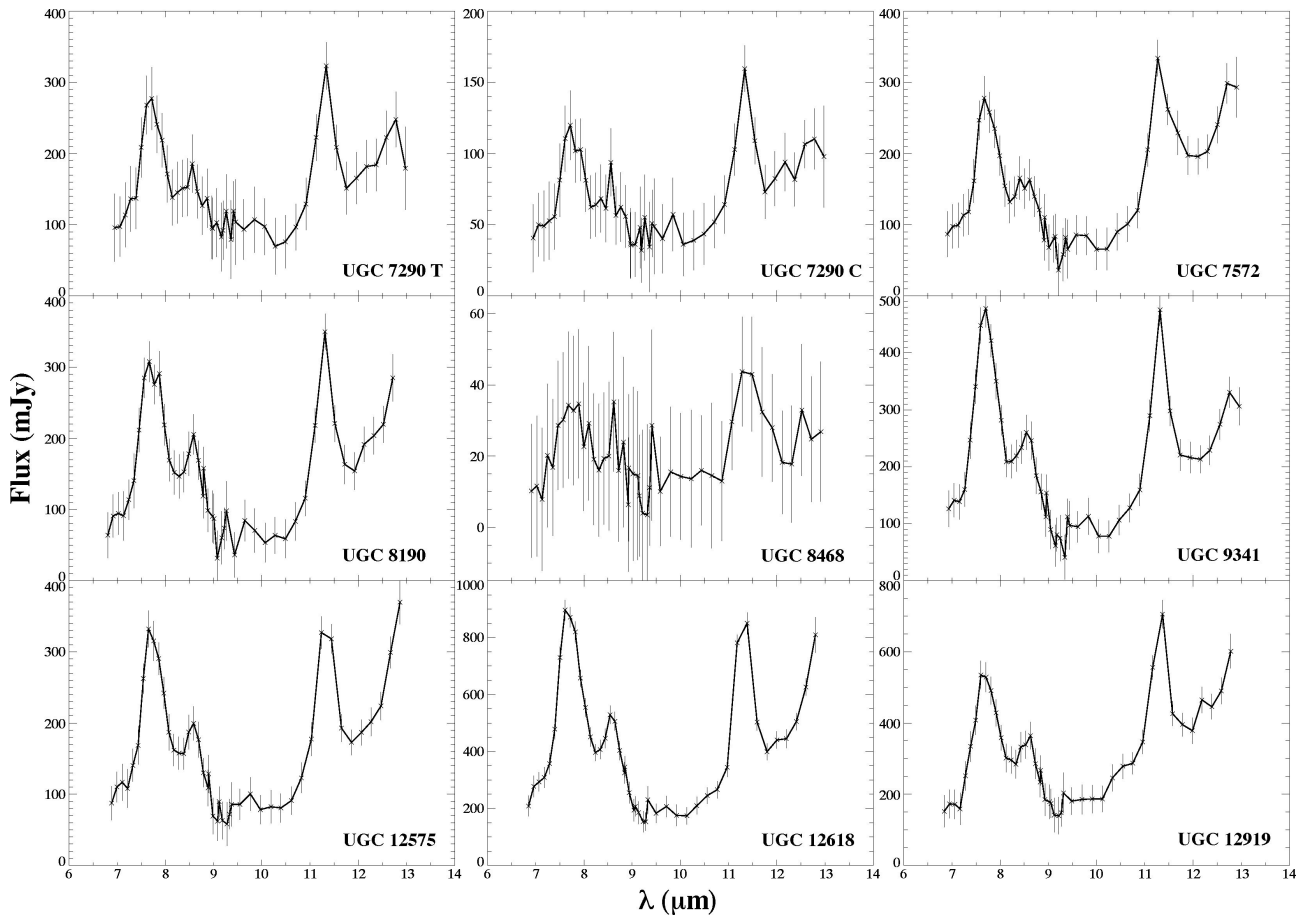


FIG. 4.14–. suite

poussée de ce type de galaxies à la section 6.1.2.

Le lecteur attentif aura constaté la présence dans le tableau 4.3 d’une autre galaxie de Seyfert : UGC 12618. La figure 4.14 montre que son spectre est “normal”. Je discuterai aussi de cette particularité dans la section 6.1.2.

Mis à part ces deux objets, le reste de l’échantillon présente une remarquable uniformité (la présence ou l’absence d’un motif à 12.7-12.8 μm est due au redshift des sources), y compris UGC 8468, une elliptique, sur laquelle je reviendrais plus tard. La bande spectrale utilisée (7-13 μm) ne permet pas malheureusement pas de situer le niveau du continuum à 14 μm , et donc d’utiliser des outils diagnostics du type Laurent et al. (2000) ou Genzel et al. (1998).

Pour compenser cela, j’ai décomposé les spectres à la manière de Boulanger et al. (1998) en une somme d’un continu (linéaire dans $[f_\nu, \nu]$) et de trois Lorentziennes centrées sur les positions des bandes PAH à 7.7, 8.6 et 11.3 μm . Un exemple de cette décomposition, pour UGC 1315, est présenté sur la figure 4.14. Comme on peut le remarquer cette décomposition est excellente sauf à grande longueur d’onde. La raison est simple : nous savons que le niveau du continuum à 12 μm n’a rien à voir avec celui observé à 14 μm (voir par exemple le spectre “pur-PAH” de NGC 7023, figure 4.3b), mais est en fait relié aux bandes PAH à 11.3 et 12.7 μm . Etant donné le mélange qui se produit entre la bande PAH à 12.7 μm et la raie du [Ne II], ainsi que la limite de nos observations à 13 μm l’ajustement est limité à la bande 6-12.5 μm . Il est donc difficile d’estimer proprement si le continuum que nous dérivons est correct ou non. Cependant, le désaccord vers 12.5 μm est toujours inférieur à un facteur 2. Autrement dit, le flux manquant peut très facilement être attribué à la bande à 12.7 μm (voir Boulanger et al., 1998), et donc notre ajustement donne vraisemblablement une valeur assez fiable du continuum. On peut juger de cela plus en détail sur la figure 4.15 puisque NGC 6285 a été observée de 5 à 18 μm . En lui appliquant la même procédure qu’aux autres on voit bien que le niveau du continuum à 14 μm est bien prédit, une fois tenu compte de la contribution de la bande PAH à 12.7 μm et de la raie de [Ne II].

Concernant ce continuum, notons que la seule condition imposée lors de l’ajustement est qu’il soit positif sur l’intervalle de longueur d’onde observée. Sa pente est donc laissée libre. Or tous nos résultats indiquent un

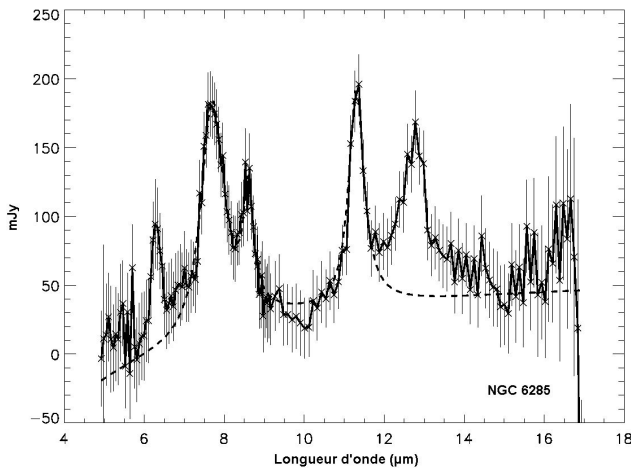


FIG. 4.15— Spectre MIR de la galaxie S0 NGC 6285. Sur ce spectre complet, j’ai reporté le résultat de l’ajustement de trois Lorentziennes et d’un continu sur la bande 7-12.5 μm afin d’apprécier la “prédiction” que cet ajustement fait du continuum à 14 μm . Comme on peut le voir, cette prédiction est plutôt bonne.

continuum croissant en longueur d’onde, donc typiquement d’origine interstellaire (VSG), puisqu’en cas de contribution stellaire, on s’attend à observer plutôt dans le continuum la partie Rayleigh-Jeans d’une émission thermique (voir par exemple la figure 4.16). Ainsi, l’origine interstellaire de l’émission MIR des galaxies lenticulaires se confirme.

Au contraire de ce que nous avons pu voir dans les régions H II et à l’instar des régions centrales des galaxies spirales, le continuum des VSG n’est jamais un élément dominant du spectre MIR : le rapport entre l’énergie émise dans les trois bandes PAH et l’énergie émise dans le continuum varie entre 0.7 et 3.5, avec une valeur moyenne de 1.7 ± 0.7 . Certes nous n’explorons pas la totalité de la bande MIR, mais d’une part nous sous-estimons le flux émis dans les bandes PAH en ne comptabilisant pas les bandes à 6.2 et 12.7 μm , et d’autre part le continuum n’est pas fortement croissant, comme en témoigne la dernière colonne du tableau 4.4 qui donne la valeur du continuum extrapolé à 14 μm . On peut donc conclure sur la partie continuum que même dans les quelques galaxies annoncées comme contenant un starburst (UGC 6245 ou UGC 1315), le spectre des galaxies lenticulaires est, comme celui des galaxies spirales plus tardives, dominé par l’émission des zones les plus calmes du milieu interstellaire, de type PDR.

Avec notre décomposition en Lorentziennes, nous pouvons même comparer quantitativement nos spectres à ceux mesurés dans la Galaxie, comme par exemple ceux analysés par Boulanger et al. (1998). Les largeurs de raies que nous mesurons sont tout à fait compatibles avec celles obtenus par ces auteurs sur le filament de ρ Ophiucus ou NGC 7023. Par exemple, la largeur de la bande à 7.7 μm est de 3.4 ± 0.3 THz dans notre échantillon, pour 3.5-3.6 THz dans Boulanger et al. (1998). Les valeurs de rapport de bande semblent indiquer une légère différence d’avec les spectres de Boulanger et al. (1998). A y regarder de près c’est la bande à 8.6 μm qui cause cette différence. L’intensité de cette bande est plus faible dans nos galaxies de 30-50% par rapport aux observations galactiques. Il est malheureusement extrêmement complexe d’interpréter les variations des rapports d’intensité des bandes PAH. D’une part, parce que le modèle en autorise énormément, notamment via l’ionisation, la déshydrogénation des PAH, ou simplement la variation du mélange d’espèces observé. D’autre part parce que les différentes tentatives d’interprétation physique amènent souvent à des paradoxes (comme par exemple le fait que la distribution de taille ou le degré d’hydrogénation soit indépendant du champ de radiation Chan et al., 2001). D’ailleurs une variation de 30-50% comme nous l’observons dans l’échantillon de galaxies lenticulaires est finalement assez faible au regard des variations mesurées dans le disque de notre galaxie par le satellite IRTS : comme l’on montré Chan et al. (2001), l’amplitude des variations observées est d’au moins un facteur 10.

On est donc amené à conclure que les spectres observés sur les galaxies lenticulaires sont essentiellement des spectres PAH normaux pour des galaxies, ne faisant apparaître ni signe de contamination par une émission stellaire, ni forte contribution de régions de formation stellaire. Seule l’existence d’un AGN (phénomène qui se produit bien évidemment aussi dans les galaxies spirales) peut amener de profondes modifications spectrales, et je reviendrai sur ce point dans la section 6.1.2. Ainsi, du point de vue de leurs propriétés spectrales MIR, ces galaxies sont indistinguables des autres galaxies spirales.

TAB. 4.4. Résultats de l'ajustement des spectres par 3 Lorentziennes et un continuum. $f_\nu(14 \mu\text{m})$ représente la valeur du continuum extrapolé à $14 \mu\text{m}$.

Galaxie	PAH 7.7		PAH 8.6		PAH 11.3		Continuum	
	Flux W.m^{-2} $\times 10^{-15}$	Largeur THz	Flux W.m^{-2} $\times 10^{-15}$	Largeur THz	Flux W.m^{-2} $\times 10^{-15}$	Largeur THz	Flux 7-13 μm W.m^{-2} $\times 10^{-15}$	$f_\nu(14 \mu\text{m})$ mJy
UGC 532	9.39	3.50	0.96	0.98	1.96	0.68	7.45	60.7
UGC 1157	20.49	3.62	2.36	1.24	5.91	1.05	9.16	98.3
UGC 1310	13.28	2.91	1.51	1.18	4.34	1.02	26.72	249.0
UGC 1315	46.46	3.20	7.42	1.45	17.86	1.42	48.10	351.6
UGC 6153	–	–	–	–	11.34	5.69	83.92	478.7
UGC 6245	13.92	3.49	1.78	1.09	4.40	1.13	14.87	157.9
UGC 6255	12.88	3.70	1.58	1.23	3.26	0.93	8.80	82.0
UGC 6482	20.27	3.06	4.59	1.65	10.24	1.57	20.04	133.7
UGC 7290T	10.44	3.14	1.35	1.18	3.24	0.92	16.17	117.7
UGC 7290C	4.27	3.23	1.39	0.05	1.70	0.99	7.83	54.2
UGC 7572	12.30	3.36	2.03	1.53	7.24	1.86	9.53	70.0
UGC 8190	16.33	3.69	2.08	1.12	4.39	1.05	8.72	89.6
UGC 8468	1.88	4.08	0.12	0.30	0.59	1.30	2.04	19.7
UGC 9341	24.27	3.56	2.39	1.09	6.12	1.10	12.50	130.2
NGC 6285	9.38	3.51	1.48	1.13	2.57	1.02	4.08	38.3
UGC 12575	14.56	3.25	1.94	1.13	5.04	1.26	12.36	106.9
UGC 12618	40.94	3.29	5.41	1.15	12.41	1.10	28.87	223.1
UGC 12919	25.17	3.60	2.55	0.95	8.97	1.23	28.97	272.0

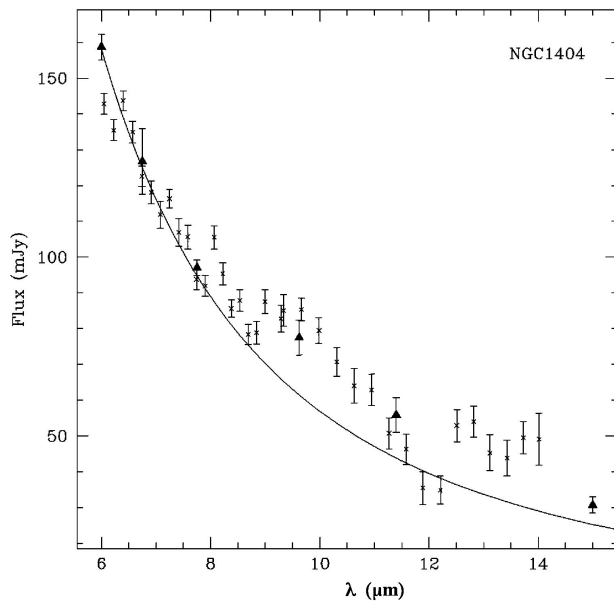


FIG. 4.16— Spectre MIR de la galaxie elliptique E1 NGC 1404, obtenu par Athey et al. (2002). La courbe continue correspond à un ajustement de corps noir. Les triangles représentent les flux en bandes larges mesurés sur la galaxie et les croix les flux mesurés dans le CVF. On notera l'existence d'un excès autour de $9.7 \mu\text{m}$ interprété comme la signature de silicates dans des enveloppes d'étoiles AGB. [Figure tirée de Athey et al. (2002).]

4.3.3 Galaxies elliptiques : un changement de régime

J'inclus cette section essentiellement pour des raisons de complétude, car dans le cadre d'une lecture synthétique du document elle peut être passée. Elle est fondée sur (1) le programme d'observation de galaxies lenticulaires présenté plus haut, (2) une collaboration essentiellement technique avec A. Athey, et (3) une collaboration au moment de la rédaction de l'article avec M. Xilouris

On notera que la seule galaxie cataloguée elliptique que nous avons détectée, UGC 8468 a elle aussi un spectre qui semble plus dominé par l'émission des PAH que par une quelconque autre composante. Faut-il en conclure qu'à nouveau les étoiles vont jouer un rôle minime dans l'émission MIR, même des galaxies elliptiques ? Ce serait sans doute aller un peu vite en besogne.

Il se trouve que UGC 8468 a aussi été observée par ISOCAM dans le cadre d'une campagne d'imagerie de galaxies elliptiques (Xilouris et al., 2004). Pour cette étude, la partie optique-NIR du spectre des galaxies est modélisée afin de prédire la contribution stellaire dans le domaine MIR. En général, le résultat de cette modélisation est qu'une grande part de l'émission observée avec ISOCAM provient en fait des populations stellaires des galaxies. Plus précisément, l'émission interstellaire constitue en moyenne $11 \pm 11\%$ de l'émission LW2 et $43 \pm 20\%$ de l'émission LW3. UGC 8468 est plutôt atypique dans ce cadre puisque sa contribution interstellaire est de 24% dans LW2 et 56% dans LW3. Il nous faut donc la considérer comme une exception et le travail de Xilouris et al. (2004) montre bien que dans le cadre des galaxies elliptiques proprement dites, l'émission collectée par ISOCAM est bien due aux populations stellaires. Le caractère exceptionnel de UGC 8468 avait en fait déjà été noté de manière complètement indépendante¹¹ par Vader & Vigroux (1991) à partir de données optiques. Ces auteurs avaient mis en évidence des régions d'intense formation stellaire probablement liées au fait que cette galaxie elliptique est très riche en gaz H I.

Notons par contre qu'une fois la contribution stellaire supprimée de l'émission MIR de ces galaxies elliptiques, l'émission interstellaire se caractérise par un rapport LW3/LW2 très supérieur à 1, et parfois plus grand que ceux observés dans N 4 ou N 66. Je reviendrai sur l'interprétation de ce rapport dans le chapitre 5, mais en anticipant un peu, il signale que le champ de radiation dans lequel se trouve la poussière est en moyenne plus élevé que ce que l'on trouve dans les spirales.

Mais puisque nous sommes dans un chapitre centré sur la spectroscopie, examinons brièvement un spectre de galaxie elliptique, NGC 1404 observée par Athey et al. (2002).

NGC 1404 est une galaxie elliptique de type E1, donc presque sphérique¹². Ses flux infrarouges, tels qu'ob-

¹¹si indépendante que la présence de UGC 8468 dans l'échantillon CfA ne doit strictement rien au fait qu'elle ait déjà été étudiée par Laurent Vigroux.

¹²Les types elliptiques, allant de E0 à E7, sont ordonnés par ellipticité des isophotes croissante, pour se "connecter" morphologique-

servés dans les bandes larges ISOCAM sont caractéristiques d'une galaxie dominée par l'émission stellaire : la densité spectrale de flux décroît lorsque la longueur d'onde augmente. Le spectre, reporté sur la figure 4.16 montre bien cette composante stellaire dominante : la ligne continue représente le flux d'un corps noir, ajusté aux trois premiers points de photométrie en bande large. Comme on le voit, ce spectre de corps noir représente très bien l'enveloppe inférieure du spectre de NGC 1404. Il permet aussi de mettre en évidence une bande d'émission, s'étendant de 9 à 11 μm . Nous avons déjà rencontré une telle structure, dans N 66, où nous l'avons interprétée comme la signature de l'émission de très petits grains de silicates chauffés par le rayonnement très intense et très dur des étoiles de la région H II (voir la section 4.1.3). Ici, il est hors de question d'invoquer exactement la même interprétation, étant donnée que la nature du rayonnement présent est profondément différente et en particulier, les UV durs sont vraisemblablement absents. Mais dans le contexte de NGC 1404 et vu le spectre que nous observons, une autre explication est possible : celle d'une émission de silicates dans les flots de perte de masse d'étoiles AGB.

Les 8 autres galaxies observées par Athey et al. (2002), cette fois-ci dans les filtres LW4, LW5, LW6, LW7, LW8 et LW9 (voir tableau A.2 pour les caractéristiques de ces filtres), montrent toutes un excès d'émission à 9.7 μm par rapport à l'ajustement d'un corps noir dans la zone 6-7 μm , confirmant d'une part l'importance de la contribution stellaire au spectre MIR, et d'autre part l'importance des étoiles à perte de masse dans cette contribution stellaire. Les taux de pertes de masse tels que déduits par Athey et al. (2002) des valeurs de l'excès d'émission MIR observé sont d'ailleurs en accord avec les valeurs attendues de modélisation de la population stellaire visible, ce qui confirme bien l'interprétation proposée.

Les conclusions de Athey et al. (2002), c'est à dire que l'émission des galaxies elliptiques est essentiellement stellaire et reliée à la perte de masse peuvent sembler incompatibles avec celles de Xilouris et al. (2004) qui concluent plutôt à une origine composite de l'émission, à la fois stellaire et interstellaire. Il y a plusieurs raisons à cela.

La première tient sans doute à la sélection de l'échantillon observé. Pour Athey et al. (2002) les 9 galaxies choisies proviennent d'un échantillon complet en magnitude B de galaxies elliptiques. Le choix des galaxies observées est principalement dû aux contraintes de visibilité imposées par ISO. On a donc affaire ici à un échantillon aussi peu biaisé que possible par les observateurs. Au contraire, l'échantillon de galaxies de Xilouris et al. (2004) a été rassemblé dans le cadre d'un programme de temps garanti ISOCAM qui visait à couvrir un très large spectre de phénomènes rencontrés dans les galaxies elliptiques (cooling flow, bande de poussière, composante dynamique perturbée, ...). On a donc là un échantillon très biaisé par les cas particuliers. Il n'est donc pas étonnant que l'on trouve dans les galaxies de Xilouris et al. (2004) un plus grand nombre d'objets dont l'émission infrarouge s'écarte de ce qui semble être la norme pour les galaxies elliptiques.

L'autre raison est qu'Athey et al. (2002) ne s'intéressent finalement qu'à l'excès mesuré autour de 10 μm , mais qu'à bien observer les résultats de leurs ajustements, on s'aperçoit que 8 galaxies sur 9 présentent aussi un excès d'émission à 12-15 μm (c'est d'ailleurs le cas pour NGC 1404) et qu'il faudrait en comprendre l'origine. Il est fort probable que cet excès d'émission puisse être attribué à une émission interstellaire.

Il est donc clair que l'émission des galaxies elliptiques provient majoritairement des étoiles qui composent ces galaxies, mais aussi qu'une composante interstellaire est très souvent présente, bien qu'elle ne représente jamais la majorité de l'émission MIR. Comme la figure 4.16 le montre bien, la présence d'une composante stellaire dominante dans le spectre MIR passe difficilement inaperçue puisqu'elle entraîne un basculement complet du spectre.

4.3.4 Résumé

Alors que nous pensions, en quittant le domaine des galaxies spirales "normales" pour aller vers celui de galaxies pauvres en régions de formation stellaire ou en milieu interstellaire, atteindre des objets aux caractéristiques MIR profondément bouleversées, les travaux que nous venons d'évoquer nous ont montrés que la partie précoce de la séquence de Hubble n'est pas si fondamentalement différente du point de vue MIR de la partie plus tardive.

En effet :

ment aux lenticulaires, dont les isophotes ont une très forte ellipticité lorsqu'on les observe par la tranche (ce qui ne les empêche pas de conserver une distribution stellaire tri-dimensionnelle au contraire des galaxies spirales).

- L'émission MIR des galaxies lenticulaires est caractérisée, comme celle des galaxies spirales, par de très forts motifs PAH.
- Pour autant qu'elles nous soient connues, les caractéristiques spectrales des bandes PAHs observées dans les galaxies lenticulaires sont conformes à celles observées dans des régions individuelles de notre galaxie ou dans le Plan Galactique.
- La contribution directe des populations stellaires au spectre MIR des galaxies S0 est généralement négligeable et l'essentiel de l'émission est d'origine interstellaire.
- Un continuum est nécessaire pour rendre compte complètement des spectres MIR observés sur nos galaxies, mais tant sa valeur à $14\ \mu\text{m}$, que le rapport d'énergie entre bandes PAH et continuum plaident contre une contribution importante de régions starburst ou AGN. Nous sommes vraiment en présence de spectres très semblables à ceux des disques de galaxies spirales.
- Le spectre des galaxies elliptiques est, lui, dominé par l'émission stellaire.
- En sélectionnant de manière la plus complète possible les objets, on s'aperçoit que les étoiles à perte de masse joue un rôle important de l'émission MIR des galaxies elliptiques.
- La plupart des galaxies elliptiques montrent un excès d'émission par rapport à une émission stellaire d'autant plus important que la longueur d'onde est grande. Ceci indique que même lorsque l'émission stellaire est dominante, une fraction interstellaire vient se rajouter.
- En sélectionnant des galaxies elliptiques par la présence de particularités (morphologiques ou spectrales), la fraction d'émission interstellaire est nettement plus importante. Les rapports de flux LW3/LW2 de cette émission interstellaire atteignent des valeurs très élevées. Il s'agit donc vraisemblablement de poussière baignée par un rayonnement intense et/ou dur.

4.4 Conclusion

Nous voilà donc arrivé au terme de cette petite exploration des propriétés spectrales MIR des galaxies. J'ai volontairement laissé de côté le cas particulier des galaxies starburst ou bleues compactes. La raison principale en est qu'une partie de ce document (le chapitre 6) leur est consacrée, mais on verra en fait que les types de spectres observées ne sont pas fondamentalement différent de certains rencontrés ici.

J'ai aussi choisi de ne pas parler d'un spectre étonnamment atypique pour une galaxie qui ne le semblait pas tant : M 31. Ce spectre, publié dans Cesarsky et al. (1998), ne présente pratiquement qu'une bande à $11.3\ \mu\text{m}$, assez notablement différente de la bande PAH à $11.3\ \mu\text{m}$ "classique". M 31 est la seule galaxie où un spectre de ce type ait été observé. Les explications avancées pour le comprendre font intervenir l'extrêmement faible champ UV de M 31. Celui-ci est tellement faible que les processus de graphitisation, nécessaires pour passer du carbone amorphe créé dans les enveloppes stellaires aux PAH n'a pas eu lieu.

Mis à part M 31, ce chapitre nous aura permis de voir à quel point ISO a démontré l'ubiquité des motifs PAH dans le spectre MIR, et ce pour pratiquement tous les types de galaxies. Une analyse quantitative de ces spectres PAH montre d'ailleurs le peu de variabilité des propriétés spectrales des raies d'un objet à l'autre, même si les intensités relatives varient. A l'échelle des galaxies "normales", les motifs PAH dominant le spectre tant morphologiquement, ils en sont le trait le plus saillant, que quantitativement, ils contiennent la majeure partie de la luminosité MIR. Seuls quelques objets "exceptionnels" comme les AGN, montrent des spectres différents, avec la présence d'un continuum d'émission qui peut parfois complètement noyer les motifs PAH.

On ne retrouve pas, au niveau des galaxies normales, la variabilité des spectres observés dans les régions individuelles de galaxies. Cela nous indique qu'une des composantes de ces régions, nommément la composante PDR, est celle dont le facteur de remplissage est le plus important dans les galaxies observées. Seules des galaxies à l'activité de formation stellaire décuplée (comme celles que nous rencontrerons au chapitre 6) arrivent à modifier cette tendance.

Enfin, nous venons de voir qu'une composante stellaire de l'émission MIR n'est pas à exclure mais qu'elle se cantonne aux galaxies les plus dépourvues de formation stellaire active et de milieu interstellaire, les galaxies elliptiques. Dans ces cas le spectre MIR est très différent de celui observé pour les galaxies spirales. En particulier le rapport LW3/LW2 global devient très inférieur à 1, ce qui n'est jamais observé dans les galaxies spirales.

Pour finir, notons que cette exploration plus qualitative que quantitative des propriétés spectrales de l'émission MIR des galaxies peut-être envisagée de façon complètement quantitative. Comme l'ont montré

Laurent et al. (2000), la quasi totalité des spectres ISO peut être décomposée très proprement sur une base de trois¹³ spectres, AGN, région H II et PDR.

Il n'est malheureusement pas possible de réaliser des observations en spectro-imagerie pour l'ensemble de nos objets de prédilection (question de temps et de sensibilité). Ainsi la plupart des observations de galaxies ont été obtenues dans quelques filtres en bande large. Les observations CVF dont nous venons de parler vont se révéler fort utiles pour lever les ambiguïtés qui ne manqueront pas de se présenter.

4.5 Sélection d'articles

On trouvera ici quelques articles auxquels j'ai contribué et qui sont évoqués dans ce chapitre. Il s'agit véritablement d'une sélection qui permettra d'aller plus loin sur certains aspects que je n'ai pu qu'évoquer brièvement. Les références des articles publiés évoqués dans ce chapitre sont indiquées ci-dessous, mais seuls les articles en gras sont reproduits ici.

- section 4.1
 - Contursi, A., J. Lequeux, et al. (1998) “Mid-IR mapping of the region N4 in the Large Magellanic Cloud with ISOCAM” *A&A*, 336, 666
 - **Contursi, A., J. Lequeux, et al. (2000) “Mid-infrared imaging and spectrophotometry of N66 in the SMC with ISOCAM” *A&A*, 362, 310**
- section 4.2
 - **Boulade, O., M. Sauvage, et al. (1996) “NGC5195 - A look into the hot dusty ISM of an interacting SB0 galaxy with ISOCAM.” *A&A*, 315, L85**
 - Roussel, H., Vigroux, L., et al. (2001), “An atlas of mid-infrared dust emission in spiral galaxies” *A&A* 369, 473
 - Roussel, H., Sauvage, M., et al. (2001), “The impact of bars on the mid-infrared dust emission of spiral galaxies : global and circumnuclear properties” *A&A* 372, 406
- section 4.3
 - Athey, A., Bregman, J. et al. (2002) “Mid-infrared observation of mass-loss in elliptical galaxies” *ApJ*, 571, 272
 - Xilouris, M., Madden, S., et al. (2004) “Dust emission in early-type galaxies : the mid-infrared view” *A&A* 416, 41
- section 4.4
 - Cesarsky, D., J. Lequeux, et al. (1998) “The strange mid-infrared spectrum of M31 : ISOCAM observations” *A&A*, 337, L35

¹³pour être véritablement complet, il faudrait rajouter un spectre stellaire, de type corps noir, mais le travail de Laurent et al. (2000) étant centré sur la distinction entre galaxies starburst et AGN, ce type de spectre n'intervient pas.

Mid-infrared imaging and spectrophotometry of N 66 in the SMC with ISOCAM[★]

A. Contursi^{1,2,3}, J. Lequeux², D. Cesarsky⁴, F. Boulanger⁴, M. Rubio⁷, M. Hanus², M. Sauvage¹, D. Tran⁶, A. Bosma⁵, S. Madden¹, and L. Vigroux¹

¹ SAp/DAPNIA/DSM, CEA-Saclay, 91191 Gif sur Yvette CEDEX, France

² DEMIRM, Observatoire de Paris, 61 Avenue de l'Observatoire, 75014 Paris, France

³ IPAC, Caltech, MS 100–22, Pasadena, CA 91125, USA

⁴ Institut d'Astrophysique Spatiale, Bat. 121, Université Paris XI, 91450 Orsay CEDEX, France

⁵ Observatoire de Marseille, 2 Place le Verrier, 13248 Marseille CEDEX, France

⁶ Max-Planck-Institut für Extraterrestrische Physik, Postfach 1603, 85740 Garching, Germany

⁷ Departamento de Astronomia, Universidad de Chile, Casilla 360D, Santiago, Chile

Received 23 September 1999 / Accepted 25 May 2000

Abstract. We present observations with the mid-infrared camera ISOCAM on board the *Infrared Space Observatory* of the major star-forming region N 66 in the Small Magellanic Cloud (SMC) and of its surroundings. These observations were performed with broad filters and Circular Variable Filters giving a spectral resolution of about 40. In addition, CO(2–1) data are presented, allowing us to identify and study how hot dust relates with the different phases of the Interstellar Medium (ISM) present in N66. The spectra are dominated by the strong emission of fine-structure line. Monochromatic maps have been made in the [Ne III] 15.6 μm and [S IV] 10.5 μm line. There are significant differences between their distributions, due to the effects of density and of shocks. Aromatic Infrared Bands (AIBs) are seen at various places in the field but they are generally faint. They exhibit a variety of shapes and relative intensities, suggesting that a diversity of carbonaceous materials are present. Silicate emission is also clearly visible in the central condensation and in a few others and emission from hot small grains (Very Small Grains, VSGs) longward of 10 μm is present in the whole region. All these dust components are heated by the very strong far-UV radiation of the many young, massive stars contained in the region. The interstellar radiation field (ISRF) at 1600 Å is $\geq 10^5$ times the ISRF of the solar neighborhood in the peaks of mid-infrared emission. The relative contributions of these components (AIB carriers, VSGs and silicate grains) to the mid-infrared spectra seem to depend on the intensity and the hardness of the far-UV field. In general the 15/6.75 μm intensity ratio is higher than in relatively quiescent galactic regions (Cesarsky et al. 1996a, Abergel et al. 1996) but it is not as high as expected for a linear increase with ISRF. We interpret this behavior as due to the destruction of both AIBs carriers and VSGs

in a very high ISRF. Finally several stars have been detected at 6.75 μm . Two are red supergiants; the other stars are blue and the IR emission is due to circumstellar matter or to interstellar matter heated by the star.

Key words: ISM: individual objects: N 66 (SMC) – galaxies: Magellanic Clouds – ISM: H II regions – ISM: dust, extinction – infrared: ISM: continuum – infrared: ISM: lines and bands

1. Introduction

N 66 (Henize et al. 1956) is the largest and most luminous H II region in the Small Magellanic Cloud (SMC, $m-M=18.94$ Laney & Stobie 1994). It is also known as DEM S103 (Davies et al. 1976) or NGC 346 referring to the main exciting star cluster.

Radio continuum observations (Taisheng Ye et al. 1991) and low-resolution H α observations (Le Coarer et al. 1993, Fig. 1) show that the brightest emission region, N 66, is along and to the SW of an oblique (SE–NW) “bar”. A more compact H II region is located at $\alpha(\text{J2000})=00^{\text{h}} 59^{\text{m}} 16^{\text{s}}$, $\delta(\text{J2000})=-72^{\circ} 10'$ is N 66A. A supernova remnant is located to the East of the region.

A dense cluster of massive young stars is located in N 66, but there are also young stars outside, in particular the ionizing stars of N 66A. Massey et al. (1989) have performed an extensive study of the stellar content of the region, which contains at least 33 O stars, including 11 of type O6.5 or earlier. 22 of these O stars are contained in the central star cluster, and the others are isolated or in small groups. The hottest star, W 3 is classified O3 III(f*) (Walborn & Blades 1986). The most massive star W 1 of the central cluster, classified O4 III(n)(f) by Walborn & Blades (1986), is in fact multiple and the mass of the brightest component is at most 85 M_{\odot} (Heydari-Malayeri & Hutsemékers 1991). The brightest star in the whole region is HD 5980, a OB?+WN eclipsing binary with $V \approx 11.5$ (see for a recent study Heydari-Malayeri et al. 1997); it is located outside the dense

Send offprint requests to: A. Contursi (contursi@ipac.caltech.edu)

[★] Based on observations with ISO, an ESA project with instruments funded by ESA member states (especially the PI countries: France, Germany, the Netherlands and the United Kingdom) and with the participation of ISAS and NASA.

cluster. The region was mapped in the CO(2–1) line with the SEST telescope and the results are shown here for the first time. These data show that N66 does not contain much molecular gas, except for a small cloud to the NE of the bar. The whole region has been recently reobserved in the CO(2–1) line with the SEST at higher sensitivity. These new observations show that there is also weak molecular emission in the N66 bar, connected with the H II region but not associated with the cloud detected previously both spatially and in the velocity space (Rubio et al. 2000). The region is also deficient in H I (Staveley-Smith et al. 1997) and the weak 21-cm line emission detected in this area shows no correlation with the components of N 66 and may be unrelated. Probably most of the gas is ionized outside the molecular clouds. A broad area including the region we studied has been mapped at 68'' resolution in the [C II] 157 μm line by Israël & Maloney (1993); the intensity peaks on the bar.

In this paper we present mid-IR spectrophotometric observations of N 66 obtained with the 32×32 pixel ISOCAM camera on board the *Infrared Space Observatory* (ISO) of the European Space Agency. These observations belong to a wider program aimed to study the interplay between the interstellar medium (ISM) and star formation in our and in external nearby galaxies. The Magellanic Clouds represented obvious sources to include in this project because of their proximity but also because they offer the opportunity to study how metallicity influences this process. Thus, many HII complexes in both the Large and the Small Magellanic Clouds were observed with ISOCAM in spectro-imaging mode between 5 and 18 μm and N66 is one of these sources. A $6' \times 6'$ field centered on N66 was mapped in 7 broad-band filters and the central $3' \times 3'$ have been observed with the Circular Variable Filters (CVFs) as dispersive elements. These observations provide a wealth of data on warm dust, fine-structure line and Aromatic Infrared Bands (AIBs).

The present paper describes the observations, their reduction (Sect. 2) and the analysis of the whole region. We will investigate the distribution of the fine-structure line emission in Sect. 3, of the dust emission of both discrete peaks and diffuse regions in Sects. 4 and 5. Sect. 6 gives the conclusions. Appendix A describes how we built the ISRF map at 1600 Å and Appendix B contains a short discussion of the stars seen in our observations.

2. Observations

2.1. ISOCAM observations and data reduction

The observations were obtained with ISOCAM in September 1996 using a $6'' \times 6''$ pixel field of view for the 32×32 element mid-infrared camera, covering a $3'$ field of view for each array pointing (see Cesarsky et al. 1996 for a complete description). The observations made with the broad filters were performed as square 3×3 -step raster maps with a shift (*i.e.* overlap) of 16 pixels between successive positions giving a final total field of view of $7.8' \times 7.8'$. The integration time was 2.1 seconds (time for one exposure). A number of exposures varying from 7 to 17 according to the filter were eliminated at the beginning of each raster map. An additional 15 exposures were taken for each raster position for all the filters in order to insure better

stability of the detectors, which carry remnants of their previous illumination history. The integration times were thus 283.5 seconds per filter. The filters were LW2 (5.0–8.0 μm), LW3 (12.0–18.0 μm), LW4 (5.5–6.5 μm), LW6 (7.0–8.5 μm), LW7 (8.5–10.7 μm), LW8 (10.7–12.0 μm) and LW10 (8.0–15.0 μm). The raw data were then processed in the usual way using the CIA software¹. A library dark current was subtracted from the broad filter data and a flat-field correction was made with a flat field constructed from the data themselves. The new transient correction described by Coulais & Abergel (1999) does not give reliable results for the bright point-like sources. We thus treated the broad band ISOCAM images with the software built by Starck et al. (1999, inversion method). Corrections for field distortion have been applied to filter images before combining them in each raster. A second-order flat-field correction was finally used to match the levels on contiguous edges of the elementary maps of the rasters. This correction is only of a few percent and affects the photometry in a negligible way. The zodiacal light background used for the raster maps was the lowest emission level in each broad band image. This eliminates efficiently the zodiacal light which is distributed uniformly, but not if very extended emission is present.

Full scans of the two CVFs in the long-wavelength channel of the camera have been performed by decreasing wavelengths in April 1997. The total covered wavelength range was 5.15 to 16.5 μm . Each wavelength was observed 12 times in each scan leg, with an elementary integration time per measurement of 2.1 second. The total observing time was 4500 seconds, almost entirely used on-source. To correct the raw data for the dark current we used the dark model developed by Biviano et al. (1999) that takes into account the variation of the dark current inside a single revolution and among all the revolutions. Then, the data was deglitched and corrected for the transient response of the detector. Once again we applied two transient methods, the inversion method (Starck et al., 1999) and that which uses the Fouks-Schubert equations (Coulais & Abergel 1999). The latter method gives unreliable results in the short channel of the CVF, with negative flux for most of the pixels (before zodiacal light subtraction). This is probably due to an overestimation of the dark current which should also be corrected for the transient response. Thus to be coherent with the adopted raster map transient correction, we present here the CVF observations corrected with the inversion method. Flat fielding was done using dedicated CVF zodiacal measurements that take into account the stray-light due to the mirror and reflections between the CVFs and the detector (Boulanger, private communication).

The background of the maps is dominated by zodiacal emission that must be subtracted. The whole field of the CVF observations also collects extended emission of the N66 region, preventing us from measuring and subtracting the zodiacal light using the classical methods. In order to correct for zodiacal emis-

¹ CIA is a joint development by the ESA Astrophysics Division and the ISOCAM Consortium led by the ISOCAM PI, C. Cesarsky, Direction des Sciences de la Matière, C.E.A., France

sion, we used the redundancy between the raster maps and the CVF observations in the following way:

1. We verified that the background emission of the raster maps is consistent with the COBE–DIRBE zodiacal light measurements scaled for the single orbit in which all the maps were made (Reach, private communication). Due to the small size of the observed field and to the high ecliptic latitude we can safely assume that the zodiacal emission is uniform over the field.
2. We measured in the raster maps, using Point–Spread–Function (PSF) fitting, the fluxes of point–like sources that are also seen with the CVF, and the backgrounds around them. For all these sources, we then obtained a measure of the sum of the zodiacal background and of the diffuse SMC background in the 7 broad–band filters.
3. We built the equivalent of the broad–band filter images from the CVF data cube using the transmission curves of the filters given in the ISOCAM cookbook, and made the measurements of fluxes and backgrounds for the same point sources. The source fluxes provide a mutual calibration between CVF and filters. For each filter the background measurements are the sum of the diffuse emission (N66 and SMC) and of the zodiacal light. Between the two sets of observations (broad band filter and CVF) the only component that could change is the zodiacal light, since the solar elongation of the field changed between the filter and CVF observations. Thus, the ratio between the two background levels gives the variation of the zodiacal light between the two sets of data. We have found this ratio to be quite constant, equal to 1 ± 0.3 for each filter except for the two shortest–wavelengths filters for which the zodiacal emission is very low and our determination uncertain. We have thus obtained a spectrum of the zodiacal light which is approximately the same for the filters and the CVF observations.
4. The intensity of this spectrum is approximately half of that of the CVF zodiacal light spectrum published by Reach et al. (1996), due to the high latitude of the SMC. We have thus subtracted this spectrum multiplied by 0.5 from our CVF data. The final result is a position–wavelength data cube with zodiacal light subtracted from which one can extract spectra at given positions or monochromatic maps.

There is a slight position shift between the observations made with the Short–Wavelength CVF ($\lambda \leq 9\mu\text{m}$) and those made with the Long–Wavelength CVF ($\lambda \geq 9\mu\text{m}$) due to a slightly displacement of the SW–CVF and LW–CVF. Its effect is unimportant outside regions like the brightest emission peaks. In these cases we sometimes had to interpolate pixels or use the spectrum of the Short–Wavelength CVF of the adjacent pixel that matched the level of the Long–Wavelength CVF at $9\mu\text{m}$ in order to produce a reasonable spectrum.

It should be emphasized that the reduction of ISOCAM data is not yet in its final stage. We estimate that the uncertainties in the intensities of the ISOCAM data presented here are $\approx 30\%$. The main source of uncertainty for both broad band and CVF data is the not complete correction of the detector transient

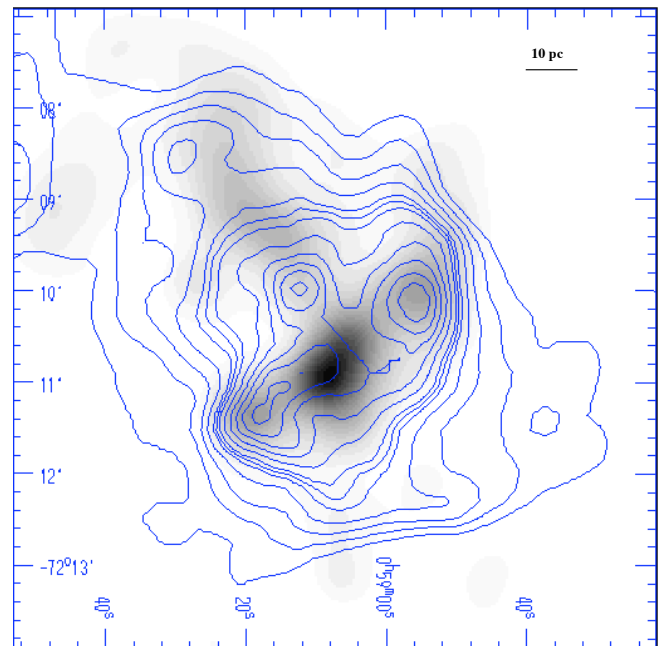


Fig. 1. Map of N66 in the LW2 filter ($6.75\mu\text{m}$) (grey scale) superimposed on an $\text{H}\alpha$ image (contours) from the survey of Le Coarer et al. (1993) kindly communicated by Margarita Rosado. Coordinates are J2000. The LW2 image has been smoothed to the resolution of the $\text{H}\alpha$ one, $9''$. The SE–NW bar is more marked in the IR image than in $\text{H}\alpha$. Notice the spur in mid–IR emission extending to the NE of the bar, with no clear correspondence in $\text{H}\alpha$.

response. For the CVF data an additional uncertainty arises from reflections between the CVF and the detector (Okumura 2000).

Finally, the coordinates given by the satellite were affected by errors of the order of $10''$ both for filter and CVF observations. This is due to the lens jitter ($\approx 1\text{--}2$ pixels) and not to the satellite. Fortunately several stars are visible in the filter observations, and allowed the recentering of the images on the Digital Sky Survey (DSS) images (Fig. 5). The CVF frames were recentered on the filter maps using the star at $0\text{h } 59\text{m } 27\text{s}, -72^\circ 09' 55''$ (marked as 755 on Figs. 2 and 5) which is detected in the $5\mu\text{m}$ continuum map built from the CVF (Fig. 2). Fig. 1 shows the general outline of the filter observations as a map in the LW2 filter ($6.75\mu\text{m}$) superimposed on an $\text{H}\alpha$ image.

2.2. CO observations and data reduction

Observations of the CO(2–1) emission line at 230 GHz were obtained as part of the ESO–SEST Key program: CO in the Magellanic Clouds. The SEST telescope, located at La Silla Observatory (Chile) has a 15m diameter and a FWHM beam at 230GHz of $22''$. The backend used for the observations was a 2000 channel acousto–optical spectrometer (AOS) with a total bandwidth of 86 MHz and a channel width of 0.043 MHz. At the frequency of the $^{12}\text{CO}(2\text{--}1)$ line the velocity range is 112 km s^{-1} and the velocity resolution is 0.056 km s^{-1} . The observations were done in the position–switch mode, with a reference posi-

tion far from the known CO emission zones. The receiver was a SIS mixer with system temperature of about 500 K. Intensity values were calibrated using the chopper wheel technique. The intensities are given in T_A^* (Kutner & Ulich 1981) and they take into account the correction for atmospheric attenuation and rearward spillover. To convert T_A^* to main-beam temperatures T_{mb} one has to divide T_A^* by $\eta=0.60$ at 230 GHz. Pointing was checked periodically on the SiO maser R Dor, and a calibration CO spectra towards the SMC source LIRS 49 (Rubio et al. 1996) was taken every day since R Dor could only be observed after the SMC.

Initially, N 66 was observed in the CO(1-0) emission line in a coarse grid with a $40'' \times 40''$ spacing centered at $\alpha(\text{J2000})=0\text{h } 59\text{m } 07.5\text{s}$, $\delta(\text{J2000})=-72^\circ 10' 26''$. This grid includes the entire field studied with ISO. Emission was found at the offset position ($80''$, $-80''$) and a fully-sampled map was done in the CO(1-0) line around this region (see Rubio et al. 1996). To improve the spatial resolution and derive the physical properties of the molecular cloud, N 66 was later fully mapped at $10''$ spacings, about half the HPBW of the SEST, in the CO(2-1) emission line. A 10×11 grid was made, each position observed with an integration time of 240 seconds giving an r.m.s. noise of 0.1K per channel. The 230 GHz observations were made with half of the high resolution backend, the other half being connected to the 115 GHz receiver. The spectra were smoothed and a linear baseline was removed.

A contour map of the CO(2-1) emission integrated over the velocity interval from 154 to 166 km s^{-1} is shown on Fig. 12, superimposed on the LW2 ($5.0\text{--}8.0 \mu\text{m}$) image. More recently, we discovered faint CO emission associated with the peaks shown on Fig. 5. This will be discussed in a further paper (Rubio et al. 2000).

3. The fine-structure line

The two fine-structure line [Ne III] $15.6 \mu\text{m}$ and [S IV] $10.5 \mu\text{m}$ are prominent in the CVF spectra (see Fig. 6). The [Ne II] line at $12.8 \mu\text{m}$ is blended with the infrared band (IR) at $12.7 \mu\text{m}$, and this blend is quite faint everywhere with respect to the [Ne III] line. However, the distribution of the $12.7 \text{ IB} + [\text{Ne II}]$ emission line (not shown here) and that of the [Ne III] are very different, the former being very similar to the distribution of the 11.3 and $6.2 \mu\text{m}$ IBs. This suggests that the emission feature at $12.7\text{--}12.8 \mu\text{m}$ is dominated by the IB and that the [Ne II] fine structure line is everywhere negligible. A strict lower limit for the [Ne III]/[Ne II] intensity ratio is 1.0. We can compare this lower limit to the [Ne III] $15.5 \mu\text{m}$ /[Ne II] $12.8 \mu\text{m}$ intensity ratios found in other sources with ISO-SWS. Contrary to the ISOCAM instrument, SWS can separate the [Ne II] $12.8 \mu\text{m}$ emission line from the $12.7 \mu\text{m}$ IB. The values found are all less than in N66, ranging from ~ 0.8 in the overlapping region of the Antennae galaxy to ~ 0.2 in the Galactic Center (Moorwood et al. 1996, Lutz et al. 1996, Kunze et al. 1996). On the other hand, higher [Ne III]/[Ne II] values have been observed with ISOCAM in a sample of dwarf galaxies from Madden (2000). The exceptionally large strength of the [S IV] line and the very

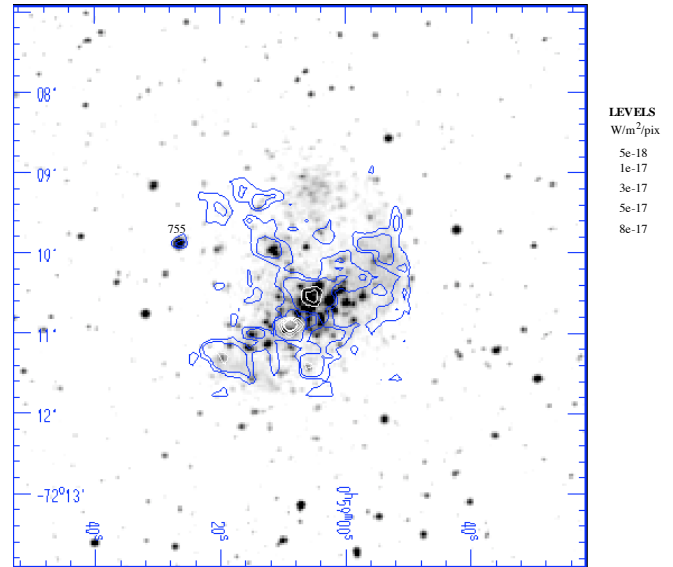


Fig. 2. CVF map of N 66 in the $5 \mu\text{m}$ continuum (contours) superimposed on the DSS image (grey). Coordinates are J2000. Star N 346-755 in the catalog of Massey et al. (1989) is marked. It has been used to recenter the CVF images on the DSS image.

high [Ne III]/[Ne II] ratio confirm that N 66 is a region of particularly high excitation, due to the large number of extremely hot O stars that it contains (Massey et al. 1989). This was previously known from the high electron temperatures ($12000\text{--}14000 \text{ K}$) and the high ratio $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta \approx 5$ measured at different points of the nebula (Peimbert & Torres-Peimbert 1976, Dufour & Harlow 1977, Pagel et al. 1978, Dufour et al. 1982). Fig. 3 is a map in the [S IV] $10.5 \mu\text{m}$ line superimposed on the [Ne III] $15.6 \mu\text{m}$ map.

By comparison with the $\text{H}\alpha$ map of Fig. 1 and the radio continuum map of Taisheng Ye et al. (1991), it appears that the fine structure line emission is associated with N 66, extending over our field of view. We estimate from the radio data of Taisheng Ye et al. (1991) that the amount of energy in the $\text{H}\beta$ line is $\approx 5 \cdot 10^{-13} \text{ W m}^{-2}$ in this field. This of course is intrinsically corrected for interstellar extinction. Extinction is low ($E(\text{B-V})=0.14$ according to Massey et al. (1989)), and we neglect it when considering the mid-IR observations.

An interesting feature of the [Ne III] map is the presence of several holes in the distribution of the ionized gas (Fig. 3). These holes are presumably due to previous supernova explosions or to the effects of stellar winds. The latter explanation is probably true for the central and more pronounced hole, which is near the hottest star in the N 66 OB association (an OIII(f*) star marked on Fig. 3). The differences in the distribution of the [Ne III] and [S IV] line are noteworthy. The emission in the [Ne III] line follows roughly that of $\text{H}\alpha$ as far as one can judge given the different angular resolutions (compare Figs. 1 and 3). This is not the case for the [S IV] line. Most of the differences in the main emitting region are probably density effects: model calculations e.g. by Stasińska (1984) show that the [Ne III]/[S IV] line intensity ratio is decreased in regions of lower densities, the other

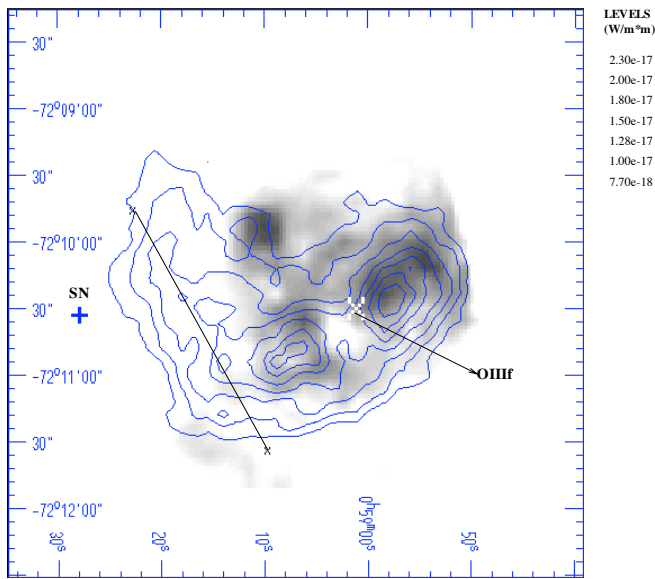


Fig. 3. CVF map of N 66 in the [S IV] 10.5 μm line (contours) superimposed on the [Ne III] 15.6 μm line map. Coordinates are J2000. Notice the holes in the [Ne III] 15.6 μm map. There are large differences between the distributions of the two line. The position of star W 3, classified O3 III(f*), is indicated by a white cross. The strong [S IV] emission to the East is presumably due to the supernova remnant SNR 0057-7226, whose center is indicated by a black cross. The solid line represents the cut along which we evaluated the line intensity profiles of Fig. 4.

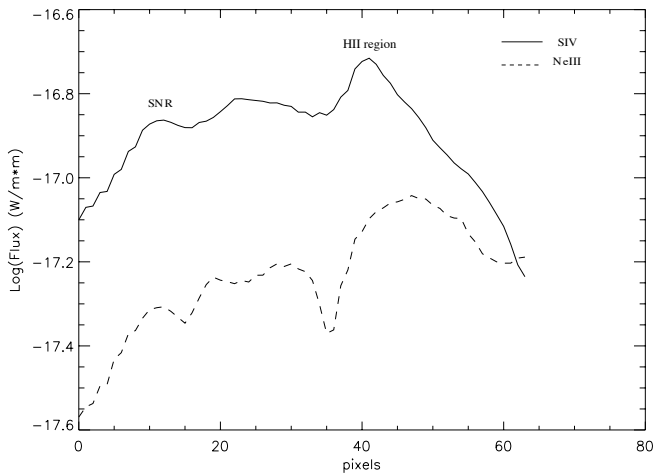


Fig. 4. The logarithmic profile in the [Ne III] 15.6 μm line (dashed line) and the [S IV] 10.5 μm line (solid line) along the cut shown in Fig. 3. Coordinates are J2000. Note that the [S IV] line intensity is always higher than that of [Ne III], the [S IV]/[Ne III] line intensity ratio reaching a maximum at a position closest to SNR.

parameters being the same. This might explain why the holes are more visible in the [Ne III] than in the [S IV] line. There is relatively less [Ne III] emission in the eastern part of the field where the emission of [S IV] is substantial; here the [S IV] line intensity is roughly twice that of [Ne III]. This region contains a faint $\text{H}\alpha$ filament (not visible on Fig. 1) which is a part of the

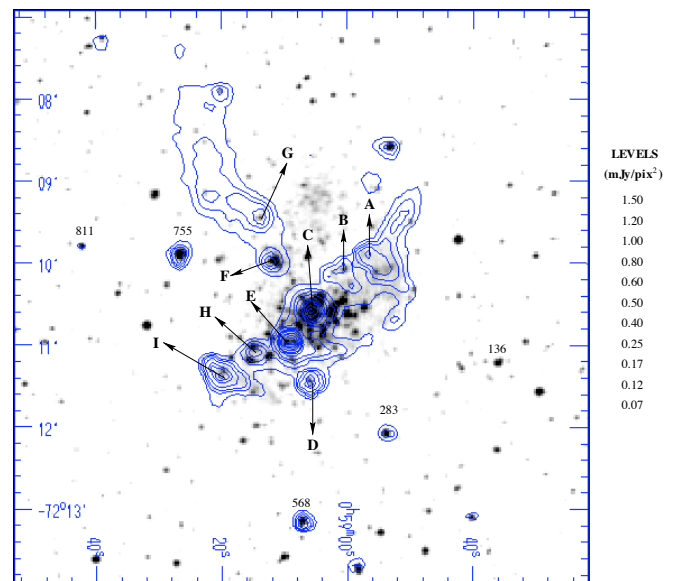


Fig. 5. Map of N 66 in the LW2 filter centered at 6.75 μm (contours), superimposed on the ESO Digital Sky Survey (DSS) image. Coordinates are J2000. Several stars are detected in the LW2 filter: they are HD 5980 (N 346-755) and 2 red stars (N 346-283 and 811: numbers in the catalogue of Massey et al. (1989), see Table 1). The red star N 66-136 is not detected. Some other stars are surrounded by an extended emission: they are blue and probably heat the surrounding interstellar matter.

supernova remnant SNR 0057-7226 (Taisheng Ye et al. 1991). The position of the center of this remnant is indicated on Fig. 3. The difference in the distributions of the [Ne III] and of the [S IV] line is best illustrated by Fig. 4 which shows the fine structure line–intensity profiles along the direction marked on Fig. 3. It appears that the emission of [S IV] is enhanced compared to that of [Ne III] by preferential shock ionization of S with respect to Ne: in high-excitation conditions Ne III is the dominant Ne ion and its abundance can only be decreased by collisional ionization, while S III and S IV have roughly the same abundances and S III will be ionized in the shock.

By integrating over the whole map, we obtain total fluxes of $\approx 7.3 \cdot 10^{-14} \text{ W m}^{-2}$ and $\approx 8.8 \cdot 10^{-14} \text{ W m}^{-2}$ in the [Ne III] and [S IV] line respectively. The [Ne III]/ $\text{H}\beta$ and the [S IV]/[Ne III] ratios are ≈ 0.1 and ≈ 1.2 respectively and together with the optical line ratios obtained by various authors cited above, they can be compared with the results of photoionization models. We used the models of Stasińska (1982, 1984, 1990), of Stasińska & Leitherer (1996) and of Schaerer & de Koter (1997). A fair agreement can be reached for the relative intensities of the [Ne II], the [Ne III] and the [S IV] line as well as of the [O III] $\lambda\lambda 5007, 4959 \text{ \AA}$ and 4363 \AA and other visible line, using models with T_{eff} of exciting stars 40 000 to 45 000 K, abundances 1/10 solar, density 10 to 100 electrons cm^{-3} . These parameters are reasonable from what we know otherwise of the H II region with its very hot exciting stars. Direct abundance effects cannot be invoked to explain the particularly high [S IV]/[Ne III] ratios, the abundance ratios [Ne/O]

(Pagel et al. 1978) and [S/O] (Dennefeld & Stasińska 1983) being approximately the same in the H II regions of the SMC and of the Galaxy. However, most of these models yield ratios of the mid-IR line of [Ne III] and [S IV] to H β too high by a factor 2 with respect to the observed ratios, with the exception of the old models of Stasińska (1982), which are based on the model atmospheres of Mihalas. But one should note that the optical measurements refer to the central H II region while the [Ne III] and [S IV] line intensity ratios to H β are global. Clearly more detailed optical studies are required in order to reach more definitive conclusions. Given the lack of data for the supernova remnant, it is premature to try to model the intensities of the [Ne III] and [S IV] line in its direction.

4. The mid-IR emission of the discrete peaks

The CVF and filter observations show strong emission peaks which we discuss here. They are ordered by increasing right ascension and named as shown in Fig. 5. This figure shows the LW2 (6.75 μm) contours superimposed to the Digital Sky Survey image of N66. The isolated stars are identified by numbers given in Massey et al. (1989). In Fig. 6 we present the CVF spectra of these peaks. Most of the spectra represent an average of two pixels: spectra of peaks C and E have been obtained averaging four pixels (1 pixel \approx 1.2 pc for the assumed SMC distance). In general the spectra show emission bands and fine structure line on top of a continuum. The wavelengths of the emission bands correspond to those of the Unidentified Infrared Bands already observed before ISO at 6.2, 7.7, 8.6, 11.3 and 12.7 μm (Gillett, Forrest and Merrill 1973, Russell, Soifer and Merrill 1977a, Russell, Soifer and Willner 1977b, Cohen, Tielens and Allamandola 1985, Cohen and Kevin 1989, Jourdain de Muizon et al. 1986, Phillips, Airken and Roche 1984, Roche, Aitken and Smith 1989). They are an universal signature of the ISM in our (Roelfsema et al. 1996, Verstraete et al., 1996, Cesarky et al. 1996a, 1996b, Boulanger et al. 1996, Mattila et al. 1996, Uchida, Sellgren and Werner 1998) and in external galaxies (Boulade et al. 1996, Vigroux et al. 1996, Acosata-Pulido et al. 1996, Metcalfe et al. 1996, Helou et al. 2000). The exact chemical species from which these bands originate have not been yet identified. The best candidates are the Polycyclic Aromatic Hydrocarbons (PAH) (Puget and Lèger 1989), i.e. planar macro-molecules (few hundred atoms) transiently heated by single photon absorption. However, whatever is the exact nature of these carriers, the bands are certainly due to aromatic compounds. For this reason hereafter we will call them Aromatic Infrared Bands (AIBs) carriers. Fig. 6 show the following characteristics:

- Peaks A, B, C, E, H and I are aligned along the “bar”(Fig. 5). Peak C coincides with the center of the dense star cluster NGC 346. The other peaks are at various distances from this cluster and receive less far-UV radiation except perhaps Peak E. The H α and fine-structure emission line in the direction of Peak C are relatively small, presumably because the gas has been partly expelled by stellar winds from the dense central cluster.

- Peaks D, F and G lie outside the “bar”. F coincides with the compact H II region N 66A.

The CVF spectra of all these emission peaks show [Ne III] 15.6 μm and [S IV] 10.5 μm line emission (Fig. 6).

Even if emission bands are observed at the typical wavelengths of the most intense AIBs (6.2, 7.7, 8.6, 11.3 and 12.8 μm), these are very different in their shape and relative intensities from the AIBs observed in the galactic reflection nebulae, to which hereafter we will refer as the “classical” AIBs.

Peak A shows a broad AIB at 7.7 μm , a 11.3 μm AIB not very intense and faint 12.7 (possibly blended with a [Ne II] line at 12.8 μm), 13.5 and 14.5 μm bands.

Peak B shows very faint AIBs, if any, and a broad silicate emission at \approx 10 μm . Note that there are a few faint hot stars in Peak A (N 346-320 and 325), as well as in Peak B (N 346-347, 352, 353 and 357: Massey et al. 1989).

Peak C, in the direction of the center of the young star cluster, has a spectrum very similar to that of Peak B but with a stronger continuum. It exhibits only faint AIBs and a broad 10 μm silicate band is clearly seen in emission. The spectrum of Peak C is discussed in more detail by Contursi et al. (2000).

The spectrum of peak D is characterized by broad emission near 8 μm where the usual AIBs are partly merged. Note the short-wavelength continuum, also seen towards Peaks C and E. This region contains at least 3 hot stars (N 346-466, 469 and 478) the brightest of which is the evolved or reddened N 346-466 (V=15.91, U-B=-0.54, B-V=0.27, Massey et al. 1989)

Peak E contains the relatively bright, reddened O8V star N 346-549 with V=15.26, U-B=-0.96, B-V=0.22 (Massey et al. 1989). The continuum near 5 μm is the strongest in the whole map (see Fig. 2). It is too strong to be the photospheric emission of the star, but it can be due at least in part to circumstellar dust or to a red companion. The most conspicuous feature in the spectrum of Peak E is a very broad emission feature centered near 7.7 μm in which the usual AIBs are even less identifiable than in the spectrum of peak D. Both the continuum at 5 μm and the presence of the broad band at 7.7 μm are characteristics of AGN spectra like that of Centaurus A (Mirabel et al. 1999). The origin of the 7.7 μm broad feature has not yet been established: it may be due to coal-like grains. However, it is not clear whether these types of grains normally exist in the ISM of galaxies and become visible only when destruction of classic AIBs carriers occurs, or if they form through hard UV photons processing on the classical AIB carriers. The 6.2 and 11.3 μm bands are surprisingly weak. The peculiar appearance of the 7.7 μm broad feature and the faintness of the 11.3 μm band might be due to some amount of silicate absorption, but the [S IV] line at 10.5 μm , which should also be affected, does not seem particularly weak. Moreover, the presence of a certain amount of silicate absorption cannot explain the weakness of the 6.2 μm AIB. Note also the features at 13.5 and 14.5 μm which can arise from the out-of-plane C-H bending vibrations on aromatic rings with 3 and 4 contiguous H atoms (*trio* and *quarto*).

The spectrum of Peak F (N 66A) shows probable silicate emission and weak AIBs. Peak F contains at least 7 hot stars, the

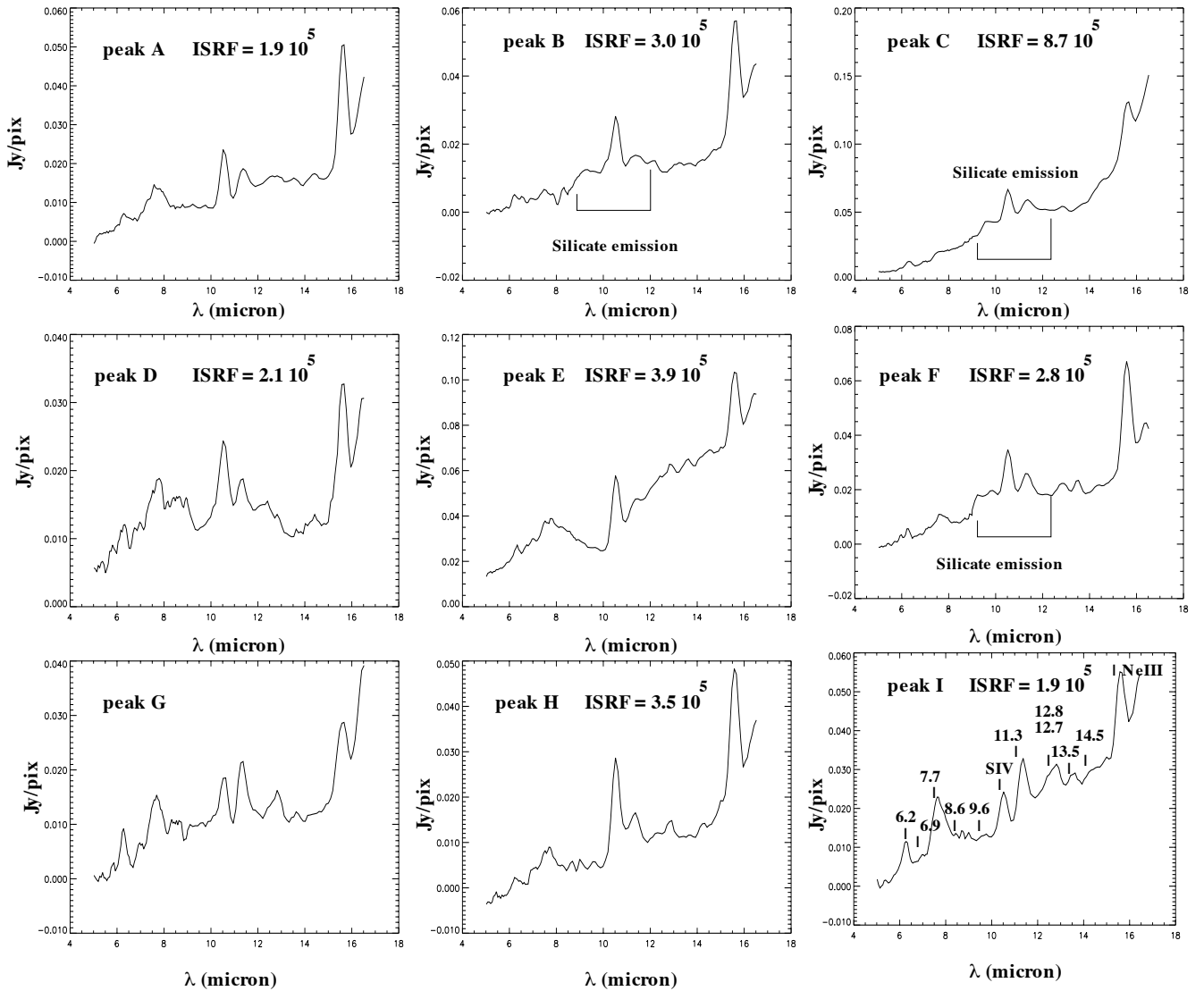


Fig. 6. CVF spectra of the 9 main emission peaks in the region of N 66. The peaks are identified on Fig. 5. These spectra have been corrected for zodiacal light as explained in Sect. 2. An estimate for the mean ISRF at 1600 Å normalized to the local ISRF at the same wavelength for each source is given. If dust is mixed with the ionized gas, these values should be decreased by a factor 2.5 (see text for details). The main fine-structure line, the visible H₂ line and AIBs (A) are identified in the spectrum of Peak I. All spectra show the [Ne III] 15.6 μm and [S IV] 10.5 μm line. The AIBs exhibit a variety of shapes and relative intensities. The broad 10 μm silicate band is seen in emission in the spectrum of Peak C and B and less obviously of Peak F.

brightest of which is the O5.5V star N 346-593 with $V=14.96$, $U-B=-1.01$, $B-V=-0.16$ (Massey et al. 1989).

Peak G coincides with two hot stars, N 346-628 and 635 (Massey et al. 1989). This peak is on the molecular cloud not associated with the main HII region (Fig. 12). Its spectrum is the closest to the typical Galactic AIB spectra, e.g. those of NGC 7023 (Cesarsky et al. 1996a).

Peak H has faint bands and peak I displays intense AIB bands. Both show a classical AIB spectrum. They contain a few faint hot stars, respectively N 346-640, 641, 648, 654 and N 346-696 and 697 and in fact it has a steep continuum rising

toward long wavelength. Moreover, Peak I contains the bright late O or early B star N 346-690 with $V=15.70$, $U-B=-0.75$, $B-V=0.00$ (Massey et al. 1989) and it has the brightest emission in both CO(1-0) and H₂ among the MIR peaks (Rubio et al. 2000). The column density in this peak, relative to the others region, is thus sufficiently high to explain the strength of AIBs.

As the AIBs are believed to be excited mainly by far-UV photons in the hard radiation field of N 66, we have built a rough map of the radiation density at 160 nm using the stellar photometry from Massey et al. (1989) (Fig. 7). Details about

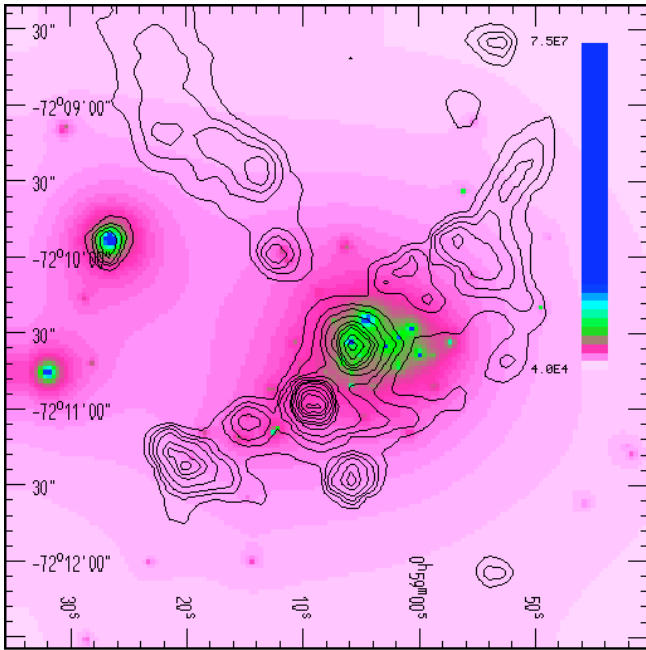


Fig. 7. Projected distribution of the radiation field at 160 nm in the region of N 66 (grey scale), superposed on the LW2 (6.75 μm) contours. Coordinates are J2000. Gray scale values are in Local ISRF units.

how we built this map are given in Appendix A. There are two sources of uncertainties in this calculation. 1) Extinction has not been taken into account (except for determining the intrinsic stellar UV flux). Extinction in N 66 is known to be very small for stars ($E(B-V)=0.14$, Massey et al. 1989) and the Balmer decrement value of 3.05 ± 0.15 (Ye et al. 1991) is close to the unreddened value of 2.86. If dust is mixed with the ionized gas, our values for the UV fluxes are upper limits and may be too high by ~ 1 mag. (a factor 2.5). If dust is outside the ionized gas regions our values are unaffected. 2) The other uncertainty is due to errors in the assignment of the stellar spectral types. However, changing the luminosity class in the most ambiguous cases changes the radiation density by only 30%.

The average values of the ISRF at 1600 \AA normalized to the local ISRF (LISRF) at the same wavelength (Gondhalekar et al. 1980) are indicated in Fig. 6 and they range from 2 to 9×10^5 the LISRF. They correspond to the values obtained per DSS pixel ($=1.7''$) averaged over a circular area of 2.8 pc radius ($=5.6$ DSS pix with an assumed distance for SMC= 61 kpc). This is the approximate resolution of the ISO data, thus the same aperture was used to obtain the LW3, LW2 and the 160 nm fluxes reported later in Fig. 14. Note that if dust is mixed with gas inside the HII region, the UV flux values still remain very high, ranging from $5.3 \cdot 10^4$ (peaks A and I) to $2.5 \cdot 10^5$ (peak C) times that of the solar neighborhood. In Fig. 6 we have not labeled the ISRF average value of peak G because the new CO(2–1) data show that this cloud and probably the “spur” visible as diffuse emission (see Sect. 5) are not associated with the N 66 bar (Rubio et al. 2000).

From the collection of CVF spectra that we have just discussed, several conclusions can be derived:

- Silicate emission is clearly visible in Peak C and B and more marginally in Peak F. Interstellar silicate emission has been detected in the Orion nebula and a few other H II regions, and must be due to relatively big grains (size $> 0.01 \mu\text{m}$) heated to ~ 100 K or more, since it is only seen when the radiation field is very high (Cesarsky et al. 2000).
- In three peaks (C, D and E), there is clear continuum emission at all the studied wavelengths down to the shortest one, 5 μm . While a part of this continuum may be associated with the AIBs, it is clear that they cannot account for all: classic Galactic AIB spectra as those of NGC 7023 or M 17 (Cesarsky et al. 1996a, 1996b) show a negligible contribution of the AIBs at 5 μm . The 5 μm continuum should then be due mostly to grains rather close to the hot stars contained in each of these regions. In Peak C relatively small silicate or other grains can be heated to sufficient temperatures to emit at 5 μm (see Contursi et al. 2000). The radiation field is lower in peaks E and D. But both peaks contain reddened stars, and the emission might be due to dust around these stars.
- The AIBs emission shows differences in the studied peaks. The AIB spectra are sometimes very different from the “typical” Galactic AIB spectra of e.g. NGC 7023 (Cesarsky et al. 1996a). The 7.7 μm band towards Peak E is much broader and the 8.6 μm band is not visible, perhaps merged into the 7.7 μm feature (but this might be partly due to silicate absorption). Peak D displays an intermediate case. “New” features near 13.5 and 14.5 μm are visible in several spectra. Although faint, these features are likely to be real. Residual from glitches could result in artificial features only for few pixels. Moreover, the same bands are also visible in other regions like M 17 and NGC 7023 (Cesarsky et al. 1996a, 1996b, Klein et al. 1999). Fig. 6 shows that there is a spectral evolution from peak C, in the center of the star cluster, to peaks F, I, D and G, where the AIBs are stronger with respect to the continuum and more similar to the “classical” Galactic AIBs. This suggests that UV radiation has a crucial role on the grain processing. It destroys the classical AIB carriers, favoring the broader-band emission of relatively big carbonaceous grains which are heated to sufficient temperatures (peak E) or of smaller carbonaceous grains heated transiently by absorption of single photons. There might be transformations from PAH-like 2-D molecules responsible for the classical AIBs into 3-D grains or vice-versa. The broad band emission of peak E might indicate phenomena occurring close to the reddened O stars contained in these regions.
- The strongest AIB/continuum ratio and the most “classical” AIB spectrum is observed towards Peak G to the North of the CVF map. This peak is at the southern edge of a spur well visible in the LW2 filter images (5.0–8.0 μm) of Fig. 5. Since this spur and the molecular cloud (Fig. 9) are not associated with the N 66 star cluster (Rubio et al. 2000), grains

here are heated by an ISRF lower than in the bar, providing a spectrum more similar to those observed in relatively quiescent regions of our Galaxy.

5. The diffuse emission

The diffuse emission is better studied from the filter maps because of their higher sensitivity. However the CVF observations are useful in the interpretation of the filter observations.

There is no reason to doubt that far from the emission peaks which coincide with concentrations of hot stars, most of the radiation at wavelengths shorter than about $9 \mu\text{m}$ is due to AIBs and their associated continuum. This is already clear for Peak G (see Fig. 5) which is far from the main far-UV sources even if it contains two 16th-magnitude hot stars. Consequently, we believe that the best view of the distribution of the AIBs is offered by the LW2 ($5.0\text{--}8.0 \mu\text{m}$) map which encompasses the 6.2 and $7.7 \mu\text{m}$ features (Figs. 5 and 6), although there is some contribution from Very Small Grains (VSGs: Désert et al. 1990; Dwek et al. 1997) in the peaks where the radiation field is very high (see Fig. 6 and Cesarsky et al. 1996b). The stellar contribution in this filter is limited to that of a few red stars identified on Fig. 5, and perhaps to the emission of circumstellar dust around hot stars as discussed in the previous section. The LW6 ($7.0\text{--}8.5 \mu\text{m}$) and LW7 ($8.5\text{--}10.7 \mu\text{m}$) maps (Figs. 8 and 9) and the LW4 ($5.5\text{--}6.5 \mu\text{m}$) map (not shown) are very similar to each other and to the LW2 map, although the NE extension and some stars are more easily visible on the LW2 map which is more sensitive due to the broader passband of this filter.

The filter maps which include AIBs at longer wavelengths, e.g. the LW8 ($10.7\text{--}12.0 \mu\text{m}$, not shown) and LW10 (IRAS filter: $8.0\text{--}15.0 \mu\text{m}$, Fig. 16) maps, are more difficult to interpret because they contain a contribution of both AIBs and VSGs.

A particularly interesting feature in the LW2 ($5.0\text{--}8.0 \mu\text{m}$) and LW6 ($7.0\text{--}8.5 \mu\text{m}$) maps is the emission spur that extends to the NE of N 66A. This spur is probably dominated by AIB emission. It is barely visible in filters like LW3 ($12.0\text{--}18.0 \mu\text{m}$) in which the contribution of AIBs is minor (see Fig. 10). Fig. 12 shows a superposition of the CO(2-1) line emission in the region of N 66 over the LW2 map. The CO emission coincides very well with the spur of AIB emission. As discussed above, this can be easily explained by emission from the surface of the molecular cloud bathed by a lower and softer radiation field than in the bar of N 66.

Fig. 10 is the LW3 ($12.0\text{--}18.0 \mu\text{m}$) map of the N 66 region. Although there is some contribution from the [Ne III] $15.6 \mu\text{m}$ line and of the [Ne II] line and AIB at $12.7 \mu\text{m}$ in the LW3 filter, our CVF spectra show that it can generally be neglected with respect to the continuum. This is shown by Fig. 11 on which the CVF image in the continuum on each side of the [Ne III] $15.6 \mu\text{m}$ line (contours) is superimposed on the LW3 image (grey scale): the agreement is very good given the differences in field of view and sensitivity. Thus the LW3 map in our case represents adequately the emission of the Very Small Grains (VSGs). It is noteworthy that the distribution in the LW3 map is more extended around the “bar” than the LW2 map although

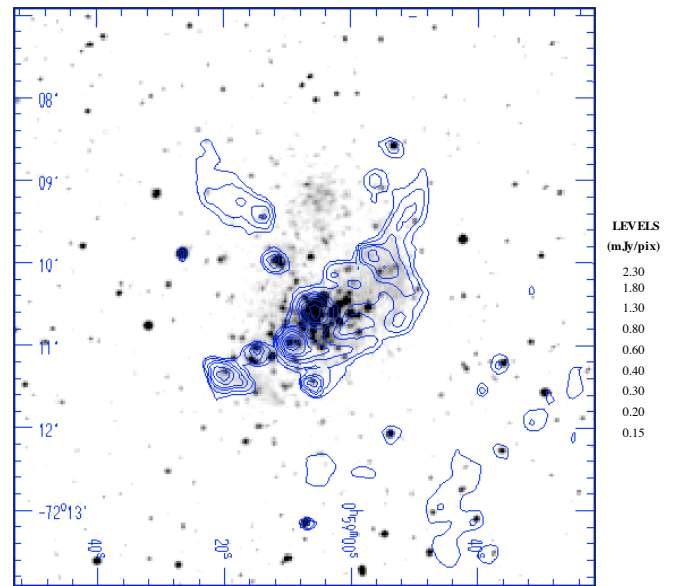


Fig. 8. Map of N 66 in the LW6 ($7.0\text{--}8.5 \mu\text{m}$) filter (contours) superimposed on the ESO Digital Sky Survey (DSS) image. Coordinates are J2000. Compare to the LW2 map (Figs. 1, 5 and 7).

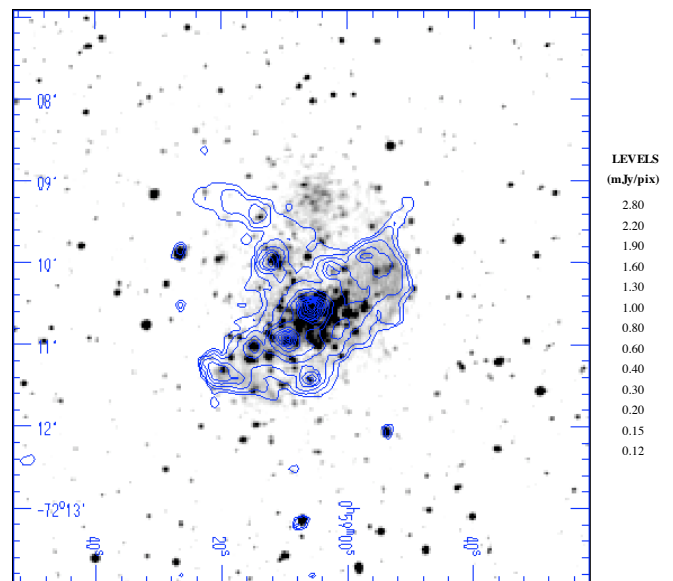


Fig. 9. Map of N 66 in the LW7 ($8.5\text{--}10.7 \mu\text{m}$) filter (contours) superimposed on the DSS image. Coordinates are J2000.

the latter is more sensitive (compare Fig. 10 with Fig. 5). This has rarely been seen before and may indicate VSG emission in regions where the AIB carriers have been partly destroyed.

Fig. 13 presents the “color” map of the LW3($12.0\text{--}18.0 \mu\text{m}$)/LW2 ($5.0\text{--}8.0 \mu\text{m}$) intensity ratio. For building this map, the LW3 data have been convolved with the LW2 PSF as measured on the LW2 map, and vice-versa before division; this resulted in a small loss of resolving power but produced approximately similar PSFs after convolution. Then only the part

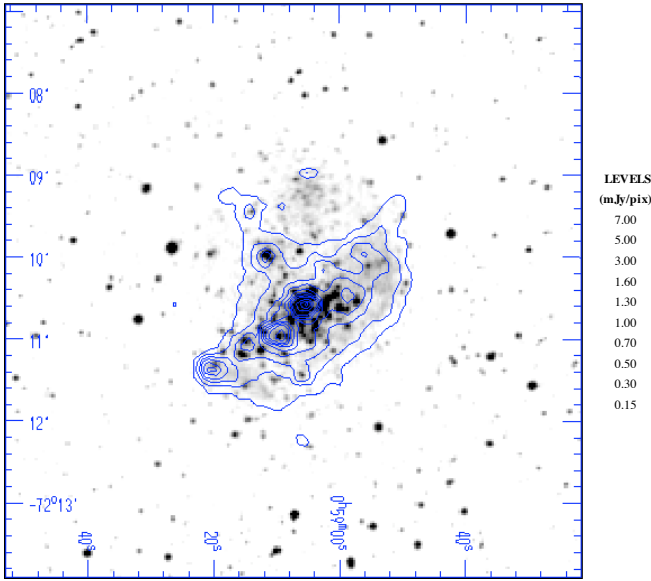


Fig. 10. Map of N 66 in the LW3 (12.0–18.0 μm) filter (contours) superimposed on the ESO Digital Sky Survey (DSS) image. Coordinates are J2000. This image shows the distribution of the warm Very Small Grains (VSGs). The faint “sources” 1.5' North and South of the main body of emission are ghosts of the main peak (Peak C) due to imperfect correction of the transient response of the detector.

of the data with a signal to noise ratio larger than 2 after convolution has been retained in both filters.

Previous observations with ISO (e.g. Cesarsky et al. 1996b, Contursi et al. 1998) have shown that the VSGs start to emit appreciably near 15 μm when the ultraviolet radiation field is \geq a few 10^3 times the LISRF. Under these conditions the VSGs temperatures are high enough for their spectrum to shift towards short wavelengths increasing the 15/6.75 μm ratio. This ratio ranges from 0.5 to 0.8 in the LISRF environment. The FUV values obtained in N66 indicate that the ISRF intensity is well above 10^3 times the LISRF everywhere in the observed region except in the region of the molecular cloud. In order to study how the 15/6.75 μm color ratios relate to the UV ISRF we have evaluated the 15/6.75 μm ratio of each peak over regions of the same size (radius = 2.8 pc), and plotted them as a function of the ISRF at 1600 \AA integrated over the same regions (Fig. 14). As expected, the general trend is that the higher the ISRF, the higher is the 15/6.75 μm ratio. One can see that the spur (peak G) has a typical 15/6.75 μm “cirrus” value of $\simeq 1$. The same effect is observed for the global IR emission properties of galaxies. The 15/6.75 μm – 60/100 μm color–color diagram shows that the global mid-IR (15/6.75 μm) colors are $\simeq 1$ for normal galaxies (“cirrus” value) and become significantly greater than 1 for more active galaxies (Vigroux et al. 1998, Dale et al. 2000). The same behavior is also observed inside three nearby galaxies, IC 10, NGC 1313 and NGC 6946 (Dale et al. 1999).

Surprisingly, the highest value of the the 15/6.75 μm ratio in Fig. 14 does not correspond to the highest value of the ISRF, located at the center of the star cluster (peak C). The CVF spectrum of the region with the largest value of the 15/6.75 μm ratio

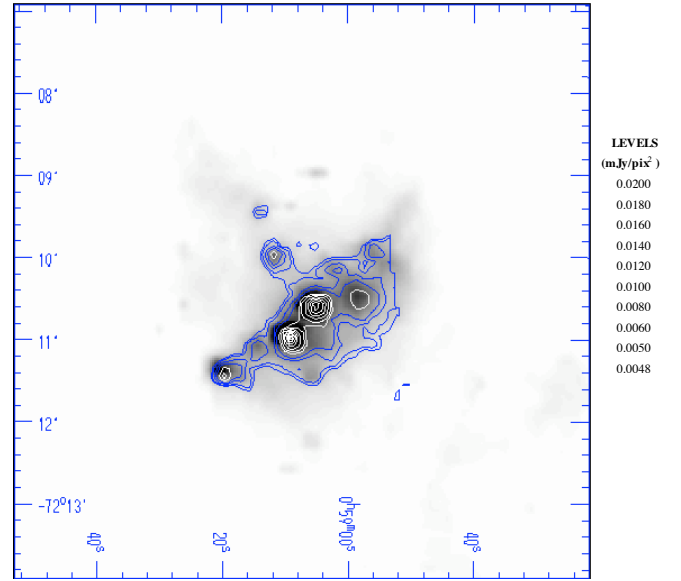


Fig. 11. Map of N 66 in the LW3 (12.0–18.0 μm) filter (grey scale) with the CVF contours of the continuum near 15.6 μm superimposed. Coordinates are J2000. The agreement is excellent except for a small position shift between the filters and the CVF. It shows that the LW3 image is dominated by continuum emission except in the NE extension, for which the contribution of the 12.7 μm AIB is strong, and to the west of the main Peak C, where the contribution of the [Ne III] emission is important.

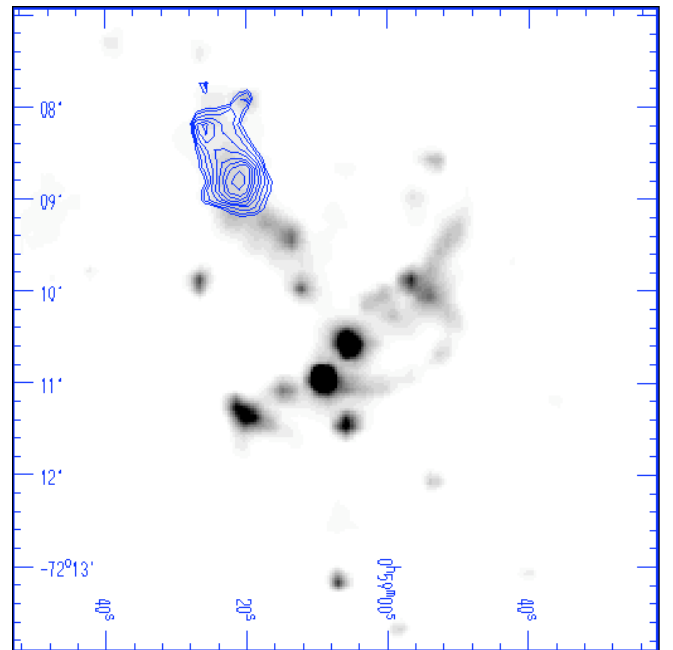


Fig. 12. CO(2–1) emission of the region of N 66 obtained with a resolution of 22'' (contours) superimposed on the LW2 (5.0–8.0 μm) image, which is dominated by the AIB emission (grey scale). Contour levels are from -0.5 ($\sim 3\sigma$) to 7.5 in steps of 0.5 K km s^{-1} , the temperature being T_A^* . Coordinates are J2000. The CO emission coincides with the NE spur of the LW2 map.

is shown on Fig. 15. Following the interpretation of Cesarsky et al. (1996b) and Contursi et al. (1998) we would expect a continuum towards $15 \mu\text{m}$ steeper than that observed in Peak C. Fig. 15 shows that this is not the case. The high $15/6.75 \mu\text{m}$ value observed is due to the nearly complete absence of AIB carriers and of continuum at short wavelengths (which is instead present in peak C). This dramatically lowers the flux in the LW2 filter. The LW2 and LW3 fluxes of this region are respectively $\simeq 8$ and $\simeq 4$ times smaller than those of peak C in the same filters. The contribution of the [Ne III] emission line in the LW3 filter is only $\simeq 10\%$. We remark that this region is close to the earliest-type star of N66 (OIII(f*)) suggesting that here the ISRF is not only very strong but also very hard. This results in a complete destruction of the AIB carriers and partially also of the smallest VSGs. The VSGs might also be destroyed in the other peaks, although to a lesser degree. This might explain why even if the ISRF throughout the N 66 region is least 10^2 times that of the H II region N 4 in the LMC, the $15/6.75 \mu\text{m}$ ratios are similar to those found in N 4 (Contursi et al., 1998).

Finally, we show on Fig. 16 a LW10 ($8.0\text{--}15.0 \mu\text{m}$ = IRAS $12 \mu\text{m}$) filter map superimposed on the DSS image: comparison with Figs. 5 and 10 demonstrates that this image contains features of both maps at 6.75 and $15 \mu\text{m}$ although it is closer to the $6.75 \mu\text{m}$ map. While interesting for comparison with IRAS data, the LW10 image is more difficult to interpret than the images in some other filters which have been presented here.

6. Discussion and conclusions

We have presented CVF and multi-filter ISO observations of the region of N 66 in the SMC. They reveal a wide variety of phenomena that are not always easy to interpret. The following results have been obtained:

i) Emission in the fine structure line [Ne III] $15.6 \mu\text{m}$ and [S IV] $10.5 \mu\text{m}$ is present throughout the region. These line are very strong compared to line from singly-ionized ions like [Ne II], due to excitation by the very hot stars of N 66. There are considerable differences between the space distributions of the [Ne III] and [S IV] line, that we attribute to density effects in the photoionized regions and to shock excitation in a supernova remnant.

ii) AIB emission is generally weak but present in many places of the field. This general weakness, already noted by Sauvage et al. (1990), can be related to the low carbon abundance in the SMC, which is 14–20 times smaller than in our Galaxy (Pagel 1993; Garnett et al. 1995). However, the mid-IR spectrum of a quiescent region in the SMC (Reach et al. 2000) is similar to the galactic “cirrus” emission, suggesting that the differences observed in N66 are principally produced by the extremely high and hard ISRF. Analogous ISOCAM observations of another HII region in the SMC (SMCB1), not yet completely reduced, will help us to clarify which parameters affect the dust properties. There is AIB emission probably coming from the surface of a molecular cloud, like in the region of N 4 in the LMC (Contursi et al. 1998). Most of the AIB spectra we have obtained (see examples in Fig. 6) are different from the classical

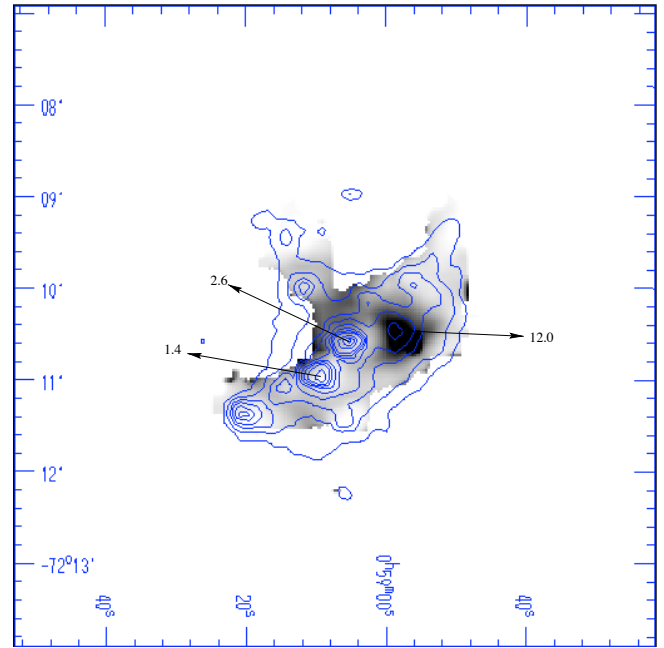


Fig. 13. The LW3($12.0\text{--}18.0 \mu\text{m}$)/LW2($5.0\text{--}8.5 \mu\text{m}$) color map (grey scale) superimposed on the LW3 map (contours). Coordinates are J2000. The peak of the map is at the same location of the peak at $\simeq 0\text{h } 58\text{m } 58\text{s } -72^\circ 10' 32''$ in Fig. 11. Ratios at some positions are indicated.

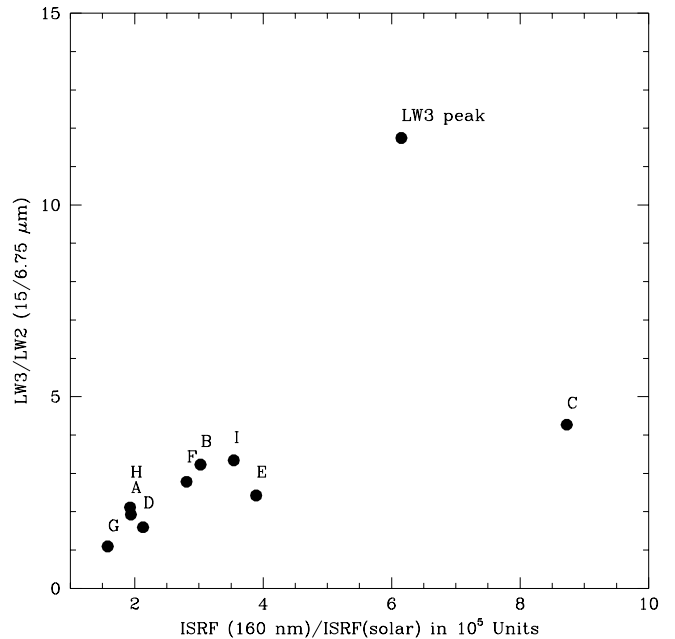


Fig. 14. The LW3($12.0\text{--}18.0 \mu\text{m}$)/LW2($5.0\text{--}8.5 \mu\text{m}$) ratios of each peak as a function of the average ISRF at 1600 \AA normalized to the local value of the ISRF at the same wavelengths in 10^5 unit. These values have been obtained over the same aperture (2.8 pc of radius) for each peak.

“Galactic” AIB spectra, e.g. those of the reflection nebula NGC 7023 (Cesarsky et al. 1996a). The $7.7 \mu\text{m}$ feature is almost al-

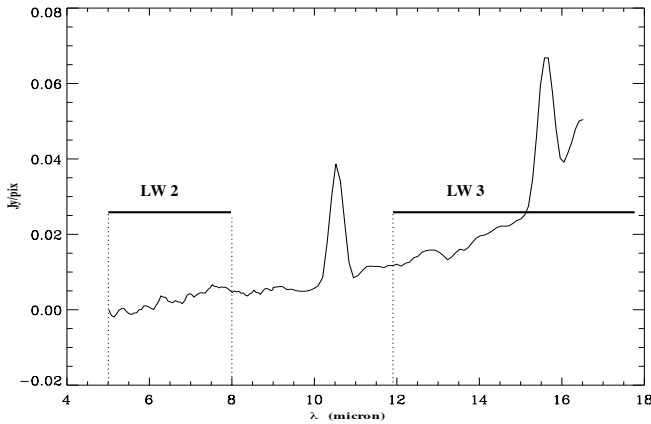


Fig. 15. The CVF spectrum of the region with the largest value of the LW3(12.0–18.0 μm)/LW2(5.0–8.5 μm) ratio.

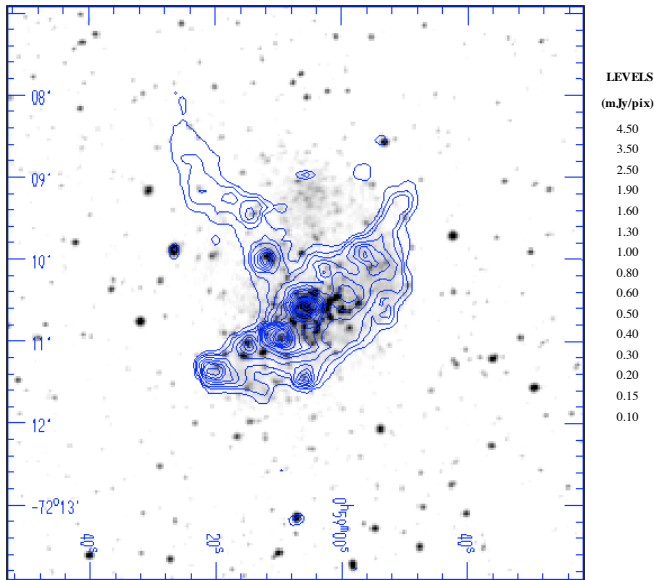


Fig. 16. The LW10 (8.0–15.0 μm = IRAS 12 μm) image superimposed on the DSS image. Coordinates are J2000. Compare to Fig. 5 (LW2 map), Figs. 11 and 12 (LW3 map) and Fig. 13 (LW7 map): there is a mixture of the features of all these maps in the LW10 image, making the latter more difficult to interpret.

ways broader than in the ISM of our Galaxy and the 8.6 μm AIB is not always visible (merged with the 7.7 μm feature?). The 11.3 μm band can be strong with respect to the other AIBs, but it can also be quite weak. Also interesting is the fact that the bands at 13.5 and 14.5 μm seem stronger than what is observed in the Galaxy. A similar wide variety of AIB spectra is seen in compact or ultra-compact H II regions (Cesarsky et al. 1996b, Roelfsema et al. 1996).

This variety is presumably due to the co-existence of several forms of AIB carriers, one of which dominates depending on the conditions. The spectrum in the direction of Peak G (close to the edge of the molecular cloud) is not conspicuously different from the classical Galactic AIB spectrum. This cloud is not associated with the N 66 bar. However the 11.3 μm band is somewhat

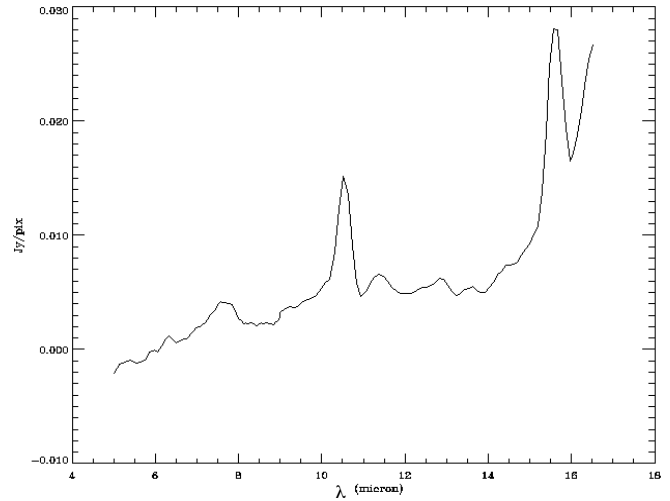


Fig. 17. The average zodiacal-light subtracted CVF spectrum of N66 averaged over the whole CVF ($3' \times 3'$) field, corresponding to a physical size of 53 pc \times 53 pc.

Table 1. The global 15/6.75 μm ratios integrated over the CVF and filter fields of view ($3' \times 3'$ and $7' \times 7'$) of the N66 (SMC) and N4 (LMC) HII regions

HII Region	apparent size	15/6.75 ratio	Physical size (pc)
N66 (SMC)	$3' \times 3'$	3.3	57
N4 (LMC)	$3' \times 3'$	1.6	48
N66 (SMC)	$7.8' \times 7.8'$	1.2	138
N4 (LMC)	$6.4' \times 6.4'$	1.2	96

stronger and overall the spectrum is very similar to the spectrum of the molecular cloud M 17N (Henning et al. 1998). The spectrum of peak E is similar to that of very small 3-D carbonaceous grains like semi-anthracite, which also reproduces well the spectra of a few Galactic proto-planetary nebulae (Guillois et al. 1996). None of our spectra matches well that of nanoparticles produced by laser pyrolysis of hydrocarbon (Herlin et al. 1998), at least in the 11–14 μm spectral range. Together with other data, our data will allow the study of the dependence of the AIB spectra on the far-UV radiation density and spectral hardness. Maps of the radiation field like the one presented in Fig. 7 will be useful for such studies.

iii) The ISRF in the bar of N66 is at least 10^5 times the local ISRF at the same wavelength. We have evidence that such strong and hard ISRFs are able to significantly destroy AIB carriers and to a lesser extent also the VSGs.

iv) Aside from the carbonaceous grains just discussed, our observations show continuum emission by silicate grains at several MIR peaks.

Our observations also shed light on the evolution of the N 66 region. Its general optical and mid-IR morphology (Fig. 5) suggests that star formation has arisen in an arc of material compressed by shocks, probably caused by previous supernovae

explosions. There are many examples of similar phenomena in both the SMC and the LMC: HI bubbles (Staveley-Smith et al. 1997, Kim et al. 1998), secondary star formation on the edge of these super bubbles (Parker et al. 1992). This secondary star formation itself is probably not coeval. In fact, peak C contains only unreddened OB stars and it is more evolved than other peaks. Peaks E, H and I for example, have reddened stars suggesting that the surrounding material has not been yet spread out. Following the model proposed by Elmegreen (Elmegreen 1995), we suggest that star formation along the N66 bar has taken place in a sequential way, starting from the OB stars associated to the peak C. The spatial separation between the sub-groups of stars associated to the different MIR peaks is $\simeq 8\text{--}10$ pc, comparable to that predicted by numerical simulations (Elmegreen 1995). Also the nature of dust changes along the bar (Fig. 6) probably because it forms at different times and in different environments. Some of the spectra presented in Fig. 6 show weak S(0) ($9.6\ \mu\text{m}$) and perhaps S(3) ($7.0\ \mu\text{m}$) line of H_2 in emission. This indicates that some molecular gas is still present in the HII region. New CO(2–1) data seem also support this scenario and show that the MIR peaks correspond to molecular clumps with different velocities (Rubio et al. 2000).

Several processes can explain the variety in the observed AIBs strengths and shapes. The AIBs faintness can be ascribed to a significant destruction of their carriers, either by the harsh ISRF or by shocks produced by stellar winds. Broader than normal AIBs can arise from different grains excited by the ISRF of N66; their emission can be generally hidden by the AIBs where these carriers are not significantly destroyed. Other possibilities are that the original grain size distribution is modified by photo-processing on grains, grains shattering, or that the grain composition was originally different due to the low metallicity of SMC. However, this last hypothesis seems to be discarded from the presence of classical Galactic AIBs in a quiescent region of SMC. Finally, the observed variation in the MIR spectra can be related to the fact that the dust formed at different times and in different environments according to the idea that in N66 the star formation evolved in a sequential way.

The results obtained from the analysis of ISO observations of nearby objects (HII regions, PDRs, molecular clouds, etc.) are useful to understand the dust properties of the more distant galaxies. It is thus important to give the global properties of these nearby regions on scale lengths comparable with the ISOCAM resolution of at least moderately distant galaxies. As LW2 and LW3 are by far the most used filters for ISOCAM observations of external galaxies, we give in Table 1 the $15/6.75\ \mu\text{m}$ (LW3/LW2) ratio of N 66 for two different fields of view: $3' \times 3'$ (CVF field of view) and $7.8' \times 7.8'$ (broad band images), with their corresponding physical sizes. This ratio has been calculated directly on the broad-band images. For comparison we also give in Table 1 the same results for the HII region N 4 in the LMC, for which ISOCAM broad-band data have been already published by Contursi et al. (1998). We also show on Fig. 17 the spectrum of N 66 averaged over the total CVF field of view. Note that N 4 is bathed in a ISRF 100 times lower than the N 66 ISRF. At a scale length of ~ 100 pc there

are no significant differences in the mid-IR colors of these HII regions despite their different ISRF. Moreover, on the 100 pc scale, the LW3/LW2 ratios of both N 4 and N 66 are not very different from those found in regions bathed in ISRFs similar to the Local one. The ISOCAM resolution of $\sim 7''$ corresponds to a 100 pc region for an object at a distance of ~ 3 Mpc, that of galaxies in the Sculptor group for example.

Acknowledgements. This research has been supported by the ECOS program of collaboration between France and Chile under grant C97U03. M.R. wishes to acknowledge support from FONDECYT (Chile) grant N.^o 1990881

Appendix A: building the 160 nm ISRF map of N 66

We first determined the emission of the stars of N 66 at 160 nm from their magnitudes and spectral types, using the (160 nm - U) colors tabulated in Nandy et al. (1976). We considered all the 88 OB stars catalogued by Massey et al. (1989) except a few for which a spectral type cannot be assessed. 42 of these stars have spectral types given in Massey et al. (1989). For the remaining stars we evaluated the spectral type from their (B-V) and (U-B) colors and from the catalog of Azzopardi & Vigneau (1975). The colors have been corrected for reddening assuming $E(B-V)=0.14$ for the stars in the N 66 cluster (Massey et al. 1989) and $E(B-V)=0.09$ for stars catalogued in Azzopardi and Vigneau (1975), the latter value being the mean one for the field stars in the SMC (Garmany et al. 1987). Once a 160 nm flux was assigned to each star, we calculated the radiation density at this wavelength in the region. In order to derive the geometry of the OB association, we had to eliminate the contribution of the diffuse emission from the optical image. We have thus evaluated in the DSS image the emission contribution at five different spatial frequencies. The image corresponding to the smallest spatial frequency ($2''$) represents the stars themselves. We fitted the stellar density distribution by an elliptical gaussian profile for the stars belonging to the OB association. We then assumed that the depth of the cluster is equal to the minor axis of this profile, and assigned to each star a random depth coordinate so that the result fits the chosen radial distribution. For the rest of the stars we did not take into account their depth distribution which anyway is unknown, and assumed that they are all at the same distance. This has little consequence as they are isolated or in small compact groups. We then calculated the 160 nm 3–D radiation density smoothed in cubes whose projection on the plane of the sky correspond to the DSS pixel size ($1.7''$).

Appendix B: stars detected in the N 66 field

A number of stars are visible and identified in the LW2 ($5.0\text{--}8.0\ \mu\text{m}$) image displayed Fig. 5. The fluxes we measure are given in Table B.1 together with optical photometry from Massey et al. (1989). For the two red supergiants N 346-283 and 811, the flux ratio LW2/V ($6.75/0.55\ \mu\text{m}$) is about 0.4, compared to the ratio of 0.2 obtained for the red supergiant WOH 53 in the LMC (Contursi et al. 1998). The difference is not very significant and

Table B.1. Stars visible in the LW2 image and in Massey et al. (1989)

Star	Spectrum	V	$U - B$	$B - V$	$6.75\mu\text{m}$ (mJy)	Remarks
N 346-283		13.38	2.52 ::	1.68 ::	7.0	Red supergiant
N 346-568		15.97 :	-0.83	-0.14	14.2	
N 346-593	$O5.5V + neb$	14.96	-1.01	-0.16	18.5	in N 66A
N 346-755	$OB? + WN$	11.52 ::	-0.85	-0.24 ::	16.6	HD 5980, var.
N 346-811		14.16	2.68 ::	1.61 ::	3.1	Red supergiant candidate

we cannot say if we observe the photospheric emission of a M supergiant at an approximate effective temperature of 3000 K, or a hotter supergiant with some circumstellar emission. A deeper optical and near-IR study is necessary to solve this ambiguity.

The mid-IR emission of the hotter stars is much too strong to be photospheric, and must be either circumstellar or due to some interstellar material heated by the star. All these emissions are unresolved by our observations. In the case of star N 346-593 which is the brightest of the 7 (or more) exciting stars of N 66A, the mid-IR emission is clearly due to interstellar dust heated by the star. In the other cases the emission might be circumstellar since the stars are apparently isolated and in relatively gas-free regions. The most interesting case (the only one for which we have CVF observations) is that of HD 5980. In this direction, the AIBs at 8.6, 11.3 and 13.5 μm are visible while they are absent in the surrounding area. This indicates carbon-rich dust around the star. It is dubious that this dust is circumstellar, since the star is classified OB?+WN. It is however a very peculiar object which deserves more observations before definitive conclusions can be reached.

References

- Abergel A., Bernard J.-P., Boulanger F., et al., 1996, A&A 315, L329
 Acosta-Pulido J.A., Klaas U., Laureijs R.J., 1996, A&A 315, L121
 Azzopardi M., Vigneanu J., 1975, A&AS 22, 285
 Biviano A., Sauvage M., Gallais P., et al., 1999, *Experimental Astronomy*, in press
 Boulade O., Sauvage M., Altieri B., et al., 1996, A&A 315, L85
 Boulanger F., Reach W.T., Abergel A., et al., 1996, A&A 315, L325
 Cesarsky C.J., Abergel A., Agnès P., et al., 1996, A&A 315, L32
 Cesarsky D., Lequeux J., Abergel A., et al., 1996a, A&A 315, L305
 Cesarsky D., Lequeux J., Abergel A., et al., 1996b, A&A 315, L309
 Cesarsky D., Jones S.P., Lequeux J., et al., 2000, A&A 358, 708
 Cohen M., Tielens A.G.G.M., Allamandola L.J., 1985, ApJ 299, L93
 Cohen M., Kevin V., 1989, AJ 98, 1563
 Contursi A., Lequeux J., Hanus M., et al., 1988, A&A 336, 662
 Contursi A., Lequeux J., Cesarsky D., et al., 2000, in preparation
 Coulais A., Abergel A., 1999, In: Cox P., Kessler M.F. (eds.) *The Universe seen by ISO*. ESA SP-427, p. 61
 Dale D.A., Helou G., Silbermann N.A., et al., 1999, AJ 118, 2055
 Dale D.A., Silbermann N., Helou G., et al., 2000, AJ accepted
 Davies R.D., Elliott K.H., Meaburn J., 1976, Mem. R. Astron. Soc. 81, 89
 Dennefeld M., Stasińska G., 1983, A&A 118, 234
 Désert F.-X., Boulanger F., Puget J.-L., 1990, A&A 237, 215
 Dufour R.J., Harlow W.V., 1977, ApJ 216, 706
 Dufour R.J., Shields G.A., Talbot R.J. Jr., 1982, ApJ 252, 461
 Dwek E., Arendt R.G., Fixsen D.J., et al., 1997, ApJ 475, 565
 Elmegreen B.G., Kimura T., Tosa M., 1995, ApJ 451, 675
 Garnett D.R., Skillman E.D., Dufour R.J., et al., 1995, ApJ 443, 64
 Garmany D.C., Conti P.S., Massey P., 1987, AJ 93, 1070
 Gillett F., Forres W., Merrill K., 1973, ApJ 183, 87
 Gondhalekar P., Phillips A., Wilson R., 1980, A&A 85, 272
 Guillois O., Nenner I., Papoular R., Reynaud C., 1996, ApJ 464, 810
 Helou G., Lu N.Y., Wener M. W., et al., 2000, ApJ Letter in press
 Henize K.G., 1956, ApJS 2, 315
 Henning Th., Klein R., Launhardt R., Lemke D., Pfau W., 1998, A&A 332, 1035
 Herlin N., Bohn I., Reynaud C., et al., 1998, A&A 330, 1127
 Heydari-Malayeri M., Hutsemékers D., 1991, A&A 243, 401
 Heydari-Malayeri M., Rauw G., Esslinger O., Beuzit J., 1997, A&A 322, 554
 Israël F.P., Maloney P.R., 1993, In: Baschek B., et al. (eds.) *New Aspects of Magellanic Cloud Research*. Springer-Verlag, p. 44
 Jourdain de Muizon M., Gabelle T.R., Dhendecourt L.B., Baas F., 1986, ApJ 306, L105
 Kim S., Staveley-Smith L., Dopita M.A., et al., 1998, ApJ 503, 674
 Klein R., Henning Th., Cesarsky D., 1999, A&A 343, L53
 Kunze D., Rigopoulou D., Lutz D., et al., 1996, A&A 315, L101
 Kutner M.L., Ulich B.L., 1981, ApJ 250, 341
 Laney C.D., Stobie R.S., 1994, MNRAS 266, 441
 Le Coarer E., Rosado M., Georgelin Y.P., Viale A., Goldes G., 1993, A&A 280, 365
 Lutz D., Feuchtgruber H., Genzel R., et al., 1996, A&A 315, L269
 Madden S., 2000, Schaerer D., Delgado-Gonzalez R. (eds.) *New Astronomy Reviews. Proceedings for JENAM00: The Interplay between Massive Stars and ISM*
 Massey P., Parker J.W., Garmany C.D., 1989, AJ 98, 1304
 Mattila K., Lemke D., Haikala L.K., 1996, A&A 315, L353
 Metcalfe L., Steel S.J., Barr P., et al., 1996, A&A 315, L105
 Moorwood A.F.M., Lutz D., Oliva E., et al., 1996, A&A 315, L109
 Mirabel F., Laurent O., Sanders D.B., et al., 1999, A&A 341, 667
 Nandy K., Thompson G.I., Jamar C., Monfils A., Wilson R., 1976, A&A 51, 69
 Okumura K., 2000, In: Laureijs R. (ed.) *ISO Workshop Proceedings: ISO beyond Point Sources: Study of Extended Infrared Emission*. ESA Pub. Series
 Pagel B.E.J., 1993, In: Baschek B., et al. (eds.) *New Aspects of Magellanic Cloud Research*. Springer-Verlag, p. 330
 Pagel B.E.J., Edmunds M.G., Fosbury R.A.E., Webster B.L., 1978, MNRAS 184, 569
 Parker J.W., Garmany C.D., Massey P., Walborn N.R., 1992, AJ 103, 120
 Peimbert M., Torres-Peimbert S., 1976, ApJ 203, 581
 Phillips M.M., Aitken D.K., Roche P.F., 1984, MNRAS 207, 25

324

A. Contursi et al.: Mid-infrared imaging and spectrophotometry of N 66 in the SMC with ISOCAM

- Puget J.-L., Lèger A., 1989, *ARA&A* 27, 161
Reach W.T., Abergel A., Boulanger F., et al., 1996, *A&A* 315, 381
Reach W.T., Boulanger F., Contursi A., et al., 2000, astro-ph 0007382
Roche P.F., Aitken D.K., Smith C.H., 1989, *MNRAS* 236, 485
Roelfsema P.R., Cox P., Tielens A.G.G.M., et al., 1996, *A&A* 315, L289
Rubio M., Lequeux J., Boulanger F., et al., 1996, *A&AS* 118, 263
Rubio M., Contursi A., Lequeux J., et al., 2000, *A&A* accepted
Russell R.W., Soifer B.T., Merrill K., 1977a, *ApJ* 213, 66
Russell R.W., Soifer B.T., Willner S.P., 1977b, *ApJ* 217, L149
Sauvage M., Thuan T.X., Vigroux L., 1990, *A&A* 237, 296
Schaerer D., de Koter A., 1997, *A&A* 322, 598
Starck J.L., Abergel A., Aussel H., 1999, *A&AS* 134, 135
Stasińska G., 1982, *A&AS* 48, 299
Stasińska G., 1984, *A&A* 55, 15
Stasińska G., 1990, *A&AS* 83, 501
Stasińska G., Leitherer C., 1996, *ApJS* 107, 661
Staveley-Smith L., Sault R.J., Hatzidimitriou D., Kesteven M.J., McConnell D., 1997, *MNRAS* 289, 225
Uchida K., Sellgren K., Werner M., 1998, *ApJ* 493, L109
Verstraete L., Puget J.-L., Falgarone E., et al., 1996, *A&A* 315, L337
Vigroux L., Mirabel F., Altieri B., et al., 1996, *A&A* 316, L93
Vigroux L., Charmandaris V., Gallais P., et al., 1998, In: Cox P., Kessler M.F. (eds.) *The Universe as seen by ISO*. ESA, SP-427
Walborn N.R., Blades J.C., 1986, *ApJ* 304, L17
Ye Taisheng, Turtle A.J., Kennicutt R.C. Jr., 1991, *MNRAS* 249, 722

NGC 5195 - a look into the hot dusty ISM of an interacting SB0 galaxy with ISOCAM*

O. Boulade¹, M. Sauvage¹, B. Altieri², J. Blommaert², P. Gallais^{1,2}, S. Guest², L. Metcalfe², K. Okumura², S. Ott², D. Tran¹, and L. Vigroux¹

¹ CEA/DSM/DAPNIA/Service d'Astrophysique, C.E. Saclay, F-91191 Gif-sur-Yvette Cedex, France

² ESA/Villafranca Satellite Tracking Station, PO Box 50727, E-28080 Madrid, Spain

Received 16 July 1996 / Accepted 31 July 1996

Abstract. We present broad-band images and a CVF spectrum of NGC 5195, the companion of M 51. NGC 5195 appears as a very strong point source while its spectrum is dominated by the so-called PAH features at 6.2, 7.7, 8.6, and 11.3 μm . No hot continuum is detected longward of 14 μm , and infrared ionic lines are absent from the spectrum. We examine in turn possibilities for the generation of this infrared emission: (1) photospheres or circumstellar envelopes, (2) an embedded current starburst, (3) a LINER, and (4) the evolved starburst population. We find that only 3 and 4 are compatible with the data and tend to prefer 4 since ionic lines expected in LINERs are absent. We also show that, to produce the detected flux, the dust has to take a substantial fraction of its heating energy from optical photons, even though PAH features dominate the emission.

Key words: galaxies: individual: NGC 5195 – galaxies: ISM – galaxies: spiral – infrared: ISM: continuum – stars: formation

1. Introduction

NGC 5195, the interacting companion of M 51, is cataloged as an SB0 psc in the RSA catalog and as an SB0/a(r) by Thronson et al. (1991). It is clearly distorted by its interaction with M 51. Current views of the interaction between NGC 5195 and M 51 have the companion passing perigalacticon $\simeq 7 \times 10^7$ yrs ago (Howard & Byrd, 1990) with NGC 5195 currently on the far side of M 51 with respect to us. Its optical aspect is that of a diffuse disk galaxy with stellar plumes characteristic of gravitational interaction. Confirmation that it is indeed behind the disk of M 51 comes from the fact that one arm of the spiral galaxy is seen protruding all the way to the east of NGC 5195's nucleus

Send offprint requests to: msauvage@cea.fr

* Based on observations with ISO, an ESA project with instruments funded by ESA Member States (especially the PI countries: France, Germany, the Netherlands and the United Kingdom) and with participation of ISAS and NASA.

and from the numerous dust lanes that are evident in optical images (e.g. Sage, 1990).

NGC 5195 has long been known for being an intriguing source: being part of an interacting system, it is expected to be a starburst galaxy. This is confirmed by the warm infrared colors as deduced from IRAS measures (Sage, 1990), as well as by the detection of extended CO emission clearly associated with the galaxy, at a distinct velocity from the neighboring arm of M 51 (Sage, 1990).

However star-formation, though actively searched for, does not seem to occur presently in NGC 5195. Thronson et al. (1991) do not detect any H α emission at the location of the galaxy's nucleus or in its disk. The H α data presented in Sauvage et al. (1996) confirm this, as H α is detected in absorption on an extent of $\simeq 10''$. Br α detection was also attempted by Beck et al. (1986) with no success. UV emission is also seriously lacking if one is to think of NGC 5195 as of a star forming galaxy: the UIT-ASTRO-2 observations reveal no emission in the FUV filter (1520Å, Hill et al., 1996) and only weak diffuse emission appears at longer wavelength (Hill et al., 1996, Maoz et al., 1996).

These measures give strong limits on the number of high mass stars, raising questions concerning the heating sources for the infrared fluxes. Indeed, Beck et al. (1986) already noted that these are a factor 6-7 in excess of what can be expected if they were to come from classical HII region dust. We therefore embarked on a multi-mode ISOCAM observation of this peculiar galaxy. In section 2 we present the observations used in this work and sketch out the data reduction steps. Section 3 interprets the result we derive on NGC 5195 in the context of interacting early-type galaxies. Our conclusions are presented in section 4.

2. Observations and data reduction

The data presented here have two origins. First we extracted from the raster images of M 51 (Sauvage et al., 1996) the observation centered on NGC 5195 (the infrared emitting region is smaller than one ISOCAM array). This eliminates the tran-

sient effects while using the very good calibration obtained from the whole raster. We therefore obtain deep LW2 (6-8.5 μm) and LW3 (12-18 μm) images of NGC 5195. Given that overlap between adjacent fields in the raster was kept to a minimum, the sensitivities derived in Sauvage et al. (1996) apply here also and are 4.3 $\mu\text{Jy}''^{-2}$ at LW2 and 5.7 $\mu\text{Jy}''^{-2}$ at LW3.

The ISOCAM raster (Sauvage et al., 1996, their figure 1) shows NGC 5195 as a very strong point-like source. In fact the peak brightness of NGC 5195 is about 6 times higher than any other location in M 51. The position of this source extracted from the ISO LW2 pointing is $13^{\text{h}} 27^{\text{m}} 53^{\text{s}}.9 + 47^{\circ} 31' 28''.2$ (1950.0). This is, to the pointing accuracy of ISO (Kessler et al., 1996), the position of the nucleus of the galaxy, inferred from NIR or radio observations (Smith et al., 1990). We have examined the profiles of this source and find that it is marginally resolved in both filters with an observed FWHM of $6''.7$ and $7''.9$ in LW2 and LW3 respectively. Taking into account the PSFs of the two filters, this gives an intrinsic source size of $1''.7$ in both filters. At a distance of 9.6 Mpc, this converts into $\simeq 80$ pc. However, this size is close to ISO's intrinsic jitter, so the quoted size is probably more an upper limit. Fluxes, both integrated to the sky level and in the central 5×5 pixels are listed in table 1. Since the source is barely resolved we applied the 0.85 correcting factor for point sources in broad bands mentioned in Césarsky et al. (1996).

Second, using the spectro-imaging capabilities of ISOCAM (CVF) we obtained an $R \sim 40$ scan of the companion of M 51, from 5.9 to 16 μm . The increment per scan step was 1 CVF step, with 12 exposures of 2.1 s per step, at a pixel field of view of $3''$.

Dark correction and removal of cosmic ray hits are done in the standard way as described in Siebenmorgen et al. (1996). CVF scans are affected mostly by stray-light from the zodiacal light or from the source itself, and transients due to the high contrast of some interstellar features. Given the relatively small number of exposures taken at each wavelength, no transient correction was attempted. As a result, and the scan being performed along decreasing wavelength, high level features (such as the 11.3 μm one) are probably higher than indicated by our scan, while low-level ones (such as the 9-10 μm region or that between the 6.2 and 7.7 μm features) are probably lower than what we measure.

In the CVF, stray-light materializes itself as two bright areas on the right and left side of the detector. A possible way to correct for it is to use a scan of a flat region of the sky. However, since NGC 5195 is rather point-like, and sits in a region relatively less affected by the problem, we decided to measure the background level (intrinsic and reflected) close to the source, and subtract it. Then, we converted from detector units into astrophysical ones using the prescription of Césarsky et al. (1996). We then summed the signal measured in the central 5×5 pixels to produce figure 1. We also integrated that spectrum in the various filters of ISOCAM to produce table 1. As mentioned in Césarsky et al. (1996), CVF sensitivity for point sources is a factor 0.67 lower than what it is for extended source. From table 1, we can see that there is quite a good agreement between the

Table 1. NGC 5195 fluxes in ISOCAM filters derived from the CVF scan in the central $15'' \times 15''$, as well as those derived from the raster map in LW2 and LW3 both in the same area and integrated down to the sky level.

Filter	λ (μm)	$\Delta\lambda$	Flux (mJy)
central 5×5 pixels - CVF			
LW2	6.75	1.65	331
LW3	15.0	2.75	452
LW4	6.00	0.59	237
LW5	6.75	0.285	238
LW6	7.75	0.76	404
LW7	9.63	1.26	280
LW8	11.4	0.60	635
LW9	15.0	0.85	352
LW10	11.5	3.45	419
central 5×5 pixels - Raster			
LW2	6.75	1.65	307
LW3	15.0	2.75	434
total flux - Raster			
LW2	6.75	1.65	381
LW3	15.0	2.75	580

two methods (broad band imaging or CVF spectrum integrated over the filters bandpasses): the LW2/LW3 ratio is the same at 0.7.

Table 1 can be used to check our consistency with the IRAS 12 μm measures as the LW10 filter is identical to it. The Faint Source Catalog lists a flux of 0.72 Jy. If we assume that the ratio of the LW10 total flux to what is measured in the central 5×5 pixels is the same as for LW3 we measure a flux of 0.56 Jy. This cannot be said to be in good agreement; however, given the numerous sources of error in both measurements (IRAS contamination by M 51, uncertain calibration of ISOCAM), the obtained values are encouraging concerning the possibility to connect IRAS measurements to ISOCAM ones.

3. NGC 5195, an extremely bright old starburst nucleus

It is quite interesting to see that the infrared emission is extremely symmetric, and therefore shows no sign of the bar detected in the NIR by Smith et al. (1990). In fact the source we detect is even smaller than the already small bulge of NGC 5195. Given the good coordinates match, we are thus confident that the source we detect is indeed located at the very nucleus of NGC 5195.

The spectrum of NGC 5195 (figure 1) shows very clearly the so-called PAH features at 6.2, 7.7, 8.6 and most evidently 11.3 μm . All together, these features make up for 20% of the flux detected between 6 and 17 μm . Also evident is a yet unidentified broad feature located at 12.7 μm . It should be noted that at 12.8 μm we expect the NeII line. However it is not very clear whether it contributes some flux here, especially considering the low ionization environment of NGC 5195. Continuum is detected in the range 14-16 μm and seems to connect nicely with the flux level at 9-10 μm , the expected location of the silicate absorption band.

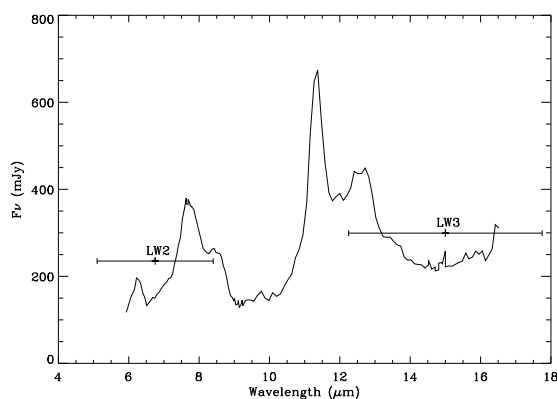


Fig. 1. CVF spectrum of the central 15'' of NGC 5195. The horizontal bars show the widths of the LW2 and LW3 filters.

Given the information already known on NGC 5195, there are 4 possible explanations for the infrared properties of the galaxy: (1) what we see with ISOCAM is associated with the stellar populations, either dust in circumstellar envelopes or cool photospheres, or (2) NGC 5195 harbors an obscured compact starburst, showing only in the mid and far infrared, or (3) dust belonging to the dense surroundings of an active nucleus, or (4) we are seeing diffuse dust heated by the numerous stars present in the nucleus such as hypothesized to explain IRAS colors of early-type galaxies by Sauvage & Thuan (1994).

Circumstellar dust or cool photospheres. There are many reasons to think that NGC 5195 may harbor such a type of population. First, being an SB0/a galaxy, it has a large population of evolved stars, and stars with photospheric temperatures of the order of 5000-3000 K should be abundant. The tail of their emission can indeed reach the mid-infrared range, when no other emission is present. Second, having crossed the M 51 disc $\sim 10^8$ yrs ago, one should expect to see stars with circumstellar envelopes which can also contribute significantly to the MIR band (Jura et al., 1987). This, however, is not very consistent with either the fluxes or the spectrum. Indeed, given that our source is point-like, we can compare its fluxes with the NIR aperture photometry of Smith et al. (1990) in their 8'' aperture. From their measurements in the H and K bands, we would expect fluxes of the order of 30 mJy in LW2 and 10 mJy in LW3, well below our measurements.

NGC 5195 being an early type spiral, it should harbor a population of evolved stars, the same that is invoked in elliptical galaxies to explain their 12 μ m emission. However once again, the spectrum of NGC 5195 is not consistent with this explanation. PAH bands could be present in the envelopes of mass-losing stars (these are in fact a site of dust formation) but one would expect these bands to sit on a much hotter continuum as the one we observe. Moreover, the drop of the spectrum at the shortest wavelength is similar to that observed in other regions of the ISM of galaxies where stellar emission is not likely to happen.

An obscured starburst. This explanation is unlikely for two reasons. First the presence of H α in absorption only in the direction of the nucleus makes it unlikely that we are not directly seeing the nuclear regions. Second, the spectrum shown in figure 1 is not what can be expected from a starburst (see e.g. Vigroux et al., 1996): the spectrum is dominated by the so-called PAH bands and the level of the continuum in the LW3 bandpass is quite low, while for a starburst region, one sees a strongly rising emission from 12 to 16 μ m. Furthermore the ionic lines of [NeII] 12.8 μ m and [NeIII] 15 μ m are absent from the spectrum. This imposes strong constraints on the hardness of the heating spectrum. Since the [NeII] line is present over the whole face of starburst galaxies observed with ISOCAM, its non-detection in NGC 5195 is a strong indication that this object is not undergoing current star-formation.

One could argue that the "hole" observed in the spectrum at 9.7 μ m is in fact the sign of very strong silicate absorption occurring on the line of sight, an absorption that could be high enough to hide a starburst. From the spectral data obtained with ISOCAM on various regions of the ISM, this is far from being clear. In the coal model for example (Papoular et al., 1991), there is no band emission from 8.6 to 11.3 and therefore one should expect to drop down to the continuum emission of the grain. This drop is comparable in amplitude to that seen in figure 1. In the PAH model, similarly, no emission is expected in this wavelength range. It is therefore quite difficult to estimate where the continuum level should be in this region and what the silicate extinction is, if any. Furthermore, in galactic regions where little extinction is expected on the line of sight (at least not several magnitudes as would be required here to hide the starburst), the amplitude of the drop around 10 μ m is similar (see Césarsky et al., 1996). There is thus little evidence for a high extinction hiding a nuclear starburst in NGC 5195.

Dust enshrouding an active nucleus. Detection of a compact, very bright source immediately leads to the Active Nucleus hypothesis. This is reinforced by the occasional classification of NGC 5195 as a LINER, and by the existence of a rather compact radio source at the nucleus (van der Hulst et al., 1988), although Keel et al. (1985) concluded that, if anything, it has an HII region type nucleus. Indeed a LINER (low ionization) should not produce much ionizing photons and thus could be the heating source for the spectrum we detect since (1) the continuum at 15 μ m is very low and argues against the presence of hot small grains, and (2) the 6.2/11.3 feature ratio is very high as expected for instance in the coal model of Papoular et al. (1991) for grains in a relatively soft radiation environment.

However, there are some indications that lead us to think that such an explanation may be unlikely. None of the infrared neon lines are detected in figure 1. Yet these, and particularly the [NeIII] 15.6 μ m are expected to be bright in LINERS (Voit, 1992). Furthermore, in a LINER the [OIII] 5007Å and the [NII] 6584Å should have equivalent intensities (Spinoglio & Malkan, 1992). Ho, et al., (1995) have obtained optical spectroscopy of NGC 5195 where the [NII] line is very strong and the [OIII] line absent. Therefore there is quite a lack of con-

clusive signs for the present of a LINER heating the dust we detect.

Dust heated by the evolved starburst population. It is clear that NGC 5195 has undergone a starburst, that this starburst has ceased and that very few stars younger than B5 exist in NGC 5195. This evolved stellar population can provide the energy to the dust phase observed with ISOCAM. As in a LINER, this population would provide a relatively soft heating spectrum, compatible with figure 1.

Assuming that this population alone heats the dust, from the spectral energy distribution of Smith et al. (1990) in the central $8''$ and the 2300\AA point of Maoz et al. (1996) we can estimate (1) how much reprocessing is required and (2) up to which wavelength the MIR emitting dust has to absorb light to obtain enough energy to produce the detected emission.

The MIR luminosity, integrated from 6 to $17\mu\text{m}$ is $\sim 2 \cdot 10^8 L_{\odot}$. Depending on the cut-off for the integration of the spectral energy distribution, the available energy ranges between $2 \cdot 10^8$ and $1 \cdot 10^9$. If we assume that only 20% of the available energy is reprocessed in the MIR band (a rather optically thin case), then the MIR emitting dust has to absorb efficiently up to 7500\AA . If we tolerate 40% reconversion, the cut-off wavelength can be brought down to 4500\AA . We should mention however that since we see no sign of strong extinction, we tend to favor a rather low reprocessing ratio, and therefore a long-wavelength cut-off. This is even more true when one considers the fact that this stellar population also has to power the far-infrared emitting dust. Thus the data argue for NGC 5195 as being an example of a site where PAH features are present, though excited primarily by optical photons.

4. Conclusions

The observations we have presented on NGC 5195 reveal a very strong nuclear source, which size is $\lesssim 80$ pc. A spectrum was taken on this source and is dominated by the so-called PAH features. No hot continuum is detected longward of $14\mu\text{m}$ and the ratio of 6.2 to $11.3\mu\text{m}$ feature intensity also argues for dust in a relatively soft radiation environment. We have envisioned the possible explanations for the dust spectrum and intensity detected and favor a heating by the evolved starburst population (stars older than B5) present in the nucleus of the galaxy. Heating by a LINER would probably produce a similar dust spectrum however the neon infrared lines are completely lacking, as well as the [OIII] line in the optical. Computation of the energy available for dust heating indicates that the dust we detect has to take a substantial fraction of its energy from optical photons, even though PAH features dominate the spectrum.

References

- Beck, S.C., Turner, J.L., Ho, P.T.P. 1986, ApJ, 309, 70
 Césarsky, C. et al., 1996, *this volume*
 Césarsky, D. et al., 1996, *this volume*
 Hill, J.K., Waller, W.H., Cornett, R.H., et al., 1996, ApJ, *preprint*
 Howard, S., Byrd, G.G. 1990, AJ, 99, 1798
 van der Hulst, J.M., Kennicutt, R.C., Crane, P.C., Rots, A.H. 1988, A&A, 195, 38
 Keel, W.C., Kennicutt, R.C., Hummel, E., van der Hulst, J.M. 1985, AJ, 90, 708
 Kessler, M.F. et al., 1996, *this volume*
 Ho, L.C., Filippenko, A.V., Sargent, W.L.W. 1995, ApJS, 98, 477
 Jura, M., Kim, D.W., Knapp, G.R., Guhathakurta, P. 1987, ApJ, 312, L15
 Maoz, D., Filippenko, A.V., Ho, L.C., Macchetto, F.D., Rix, H.W., Schneider, D.P., 1996, ApJS, *accepted*
 Papoular, R., Reynaud, C., Nenner, I. 1991, A&A, 247, 215
 Sage, L.J. 1990, A&A, 239, 125
 Sauvage, M., Thuan, T.X., 1994, ApJ
 Sauvage, M., et al. 1996, A&A, *this volume*
 Siebenmorgen, R., Starck, J.L., Césarsky, D.A., Guest, S., Sauvage, M. 1996, "ISOCAM Data Users Manual", ESA, SAI/95-222/Dc
 Smith, J., Gehrz, R.D., Gradalen, G.L., et al. 1990, ApJ, 362, 455
 Spinoglio, L., Malkan M.A. 1992, ApJ, 399, 504
 Thronson, H.A., Rubin, H., Ksir, A. 1991, MNRAS, 252, 550
 Vigroux, L. et al., 1996, *this volume*
 Voit, G.M. 1992, ApJ, 399, 495

5

Emission infrarouge des galaxies spirales

Le chapitre précédent démontre amplement l'énorme potentiel de la spectroscopie, ou plus exactement de la spectro-imagerie. En effet nous avons vu que ce mode permet une grande finesse d'analyse des processus donnant naissance au rayonnement infrarouge. Malheureusement ce type d'observation nécessite évidemment de longs temps de pose, et n'est pas non plus bien adapté à la cartographie d'objets plus étendus que le champ de vue d'ISOCAM. Ainsi, la plupart des galaxies du Groupe Local, et jusqu'à l'amas de la Vierge n'ont été cartographiées qu'avec les filtres larges LW2 et LW3 (dont les longueurs d'onde centrales sont respectivement 6.7 et 14.9 μm). Même en utilisant ces filtres particulièrement sensibles, il faut garder à l'esprit que la cartographie de galaxies proches reste difficile, car celles-ci couvrent en général plusieurs dizaines d'arcmin². D'ailleurs il nous a parfois fallu nous y reprendre à deux fois pour couvrir complètement les objets, comme dans le cas de M 83 où notre première carte n'était pas suffisamment grande pour permettre une soustraction correcte du fond de ciel.

Hormis le fait, non-négligeable, que l'observation des galaxies du Groupe Local¹ produit de belles images, la raison d'être principale de ces observations est de participer à la construction d'une échelle d'interprétation qui, partant des observations extrêmement détaillées spatialement et spectralement réalisées dans la Galaxie, nous emmène dans l'univers lointain, là où toute une galaxie se résume à une source ponctuelle mesurée à travers un ou deux filtres dont la longueur d'onde dans le référentiel de l'objet observé est pour le moins imprécise. Observer notre galaxie sous toutes ses coutures ne suffit pas. En effet, pour ne citer que quelques limitations, les abondances chimiques dans notre voisinage sont assez peu dispersées, ce qui nous empêche d'étudier l'impact de l'évolution chimique des galaxies sur l'émission infrarouge, et notre position dans le plan galactique, inévitable dans une galaxie spirale, n'est pas idéale car sur certaines lignes de visée, énormément de composantes d'émission se superposent. Enfin, le revers de la proximité des sources, c'est justement qu'elles sont souvent trop proches pour que nous soyons capables de les saisir dans leur ensemble. Il n'est que de voir la taille d'une région comme M 17 (c.f. section 4.1.2) pour se rendre compte qu'il est difficile d'observer l'ensemble des processus induits par la formation stellaire dans cette région. Or si l'on veut comprendre comment l'énergie générée soit sous forme de radiation soit sous forme de vent par les jeunes étoiles massives se propage dans le milieu interstellaire avoisinant et le transforme, il faut pouvoir couvrir entièrement les échelles spatiales sur lesquelles ces phénomènes se produisent. Comme on le verra par la suite, ces échelles sont de l'ordre du kpc, et les galaxies du Groupe Local, hormis la Voie Lactée, sont les seules dans lesquelles ces échelles sont observables.

J'utilise le terme de Groupe Local avec peut-être un peu de légèreté. Selon sa définition exacte, il s'agit d'une trentaine de galaxies prises dans l'attraction gravitationnelle des deux grandes galaxies spirales que sont M 31 et la Voie Lactée, elles-mêmes liées gravitationnellement. On trouve essentiellement dans ce groupe des galaxies naines, surtout sphéroïdales, et les Nuages de Magellan, ainsi que M 33, toutes situées à moins de 2 Mpc du centre du groupe, quelque part entre M 51 et la Voie Lactée. Or dans ce chapitre, comme le titre l'indique, il ne sera question que de galaxies spirales, et jamais de la Voie Lactée. J'aurai donc pu consacrer ce chapitre exclusivement à M 31 et M 33 mais en fait aucune de ces deux galaxies n'a été entièrement cartogra-

¹Dont j'admets volontiers donner une définition assez personnelle parfois...

phiée par ISOCAM. J'ai donc choisi de quitter un peu le Groupe Local. Dans un premier temps je m'éloignerai à une distance d'environ 10 Mpc, ce qui nous permettra de croiser M 51 et M 83, deux galaxies sur lesquelles j'ai beaucoup travaillé. Je montrerai qu'il est difficile de détecter les variations de couleurs LW2/LW3 que nous serions en droit d'attendre dans la mesure où nous observons dans ces objets une alternance de régions de formation stellaire et de régions diffuses. Je ferai ensuite un détour vers une technique d'analyse d'image combinée infrarouge-optique qui permet, pour des objets bien choisis, de révéler la véritable distribution spatiale de la poussière. J'envisagerai alors les couleurs infrarouges des galaxies spirales de façon plus statistique, en franchissant la barrière des 10 Mpc pour aller jusqu'à l'amas de la Vierge et je montrerai que l'émission collectée par ISOCAM peut être utilisée, dans les galaxies spirales, comme un traceur de formation stellaire. J'en profiterai alors pour revenir sur un aspect de mon travail de thèse qui envisageait cette même question mais avec les seules données IRAS.

Ce programme énoncé, entrons dans le vif du sujet avec les couleurs infrarouge des galaxies spirales les plus proches.

5.1 M 51 et M 83, deux grandes galaxies spirales locales

Les résultats présentés dans cette section ont en partie été obtenus en collaboration avec Hélène Roussel, Dan Tran et Andreas Vogler.

Dans cette partie, nous allons examiner à partir de deux exemples locaux le comportement de l'émission infrarouge observée à l'échelle des galaxies. Les deux galaxies en questions, M 83 et M 51 sont relativement proches.

M 51 est une galaxie Sbc, donc une spirale intermédiaire dans la séquence de Hubble. Elle est connue d'une part par sa proximité, 9.7 Mpc (Tilanus & Allen, 1991), mais surtout pour la présence d'un compagnon rapproché, la galaxie SB0 NGC 5195 dont il a été question dans la section 4.2.3 avec lequel elle interagit (le dernier passage au point "périgalactique" se situant il y a environ $7 \cdot 10^7$ ans selon Howard & Byrd, 1990). Cette interaction récente est sans doute la cause d'une bonne part de la formation stellaire observée actuellement dans M 51. Cependant, malgré la proximité du compagnon, la structure spirale de M 51 n'est qu'assez peu perturbée, ce qui a fait de M 51 un des prototypes de galaxies spirales. M 51 est représentée, à la fois en optique et à $15 \mu\text{m}$ sur la figure 4.11. L'image obtenue à $6.7 \mu\text{m}$ ne présente que très peu de différences morphologiques visibles à l'oeil comme on peut le constater sur la figure 5.6.

M 83, est une spirale plus isolée, de type SAB(s)c (voir la signification des types à la section 4.3.2), située à 4.5 Mpc (Thim et al., 2003). M 83 est le premier exemple de galaxie barrée représenté ici (figure 5.1). La barre est cette structure lumineuse allongée qui semble joindre les deux bras spiraux principaux de la galaxie en passant par son cœur. Elle est constituée d'étoiles qui "tournent" autour du centre de la galaxie sur des orbites très allongées. Elle est le résultat d'une instabilité dynamique se produisant dans les disques galactiques. Il n'entre pas dans mes objectifs de faire une description plus précise du phénomène et de ses causes, on consultera avantageusement pour cela les nombreux écrits des spécialistes (E. Athanassoula, D. Pfenniger, R. Buta, pour ne citer qu'eux). Je noterai simplement que la croissance de cette instabilité dans le disque des galaxies induit de fortes perturbations dans les orbites du gaz interstellaire et tend à le canaliser vers le cœur de la galaxie. Les galaxies barrées présentent donc généralement une forte activité de formation stellaire en leur centre, et M 83 ne fait pas exception à la règle. Pour ne citer que cette indication, elle possède en son centre un très grand nombre d'amas stellaires jeunes et massifs ($5\text{-}10 \cdot 10^6$ ans pour des masses comprises entre 10^3 et $10^6 M_{\odot}$, Harris et al., 2001), donc certains pourraient même être qualifiés de super-amas stellaires, un terme dont il sera longuement question dans le chapitre 6. La figure 5.1 représente M 83 à la fois en optique et telle qu'observée avec ISOCAM, à $6.7 \mu\text{m}$ cette fois (voir la figure 5.6 pour l'image à $15 \mu\text{m}$). Bien que plus proche, la finesse des détails sur cette carte est moindre car le champ de vue par pixel (abrégé désormais en *pfov* pour pixel field of view) est de $6''$ au lieu de $3''$.

5.1.1 Traits généraux

La comparaison des images infrarouges et optiques des figures 4.11 et 5.1 amène plusieurs remarques générales. Ce qui frappe au premier abord, c'est l'étonnante similitude des images dans ces deux domaines de longueur d'onde. Alors que l'on observe deux émissions fondamentalement différentes, l'une interstellaire

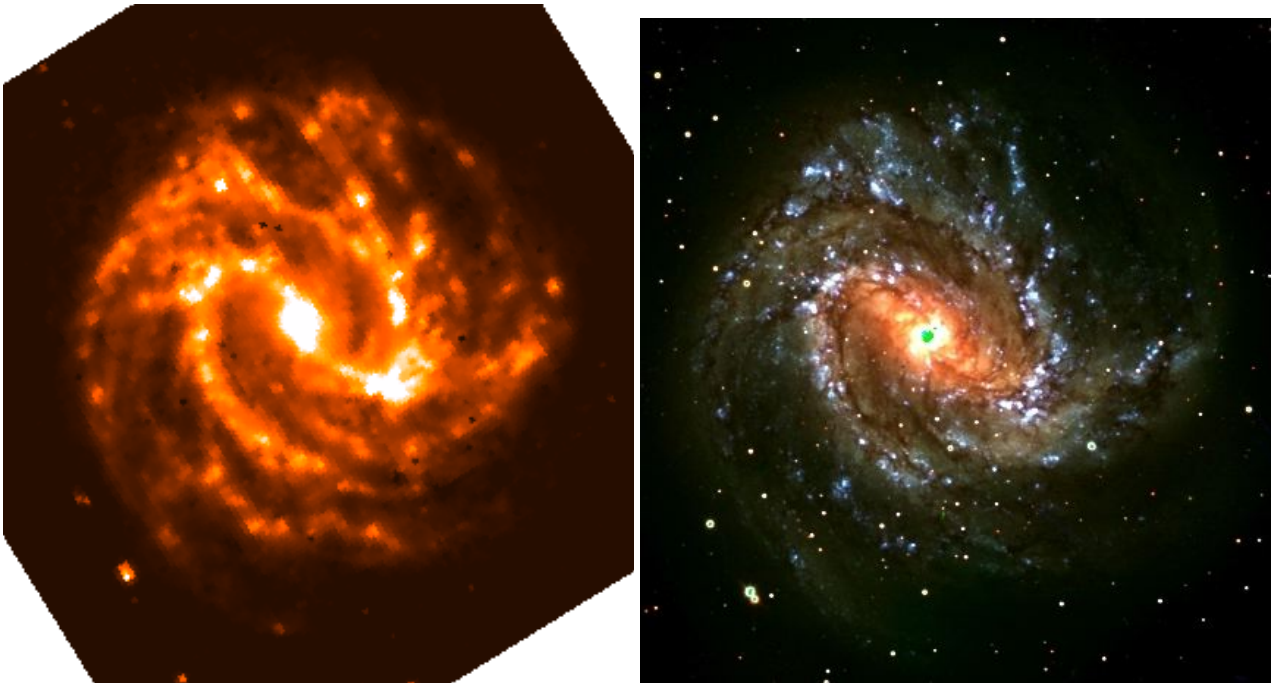


FIG. 5.1— La galaxie M83 observée en infrarouge à $6.7 \mu\text{m}$ à gauche et en optique à droite. L'image optique est un composite des bandes U, B et V codées respectivement dans les canaux bleu, vert et rouge de l'image (la région centrale est saturée en U et V). On aperçoit nettement sur l'image optique la barre stellaire, qui se distingue comme une région diffuse allongée au centre de la galaxie. On notera aussi autour du noyau les deux bandes de poussière situées de part et d'autre de la barre stellaire. On remarquera finalement que les régions de formation stellaire, en bleu sur cette image, s'étendent très loin dans le disque de la galaxie. L'image infrarouge, à gauche, présente une morphologie similaire, dominée par les bras spiraux et les régions de formation stellaire. On remarquera cette fois que la barre est plus difficile à voir à cette longueur d'onde et que l'émission dans la région centrale de la galaxie suit les bandes de poussière. On remarquera aussi l'extension de l'émission infrarouge, détectée même dans les bras externes de la galaxie, où l'émission optique est à très faible brillance de surface. [Source images optiques : Greg Bohlin & David Block.]

et l'autre stellaire, force est de constater que l'essentiel des structures optiques, bras spiraux, noyau, régions de formation stellaire, se retrouve dans les images infrarouges. On objectera avec raison que la dichotomie stellaire/interstellaire que je mentionne est excessive. En effet l'image optique contient aussi plusieurs composantes interstellaires, la première due à la diffusion de la lumière stellaire par la poussière interstellaire, effet sans doute assez faible, et la deuxième due à l'absorption du rayonnement stellaire par la poussière, effet nettement plus "visible" qui se traduit par l'apparition de bandes sombres sur les images optiques (je reviendrai sur ce point dans la section 5.2, ainsi que dans la suite de cette section). L'image infrarouge peut quant à elle contenir une composante stellaire, dans la mesure où une contribution des photosphères des étoiles les plus âgées et/ou de faible masse peut par endroit, comme par exemple dans la barre de M 83, l'emporter sur l'émission du milieu interstellaire (cependant le chapitre précédent nous a montré que cette possibilité théorique est loin d'être clairement réalisée).

Le lecteur disposant d'un sens aigu de l'observation, cela va de soit, aura sans doute remarqué que cette similitude morphologique entre l'émission infrarouge et l'émission optique ne s'étend pas au cœur des deux galaxies étudiées ici, et c'est la deuxième remarque générale que je souhaiterais faire. Dans le cas de M 51, le cœur de la galaxie se présente, en optique, comme une structure diffuse assez étendue, le bulbe stellaire composé d'étoiles relativement vieilles, sur lequel se surimposent des bandes d'absorption dues à la poussière. Au contraire le centre de la galaxie à $15 \mu\text{m}$ a la forme d'une source très compacte, posée sur un disque ou anneau, où viennent se connecter les deux bras spiraux principaux. Il semble bien que la composante bulbe soit absente de l'image infrarouge, même s'il existe indéniablement une composante nucléaire à l'émission infrarouge. Dans le cas de M 83, les choses sont plus complexes, même si elles partagent quelques traits communs avec M 51. Ce qui frappe dans le cas de l'image optique de M 83, c'est l'existence de cette barre stellaire très

prononcée et étendue puisqu'elle semble couvrir environ la moitié du disque optique principal². On observe beaucoup de structures surimposées à cette barre et il s'agit là aussi principalement de bandes de poussière. L'image infrarouge ne donne que peu d'indications quant à l'existence de la barre. On observe une source très intense dans la région centrale mais, même si cette source est étendue, elle n'a pas du tout la taille de la barre optique ni même véritablement son orientation. Très rapidement l'émission infrarouge suit les deux principales bandes de poussière pour aboutir aux deux grandes régions de formation stellaire situées comme il se doit aux points de connexion de la barre avec les bras spiraux. Ainsi, dans les deux cas, la région centrale des galaxies semble être celle où les cartes infrarouges et optiques diffèrent le plus l'une de l'autre. Nous verrons par la suite que cela a son importance.

Un troisième point important concerne l'extension de l'émission infrarouge. A bien observer les figures 4.11 et 5.1 on s'aperçoit que l'émission infrarouge s'étend presque aussi loin que l'émission optique. La totalité des bras spiraux visibles dans l'image optique le sont aussi dans l'image infrarouge. On remarque aussi que les deux disques infrarouges semblent avoir une fin assez nette, qui correspond avec la position des régions de formation stellaire les plus excentrées. Le disque optique continue cependant au delà de cette zone, où il est constitué essentiellement de vieilles étoiles, comme on peut le voir par exemple sur des images obtenues dans l'infrarouge proche. Ce disque optique ne semble pas avoir de contrepartie infrarouge. De même, les très faibles "traînées" lumineuses observées autour du compagnon de M 51, et qui correspondent aux étoiles de la galaxie dispersées par l'interaction gravitationnelle, n'ont pas de contrepartie infrarouge, tout au moins à la limite de sensibilité atteinte par ISOCAM (de l'ordre de $5 \mu\text{Jy.arcsec}^{-2}$).

Le dernier trait général de ces cartes infrarouges sur lequel je m'attarderai est la très grande similitude entre les cartes à $6.7 \mu\text{m}$ (LW2) et $15 \mu\text{m}$ (LW3). Pour s'en rendre compte, le lecteur habile comparera, pour M 51, les figures 4.11(a) et 5.6(haut), et pour M 83, les figures 5.1(a) et 5.6(bas) : il est bien difficile de trouver des différences significatives. Ce même lecteur comprendra que c'est la même raison qui nous a poussé, dans l'article Roussel et al. (2001a), à ne montrer que des cartes à $6.7 \mu\text{m}$. Une des raisons possibles de cette similitude est la résolution spatiale de nos observations : à une distance de 4.5 Mpc, un pixel de $3''$ représente 65 pc, soit déjà la taille d'un nuage moléculaire respectable. Il se peut donc que les différents sites d'émission infrarouge soient indistinguables pour notre instrument. Nous verrons par la suite (section 5.3) qu'il y a sans doute une raison plus fondamentale encore à cette similitude.

Ces remarques faites, passons maintenant à une analyse plus quantitative des propriétés des cartes obtenues avec ISOCAM.

5.1.2 Profil radial de l'émission infrarouge

J'ai noté plus haut que l'émission infrarouge collectée par ISOCAM apparaissait presque aussi étendue que l'émission optique³. Une façon "simple" de quantifier ce fait est de construire le profil radial de nos cartes et de le comparer aux profils des autres composantes de la galaxie, étoiles et gaz.

La figure 5.2 rassemble donc ces profils. Ils ont été construits en moyennant les différentes émissions à l'intérieur d'anneaux elliptiques concentriques. L'ellipticité de ces anneaux tient compte de l'inclinaison des galaxies par rapport au plan du ciel. Pour M 51, l'émission du compagnon n'est évidemment pas prise en compte dans le profil.

La première remarque que l'on peut faire concerne la très grande similitude des deux profils infrarouges. Les profils à 6.7 ou $15 \mu\text{m}$ sont pratiquement indistinguables l'un de l'autre sur la majeure partie du disque galactique, en particulier dans la zone extérieure. Cette similitude n'est plus valable dans la région centrale où le profil LW3 l'emporte sur le profil LW2. Globalement, dans ces deux galaxies, la région centrale a un rapport LW3/LW2 plus élevé que le reste du disque. Je reviendrai plus loin sur cette propriété.

La comparaison des profils infrarouges et optiques permet de mieux quantifier l'extension relative de ces deux émissions. Comme on peut le voir sur la figure 5.2, l'émission infrarouge suit assez bien le profil optique, en particulier entre $1'5$ et $4'$ pour M 83 et $1'$ et $2'5$ pour M 51. En deçà de cette zone, nous retrouvons quan-

²Attention, la couleur rouge dans la figure 5.1 correspond malgré tout à la bande B. Les étoiles qui composent la barre ne sont donc pas extrêmement âgées, comme la couleur pourrait le laisser penser.

³Par un certain abus de langage, j'appelle émission optique, l'émission collectée par des filtres à large bande passante tels que U, B, V, ou R. Par ce terme j'entends en fait désigner une émission dont la source est principalement stellaire. L'émission $\text{H}\alpha$ est, elle aussi une émission optique, mais sa source est le gaz ionisé.

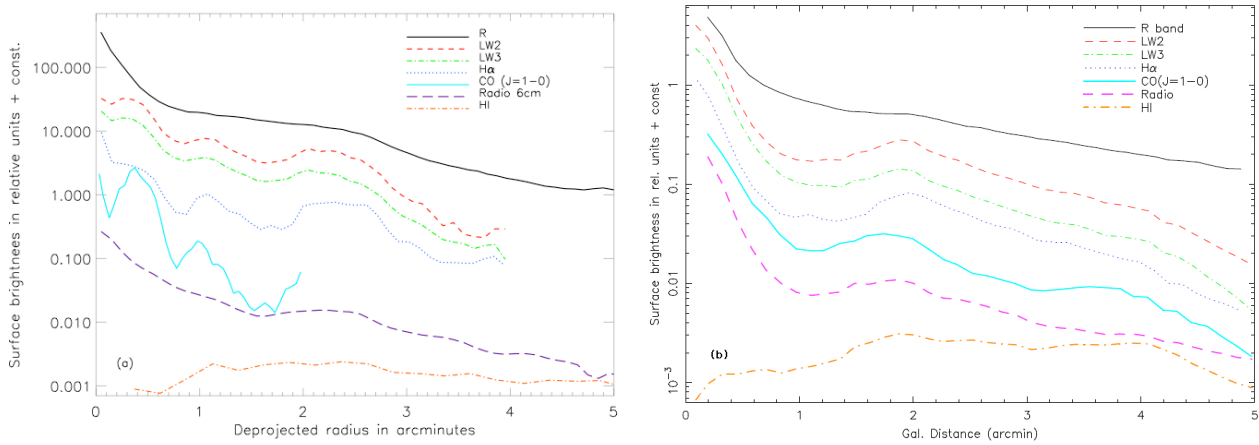


FIG. 5.2— Profils radiaux de différentes composantes dans (a) M 51 et (b) M 83. Dans les deux cas l’ordonnée représente le rayon déprojeté (c’est-à-dire corrigé de l’inclinaison de la galaxie, faible dans les deux cas). Aux distances de M 51 et M 83, l’ \prime équivaut respectivement à 2.8 kpc et 1.3 kpc. [Les profils pour M 83 sont tirés de Vogler et al. (2005)]

titativement la différence notée qualitativement plus haut entre l’apparence optique et infrarouge des régions centrales. En particulier dans M 83, l’existence de la barre stellaire diminue le contraste optique entre la région centrale et la zone principale de formation stellaire à l’extrémité de la barre, alors qu’en infrarouge, passée la région nucléaire brillante, l’émission provient principalement des deux bandes de poussières. Le contraste est donc plus fort en IR entre la région centrale et son environnement immédiat. Au delà de cette zone où les profils optiques et infrarouges se suivent nous observons un décrochage du profil infrarouge. Ce décrochage relativement rapide est responsable de l’aspect “tronqué” que prend le disque infrarouge représenté sur les figures 4.11 et 5.1. La figure 5.2 montre clairement que l’émission infrarouge de M 51 et M 83 est moins étendue que l’émission optique. Cette disparition rapide de l’émission infrarouge dans les régions externes du disque est visible aussi dans les quelques cartes Spitzer actuellement publiées (voir par exemple Regan et al., 2004) et n’est donc pas due à un problème de traitement des données ou à un artefact détecteur.

Dans Roussel et al. (2001a), nous avons étudié plus statistiquement le rapport entre diamètres optique et infrarouge. A l’instar de la définition optique de D_{25} , le diamètre où la brillance en bande B vaut $25 \text{ mag. arcsec}^{-2}$, nous définissons $D_{5\mu\text{Jy}}^{6.7}$, le diamètre où la brillance à $6.7 \mu\text{m}$ (LW2) est égale à $5 \mu\text{Jy. arcsec}^{-2}$. Dans un échantillon de 70 galaxies spirales proches (comprenant des membres de l’amas de la vierge), le rapport $D_{5\mu\text{Jy}}^{6.7}/D_{25}$ est toujours inférieur à 1 et s’étale entre 0.3 et 0.9. La variation de ce rapport est en fait assez bien corrélée avec la déficience ou l’anémie HI, phénomène qui indique généralement que suite à une ou plusieurs interactions, une galaxie a perdu une part plus ou moins importante de son milieu interstellaire. Pour les galaxies les moins déficientes, le rapport $D_{5\mu\text{Jy}}^{6.7}/D_{25}$ vaut entre 0.7 et 0.9 alors que pour les galaxies les plus déficientes, il vaut entre 0.35 et 0.65 (Roussel et al., 2001a).

Le fait qu’il existe un lien entre la déficience HI et l’extension du disque infrarouge est une première indication de la présence d’un lien fort entre activité de formation stellaire et émission à 6.7 et $15 \mu\text{m}$, puisque l’on observe que plus les galaxies sont déficientes en HI plus leurs régions de formation stellaire sont concentrées dans la partie interne du disque. Il est clair cependant que l’émission infrarouge collectée par ISOCAM n’est pas directement liée au gaz HI. En effet la figure 5.2 montre bien que cette composante du gaz n’a pas du tout le même profil que l’émission infrarouge. La figure ne montre d’ailleurs qu’une petite partie du profil HI qui dans les deux cas s’étend bien au delà du disque optique (6.5 fois la taille optique pour M 83, voir Tilanus & Allen, 1991, 1993; Crosthwaite, et al., 2002, en particulier cette dernière référence pour leur spectaculaire carte combinée HI et CO). La déficience HI joue ici le rôle d’indicateur que la formation stellaire a cessé dans les régions externes des galaxies concernées. On notera que, récemment, de la poussière froide a été mise en évidence dans le disque HI externe d’une galaxie, NGC 891 (Popescu & Tuffs, 2003). Il existe donc de la poussière associée au gaz atomique mais ce n’est généralement pas elle que nous détectons avec ISOCAM.

Le lecteur attentif aura remarqué que le décrochage entre les profils infrarouges et optiques se produit bien plus tôt pour M 51 que pour M 83. Bien qu’aucune de ces deux galaxies ne puisse véritablement être qualifiée

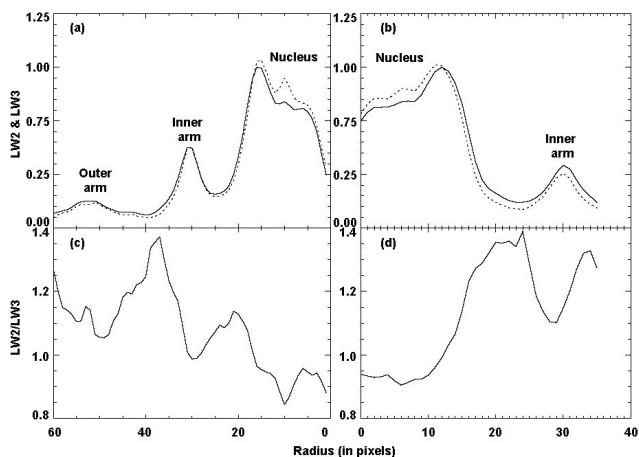


FIG. 5.3.— Variation de l'intensité à 6.7 et 15 μm (panneaux (a) et (b)) le long de coupes radiales dans M 51, et du rapport 6.7/15 le long de ces mêmes coupes (panneaux (c) et (d)). Dans les panneaux (a) et (b), le flux à 6.7 μm est représenté par une ligne continue et le flux à 15 μm par une ligne pointillée. Les unités des flux sont arbitraires. Les deux coupes partent du centre de la galaxie et ont un angle de position d'environ 0° et 315° . Pour cette observation, le $pfov$ est de $3''$. [Figure adaptée de Sauvage et al. (1996).]

de déficiente en H I, cette différence est malgré tout explicable dans le cadre que nous venons de décrire : avec un indice de déficience de -0.01 M 51 est une galaxie spirale normale, alors qu'avec un indice de déficience de -2.4 M 83 peut être considérée comme riche en gaz H I (Roussel et al., 2001b). De plus Roussel et al. (2001a) ont montré que le rapport $D_{5\mu\text{Jy}}^{6.7}/D_{25\mu\text{Jy}}$ augmentait avec le type morphologique. M 83 étant d'un type plus tardif, cette variation peut donc aussi être invoquée pour expliquer la situation constatée sur la figure 5.2.

Pour continuer sur la composante gazeuse, en se rapprochant des composantes les plus liées à la formation stellaire, on notera que les profils infrarouges occupent en quelque sorte une position intermédiaire entre le profil du gaz moléculaire tracé par CO et le profil du gaz ionisé, tracé par $H\alpha$: le contraste centre/interbras/bras est plus marqué en infrarouge qu'en CO et plus marqué encore en $H\alpha$ qu'en infrarouge. Le cas de CO est évident sur la figure 5.2, mais une analyse quantitative est sans doute nécessaire au sujet des contrastes $H\alpha$ et MIR. Sur M 51 je définis deux zones de bras à $1'.1$ et $2'$ ainsi que deux zones d'interbras à $0'.8$ et $1'.7$. La variation des flux $H\alpha$ et LW2 le long de la coupe $0'.8 : 1'.1 : 1'.7 : 2'.3$, normalisés à leur valeur à $0'.8$, est $1.0 : 1.9 : 0.6 : 1.4$ pour $H\alpha$ et $1.0 : 1.2 : 0.6 : 0.7$, ce qui montre bien que le contraste bras-interbras est plus faible en infrarouge qu'en $H\alpha$.

Cette variation du contraste entre $H\alpha$ et infrarouge peut difficilement être imputée à l'extinction qui, à tout prendre, devrait être plus forte dans les zones denses (centre et bras) que dans les zones diffuses (interbras) et donc devrait en principe atténuer le contraste $H\alpha$. Sans doute faut-il, pour comprendre ce comportement, se souvenir que nous avons vu dans la partie précédente que l'émission infrarouge pouvait provenir aussi bien des régions ionisées soumises à un intense rayonnement UV que des enveloppes des nuages moléculaires baignées d'un rayonnement plus faible, soit des types de régions que l'on va retrouver dans tout le disque, alors que l'émission $H\alpha$ ne peut provenir que des régions ionisées concentrées dans les bras spiraux. Dans ce cadre d'interprétation, nous nous attendrions à voir des variations des couleurs infrarouges en fonction du type d'environnement rencontré. Les profils de la figure 5.2 n'en montrent pas, mais peut-être cela est-il dû à la moyenne que nous avons effectué pour les construire. Examinons ce point plus en détail.

5.1.3 Les couleurs infrarouges à l'échelle des galaxies

Une carte de couleur étant relativement compliquée à réaliser proprement (il faut ré-échantillonner les données sur la même grille spatiale, lisser les cartes à une résolution commune), commençons d'abord par déterminer les variations de couleurs le long de coupes dans le disque de M 51.

Nous avons choisi pour cela M 51, tant pour des raisons historiques, ce fut la toute première galaxie spirale observée avec ISOCAM, que pour des raisons "physiques", la grande régularité de ses bras spiraux nous laissant espérer une assez bonne séparation des différentes composantes de l'émission infrarouge. Avant de commenter les résultats, rappelons que les filtres LW2 et LW3 sont conçus pour collecter deux types distincts d'émission infrarouge, le motif PAH aux alentours de $7\mu\text{m}$ pour LW2, le continuum des très petits grains à $15\mu\text{m}$ pour LW3. Comme nous l'avons vu dans la section 4.1 ces deux types d'émission tracent préférentiellement les PDR pour l'une, et les régions H II pour l'autre. Nous nous attendons donc à ce que, dans le rapport LW2/LW3, les zones de formation stellaire intenses apparaissent comme des dépressions. Evidemment, aux échelles spatiales que nous pouvons atteindre sur M 51 et M 83 (de l'ordre de 100 pc), ces deux types de régions vont sans doute

être présentes dans chaque pixel, ainsi que semblent l'indiquer, sur de plus vastes échelles cela dit, les spectres des régions centrales des galaxies discutés dans la section 4.2. Mais on peut tout de même penser que l'existence de complexes de régions H II dans les bras de la galaxie fasse apparaître un continuum observable à $15 \mu\text{m}$ et donc une variation systématique du rapport LW2/LW3.

Nous avons donc réalisé deux coupes radiales dans le disque de M 51, en partant du centre vers l'extérieur. La première est réalisée avec un angle de position quasiment nul, la seconde à 315° . Pour la première coupe, nous avons choisi de l'arrêter avant qu'elle n'intercepte le bras extérieur car la morphologie de ce bras à cet endroit est très perturbée (il y a peut-être une super-bulle et les régions H II ne sont plus sur le bras mais autour de cette "bulle"). La deuxième coupe traverse le bras extérieur. La figure 5.3 montre, sur les panneaux (a) et (b) le profil de brillance LW2 (trait continu) et LW3 (trait pointillé) dans des unités arbitraires. Comme pour le profil radial global, ces profils sont très semblables. Par contre la variation de la couleur 6.7/15, ou LW2/LW3, le long de ces mêmes coupes, est très nette (panneaux (c) et (d)) et va tout à fait dans le sens que nous attendions : à chaque passage à travers un bras spiral, où sont concentrées les régions de formation stellaire, la couleur baisse, indiquant vraisemblablement l'apparition du continuum des VSG dans le filtre LW3. L'autre possibilité, la destruction des PAH semble exclue, d'une part du fait qu'ils sont observés dans le spectre intégré de M 51, et d'autre part parce que ce phénomène ne se produit qu'à très haute intensité du champ de radiation, et que ces hautes intensités ont peu de chance de persister à l'échelle de la centaine de pc. La couleur LW2/LW3 est aussi nettement plus faible dans la région centrale de la galaxie, comme on pouvait le voir sur la figure 5.2. Si nous restons dans le même cadre d'interprétation, cela implique une activité de formation stellaire accrue dans le cœur de M 51. Nous verrons à la fin de ce chapitre que cette interprétation est correcte. Enfin on notera la tendance globalement croissante de la couleur LW2/LW3 avec la distance galactocentrique. Il est tentant d'interpréter cela comme indiquant une décroissance de l'ISRF lorsque l'on s'éloigne du centre, décroissance qui s'explique assez naturellement si l'on se souvient que les populations stellaires qui donnent naissance à ce champ de radiation voient leur densité diminuer avec cette même distance galactocentrique. Une explication alternative serait de relier cette variation avec la diminution de la métallicité. En effet, que ce soit dans notre Galaxie ou dans nos voisines, on observe souvent une décroissance systématique des abondances chimiques avec la distance galactocentrique (voir par exemple Maciel et al., 2003; Monteverde et al., 1997; Zaritsky et al., 1994; Belley & Roy, 1992). Cependant les effets de la métallicité sur la poussière et en particulier sur son émission sont loin d'être compris et il est difficile de dire s'ils expliquent en particulier une augmentation du rapport LW2/LW3.

Si l'on observe sur la figure 5.3 des variations du rapport LW2/LW3 attendues, il est cependant bon de la rapprocher de la figure 4.8 qui montrait l'évolution de ce même rapport au passage à travers la région H II N 4 du LMC. Dans N 4 on observe aussi que le rapport LW2/LW3 est minimum là où l'intensité du rayonnement est maximum. Mais si l'on s'intéresse aux valeurs du rapport, on s'aperçoit qu'elles sont très différentes : au maximum de l'intensité du rayonnement, le rapport LW2/LW3 vaut 0.24, alors que la valeur minimum mesurée sur M 51, dans la région centrale est tout de même de 0.7. De même le rapport LW2/LW3 varie d'un facteur 4 dans N 4 alors que cette variation n'est que d'un facteur ~ 1.5 pour les coupes radiales dans M 51. Très vraisemblablement, nous observons là un phénomène de dilution classique : les régions H II très intenses de M 51 ne sont pas suffisamment résolues dans nos observations pour que nous puissions observer le rayonnement infrarouge qu'elles émettent non-contaminé par celui produit par leur environnement.

Pour terminer la discussion de cette figure, notons que le rapport LW2/LW3 observé dans les zones diffuses de M 51, l'interbras, a une valeur semblable à celle observée en moyenne dans le milieu diffus autour de ρ Ophiuchus, une région de formation d'étoiles de faible masse de notre voisinage (Abergel et al., 1996), où l'ISRF moyen est de l'ordre de celui régnant dans le voisinage solaire.

Encouragés par la mise en évidence de gradients de couleur infrarouge là où nous les attendions, nous avons tenté de construire des cartes de couleur infrarouge en supposant que cela allait nous permettre d'identifier les régions de formation stellaire les plus actives au sein des galaxies, et peut-être nous permettre de distinguer la composante diffuse de l'émission infrarouge, composante a priori non-reliée à l'activité de formation stellaire et contrepartie MIR des cirrus détectés par IRAS à $100 \mu\text{m}$ dans notre galaxie.

Le résultat de cette tentative est représenté sur la figure 5.4 et le moins que l'on puisse dire, c'est qu'il est confus. En effet, si l'on retrouve bien les grandes caractéristiques de la structure spirale des deux galaxies, celle-ci apparaît étonnamment perturbée par de très nombreuses sous-structures qui viennent se brancher sur les

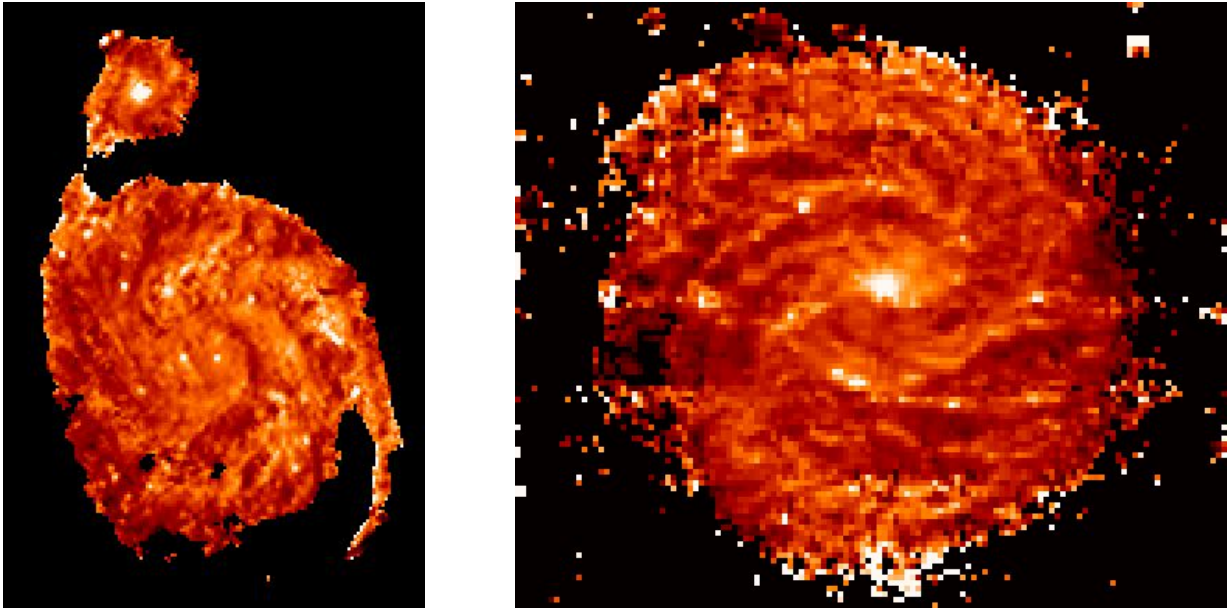


FIG. 5.4— Cartes de couleur 15/6.7 (LW3/LW2) pour (a) M 51 et (b) M,83. Dans le cas de M 83, où le *pfov* est de 6" au lieu de 3", la carte n'a pas été orientée suivant les conventions astronomiques pour éviter de ré-échantillonner les données déjà assez confuses. Bien évidemment les cartes LW3/LW2 sont construites en repositionnant proprement les deux cartes LW2 et LW3 sur une référence astrométrique commune et en les lissant pour obtenir une résolution spatiale similaire. On distingue encore sur la carte de M 83 les effets du balayage du satellite, mal corrigés par la procédure de réduction des données.

bras spiraux principaux. Si on examine attentivement les images optiques des deux galaxies, on apercevra de nombreuses bandes de poussières, plus ténues que celles qui se surimposent aux bras principaux, qui viennent se brancher sur les bandes d'absorption principales et définissent une sorte de sous-réseau de structures spirales peuplant les zones interbras. Ces bandes d'absorption ont leur contrepartie dans les cartes infrarouges, mais comme elles sont à relativement faible brillance de surface, elles ne perturbent que modérément notre perception de la structure spirale infrarouge. Par contre, la figure 5.4 montre qu'elles occasionnent des variations de couleurs d'amplitude similaire à celles observées au passage des régions de formation stellaire principales. Comme il semble peu probable que ces bandes de poussière abritent d'intenses régions de formation stellaire, les variations de couleur que nous y observons sont plus vraisemblablement dues à des variations de la distribution de l'émission des PAH dans leurs différentes bandes d'émission. Ces variations sont observées dans de nombreuses sources comme par exemple à travers le Plan Galactique (Chan et al., 2001) ou le long de NGC 891 (Mattila et al., 1999) et, bien que nous soyons encore en peine de déterminer à quelles modifications physiques des PAHs elles correspondent, elles peuvent naturellement expliquer les variations de faible amplitude que nous voyons.

Il est possible de s'affranchir de cette source de variation de couleur pour tenter de trouver le ou les paramètres responsables des changements de grande échelle. C'est ce qu'ont fait Dale et al. (1999) avec la méthode suivante : ils ont calculé la brillance de surface infrarouge moyenne et ont ensuite mesuré la couleur infrarouge moyenne par valeur de brillance. Sur les trois galaxies IC 10, NGC 1313 et NGC 6946, leurs résultats sont beaucoup plus clairs. Ils montrent que pour une large plage de brillance on n'observe pas de variation de la couleur moyenne, alors qu'aux plus hautes brillances, le rapport LW2/LW3 décroît lorsque la brillance augmente. Ces variations sont nettement plus cohérentes que celles observées sur la figure 5.4. Il y a sans doute plusieurs raisons à cela : d'une part les galaxies sont plus proches (4 Mpc pour la plus lointaine), d'autre part, la moyenne de la couleur par valeur de brillance de surface fait vraisemblablement disparaître une part de la variation à petite échelle que nous observons. Cela dit, ce comportement cohérent de la couleur indique, d'après Dale et al. (1999), l'influence d'un nouveau paramètre : la densité de surface de la poussière. Ainsi, pour ces auteurs, c'est bien l'intensité du champ de radiation qui est responsable des variations de brillance et de couleur à l'intérieur des disques, alors que la densité colonne de poussière permet d'expliquer les variations de brillance observées d'une galaxie à l'autre.

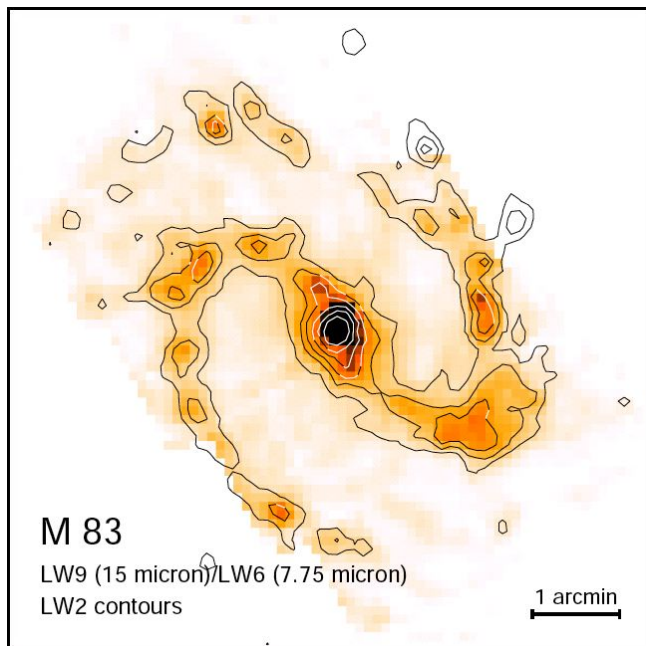


FIG. 5.5.— Carte du rapport LW9/LW6 (15/7.7) dans M 83, avec, superposés, les contours de l'émission dans la bande LW2 ($6.7 \mu\text{m}$). Comme on peut le constater, les variations du rapport LW9/LW6 sont nettement plus claires et systématiques que celles du rapport LW3/LW2. Il est intéressant de constater comme les contours LW2 épousent presque parfaitement les variations du rapport LW9/LW6, indiquant une relation assez forte entre l'activité de formation stellaire locale et l'émission à $6.7 \mu\text{m}$. [Figure adaptée de Vogler et al. (2005).]

Une carte de couleur LW2/LW3 est un donc outil complexe à manipuler à l'échelle des galaxies. Cette complexité provient du fait qu'au moins deux mécanismes peuvent modifier cette couleur : l'intensité du champ de radiation interstellaire et la modification de la distribution de l'émission des PAHs dans leurs différents modes possibles. A cela, il faut ajouter le fait qu'avec une résolution spatiale de l'ordre de 100 pc, comme c'est le cas pour M 51 ou M 83, nous ne sommes plus capables de séparer proprement les régions H II de leur environnement interstellaire et en particulier des PDRs.

Notons cependant que le choix du filtre LW3 est sans doute responsable d'une bonne part de notre perplexité face au comportement des couleurs infrarouges : en effet nous avons cartographié une partie de M 83 à l'aide des filtres étroits d'ISOCAM et ces observations montrent qu'il est possible de construire une carte de couleur qui ait un sens à la distance de M 83. En effet si l'on remplace le filtre LW2 par le filtre LW6 (centré sur la bande PAH à $7.7 \mu\text{m}$ et plus étroit) et le filtre LW3 par LW9 (d'une largeur de $1 \mu\text{m}$ autour de $15 \mu\text{m}$, voir la table A.2 pour la définition exacte des filtres ISOCAM), on obtient une carte de couleur beaucoup plus propre et qui confirme que l'émission infrarouge est reliée à l'activité locale de formation stellaire telle qu'on peut l'observer par exemple dans la bande U (couleur bleue dans la figure 5.1b, bien que, pour être exact, il faille noter que cette bande est dominée par l'émission d'étoiles nettement plus âgées que celles qui produisent les régions HII), ou en H α . On a aussi représenté sur la figure 5.5 les contours de l'émission dans la bande LW2. On remarque qu'à quelques exceptions près, ils suivent assez bien la carte de couleur LW9/LW6. Cette bonne correspondance nous montre que la bande LW2 est elle aussi dominée, à l'échelle des galaxies, par une émission reliée à la formation stellaire, et non par une émission diffuse de type cirrus comme on aurait pu le penser.

Ainsi l'examen des couleurs obtenues par les filtres à bande large d'ISOCAM montre qu'à l'échelle des galaxies, la combinaison de la complexité du spectre émis et de la confusion générée par la distance met à mal nos idées simplistes sur le comportement attendu de cette couleur. Cependant ces études font apparaître un lien fort entre l'activité de formation stellaire locale et les propriétés infrarouges, même s'il reste encore difficile de formaliser ce lien plus clairement. Ce sera l'objet de la section 5.3 mais pour finir sur ces deux prototypes que sont M 51 et M 83 effectuons une dernière comparaison morphologique qui permettra je l'espère de consolider les conclusions tirées ici.

5.1.4 Comparaisons morphologiques avec les étoiles et le gaz ionisé

Dans cette section purement qualitative, je souhaite simplement indiquer de façon visuelle la nature et la force des liens qui s'établissent entre la poussière et ses différentes sources possibles d'énergie. L'émission collectée par ISOCAM est, ne l'oublions pas, une ré-émission. Le débat qui nous occupe donc ici est de savoir si la source ultime de l'énergie rayonnée par la poussière est principalement la population stellaire jeune, ou si l'ensemble des populations stellaires des galaxies contribuent au chauffage des poussières observées par ISO-

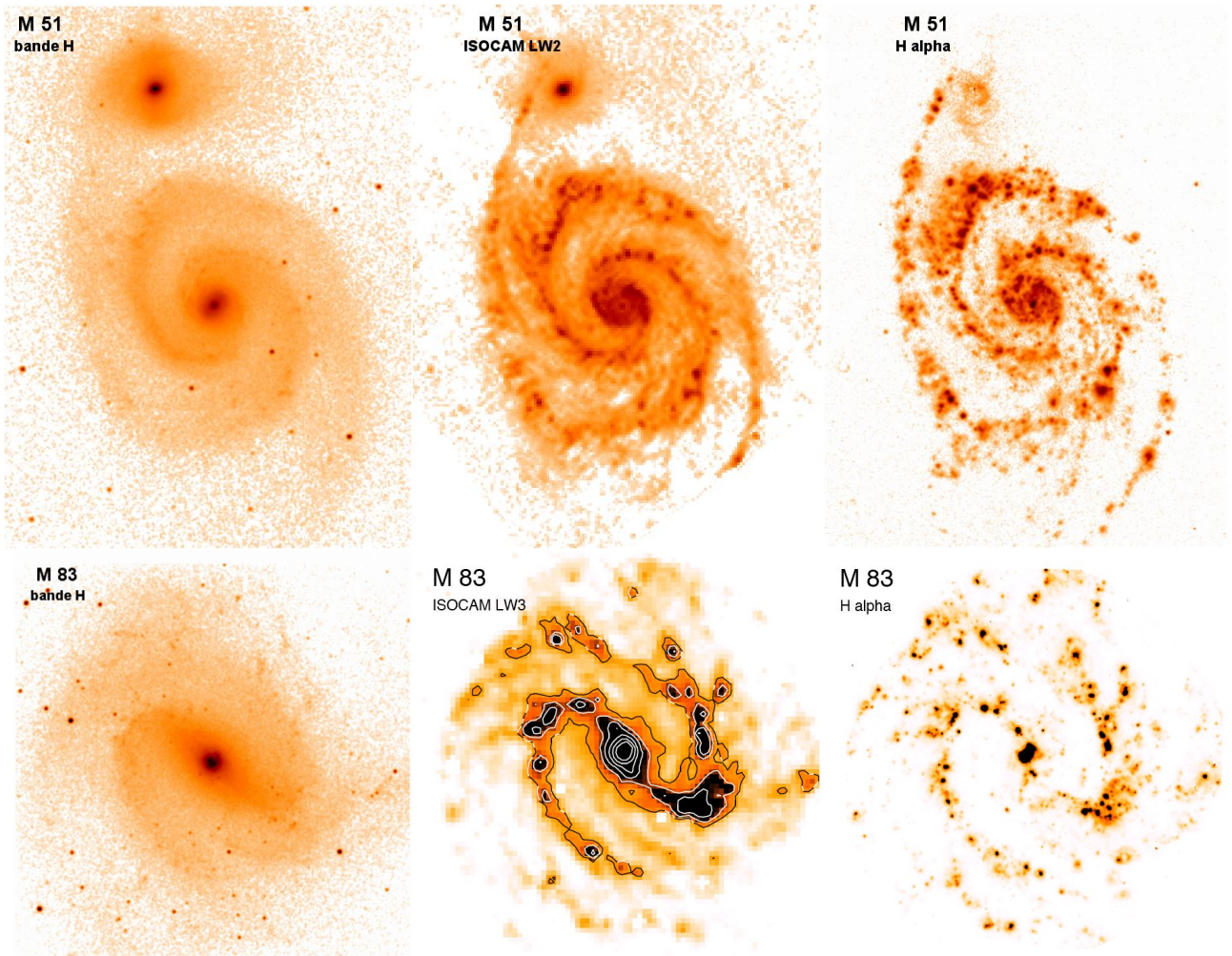


FIG. 5.6— Les galaxies M51 (en haut) et M83 (en bas), telles qu'elles apparaissent en bande H ($1.65 \mu\text{m}$), dans l'infrarouge moyen (à $15 \mu\text{m}$ pour M83 et $6.7 \mu\text{m}$ pour M51), et dans la raie $\text{H}\alpha$. La bande H a été choisie car c'est elle qui trace le plus fidèlement la masse stellaire des galaxies (Gavazzi et al., 1996). La raie $\text{H}\alpha$ est l'indicateur classique de formation stellaire, même si elle est affectée par l'extinction. La comparaison de ces images révèle une bien plus grande similitude entre $\text{H}\alpha$ et émission MIR qu'entre émission NIR et MIR, à ceci près qu'une importante émission diffuse existe dans les cartes MIR. [Les cartes NIR proviennent du relevé 2MASS, la carte $\text{H}\alpha$ de M51 m'a généreusement été fournie par A. Boselli, les images LW3 et $\text{H}\alpha$ de M83 viennent de Vogler et al. (2005)]

CAM. Bien évidemment derrière cette question se cache l'idée de construire à partir des données ISOCAM un indicateur de formation stellaire valable dans le plus large domaine d'intensité de formation stellaire possible.

Les sections précédentes nous ont montré que l'exportation des principes établis au chapitre précédent à des objets aussi grands que les galaxies pose quelques problèmes, et que la situation est pour le moins confuse. La figure 5.6 tente de dissiper cette confusion. J'y ai rassemblé pour nos deux galaxies, une image dans le NIR, une image ISOCAM et une image dans la raie $\text{H}\alpha$. A l'aide de ces cartes, il est plus simple de se rendre compte des contributions relatives des jeunes et des vieilles étoiles au chauffage de la poussière. Commençons par l'image NIR obtenue dans la bande H (à $1.65 \mu\text{m}$). A cette longueur d'onde l'extinction due à la poussière, visible sur les images optiques présentées sur les figures 4.11 et 5.1, a complètement disparu et le milieu interstellaire est pratiquement transparent. A cette longueur d'onde aussi, l'émission n'est plus dominée par les étoiles jeunes et massives mais bien plutôt par les étoiles assez âgées, de l'ordre de 10^9 ans et de masse intermédiaire. Ces étoiles sont en fait les plus nombreuses dans les galaxies spirales et Gavazzi et al. (1996) ont montré que la luminosité en bande H est le meilleur traceur de la masse dynamique des galaxies. Ainsi on peut considérer que les cartes en bande H nous révèlent la distribution de l'essentiel de la population stellaire. On remarque en passant que la structure barrée de M83 est très nettement apparente et que le centre de M51 présente lui

aussi une petite barre⁴. La raie $H\alpha$ est le traceur de formation stellaire le plus couramment utilisé à l'échelle des galaxies. La raison en est simple : cette raie de recombinaison n'est produite qu'au voisinage de sources d'ionisation telles que les étoiles massives jeunes. Sous réserve d'hypothèses minimales sur l'état d'ionisation du gaz il est possible de remonter de l'intensité $H\alpha$ au flux de photons ionisants, et, en passant par la fonction de masse initiale (IMF) des étoiles, au taux de formation stellaire (SFR). De plus cette raie est émise dans la bande R donc facilement observable du sol, ce qui a grandement popularisé son utilisation pour la mesure du SFR. Evidemment, puisque cette raie est située dans le domaine optique, elle est affectée par l'extinction interstellaire. Les cartes $H\alpha$ de la figure 5.6 nous indiquent donc, à l'extinction près, les sites de formation stellaire active de nos deux galaxies. Notons tout de même qu'il est possible de s'affranchir d'une partie de l'extinction en l'estimant à partir du rapport $H\alpha/H\beta$. $H\beta$ est aussi une raie de recombinaison visible et le rapport peut être considéré comme constant dans les conditions rencontrées dans les galaxies spirales.

La comparaison rapide des trois types d'images montre clairement la relation étroite qui existe entre l'émission collectée par ISOCAM et la formation stellaire : toutes les structures des cartes $H\alpha$ sont présentes sur les cartes ISOCAM. Chacune des régions H II des cartes $H\alpha$ a sa contrepartie dans la carte infrarouge. Cela n'est pas très étonnant au vu des propriétés des régions que nous avons étudiées au chapitre précédent. Cependant, une étude détaillée des régions H II de M 51 montre que l'émission MIR trace plus fidèlement le contenu stellaire de ces régions que l'émission $H\alpha$. Pour montrer cela, j'ai compilé pour une trentaine de régions H II de M 51 les flux radio, MIR, et $H\alpha$ ainsi que l'extinction (voir Sauvage et al., 1996, pour les sources des données). Le flux radio des régions H II, essentiellement un rayonnement free-free, est le meilleur traceur des étoiles massives à l'échelle galactique : il est produit par le gaz ionisé et à 6 cm l'extinction est pratiquement nulle⁵. En mesurant l'évolution des rapports $LW3/6\text{ cm}$ et $LW3/H\alpha$ avec l'extinction, on s'aperçoit que le premier rapport est constant, alors que plus l'extinction est forte et plus le rapport $LW3/H\alpha$ est élevé, signalant que $H\alpha$ cesse d'offrir un traceur fidèle des étoiles massives.

Ainsi nous voyons que les régions individuelles que nous pouvons détecter dans les cartes produites par ISOCAM correspondent à des régions de formation stellaire et que l'émission collectée est un bon traceur du contenu en étoiles massives de ces régions. Cependant nous n'avons pour l'instant utilisé qu'une partie de l'émission présente dans les cartes ISOCAM. En revenant à la figure 5.6 on constate que l'émission MIR semble présenter une composante diffuse nettement plus importante que la carte $H\alpha$. Chacune des régions H II tracée par $H\alpha$ a sa contrepartie dans la carte MIR, mais en MIR ces régions semblent posées sur une structure plus étendue qui n'est pas sans rappeler la structure de la carte NIR. Cependant tenter de quantifier cette ressemblance est ardu. De plus cette ressemblance ne signifie pas nécessairement que les vieilles étoiles contribuent effectivement au chauffage mais pourrait simplement signaler la présence d'une distribution étendue de poussière interstellaire. A bien comparer les cartes MIR et NIR on remarque d'ailleurs que l'émission NIR est extrêmement diffuse, alors que l'émission étendue détectée par ISOCAM est très structurée, en particulier dans les zones interbras de M 51, les mieux résolues, reflétant le fait que le milieu interstellaire reste structuré à toutes les échelles dans toute la galaxie, sous l'influence de l'onde spirale qui balaie la galaxie (voir la discussion sur les structures dans les régions inter-bras dans Block et al., 1997, et la section 5.2.1). La question devient donc de savoir si l'influence des sites de formation stellaire s'étend jusque dans ces zones où si les étoiles plus anciennes sont responsables du chauffage dans ces régions diffuses. Nous nous attaquerons à cette question dans la section 5.3.

5.1.5 Résumé

Cette exploration détaillée de deux galaxies proches nous a permis, je l'espère, d'y voir plus clair dans la structure et l'origine de l'émission infrarouge des galaxies spirales. Certes nos résultats sont pour l'instant très qualitatifs et restreint à deux objets mais résumons-les afin de les avoir plus présent à l'esprit en abordant les sections suivantes.

- Pour les galaxies spirales, la morphologie de l'émission infrarouge n'est pas très éloignée de la mor-

⁴C'est d'ailleurs un fait que nombre de galaxies non-barrées dans le visible montrent une barre dans les images NIR (Eskridge et al., 2000).

⁵Au sens classique du terme extinction, c'est-à-dire par la poussière ou le gaz interstellaire. Par contre dans les régions H II extrêmement denses, types régions H II ultra-compactes, la densité électronique peut-être telle que l'émission free-free devient optiquement épaisse.

phologie optique : la structure spirale est très forte dans l'émission infrarouge. La seule différence notable concerne la région centrale des galaxies. En optique elle est occupée par le bulbe stellaire, ou une barre. En infrarouge ces deux structures sont nettement moins proéminentes. On observe une zone de surbrillance centrale, mais elle semble n'avoir que peu de rapport avec la structure optique.

- Les cartes à $6.75 \mu\text{m}$ et $15 \mu\text{m}$ sont très semblables entre elles, à l'opposé de ce que l'on pouvait attendre au vu de nos études de régions H II de la Galaxie et des Nuages de Magellan.
- L'émission infrarouge est étendue, plus que l'émission $\text{H}\alpha$ et l'émission du gaz moléculaire (bien que les données et en particulier le traceur CO rendent la mesure dans les régions externes difficiles), légèrement moins que l'émission optique, et nettement moins que l'émission du gaz atomique (la phase la plus étendue des galaxies). Le contraste observé entre les zones bras et interbras est aussi différent. Il signale en particulier la présence d'une composante d'émission infrarouge dans la zone interbras des galaxies spirales. Cette composante est clairement absente des cartes $\text{H}\alpha$.
- L'utilisation du rapport LW3/LW2 , envisagé un temps comme traceur de l'activité de formation stellaire dans les galaxies, s'avère ambiguë : dans certains cas, nous observons effectivement la variation attendue au passage des bras spiraux, sites de formation stellaire, mais de manière générale, les cartes du rapport présentent une image très confuse des galaxies. En fait, l'amplitude de variation du rapport est très faible, même au passage des principales zones de formation stellaire. Il s'agit sans doute de la combinaison de deux effets : d'une part la résolution spatiale mêle dans un même pixel des régions de niveaux d'excitation variés, d'autre part la largeur et la disposition des filtres LW2 et LW3 n'est pas la plus judicieuse qui soit pour mettre en évidence les variations spectrales. Une carte du rapport LW9/LW6 est bien plus nette.
- La relation entre émission infrarouge et formation stellaire apparaît complexe : toutes les régions de formation stellaires, tracées par $\text{H}\alpha$ ont leur contrepartie dans les cartes infrarouges, et l'émission infrarouge de ces régions trace plus fidèlement leur contenu stellaire. Cependant les cartes infrarouges se distinguent des cartes $\text{H}\alpha$ par la présence d'une très forte composante étendue.
- La composante étendue de l'émission infrarouge a une distribution spatiale qui rappelle celles des étoiles plus âgées, la composante stellaire majoritaire des galaxies, avec cependant plus de structure spatiale à petite échelle. La question de l'influence de ces populations âgées sur le chauffage de la poussière reste posée.

Ce dernier point sera examiné dans la section 5.3, pour l'instant nous allons nous concentrer sur la distribution spatiale de l'émission infrarouge en développant une méthode relativement originale de révélation de cette distribution.

5.2 Une vision "unifiée" de la poussière interstellaire

Cette partie est essentiellement le reflet d'un travail mené en commun avec David Block. Certains éléments de M 83 proviennent d'une collaboration avec Andreas Vogler.

L'idée de ce travail est venue de ma rencontre avec David Block, à l'occasion d'une conférence organisée en Afrique du Sud sur la morphologie des galaxies (en 1996). David Block avait développé une méthode tout à fait originale pour révéler la distribution et l'abondance des poussières dans les galaxies⁶. A l'époque il faut se souvenir que l'essentiel de nos informations sur la poussière extragalactique provenait des données IRAS. Or avec une fenêtre spectrale ne couvrant que $8\text{-}140 \mu\text{m}$, IRAS avait fait naître un problème de taille : celui du rapport de masse gaz/poussière. En effet, en supposant que l'émission à grande longueur d'onde IRAS (60 et $100 \mu\text{m}$) provienne d'un corps gris, on peut, moyennant une émissivité, remonter à la masse de poussière présente dans les galaxies. Rapportée à la masse de gaz ($\text{H I} + \text{H}_2$) on obtient que les rapports déduits des données IRAS sont systématiquement supérieurs, d'un facteur de l'ordre de 10, à celui mesuré dans notre galaxie où il est mesuré via l'extinction, ce qui est une méthode nettement plus propre (car, pour simplifier, tous les grains produisent de l'extinction, alors qu'ils n'émettent pas tous dans les bandes à 60 et $100 \mu\text{m}$).

Pour se sortir de ce problème, on invoquait alors le fait qu'une bonne part de la poussière des galaxies est froide et produit son pic d'émission au delà de la bande IRAS à $100 \mu\text{m}$. Observer cette poussière froide a d'ailleurs été l'un des objectifs importants d'ISO, et d'ISOPHT en particulier.

⁶Enfin, pour être véritablement honnête, il faut signaler l'existence d'un travail assez semblable par R. Michard (voir par exemple Michard & Simien, 1993).

Repartant du fait que l’extinction est un moyen non biaisé de mesurer la quantité de poussière présente sur une ligne de visée, et tirant parti de l’arrivée aux télescopes de détecteurs NIR au champ assez large, David Block a mis au point une méthode de mesure de la poussière dans les galaxies. Pour deviner la méthode il suffit de comparer, par exemple, les images de M 51 présentées sur les figures 4.11(b), un composite optique, et 5.6 (haut-gauche), en bande H. Les bandes de poussière, très nettement visibles sur le composite optique, sont totalement absentes de l’image NIR. En schématisant, dans le domaine NIR on observe uniquement l’émission des étoiles tandis que dans l’optique celle-ci est obscurcie par l’absorption due à la poussière interstellaire. En faisant le rapport des deux devrait donc obtenir une carte de l’extinction, et ainsi remonter de la façon la moins biaisée possible à la quantité de poussière présente. Il s’agit en fait d’un parallèle presque exact de la méthode employée dans notre galaxie pour mesurer l’extinction sur la ligne de visée. Le mot presque n’est cependant pas de trop car dans le cas de la Galaxie, on compare le spectre d’une étoile obscurcie avec celui d’une étoile de même type spectral, alors que dans le cas des galaxies, on suppose que notre référence stellaire, la carte NIR, nous donne une image fidèle de l’émission stellaire dans les bandes optiques. Or nous savons que, les populations stellaires n’étant pas uniformes sur tout le disque des galaxies, il existe une variation de couleur intrinsèque qui ne doit rien à la poussière. Ceci dit, tant que cette variation de couleur est de faible amplitude par rapport aux variations dues à l’extinction, le rapport optique/NIR nous renseigne bien sur la poussière.

C’est donc ce qu’a fait David Block dans un certain nombre de galaxies (voir par exemple Block et al., 1994) en utilisant des images en bande B et K’ (la bande K’, ou K_s est centrée à 2.2 μm , comme la bande K, mais est plus étroite pour éviter certains motifs gênants du fond de ciel ainsi que l’apparition de l’émission thermique de ce dernier, voir la figure 3.2 pour la localiser). En combinant cela à un modèle de transfert de rayonnement, il a pu montrer que la masse de poussière mise en évidence de cette façon conduisait, dans les objets étudiés, à un rapport de masse gaz/poussière équivalent à celui de notre galaxie. De plus la résolution spatiale des “cartes de poussière” ainsi obtenue est celle des cartes optiques utilisées pour la construire et donc meilleure que celle d’IRAS d’un facteur pouvant presque atteindre 10 puisque les télescopes sont parfois de la classe des 4 m alors qu’IRAS n’avait qu’un télescope de 60 cm. C’est en réalisant qu’ISOCAM observait l’émission de la poussière à une résolution presque semblable à celle de ces cartes optiques qu’est venue l’idée de combiner les deux.

5.2.1 La poussière dans le disque des galaxies spirales

Le lecteur attentif aura déjà remarqué qu’une méthode basée sur l’extinction possède par construction une limitation dans sa capacité à mettre en évidence la poussière : il faut que celle-ci se trouve entre l’observateur et la source de lumière. De ce fait il vaut mieux s’intéresser à des galaxies vues de face qu’à des galaxies vues par la tranche, car on évite ainsi l’empilement des sources et des absorbants sur la ligne de visée. Nous verrons cependant dans la section 5.2.2 que cette limitation peut être exploitée pour mieux comprendre la distribution des poussières dans une galaxie.

Mais revenons à la généralisation de la méthode dont je parlais plus haut. D’une part les cartes (B-K’)⁷ sont en fait une carte de l’extinction produite par la poussière. De façon symétrique on peut considérer qu’une carte ([15]-K’) est une carte ne contenant plus que les sites d’émission de la poussière. En effet la division par la bande K’ fait disparaître une contribution soit directement stellaire (c’est à dire de poussière chauffée par les étoiles âgées de la galaxie) soit dont la distribution spatiale suit celle des étoiles, sans nécessairement être chauffée par elle. A nouveau la même limitation que celle posée par l’utilisation de la bande K’ comme référence à la bande B intervient ici, avec sans doute moins d’acuité car les couleurs stellaires de galaxies au delà de 2 μm sont d’une remarquable constance, relativement à ce qui se passe vers les courtes longueurs d’onde.

La question que l’on peut se poser maintenant, et qui donne son titre à cette section, est celle de savoir à quoi ressemble cette vision “unifiée” de la poussière dans les galaxies spirales. Unifiée car en combinant (B-K’) et ([15]-K’) pour obtenir (B-[15]), on obtient une carte contenant à la fois l’extinction et l’émission de la poussière interstellaire. Elle unifie en fait aussi les deux extrêmes de la distribution en taille des poussières interstellaires. En effet l’extinction dans la bande B est principalement le fait des gros grains, alors que l’émission à 15 μm

⁷cette notation, B ou K’, indique que les cartes sont exprimées en magnitude, (B-K’) correspond donc au logarithme du rapport des flux K’ sur B. Pour les flux MIR-FIR, j’utiliserai la notation $[\lambda]$ pour signifier qu’il s’agit du logarithme du flux mesuré à la longueur d’onde λ affecté d’un signe moins, pour obtenir l’équivalent d’une magnitude.

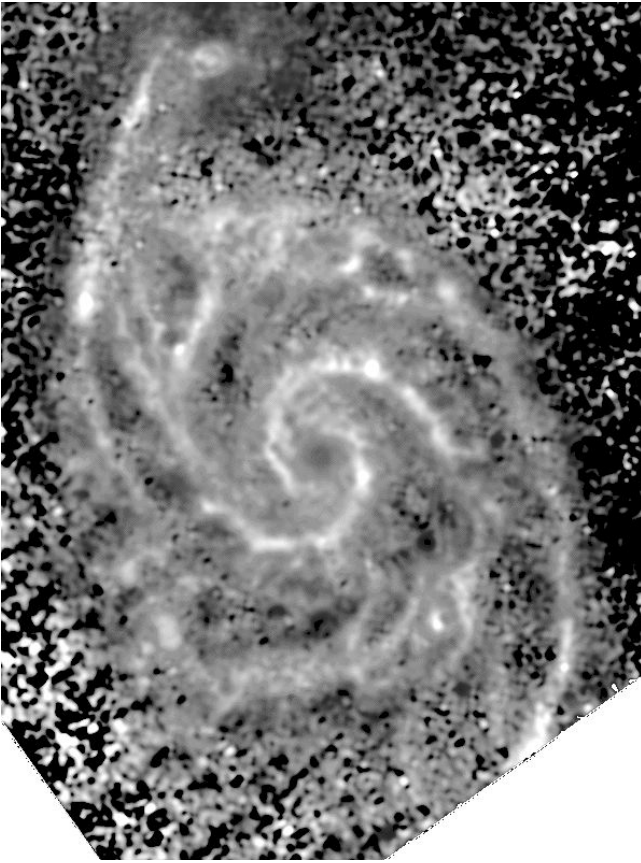


FIG. 5.7–. Carte de M51 en (B-[15]). Les structures brillantes de cette carte sont soit lumineuses dans la carte à $15\ \mu\text{m}$, soit sombres dans la carte B. Comme on peut le voir, cette carte révèle magnifiquement la structure spirale de la galaxie, ainsi que la présence de nuages de poussière qui connectent les bras.

est le fait des plus petits grains. Ainsi la carte ([15]-B) va nous permettre de voir si les sites d'émission se confondent avec les bandes d'absorption, et si les petits et gros grains ont la même distribution spatiale, tout cela à une résolution spatiale de l'ordre de $7''$ soit 330 pc tout de même à la distance de M51.

La réponse est bien visible sur la figure 5.7 : les deux informations, extinction par les grains les plus gros et émission par les grains les plus petits s'additionnent pour donner une vision extrêmement claire de la distribution de la poussière dans M51. L'émission détectée par ISOCAM à $15\ \mu\text{m}$ provient donc principalement des bandes de poussière observées dans l'image B. Evidemment il ne faut pas conclure de cette observation que, contrairement à ce que l'on observe dans la Voie Lactée, poussière froide, responsable de l'extinction, et chaude, responsable de l'émission, sont nécessairement liées spatialement dans M51. Au contraire, il est très probable que ces régions présentent la même stratification vis-à-vis des sources de chauffage dans M51 et dans la Galaxie, mais, à l'échelle de notre observation, cette stratification n'est plus visible. Le fait important à retenir c'est que l'émission MIR est associée aux bandes de poussière visible, et non à des nuages qui ne produiraient pas d'extinction. Symétriquement, il est important de réaliser que cette carte nous montre aussi qu'il n'existe que très peu de nuages opaques, produisant des bandes d'absorption, qui ne soient pas associés à des zones d'émission MIR. En fait, la netteté de la figure 5.7 nous indique que vraisemblablement, l'extinction provient du cœur des nuages de poussière et l'émission de leur surface, qui ne sont plus séparables spatialement par ISOCAM à la distance de M51.

Cette image, dans laquelle toute structure associée à la distribution stellaire a été retirée, permet de mieux visualiser l'onde spirale et ses effets sur le milieu interstellaire que les images "monochromatiques". On constate par exemple que les bras spiraux ne rejoignent pas le cœur la galaxie mais se connectent en fait à un anneau de poussière. Ce type de structure est effectivement attendu dans certains modèles de développement de l'onde spirale (voir par exemple Bertin et al., 1989).

Les bras sont très réguliers jusqu'à la moitié du disque environ (on observe deux cassures symétriques alors qu'ils ont accompli environ $1/2$ tour depuis le centre de la galaxie). C'est à cet endroit de M51 que se situe la corotation, c'est à dire la zone où la vitesse de rotation des étoiles autour du centre de la galaxie est égale à la vitesse de balayage de l'onde spirale. On s'attend effectivement qu'à cet endroit l'onde spirale ne puisse plus jouer son rôle de collectrice du milieu interstellaire et que les structures qui s'y développent soient plus

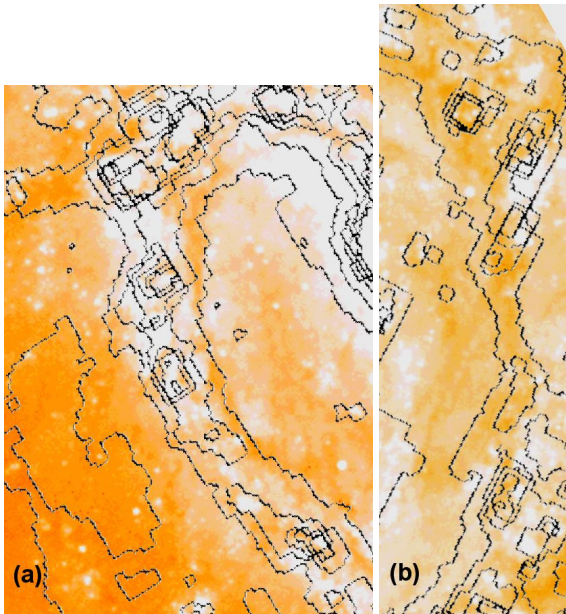


FIG. 5.8.— Contours de la carte à $6.75 \mu\text{m}$ superposés à une image B de bandes de poussière dans les bras de M83. La figure (a) représente le bras situé au sud-est, souvent nommé le bras Est, alors que la figure (b) représente le bras nord, pivoté dans le sens des aiguilles d’une montre. Ces deux figures montrent deux configurations différentes : en (a) le bras infrarouge se superpose au bras optique et évite la bande de poussière, alors qu’en (b) il la suit assez fidèlement et semble éviter les maxima optiques.

chaotiques.

Il est aussi intéressant de constater qu’à l’intérieur de la corotation, les bras spiraux ont un bord interne plus net que leur bord externe. Cela permet de rappeler que contrairement à ce que notre intuition pourrait nous dire, l’onde spirale tourne dans le disque de M51 dans le sens des aiguilles d’une montre. Le bord interne des bras spiraux correspond donc au bord d’attaque de l’onde, ce qui explique la structure irrégulière du bord externe : au bord interne les nuages sont comprimés par le passage de l’onde d’où l’existence d’un front de compression assez net alors qu’au bord externe la fraction de milieu interstellaire qui ne s’est pas effondrée se ré-étend dans l’espace interstellaire.

On remarque aussi le fait que les condensations de poussière apparaissent bien alignées sur le sommet des bras spiraux à l’intérieur de la corotation alors qu’à l’extérieur toute sortes de structures sont présentes, y compris une remarquable bulle au nord de la galaxie. Cela s’explique par le fait que le passage du bras, qui est une zone de compression, est bien plus rapide à faible qu’à grand rayon galactique. De ce fait à grand rayon les étoiles massives ont le temps d’évoluer vers la phase supernova alors que le milieu interstellaire est toujours dans le bras spiral. Le choc des supernova balaie donc un milieu dense, propice à la formation stellaire stimulée, alors que vers les régions centrales les chocs vont balayer des régions sorties des bras spiraux, donc moins denses et peu propices à la formation stellaire.

Finalement la figure 5.7 fait apparaître dans la zone interbras de nombreux nuages qui ont eux aussi une structure spirale. Il y a fort à parier que ces nuages sont des restes d’anciennes bandes de poussière créées par le passage de l’onde spirale et qui seront ré-agglomérées à celle-ci lors de son prochain passage.

Au vu de ce que nous montre la carte (B-[15]) de M51, il est très tentant de renouveler l’expérience sur M83. En effet, là aussi nous avons une galaxie spirale relativement proche et vue presque de face. Malheureusement il semble bien que M51 soit une galaxie particulièrement “bien élevée”, peut-être parce que l’interaction avec NGC 5195 a rendu l’onde spirale plus forte. En effet la construction de la carte (B-[15]) ne révèle rien de particulier, et, par certains aspects, est finalement plus confuse que les cartes B ou $15 \mu\text{m}$. Un regard sur la figure 5.8 permet de comprendre pourquoi.

Sur cette figure j’ai représenté deux portions du disque de M83, les couleurs correspondant à une image en bande B, les contours à une image à $6.75 \mu\text{m}$. Il s’agit de deux secteurs des bras de la galaxie, en (a) le bras situé au sud-est, souvent nommé le bras Est dans la littérature, et en (b) le bras situé au nord. Ces deux bras permettent de se rendre compte de la diversité des situations dans M83. Dans le bras Est (figure 5.8(a)) l’émission infrarouge suit plutôt bien le bras optique, les zones claires de l’image, alors que la bande de poussière se situe plutôt sur le flanc de l’émission optique. On notera cependant dans le haut de l’image une bande d’émission à $6.75 \mu\text{m}$ qui coïncide avec une bande de poussière. La situation est assez différente dans le bras nord, puisque là, l’émission infrarouge suit mieux les parties sombres, les bandes de poussière, que les parties claires, en particulier dans le haut de l’image. On rencontre donc dans M83 une plus grande diversité de situations que

dans M 51. Faut-il rapprocher cela du fait que, dans M 83, l'onde spirale développe un choc beaucoup plus faible que dans M 51 (voir Tilanus & Allen, 1993, pour qui la bande de poussière dans le bras Est signale la position du choc, sa relative faiblesse expliquant que la formation stellaire ne se développe finalement qu'assez loin en aval)? Il est difficile de le dire, toujours est-il que l'existence de telles configurations rend difficilement généralisable la technique de l'imagerie (B-[15]).

Malgré le revers que représente M 83 pour cette technique très synthétique, il ne faut pas oublier que M 83 elle-même présente un grand nombre de régions où extinction et émission MIR se correspondent. C'est d'ailleurs aussi le cas dans le secteur du disque de M 31 que nous avons cartographié avec ISOCAM (voir Pagani et al., 1999, figure 2). Ainsi cette coïncidence de l'extinction et de l'émission MIR dans les galaxies spirales semble bien être la règle et les exceptions présentées par certaines régions de M 83 pourraient n'exister que pour la confirmer.

5.2.2 Tirer parti d'une limitation de la méthode : le cas de Centaurus A

Comme je l'ai mentionné plus haut, la poussière ne peut apparaître dans une carte d'extinction que dans la mesure où elle se situe entre une source de lumière et l'observateur. C'est pour cette raison que dans la partie précédente nous avons privilégié des galaxies vues de face. Dans les galaxies vues par la tranche, l'essentiel des structures observées en extinction proviennent d'une très faible fraction du disque galactique, c'est-à-dire la zone la plus externe de la partie proche du disque.

Une autre limitation de la méthode se trouve du côté MIR : pour que la poussière apparaisse dans la carte MIR, il faut que les conditions de chauffage lui permettent d'émettre à 6.75 ou 15 μm . Dans les régions les plus éloignées des sources de chauffage, ces conditions peuvent ne pas être remplies et la carte MIR sera "muette".

Chacune de ces deux limites est en fait totalement indépendante de l'autre : la poussière trop froide pour émettre dans les bandes ISOCAM peut sans problème causer de l'extinction détectable, pourvu qu'elle se situe en avant-plan d'une source de lumière. La poussière située en arrière-plan des sources lumineuses, indétectable par l'extinction peut néanmoins contribuer à l'émission à 6.75 ou 15 μm pourvu qu'elle soit dans un champ de radiation adéquat. Cette indépendance des limites, qui semble a priori introduire une part de chaos incontrôlable dans une analyse des cartes (B-[15]), peut en fait être exploitée pour obtenir des informations sur la distribution spatiale de la poussière dans des situations assez complexes. C'est le cas ici avec la galaxie Centaurus A, représentée sur la figure 5.9(a).

Centaurus A est une galaxie remarquable à plus d'un titre. Tout d'abord c'est l'exemple de fusion de galaxies le plus proche de nous puisque situé à 3.25 Mpc. Le corps principal est une galaxie elliptique en train d'absorber ce qui a vraisemblablement dû être une galaxie spirale étant donnée la quantité de poussière que nous voyons aujourd'hui en absorption. Cette poussière nous signale l'existence d'un vaste disque de matière en orbite autour du cœur de la galaxie. Il est probable que ce disque de matière alimente ce qui fait la seconde particularité de Centaurus A : un noyau actif, à nouveau l'exemple le plus proche dont nous disposons, et à ce titre nous reparlerons de cet objet dans la section 6.1.2. Ce trou noir super-massif est à l'origine de puissants jets bipolaires dont l'extension radio atteint plusieurs degrés (voir Junkes et al., 1993). Centaurus A a évidemment fait partie du programme de temps garanti du consortium ISOCAM et a été cartographiée dans les bandes LW2 et LW3. Ces observations (publiées dans Mirabel et al., 1999) ont révélé la présence d'une structure étonnante au sein de la galaxie : alors que nous nous attendions à observer la contrepartie des bandes de poussière spectaculaires, avec éventuellement des sites de formation stellaire en leur sein, nous avons détecté une structure allongée sur environ 5 kpc autour du noyau actif (voir les contours blancs sur la figure 5.9a). Les observations plus récentes de Spitzer, pour l'instant disponibles uniquement sous la forme d'un communiqué de presse⁸, montrent la même structure mais révèlent aussi la présence d'une émission plus diffuse dont certaines structures semblent suivre les grandes bandes de poussière observées sur la figure 5.9a. La raison pour laquelle ces structures ne sont pas présentes sur notre carte tient vraisemblablement à la combinaison de la sensibilité supérieure de l'instrument IRAC de Spitzer et au petit champ de vue de nos observations. Il serait très intéressant de reprendre la comparaison précise entre émission MIR et extinction optique en incluant cette émission à grande échelle vue par Spitzer, mais cela dépasse le cadre de ce mémoire.

Revenons donc à la partie la plus intense de l'émission MIR. Nous avons interprété cette structure comme

⁸<http://www.spitzer.caltech.edu/Media/releases/ssc2004-09/ssc2004-09a.shtml>

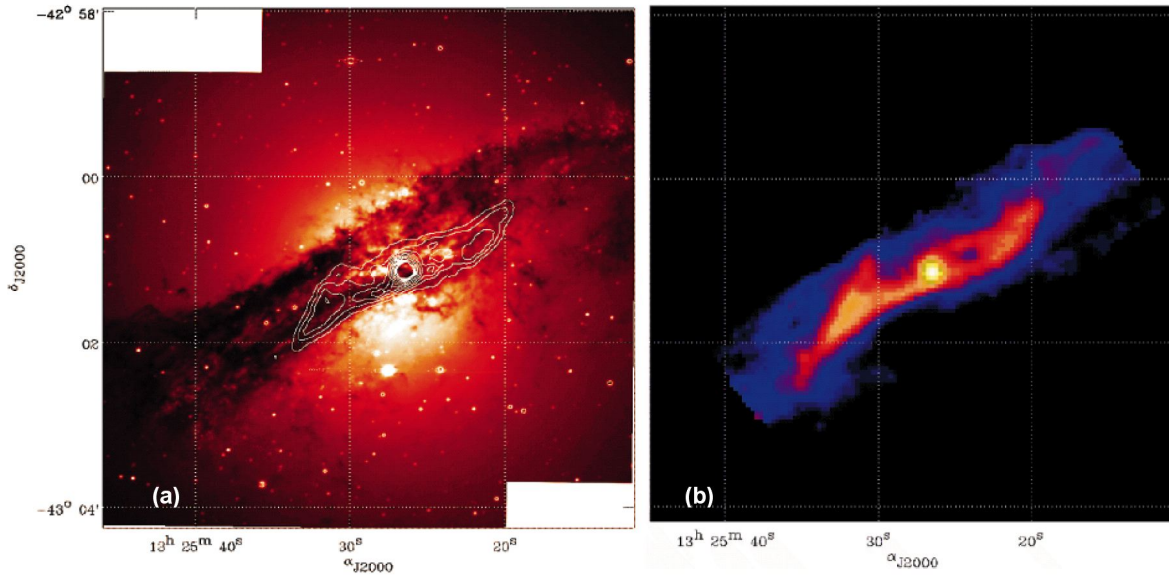


FIG. 5.9— La galaxie Centaurus A. En (a) les contours de l’image à $15\ \mu\text{m}$ ont été superposés à une image en bande V. L’image infrarouge révèle une structure assez différente de l’image optique : alors que les bandes de poussière observées en extinction barrent largement toute la galaxie, la structure infrarouge dessine un anneau voilé autour du noyau actif de la galaxie, invisible en optique. En (b) la carte (V-[15]) de la galaxie montre de façon quantitative les différences entre les structures optiques et infrarouges. Les grandes bandes de poussière visibles apparaissent en bleu, signe qu’elles n’ont pas de contrepartie IR. La partie sud-est de l’anneau IR est renforcée car elle coïncide avec une bande d’absorption très forte. De l’autre côté du noyau, seule une partie de l’anneau est renforcée, signe d’une structure plus complexe. [Figure tirée de Block & Sauvage (2000).]

provenant d’une mini-spirale barrée, reformée autour du noyau de Centaurus A à partir des débris de la galaxie absorbée. Cette interprétation, qui peut sembler complexe et a d’ailleurs été sujette à controverses, se comprendra mieux à l’aide de la figure 5.10.

En s’aidant de la représentation de NGC 1530, une galaxie spirale barrée prototypique, on voit que les deux zones très brillantes situées de part et d’autre de la structure infrarouge correspondent au démarrage de bras spiraux vus avec une très grande inclinaison⁹. A l’intérieur de ces bras, deux structures se connectent aux bords du noyau de façon assez symétrique par rapport à celui-ci. On reconnaît les bandes de poussière associées aux chocs créés par la barre : celles-ci sont toujours déplacées par rapport au maximum de brillance optique de la barre et plutôt tangentes au noyau. On retrouve assez bien cette configuration dans l’image infrarouge des régions centrales. De plus le diagramme position-vitesse, c’est à dire la distribution des vitesses radiales observées le long de la structure gazeuse associée à l’émission MIR, vient confirmer notre interprétation : sur la partie coïncidente avec la barre la rotation est solide (le diagramme position-vitesse est linéaire), comme ce doit être le cas pour une telle structure, alors que lorsque l’on atteint les structures que nous interprétons comme les bras spiraux, le diagramme s’aplatit, comme attendu dans le cas de la rotation différentielle.

Il doit être clair maintenant qu’un cas tel que Centaurus A est typique de ceux dans lesquels les deux limitations de la méthode extinction-émission s’appliquent. Que peut donc nous apporter ce type d’étude dans un objet comme celui-là ? Il permet en fait de mieux comprendre la totalité de la structure du milieu interstellaire capturé par la galaxie elliptique, composante principale de Centaurus A. La dynamique de l’accrétion amène le matériau capturé à occuper un disque en rotation autour du centre de la galaxie elliptique. Ce disque est le siège de nombreuses instabilités, toutes liées entre elles, et qui vont l’amener à se voiler ou se gauchir¹⁰, à développer une onde spirale et une barre. Un tel modèle de disque voilé a été proposé par Quillen et al. (1993) pour expliquer les structures détectées en extinction. Dans ce modèle, les maxima d’extinction se produisent lorsque la ligne de visée devient tangente à la surface du disque, ce qui, du fait de son gauchissement, se produit en plusieurs rayons différents. La comparaison des prédictions du modèle et de la carte (V-[15]) d’extinction-

⁹ Attention cependant à ne pas exagérer cette analogie car le sens de rotation est inversé entre NGC 1530 et Centaurus A.

¹⁰ traduction du verbe anglais “to warp”.

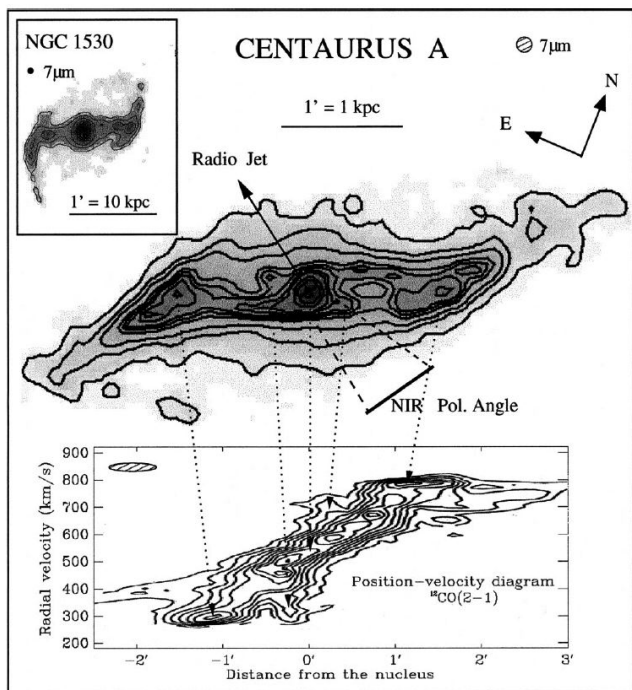


FIG. 5.10— Carte de l'émission à $6.75 \mu\text{m}$ de Centaurus A qui permet de mieux apprécier la structure en mini-spirale barrée de l'émission MIR. En insert dans la figure on a reporté la carte de NGC 1530, une spirale barrée prototype. A l'aide de cette carte on peut identifier les différentes composantes de l'émission MIR de Centaurus A : aux deux extrémités de la structure, nous observons le démarrage des bras spiraux qui s'ancrent sur la barre. L'émission de la barre elle-même est visible de part et d'autre du noyau. Comme toujours pour l'émission infrarouge des barres, celle-ci suit les bandes de poussière, traces du choc causé par la barre, qui ne se situent pas au maximum de la densité stellaire de la barre, mais décalées d'une façon symétrique par rapport au noyau. Cette figure montre aussi le diagramme position-vitesse du gaz moléculaire, caractéristique d'une rotation solide dans la zone $\pm 70''$, et plat au-delà, comme attendu pour le système barre+bras spiraux. [Figure tirée de Mirabel et al. (1999)]

émission permet de confirmer le modèle, dans sa version améliorée par Mirabel et al. (1999) et de localiser spatialement les différentes composantes qui "s'empilent" sur la ligne de visée.

Par souci de clarté, je remarque que la bande de poussière qui barre la figure 5.9(a) se divise en deux bandes que j'appellerai la bande Nord et la bande Sud. On remarque alors que la bande Nord n'a pas de contrepartie infrarouge. C'est donc qu'elle doit correspondre à une zone tangentielle du disque de matière se situant loin du centre de la galaxie. En explorant les paramètres du modèle de Quillen et al. (1993) on trouve qu'il existe deux zones radiales différentes pour lesquelles la ligne de visée devient tangente au disque, dont l'une est située 3 fois plus loin que l'autre. En calculant quelle est la position sur le ciel de ces zones de tangence on s'aperçoit que la plus lointaine correspond à la bande de poussière Nord alors que la plus proche correspond à la bande de poussière Sud. Le fait que la zone tangente la plus proche du centre donne naissance à la bande Sud est parfaitement cohérent avec le fait que celle-ci coïncide aussi avec la zone d'émission détectée à $15 \mu\text{m}$ dans la partie sud de la galaxie : plus on se rapproche du centre de la galaxie, plus les conditions de chauffage permettent d'obtenir de l'émission dans la bande ISOCAM. En fait, à bien observer la figure 5.9 on voit que le bord sud de la bande de poussière Sud suit parfaitement l'émission à $15 \mu\text{m}$. Cela signifie que le disque infrarouge est essentiellement confiné dans la zone radiale définie par le point de tangence interne.

Si l'on se concentre sur les aspects de la carte infrarouge qui correspondent aux bandes de poussière traçant la barre, on peut voir d'intéressantes combinaisons d'extinction et d'émission. Du côté sud-est du noyau, la bande d'émission coïncide très bien avec l'extinction alors que c'est beaucoup moins le cas du côté nord-ouest, et on voit même apparaître sur la figure 5.9(b) une seconde bande au sud de la bande de poussière associée à la barre. Cela signifie simplement que la barre est en arrière-plan par rapport au noyau de Centaurus A dans la partie nord-ouest alors qu'elle est en avant-plan dans la partie sud-est. Située en arrière-plan elle ne peut produire que très peu d'extinction, car l'essentiel des sources lumineuses est devant. L'extinction provient alors essentiellement du matériau du disque situé en avant-plan, d'où l'amplification de l'émission infrarouge associée à ce disque dans la figure 5.9(b). En comparant avec les prédictions faites par Quillen et al. (1993) quant à la structure des bandes d'extinction, on observe que ce modèle, qui suppose simplement l'existence d'un disque fin voilé, sans structure interne, conduit à des bandes trop symétriques entre sud-est et nord-ouest. L'introduction d'une barre vient briser cette symétrie du modèle et le rend plus conforme à la réalité. En combinant la géométrie de disque voilé proposé par Quillen et al. (1993) avec l'existence d'une barre et d'une mini-spirale dans ce disque, on peut expliquer l'ensemble des structures observées en émission MIR et en extinction optique. L'utilisation de l'approche combinée extinction-émission, même dans ce cas très complexe, permet donc parfois d'élucider la structure tri-dimensionnelle de la distribution de poussière.

5.2.3 Extinction-émission : un révélateur des structures

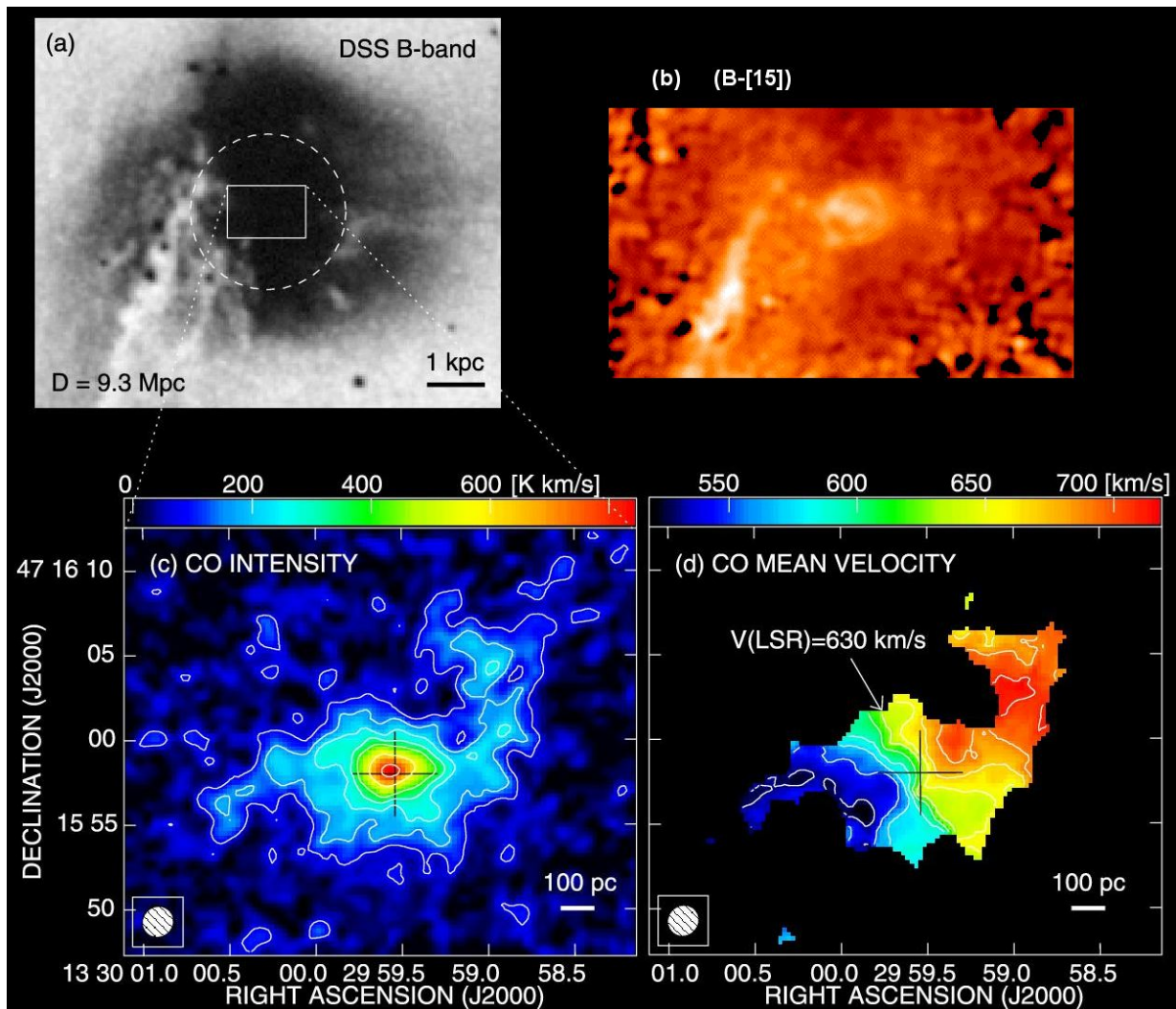


FIG. 5.11— Cartes de l’anneau de matière interstellaire au centre de NGC 5195. En (a) une image optique de la région pour bien situer les composantes. En (b) la carte (B-[15]) de cette même région, sensiblement à la même échelle. On y distingue nettement une source centrale entourée d’une structure dont la forme rappelle nettement celle d’un anneau incliné sur le plan du ciel. En (c) la carte interférométrique en CO (J=1-0) à haute résolution de Kohno et al. (2002), avec en (d) le champ de vitesse associé qui montre clairement la rotation du système. Les tailles indiquées par Kohno et al. (2002) correspondent à une distance de 9.3 Mpc alors que j’utilise 9.7 Mpc. [Figure adaptée de Kohno et al. (2002).]

Pour continuer sur cette lancée des cartes extinction-émission utilisées comme révélatrices de structure complexe, j’aimerais revenir sur un aspect de la figure 5.7 que je n’ai pas encore discuté : si l’on regarde la région de NGC 5195, on y découvre une structure très intéressante : la source centrale est entourée de ce qui ressemble à un anneau. Lors de la réalisation de la carte (B-[15]) nous avons pris grand soin de nous assurer que cette structure ne provenait pas simplement de la méthode utilisée pour construire la carte, et l’anneau a résisté à toutes nos tentatives pour le réduire à un artefact.

Sur la figure 5.11(b) j’ai reporté la carte (B-[15]) de la région autour de NGC 5195. Il est notable que le niveau de brillance de l’anneau est à peu près équivalent à celui des régions du bras de M 51 qui se projettent sur NGC 5195. Il est donc vraisemblable qu’il s’agisse à la fois d’une structure en émission et en extinction. Nous ne pouvons la distinguer dans les images directes tant en bande B qu’à $15 \mu\text{m}$, car elle est noyée dans la très forte émission associée aux étoiles de NGC 5195 dans le visible, ou à l’émission en provenance du cœur de la galaxie en infrarouge.

Dans la mesure où notre découverte, publiée dans Block et al. (1997) reposait sur une méthode relativement

nouvelle, j'ai été ravi de voir cette structure confirmée par des observations ultérieures. En effet Kohno et al. (2002) ont observé NGC 5195 avec l'interféromètre de Nobeyama et ils y ont détecté une émission CO (J=1-0) à peu près coïncidente avec l'anneau révélé par la carte (B-[15])¹¹. Cette observation est reportée sur la figure 5.11(c). Comme on peut le voir si l'on prête attention aux tailles relatives, la structure CO est légèrement plus petite que l'anneau observé en (B-[15]). Cela est très vraisemblablement dû au fait qu'il s'agit d'une observation interférométrique, technique qui a toujours tendance à faire disparaître les grandes échelles des cartes. Dans leur article, Kohno et al. (2002) montrent aussi une carte reconstruite avec une résolution spatiale inférieure. L'émission CO dans cette carte couvre environ 20" à comparer avec le rayon de 12" que nous citons dans Block et al. (1997). Les deux structures sont donc parfaitement compatibles l'une avec l'autre.

La figure 5.11(d) montre la distribution spatiale de la vitesse radiale moyenne du CO. La figure de rotation autour d'un axe orienté NE-SO est évidente. L'interprétation s'impose d'elle-même : il s'agit d'un disque de matière interstellaire en rotation autour du cœur de NGC 5195.

Revenons un temps sur l'interprétation que nous avons faite du spectre de NGC 5195 dans la section 4.2.3 : nous avons dit que le spectre observé par ISOCAM dans les 15" × 15" centraux correspondait à la somme d'une contribution d'un noyau actif, le noyau LINER révélé par le spectre optique de la galaxie, et d'une contribution d'un milieu interstellaire plus classique, sans signe de formation stellaire. Avec notre carte (B-[15]) et les résultats de Kohno et al. (2002) nous pouvons maintenant fournir une interprétation complète de ce qui se passe dans le cœur de NGC 5195. La figure 5.11(b) montre que l'anneau entoure une source centrale. Il s'agit vraisemblablement de la poussière associée directement avec le noyau actif. Autour d'elle la structure en anneau, associée au gaz moléculaire, correspond à un disque de milieu interstellaire en rotation autour du noyau et qui produit les bandes PAH observées dans le spectre.

A ce point se pose un problème : nous avons une structure associant poussière et gaz moléculaire orbitant sous la forme d'un disque dans le cœur de la galaxie. On serait en droit d'attendre une certaine activité de formation stellaire dans cette zone. Or le spectre infrarouge nous indique qu'il n'y a que très peu de formation stellaire. Comment comprendre cela ? La réponse vient des vitesses observées par Kohno et al. (2002) : celles-ci sont telles que le gaz arrive à combattre la force de gravité qui le pousserait à s'effondrer sur lui-même. C'est la rotation rapide de ce disque dans le cœur de NGC 5195 qui limite l'activité de formation stellaire.

Ainsi, en combinant les informations spectrales et spatiales, en utilisant une méthode originale d'étude de la poussière et des données complémentaires, nous venons de dégager une image cohérente de l'état du milieu interstellaire dans NGC 5195.

5.2.4 Résumé

Nous voilà arrivés au terme de cette exploration du potentiel de cette "vision unifiée" de la poussière interstellaire. Mise au point à l'origine pour une application exclusive au disque des galaxies spirales vues de face, elle se révèle toute aussi fertile pour des objets forts différents tels que des disques vus par la tranche ou enfouis au sein d'une galaxie lenticulaire. Les résultats que cette exploration nous a permis d'obtenir sont les suivants :

- Le fait que l'extinction dans le visible soit le fait de grains plutôt gros alors que l'émission à 15 μm est le fait de grains plutôt petits permet d'envisager une approche unifiée, à l'aide de carte de "couleur" (B-[15]) ou (V-[15]). Dans ces cartes, les structures apparaissant tant en extinction qu'en émission sont amplifiées.
- Cette méthode a des limites :
 - Lorsque la distribution de la poussière le long de la ligne de visée devient complexe, soit pour du fait de la morphologie de l'objet ou de sa dynamique, (B-[15]) cesse d'être déchiffrable.
 - L'extinction est indépendante de la température, donc des grains froids peuvent produire une forte extinction sans avoir d'émission à 15 μm associée.
 - L'extinction nécessite que la poussière soit placée entre les sources de lumière visible et l'observateur, alors que l'émission demande seulement certaines conditions thermodynamiques locales. Il se peut

¹¹Pour être tout à fait complet, des observations similaires, faites avec OVRO, ont été présentées en conférence par S. Aalto et G. Rydbeck en 2001. Elles n'ont pas été publiées ailleurs et le format conférence ne permet pas la profondeur d'analyse d'un véritable article. Pour cette raison je ne me réfère qu'au travail de Kohno et al. (2002). Les deux équipes donnent une interprétation similaire aux données.

donc que l'on observe une très forte émission sans extinction associée si la poussière se trouve en arrière-plan des sources lumineuses.

- Malgré ces limites la carte (B-[15]) du disque de M 51 est extrêmement claire, indiquant une très forte coïncidence de l'émission et de l'extinction, à notre résolution spatiale. Elle montre nettement les structures que l'onde spirale génère dans le milieu interstellaire. On note clairement la zone de corotation qui apparaît comme une région de transition dans la morphologie des nuages de poussière. On voit aussi que la vitesse de passage du choc lié à l'onde spirale est nettement plus forte dans les régions internes que dans les régions externes, permettant à la formation stellaire stimulée de se produire autour des bras spiraux externes. Enfin la carte signale l'existence de bandes de poussière dans les régions inter-bras, elles aussi de forme spirale, probables restes du passage de l'onde.
- L'application de cette même technique à M 83 donne des résultats moins probants. En fait l'inspection de la carte (B-[15]) montre qu'il existe des zones dans lesquelles extinction et émission sont corrélées spatialement, alors que dans d'autres zones, le bras Est notamment, un très net décalage existe entre l'émission infrarouge et les bandes d'absorption optiques. L'origine de ce décalage n'est pas claire, d'autant qu'il n'est pas systématique, et pourrait être à rechercher dans le fait que la force du choc généré par l'onde spirale est plus faible dans M 83 que dans M 51.
- En passant à un objet que la prudence nous aurait recommandé d'éviter, la galaxie Centaurus A dans laquelle le disque de poussière est observé par la tranche et très fortement gauchi, nous avons découvert que notre technique permet d'y voir plus clair dans la distribution tridimensionnelle de la poussière. En effet la carte (V-[15]) nous révèle que des deux bandes de poussière qui barrent l'image optique, la bande Nord est située trois fois plus loin du centre que la bande Sud et de ce fait n'a pas de contrepartie en émission, alors que la bande Sud plus interne est nettement coïncidente avec l'émission IR. Cette même carte nous montre que le modèle de disque gauchi avancé par Quillen et al. (1993) n'est pas complet et que l'existence d'une barre venant briser la symétrie du modèle, comme proposée par Mirabel et al. (1999), permet de rendre compte de toutes les propriétés d'émission et d'extinction observées dans Centaurus A.
- Enfin, en revenant à NGC 5195 nous avons vu que la carte (B-[15]) indique la présence d'un anneau de poussière autour du cœur de la galaxie. L'existence de cet anneau est confirmée par des observations CO ultérieures. Mises ensemble ces données construisent une image cohérente de la galaxie : un noyau LINER produisant une grande part de l'émission IR, entouré d'une structure en disque produisant les bandes PAH. La formation stellaire est inhibée dans le disque car, comme le montrent les données CO, sa vitesse de rotation le stabilise contre l'effondrement.

Ce détour vers les structures spatiales de l'émission MIR accompli, retournons maintenant vers ce qui reste la question centrale de ce chapitre : la quantification de l'influence des différentes populations stellaires sur le chauffage de la poussière.

5.3 Emission IR globale et formation stellaire

Les résultats présentés dans cette section ont été obtenus en collaboration avec Hélène Roussel et Denis Reynaud.

Comme je l'ai annoncé à la fin de la section 5.1, les galaxies M 51 et M 83 nous montrent l'influence importante que la formation stellaire peut avoir sur les propriétés infrarouges observées par ISOCAM. Cependant la quantification de ce rôle reste à faire. Le lecteur sourcilieux est en droit de se demander pourquoi nous tenons tant à élucider ce rôle. Après tout, nous avons déjà croisé au moins deux traceurs de la formation stellaire qui semblent donner satisfaction : la raie $H\alpha$ et le continuum radio thermique. L'émission infrarouge peut légitimement être considérée comme sujet d'étude en soi, sans avoir besoin de la ramener à un simple traceur d'un autre phénomène.

Il y a plusieurs raisons pourtant qui nous poussent à tenter d'atteindre ce but. Tout d'abord il faut bien réaliser que les deux traceurs évoqués plus haut présentent un certain nombre de limites observationnelles gênantes. Pour les galaxies à haut redshift ou à redshift inconnu, la mesure de la raie $H\alpha$ peut devenir complexe faute du filtre adéquat. De plus $H\alpha$ se trouve à 656 nm et est donc sujette à l'extinction interstellaire. Le continuum radio thermique est aussi complexe à mesurer car l'émission radio des galaxies est en fait principalement

due aux particules chargées qui circulent dans le champ magnétique galactique, produisant un rayonnement non-thermique, indépendant de l'état actuel de formation stellaire. A cela il faut ajouter que les noyaux actifs de galaxies et leur environnement sont de copieux émetteurs radios, ce qui pose un problème supplémentaire pour l'interprétation de l'émission de galaxies non résolues. Il importe donc de trouver un, ou plutôt des traceurs de formation stellaire versatiles, simples à mesurer, dont le lien avec la formation stellaire soit bien compris, et si possible peu sensibles à l'extinction. L'infrarouge est notre Eldorado, car il offre toutes ces promesses : il s'agit d'un continuum couvrant de 5 à 500 μm , pour simplifier, et donc mesurable sur de grandes plages de redshift. En principe la physique de l'émission est connue et la phase poussière agit comme un calorimètre pour le rayonnement produit par les étoiles jeunes. Mais comme l'Eldorado qui se refuse aux conquistadors, ce domaine reste encore difficile à maîtriser.

Une autre raison que l'on peut avoir de quantifier le lien qui unit émission infrarouge et formation stellaire est que la formation stellaire est le moteur de l'évolution des galaxies. L'infrarouge, parce qu'il représente souvent une large fraction de l'émission des galaxies, est souvent le seul domaine dont nous disposons pour observer les premières phases d'évolution des galaxies. Il importe donc de bien comprendre ce que nous dit l'infrarouge sur ces phases et pour cela, il faut nous tourner vers l'Univers Local pour établir les bases suivant lesquelles l'émission collectée par ISOCAM doit être interprétée.

5.3.1 Diagramme couleur-couleur des galaxies

Lorsque l'on veut tenter de comprendre ce qui détermine les flux intégrés des galaxies, rien ne vaut les bonnes vieilles méthodes : les diagrammes couleur-couleur. Cette méthode, employée par Helou (1986) sur un échantillon de galaxies IRAS, a effectivement amené à la construction des modèles de poussière que nous utilisons aujourd'hui et à l'interprétation canonique de l'émission infrarouge des galaxies. Dans ce cadre, rappelons-le, l'émission à grande longueur d'onde (100 et une partie de 60 μm) provient de gros grains en équilibre thermodynamique avec le champ de radiation interstellaire. L'émission à 12 μm provient essentiellement des PAHs, en régime stochastique. L'émission à 25 μm et une partie de l'émission à 60 μm proviennent des VSG dont le régime thermodynamique est intermédiaire. Lorsque le champ de radiation augmente, l'émission des grains à l'équilibre se déplace vers le bleu et, étant donné que l'on se situe dans le régime de Wien de l'émission de corps noir, le flux augmente beaucoup plus rapidement que le champ de radiation. Quant aux grains en régime stochastique, ils ne s'aperçoivent pas en fait de l'augmentation du champ de radiation : le temps qui sépare deux absorptions de photons est simplement plus court, mais toujours plus grand que le temps de refroidissement des grains. Leur émission suit donc plutôt la variation du champ de radiation, sans modification spectrale. C'est ce qui explique la disposition des galaxies dans le diagramme IRAS couleur-couleur qui trace le rapport [60]/[100] en fonction du rapport [12]/[25] : les galaxies dessinent une séquence qui va de la zone où [60]/[100] est fort et [12]/[25] faible à la zone où [60]/[100] est faible et [12]/[25] fort. Ce comportement est général et se retrouve dans les régions galactiques considérées individuellement où il trace l'évolution géométrique du champ de radiation.

L'interprétation du diagramme couleur-couleur IRAS des galaxies est qu'il nous indique une séquence d'activité de formation stellaire croissante. C'est à cela que l'on doit le "rêve" d'utiliser l'émission infrarouge comme traceur universel de la formation stellaire. Comme on l'a vu dans les années qui ont suivi la découverte de ce comportement, les choses sont loin d'être aussi simples et j'y reviendrai dans la section 5.3.3.

Mais en attendant, la tentation a été grande d'employer la même approche pour les galaxies observées avec ISOCAM et la figure 5.12 montre le diagramme que nous avons construit en combinant les flux à 6.75 et 15 μm tirés des observations ISOCAM et les flux à 60 et 100 μm tirés des observations IRAS.

Sur cette figure sont rassemblées toutes les galaxies observées dans le temps garanti ISOCAM et entièrement couvertes par ISOCAM de façon à obtenir un flux qui corresponde à la mesure à basse résolution spatiale faite par IRAS. Les galaxies qui nous intéressent dans ce chapitre sont les galaxies spirales. Elles sont représentées par les cercles bleus. Les galaxies de l'amas de la Vierge, les losanges noirs, sont elles aussi des spirales. Comme on peut le constater, si ce diagramme avait été réduit aux galaxies spirales, il aurait été d'un intérêt limité car les couleurs LW2/LW3 des spirales varient assez peu. Ce résultat est parfaitement corroboré par Dale et al. (2000) : leur échantillon de galaxies est construit à partir du diagramme couleur-couleur IRAS en sélectionnant des galaxies de façon à échantillonner complètement la gamme de couleurs [60]/[100] et [12]/[25]. Malgré cela, la plupart de leurs sources ont des couleurs LW2/LW3 de l'ordre de 1, et seules les

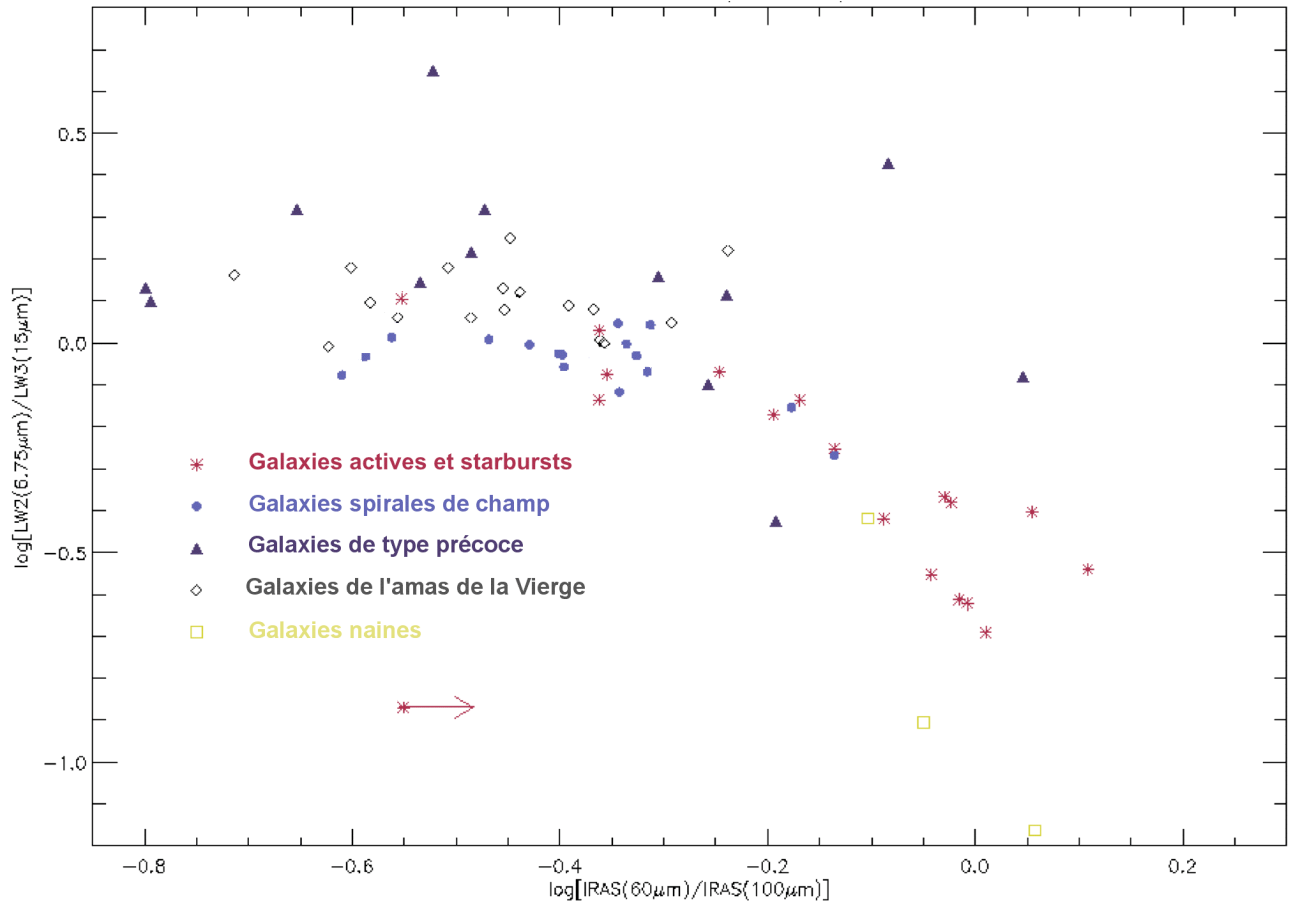


FIG. 5.12— Diagramme couleur-couleur des galaxies combinant les flux à 6.75 et 15 μm obtenus avec ISOCAM et les flux à 60 et 100 μm tirés d'IRAS. Ce diagramme rassemble la quasi-totalité des galaxies observées dans le temps garanti ISOCAM, aussi bien des galaxies de type précoce que des galaxies starburst, actives ou naines. Les galaxies de l'amas de la Vierge sont toutes des spirales. Seules les galaxies complètement cartographiées avec ISOCAM ont été utilisées afin d'assurer la compatibilité avec les observations IRAS à plus basse résolution. [Tant de personnes ont contribué à placer des points sur ce diagramme qu'il m'est impossible de les citer toutes.]

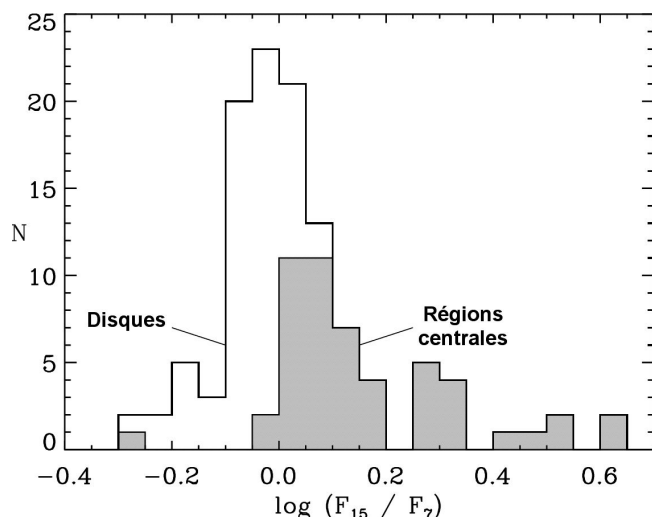


FIG. 5.13— Résultats de la décomposition en région centrale et disque de l'échantillon de galaxies spirales observées par ISOCAM sur la distribution des couleurs LW3/LW2. On constate qu'alors que les disques présentent une couleur très uniforme et centrée sur 0 en log, les régions centrales explorent une bien plus grande plage de valeurs, atteignant pratiquement les valeurs extrêmes de la figure 5.12 (attention les échelles sont inversées). [Figure adaptée de Roussel et al. (2001b).]

galaxies aux couleurs $[60]/[100]$ les plus élevées se distinguent par une décroissance du rapport LW2/LW3. Dans la figure 5.12 nous avons aussi placé des galaxies starbursts et actives (les étoiles rouges). Celles-ci nous permettent de constater qu'effectivement, lorsque le champ de radiation moyen devient très intense, comme indiqué par les valeurs élevées de la couleur $[60]/[100]$, la couleur LW2/LW3 décroît. On notera aussi l'apparition dans ce diagramme de galaxies naines. Il s'agit en fait d'un type particulier de galaxies naines, les galaxies naines bleues compactes dont il sera longuement question dans le chapitre suivant. A ce stade, il suffit de remarquer que ces galaxies se réduisent pratiquement à une ou plusieurs régions H II géantes. Il n'est donc pas étonnant de les retrouver dans cette partie du diagramme.

Revenons donc aux spirales et essayons de comprendre ce que veut dire cette presque insensibilité des couleurs à l'activité de formation stellaire. D'une certaine façon cela se comprend si la quasi-totalité du rayonnement recueilli dans les bandes LW2 et LW3 provient de grains en régime stochastique : comme mentionné plus haut, dans ce cas les variations du champ de radiation n'ont pas d'effet spectral. De plus, toujours dans le régime stochastique, la sensibilité au spectre du chauffage est elle aussi très faible. Si tel est effectivement le cas, la couleur LW2/LW3 ne contient plus aucune information sur l'activité de formation stellaire, ni d'ailleurs en fait sur l'origine du chauffage des grains. Notre quête pour relier l'émission collectée par ISOCAM à l'activité de formation stellaire semble mal partie.

Pendant nous savons que la morphologie de l'émission MIR est liée à la distribution de l'activité de formation stellaire (voir la figure 5.6), alors reprenons courage. La figure 5.4 montre la carte du rapport LW3/LW2 dans M 51 et M 83. Elle montre clairement que les régions centrales des disques galactiques se distinguent par leur fort rapport LW3/LW2 du reste du disque galactique. Intéressons-nous donc d'abord à ce fait.

Hélène Roussel a compilé un catalogue d'environ 70 galaxies cartographiées avec ISOCAM dans les bandes LW2 et LW3 Roussel et al. (voir 2001a,b). Pour chacune de ces galaxies, la partie centrale a été séparée du disque à l'aide d'un ajustement du profil radial de l'émission MIR. Il est important à ce stade de rappeler que la partie centrale ainsi extraite n'a en général aucun rapport avec le bulbe galactique. Cette séparation nous permet d'examiner indépendamment les couleurs du disque et des régions centrales des galaxies.

Sur la figure 5.13 on a reporté l'histogramme des couleurs LW3/LW2 (attention l'axe est inversé par rapport à la figure 5.12) mesurées sur les disques d'une part et les régions centrales d'autre part. Sur les disques, on observe en fait une amplification de ce que nous montrait la figure 5.12 : les couleurs LW3/LW2 sont pratiquement constantes avec une valeur moyenne de 1. Cette valeur de la couleur LW3/LW2 est caractéristique de la poussière située soit dans le milieu interstellaire diffus soit dans les régions de photodissociation. En moyenne donc, l'émission MIR des disques de galaxies est spectralement insensible à l'activité de formation stellaire.

Cela ne semble pas être le cas des régions centrales. En effet celles-ci explorent une bien plus vaste gamme de couleurs que les disques. En comparant l'histogramme des couleurs des régions centrales à la figure 5.12 on s'aperçoit que celles-ci atteignent des valeurs aussi extrêmes que celles mesurées sur les galaxies starbursts et actives (tout en restant tout de même inférieures à celles mesurées sur certaines régions de formation stellaire

de notre galaxie ou des Nuages de Magellan).

En fait la quasi-totalité de la variation des couleurs LW3/LW2 observée dans les flux intégrés des galaxies est due à ce qui se produit dans la région centrale, et les quelques galaxies spirales dont la couleur LW3/LW2 globale dévie de la valeur moyenne sont en fait des galaxies dans lesquelles la région centrale représente la partie dominante de l'émission MIR (et peut atteindre 80-90 % du flux total). En étudiant les galaxies pour lesquelles les couleurs globales dévient de la valeur moyenne de 1, nous avons montré dans Roussel et al. (2001b) qu'il s'agit systématiquement de galaxies barrées, de type plus précoce que Sb et dont la région centrale produit plus de 70 % du flux total. Les galaxies spirales de types plus tardif que Sb présentent en général un indice de concentration¹² inférieur à 50 %, ce qui peut se comprendre dans la mesure où ces galaxies sont encore assez riches en milieu interstellaire. La présence ou non d'une barre dans ces galaxies n'a aucun effet sur les couleurs globales et même centrales de ces galaxies, ce qui peut sembler surprenant si l'on se souvient que les barres sont censées canaliser le milieu interstellaire vers le centre des galaxies pour y alimenter des sursauts de formation stellaire. Cela nous indique sans doute que la barre n'est pas un système très efficace pour concentrer le milieu interstellaire et que son influence ne se fait vraiment sentir que lorsque celui-ci est peu abondant. Signalons aussi que si l'on accorde du crédit aux théories d'évolution séculaire des galaxies, où le type morphologique devient de plus en plus précoce à force de cycles de formation et destruction de la barre, nos observations indiquent que c'est seulement après plusieurs de ces cycles que la barre commence véritablement à avoir un impact sur la présence d'une activité nucléaire intense.

Les choses changent pour les types plus précoces que Sb, mais il est important de noter que les trois conditions mentionnées plus haut sont nécessaires mais non suffisantes pour produire une variation des couleurs LW3/LW2. En effet, on trouve des galaxies précoces, fortement barrées, avec un indice de concentration élevé, mais dont les couleurs MIR sont "normales". L'analyse qui envisage le phénomène de barre comme étant générateur de sursaut de formation stellaire est donc un peu "simpliste".

En creusant la question, comme nous l'avons fait dans Roussel et al. (2001b), on découvre que les galaxies dont la région centrale présente une couleur LW3/LW2 nettement supérieure à 1 sont des galaxies dans lesquelles un sursaut de formation stellaire récent peut être détecté dans la distribution des populations stellaires. Ainsi la raison pour laquelle les trois conditions mentionnées plus haut sont simplement nécessaires est sans doute à chercher du côté des échelles de temps mises en jeu : si le temps caractéristique que met une barre forte à se développer et canaliser une quantité appréciable de matière interstellaire dans la région centrale d'une galaxie est supérieur au temps caractéristique nécessaire à la formation stellaire pour consommer ce matériau, alors on observera certainement des galaxies fortement barrées, dont l'émission MIR est fortement concentrée puisque le milieu interstellaire a subi l'effet de la barre, mais où la formation stellaire a cessé. Dans Roussel et al. (2001b) nous montrons un certain nombre d'indices qui vont tout à fait dans le sens de ce scénario.

Ainsi nous comprenons un peu mieux ce qui se passe dans le cœur des galaxies, et nous avons vu le rôle que la formation stellaire joue dans la détermination des couleurs MIR des régions centrales. Nous n'avons cependant toujours pas expliqué ce qui se passe dans les disques.

5.3.2 Corrélation entre l'émission MIR des disques et l'émission $H\alpha$

Puisque l'émission MIR des disques ne présente pas de "mémoire" spectrale de l'origine du chauffage des grains, il va nous falloir envisager que l'information sur la source de chauffage soit contenue dans la luminosité infrarouge. Il est toujours très délicat de travailler avec des luminosités car les effets d'échelle peuvent être très importants et dominer les corrélations : comme les grandes galaxies sont en général plus lumineuses que les petites à toutes les longueurs d'onde, simplement parce qu'elles contiennent plus d'étoiles, plus de milieu interstellaire, etc..., les diagrammes qui tracent une luminosité en fonction d'une autre montrent souvent une corrélation, même quand les deux quantités n'ont aucun lien physique entre elles, et comme en plus ces diagrammes sont présentés en échelle logarithmique, les corrélations peuvent parfois être impressionnantes quand bien même leur signification serait des plus faible¹³.

Pour cette raison on doit normaliser les luminosités par la mesure d'une propriété dans laquelle la taille de la

¹²Le rapport entre le flux dans la région centrale et le flux total.

¹³Pour être un peu plus précis, il s'avère que dans les galaxies spirales, la brillance de surface moyenne, ainsi que le rapport masse/luminosité sont relativement constant d'un objet à l'autre. De ce fait la luminosité est, au premier ordre, proportionnelle à la taille ou à la masse de la galaxie.

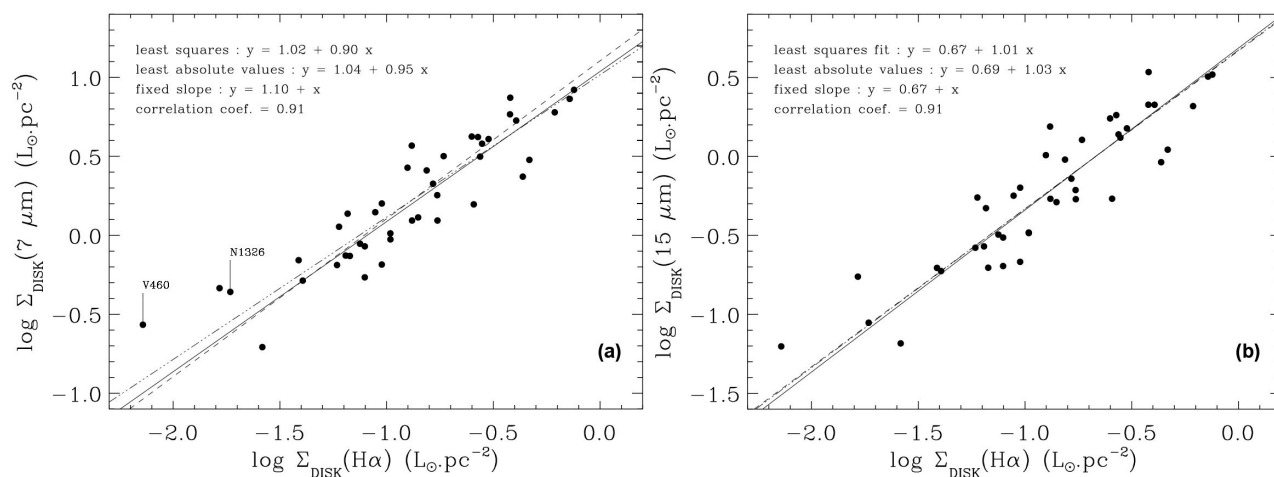


FIG. 5.14— Corrélation entre l'émission à $6.75 \mu\text{m}$ (a) et $15 \mu\text{m}$ (b) et l'émission H α dans les disques de galaxies spirales. Les quantités représentées sont les luminosités normalisées par la taille. Sur chacun des deux graphes ont été réalisé trois ajustements de la distribution de points. Dans les deux premiers la pente de la corrélation est dérivée par un ajustement aux moindres carrés ou aux moindres valeurs absolues, cette deuxième méthode étant plus robuste que la première vis-à-vis des points fortement déviants. Dans le troisième la pente est fixée à 1. Dans les trois cas l'ajustement ne privilégie aucun des deux axes. Sur la figure (a) les deux galaxies fléchées voient vraisemblablement leur flux LW2 "contaminé" par une composante stellaire. Lorsque l'on ignore ces galaxies, les pentes de la corrélation deviennent 1.00 et 1.07 au lieu de 0.90 et 0.95. [Figure tirée de Roussel et al. (2001c).]

galaxie entre aussi, afin de la faire disparaître des quantités comparées. Mais on le voit aussi, cette normalisation est loin d'être innocente. Car si la propriété utilisée pour normaliser est liée à l'une des deux autres quantités, on introduit un nouveau biais dans le diagramme.

Les propriétés les plus couramment utilisées font intervenir la taille ou la masse de la galaxie, considérées comme des paramètres relativement neutres pour l'ensemble des quantités utilisées. Pour les données ISOCAM sur les disques de galaxies spirales, nous avons pris l'habitude de normaliser par le carré du diamètre mesuré en B à l'endroit où la brillance est de $25 \text{ mag. arcsec}^{-2}$ (D_{25}^2 suivant la définition de de Vaucouleurs et al., 1991, dans le RC3, disponible de façon homogène pour de très nombreuses galaxies), une mesure de la taille de la galaxie dans le cas des spirales. D'autres groupes, comme celui d'Alessandro Boselli, préfèrent utiliser une mesure de la masse, dérivée de la magnitude en bande H. Ces deux normalisations donnent des résultats similaires. Attention : bien que les valeurs obtenues après normalisation soit formellement identiques à des brillances de surface, elles n'ont que peu de rapport avec ce type de quantité, et nous préférons parler de luminosités normalisées par la taille ("size-normalized"), ou simplement de luminosités normalisées.

Puisque l'objet de cette étude est de voir quelle fraction de l'émission MIR des disques galactiques est imputable à la formation stellaire, il nous faut un traceur fiable de cette dernière. Les objets étudiés sont des galaxies relativement proches et il s'avère qu'ils ont pratiquement tous été cartographiés en H α (comme je l'ai déjà mentionné, les données radio sont trop rares pour nous servir ici). Hélène Roussel a donc collecté dans la littérature les cartes H α des galaxies de notre catalogue. Comme nous ne nous intéressons qu'aux disques, il a fallu retirer des cartes H α la zone correspondant à la région centrale MIR. D'autres corrections ont dû être apportées aux données H α , pour tenir compte de la présence de la raie de [NII] dans le filtre ainsi que de l'extinction. Tous les détails sur ces corrections sont contenus dans Roussel et al. (2001c) et bien que certains termes soient incertains, comme l'extinction, il est important de garder à l'esprit que l'amplitude de ces corrections reste faible devant la taille de l'intervalle de luminosité exploré, ainsi que devant la dispersion constatée autour de la corrélation.

La figure 5.14 montre le résultat de la comparaison des luminosités normalisées MIR et H α . Comme on pouvait s'y attendre au vu de la remarquable constance du rapport LW3/LW2 d'un disque galactique à l'autre, les résultats sont équivalents que l'on regarde la corrélation à $6.75 \mu\text{m}$ ou à $15 \mu\text{m}$, et ils indiquent une très forte corrélation entre l'émission MIR et l'émission H α . Nous avons utilisé deux méthodes pour dériver la pente de cette corrélation et les deux nous indiquent que la corrélation est très vraisemblablement linéaire dans l'espace

réel (pente 1 dans l'espace log-log).

Avant de détailler les conséquences de ce fait, je souhaite m'attarder quelque peu sur cette valeur. On note dans la littérature un grand nombre de diagrammes log-log qui montrent l'existence de corrélations entre différentes propriétés normalisées. Très souvent ces corrélations sont linéaires dans l'espace log-log, mais la pente peut être différente de 1. Or cela implique que dans l'espace réel, les deux quantités sont liées par une loi de puissance dont l'exposant est rarement un nombre entier. S'il est relativement aisé d'inventer des modèles qui lient les quantités observées linéairement, il est souvent beaucoup plus complexe d'expliquer la présence d'une loi de puissance. Je rappellerai simplement que la corrélation entre l'émission FIR et radio des galaxies est l'une des plus solides qui soit, que sa pente en log est de l'ordre de 1.1, et que les modèles invoqués pour l'expliquer sont encore loin d'être satisfaisants, presque 20 ans après sa découverte (voir à ce propos Helou et al., 1985; Condon et al., 1991; Lisenfeld et al., 1996). De manière générale, l'existence d'une non-linéarité dans une corrélation entre deux paramètres est souvent le signe de l'existence d'une troisième variable encore à découvrir, et ce fait ne mérite pas d'être discrètement glissé sous le tapis comme c'est souvent le cas.

Dans notre cas, la corrélation est linéaire sur presque deux ordres de grandeur. Comme l'émission $H\alpha$ est le produit quasiment exclusif des régions H II (il s'agit d'une émission en provenance de régions ionisées) alors que l'émission MIR est le fait des PDR, l'existence de cette corrélation nous révèle plusieurs faits intéressants sur la physique des galaxies. Tout d'abord il faut que d'une galaxie à l'autre le facteur de remplissage en volume de ces deux types de régions soit pratiquement constant¹⁴. De plus la corrélation nous indique que le rapport entre l'énergie stellaire utilisée pour ioniser le gaz et celle utilisée pour chauffer la poussière émettant dans le MIR est lui aussi pratiquement constant.

Malgré le côté impressionnant de la corrélation, il nous faut tout de même nous interroger sur la cohérence de notre interprétation : le fait que nous observions dans les disques galactiques un rapport $LW3/LW2$ de l'ordre de 1 est le signe que la majeure partie de l'émission tant à $6.75 \mu\text{m}$ qu'à $15 \mu\text{m}$ provient de PAH situés soit dans le milieu diffus soit dans les régions de photodissociation aux environs des régions H II. Pour que l'émission à $15 \mu\text{m}$ des régions H II elles-mêmes (dont nous avons vu au chapitre précédent qu'elle peut être très importante) ne soit pas détectée, il faut que le facteur de remplissage en volume des régions H II soit nettement plus faible que celui des régions de photodissociation. Mais le rayonnement $H\alpha$ provient lui directement des régions H II et la figure 5.14 nous montre donc l'existence d'une corrélation très nette entre deux émissions qui n'ont pas la même origine spatiale. Elle implique donc qu'une part de l'émission produite par les étoiles massives s'échappe des régions H II, pour aller chauffer la poussière sur de plus larges volumes. Dans la mesure où ce chauffage est principalement réalisé par du rayonnement UV, cela implique une certaine porosité du milieu interstellaire. Cette idée que les régions H II "fuient" est une idée communément avancée pour expliquer l'excitation du milieu interstellaire diffus (voir par exemple Beckman et al., 2000).

Cette "fuite" du rayonnement UV au delà des régions H II est la raison pour laquelle il est difficile de retrouver la corrélation de la figure 5.14 localement, c'est à dire à l'intérieur des disques galactiques. Lorsque l'on trace point-à-point la corrélation entre l'émission MIR et $H\alpha$ d'un disque de galaxie spirale, on obtient en général une corrélation très bruitée et dont la pente est différente de 1 (voir par exemple Vogler et al., 2005). C'est seulement lorsque la résolution spatiale est dégradée jusqu'à atteindre des valeurs de l'ordre du kpc que la corrélation apparaît à nouveau. Cela nous indique que l'échelle sur laquelle le rayonnement produit par les régions de formation stellaire diffuse dans les galaxies est de l'ordre du kpc.

A partir de la figure 5.14 il est possible de dériver les équations à utiliser pour transformer une luminosité MIR en un taux de formation stellaire, et les valeurs sont disponibles dans Roussel et al. (2001c). Il faut cependant se souvenir que les conditions dans lesquelles cette corrélation a été mise en évidence impliquent des limitations dans l'utilisation de ces équations :

- Elles s'appliquent à des luminosités globales et ne sont sans doute pas valables sur de petites échelles spatiales simplement parce qu'il faut intégrer l'émission de la poussière dans toute la zone d'influence des régions de formation stellaire. Cette zone a une taille de l'ordre du kpc dans les galaxies spirales.
- Elles ne s'appliquent qu'aux objets dont l'émission infrarouge tant à $6.75 \mu\text{m}$ qu'à $15 \mu\text{m}$ est dominée par les régions de photodissociation. Un test simple pour déterminer cela est la couleur $LW3/LW2$, qui doit être de l'ordre de 1. Il est clair que lorsque les VSG commencent à émettre dans la bande à $15 \mu\text{m}$, les

¹⁴ à la dispersion de la corrélation près. A titre d'indication, une dispersion de l'ordre de 0.2 en log correspond à une variation d'un facteur ~ 1.5 du rapport.

choses vont changer.

Avec Hélène Roussel, Natascha Förster-Schreiber, et Vassilis Charmandaris, nous avons exploré l'extension de cette analyse à d'autres environnements (Förster-Schreiber et al., 2004). En particulier nous ajoutons aux disques des galaxies spirales les régions centrales et les galaxies starbursts. Bien entendu $H\alpha$ cesse d'être un traceur adéquat dans ces environnements de fait de l'augmentation de l'extinction. Mais en utilisant d'autres raies de recombinaison de l'hydrogène, on peut montrer que la corrélation de la figure 5.14 se retrouve sur plus de 6 ordres de grandeur. Evidemment on voit apparaître sur ces corrélations plusieurs régimes d'émission infrarouge, qui traduisent l'apparition de l'émission des VSGs dans la bande à $15 \mu\text{m}$, où la destruction des PAHs observée dans la bande à $6.75 \mu\text{m}$.

Cette étude nous montre que, à part pour les galaxies possédant un noyau actif puissant, c'est bien la formation stellaire qui est à la source de l'énergie collectée par ISOCAM. Ainsi nous avons complètement résolu le problème posé au début de ce chapitre.

On pourra peut-être s'étonner de voir qu'une plage aussi faible du spectre électromagnétique de la poussière puissent être un traceur aussi fiable de l'énergie injectée par la formation stellaire dans la phase poussière. Cela nous est cependant confirmé par les modèles de Dale et al. (2001a) qui, se fondant sur un vaste ensemble de données ISO pour étudier la variation de la distribution spectrale infrarouge des galaxies normales, montrent que la contribution de la région $5\text{-}20 \mu\text{m}$ à la luminosité infrarouge totale ne varie que d'un facteur 2 lorsque l'intensité du champ de radiation varie de plus d'un facteur 100.

5.3.3 Retour vers le futur

Si nous avons complètement résolu la question de l'origine de l'émission mesurée par ISOCAM dans les galaxies spirales, je suis bien forcé de constater que cette résolution me pose un problème : En effet nous concluons que la quasi-totalité de l'émission à 6.75 et $15 \mu\text{m}$ des galaxies spirales (régions centrales y-compris) est due à la formation stellaire, via le chauffage produit par les étoiles massives. Or dans un des articles de ma thèse (Sauvage & Thuan, 1992), j'affirmai que l'émission FIR (à 60 et $100 \mu\text{m}$) des galaxies spirales ne pouvait pas être utilisée pour calculer des taux de formation stellaire car elle comprenait une composante variable, que j'avais appelé "cirrus", indépendante de l'activité de formation stellaire récente.

J'étais à l'époque arrivé à cette conclusion en observant que la corrélation entre la luminosité FIR et $H\alpha$ n'est pas linéaire. Cette non-linéarité laisse supposer l'existence d'au moins deux contributions distinctes à la luminosité infrarouge dont une seulement liée à la formation stellaire. En explorant les différentes possibilités, je me suis rendu compte que le rapport $L_{\text{FIR}}/L_{H\alpha}$ est une fonction décroissante du type morphologique, élevé pour les types précoces et bas pour les types tardifs. En supposant l'existence d'une phase cirrus dans les galaxies précoces, supposition assez plausible étant donné le relativement faible taux de formation stellaire de ces galaxies, la non-linéarité de la corrélation pouvait être expliquée.

Ces deux comportements différents de l'émission FIR et MIR vis-à-vis de la formation stellaire ne sont donc compatibles que si effectivement cette composante cirrus existe et qu'elle n'a pas de contrepartie détectée avec ISOCAM. Cela est possible dans la mesure où cette composante à priori froide devrait être à relativement faible brillance de surface et donc plus difficile à détecter avec ISOCAM qu'avec IRAS.

Tout pourrait être pour le mieux si tel était bien le cas. Mais la figure 5.15(a) vient semer le trouble. On y voit que la luminosité *totale* normalisée FIR (la somme des luminosités IRAS à 60 et $100 \mu\text{m}$) est parfaitement corrélée à la luminosité *totale* normalisée à $15 \mu\text{m}$. La pente de la corrélation dans l'espace log-log est de 1.08 ± 0.1 , soit compatible avec une corrélation linéaire. Il semble donc difficile de penser qu'une composante importante de l'émission FIR n'ait pas de contrepartie à $15 \mu\text{m}$, à moins de vouloir voir dans la faible déviation à la linéarité le signe de cette différence entre FIR et $15 \mu\text{m}$. La figure montre aussi, à l'aide des cercles vides, l'importance de la contribution centrale à la luminosité à $15 \mu\text{m}$. Une telle séparation disque/noyau n'est malheureusement pas possible avec les données IRAS par manque de résolution spatiale.

Comme on peut le constater, la région centrale produit dans certains cas la majeure partie de la luminosité à $15 \mu\text{m}$. Or, nous l'avons vu dans la section 5.3.1, les régions centrales peuvent être dans un régime thermodynamique différent de celui du disque, comme l'indiquent les couleurs infrarouges. Nous savons maintenant que, bien que le régime soit différent, c'est toujours la formation stellaire qui chauffe la poussière. Si les régions centrales contribuent aussi fortement à l'émission FIR, alors il se pourrait qu'elles soient responsables de la non-linéarité de la corrélation entre les luminosité normalisées FIR et $H\alpha$, car du disque au cœur de la galaxie,

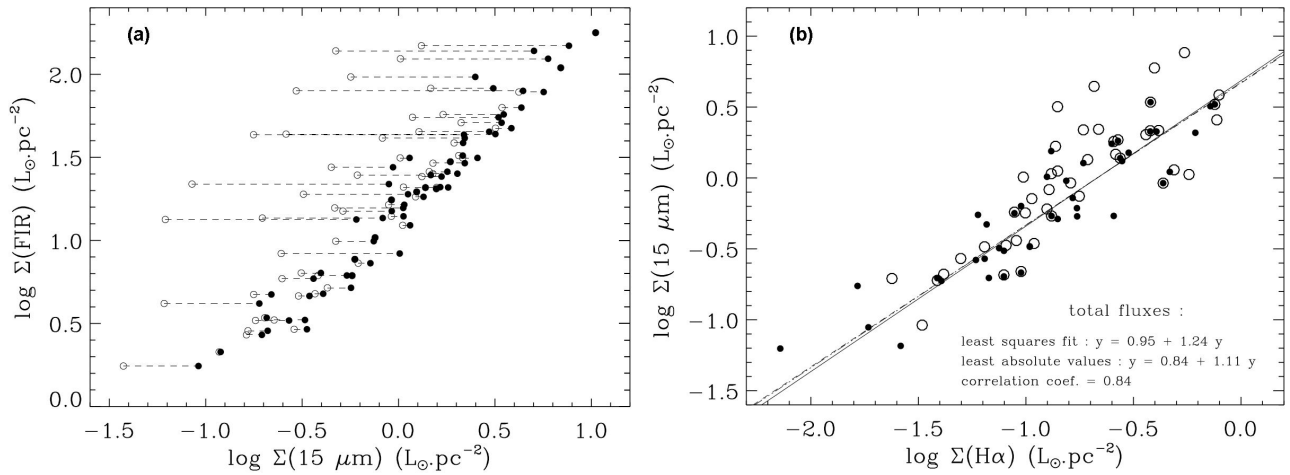


FIG. 5.15— Corrélations entre les luminosités totales FIR, $15 \mu\text{m}$, et $H\alpha$. En (a) la relation entre la luminosité totale normalisée FIR (60 et $100 \mu\text{m}$) et la luminosité totale normalisée à $15 \mu\text{m}$. Les cercles pleins représentent les flux totaux, pour lesquels la corrélation a une pente de 1.08 ± 0.1 , alors que les cercles vides montrent la luminosité à $15 \mu\text{m}$ du disque seul. Une telle séparation disque/noyau est impossible avec les données IRAS faute de résolution spatiale. En (b) nous montrons à nouveau la corrélation entre la luminosité normalisée à $15 \mu\text{m}$ et la luminosité normalisée $H\alpha$. Cette fois les cercles pleins représentent l'émission des disques seuls, alors que les cercles vides montrent la relation entre les luminosités totales. On note alors que la pente de la corrélation s'éloigne significativement de 1. [Figure adaptée de Roussel et al. (2001c).]

on aurait deux régimes différents de relation entre émission FIR et $H\alpha$.

Il est impossible d'explorer cette éventualité proprement car nous ne disposons pas de cartes à 60 ou $100 \mu\text{m}$ avec suffisamment de résolution spatiale. Nous pouvons cependant identifier quelques éléments de réponse.

Par exemple, sur la figure 5.15(b) nous avons reporté la corrélation entre les luminosités normalisées à $15 \mu\text{m}$ et $H\alpha$. Sur cette figure, les cercles noirs représentent l'émission des disques seuls, et la figure est identique à la figure 5.14(b). Les cercles vides correspondent eux aux luminosités normalisées *totales*, tant à $15 \mu\text{m}$ que dans la raie $H\alpha$. On voit que la corrélation est nettement plus dispersée, et que sa pente est maintenant nettement différente de 1, s'établissant entre 1.11 et 1.24, soit des caractéristiques assez proches de la corrélation entre luminosités totales FIR et $H\alpha$ (voir les figures de Sauvage & Thuan, 1992; Roussel et al., 2001c). L'inclusion des régions centrales dans la corrélation entraîne donc l'apparition d'une non-linéarité. Cela tient sans doute à la fois à ce que les régions centrales sont dans un régime thermodynamique différent de celui du disque, le champ de radiation moyen y est plus fort, et donc l'émission infrarouge change de nature ou de spectre, et à ce que la raie $H\alpha$ est sans doute un moins bon traceur de la formation stellaire dans les régions centrales où l'extinction peut être plus forte.

Une autre façon de tenter de confirmer l'importance des régions centrales en FIR est de regarder la corrélation entre luminosités normalisées FIR et $H\alpha$ pour des galaxies où la région centrale contribue peu à la luminosité totale à $15 \mu\text{m}$ (et donc vraisemblablement aussi dans le FIR). On s'aperçoit qu'on obtient alors une corrélation de pente de 1.01 ± 0.25 .

Nous avons donc là deux indices qui nous poussent à penser que ce sont bien les régions centrales qui créent la non-linéarité de la corrélation FIR- $H\alpha$. De plus nous avons vu dans la section 5.3.1 que ces régions centrales étaient plus importantes pour les types précoces, ce qui explique que le rapport $L_{\text{FIR}}/L_{H\alpha}$ soit plus élevé dans les galaxies précoces que dans les galaxies tardives.

Ainsi il semble bien qu'il faille réviser l'interprétation que je proposais en 1992, pour admettre que l'émission infrarouge est bien toujours connectée à la formation stellaire, car c'est essentiellement elle qui fournit l'énergie que la poussière va rayonner entre 6 et $100 \mu\text{m}$. La phase "cirrus" n'existe probablement pas. Cependant ne commettons pas l'erreur de jeter toutes les conclusions de 1992, car si l'émission infrarouge est bien entièrement reliée à la formation stellaire, ce lien est différent du disque aux régions centrales. Plus exactement l'équation qui convertit une luminosité MIR ou FIR en un taux de formation stellaire est différente suivant que la région considérée est une région du disque ou du cœur de la galaxie (voir Förster-Schreiber et

al., 2004). On ne peut donc toujours pas déduire d'une luminosité totale FIR un taux de formation stellaire, à moins de connaître le régime dans lequel se trouve la majorité de la poussière interstellaire.

Attention aussi à ne pas aller trop loin : dans le cadre de cette discussion, le terme de phase "cirrus" s'entend comme désignant une émission infrarouge qui ne tirerait pas son énergie de la formation stellaire. C'est cette phase qui soit n'existe pas, soit ne contribue pas fortement à l'émission infrarouge des galaxies étudiées ici. Cependant le terme "cirrus" a tout d'abord été utilisé comme qualification morphologique de l'émission IRAS observée dans notre galaxie. Cette phase existe bel et bien. Cependant, comme souvent dans la Galaxie, il est très complexe de déterminer l'origine de l'énergie qui l'alimente. Il est certain que des nuages de poussière de morphologie identique existent dans les autres galaxies, mais les corrélations de la figure 5.15(a) indiquent que ces nuages doivent soit représenter une faible fraction de l'émission totale, soit être alimentés par la formation stellaire récente.

Pour totalement clore cette discussion, il nous faudra disposer de cartes dans le domaine FIR avec une résolution spatiale qui nous permette de distinguer clairement les régions centrales du disque des galaxies. Ce sera le cas dans quelques années avec Herschel et en particulier l'instrument PACS qui nous donnera aux environs de $100 \mu\text{m}$ la même résolution spatiale qu'ISOCAM (voir le chapitre 7).

5.3.4 Résumé

En passant de quelques galaxies proches à un échantillon plus important, sans être malheureusement complet au sens statistique du terme, nous avons pu mettre en évidence les liens qui unissent l'émission collectée par ISOCAM et la formation stellaire. Les faits que nous avons établis dans cette section sont les suivants :

- Les couleurs globales LW3/LW2 des galaxies spirales ne montrent que peu de variation d'un objet à l'autre. Dans le diagramme couleur-couleur ISO-IRAS, ces galaxies occupent une zone horizontale, autour de LW3/LW2 de l'ordre de 1 et ce, pratiquement quelque soit la couleur [60]/[100]. Il faut passer aux galaxies starbursts ou actives pour voir un changement de couleur LW3/LW2 notable.
- En fait les galaxies spirales peuvent être décomposées en une émission centrale et l'émission du disque, aux propriétés infrarouges distinctes :
 - Les couleurs LW3/LW2 des disques sont remarquablement constantes et indiquent que les sites dominants d'émission MIR dans les disques galactiques sont les régions de photodissociation.
 - Les régions centrales, à ne pas confondre avec les bulbes stellaires, montrent une gamme de couleurs LW3/LW2 bien plus vaste, atteignant même les valeurs extrêmes de galaxies starbursts. Ce sont ces régions qui sont responsables de la variation des couleurs globales des galaxies.
- Seules les galaxies barrées, de type plus précoce que Sb peuvent avoir une couleur centrale LW3/LW2 significativement supérieure à 1. Cela indique que la barre, dont on supposait qu'elle était susceptible de générer des sursaut de formation stellaire centraux, n'est efficace que dans les types précoces, et que l'échelle de temps sur laquelle elle se maintient est supérieure à celle sur laquelle se développe un sursaut de formation stellaire.
- L'émission infrarouge des disques de galaxies spirales est linéairement corrélée à l'émission $H\alpha$ ce qui indique que c'est la formation stellaire qui fournit son énergie à la poussière observée dans les disques à 6.75 et $15 \mu\text{m}$. Une étude plus poussée montre que c'est aussi le cas dans la région centrale, mais que la poussière peut alors se trouver dans un état thermodynamique différent. De ce fait il n'est pas possible de convertir une luminosité totale MIR en un taux de formation stellaire si l'on ne dispose pas en plus d'une information spectrale qui permette de séparer, spatialement ou spectralement, les différentes composantes de l'émission MIR.
- Un faisceau d'indices nous amène à penser qu'il en va de même pour l'émission FIR. Cela contredit l'idée que l'émission FIR pourrait comprendre une composante "cirrus" indépendante de la formation stellaire. Cette composante est en fait la conséquence d'une contribution des régions centrales plus importante pour les galaxies de type précoce, contribution liée elle aussi à la formation stellaire. Bien que la totalité de l'émission FIR soit liée à la formation stellaire nous ne pouvons toujours pas déduire de la luminosité FIR totale un taux de formation stellaire car des facteurs de conversions différents doivent s'appliquer aux contributions du disque et des régions centrales. Il nous faut cependant attendre les données Herschel/PACS pour valider cette nouvelle interprétation.

5.4 Conclusion

Cette exploration des propriétés globales de l'émission des galaxies spirales est donc terminée. Elle nous a permis de voir à quel point l'émission collectée par ISOCAM est liée à l'activité de formation stellaire. Même si nous montrons qu'il n'est pas possible de déduire simplement un taux de formation stellaire d'une mesure globale de l'émission à 6.75 ou 15 μm à cause de l'existence de plusieurs régimes, cette mise en évidence est très importante.

Elle est utile pour la construction de modèles d'évolution de galaxies. En effet l'un des problèmes majeurs de ces modèles est de reproduire l'émission en provenance du milieu interstellaire. En effet, la partie qui concerne l'évolution stellaire est relativement bien comprise, mais tout ce qui inclut le milieu interstellaire, feedback, enrichissement, chauffage et refroidissement, distribution spatiale relative aux étoiles, est traité dans les modèles comme autant de paramètres libres. Les corrélations que nous mettons en évidence permettent de réduire ce nombre de paramètres en connectant directement l'émission infrarouge au moteur principal de l'évolution galactique : le taux de formation stellaire.

L'autre utilité de ces corrélations est qu'il est possible dans certains cas de reconnaître le régime d'émission qui domine la luminosité infrarouge recueillie, et dans ce cas, nos calibrations permettent de remonter au taux de formation stellaire.

Mais il faut cependant se souvenir des limites de ces résultats. Même en incluant les résultats obtenus dans Förster-Schreiber et al. (2004), nous n'avons exploré que des galaxies dont la métallicité est aux alentours de la métallicité solaire. Or il existe de nombreuses galaxies dont la métallicité est très différente, en particulier et par définition à l'époque des premières phases de formation des galaxies. Dans ce type de galaxies, le rapport en masse poussière sur gaz est plus faible que dans les galaxies "normale" et le niveau moyen de l'ISRF plus élevé. Il est donc possible que les corrélations mises en évidence ici existent encore pour ces galaxies, mais il est fort probable que leurs coefficients soient différents.

Enfin nous avons exploré des objets dans lesquels l'extinction est relativement faible, et en tout cas ne se manifeste pas dans la bande ISOCAM. Il est clair que lorsque la densité du milieu interstellaire est telle que tout le flux MIR ne nous parvient plus, les coefficients de conversion de la luminosité MIR en SFR dérivés ici ne s'appliquent plus.

Ces deux limites définissent la catégorie d'objets que nous allons rencontrer au chapitre suivant. Nous allons quitter les eaux tranquilles de la formation stellaire dans les galaxies spirales pour les rapides des galaxies naines et starbursts.

5.5 Sélection d'articles

Ce chapitre emprunte ses résultats à un certain nombre d'articles dont les références exactes sont indiquées ci-dessous. Les articles mentionnés en gras sont reproduits dans les pages qui suivent.

- Section 5.1
 - **Sauvage, M., Blommaert, J., et al. (1996), "ISOCAM Mapping of the Whirlpool Galaxy (M 51)" A&A 315, L89**
 - Vogler, A., Madden, S., et al. (2004), "Dissecting a spiral galaxy : the MIR, CO and radio comparisons in M 83 and how they trace star formation" en préparation
- Section 5.2
 - Block, D. L., Elmegreen, B. G., et al. (1997), "Macromolecules, very small grains and large dust particles in the Whirlpool galaxy and its companion : a unified view" ApJ 486, L95
 - Mirabel, I. F., Laurent, O., et al. (1999), "A barred spiral at the center of the giant elliptical radio galaxy Centaurus A" A&A 341, 667
 - **Block, D. L., Sauvage, M. (2000), "A unified image of dust grains for the warped spiral galaxy in the merger Centaurus A" A&A 353, 72**
- Section 5.3
 - Roussel, H., Sauvage, M., et al. (2001), "The impact of bars on the mid-infrared dust emission of spiral galaxies : global and circumnuclear properties" A&A 372, 406
 - **Roussel, H., Sauvage, M., et al. (2001), "The relationship between star formation rates and the mid-infrared emission in galactic disks" A&A 372, 427**

-
- Förster-Schreiber, N., Roussel, H., Sauvage, M., Charmandaris, V. (2004) “Warm dust and aromatic bands as quantitative probe of star formation” A&A 419, 501

ISOCAM mapping of the Whirlpool galaxy M 51*

M. Sauvage¹, J. Blommaert², F. Boulanger³, C.J. Cesarsky³, D.A. Cesarsky¹, F.X. Désert³, D. Elbaz¹, P. Gallais^{1,2}, G. Joncas⁴, L. Metcalfe², K. Okumura², S. Ott², R. Siebenmorgen², J.L. Starck¹, D. Tran¹, and L. Vigroux¹

¹ CEA/DSM/DAPNIA/Service d'Astrophysique, C.E. Saclay, F-91191 Gif-sur-Yvette Cedex, France

² ISO Science Operations Centre, Astrophysics Division of ESA, Villafranca del Castillo, P.O. Box 50727, E-28080 Madrid, Spain

³ Institut d'Astrophysique Spatiale, Université Paris-Sud, Bât. 121, F-91405, Orsay France

⁴ Département de Physique, Obs. Astronomique du Mont Mégantic, Université Laval Sainte-Foy, Québec G1K7PK, Canada

Received 16 July 1996 / Accepted 29 August 1996

Abstract. We have obtained the first images of the 6.75 and 15 μm continuum emission in the Whirlpool galaxy with ISOCAM, the infrared camera of the ISO¹. These data reveal the well-developed, spiral arms of the galaxy, in addition to diffuse emission between arms and in the outer regions of the disk. There is a striking correspondence with the 15 μm emission and the H α emission over the galaxy. We tighten this link by looking at the properties of the individual HII regions and show that the 15 μm emission traces massive star formation and is not affected by extinction as is H α . The data show systematic mid-infrared color variations perpendicular to the arms, which we interpret as two distinct dust components contributing to the mid-infrared emission. We examine the implication of these color variations in light of our current understanding of dust at these wavelength.

Key words: galaxies: individual: M 51 – galaxies: ISM – galaxies: spiral – infrared: interstellar: continuum – stars: formation

1. Introduction

M 51 (NGC 5194) and its companion NGC 5195 constitute a textbook example of an interacting pair of galaxies. M 51 is a grand-design spiral galaxy (Sbc I-II in the Shapley-Ames catalog), somewhat perturbed by its companion. The arms are very thick, and obscuring dust lanes are seen all across the face of the galaxy (see e.g. Sage, 1989). In the arms, star formation is proceeding actively, as revealed, for example, by the UV data of Hill et al. (1996).

Send offprint requests to: msauvage@cea.fr

* Based on observations with ISO, an ESA project with instruments funded by ESA Member States (especially the PI countries: France, Germany, the Netherlands and the United Kingdom) and with participation of ISAS and NASA.

¹ See Kessler et al. 1996.

In this *Letter* we present the initial results of a complete map of M 51 using ISOCAM (Cesarsky *et al.* 1996) at 6.75 μm and 15 μm .

2. Observations and Data Reduction

Broad-band MIR mapping. A 13' \times 13' field was mapped in LW2 (5 to 8 μm) and LW3 (12 to 17 μm) using ISOCAM, the infrared camera of ISO (Kessler *et al.* 1966). A raster map of 10 \times 10 positions was constructed, with an array of 32 \times 32 pixels, and 3'' pixel field of view giving a spatial resolution of \simeq 5 – 8''. Spacing between each successive positions of the raster was 84'' in both directions, resulting in 12'' overlaps.

Data were reduced with the CAM Interactive Analysis software (CIA)². The basic steps, dark current subtraction and cosmic hit removal are described in Siebenmorgen et al. (1996). Transients, due to detector memory effects (see Cesarsky et al., 1996), were corrected with a double exponential method and an inversion method (Abergel et al., 1996; Stark et al., 1996).

We took advantage of the large field observed to derive the flat-field from the observations of the background regions. The rms around the background level in the final images are 4.3 $\mu\text{Jy}/\text{m}^2$ and 5.7 $\mu\text{Jy}/\text{m}^2$. Important sources of uncertainties are, in decreasing order, transient effect corrections, photometric conversion factors, and flat-field errors, giving a total estimated uncertainty of 20-30%.

H α mapping. As star formation plays a crucial part in determining the MIR properties of galaxies, H α data were obtained by one of us (G. Joncas) at the Mont Mégantic Observatory. The H α map was produced by scaling the star fluxes in the narrow band image to their counterparts in the broad-band image and subtracting the R image from the H α image. The point spread function was determined using images of stars in the field. For cross-comparison, we degraded the H α image to the LW3 resolution (\simeq 8'') and resampled it to 3'' pixels.

² CIA is a joint development by the ESA astrophysics division and the ISOCAM consortium led by the ISOCAM PI, C. Cesarsky, Direction des Sciences de la Matière, C.E.A., France.

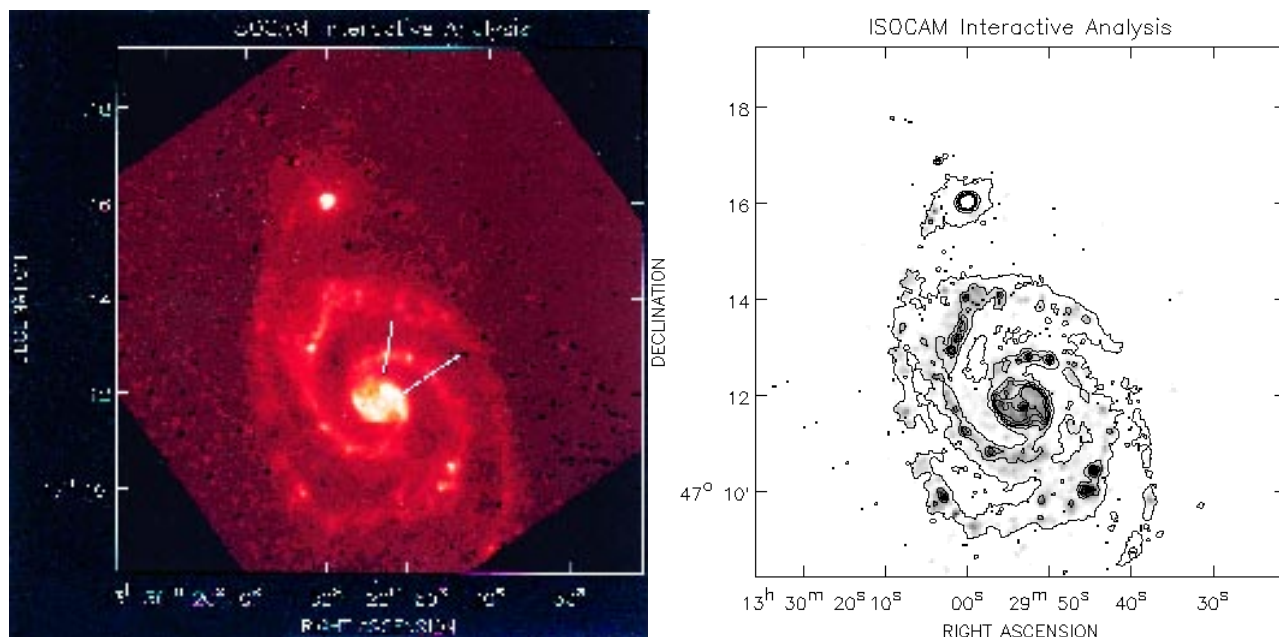


Fig. 1. (a) The LW3 ($15\mu\text{m}$) raster map of M 51. In order to reveal the low-level emission, the linear intensity scale was saturated well below the maximum level in the image (i.e. the nucleus of NGC 5195). Numerous well-know HII regions are detected all the way to the tip of the arm overlapping the companion galaxy in the north, NGC 5195. The source NE of NGC 5195 is a memory effect. Black lines indicate the directions along which the cuts in figure 3 are performed. (b) An $H\alpha$ grey-scale image with LW3 contours superimposed. Contours of the LW3 image start at the 6σ level and are spaced by 10σ . The correspondence is so striking that the contours seems in fact to be those of $H\alpha$. The correspondence breaks down at NGC 5195.

3. MIR Morphology of the M 51 Disk

In figure 1a we present the raster map of M 51 in the LW3 ($15\mu\text{m}$) band, with a linear intensity scale. The most striking feature in this image is the spiral pattern. The arms are extremely well defined and can be followed from $\simeq 25''$ beyond the nucleus to the outskirts of the galaxy, having circled $\simeq 450^\circ$ for the western arm, and $\simeq 540^\circ$ for the eastern arm, all the way to the east of NGC 5195.

There is also definite diffuse emission in the interarm region, evident in the contours which begin at the 6σ level, in figure 1b. In fact, on azimuthally averaged radial profiles, emission is still detected $170''$ away from the nucleus. Thus the MIR disk is as large as the FIR disk and extends well into the HI ring of M 51 (see Smith, 1982).

The nuclear region of M 51 also presents interesting structure: the arms seem to connect to a ring-like structure that surrounds a sharply peaked source, probably heated by the AGN in M 51.

In figure 1b we compare the $H\alpha$ and LW3 images of M 51. There is almost a one-to-one correspondence: all the HII regions correspond to peaks in the MIR map. This clearly emphasizes the link between the two emission processes: star formation is the main provider of energy for the dust particles we detect at $15\mu\text{m}$. The correspondence does not exist toward the companion galaxy in the north, NGC 5195, where $H\alpha$ is in absorption while the MIR image show a strong point-like source (see Boulade et al., 1996).

Bersier et al. (1994) and Petit et al. (1996) compared the $H\alpha$ and UV (2000\AA) morphology of M 51 and observed broader UV arms as well as a systematic displacement between the two images; the UV peaks being shifted by $7-11''$ downstream from the $H\alpha$ peaks. They interpret this as being due to the combined effects of (1) stars required to produce UV light live longer than ionizing stars and (2) extinction is likely to be higher in the arms than in the interarm region.

Let us then use this marked difference of spatial distribution between ionizing and hot, non-ionizing star to investigate the heating sources for LW3 emission. The width of the arms in the LW3 image is $\simeq 15''$ FWHM (see figure 3), i.e. similar to the FWHM of the $H\alpha$ arms. No systematic displacement is seen between the $H\alpha$ and LW3 maps. Therefore it appears that LW3 is more strongly linked to the ionizing stars than to the non-ionizing UV emitting ones. This may reflect the fact that only in or near HII regions will grains be hot enough to contribute a continuum emission in the LW3 band (seen as an emission increasing with wavelength). In softer radiation environments, the emission detected in LW3 is rather low (see Boulade et al., 1996) or even decreasing with respect to the wavelength (see Boulanger et al., 1996). Thus, the LW3 emission does seem to trace star formation well. It is also detected outside of HII regions, yet at much lower levels. Whether this dust is heated by the broader UV arms or by the local stellar population remains to be analyzed.

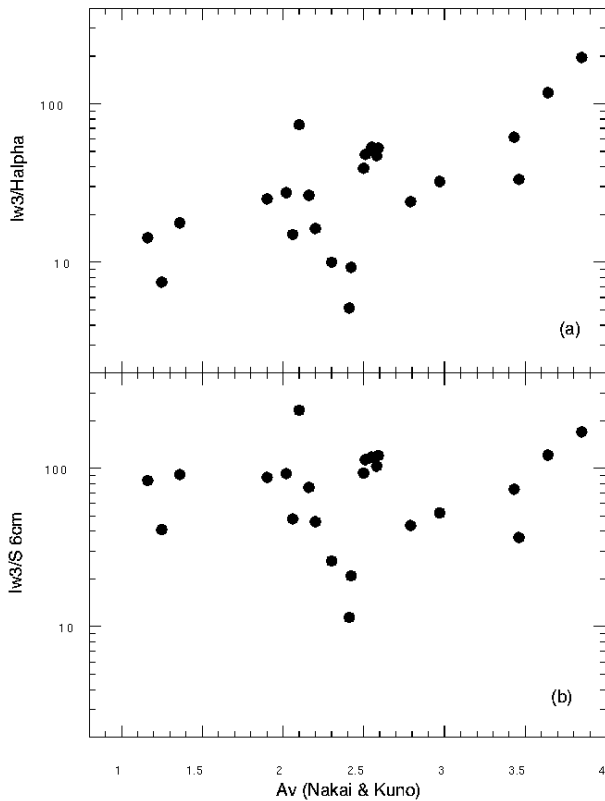


Fig. 2. (a) The LW3/H α ratio ($\text{mJy}/10^{-13} \text{ erg cm}^{-2}$) versus A_V from Nakai & Kuno 1995. Although the scatter is large, and can be mostly attributed to uncertainties in the LW3 flux, a clear trend is seen for a correlation of the two quantities ($r = 0.79$). (b) Variation of the LW3/S $_{6\text{cm}}$ (thermal) ratio with A_V . In this case, no correlation is seen ($r = 0.15$).

4. HII Regions in M51

In this section we combine our data on HII regions with that of van der Hulst et al. (1988) to examine the nature of the link between LW3 flux and star formation. We extracted the LW3 flux for 23 HII regions that could clearly be isolated on our map. Photometry was performed by summing the flux inside radii adjusted to each source and subtracting an estimated background. Since determining where the background is to be taken is the most difficult step in determining the flux, we used two methods: one assuming the same background for all sources, and another with the background as the median of the flux outside the integrating radius. We find that the correlations we present here are independent of the method used.

For all these HII regions we compile the H α and thermal 6 cm radio fluxes from van der Hulst et al. (1988) and A_V from Nakai & Kuno (1995). Both H α and S $_{6\text{cm}}$ are related to the ionizing stellar population although only H α can be effected by extinction. In figure 2 we compare the variation of the two ratios (a) LW3/H α and (b) LW3/S $_{6\text{cm}}$ for our sample with A_V . Given the uncertainties involved both in the correction of transient effects and in the extraction of source photometry, most of the

scatter in both graphs is due to the determination of the LW3 flux.

Although the distribution of points shows some similarity, a correlation is present in figure 2a and not in figure 2b: the LW3/H α ratio increases with A_V while the LW3/S $_{6\text{cm}}$ ratio does not appear to depend on the extinction (the correlation coefficients are respectively 0.79 and 0.15). In fact, when the H α emission is corrected for extinction with A_V , the LW3/H α ratio becomes quite constant. An interpretation of these trends consistent with the tight spatial correlation shown in section 3 is the following: LW3 is indeed mostly reprocessing of the radiation from young ionizing stars but, not surprisingly, it is unaffected by extinction, contrary to H α . As the derivation of the thermal radio flux is not straightforward and implies observations at different radio wavelengths, LW3 could prove an efficient way to derive star-forming properties when A_V is $\gtrsim 1-2$ (see Vigroux et al., 1996).

5. Infrared Colors of M51

The LW2 and LW3 filters sample two different kinds of emission: the LW3 filter (12-18 μm) collects mostly continuum emission as well as, if present, [NeII] (12.8 μm) and [NeIII] (15.5 μm). The LW2 filter (5-8.5 μm) collects almost exclusively emission from the so-called PAH bands at 6.2, 7.7 and 8.6 μm . The LW2/LW3 ratio should thus reveal information on the heating sources and emission mechanisms.

To demonstrate color variations in the disk of M51, we plot the LW2/LW3 ratio in figure 3 in two cuts perpendicular to the spiral arms of M51 (identified on figure 1a). On these cuts it is clear that the ratio drops in the arms or in the nuclear region. More generally, the LW2/LW3 ratio decreases as the mean MIR brightness increases, i.e. in the star forming regions.

This behavior already implies that the emission sampled at LW2 and LW3 comes from two distinct components of the dust phase. Otherwise, as the interstellar radiation field decreases, one would either observe a decrease of the ratio, corresponding to cooler temperature in the case of grains in thermal equilibrium, or a constant, in the case of impulsive heating. A possible explanation for the observed behavior is the following: in LW3 we detect the short wavelength edge of a continuum provided by hot small grains with a nearly thermal behavior, heated by ionizing photons as shown in section 3 and 4. As the heating flux drops, their temperature decreases and therefore the emission falls exponentially, such as in the case of classical black-body emission. In the LW2 band we collect feature emission. If this emission comes from PAHs, then the impulsive heating mechanism implies that their emission will follow rather linearly the decrease of the heating intensity, leading to an increase of the LW2/LW3 ratio (see e.g. Désert et al., 1990). We should point out, however, that the observed color behavior can also be explained if the grains emitting in the LW2 band can be heated by non-ionizing or even optical photons (see e.g. Guillois et al., 1996). Indeed one can expect that away from the star forming regions, these dominate the radiation field.

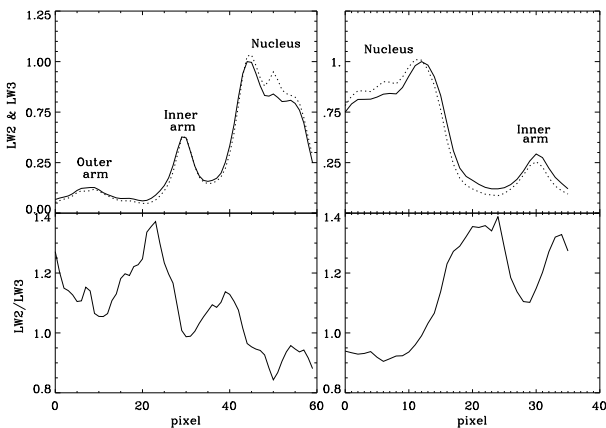


Fig. 3. The LW2/LW3 ratio along cuts perpendicular to the spiral arms at the locations indicated in figure 1a. The top panels show the brightness profiles normalized to their respective peak LW2 flux (continuous: LW2, dotted: LW3) and the bottom ones the color profile. It is quite clear that arm crossing is associated with a decrease of the ratio. Given that the cuts are taken respectively at 45° and 90° of the scan direction, these behaviors are extremely unlikely to be caused by transients effects.

Note that the color trends in M51 are also found in Galactic HII regions (Cesarsky et al., 1996) and that the color of the interarm regions, $\simeq 1.2-1.4$, is similar to that observed in the halo parts of the ρ Oph cloud (see Abergel et al., 1996).

6. Conclusions

The ISOCAM observations of the M51 disk in the LW2 and LW3 filter reveal a well defined, spiral galaxy. Diffuse emission is also detected in the interarm region as well as in the outer parts of the disk. Comparison with $H\alpha$ data shows that current star formation plays a crucial part in the heating of the dust detected in LW3. Furthermore we show that the LW3/ $H\alpha$ ratio is clearly correlated to the visual extinction, implying that in star forming regions, LW3 has the potential to provide a valuable estimation of the input of ionizing stars. We also show that definite color variations occur, indicating that the LW2 and LW3 emission probably comes from two different dust components. Whether LW2 is as tightly related to recent star formation as LW3 is unclear until the bearers of this emission and their heating mechanism are definitely identified.

References

- Abergel, A. et al. 1996, *this volume*
 Bersier, D., Blecha, A., Golay, M., Martinet, L. 1994, A&A, 37, 45
 Boulade, O. et al., 1996, *this volume*
 Boulanger, F., et al. 1996, *this volume*
 Cesarsky, C. et al., 1996, *this volume*
 Cesarsky, D. et al., 1996, *this volume*
 Désert, F.X., Boulanger, F., Puget, J.L., 1990, A&A, 237, 215
 Hill, J.K., Waller, W.H., Cornett, R.H., et al., 1996, ApJ, *preprint*

- van der Hulst, J.M., Kennicutt, R.C., Crane, P.C., Rots, A.H. 1988, A&A, 195, 38
 Kessler, M.F., et al. 1996, A&A, *this volume*
 Nakai, N., Kuno, N. 1995, PASJ, 47, 761
 Guillois, O., Nenner, I., Papoular, R., Reynaud, C. 1996, ApJ, 464, 810
 Petit, H., Hua, C.T., Bersier, D., Courtès, G. 1996, A&A, 309, 446
 Sage, L.J. 1989, ApJ, 344, 200
 Siebenmorgen, R., Starck, J.L., Cesarsky, D.A., Guest, S., Sauvage, M. 1996, "ISOCAM Data Users Manual", ESA, SAI/95-222/Dc
 Smith, J. 1982, ApJ, 261, 463
 Stark, J.-L., Claret, A. and Siebenmorgen, R., C.E.A. Technical Report, March 1996
 Vigroux, L. et al., 1996, *this volume*

A unified image of dust grains for the warped spiral galaxy in the merger Centaurus A^{*}

D.L. Block¹ and M. Sauvage²

¹ Department of Computational and Applied Mathematics, University of the Witwatersrand, Private Bag 3, WITS, South Africa

² CEA/DSM/DAPNIA/Service d'Astrophysique, C.E. Saclay, 91191 Gif-sur-Yvette Cedex, France

Received 5 November 1998 / Accepted 2 November 1999

Abstract. A unified view of dust grains of all sizes and temperatures in Centaurus A has been generated by combining ISOCAM mid-infrared images with optical data. In our unified V-15 μm ratio image, a symmetrical bar-like structure and spiral arms of size 1.5 kpc surround the nucleus. We have overlaid the (H-K) model colour map of Quillen et al. (1993) and find a striking correspondence with the ridges seen in emission 15 μm and the dark lanes which they find in the near-infrared. The inference is that the morphology of large cold dust grains, responsible for the extinction at V, H and K, closely follows that of the hot dust over the full projected 3kpc diameter of the mini-spiral galaxy. From the spatial distribution of our V-15 μm map, we derive a dust mass of approximately $2 \cdot 10^6 M_{\odot}$, similar to the dust mass of the Triangulum galaxy NGC 598 (M33). A further intercomparison of optical and ISO images reveals that the morphology of the warp of the central spiral may be optically traced: the contours of an entire one half of the spiral lie on the same warped ridge as that found in optical photographs.

Key words: galaxies: individual: NGC 5128 – ISM: dust, extinction – infrared: ISM: continuum – infrared: ISM: lines and bands

1. Introduction

An object of intense astrophysical interest is our closest active radio galaxy, Centaurus A (NGC 5128), only 3.25 Mpc distant. Its complex and intriguing optical structure was noted as early as 1847 by Sir John Herschel, working at the Cape of Good Hope. In the *Hubble Atlas*, Centaurus A is classified as the possible merger of an elliptical galaxy with a spiral galaxy, following the earlier suggestion by Baade & Minkowski (1954) that NGC 5128 represents two galaxies in collision.

Centaurus A has been imaged with the Infrared Space Observatory (ISO, Kessler et al. 1996) at wavelengths of 7 and 15 μm (Mirabel et al. 1999), to reveal the emission of very

small dust grains and of macromolecules. The galaxy has also been optically imaged at the prime-focus of the 4-m Cerro Tololo reflector, to probe the large dust grain distribution.

Indeed, the smallest dust grains (radii 0.01 μm and less) which may transiently be very hot (up to ~ 1000 K) and readily observed by the Infrared Space Observatory in the mid-infrared, contribute little to the extinction at optical wavelengths. Mid-infrared ISOCAM images (Cesarsky et al. 1996) do not trace the distribution of the large ($\sim 0.1 \mu\text{m}$) grains, which however dominate the extinction in visible light.

As reviewed by Greenberg & Li (1996), the large (tenth micron) grains are essentially *always* cold; they would need to be placed at a remarkably short distance of only 0.1 parsec from the intense radiation of an O5 star before the ice would evaporate. Indeed, these large grains are typically too cold ($T \sim 20$ K in the diffuse ISM, Block 1996) to be observed in emission shortward of 100 μm , so these dust grains were systematically missed by the Infrared Astronomy Satellite IRAS (see Sauvage & Thuan 1994). Yet it is these grains which we see in any Atlas photograph of a dusty galaxy.

In order to probe the distribution of dust grains of all sizes and temperatures, we have developed a unified method by combining optical with ISOCAM mid-infrared images. An example of this technique has already been applied to the Whirlpool Galaxy M 51 (Block et al. 1997). Such a methodology shows the large, cold dust grains in extinction and the very small hot grains and macromolecules in emission (negative extinction), so that optical minus mid-infrared imaging enhances all populations of dust grains and of macromolecules (Block et al. 1997).

2. The V-15 μm morphology of Centaurus A

Some of the most dramatic and chaotic dust lane morphologies are to be found in optical photographs of our closest radio galaxy, Centaurus A. This is exemplified on Fig. 1 which represents an overlay of ISOCAM LW3 15 μm contours superposed on the V-band prime focus image of Centaurus A. The mid-infrared structure has been interpreted as tracing dust in a barred mini-spiral galaxy (Mirabel et al. 1999), reformed from the interstellar medium of the accreted galaxy.

In Fig. 2 we present a ratio image, secured by dividing the ISOCAM image by the optical one. The optical image was re-

Send offprint requests to: M. Sauvage (msauvage@cea.fr)

* Based on data obtained with ISO, an ESA project with instruments funded by the ESA member states (especially the PI countries: France, Germany, the Netherlands and the United Kingdom) with the participation of ISAS and NASA.

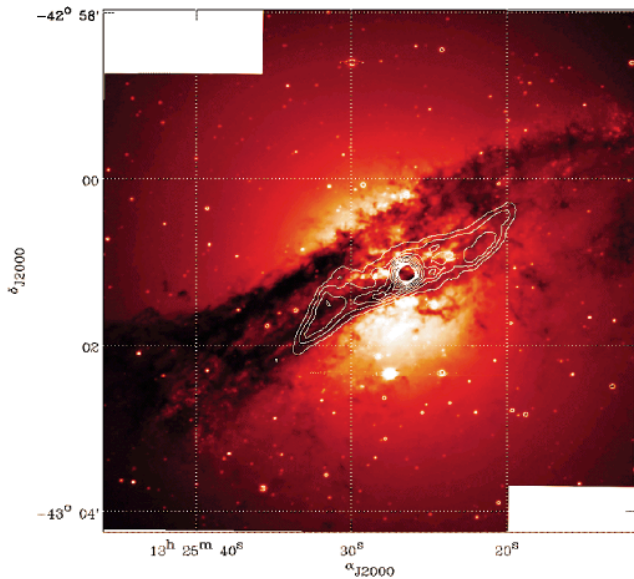


Fig. 1. A contour overlay of the $15\ \mu\text{m}$ warped disk detected in emission by ISOCAM on an optical V-band CCD image of Centaurus A, secured at the prime focus of the 4-m reflector at Cerro Tololo. North is up, and east to the left. The southern contours of the central warped disk strikingly follow the interface of optical extinction/emission both to the SE and NW over the full 3 kpc projected diameter of the disk.

binned and convolved with the ISOCAM LW3 point spread function as fully described by Block et al. (1997). Several key features in these figures are worthy of note:

Firstly, an inner disk-like structure of dust of radius 1.5 arcmin (or 1.4 kpc at 3.25 Mpc) is clearly unveiled in our V- $15\ \mu\text{m}$ image. The disk is bright, being detected *in emission* at $15\ \mu\text{m}$ and *in extinction* at V. It is quite symmetric, clearly showing the bar arms on both sides of the nucleus connecting to the spiral arms (see Mirabel et al. 1999). At the edges, the disk starts to warp. The western side of the bar shows less clearly than the eastern side, possibly indicating that this is the far-side of the structure (extinction will be less on the far-side thus breaking the symmetry of the emission structure).

There is a striking correspondence with the bright structures seen in our Fig. 2 and the dark lanes which Quillen et al. (1993) find in the H-K near-infrared regime, especially on the SE side, confirming that this should be the near side of the mini-spiral. The somewhat poorer agreement on the NW sides probably originates in the fact that modelling in Quillen et al. (1993) did not take into account the existence of a bar structure in the dust disk, which introduces a strong asymmetry in the azimuthal distribution of the dust: on the NW side, most of the dust is on the far-side of the disk, thus contributing little extinction (see Fig. 2). Nevertheless, the rather good agreement between emission and extinction structures suggests that the distribution of large, cold dust grains in the disk (responsible for the extinction at V, H and K) should closely follow the morphology of hot grains detected in emission by ISOCAM. This is now independently confirmed by the SCUBA observations of cold dust

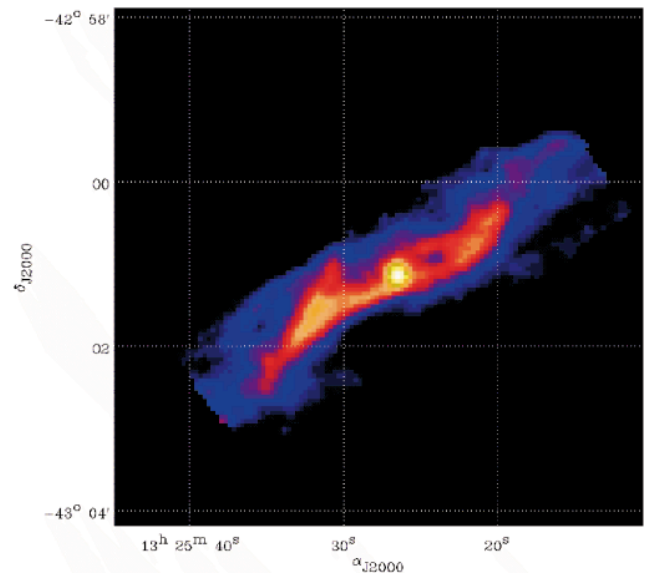


Fig. 2. A V- $15\ \mu\text{m}$ ratio image shows a unified view of macromolecules, very small grains and large dust particles at the centre of Centaurus A. A symmetrical disk structure of radius 1.5 kpc – colour coded orange-red – surrounds the nucleus. The disk, postulated to be the remnant of a small spiral galaxy involved in the merger with the giant elliptical, contains both very small dust grains (detected in emission at $15\ \mu\text{m}$ by ISOCAM) and large cold dust grains, whose morphology is almost identical to the dark lanes detected by Quillen et al. (1993) in their H-K colour models. Other dust lanes which give Centaurus A its rather chaotic appearance have no $15\ \mu\text{m}$ emission counterpart and are colour coded blue in this figure.

detected in emission at $850\ \mu\text{m}$ and reported by Mirabel et al. (1999, see their Fig. 2).

There is also a close similarity between the morphology of the disk seen in our V- $15\ \mu\text{m}$ image and the warped disk inferred from molecular gas CO(2-1) observations (eg. Fig. 10 in Quillen et al. 1992). These morphological considerations offer strong support – apart from kinematical data presented by Mirabel et al. (1999) – to believe that this gas+dust structure represents the disk of a mini-spiral galaxy reformed during the merger of a companion galaxy with the giant elliptical.

In our V- $15\ \mu\text{m}$ image, very small dust grains have presumably been subject to temperature spiking. There is a significant amount of UV emission from newly formed stars in the ionized gas disk (Marston & Dickens 1988, Nicholson et al. 1992) and the similarity with the molecular gas distribution likely indicates that the dust seen in emission at $15\ \mu\text{m}$ resides at the interface of UV irradiated clouds.

Secondly: it is remarkable to see just how closely the southernmost contours of the disk follow the ridge of optical emission both to the SE and to the NW over the full 3 kpc projected diameter of the disk. The southernmost sector of the disk of the small spiral galaxy reformed in the merger can actually be optically delineated: that there indeed has been a piling up of dusty material on the SE ridge is confirmed by dark lanes seen in the

near-infrared images of Quillen et al. (1993, see especially their Fig. 11).

The presence of dark dust lanes at K is indicative of appreciable optical depths, since imaging at the K-band ($2.16 \mu\text{m}$) penetrates dust ten times more efficiently than does visible light. The various components of extinction have been recently reviewed by Bryant & Hunstead (1999) from NIR imaging and spectroscopy of the central $30''$ of the galaxy. They show that extinction to the K-band point source is smaller than 10 mag in V, compatible with, for instance, the extinction that could be derived (~ 3 magnitudes in V) to the line of sight of SN1986G (Phillips et al. 1987). They also clearly demonstrate that the K-band source is unlikely to be the AGN itself, but rather dust clouds located less than 20 pc away from it. This explains why much higher extinctions have been reported (e.g. 70 V mag from X-ray studies, see the discussion in Packham et al. 1996): the latter likely samples the line of sight all the way to the AGN, while the former does not include that occurring in a very compact circumnuclear ring.

In the NW there is diffuse optical emission covering a sector of the $15 \mu\text{m}$ emission, which could, in part, be attributed to forward scattering by dust grains, toward the observer, from the central engine of Centaurus A. Other dust lanes which give Centaurus A its rather chaotic appearance have no $15 \mu\text{m}$ emission counterpart and are colour coded blue in Fig. 2 (this is specifically the case of the north-eastern dust lane which forms the northern boundary of the optical dust lane). Note that these regions also lack counterparts in the SCUBA maps of Mirabel et al. (1999). This is quite puzzling given their optical appearance, and is worth elucidating. Indeed, looking at the near-infrared maps of Quillen et al. (1993), one can see that the north-eastern lane is still detectable in the K-band image and that it has a (J-K) color similar to that of the more central dust lane that we also see in emission. Therefore the total optical depths of the two lanes are likely of the same order of magnitude and, were the cold dust temperatures to be of the same order, one would expect to detect the northern lane in the submillimeter. The answer most probably lies in the actual three-dimensional location of the dust giving rise to that lane, i.e. it should be further away from the nucleus of Centaurus A. As mentioned earlier, the current view of the dust structure in Centaurus A presented by Mirabel et al. (1999) and supported by the present paper does not contradict the geometrical model developed by Quillen et al. (1993). We can therefore use that model to find the actual location of the northern dust lane. According to Quillen et al. (1993) strong extinction will occur at folds in the warped disk or tilted rings structure. At these folds, the line of sight becomes tangential to the structure, thus maximizing the optical depth of the dust. Using the parameters presented by Quillen et al. (1993) we compute the angle between the line of sight and the axis of the concentric rings as a function of distance to the nucleus. Extremas in this function will signal the presence of the folds we are searching for. We find two such extremas, the inner one corresponding to the inner dust lane that we also see in emission, and the second one ~ 3 times further away, that gives rise to the north-eastern dust lane. This signif-

icant increase in distance is very likely to be the reason why the north-eastern dust lane has no emission counterpart: at that distance, heating by the stellar population of the giant elliptical is probably too low, and, since star formation activity, as traced by the ISOCAM emission, has ceased, internal heating sources are absent.

We can actually quantitatively check that cold dust can give rise to strong extinction feature while escaping submm detection: if we assume a Galactic gas-to-dust mass ratio of 160, and $A_V/N(\text{HI}) = 5.34 \cdot 10^{-22} \text{ mag cm}^2$ from Bohlin et al. (1978), we can compute the relation between the extinction and the emission. To simplify this computation, we use dust grains of a single size, and a single density, emitting as modified blackbodies. This gives:

$$A_v = 1.98 \cdot 10^{-1} \left(\frac{F_\nu}{1 \text{ mJy.}''^{-2}} \right) \left(\frac{\rho}{10^{-12} \text{ g.}\mu\text{m}^{-3}} \right) \left(\frac{a}{1 \mu\text{m}} \right) \left(\frac{\nu}{10^{11} \text{ Hz}} \right)^{-3} \left(\frac{1}{Q_{\text{abs}}(\nu, a)} \right) \left[\exp \left(4.8 \left(\frac{\nu}{10^{11} \text{ Hz}} \right) \left(\frac{1 \text{ K}}{T} \right) \right) - 1 \right] \quad (1)$$

From the SCUBA $450 \mu\text{m}$ image of Mirabel et al. (1999), we derive an upper limit for the flux in the dark lane region of $2 \text{ mJy.}''^{-2}$. Using a typical size of $0.1 \mu\text{m}$ for the grains, and a temperature of 15 K for the cold dust, known ranges of grain properties (Draine & Lee 1984, Mennella et al. 1998), translate in A_V of typically 5-20, amply enough to produce the very dark lane observed in north-east side of the galaxy. This range of extinction values fits well with the fact that the NE dust lane has colors similar to the central dust lane (Quillen et al. 1993) and that the extinction in the central region (excluding that occurring in the immediate vicinity of the AGN) is ≤ 10 mag in V (Bryant & Hunstead 1999).

3. The dust mass and survival of dust grains in the merger event

It is instructive to estimate the mass of dust associated with the mini-barred spiral. From our V- $15 \mu\text{m}$ image, we estimate the thickness of the emission structures (bar and spiral arms) to be $12''$ corresponding to only 190 parsecs. From Fig. 2 we see that the spiral arms start at 1.5 kpc from the nucleus and that all structures, bar and arms are ~ 200 pc wide. From Fig. 3 of Mirabel et al. (1999) we can see that the spiral arms subtend at least 45° . If we use a surface atomic gas mass density of ~ 80 solar masses per square parsec (appropriate to an atomic hydrogen column density of $\sim 10^{22} \text{ atoms cm}^{-2}$ as observed by van Gorkom et al. 1990) we derive an atomic hydrogen gas mass of 1.4×10^8 solar masses. The uncertainty is a reduction by a factor of ~ 4 : for a warped disk the line of sight can penetrate the disk several times, and the actual HI surface density will be that many times less. Eckart et al. (1990) use a line-of-sight penetration of four times. Furthermore, the integrated molecular gas mass (Eckart et al. 1990) is almost identical to that of the atomic gas mass, so we derive a total combined atomic and

molecular gas mass of 2.8×10^8 solar masses. If we adopt a canonical gas-to-dust ratio of 100, we derive a dust mass of $0.7\text{--}2.8 \times 10^6$ solar masses. Such a dust mass is typical for a small spiral galaxy such as M33 or for dusty ellipticals. Typical ranges in dust masses for bright nearby ellipticals detected by IRAS are in the $10^4\text{--}10^6$ solar mass (Goudfrooij 1996).

Our estimate for the dust mass excludes the mass of dust grains found at larger galactocentric radii which have no ISO-CAM emission component. It also excludes dust grains residing in the disk of the mini-barré spiral and responsible for the diffuse emission seen in Fig. 1. This likely explains why our dust mass estimate is a factor of ~ 10 smaller than that of Mirabel et al. (1999) using IRAS and SCUBA data. These latter instruments detect a larger fraction of the complete dust emission, not only that residing in the bar+arms structure.

Dynamical studies can be used to study the problem of dust survival in a merger event. Nicholson et al. (1992) propose that the ionized gas disk has completed more than 10 rotations (each $\sim 1 \times 10^8$ year at 3.0 kpc) since the merger event (Rix & Katz 1991). It is believed (Nicholson et al. 1992) that the merger and subsequent formation of the dust band occurred $\sim 10^9$ yr ago. A dynamically evolved structure is also attested to by the well established star formation seen throughout and by the distribution of stellar shells (Malin et al. 1983) within the elliptical component of Centaurus A. Quillen et al. (1993) have constructed models wherein a warped disk evolving as a result of differential precession in a prolate potential gives an excellent fit to their infrared data. If the structure is 10^9 yr old, the inner 1.5 kpc disk, having completed ~ 20 rotations, may have had time to settle into a preferred plane of the host elliptical (Steinman-Cameron & Durisen 1982). The typical lifetime of a dust grain in the absence of shock induced destructive mechanisms is of the order of 10^9 years and mergers would not destroy dust grains unless very strong shocks are involved. Those grains which remain in giant molecular clouds would in any case be shielded from destructive processes (Greenberg, private communication).

4. Conclusion

The importance of studying the unified distribution of dust grains is clear. In Centaurus A, where the overall extinction is asymmetric and rather chaotic, lies embedded a beautifully symmetric barred mini-spiral. This specific case illustrates particularly well the importance of obtaining information on dust grains of all sizes to clearly understand the large scale distribution of dust: if the spiral were to be seen face-on, the column densities at equivalent galactocentric radii would then essentially be the same. However, if one tilts a barred spiral embedded in light sources (stars and an active galactic nucleus), a break in symmetry is introduced by projection effects as different positions on the spiral now lie at varying optical depths in the line of sight. That an intrinsically symmetric dust distribution can produce an extremely asymmetric dust lane has been clearly demonstrated by Elmegreen & Block (1999).

In Centaurus A, we have shown that the V-15 bright structures are very well correlated with the H-K model color maps

of Quillen et al. (1993). We note that this correlation is much better in the SE side than in the NW side, indicating an asymmetry in the distribution of the dust in the disk plane that is not taken into account by the models. This asymmetry is very well understood if the dust is distributed in a bar+arms structure as evidenced by Mirabel et al. (1999).

Detailed comparison of the emission and extinction structures also reveal that the warp observed in the emission map closely follows the southern ridge of extinction, implying that the plane of the mini-barré galaxy disk is nearly perpendicular to the plane of the sky on approximately 2–3 kpc.

Finally a dust mass can be computed assuming that the dust resides mostly in the bar+arms structure. The result, $\sim 2 \times 10^6 M_{\odot}$, though compatible with the dust mass of a small spiral or that found in elliptical galaxies, is markedly smaller than that derived by Mirabel et al. (1999). We interpret this result as implying that a substantial amount of dust is diffuse and resides in the disk of the mini-barré spiral galaxy.

Acknowledgements. It is a great pleasure to thank Dr A. Walker at Cerro Tololo for providing us with his CCD images of Centaurus A. DLB is indebted to the Anglo-American and de Beers' Chairman's Fund Educational Trust for the funding of a visit to the CEA in France. The hospitality extended to DLB in Saclay is much appreciated. MS acknowledges financial support from the French PCMI national program. He also thanks O. Laurent for providing him with the SCUBA data on Centaurus A. The ISO data presented in this paper was analysed using the software package "CIA", a joint development by the ESA Astrophysics Division and the ISOCAM consortium. The ISOCAM consortium is led by the ISOCAM P.I., C. Cesarsky, Direction des Sciences de la Matière, C.E.A. France.

References

- Baade W., Minkowski R. 1954, ApJ 119, 215
- Block D. L. 1996, in *New extragalactic perspectives in the new South Africa*, D. L. Block, J. M. Greenberg Eds., (Kluwer:Johannesburg), 1
- Block D. L., Elmegreen B. G., Stockton A., Sauvage M. 1997, ApJ 486, L95
- Bohlin R. C., Savage B. D., Drake J. F. 1978, ApJ 224, 132
- Bryant J. J., Hunstead R. W. 1999, MNRAS 308, 431
- Cesarsky C. J., Abergel A., Agnese P., et al., 1996, A&A 315, L32
- Draine B. T., Lee H. M. 1984, ApJ 285, 89
- Eckart A., Cameron M., Rothermel H., et al., 1990, ApJ 363, 451
- Elmegreen B. G., Block D. L. 1999, MNRAS 303, 133
- Goudfrooij P. 1996, in *New extragalactic perspectives in the new South Africa*, D. L. Block, J. M. Greenberg Eds., (Kluwer:Johannesburg), 400
- Greenberg J. M., Li A. 1996, in *New extragalactic perspectives in the new South Africa*, D. L. Block, J. M. Greenberg Eds., (Kluwer:Johannesburg), 118
- Kessler M. F., Steinz J. A., Anderegg M. E., et al., 1996, A&A 315, L27
- Malin D. F., Quinn P. J., Graham J. A. 1983, ApJ 272, L5
- Marston A. P., Dickens R. J. 1988, A&A 193, 27
- Mennella V., Brucato J. R., Colangeli L., et al., 1998, ApJ 496, 1058

76

D.L. Block & M. Sauvage: A unified image of dust grains in Cen A

- Mirabel I. F., Laurent O., Sanders D. B., et al., 1999, *A&A* 341, 667
Nicholson R. A., Bland-Hawthorn J., Taylor K. 1992, *ApJ* 387, 503
Packham C., Hough J. H., Young S., et al., 1996, *MNRAS* 278, 406
Phillips T. G., Ellisson B. N., Keene J. B., et al., 1987, *ApJ* 322, L73
Quillen A. C., de Zeeuw P. T., Phinney E. S., Phillips T. G. 1992, *ApJ* 391, 121
Quillen A. C., Graham J. R., Frogel J. A. 1993, *ApJ* 412, 550
Rix H. W., Katz N. 1991, in *Warped disks and inclined rings around galaxies*, S. Casertano, P.D. Sackett, F. H. Briggs Eds., (Cambridge University Press), 112
Sauvage M., Thuan T. X. 1994, *ApJ* 429, 153
Steinman-Cameron T. Y., Durisen R. H. 1982, *ApJ* 263, L51
van Gorkom J. H., van der Hulst J. M., Haschick A. D., Tubbs A. D. 1990, *AJ* 99, 1781

The relationship between star formation rates and mid-infrared emission in galactic disks*

H. Roussel¹, M. Sauvage¹, L. Vigroux¹, and A. Bosma²

¹ DAPNIA/Service d'Astrophysique, CEA/Saclay, 91191 Gif-sur-Yvette Cedex, France

² Observatoire de Marseille, 2 place Le Verrier, 13248 Marseille Cedex 4, France

Received 2 February 1999 / Accepted 19 March 2001

Abstract. The $H\alpha$ and mid-infrared mean disk surface brightnesses are compared in a sample of nearby spirals observed by ISOCAM. This shows that, in spiral disks, dust emission at 7 and 15 μm provides a reasonable star formation tracer. The fact that the 15 to 7 μm flux ratio is nearly constant in various global exciting conditions indicates a common origin, namely the aromatic infrared band carriers, and implies that at these wavelengths, dust emission from the disks of normal galaxies is dominated by photodissociation regions and not by HII regions themselves. We use this newly-found correlation between the mid-infrared and the $H\alpha$ line to investigate the nature of the link between the far-infrared (60 and 100 μm) and $H\alpha$. Although the separation of the central regions from the disk is impossible to achieve in the far-infrared, we show that a circumnuclear contribution to the dust emission, having no equivalent counterpart in $H\alpha$, is most likely responsible for the well-known non-linearity between far-infrared and $H\alpha$ fluxes in spiral galaxies. We derive a calibration of 7 and 15 μm fluxes in terms of star formation rates from a primary calibration of $H\alpha$ in the literature, and also outline the applicability limits of the proposed conversion, which should not be blindly extrapolated to objects whose nature is unknown.

Key words. galaxies: spiral – galaxies: ISM – stars: formation – infrared: ISM

1. Introduction

Whether mid-infrared emission can be considered a reliable tracer of the massive stellar content of normal and isolated spirals is still unclear. The accepted interpretation of mid-IR spectra of galaxies (see the review by Puget & Léger 1989; Désert et al. 1990) is that they consist primarily of a composite of a featureless continuum and of a family of aromatic bands, the so-called unidentified infrared bands (UIBs). The continuum emission is attributed to very small grains, VSGs (Désert et al. 1990), of which little is known, while various carbonaceous materials have been suggested as candidates to carry the UIBs, among which the PAH model (polycyclic aromatic hydrocarbons) of Léger & Puget (1984) has been a long-time favorite. However, the recent work of Boulanger et al. (1998a) indicates that UIB carriers are likely aggregates of several hundred atoms rather than macro-molecules. It is important to realize that under most radiation field conditions,

both components are out of thermal equilibrium and undergo large temperature fluctuations of several hundred K.

Sturm et al. (2000) have provided a census of the continuum emission and of emission features (UIBs and ionic lines) found from 2.4 to 45 μm in typical starburst galaxies, and which are potentially present in our data as well. Emission from the envelopes of cold stars can also contribute in the 7 μm bandpass, but it is negligible in our sample, except possibly in the disks of two S0/a–Sa galaxies.

This dual nature of the mid-infrared emission (produced mainly by two dust phases, UIB carriers and VSGs) makes the existence of a direct link with massive stars unlikely. A further complication is that even if both species are predominantly heated by high energy radiation, their excitation by optical and near ultraviolet photons may be significant in environments where old stellar populations dominate. Indeed, aromatic bands are ubiquitous in the diffuse interstellar medium (Giard et al. 1989; Mattila et al. 1996) and are also observed in regions where the ultraviolet radiation density is insufficient to account for their heating (Sellgren et al. 1990; Boulade et al. 1996; Uchida et al. 1998, 2000). When observing extragalactic objects, emission arising in star forming regions is mixed

Send offprint requests to: H. Roussel, e-mail: hroussel@cea.fr

* Based on observations with ISO, an ESA project with instruments funded by ESA Member States (especially the PI countries: France, Germany, The Netherlands and the UK) and with the participation of ISAS and NASA.

with that arising in the interstellar medium associated with more evolved stars. Therefore, the accuracy with which mid-infrared emission traces star formation should in principle depend on the balance between these two heating sources. This can be checked either by investigating spatially resolved galaxies, or by building global energy budgets. As we will show later, the flux fraction due to heating by old stellar populations is generally quite small in spiral galaxies, as already noted by Lemke et al. (1998).

An attempt to link the mid-infrared emission of galaxies with recent star formation is, however, encouraged by the following fact: resolved observations of individual regions in our Galaxy have revealed that aromatic bands are closely associated with the photodissociation shells and surfaces of molecular clouds in the vicinity of HII regions or hot stars, while the VSG continuum strongly peaks inside HII regions (Cesarsky et al. 1996; Tran 1998; Verstraete et al. 1996). Given that both types of sites are intimately linked with the presence of massive stars, a strong coupling between mid-infrared emission and present-day star formation could exist.

An invaluable advantage of infrared observations over optical recombination lines or the ultraviolet continuum resides in their much lower sensitivity to interstellar extinction, thus providing insights into obscured star forming regions. Besides, if it is confirmed that young stars are the major heating source of dust emitting at 7 and 15 μm , mid-infrared fluxes could provide a more acceptable star formation tracer than far-infrared fluxes, since the latter have been shown to contain a cirrus component (Helou 1986) which dominates the mean emission from morphological types Sa to Sc (Sauvage & Thuan 1992) and is responsible for a strong non-linearity in the correlation between far-infrared and H α fluxes. A vast literature covers the advantages and limitations of interpreting far-infrared emission as a star formation indicator, and includes for instance Lonsdale-Persson & Helou (1987), Devereux & Young (1990) and Smith & Harvey (1996). A summary of the issues in question can be found e.g. in Sauvage & Thuan (1992) or in Kennicutt (1998a).

On the other hand, since survey programs performed with ISO have focussed on observations at 7 and 15 μm , investigating the relationship between the emission in these bandpasses and star formation rates would be very helpful for their physical interpretation.

To tackle this question, we use a sample of 69 galaxies observed by ISOCAM in two broadband filters centered at 7 and 15 μm . All the galaxies being nearby, the achieved spatial resolution is sufficient to delineate distinct structural entities (spiral arms, giant HII complexes, the circumnuclear concentration, etc.). Distances to the sample galaxies range from 4 to 60 Mpc, which translates into linear resolutions of 110 pc to 1.7 kpc at 7 μm (full width at half maximum of the point spread function). This allows a clear differentiation of the mid-infrared properties of central regions and disks, a study described in Roussel et al. (2001a and b, hereafter Atlas and Paper I). In this paper, we use this advantage to restrict ourselves to the study of

galactic disks. Our motivation for that is manifold:

- (1) The mid-infrared colors of galaxies in our sample are relatively uniform in the disks, while the circumnuclear regions can show strong 15 μm emission excesses, suggesting the existence of a different thermodynamical state of dust in the central parts of galaxies.
- (2) Since we want to establish a calibration of mid-infrared fluxes in terms of star formation rates, we need to compare them with a direct primary star formation tracer and so far, few of them sample equally well the disk and the nuclear regions of galaxies, mainly because of extinction.
- (3) It has been shown (Kennicutt 1998a) that star formation processes and physical conditions prevailing in nuclei are widely different from those of disks.

In Sect. 2 we present our sample and the methods used to collect the photometric information needed for our analysis. Section 3 demonstrates the validity of mid-infrared fluxes as star formation tracers in galactic disks. In Sect. 4 we discuss the applicability limits of our calibration and the implications of our findings on the interpretation of the far-infrared emission of galaxies.

2. The galaxy sample and photometric data

The sample of spiral galaxies considered here is made from the partial merging of five ISOCAM programs:

- *Camspir* (PI: L. Vigroux) which mapped nearby very large spiral galaxies extensively observed in other interstellar tracers, allowing detailed spatial analyses.
- *Cambarre* (PI: C. Bonoli) which mapped barred spiral galaxies, selected to span the variety of bar and Hubble types and a large range of infrared luminosities.
- Resolved spirals from the complete survey of the *Virgo* program (PI: J. Lequeux; see Boselli et al. 1998).
- Non-Seyfert spirals, with no strong signs of tidal interaction, from the *Sf_glx* program (PI: G. Helou; see Dale et al. 2000) which selected galaxies sampling the IRAS color-color diagram (Helou 1986).
- Identically chosen spirals from the *Galix* program (PI: T. Onaka) that aimed at constructing infrared spectral energy distributions of normal galaxies, in preparation for the Japanese mission IRTS.

The resulting sample comprises 69 galaxies spanning the whole de Vaucouleurs spiral sequence from S0/a to Sdm. All were observed in raster mode in the two filters LW2 centered at 7 μm (5–8.5 μm) and LW3 centered at 15 μm (12–18 μm), with a pixel size of 3'' or 6''. General information and a deeper discussion of the mid-infrared properties of these galaxies can be found in Paper I, together with the spectra between 5 and 16 μm observed in five of them. The detailed description of data reduction appears in the Atlas, that also presents the 7 μm maps. We simply note here that we processed all maps in a homogeneous way, including those already published.

2.1. $H\alpha$ data

Since the goal of this paper is to assess the reliability of mid-infrared emission as a star formation tracer, we need to collect data on a primary indicator. Recombination lines, which trace the existence of massive stars, are an obvious choice: well-established calibrations in terms of star formation rate (SFR) exist, and their production by post-AGB stars, as seen in ellipticals (Binette et al. 1994), is negligible in star-forming galaxies (Kennicutt 1998a).

We therefore searched the literature for integrated $H\alpha$ photometry. In addition, some $H\alpha$ maps were kindly made available to us by J.A. García-Barreto for NGC 1022 and NGC 4691 (published in García-Barreto et al. 1996); T. Storchi-Bergmann for NGC 1097 and NGC 1672 (published in Storchi-Bergmann et al. 1996); M. Naslund for NGC 1365 (published in Lindblad 1999, courtesy of S. Jörsäter, M. Naslund and J. J. Hester); C. Feinstein for NGC 7552 (data published in Feinstein 1997); M. W. Regan via D. Reynaud for NGC 1530 (published in Regan et al. 1996); S. D. Ryder via A. Vogler for NGC 5236 (published in Ryder et al. 1995; Vogler et al. 2001); F. Viallefond for NGC 5457. Some of these maps have been corrected for a spatial gradient, using the background, or for an over-subtraction of the continuum emission, using I -band images. In some cases, we also performed the flux-calibration, using data from the literature inside various apertures.

Concerning galaxies for which we have no map, the bulk of the data comes from Young et al. (1996). We note that this reference provides ($H\alpha + [\text{NII}]$) fluxes systematically higher than those of Kennicutt & Kent (1983) for the galaxies in common (by a factor ranging from about one to two). We thus preferred to adopt data from Young et al. (1996) or other references, but for six of our galaxies, they were taken from Kennicutt & Kent (1983); we have corrected them by a factor 1.16, following Kennicutt (1998b)'s prescription, and we have checked that the optical diameter of these galaxies is less than or comparable to the $H\alpha$ aperture used (except for VCC 2058: the optical size and $H\alpha$ aperture are respectively $4.27'$ and $3'$).

Since the central regions of most galaxies in our sample stand out in the mid-infrared as having different properties from the disk (see Paper I and the Atlas) and as the contamination of $H\alpha$ fluxes by nuclear regions can be significant in galaxies harboring non-stellar activity or starburst, and for all the reasons emphasized in Sect. 1, we chose to exclude the central regions from both mid-infrared and $H\alpha$ measurements. For this purpose, we used matched apertures which were dictated by the available $H\alpha$ data in the literature. We aimed at subtracting circumnuclear fluxes of sufficiently large a region to match that region inside which most of a possible $15\ \mu\text{m}$ excess is located. It was straightforward to achieve this when we could directly perform measurements on $H\alpha$ maps. However, this could not be achieved in practice for all galaxies, due to the difficulty of finding suitable $H\alpha$ data. When such nuclear data are not available or were mea-

sured only inside an aperture significantly smaller than the size of the circumnuclear region in the mid-infrared (this concerns 8 galaxies out of 44), we checked that the circumnuclear F_{15}/F_7 color is low (below 1.2), i.e. shares the main characteristic of disks. This ensures that we are not introducing a strong bias, because the color indicates that the star formation process and extinction should be close to those found in disks. The aperture used by Pogge (1989) (from whom the central $H\alpha$ fluxes of 8 galaxies are obtained) is not given explicitly, but could be estimated from his $H\alpha$ images, except for VCC 460 and VCC 857, for which we have assumed that it is equal to the infrared size of the central region. This could be problematic in the case of VCC 460, whose central color is high ($F_{15}/F_7 = 2.55$). However, all these uncertainties remain a negligible source of error with respect to the extinction correction.

Most $H\alpha$ measurements (at $6563\ \text{\AA}$) include the two neighboring $[\text{NII}]$ lines (the most intense at $6583\ \text{\AA}$ and another one at $6548\ \text{\AA}$). We applied the same correction as Kennicutt (1983) for average $[\text{NII}]$ contamination in disk HII regions (25% of the total flux). The $[\text{NII}]/H\alpha$ ratio is in general higher in central regions than in disk HII regions (e.g. Brand et al. 1981), but we have removed central ($[\text{NII}] + H\alpha$) fluxes, and ratios in disks are little dispersed (Kennicutt & Kent 1983).

We also made use of the value given by Kennicutt (1983) for average and uniform extinction in the $H\alpha$ line (expected to be the major source of uncertainty, since it amounts to 1.1 mag). It is clear that a uniform extinction correction is in principle very far from the true correction that should be applied. However, we can first expect that regions where the extinction most significantly departs from this value are located in the central parts of galaxies, which we have excluded from the present analysis. Second, it is on $H\alpha$ data corrected in this way that SFR calibrations are built. And third, apart from observationally deriving the extinction in each object, it is not possible to define a correction scheme (e.g. based on Hubble type, or on global Balmer decrement) that does not introduce as much uncertainty and bias as it supposedly removes. We therefore choose to confine ourselves to this uniform correction scheme, bearing in mind that our conclusions are relative to this method of correcting $H\alpha$ data in order to estimate the SFR.

Control on the bias that we introduce thereby can be found in an examination of the $H\alpha$ to $15\ \mu\text{m}$ flux ratio (since we apply a uniform correction on the $H\alpha$ data, it makes no difference here whether these are corrected or not). The variation of the ratio of $H\alpha$ to $15\ \mu\text{m}$ fluxes as a function of the inclination (estimated from kinematical data or, if unavailable, from the ratio of major to minor isophotal diameters) is a pure scatter diagram. We also checked that separating our sample into two morphological classes (22 S0/a–Sb and 20 Sbc–Sdm) did not result in significant a difference in the $H\alpha$ to $15\ \mu\text{m}$ flux ratio: the logarithmic means in the two subsamples are respectively -0.67 ± 0.18 and -0.66 ± 0.21 . Finally, no trend can be seen in a plot of the $H\alpha$ to $15\ \mu\text{m}$ flux ratio versus

the size-normalized $H\alpha$ flux (see Sect. 3 for a definition of this quantity). Since the $15\ \mu\text{m}$ emission is much less prone to absorption, we are therefore confident that no systematic variation in the extinction affects the $H\alpha$ data. Furthermore, the values of $F_{15}/F(H\alpha)$ in our sample are all compatible with moderate absorption if compared with the values observed in M51 (Sauvage et al. 1996).

Galactic extinction was corrected using the blue absorptions listed in the RC3 together with the extinction curve of Cardelli et al. (1989). The galaxies for which suitable $H\alpha$ data were found are listed in Table 1 with their total and central fluxes.

2.2. Mid-IR photometry

We have measured total fluxes as explained in the Atlas, and central fluxes inside the same aperture as that used for $H\alpha$, in images treated with an algorithm designed to correct for dilution effects, also described in the Atlas. The disk flux is then the difference between the total flux and the corrected nuclear flux. The resulting central flux fractions which have been removed and disk fluxes are given in Table 1.

As already mentioned, the aperture of $H\alpha$ measurements matches reasonably well the size of the circumnuclear concentration in the images corrected for dilution. We call the attention of our readers to the fact that the size of the aperture used to measure central mid-IR fluxes in this paper is different from that used in Paper I. In Paper I, since we did not have the constraint to match the mid-IR aperture to that available for data taken at a different wavelength, the size of the central regions was measured on non-deconvolved mid-IR surface brightness profiles. The aperture sizes given in Table 1 are thus different from those used in Paper I.

Typical errors on disk fluxes are expected to be of the order of 20 or 30%, mainly due to the camera memory effects¹ and to flux calibration uncertainties.

3. The star formation rate scaling in galactic disks

In M51 and NGC 7331 for example, there exists a striking correspondence between the spatial distributions of $H\alpha$ and $15\ \mu\text{m}$ emission (Sauvage et al. 1996; Smith 1998). When we compare in detail our 7 and $15\ \mu\text{m}$ maps with the $H\alpha$ maps at our disposal, all structures, such as rings, bars and arms, are very similar at the three wavelengths, even without correction for the different angular resolutions and sensitivities. Thus, it is tempting to check the robustness of this correlation in a more quantitative approach. If it holds for total fluxes, it would indicate a strong relationship between mid-infrared dust emission and the SFR.

We first have to cancel identifiable bias sources in our data. In addition to the varying contribution of the cen-

tral regions, the most obvious one is a scale effect, i.e. large – or bright – galaxies tend to be bright at all wavelengths, and comparing them with small and faint galaxies introduces artificial correlation of the data. Another bias results from the use of luminosities instead of fluxes: an incorrect estimation of distances introduces dispersion and the presence of the distance squared on both axes also produces an artificial correlation. We therefore have to normalize our data by another galaxy property, independent of both mid-infrared and $H\alpha$ emission. We chose for such a quantity the disk area (from the major diameter at the blue isophote $\mu_B = 25\ \text{mag arcsec}^{-2}$, defined in the RC3). We stress that even though the normalization of fluxes by the disk area gives quantities that are formally surface brightnesses, these should not be identified with mid-infrared or $H\alpha$ surface brightnesses. The normalization is only used to avoid the scale-effect in our sample. In the following, we will refer to the quantities obtained in this way as “size-normalized” fluxes.

We applied two fitting procedures. The first one is the classical minimization of squared distances to a line, with an equal treatment of both variables. The second one is the minimization of absolute values instead of squares, again bivariate, and is more robust to outlier points. Figure 1a shows the dependence of the size-normalized $15\ \mu\text{m}$ on the size-normalized $H\alpha$ fluxes. The best least squares fit implies that F_{15} scales as $F(H\alpha)^{1.01}$, with a correlation coefficient of 0.91; the 3σ interval for the slope is [0.81; 1.25]. The results for $7\ \mu\text{m}$ are quite similar to those for $15\ \mu\text{m}$ (Fig. 1b), with approximately the same power law. That the 7 and $15\ \mu\text{m}$ flux densities appear interchangeable in Fig. 1 may come at first as a surprise given the already growing amount of literature data indicating that regions of high star formation activity appear as regions of enhanced $15\ \mu\text{m}$ emission with respect to $7\ \mu\text{m}$ (Vigroux et al. 1996; Sauvage et al. 1996; Dale et al. 2000). However it is also clear that: (1) not all star forming regions show a $15\ \mu\text{m}$ excess (see e.g. the color data in Dale et al. 2000, and our Atlas) and (2) the excess appears only above a certain threshold in star-formation activity. This last point is amply demonstrated by the so-called ISO-IRAS color-color diagram (Vigroux et al. 1999; Helou 2000) that plots the F_{15}/F_7 ISO color versus the F_{60}/F_{100} IRAS color: for most of the F_{60}/F_{100} range, the F_{15}/F_7 color is nearly constant and around 1, and only starts to increase for the hottest F_{60}/F_{100} colors, corresponding to starburst and interacting galaxies. For normal spiral galaxies such as those in our sample, the F_{15}/F_7 color does not significantly deviate from 1. In fact, we show in Paper I that changes of the global F_{15}/F_7 color of spirals are strictly due to the circumnuclear regions which are not included in Fig. 1. Spiral disks exhibit a F_{15}/F_7 color of 0.89 ± 0.14 (in flux density units, i.e. in Jy).

The fact that the 7 and $15\ \mu\text{m}$ fluxes show similar variations with radiation density (in disks) is somewhat puzzling, as they were originally thought to behave quite differently, since the main emission sites of aromatic bands and VSGs (respectively photodissociation regions

¹ The stabilization correction that we applied uses the latest available technique taking into account the detector characteristics, described in Coulais & Abergel (2000).

Table 1. Photometric data. Galaxies are named according to the VCC catalog for the *Virgo* program and according to the NGC catalog for other programs.

name	$(\text{H}\alpha + [\text{NII}])_{\text{TOT}}^a$ ($\log \text{W m}^{-2}$)	D_C^b (arcsec)	$(\text{H}\alpha + [\text{NII}])_{\text{CEN}}^a$ ($\log \text{W m}^{-2}$)	f_{C15}^c	f_{C7}^c	$F_{15 \text{ DISK}}^d$	$F_{7 \text{ DISK}}^d$ (mJy)	refs ^e	
N337	-14.38	4. × 4.	-15.69	0.03	0.03	288.27	327.34	11a	21
N1022	-14.91			≈1	≈1			8	..
N1097	-13.94	45.	-14.27	0.76	0.60	540.84	846.37	20	20
N1365	-13.74	40.	-14.32	0.71	0.54	1306.65	1701.55	12	12
N1433	-14.67	26.	-15.39	0.31	0.26	246.95	283.21	2	2
N1530 (-)	-14.46	28.	-15.32	0.44	0.38	337.69	356.16	14	14
N1672	-13.93	32.	-14.40	0.58	0.48	842.58	1030.42	20	20
N4027	-14.41	4. × 4.	-16.21	0.01	0.01	668.50	765.68	11a	21
N4535	-14.26	≈10.	-15.22	0.11	0.08	1000.65	1047.02	24	13
N4691	-14.94			≈1	≈1			6	..
N4736	-13.27	≈10.	-15.65	0.06	0.05	3970.51	3702.07	24	13
N5194	-13.33	89.	-14.10	0.25	0.22	5969.43	6728.27	24	7
N5236	-12.87	33.	-13.97	0.17	0.14	16737.02	15933.28	11b	16
N5383 (-)	-14.23	22.3	-14.49	0.49	0.41	169.07	205.100	18	18
N5457	-13.17	35.	-15.18	0.02	0.02	5295.81	5920.03	11b	22
N6744 (-)	-13.54	4. × 4.	-16.95	0.01	0.01	1494.72	2414.59	17	21
N7552	-14.19	21.3	-14.50	0.83	0.69	475.78	574.27	5	5
V66 (N4178)	-14.59	2. × 4.	-17.22	0.02	0.01	178.19	225.74	24	9
V92 (N4192)	-14.39	≈5.	-15.61	0.06	0.03	591.66	872.36	24	13
V460 (N4293)	-14.90	≈12.	-14.99	0.67	0.29	62.34	112.59	24	13
V692 (N4351)	-15.43	8.	-16.18	0.12	0.12	40.28	46.48	24	19
V836 (N4388)	-14.50	12.	-14.97	0.73	0.38	267.86	308.83	11b	4
V857 (N4394)	-14.96	≈10.	-16.56	0.09	0.09	127.13	147.36	24	13
V912 (N4413)	-15.13					92.98	89.25	24	..
V1043 (N4438)	-14.61	8.	-15.28	0.29	0.20	149.30	186.32	24	19
V1110 (N4450)	-15.17	≈10.	-15.68	0.11	0.09	150.36	167.55	24	13
V1379 (N4498)	-15.01	8.	-16.53	0.05	0.05	89.63	107.73	24	19
V1673 (N4567) (+)	-14.93	8.	-16.20	0.05	0.04	279.19	306.28	24	19
V1676 (N4568) (+)	-14.53	8.	-15.88	0.08	0.06	1016.44	1014.13	24	19
V1690 (N4569)	-14.22	8.	-15.21	0.19	0.08	758.34	776.63	24	19
V1727 (N4579)	-14.45	≈10.	-14.93	0.17	0.07	513.84	624.93	24	13
V1972 (N4647)	-14.66	8.1	-16.09	0.04	0.03	454.66	459.85	24	10
V1987 (N4654)	-14.32	≈10.	-15.64	0.05	0.05	962.89	1000.25	15	13
V2058 (N4689)	-14.78	8.	-16.83	0.02	0.02	323.91	335.34	11a	19
N986	-14.47	17.8	-15.00	0.57	0.36	454.91	512.01	8	8
N1326	-14.71	26.	-14.78	0.85	0.69	42.17	87.09	2	2
N1385	-14.31	4. × 4.	-15.93	0.02	0.01	768.69	804.42	11a	21
N3885	-14.96	14.8	-15.13	0.75	0.75	99.60	85.69	8	8
N4041	-14.25					751.86	792.81	24	..
N4102	-14.43	34.4 × 34.4	-14.66	0.88	0.69	207.48	254.07	1	1
N4519	-14.74	8.	-16.31	0.28	0.08	168.59	162.81	24	19
N4713	-14.49					209.41	223.64	15	..
N5962	-14.62	4. × 4.	-16.50	0.02	0.01	500.70	479.09	11a	21
N6753	-14.63					646.77	586.44	2	..
N6946 (-)	-12.98	45.	-13.70	0.19	0.11	8640.46	10401.74	23	3
N7218	-14.75					273.49	260.59	11a	..

^a Corrected for Galactic extinction using the RC3 blue absorptions and the extinction curve of Cardelli et al. (1989). Total pure H α fluxes, available for N1530, N5383, N6744 and N6946, were made homogeneous with (H α + [NII]) fluxes by applying a factor 4/3.

^b Diameter aperture or slit dimensions of the measurement used to remove a central H α contribution.

^c Approximate fractions of central mid-infrared fluxes inside the same aperture as used for H α (corrected for dilution effects).

^d Mid-infrared fluxes after removal of the central contribution matched to the H α aperture.

^e Reference codes for the total H α flux and the central H α flux.

(1) Armus et al. (1990); (2) Crocker et al. (1996); (3) Engargiola (1991); (4) Falcke et al. (1998); (5) map provided by C. Feinstein; (6) map provided by J. A. García-Barreto; (7) map taken from the electronic edition of Greenawalt et al. (1998); (8) Hameed & Devereux (1999); (9) Ho et al. (1997); (10) Keel et al. (1983); (11a) Kennicutt & Kent (1983); (11b) Kennicutt et al. (1994); (12) map provided by M. Naslund; (13) Pogge (1989); (14) map provided by M. Regan; (15) Romanishin (1990); (16) map provided by S. D. Ryder; (17) Ryder & Dopita (1994); (18) Sheth (2000); (19) Stauffer (1983); (20) map provided by T. Storchi-Bergmann; (21) Véron-Cetty & Véron (1986); (22) map provided by F. Viallefond; (23) Wang (1999); (24) Young et al. (1996).

The correction for stellar absorption of Ho et al. (1997) was cancelled, using their data.

(+) close system : we used the total H α flux listed by Young et al. (1996) weighted by the two contributions inside a smaller aperture derived from Kennicutt et al. (1987).

(-) (H α + [NII]) flux estimated from a pure H α flux.

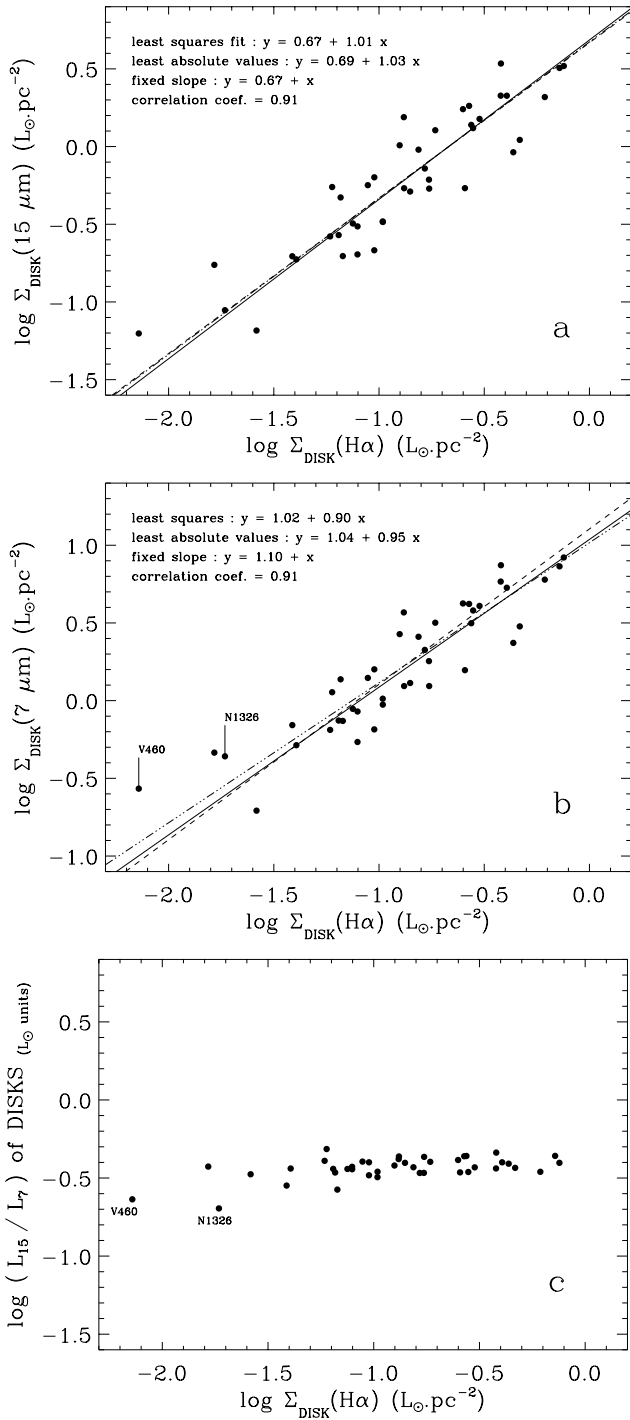


Fig. 1. Relationship between size-normalized fluxes of H α and: **a)** F_{15} (12 to 18 μm); **b)** F_7 (5 to 8.5 μm). The dashed line is the linear correlation. The best least squares fit and least absolute deviation fit are shown as dot-dashed and solid lines. NGC 4736 and NGC 6744 were excluded because their disk was not completely mapped at 7 and 15 μm . Excluding in **b)** the two galaxies with suspected significant contribution from stellar emission at 7 μm , because of their low F_{15}/F_7 ratios (VCC 460 and NGC 1326), the fitted slopes become 1.00 and 1.07, instead of 0.90 and 0.95. **c)** shows that F_{15}/F_7 is constant with a good approximation in disks. Flux density ratios (Jy units) can be obtained applying a factor 2.40 (0.38 dex).

and HII regions) are distinct. A likely explanation is that when averaged in disks, the 15 μm emission is no longer dominated by VSGs as in HII regions but by a part of the feature composed of the aromatic bands at 11.3 and 12.7 μm , and thus shares a common origin with the 7 μm emission. This is what can be seen in our few mid-IR spectra (Paper I). Other fainter UIBs are additionally present in the 13–18 μm range (see for instance Hony et al. 2001). A further confirmation of the common origin of the 7 and 15 μm fluxes in disks can be found in the fact that the dependence of F_{15}/F_7 on the IRAS color F_{25}/F_{12} is weak for low ratios ($F_{25}/F_{12} < 2$) and begins to strengthen only for relatively hot colors: as the 25 μm flux density is clearly due to VSGs, this indicates another origin for the 15 μm flux density in the low F_{25}/F_{12} range.

Figure 1 thus implies that on the scale of galactic disks, in the mid-infrared, HII regions are seen only through their effect of globally increasing the interstellar radiation field. Since impulsive heating of aromatic band carriers by single photons causes the shape of the spectrum to be very insensitive to the radiation intensity (Boulanger et al. 1996), this explains the constant F_{15}/F_7 ratio observed in our sample. It results from this that even over the large range in HII region sizes and densities seen along the Hubble sequence, what we observe in disks is mainly the emission from photodissociation regions, and the filling factor by HII regions is always comparatively small.

Although mid-IR emission can in principle originate from regions where old stars dominate, when integrated throughout spiral disks, the emission in both bandpasses traces young stars and the heating provided by a more evolved population appears negligible. Otherwise, the $F_{15}/\text{H}\alpha$ ratio would increase with decreasing SFR surface density, as the importance of the diffuse interstellar medium relative to star forming regions is then higher; this is not observed, and neither is a variation of $F_{15}/\text{H}\alpha$ with Hubble type.

An alternative cause of the observed correlation could be a much more indirect link between star formation and dust emission, both of them being causally associated with the molecular gas phase (dust is mixed with gas, and stars form out of molecular clouds), and these two links then simulate a direct connection between the presence of massive stars and dust excitation. We have no means of deciding which scenario is the more likely, and they would observationally be extremely difficult to test, in particular because molecular gas mass estimates are not accurate enough. Nevertheless, the presence of molecular gas is a prerequisite but certainly not a sufficient condition for star formation, so that the link between the two is not more direct than the link between young stars and dust emission.

Assuming a purely linear correlation between UIB and H α emission (as indicated in Fig. 1 by the dashed line) and using the H α -SFR calibration of Kennicutt (1998a) leads to the following scalings:

$$\begin{aligned} \text{SFR} (M_{\odot} \text{yr}^{-1}) &= 6.5 \times 10^{-9} L(15 \mu\text{m}_{\text{UIB}}) (L_{\odot \text{bol}}) \\ &= 2.4 \times 10^{-9} L(7 \mu\text{m}_{\text{UIB}}) (L_{\odot \text{bol}}) \quad (1) \end{aligned}$$

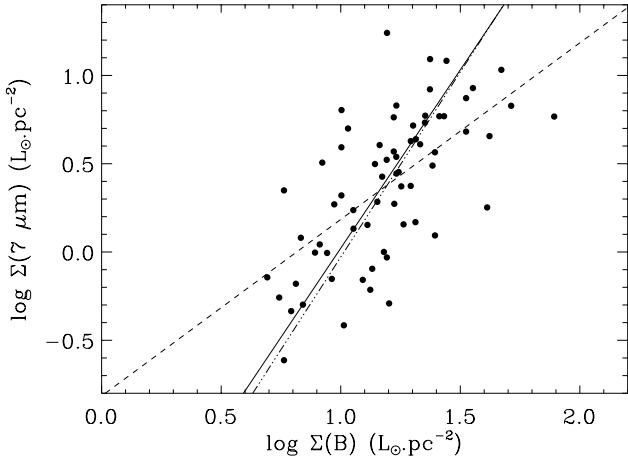


Fig. 2. Comparison of total size-normalized fluxes in the blue band and at $7\ \mu\text{m}$. The dashed line is the linear correlation, and the best least squares fit and best least absolute deviation fit are shown as dot-dashed and solid lines. The fitted slopes are 2.10 and 2.02, with a $1\ \sigma$ confidence interval [1.85; 2.41] and a linear correlation coefficient of 0.65. Using $15\ \mu\text{m}$ fluxes instead of $7\ \mu\text{m}$ fluxes or H -band fluxes for the stellar emission leads to very similar results. Restricting the sample to the galaxies present in Fig. 1 or to the galaxies dominated by disk emission at $15\ \mu\text{m}$ by more than 70% also produces similarly dispersed distributions with fitted slopes always above 1.6.

with $L_{\text{bol}} = 3.827 \times 10^{26}\ \text{W}$ (this assumes solar abundances, and a Salpeter IMF ranging from 0.1 to $100\ M_{\odot}$). Flux densities at 7 and $15\ \mu\text{m}$ were converted into luminosities using bandpasses of 16.18 THz and 6.75 THz respectively. These formulas are applicable only when the mid-infrared emission is dominated by UIBs, with a negligible VSG continuum, which is the case in disks of galaxies, but is not always verified at $15\ \mu\text{m}$ (in galactic central regions, for instance).

In our sample, size-normalized SFRs in disks (we mean here physical regions defined in Paper I) range between about 0.3 and $20\ M_{\odot}\ \text{kyr}^{-1}\ \text{kpc}^{-2}$, from VCC1043 to NGC 5236, and SFRs of disks between about 0.12 and $8\ M_{\odot}\ \text{yr}^{-1}$.

We emphasize that the relationship found between dust emission and the $H\alpha$ recombination line is unique and is not reproduced if the $H\alpha$ emission is replaced by an observable tracing more evolved stellar populations, such as the blue luminosity, coming from the RC3 (Fig. 2).

4. Discussion

4.1. Integrated versus local quantities

The above calibration, derived from integrated disk fluxes, should not be applied locally in small regions of disks, for several reasons:

- In the diffuse interstellar medium, far away from any star-forming site, a substantial part of UIB carrier heating may be provided by optical photons, since it

has been demonstrated, for instance in reflection nebulae, that this type of heating can be efficient (Uchida et al. 1998). Looking at quantities integrated over large spatial scales, we average in our beam all the stellar populations contributing to the excitation of dust. Since dust heating by ionizing photons is much more efficient than by near-ultraviolet or optical photons, a small population of massive stars mixed with a large population of low-mass stars can still dominate dust heating as soon as it exceeds a certain threshold, still to be determined. It is clear that this could no longer be the case in selected regions of galaxies.

- Close to HII regions and in some giant star formation complexes, the F_{15}/F_7 color is observed to rise above the mean value in disks (see for instance NGC 5457 in the atlas), revealing a thermodynamical state different from that in disks for the species emitting at these two wavelengths. This $15\ \mu\text{m}$ excess clearly breaks down the symmetry of the 15 and $7\ \mu\text{m}$ fluxes, and then most likely the validity of our calibration.
- A significant fraction of ionizing photons is able to escape HII regions, and possibly to propagate to very large distances. In such a configuration, a physical link between young stars and dust heating can be established only using integrated fluxes.

To support the last caveat, we note that Beckman et al. (2000) propose, from their study of $H\alpha$ luminosity functions of HII regions, that the estimated ionizing luminosity able to escape the most luminous HII regions is more than sufficient to ionize the warm diffuse interstellar medium (see also Oey & Kennicutt 1997 and references therein); it is hence also able to heat dust to comparable distances. If the idea that the diffuse ionized gas is excited by the photons escaping from HII regions is confirmed, then the high $H\alpha$ luminosity fractions attributable to this diffuse medium (30–50% according to e.g. Ferguson et al. 1996) imply that a correct assessment of star formation activity cannot be made if restricted to limited regions, neither using recombination lines nor using the infrared emission.

Vogler et al. (2001) have looked at the relationship between $H\alpha$ and $7\ \mu\text{m}$ fluxes locally inside the disk of NGC 5236, using resolution elements of $12''$ ($\approx 300\ \text{pc}$ at our adopted distance). They find a very large dispersion, mostly at low flux levels, so that the correlation that we report here breaks down at kpc-scales. It is however difficult to disentangle in the observed scatter the role played by variable extinction in the $H\alpha$ line (spatially and also as a function of brightness) from a physical decorrelation.

4.2. Mid-IR versus far-IR emission as tracers of star formation

In Sect. 3, restricting ourselves to spiral disks, we have found that mid-IR luminosities can be used to trace the level of star formation. As mentioned in Sect. 1, numerous attempts to use the far-IR luminosity as a tracer of star

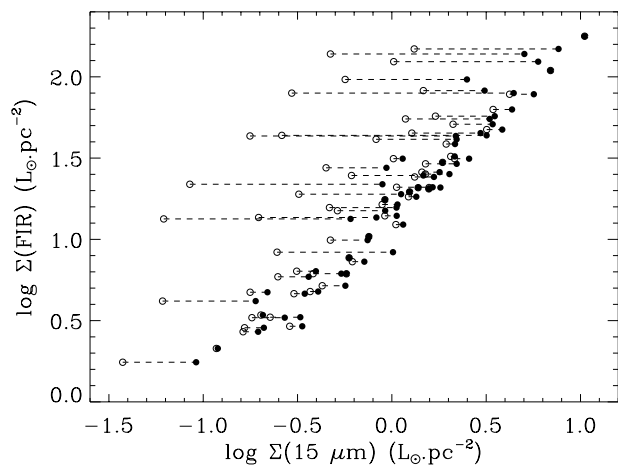


Fig. 3. Proportionality between far-infrared and mid-infrared size-normalized fluxes. Far-IR fluxes are a combination of 60 and 100 μm IRAS fluxes as defined in Helou et al. (1988). Filled circles represent total fluxes and open circles show the effect of taking into account only bare disks, as defined in Paper I (this was possible only at 15 μm , since galaxies are not resolved by IRAS). The best least-squares fit gives a slope of 1.08 ($^{+0.11}_{-0.10}$ at a 3σ confidence level) with a correlation coefficient of 0.97. The relationship with 7 μm fluxes is similar, but more dispersed and with a slightly higher slope ($1.20^{+0.18}_{-0.15}$ at a 3σ confidence level).

formation have already been presented (see e.g. Devereux & Young 1990; Kennicutt 1998a and references therein). It is thus worthwhile to examine whether the tracer we propose here presents some significant advantage over the far-IR one. The main problem with the far-IR luminosity is that the heating radiation required for grains to emit in that wavelength range can easily be provided by relatively old stars of 10^8 yr or more (Buat & Xu 1996) and thus the information derived on the SFR is different from that obtained from $\text{H}\alpha$. In other terms, when plotting far-IR versus $\text{H}\alpha$, there is a hidden variable which corresponds to the amount of energy provided by non-ionizing stars. It is this hidden variable which has previously been deemed responsible of the significant non-linearity of the far-IR– $\text{H}\alpha$ correlation (e.g. Lonsdale-Persson & Helou 1987).

Figure 3 shows that the two integrated far-IR and 15 μm size-normalized fluxes are tightly and linearly correlated. Consequently, there cannot be major differences in the heating source for the small grains responsible for the 15 μm emission and the large grains emitting in the far-infrared. If we restrict ourselves to galaxies with small circumnuclear contribution (in Fig. 3, those for which the two symbols used are close to each other), this suggests that in galaxies which are dominated by their disk, the far-infrared emission is an equivalently good star formation tracer as the 15 and 7 μm emission.

In Fig. 4, we plot the correlation between the size-normalized *total* far-IR and $\text{H}\alpha$ fluxes for galaxies in our sample. Given the very poor spatial resolution of current far-IR instruments, it is impossible to separate nuclear and disk contributions. We see here that the correlation is

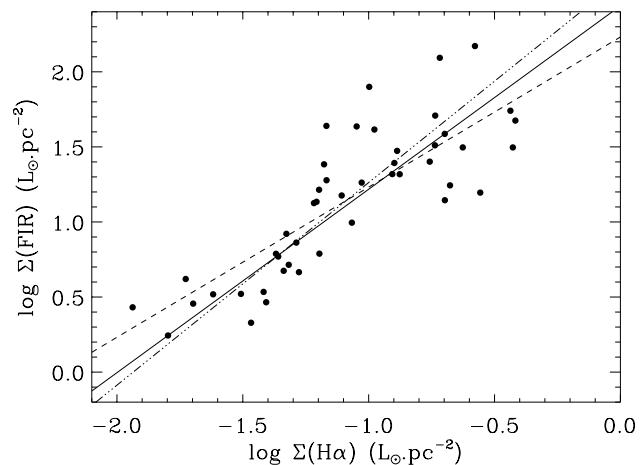


Fig. 4. Relationship between total far-IR and $\text{H}\alpha$ size-normalized fluxes. The dashed line represents the linear correlation, the dot-dashed line the least squares fits, and the solid line the least absolute deviation fit, with respective slopes $1.35^{+0.50}_{-0.34}$ (3σ interval) and 1.22.

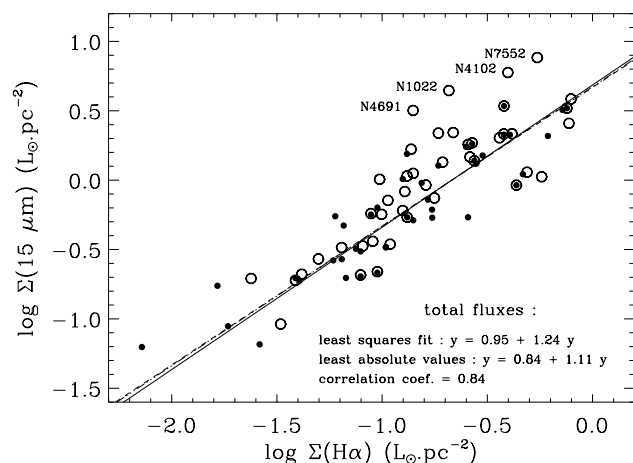


Fig. 5. Same as Fig. 1, with *total* size-normalized 15 μm and $\text{H}\alpha$ fluxes superimposed, shown as empty circles. The solid and dot-dashed lines correspond to the fits on disk fluxes of Fig. 1. The names of the most strongly deviating galaxies and the numerical results of the fits on total fluxes are indicated. At 7 μm , only NGC 1022 and 4691 tend to stray from the relationship found in disks.

worse than that obtained in Fig. 1 and in particular that the well-known non-linearity of the correlation is found in our sample too: a least-square fit to our data gives a slope of 1.35^2 . The results obtained are highly dependent on the adopted references for IRAS fluxes among the various catalogs (Moshir et al. 1989; Rice et al. 1988; Soifer et al. 1989; Helou et al. 1988; Sanders et al. 1995; Rush et al. 1993; Thuan & Sauvage 1992; PSC), which may partially account for the dispersion. However, we have tried to identify the most reliable fluxes by optimizing the agreement

² Using a large sample drawn from the $\text{H}\alpha$ catalogues mentioned in Sect. 2 and applying a robust estimation method to reduce the effects of outlying points, since a significant scatter is present, we obtain $\Sigma(F_{\text{FIR}}) \propto \Sigma(\text{H}\alpha)^{1.43}$.

between our 7 and 15 μm fluxes and IRAS 12 μm fluxes, whose bandpass overlaps with both ISOCAM bandpasses.

Looking for the origin of this non-linearity, we find that it is mainly introduced in our sample by prominent circumnuclear regions. Indeed, when the fraction of the 15 μm flux contributed by central regions increases (from nearly 0 to nearly 1), the mean $F_{\text{FIR}}/F(\text{H}\alpha)$ ratio rises from ≈ 130 to ≈ 480 . The increase of $F_{\text{FIR}}/F(\text{H}\alpha)$ is also connected with the appearance of high F_{15}/F_7 colors, which have been shown in Paper I to originate in central regions of galaxies whose total mid-infrared emission is dominated by a central starburst. We can further check this finding by estimating the fraction of far-IR emission arising from the disk alone and producing an analog of Fig. 1 for the far-IR. Since no spatially-resolved measurements are available, we have to rely on disk flux fractions measured at 15 μm and assume that they can account for the true fractions in the far-IR. Given that total 15 μm and far-IR fluxes are tightly correlated, this assumption is sensible. This empirical correction succeeds in linearizing the far-IR– $\text{H}\alpha$ relationship and reducing the scatter: the least squares and least absolute deviation fits give a slope of respectively $1.01^{+0.25}_{-0.20}$ and 1.07. This demonstrates that it is the circumnuclear contribution which creates the non-linearities observed in previous attempts to correlate the far-infrared and $\text{H}\alpha$ fluxes.

To further support this view, we have looked at correlations between *total* mid-infrared and $\text{H}\alpha$ fluxes, adding the two galaxies whose mid-infrared and $\text{H}\alpha$ emission is highly concentrated, NGC 1022 and 4691. Figure 5 shows the result at 15 μm , compared with what we have previously obtained in disks. Owing to the fact that $\text{H}\alpha$ data were found for only few centrally dominated galaxies with a 15 μm excess, the relationship for total fluxes is not much different from that for disk fluxes. However, the fits indicate that the dispersion is already higher and that we introduced a non-linearity. As the extinction in circumnuclear regions is expected to be higher than in the average disk, the interpretation of the cause for the non-linearity is not straightforward. We postpone the detailed study of mid-infrared emission and other star formation estimates in circumnuclear and starburst regions (Förster-Schreiber & Roussel, in preparation), and outline that the relationship found here is strictly valid only in disks, and cannot be extrapolated easily.

4.3. Applicability at high redshift

In cosmological surveys with the HST, SFRs are measured with fluxes that correspond to ultraviolet wavelengths in the rest-frame of distant galaxies. For this reason, we have tried to compare the SFRs deduced from mid-infrared fluxes using Eq. (1) with the SFRs derived from ultraviolet fluxes at 1650 \AA using the calibration given in Kennicutt (1998a). The data come from Rifatto et al. (1995), Deharveng et al. (1994) and Bell & Kennicutt (2001) (whose filters are not centered exactly at 1650 \AA

but at 1615 and 1521 \AA), and the sample was limited to galaxies either with a disk flux fraction above 0.7 or with $F_{15}/F_7 \leq 1.2$ (respectively 20 and 29 objects), both criteria leading to the same conclusion. UV fluxes have only been corrected for Galactic extinction in the same way as $\text{H}\alpha$, and the internal extinction has been estimated by the requirement that the 7 or 15 μm and ultraviolet SFR values agree for each spiral. Resulting UV absorptions range between 0.2 and 2.6 mag, and their median value amounts to 1.4–1.7 mag. We recall that our calibration assumes an $\text{H}\alpha$ absorption of 1.1 mag, and that changing $A(\text{H}\alpha)$ would change A_{1650} by the same amount.

We can compare these numbers with those obtained in the high-redshift sample of Flores et al. (1999) ($0.2 < z < 1.1$), who have performed a similar comparison between star formation rates derived from ultraviolet and infrared observations. They have extrapolated ultraviolet fluxes at 2800 \AA from spectral energy distributions above 4350 \AA , using a grid of spectro-photometric evolutionary models, and have also estimated total infrared fluxes from 8 to 1000 μm from mid-infrared and radio fluxes, fitted by a set of templates. Assuming the same IMF as in the present work and the SFR calibrations of Kennicutt (1998a) both in terms of UV and IR fluxes, Flores et al. (1999) derive extinctions in the range $0.5 \leq A_{2800} \leq 2.2$ mag. This translates into $0.6 < A_{1650} < 2.8$, using the extinction curves of Cardelli et al. (1989). Absorption estimates in our sample are thus consistent, well within the uncertainties, with those in the sample of Flores et al. (1999). Hence, although absorption estimates can be flawed by metallicity effects in young galaxies – if they deplete preferentially small carbonaceous grains emitting in the mid-infrared – there is no hint of a significant increase of optical depths with redshift, which implies that the calibration we give likely remains valid in more distant galaxies.

5. Summary and conclusions

We have seen that mid-infrared fluxes can be considered reliable tracers of star formation in relatively quiescent environments such as spiral galactic disks. There, mid-infrared spectra between 5 and 18 μm are dominated by aromatic bands, which are much more tightly linked with the radiation from young stars than with the blue-band radiation, to which stars of all masses and ages contribute.

The calibration in terms of SFR that we propose depends of course on the adopted IMF, but most sensitively on the extinction correction applied to $\text{H}\alpha$ fluxes. The dispersion in $\text{H}\alpha$ fluxes with respect to the linear correlation is 0.19 dex in Fig. 1, much lower than the extinction correction of 0.44 dex. We find a bivariate dispersion around the linear correlation of a factor of 1.37 and a one-dimensional dispersion of a factor of 1.56, both at 7 and 15 μm . Despite this large scatter, it is meaningful to apply our calibration to large samples, because the size-normalized SFR shows a much larger range (it varies by more than a factor of 50 across the present sample).

Nevertheless, one must be aware of several limitations:

- Because dust grains can be heated by the radiation from HII regions at large distances from them, and because dust, in some diffuse regions, can be predominantly heated by old stellar populations, the relationship between mid-infrared fluxes and star formation rates is certainly much more complex locally than when considering integrated fluxes.
- For distant objects detected in surveys, the only available information consists of fluxes integrated over the whole galaxy, which can be dominated by the central regions. In this case, the link between star formation and mid-infrared emission can also be completely different. Indeed, we show that considering global fluxes, in the far-infrared as well as at $15\ \mu\text{m}$, introduces a non-linearity in the correlation with $\text{H}\alpha$ fluxes. This may be due to a combination of several effects: a thermodynamical state of dust grains in central regions different from that in disks; a greater extinction affecting the $\text{H}\alpha$ line; a dominant contribution from post-starburst populations of the bulge to dust heating in the absence of significant star formation.
- Our sample comprises only spiral galaxies whose metallicity is thought to be near solar, while metal-deficiency (mostly seen in blue compact and dwarf irregular galaxies) can alter the dust composition and is likely to deplete carbonaceous grains, which tends to lower the mid-infrared emission for a given radiation field (Sauvage et al. 1990; Boselli et al. 1998). The aromatic bands are often absent or very weak in dwarf galaxies, due to the above effect combined with their destruction by the far-ultraviolet radiation, very pervasive in low-metallicity environments (Madden 2000).
- In extremely active environments with normal metallicity, the aromatic band carriers can also be destroyed or experience chemical transformations, but quantitative estimations of these effects are yet unavailable.

However, this relationship between mid-IR fluxes and SFRs that strictly holds only in normal disks can be useful to interpret surveys made in the two filters LW3 ($15\ \mu\text{m}$) and LW2 ($7\ \mu\text{m}$). For galaxies at high redshifts ($z \simeq 1.2$), the LW2 rest frame emission is shifted to the LW3 band-pass. Hence, the calibration given here must provide a lower limit for the true SFR since, for galaxies with greater star formation activity than in the present sample, the energy redistribution favors the LW3 band, as more energy is reradiated by VSGs. Indeed, Boulanger et al. (1998b) have presented observations in resolved Galactic regions (a diffuse cloud and four photodissociation regions) which show that the emission in UIBs tends to rise with the ultraviolet energy density, linearly at low energy densities and more slowly at higher values. The threshold for this transition,

above 10^3 times the energy density in the solar neighborhood, is uncertain due to dilution effects. However, the same type of behavior must hold in integrated galaxies.

Dealing with integrated fluxes, a simple validity criterion of the formula presented here would be a rest-frame color $F_{15}/F_7 \simeq 1$, i.e. the contribution from the central concentration to the total emission should be low or should arise from heating by a disk-like (non-starburst) stellar population.

Acknowledgements. We warmly thank Antonio García-Barreto, Thaisa Storchi-Bergmann, Magnus Naslund, Carlos Feinstein, Michael Regan, Stuart Ryder and François Viallefond for freely providing their $\text{H}\alpha$ maps. We wish to thank Suzanne Madden for taking part in the improvement of the manuscript and Hervé Aussel for a discussion about high redshift studies of star formation.

The ISOCAM data presented in this paper were analyzed using and adapting the CIA package, a joint development by the ESA Astrophysics Division and the ISOCAM Consortium (led by the PI C. Cesarsky, Direction des Sciences de la Matière, CEA, France).

References

- Armus, L., Heckman, T. M., & Miley, G. K. 1990, ApJ, 364, 471
- Beckman, J. E., Rozas, M., Zurita, A., Watson, R. A., & Knapen, J. H. 2000, AJ, 119, 2728
- Bell, E. F., & Kennicutt, R. C. 2001, ApJ, 548, 681
- Binette, L., Magris, C. G., Stasińska, G., & Bruzual, A. G. 1994, A&A, 292, 13
- Boselli, A., Lequeux, J., Sauvage, M., et al. 1998, A&A, 335, 53
- Boulade, O., Sauvage, M., Altieri, B., et al. 1996, A&A, 315, L85
- Boulanger, F., Reach, W. T., Abergel, A., et al. 1996, A&A, 315, L325
- Boulanger, F., Boissel, P., Cesarsky, D., & Ryter, C. 1998a, A&A, 339, 194
- Boulanger, F., Abergel, A., Bernard, J. P., et al. 1998b, ASP Conf. Ser., 132, 15
- Brand, P. W. J. L., Coulson, I. M., & Zealey, W. J. 1981, MNRAS, 195, 353
- Buat, V., & Xu, C. 1996, A&A, 306, 61
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- Cesarsky, D., Lequeux, J., Abergel, A., et al. 1996, A&A, 315, L309
- Coulais, A., & Abergel, A. 2000, A&AS, 141, 533
- Crocker, D. A., Baugus, P. D., & Buta, R. 1996, ApJS, 105, 353
- Dale, D. A., Silbermann, N. A., Helou, G., et al. 2000, AJ, 120, 583
- Deharveng, J.-M., Sasseen, T. P., Buat, V., et al. 1994, A&A, 289, 715
- Désert, F.-X., Boulanger, F., & Puget, J. L. 1990, A&A, 237, 215
- Devereux, N. A., & Young, J. S. 1990, ApJ, 350, L25
- Engargiola, G. 1991, ApJS, 76, 875
- Falcke, H., Wilson, A. S., & Simpson, C. 1998, ApJ, 502, 199
- Feinstein, C. 1997, ApJS, 112, 29

- Ferguson, A. M. N., Wyse, R. F. G., Gallagher, J. S., & Hunter, D. A. 1996, *AJ*, 111, 2265
- Flores, H., Hammer, F., Thuan, T. X., et al. 1999, *ApJ*, 517, 148
- Förster-Schreiber, N. M., & Roussel, H. 2001, in preparation
- García-Barreto, J. A., Franco, J., Carrillo, R., Venegas, S., & Escalante-Ramírez, B. 1996, *RMxAA*, 32, 89
- Giard, M., Pajot, F., Lamarre, J. M., Serra, G., & Caux, E. 1989, *A&A*, 215, 92
- Greenawalt, B., Walterbos, R. A. M., Thilker, D., et al. 1998, *ApJ*, 506, 135
- Hameed, S., & Devereux, N. 1999, *AJ*, 118, 730
- Helou, G. 2000, in *Infrared astronomy: today and tomorrow*, Les Houches Summer School Aug. 1998 (Springer-Verlag), 337
- Helou, G., Khan, I. R., Malek, L., & Boehmer, L. 1988, *ApJS*, 68, 151
- Helou, G. 1986, *ApJ*, 311, L33
- Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sargent, W. L. W. 1997, *ApJS*, 112, 315
- Hony, S., van Kerckhoven, C., Peeters, E., et al. 2001, *A&A*, 370, 1030
- Keel, W. C. 1983, *ApJS*, 52, 229
- Kennicutt, R. C. 1983, *ApJ*, 272, 54
- Kennicutt, R. C., & Kent, S. M. 1983, *AJ*, 88, 1094
- Kennicutt, R. C., Keel, W. C., van der Hulst, J. M., Hummel, E., & Roettiger, K. A. 1987, *AJ*, 93, 1011
- Kennicutt, R. C., Tamblyn, P., & Congdon, C. W. 1994, *ApJ*, 435, 22
- Kennicutt, R. C. 1998a, *ARA&A*, 36, 189
- Kennicutt, R. C. 1998b, *ApJ*, 498, 541
- Léger, A., & Puget, J. L. 1984, *A&A*, 137, L5
- Lemke, D., Mattila, K., Lehtinen, K., et al. 1998, *A&A*, 331, 742
- Lindblad, P. O. 1999, *A&AR*, 9, 221
- Lonsdale-Persson, C. J., & Helou, G. 1987, *ApJ*, 314, 513
- Madden, S. C. 2000, *New Astron. Rev.*, 44, 249
- Mattila, K., Lemke, D., Haikala, L. K., et al. 1996, *A&A*, 315, L353
- Moshir, M., Copan, G., Conrow, T., et al. 1989, *IRAS Faint Source Catalog*
- Oey, M. S., & Kennicutt, R. C. 1997, *MNRAS*, 291, 827
- Pogge, R. W. 1989, *ApJS*, 71, 433
- Puget, J. L., & Léger, A. 1989, *ARA&A*, 27, 161
- Regan, M. W., Teuben, P. J., & Vogel, S. N. 1996, *AJ*, 112, 2549
- Rice, W., Lonsdale, C. J., Soifer, B. T., et al. 1988, *ApJS*, 68, 91
- Rifatto, A., Longo, G., & Capaccioli, M. 1995, *A&AS*, 114, 527
- Romanishin, W. 1990, *AJ*, 100, 373
- Roussel, H., Vigroux, L., Bosma, A., Sauvage, M., et al. 2001a, *A&A*, 369, 473 (Atlas)
- Roussel, H., Vigroux, L., Sauvage, M., et al. 2001b, 372, 406 (Paper I)
- Rush, B., Malkan, M. A., & Spinoglio, L. 1993, *ApJS*, 89, 1
- Ryder, S. D., & Dopita, M. A. 1994, *ApJ*, 430, 142
- Ryder, S. D., Hungerford, A., Dopita, M. A., et al. 1995, in *The Opacity of Spiral Disks*, ed. J. I. Davies, & D. Burstein (Dordrecht: Kluwer), 359
- Sanders, D. B., Egami, E., Lipari, S., Mirabel, I. F., & Soifer, B. T. 1995, *AJ*, 110, 1993
- Sauvage, M., Thuan, T. X., & Vigroux, L. 1990, *A&A*, 237, 296
- Sauvage, M., & Thuan, T. X. 1992, *ApJ*, 396, L69
- Sauvage, M., Blommaert, J., Boulanger, F., et al. 1996, *A&A*, 315, L89
- Sellgren, K., Luan, L., & Werner, M. W. 1990, *ApJ*, 359, 384
- Sheth, K., Regan, M. W., Vogel, S. N., & Teuben, P. J. 2000, *ApJ*, 532, 221
- Smith, B. J. 1998, *ApJ*, 500, 181
- Smith, B. J., & Harvey, P. M. 1996, *ApJ*, 468, 139
- Soifer, B. T., Boehmer, L., Neugebauer, G., & Sanders, D. B. 1989, *AJ*, 98, 766
- Stauffer, J. R. 1983, *ApJ*, 264, 14
- Storchi-Bergmann, T., Wilson, A. S., & Baldwin, J. A. 1996, *ApJ*, 460, 252
- Sturm, E., Lutz, D., Tran, D., et al. 2000, *A&A*, 358, 481
- Thuan, T. X., & Sauvage, M. 1992, *A&AS*, 92, 749
- Tran, D. 1998, Ph.D. Thesis, University of Paris XI
- Uchida, K. I., Sellgren, K., & Werner, M. 1998, *ApJ*, 493, L109
- Uchida, K. I., Sellgren, K., Werner, M. W., & Houdashelt, M. L. 2000, *ApJ*, 530, 817
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G., et al. 1991, *Third Reference Cat. of Bright Galaxies (RC3)*
- Véron-Cetty, M.-P., & Véron, P. 1986, *A&AS*, 66, 335
- Verstraete, L., Puget, J. L., Falgarone, E., et al. 1996, *A&A*, 315, L337
- Vigroux, L., Mirabel, I. F., Altieri, B., et al. 1996, *A&A*, 315, L93
- Vigroux, L., et al. 1999, in *The universe as seen by ISO*, October 20–23 1998, Paris, ESA SP-427
- Vogler, A., Madden, S., Sauvage, M., et al. 2001, in preparation
- Wang, J., Heckman, T. M., & Lehnert, M. D. 1999, *ApJ*, 515, 97
- Young, J. S., Allen, L., Kenney, J. D. P., Lesser, A., & Rownd, B. 1996, *AJ*, 112, 1903

6

Un univers plus violent

Si, au cours des deux chapitres précédents nous n'avons cessé de parler de formation stellaire, il faut cependant reconnaître qu'il s'agissait de la version "calme" ou, pour être plus exact, quasi-stationnaire, du processus. En effet notre galaxie, ou les galaxies spirales du Groupe Local, ne transforme que de l'ordre de 3 à 6 M_{\odot} de gaz en étoiles par an (voir par exemple Boissier & Prantzos, 1999). De ce fait, sa luminosité globale n'est pas dominée par l'infrarouge, signe que la formation stellaire actuelle ne représente qu'une fraction minoritaire des processus à l'œuvre dans ces galaxies.

Evidemment, il existe localement au sein de ces galaxies proches des régions où la formation stellaire s'emballé quelque peu, comme par exemple le Centre Galactique, l'anneau de gaz moléculaire de la Voie Lactée, 30 Dor dans le Grand Nuage de Magellan, NGC 604 dans M 33. Cependant ces régions dominent rarement la luminosité infrarouge de leur hôte.

Mais le satellite IRAS nous a révélé l'existence d'une classe de galaxies dans lesquelles la situation s'inverse, les galaxies ultralumineuses infrarouges (par la suite désignées par le sigle anglais ULIRG, Sanders & Mirabel, 1996). Ces galaxies, dont la luminosité L_{IR}^1 dépasse $10^{13} L_{\odot}$, ont la particularité d'émettre l'essentiel de leur énergie dans le domaine infrarouge. Les études optiques qui leur ont été consacrées ont démontré que, dans la plupart des cas, ces objets sont le résultat de fusion de deux grandes galaxies spirales. Bien que jusqu'ici nous ayons toujours associé émission infrarouge et formation stellaire, aux niveaux de luminosité que nous abordons maintenant il faut considérer une autre source d'énergie : le noyau actif. Et de fait, l'essentiel du débat autour des ULIRGs concerne l'origine de l'énergie émise dans le domaine infrarouge. Vient-elle de gigantesques sursauts de formation stellaire, ou de l'environnement immédiat du noyau actif ? Tout le problème vient du fait que l'interaction de galaxies est capable de produire les deux effets : sursaut de formation stellaire dû aux vastes collisions de nuages interstellaires qu'elle induit, et réveil de noyaux actifs en canalisant vers le centre des galaxies de grandes quantités de matériau interstellaire.

De larges pans des programmes ISO, tant dans le temps garanti des consortia que dans le temps ouvert, ont été consacrés à l'étude des galaxies non-seulement ultra-lumineuses, mais aussi des galaxies starburst ou actives de plus faible luminosité, afin d'essayer de comprendre ce qui change dans le spectre infrarouge lorsque le niveau d'activité augmente. L'objectif de ce type d'étude est double. Dans un premier temps il s'agit de valider les diagnostics, optiques la plupart du temps, dans le domaine infrarouge : une galaxie qui optiquement se distingue comme une galaxie starburst ou active, est-elle toujours de même nature lorsqu'on l'observe en infrarouge ? Cette question n'a rien d'évident dans la mesure où l'optique n'échantillonne souvent, dans ces objets lumineux, qu'une faible fraction de la luminosité bolométrique des galaxies. Une fois cette question résolue, la base d'objets prototypiques construite peut être utilisée pour construire des diagnostics infrarouges plus pertinents que les diagnostics optiques et directement applicables aux galaxies moins bien étudiées ou plus distantes.

Dans ce domaine, j'ai surtout participé aux études des galaxies proches, dans le but d'identifier les modifications que l'augmentation d'activité introduit dans les propriétés infrarouges. C'est au cours de ce travail que sont apparus les super-amas stellaires enfouis. Depuis les observations de la galaxie des Antennes avec le HST

¹Luminosité de 8 à 1000 μm construite à partir des flux IRAS, voir Sanders & Mirabel (1996) pour la méthode de calcul.

(Whitmore & Schweizer, 1995) nous savons, même si nous n'en comprenons pas encore bien le mécanisme, que l'interaction de deux galaxies spirales donne naissance à une population d'amas de quelques centaines à quelques milliers d'étoiles massives, de masse équivalente à celles des amas globulaires mais évidemment beaucoup plus jeunes. Jusqu'ici ces amas étaient observés en optique, mais ISOCAM a permis de mettre en évidence l'existence d'amas enfouis, sans doute encore plus jeunes.

Voilà donc la violence dont ce chapitre parlera, violence des processus de formation stellaire quand ils sont portés à leur paroxysme sur de très petites échelles spatiales, violence des régions circumnucléaires des galaxies actives.

6.1 Starburst et activité nucléaire dans l'infrarouge moyen

Cette section est un peu particulière car elle sort de mon domaine de compétence et, au contraire des autres sections de ce document, j'ai plus joué un rôle de "consultant" au moment de la rédaction des articles qu'un rôle actif. Il m'a cependant semblé important de rassembler ici quelques faits tirés des travaux de Vassilis Charmandaris, Natascha Förster-Schreiber, Olivier Laurent, Emeric Le Floch, et Félix Mirabel, travaux auxquels j'ai malgré tout contribué, d'une part dans le contexte d'une exploration complète de la phénoménologie de l'émission MIR, et d'autre part comme une mise en place du contexte dans lequel mon travail sur les superamas stellaires s'inscrit. Loin de moi donc l'idée de m'attribuer la paternité de résultats acquis par d'autres.

De plus, il faut bien avoir conscience que la majeure partie des travaux réalisés sur ce type d'objet l'ont été via le spectromètre ISOSWS, par l'équipe d'E. Sturm et D. Lutz au MPE.

Comme l'existence de Centaurus A dans notre voisinage peut le laisser soupçonner, la zone de quelques 10 Mpc qui nous entoure ne se réduit pas à quelques grandes galaxies spirales accompagnées de leur cortège de naines quasi-inertes. On y trouve aussi, bien qu'en plus petit nombre que dans les confins lointains de l'Univers, toute la zoologie de ce que le terme "activité" peut recouvrir quand on parle de galaxies. Certes les galaxies les plus extrêmes dans leur genre, on pense par exemple au prototype de fusion des galaxies Arp 220, sont encore trop loin pour un petit télescope de 60 cm mais nous disposons cependant d'une gamme suffisamment vaste d'objets à notre portée.

Pour bien clarifier les esprits avant de commencer, examinons une petite question de terminologie. On a souvent tendance à appeler active une galaxie qui se distingue de la normale, terme qui désigne lui par un certain glissement sémantique essentiellement les galaxies spirales de l'Univers Local (car les galaxies elliptiques sont elles aussi normales). Pour ce qui m'intéresse, je diviserai cette activité en deux grandes catégories.

La première correspond aux galaxies subissant un sursaut de formation stellaire, que je dénommerai galaxies starbursts. Dans ces galaxies, l'activité correspond à une augmentation spectaculaire du taux de formation stellaire qui peut être multiplié par un facteur 10 à 1000 par rapport à ce que l'on rencontre dans les galaxies normales de taille équivalente. Il est clair qu'il s'agit d'une activité épisodique car le milieu interstellaire ne peut fournir le carburant nécessaire à l'entretenir sur des temps plus longs que 10^{7-9} ans. La grande question autour de ces galaxies starbursts consiste à savoir si la formation stellaire s'y déroule suivant les mêmes mécanismes que dans les galaxies normales. En particulier il n'est pas certain que la fonction de masse initiale y soit identique. Nous reviendrons sur ce point dans la section 6.2.

Le deuxième grand type d'activité considéré ici est l'activité nucléaire et circumnucléaire liée à la présence d'un trou noir supermassif accrétant au cœur de la galaxie, phénomène résumé sous le terme de noyau actif de galaxie ou AGN. Il existe une extrêmement vaste palette de termes pour parler des noyaux actifs, palette en partie héritée des méthodes mises en œuvre pour repérer ces galaxies, en partie traduisant les propriétés physiques des objets en question. Le lecteur intéressé par l'exploration de cette diversité consultera avec profit la revue de Véron-Cetty & Véron (2000) ainsi que les références qu'elle contient. Pour ce qui nous concerne, ces objets sont tous plus ou moins équivalents les uns aux autres car l'émission infrarouge est à nouveau une émission secondaire, la poussière retransmet un rayonnement qu'elle absorbe. Nous serons donc plus sensibles à des effets de géométrie affectant la ligne de visée qu'à des modifications intrinsèques de l'engin central.

Bien évidemment ces deux types d'activités ne sont pas mutuellement exclusifs et les galaxies dotées d'un noyau actif sont souvent aussi des galaxies starbursts.

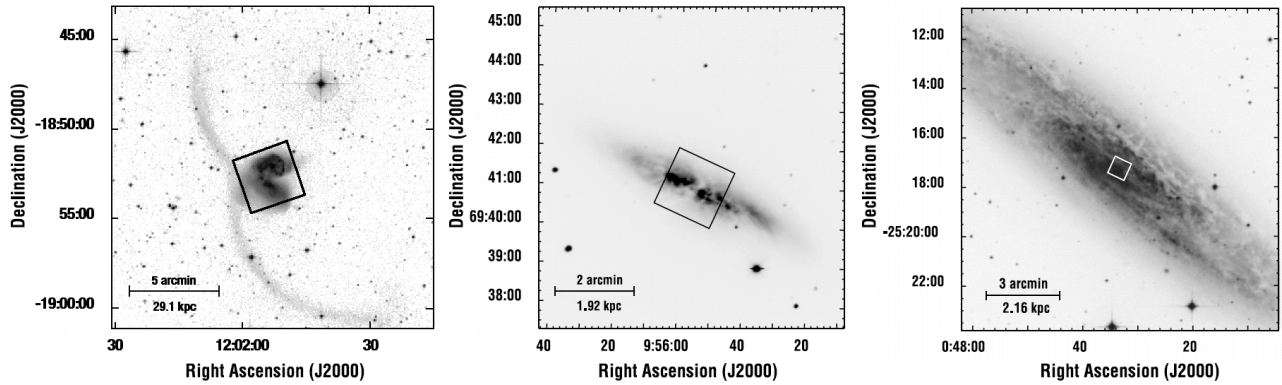


FIG. 6.1–. Images en bande R de NGC 4038/9, M 82 et NGC 253 permettant de localiser les régions observées avec ISOCAM. Le champ ISOCAM représenté est celui du CVF. Dans le cas de NGC 4038/9 un champ plus large a été observé, car la galaxie faisait partie du programme de vérification de l'instrument, mais la totalité de l'émission est dans le champ du CVF. Dans le cas de M 82 et NGC 253, le champ de vue est nettement plus petit que l'objet, cependant les zones actives sont assez concentrées et la plupart du flux MIR se trouve dans le champ de vue. [Figure adaptée de Förster-Schreiber et al. (2003b) pour M 82 et NGC 253.]

6.1.1 Galaxies starbursts proches

Nous avons la chance d'avoir à relativement faible distance des exemples de galaxies animées de sursaut de formation stellaire de différentes origines, et parmi celles-ci, je discuterai ici de NGC 4038/9, M 82 et NGC 253. Evidemment, ces galaxies proches sont en général devenues des prototypes de leur catégorie et une imposante littérature discute de leurs propriétés. Je me garderai cependant d'essayer d'être exhaustif pour ne retenir que les traits qui ont leur importance ici.

Le système de galaxies dit des Antennes, ainsi dénommé à cause des deux queues de marée qui émergent du corps principal, ou NGC 4038/9 est, à une distance de 20 Mpc, notre plus proche exemple de fusion de galaxies spirales. Il ne s'agit pas d'une galaxie ultralumineuse, mais à $L_{\text{IR}} \sim 10^{11} L_{\odot}$, c'est tout de même un objet très lumineux en infrarouge. De par sa proximité et son esthétique, NGC 4038/9 est un des systèmes en interaction les plus étudiés. Il est clair ici que le sursaut de formation stellaire est dû à la fusion des deux systèmes. On trouvera dans Whitmore & Schweizer (1995) de nombreuses images et descriptions des principales composantes de cet objet.

M 82 est l'un des prototypes de galaxies à sursaut de formation stellaire. Il s'agit vraisemblablement d'une petite galaxie spirale ou irrégulière magellanique vue par la tranche. Le sursaut de formation stellaire occupe le centre de la galaxie. Grâce à sa grande proximité, 3.3 Mpc, le sursaut de formation stellaire dans M 82 est très bien résolu et on y observe une structure complexe, avec plusieurs sites d'activité correspondant à différentes époques de formation stellaire. Natascha Förster-Schreiber est une spécialiste de cette galaxie et l'on trouvera tout ce que l'on pourrait avoir besoin de connaître dans Förster-Schreiber et al. (2003a). L'origine du sursaut de formation stellaire dans M 82 n'est pas totalement élucidée. Il est vraisemblablement dû à l'interaction gravitationnelle avec la grande galaxie spirale M 81. En effet quand on observe la région dans la raie à 21 cm de l'hydrogène atomique, on découvre que les galaxies M 81, M 82 et NGC 3077 sont liées par un complexe réseau de filaments de matière interstellaire (Yun et al., 1994). M 82 possède cependant une barre stellaire qui pourrait avoir participé au déclenchement du sursaut (voir la section 5.3.1).

NGC 253 est une grande galaxie spirale vue par la tranche. Elle est extrêmement proche, à 2.5 Mpc. Bien que ce soit une grande galaxie, le sursaut de formation stellaire est très concentré dans NGC 253, dans le kpc central, ce qui en fait un candidat acceptable pour une observation avec ISOCAM. NGC 253 est une galaxie plutôt isolée, son apparence morphologique n'indique pas qu'elle ait subi de fortes perturbations gravitationnelles. Dans son cas l'origine du starburst est certainement la très forte barre stellaire qu'elle contient. NGC 253 est aussi le premier exemple historique de galaxie contenant un super-amas stellaire enfoui (Keto et al., 1999). Cependant la géométrie très inclinée de NGC 253 rend très complexe l'étude de cet amas, et du reste de la galaxie, de par l'empilement des composantes en émission et absorption sur la ligne de visée.

La figure 6.1 montre pour ces trois galaxies le champ de vue du CVF comparé à l'image en bande R.

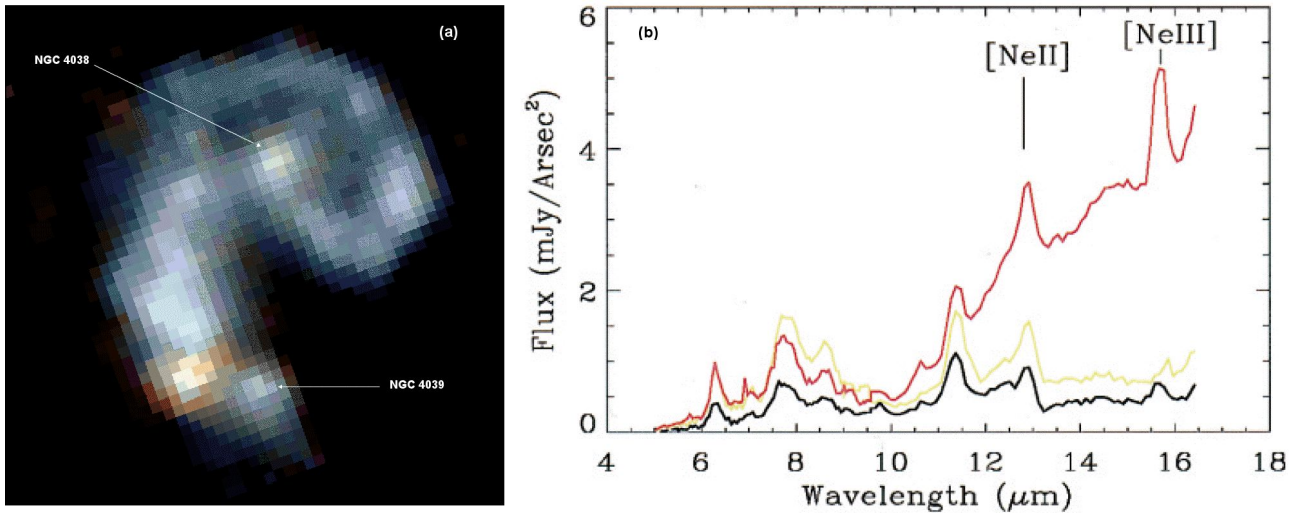


FIG. 6.2— (a) Carte du rapport LW3/LW2 dans NGC 4038/9. Cette carte est réalisée en codant LW2 dans le plan bleu et LW3 dans le plan rouge. Les zones bleues ont donc un rapport LW3/LW2 plus faible que les zones rouges. La balance des couleurs est telle que les zones les plus bleues ont en fait un rapport LW3/LW2 de l'ordre de 1. (b) Spectres CVF de trois régions dans NGC 4038/9 : en rouge le spectre du maximum de brillance LW3, et de couleur LW3/LW2, situé dans la zone d'interaction des deux disques (l'overlap), en jaune le spectre du noyau de NGC 4038 et en noir celui du noyau de NGC 4039. [Figure adaptée de Vigroux et al. (1996) et de Mirabel et al. (1998).]

Comme on peut le voir, le champ de vue d'ISOCAM est plus petit, voire nettement plus petit, que les objets considérés. Cependant l'essentiel de l'émission MIR est concentrée dans le champ de vue ISOCAM. Dans le cas de NGC 4038/9 nous le savons car, cette galaxie ayant fait partie des cibles-tests pour la phase de vérification des performances d'ISOCAM, la région a été cartographiée littéralement en long et en large et aucune émission n'est détectée en dehors du corps principal. Pour M 82 et NGC 253, une façon de connaître la fraction de flux qui nous échappe est de comparer avec le flux IRAS à 12 μm . A partir des données CVF nous pouvons calculer quel flux nous mesurerions dans la même ouverture à travers le filtre IRAS, entièrement couvert par la bande du CVF. En comparant à la véritable mesure IRAS, qui couvre la totalité des deux galaxies, nous pouvons obtenir la fraction de l'émission MIR collectée par ISOCAM. Celle-ci est de 100% pour M 82 et 70% pour NGC 253. On peut donc affirmer que nous travaillons sur la majeure partie des sites d'émission MIR, et que les résultats que nous obtenons sont donc représentatifs à chaque fois de l'ensemble de la galaxie.

Le premier de ces résultats concerne la couleur infrarouge LW3/LW2. Comme on pouvait le voir sur la figure 5.12, les galaxies starbursts et actives sont les seules pour qui des déviations notables de cette couleur sont observées au niveau global. Nos trois objets nous donnent un exemple de ces déviations, avec respectivement pour NGC 4038/9, M 82 et NGC 253, des couleurs LW3/LW2 de 1.30, 1.32 et 2.29². A nouveau on observe qu'au niveau global les déviations sont de faible amplitude. Par contre si l'on s'intéresse aux régions individuelles identifiables dans les galaxies, les amplitudes augmentent. Si par exemple on se restreint à la région centrale de M 82 ou NGC 253, les régions les plus actives de formation stellaire, on mesure des couleurs LW3/LW2 de respectivement 1.83 et 2.98³. Bien que ces deux galaxies soient proches, les cartes du rapport LW3/LW2 de ces deux galaxies n'apportent pas plus d'information que de signaler la concentration des forts champs de radiation dans la zone centrale, celle du sursaut de formation stellaire. La carte de ce même rapport dans NGC 4038/9 est plus intéressante.

En effet la figure 6.2(a), sur laquelle la bande LW3 est codée dans le canal rouge et la bande LW2 dans le canal bleu, montre que les couleurs sont loin d'être uniformes dans le système. Les noyaux des deux galaxies ont un excès de couleur LW3/LW2 par rapport aux couleurs des régions H II qui se trouvent dans les disques, en particulier autour de NGC 4038, ce qui est somme toute classique pour des galaxies spirales, même si l'histoire de NGC 4038 et NGC 4039 est assez différente de celle de M 51 ou M 83. Mais ce qui frappe le plus c'est le très fort excès de couleur dans la région située entre les deux noyaux. Cette région, dénommée en anglais "overlap

²soit selon l'axe de la figure 5.12 des valeurs de -0.11, -0.12 et -0.36

³-0.26 et -0.47 dans l'axe de la figure 5.12

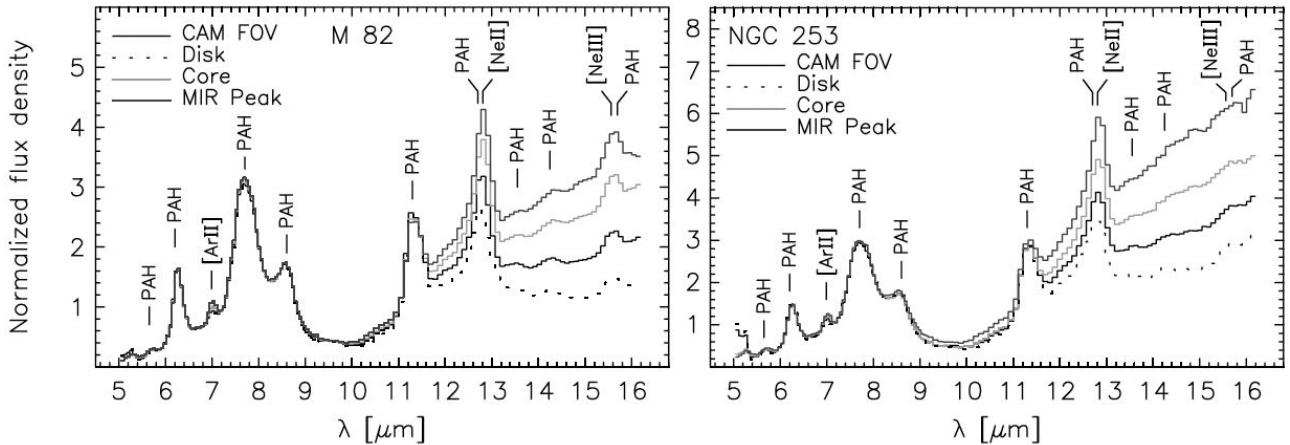


FIG. 6.3— Spectres de M 82 et de NGC 253. Le spectre “MIR Peak” correspond au spectre du maximum de brillance MIR, le spectre “core” correspond au spectre de la région starburst (et contient le maximum de brillance MIR), le spectre “disk” est pris dans le disque des galaxies mais en excluant la zone “core”, enfin le spectre CAM FOV correspond à l’intégrale du champ de vue. Tous les spectres sont normalisés de façon à donner le même flux dans la bande 6-6.6 μm . Les principaux motifs spectraux sont identifiés. Pour certains, l’identification est faite à partir de données SWS. [Figure adaptée de Förster-Schreiber et al. (2003b).]

region” correspond à la zone où les deux disques des galaxies entrent en contact. C’est donc la zone principale d’interaction, comme le montre la présence d’une très forte extinction et de larges quantités de CO (Wilson et al., 2000). La région où la couleur est maximale correspond à un super-amas stellaire enfoui (Mirabel et al., 1998) et je serai amené à en reparler dans la section 6.2.

On constate donc bien, autant pour NGC 4038/9 que pour M 82 ou NGC 253, que les régions correspondant à l’épisode starburst se signalent par une augmentation du rapport LW3/LW2. Mais puisque nous disposons pour ces trois systèmes d’observations avec le CVF, examinons plus en détail les variations spectrales induites par l’existence d’un sursaut de formation stellaire. Pour NGC 4038/9 nous avons extrait le spectre du maximum de brillance LW3, qui se trouve aussi être la zone du maximum de couleur LW3/LW2 et des régions centrales des deux galaxies spirales. Ces trois spectres sont reportés sur la figure 6.2(b). Pour M 82 et NGC 253, étant donné le peu d’information spatiale identifiable dans les images, nous avons défini quatre régions : celle du maximum de brillance (“MIR peak”), celle de la région starburst (“core”), celle du disque de la galaxie au delà de la région starburst (“disk”) et enfin le spectre total (“CAM FOV”). Le spectre MIR peak est donc pris dans la zone du core, les zones core et disk sont mutuellement exclusives, et la zone CAM FOV contient toutes les autres zones. Ces spectres sont reportés sur la figure 6.3.

Ce que l’on remarque tout de suite sur ces figures c’est que la quasi-totalité de la variation spectrale se produit au delà de 10 μm . C’est particulièrement spectaculaire sur la figure 6.3 où la normalisation sur la bande 6-6.6 μm amplifie le phénomène, mais déjà sur la figure 6.2(b) la partie à $\lambda < 10 \mu\text{m}$ est remarquablement semblable d’une région à l’autre. Comparons ces spectres à ceux que nous connaissons déjà, ceux des régions de notre galaxie (figures 4.3(b), 4.5, je laisse pour l’instant de côté les Nuages de Magellan) ou des régions centrales des spirales proches (figure 4.12).

Aucun des spectres obtenus ne ressemble véritablement au spectre de NGC 7023, notre référence “pur PAH”. Dans la plupart des spectres on observe un continuum supplémentaire dans la région 12-17 μm . Cela n’est guère surprenant dans la mesure où les objets que nous observons sont, en moyenne, beaucoup plus actifs que NGC 7023. En fait, si l’on considère les spectres des noyaux du système NGC 4038/9, ou ceux des disques de M 82 et NGC 253, on note une très forte ressemblance avec ceux de la figure 4.12, les régions centrales des spirales proches. Les spectres sont essentiellement dominés par les motifs PAH avec, dans l’ensemble, assez peu de variation des motifs d’un objet à l’autre. NGC 253 représente peut-être une légère exception car on peut voir que même dans le spectre du disque, le continuum dans la zone 13-17 μm est croissant, signe que la contribution des VSGs se fait déjà sentir. Cela signale soit que le sursaut de formation stellaire est plus intense dans NGC 253 soit que ce que nous appelons le disque est encore dans la région starburst. Cette dernière hypothèse est sans doute plus probable étant donné notre champ de vision (figure 6.1).

Tous les autres spectres sont très différents de ce que nous avons déjà pu voir à l'échelle de galaxies, mis à part peut être pour le coeur de NGC 1365 (figure 4.12) : si les motifs PAH dans la région 6-9 μm sont à peu près inchangés, le spectre au delà de 11 μm montre un continuum pouvant devenir extrêmement raide (voir le spectre du maximum de brillance dans NGC 4038/9 ou celui appelé "MIR peak" dans NGC 253). Ce type de continuum ne nous est pas inconnu car il suffit de comparer ces spectres à ceux de la région H II M 17 (figure 4.5 a,b et c) pour reconnaître que nous avons affaire au même phénomène : l'intrusion dans la bande ISOCAM du continuum des VSGs. C'est ainsi la première fois que nous observons de fait une émission en provenance directe des régions H II d'une galaxie. Förster-Schreiber et al. (2004) montrent que ce régime ne peut apparaître que si la densité d'énergie se situe plus de deux ordres de grandeur au delà de ce que l'on trouve en moyenne dans les disques de galaxies spirales.

Il y a cependant une différence intéressante entre les spectres observés dans M 17 et ceux des galaxies qui nous intéressent ici : dans tous les cas, les spectres mesurés sur les galaxies starbursts montrent un minimum local aux alentours de 10 μm . Même dans le cas du coeur de NGC 253 ou du maximum de brillance de NGC 4038/9, le continuum des VSG ne semble pas s'étendre en deçà de 10 μm . Il y a deux raisons possibles à cela : d'une part la densité d'énergie moyenne dans les régions observées peut être inférieure à celle observée en direction du pic d'émission de M 17 et d'autre part il se peut que l'extinction interstellaire soit bien plus grande dans nos galaxies que dans M 17. Or cette extinction se signale principalement à 10 μm du fait de la bande d'absorption des silicates. Elle aurait donc pour effet de supprimer prioritairement la partie du continuum présent dans ce domaine de longueur d'onde, donnant ainsi l'illusion qu'il ne se prolonge pas en deçà de 10 μm . Je reviendrai sur les effets d'extinction sur les spectres infrarouge dans la section 6.1.3.

Le dernier point que je souhaite évoquer à partir de ces observations concerne les raies de structure fine. Sur la figure 6.3 on a noté la position des motifs spectraux qui peuplent la bande ISOCAM. Ces identifications ont été faites à partir des spectres SWS de M 82 et NGC 253, à bien plus haute résolution spectrale que le CVF. Hormis les bandes PAH, la bande ISOCAM collecte l'émission de [Ne II], [Ne III], [Ar II] et [S IV] (voir les caractéristiques de ces raies dans la table A.3). Comme on peut le voir sur les figures 6.2(b) et 6.3, ces raies sont effectivement présentes dans les spectres de nos galaxies starbursts, à des titres divers : [Ne II] et [Ne III] sont très intenses dans NGC 4038/9 avec sans doute [S IV] et [Ar II]. Les spectres de M 82 ne montrent pas la raie de [S IV], quant aux spectres de NGC 253 ils ne présentent que les raies de [Ne II] et [Ar II]. A partir des potentiels d'ionisation de ces différentes espèces, il est possible de remonter au spectre d'ionisation. Cependant, l'émission met aussi en jeu les abondances des différents éléments et les densités électroniques du milieu émetteur, ce qui rajoute autant d'inconnues. La dépendance sur la métallicité disparaît lorsque l'on utilise deux raies du même élément, comme par exemple [Ne II] et [Ne III], et le rapport [Ne III]/[Ne II] permet de donner une certaine idée de la dureté relative du spectre d'ionisation.

C'est ce qui a été fait sur NGC 4038/9 par Vigroux et al. (1996) et cela montre que ce rapport est nettement plus fort dans la zone d'overlap, confirmant que c'est bien là que la densité d'étoiles massives est la plus grande. La comparaison des spectres des galaxies starburst montre que le maximum de brillance de NGC 4038/9 est vraisemblablement la zone dans laquelle le rayonnement ionisant est le plus dur. Cependant il faut noter que le diagnostic que l'on peut porter en utilisant le rapport [Ne III]/[Ne II] sur la dureté du spectre ionisant peut sembler n'être pas toujours cohérent avec celui que l'on peut tirer sur l'activité de formation stellaire à partir du rapport LW3/LW2. Certes la région du maximum de brillance de NGC 4038/9 a un rapport LW3/LW2 très élevé, mais la zone core de NGC 253 a un rapport LW3/LW2 du même ordre alors que [Ne III] n'est même pas détectée. De même, le rapport LW3/LW2 de la zone core de M 82 est plus faible que dans NGC 253 alors que le rapport [Ne III]/[Ne II] y est plus élevé.

Ces "incohérences" permettent de mettre en évidence la complexité de la formation des spectres IR. Elles peuvent s'expliquer en supposant la présence sur les lignes de visées de plusieurs composantes indépendantes (voir par exemple la modélisation des spectres dans Gallais et al., 2004). Mais elles peuvent tout aussi bien, et même plus vraisemblablement, traduire le fait que le rapport [Ne III]/[Ne II] est sensible à la dureté du spectre et non à son intensité alors que le rapport LW3/LW2 est vraisemblablement sensible aux deux paramètres.

Les comportements des composantes du spectre MIR que nous avons mis en évidence sur ces trois objets sont universels, et on les retrouve dans nombre de galaxies du même type. On pourra par exemple consulter Le Floch et al. (2002) sur le remarquable système VV 114 ou Gallais et al. (2004) sur le système bien connu Arp 299. On consultera aussi à grand profit le travail de Sturm et al. (2000) et Verma et al. (2003) qui recensent, à

partir d'un vaste ensemble de données ISO, les traits et rapports de raies caractéristiques des galaxies starbursts. On trouvera dans ce travail des interprétations nettement plus fines des raies de structure fines mentionnées ici.

Passons maintenant au deuxième type d'activité dans les galaxies, l'activité nucléaire.

6.1.2 Galaxies à noyau actif

Nous avons déjà rencontré dans ce document des exemples de spectres MIR avec une composante AGN plus ou moins importante. Lors de l'étude du spectre de NGC 5195 (section 4.2.3) nous avons utilisé le niveau du continuum à $6\ \mu\text{m}$ comme indicateur de la présence d'une composante AGN. Dans notre échantillon de galaxies S0 (section 4.3.2) nous avons observé que le spectre de UGC 6153 se présentait sous la forme d'un simple continuum croissant, sans aucun motif. Nous avons aussi évoqué un spectre d'AGN pour expliquer la non-détection de UGC 6786.

Il est donc temps, à l'aide de galaxies plus prototypiques, de mettre en évidence les propriétés spectrales MIR des galaxies à noyau actifs. Pour ce faire j'utiliserai deux galaxies de notre voisinage immédiat : Centaurus A dont nous avons déjà parlé en 5.2.2, et NGC 1068.

Avant de commencer, je signale tout de même que cette discussion se restreint aux propriétés de l'émission continue. Je signalerai au passage les modifications de l'émission des raies ioniques, cependant il est clair qu'ISOCAM n'est pas l'instrument adapté à ce processus d'émission. Les raies ioniques sont clairement le domaine des spectromètres d'ISO, et on consultera pour ce volet de l'émission des AGN le travail de Sturm et al. (2002).

NGC 1068 est une galaxie spirale de type (R)SA(rs)b située à 14.4 Mpc. Comme son type l'indique, elle n'est pas barrée mais présente un anneau externe ainsi qu'une structure interne intermédiaire entre l'anneau et la spirale. Comme on peut le voir dans Le Floch et al. (2001), cette structure interne est le siège d'un important épisode starburst et fait de NGC 1068 un objet très important pour nous puisqu'il va nous permettre de mieux visualiser les différences spectrales entre starburst et AGN. NGC 1068 contient en effet un AGN et est classée comme galaxie de Seyfert de type 2.

Avant de discuter de ses propriétés infrarouges il est sans doute bon de faire quelques rappels sur cette classification nouvelle, dont nous avons vu quelques exemples dans les pages précédentes.

Comme je l'ai déjà brièvement rappelé, le modèle le plus communément accepté des galaxies à noyau actif postule l'existence d'un tore de poussière entourant le disque d'accrétion du trou noir super-massif situé au cœur de la galaxie. Suivant l'orientation de ce système par rapport à la ligne de visée, tout ou partie de la région la plus centrale peut-être cachée par le tore. Ces différentes orientations créent la très riche zoologie des AGN.

La classification de Seyfert est essentiellement une classification spectrale optique (présence simultanée de raies étroites, $\sim 100\ \text{km.s}^{-1}$, et larges, jusqu'à $10^4\ \text{km.s}^{-1}$, pour le type 1, uniquement des raies étroites pour le type 2, les types décimaux entre 1 et 2 étant admis pour refléter le caractère continu du monde macroscopique...). L'interprétation classique de cette dichotomie est que pour les types 1 l'orientation est telle que l'on peut voir l'ensemble de l'AGN, y compris le cœur où les vitesses à la fois de rotation et d'éjection de matière sont énormes, et où prennent naissance les raies larges, et le gaz ionisé à plus grande distance, où les vitesses sont nettement plus faibles. Dans le type 2 "quelque chose" bloque le passage de la lumière en provenance directe de l'AGN et l'on n'observe plus que les raies qui se forment suffisamment au dessus de cette "chose". Cet écran est très probablement le tore de poussière et on s'attend donc à observer des variations importantes du spectre IR en fonction du type de noyau actif. On verra par la suite que les choses ne sont pas si simples.

La figure 6.4 indique le champ de vue observé par ISOCAM sur une image en bande V obtenue avec le HST. Comme pour les galaxies starbursts discutées précédemment (section 6.1.1) le CVF n'image qu'une faible partie de la galaxie. Cependant Le Floch et al. (2001) ont comparé en détail les différentes mesures infrarouges disponibles sur NGC 1068 et ont conclu que la zone observée est malgré tout représentative de l'ensemble de l'émission de la galaxie car l'essentiel est à nouveau rassemblé dans le cœur de la galaxie, soit autour du noyau actif soit dans la région starburst visible comme une bande de poussière quasi-circulaire sur la figure 6.4.

Le résultat des observations CVF de ce prototype de galaxie à noyau actif est reporté sur la figure 6.5. Intéressons-nous tout d'abord au spectre brut, tiré du champ de vue total d'ISOCAM et indiqué par la flèche "ISOCAM spectrum". On note tout de suite une série de différences frappantes avec les spectres de galaxies starbursts de la section précédente : le contraste des bandes PAH est nettement plus faible, le continuum à $15\ \mu\text{m}$ est très fort et il semble s'étendre bien en deçà de $10\ \mu\text{m}$. Des différences plus subtiles sont aussi présentes : au

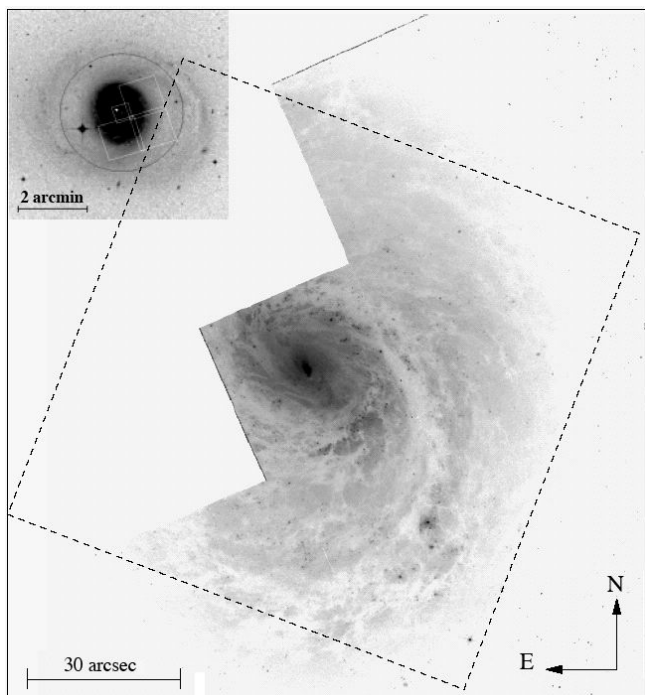


FIG. 6.4. Image HST en bande V de la zone centrale de NGC 1068 indiquant la région observée avec le CVF d'ISOCAM. En insert en haut de l'image, le champ de vue HST est superposé à une image à plus grand champ de la galaxie. Les deux images optiques sont présentées en négatif. On voit donc que l'image ISOCAM concerne surtout la région centrale de la galaxie. Ces images confirment bien le type morphologique de la galaxie. On distingue l'anneau stellaire extérieur dans l'insert en haut à gauche. Sur l'image HST on voit très bien les bandes de poussière quasiment circulaires dans la région centrale. Cette zone est le siège d'un sursaut de formation stellaire. [Figure tirée de Le Floc'h et al. (2001).]

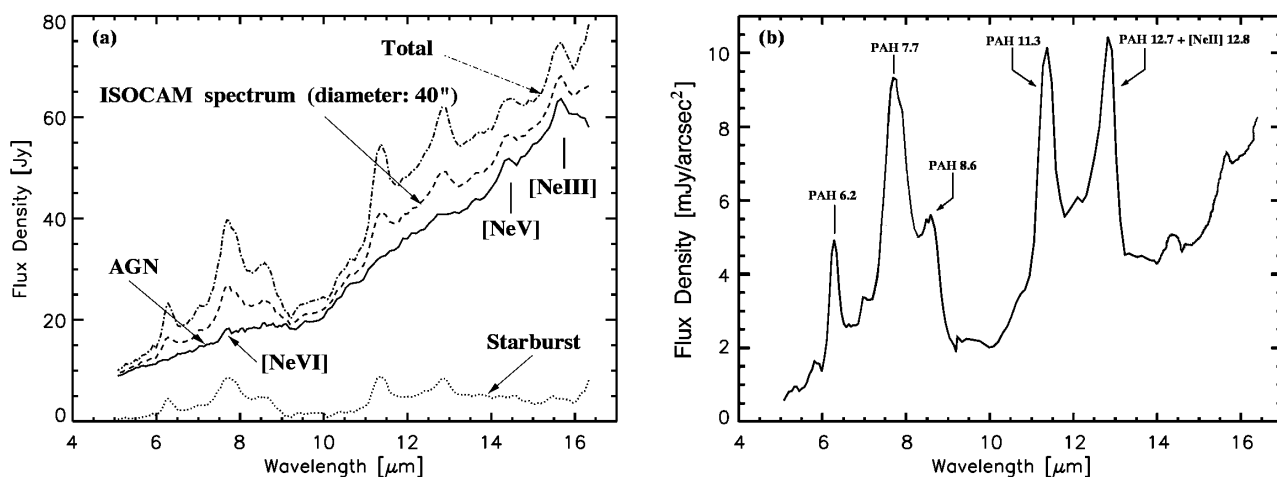


FIG. 6.5. Spectres MIR des différentes composantes de NGC 1068. Le spectre correspondant à la somme du champ de vue ISOCAM est indiqué par la flèche "ISOCAM Spectrum (diameter: 40'')". Le spectre dit "Total" correspond à l'extrapolation à la totalité de la galaxie (non-observée, voir le texte pour les détails de l'extrapolation). Le spectre ISOCAM est décomposé en une partie AGN et une partie starburst. Pour plus de clarté, le spectre starburst est reporté sur la partie (b). Il faut noter que la méthode utilisée pour reconstruire ce spectre starburst est incertaine au delà de 14 μm et qu'à partir de cette longueur d'onde le spectre contient une contribution de l'AGN. [Figure adaptée de Le Floc'h et al. (2001).]

moins une nouvelle raie du néon apparaît, [Ne V], et le niveau du “continuum” entre les bandes PAH à courte longueur d’onde est bien plus fort que dans les spectres starbursts. Si l’on consulte l’ensemble des spectres observés précédemment, le spectre le plus proche est celui observé à l’interface de la région H II dans M 17 (figure 4.5). Une comparaison quantitative de ces deux spectres montre cependant que le continuum n’a pas la même forme, ce qui peut s’exprimer de plusieurs façons dont celle qui consiste à dire que le continuum dans NGC 1068 est plus élevé à courte longueur d’onde que dans M 17.

Comme NGC 1068 est relativement proche, il est possible d’étudier la distribution spatiale des différentes composantes de l’émission infrarouge. En particulier il est très intéressant de tenter de démêler ce qui vient de l’AGN et ce qui vient du starburst. Pour cela on peut utiliser le CVF pour construire des images spectrales, par exemple dans la bande PAH à $7.7 \mu\text{m}$.

Cette image révèle que l’émission dans la bande évite la région centrale pour se concentrer, comme on pouvait s’y attendre, dans les régions de formation stellaire de la structure spirale/annulaire interne. Comme le montrent Le Floc’h et al. (2001), l’émission des PAHs coïncide très bien avec l’émission CO de cette même structure ainsi qu’avec une partie de l’émission SCUBA à $450 \mu\text{m}$ qui trace la poussière plus froide. Si besoin était de se voir encore confirmer l’origine de l’émission à $7.7 \mu\text{m}$, le spectre de la figure 6.5(b) nous l’indique clairement. Il a été obtenu en ajustant une source ponctuelle, censée représenter la contribution de l’AGN, à chaque image spectrale du CVF. En sommant les résidus de l’ajustement, on obtient la même distribution spatiale que celle de la carte à $7.7 \mu\text{m}$ mais on a cette fois le spectre de ces régions : on retrouve notre spectre classique de région de formation stellaire dans un disque galactique. Pour s’en convaincre, on comparera ce spectre à ceux mesurés dans les régions centrales de galaxies spirales non-AGN présentés sur la figure 4.12.

Si maintenant on construit le spectre de l’AGN, sorti lui aussi de l’ajustement précédent et indiqué par la flèche “AGN” dans la figure 6.5(a), on constate qu’il ne garde plus trace de l’émission des PAH. Il s’agit d’un spectre de pur continuum auquel se superposent des raies des espèces très ionisées du néon ([Ne III], [Ne V], et [Ne VI])⁴. Le spectre montre aussi une légère dépression aux alentours de $9-10 \mu\text{m}$ qui correspond vraisemblablement à la bande d’extinction des silicates. Sur ce spectre de l’AGN seul on observe mieux la différence qui existe entre les niveaux de continuum produits à $6 \mu\text{m}$ par un AGN et par un starburst. L’AGN produit une plus grande fraction de son émission à courte longueur d’onde qu’une région starburst. De plus les bandes d’émission des PAH sont totalement absentes de son spectre.

En rassemblant ces différentes informations (absence des bandes PAH, forte composante continue à courte longueur d’onde et raies ioniques signalant un flux ionisant très dur) on peut en conclure que l’émission que nous observons provient probablement des régions internes du tore de poussière exposées au rayonnement très dur généré par les processus d’accrétion. La présence d’une absorption indique cependant que nous n’observons pas directement ces zones. L’effet est certes faible (en utilisant un modèle d’écran Le Floc’h et al., 2001, trouvent $A_V=7$), mais comme le matériau présent sur la ligne de visée n’est certainement pas homogène, il signale la présence de quantités notables de matière. La ligne de visée ne passe donc vraisemblablement pas directement par le cœur de l’AGN. Cela est cohérent avec la classification en Seyfert de type 2 de NGC 1068 qui indique qu’en optique le noyau actif est écranté.

Si l’on revient sur les deux galaxies de Seyfert rencontrées dans la section 4.3.2, le spectre de NGC 1068 peut nous amener quelques éclaircissements, pourvu qu’on l’utilise correctement. Considérons tout d’abord UGC 6153. Son spectre est pratiquement un pur continuum croissant, très semblable à ce que l’on observe pour le spectre de l’AGN dans NGC 1068, à ceci près qu’on ne mesure pas d’absorption des silicates sur le spectre d’UGC 6153. Le type de Seyfert de cette galaxie est 1.5, ce qui indique que la ligne de visée plonge plus directement vers le cœur de l’AGN que dans NGC 1068, expliquant l’absence d’extinction détectable.

Le cas de UGC 12618⁵ est plus complexe. Comme le montre la figure 4.14, son spectre est, dans la bande $7-13 \mu\text{m}$, indistinguable des spectres PAH classiques. Comment comprendre cela sachant qu’il s’agit d’une Seyfert de type 2, comme NGC 1068 ? Un élément de réponse est apporté par la figure 6.5(a), et le spectre appelé “total”. Ce spectre nous indique ce qui devrait être le spectre de NGC 1068 si notre observation avait couvert

⁴Comme on peut le remarquer CAM n’est pas faite pour identifier des motifs spectraux aussi fins que les raies ioniques. Pour cela nous utilisons en général les spectres SWS des objets étudiés, en l’occurrence NGC 1068 a été observée avec SWS par Lutz et al. (2000).

⁵Dans NED, UGC 12618 est donnée pour Seyfert 1, ce qui semblait étonnant vu l’absence du continuum qu’on serait en droit d’attendre pour une galaxie où le noyau actif est directement visible. J’ai donc fait une recherche de son type dans la littérature, qui montre qu’en fait il s’agit bien d’une Seyfert 2 (voir par exemple Gu et al., 2001).

toute la galaxie. Il a été obtenu par Le Floch et al. (2001) en additionnant le spectre de l'AGN avec le spectre starburst (figure 6.5b) multiplié par une estimation de la taille du disque infrarouge, elle-même basée sur la taille optique et les rapports $D_{5\mu Jy}^{6.7}/D_{25}$ mesurés sur les spirales (Roussel et al., 2001a). Comme on peut le voir, le spectre total de NGC 1068 présente alors une assez forte composante PAH, en tout cas plus forte que le spectre ISOCAM. On a donc sans doute affaire à un effet du même type pour UGC 12618 : une forte composante de formation stellaire dans le disque de la galaxie hôte cache le spectre du noyau actif. Il faut tout de même admettre que malgré cela, le spectre de UGC 12618 reste différent du spectre total de NGC 1068 car, malgré la bande spectrale mal adaptée à sa détection, le continuum de l'AGN semble bien être totalement absent. Il nous faut donc supposer que l'AGN est moins puissant que dans NGC 1068, sans doute parce que le cœur de la galaxie est moins riche en matériau interstellaire qui pourrait nourrir l'AGN.

Notons, pour terminer sur les galaxies de Seyfert, que les trois objets que nous venons de croiser suivent assez bien les propriétés statistiques générales de l'émission MIR des Seyferts établies par Clavel et al. (2000). Ces derniers, à l'aide de spectres obtenus avec ISOPHT-S et d'images ISOCAM, ont en effet montré que les galaxies de type inférieur ou égal à 1.5 ont un spectre 2.5-11 μm dominé par un continuum d'où les bandes PAHs sont absentes alors que les types supérieurs à 1.5 montrent des motifs PAHs très importants. On retrouve ici la puissance du modèle unifié de noyau actif, puisqu'une classification optique comme la classification de Seyfert est aussi discriminante dans l'infrarouge.

A l'aide du spectre total de NGC 1068 on peut se poser l'intéressante question de déterminer quelle composante, de la formation stellaire ou du noyau actif, domine l'émission infrarouge de NGC 1068. Cela peut paraître anecdotique mais c'est en fait capital pour tout le domaine de la formation et de l'évolution des galaxies. Pour ne citer que cet exemple, on résume souvent les connaissances sur l'évolution des galaxies en un diagramme montrant l'évolution du taux de formation stellaire par unité de temps et de volume comobile⁶. Les points de ce graphe sont obtenus par des relevés de galaxies lointaines, par exemple avec ISOCAM, en utilisant des calibrations qui permettent de convertir tant bien que mal un flux en un taux de formation stellaire. Une grande incertitude peut être introduite dans ce diagramme si on comptabilise le flux d'une galaxie comme provenant de la formation stellaire alors qu'il est en fait produit par un AGN. Pour éviter cela, on va croiser le catalogue avec un relevé fait dans une longueur d'onde qui sélectionne préférentiellement les AGN et retirer les objets apparaissant dans les deux relevés. Mais cela suppose que le fait de posséder un AGN implique que toute l'émission de la galaxie est dominée par cet AGN. Il convient donc de vérifier cela sur les quelques objets de ce type présents dans notre voisinage.

C'est ce qui est fait dans Le Floch et al. (2001) en combinant les observations ISOCAM avec des observations SCUBA à 450 μm . Pour la bande ISOCAM, les choses sont claires, comme on peut le voir sur la figure 6.5 : l'AGN domine l'émission et représente entre 85 et 95% de l'émission totale de la galaxie dans la plupart de la bande passante. Cette contribution chute à la position des bandes PAH évidemment et atteint une valeur minimale de 50% tout de même à 7.7 μm . Mais bien que l'AGN domine largement l'émission MIR, il ne représente plus que 25% de l'émission à 450 μm . On voit donc que l'on est loin d'avoir une galaxie entièrement dominée par son AGN, et il faudra s'en souvenir lors de l'interprétation des relevés de galaxies qui seront fait par Herschel.

La galaxie Centaurus A est un autre exemple spectaculaire de galaxie active, encore plus proche que NGC 1068 (voir section 5.2.2). Au contraire de NGC 1068, il ne s'agit pas d'un noyau actif au sein d'une galaxie spirale mais au sein d'une galaxie elliptique. Ce trou noir super-massif voit sans doute son activité décuplée par l'abondance de matériau dont il se trouve entouré suite à l'accrétion d'une galaxie riche en milieu interstellaire. Nous avons déjà vu la morphologie de l'émission infrarouge, qui montre une source ponctuelle, qui correspond au noyau actif, entourée d'une distribution de matière que nous avons interprétée comme une mini-spirale barrée reformée à partir des débris de la galaxie accrétée. La région centrale de Centaurus A a aussi été observée avec le CVF et, comme la galaxie est très proche (3.25 Mpc), la décomposition du spectre entre composante AGN et composante disque est très simple.

Cette décomposition se retrouve sur la figure 6.6. Comme on peut le constater, le spectre de l'AGN présente un très fort lien de parenté avec le spectre de l'AGN dans NGC 1068. Les bandes PAHs sont pratiquement absentes de l'émission. Le continuum est très fort, en particulier à courte longueur d'onde, et les raies du néon sont proéminentes. Ce qui distingue ce spectre de celui de NGC 1068 c'est la profondeur de l'absorption

⁶c'est le fameux diagramme de Madau (Madau et al., 1998).

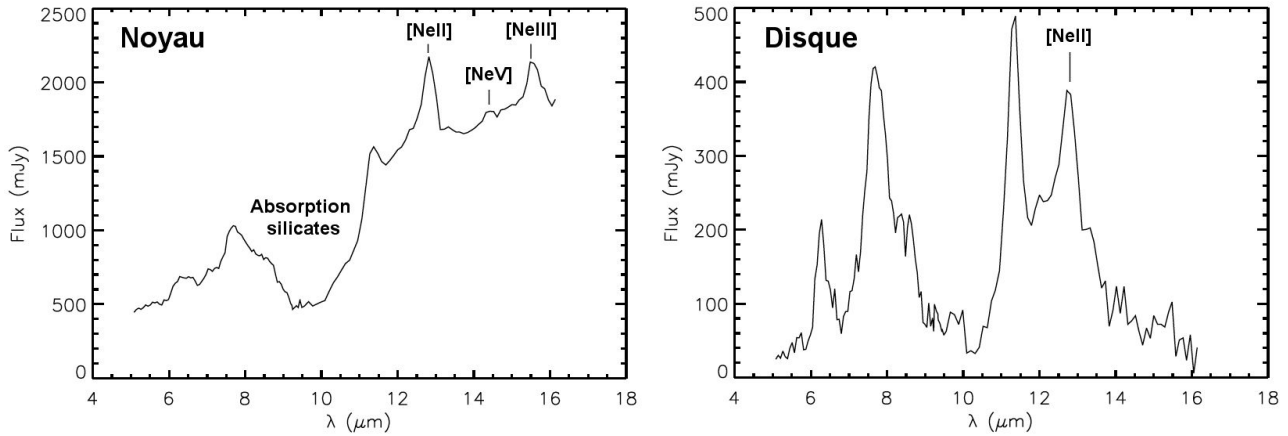


FIG. 6.6— Spectres CVF observés dans la galaxie Centaurus A. A gauche le spectre de la source ponctuelle correspondant au noyau actif de Centaurus A. Le continuum est très fort, les bandes PAH sont absentes et les raies des espèces fortement ionisées du néon sont présentes. L'absorption des silicates est extrêmement forte. A droite le spectre mesuré dans une région de la mini-spirale autour du noyau actif. On y retrouve les bandes PAH à très fort contraste. Le continuum autour de 14-15 μm est pratiquement nul, signalant une très faible activité de formation stellaire. [Figure adaptée de Mirabel et al. (1999).]

des silicates. Une telle absorption à 10 μm est parfaitement compatible avec la valeur $A_V=70$ déduite des observations X par Packham et al. (1996). Le spectre pris dans le disque est à nouveau un spectre dominé par les PAHs (attention, ce spectre est celui d'une région représentative de la mini-spirale et non de la totalité de la mini-spirale). On le rapprochera même du spectre de NGC 7023 ce qui indique sans doute que l'activité de formation stellaire est très faible dans le disque.

Bien que Centaurus A puisse être considérée comme un archétype de galaxie active, l'étude de la contribution relative de l'AGN et des régions de formation stellaire est riche d'enseignement. En effet tant dans la bande ISOCAM que dans les bandes SCUBA à 450 et 850 μm , l'AGN ne contribue jamais plus que 20% du flux total. La contribution réelle de l'AGN est sans doute plus faible car l'imagerie SCUBA ne couvre pas toute la galaxie. Ainsi même dans ce cas archétypique le noyau actif est une part négligeable de l'émission infrarouge.

Avec Centaurus A et NGC 1068 nous avons donc exploré les principales caractéristiques de l'émission des AGN dans le MIR : absence de bandes PAH, fort continuum avec une contribution importante à courtes longueurs d'onde. C'est sur la base de ces propriétés que les diagnostics de Laurent et al. (2000) ont été construits. Ils permettent de décomposer la distribution spectrale d'énergie (SED) observée dans la bande ISOCAM suivant trois composantes principales : une composante AGN (faible contraste des bandes PAH, continuum fort à 6 μm), une composante PDR ou disque (fort contraste de bandes PAH, absence de continuum) et une composante région H II (fort continuum mais de faible niveau à 6 μm).

Pour conclure cette section, on voit que même si le spectre MIR d'un AGN peut-être spectaculairement différent des spectres MIR rencontrés dans le milieu interstellaire, il est tout de même peu fréquent que ce spectre domine l'émission IR totale. Cela signale la relative rareté de systèmes galactiques dans lesquels un noyau actif existe sans que l'on ne trouve dans son environnement des régions de formation stellaire actives.

6.1.3 Extinction dans l'infrarouge moyen

Un argument évidemment rebattu en faveur de l'observation infrarouge, et que j'ai largement utilisé dans les pages précédentes, est que ces longueurs d'onde permettent de s'affranchir de l'extinction. Cet argument est essentiellement vrai puisque l'extinction produite par la poussière dans le milieu interstellaire décroît avec la longueur d'onde du domaine visible à l'infrarouge proche et moyen (le rapport A_V/A_K est de l'ordre de 8.9 d'après Rieke & Lebofsky, 1985). Mais en étudiant les galaxies à noyau actif ou les galaxies starbursts, nous abordons des objets dans lesquels les densités-colonne de matériau interstellaire deviennent tellement grandes que l'extinction interstellaire dans le domaine MIR ne peut plus être négligée. Je vais donc utiliser cette section pour explorer ses effets.

L'extinction interstellaire de l'UV au domaine MIR est due aux poussières interstellaires. On y distingue

plusieurs régimes suivant que les propriétés spectrales des grains interviennent ou que seule la géométrie des grains soit à considérer. Du domaine optique au domaine NIR, c'est la géométrie des grains qui domine et le fait que la longueur d'onde du rayonnement soit nettement plus petite que la taille moyenne des grains fait que l'extinction est une fonction très simple de la longueur d'onde ($A_\lambda \propto 1/\lambda$). Les choses se compliquent des deux côtés de ce domaine, avec l'apparition de motifs spectraux vraisemblablement dus aux espèces carbonées dans l'ultraviolet, et de motifs dus aux silicates dans l'infrarouge moyen. Etant donné le cadre de ce document je ne m'intéresserai qu'à la partie de l'infrarouge moyen. Les motifs des silicates sont assez bien connus et consistent en deux bandes assez larges autour de 9.7 et 18 μm (voir par exemple Dudley & Wynn-Williams, 1997). La courbe d'extinction du NIR ou MIR est relativement bien connue mais il faut tout de même rappeler qu'elle ne peut être établie avec précision que dans notre galaxie et ses voisines les plus proches puisqu'elle nécessite de comparer le spectre de deux étoiles de même type spectral, l'une éteinte et l'autre pas. Lorsque la résolution spatiale ne permet plus de résoudre les étoiles cette méthode ne fonctionne plus. Nous en sommes donc toujours réduit à supposer que l'extinction dans les galaxies lointaines est du même type que celle que nous pouvons déterminer dans la Galaxie ou dans les Nuages de Magellan.

La courbe canonique d'extinction interstellaire a été établie assez tôt (voir la revue de Savage & Mathis, 1979). Elle présente des variations suivant la densité du milieu traversé que Mathis (1990) a relié au cycle de condensation et de fragmentation de la poussière dans le milieu interstellaire. Ces variations ont surtout été étudiées dans l'UV, essentiellement par manque d'instruments spectroscopiques adéquats dans le NIR et le MIR. Dans le domaine spectral qui nous intéresse, le MIR, la grande caractéristique de cette courbe d'extinction est l'existence d'un minimum d'extinction très prononcé entre 4 et 8 μm , dans la région de transition entre le régime linéaire et l'apparition des bandes d'absorption des silicates.

L'avènement d'ISO a modifié notre connaissance de la courbe d'extinction dans le MIR. A l'aide d'observations SWS du Centre Galactique, Lutz et al. (1996) ont mis en évidence une composante "anormale" de l'extinction dans la région 4-8 μm . La méthode utilisée pour mesurer l'extinction ne se base plus sur la comparaison de lignes de visées puisque dans ce domaine il est difficile de trouver des étoiles suffisamment puissantes et au spectre suffisamment connu. Lutz et al. (1996) ont utilisé les raies de recombinaison de l'hydrogène situées dans cette gamme de longueur d'onde. Bien sûr cela ne donne qu'une série de mesures discrètes de l'extinction mais cela suffit pour découvrir qu'en direction du Centre Galactique l'extinction dans la bande 4-8 μm est bien plus forte que prévue. Quantitativement, Lutz et al. (1996) montrent que l'extinction, exprimée sous la forme A_λ/A_V se présente sous la forme d'un plateau entre 4 et 8 μm , et que le niveau de ce plateau est environ 3 fois plus élevé que le minimum de la courbe canonique d'extinction, situé à 7 μm . L'origine de cette composante "anormale" n'est pas très claire. Evidemment, la ligne de visée passant par le Centre Galactique et les nuages très denses qui s'y trouvent, on peut penser qu'elle correspond à la courbe d'extinction des nuages denses et que l'on voit l'effet des enveloppes de glaces, qui présentent de nombreuses bandes d'absorption dans cette domaine spectral et qui recouvrent les grains dans ces environnements⁷. Lutz et al. (1996) argumentent cependant que l'extinction en direction du Centre Galactique ne doit pas être considérée comme exceptionnelle car elle est principalement le produit de nuages interstellaires situés non pas dans la région du Centre Galactique mais dans le milieu interstellaire plus "normal" du disque galactique. Ils proposent donc que cette extinction soit le fait non de grains recouverts de couches de glaces, mais de grains composés d'oxydes métalliques.

Comme nous allons le voir immédiatement cette modification de la courbe d'extinction a des conséquences spectaculaires, et il faut malheureusement noter que peu de progrès ont été réalisés depuis la découverte de Lutz et al. (1996) pour généraliser, ou restreindre, ce résultat. Cela est essentiellement dû à la difficulté de mise en œuvre de la mesure : il faut disposer d'une nébuleuse ionisée suffisamment puissante pour être observée avec SWS. Cependant comme je vais le montrer, nous disposons de quelques exemples qui tendent à montrer qu'une telle courbe d'extinction est présente dans d'autres directions que celle du Centre Galactique.

Mais avant d'en arriver là je voudrais éclaircir un dernier point "général" au sujet de l'extinction, à savoir celui de la géométrie du milieu étudié et de son influence sur la détermination et la correction de l'extinction. Typiquement on rencontre dans la littérature deux sortes de configuration du système source+absorbant. La première, la plus simple, est celle de l'écran. Dans cette géométrie, le corps absorbant est situé complètement

⁷Cette interprétation présente d'ailleurs un parallèle intéressant avec ce que l'on observe dans la partie UV de la courbe, où la densité du milieu traversé joue sur la courbe d'extinction (voir Mathis, 1990), cette fois-ci du fait de la coagulation des petits grains sur les gros.

entre l'observateur et la source de lumière. C'est la géométrie qui maximise l'effet d'extinction pour une quantité d'absorbant donnée. Il est simple de voir que si τ_λ est la profondeur optique à la longueur d'onde λ alors l'intensité observée I_λ^{obs} est reliée à l'intensité émise I_λ^{em} par $I_\lambda^{\text{obs}} = I_\lambda^{\text{em}} \times e^{-\tau_\lambda}$ et que l'on a $A_\lambda = 1.086 \times \tau_\lambda$.

Cette géométrie est bien évidemment extraordinairement simplifiée par rapport à la réalité du milieu galactique. Pour tenter de mieux tenir compte de cette réalité, on utilise parfois une géométrie dite "de milieux mélangés", où les sources et le milieu absorbant sont mélangés uniformément dans la zone émissive. On voit immédiatement que dans ces conditions, une même quantité de milieu absorbant produira nettement moins d'extinction que dans la géométrie "écran" puisqu'une part de ce milieu se retrouve maintenant derrière les sources, du point de vue de l'observateur. Dans ce cas la relation entre intensités observée et émise devient $I_\lambda^{\text{obs}} = I_\lambda^{\text{em}} \times (1 - e^{-\tau_\lambda})/\tau_\lambda$ et A_λ cesse d'être une fonction linéaire de τ_λ .

Non seulement ces deux géométries ont un impact très différent sur l'effet d'extinction produit par une même quantité de matière, mais elles produisent aussi des effets spectraux très différents. Calculons la façon dont une couleur⁸ $(X - Y)^{\text{obs}}$ est reliée à la couleur intrinsèque de la source, $(X - Y)^{\text{em}}$. Dans le cas d'un écran cette relation s'écrit simplement $(X - Y)^{\text{obs}} = (X - Y)^{\text{em}} + 1.086(\tau_X - \tau_Y)$. La profondeur optique étant une fonction linéaire de la quantité de matériau, le terme de correction de couleur peut prendre la valeur que l'on veut, et en particulier il peut être aussi grand que l'on veut, si la densité-colonne de matière sur la ligne de visée est suffisante. Dans le domaine optique-NIR, où l'extinction va comme l'inverse de la longueur d'onde, l'effet produit est un rougissement du spectre et dans le cas d'un écran le spectre peut être rougi autant que l'on veut. Dans la géométrie "mélangée" le comportement est différent et si l'on regarde comment se comporte le terme correctif à grande profondeur optique, on obtient la relation $(X - Y)^{\text{obs}} \simeq (X - Y)^{\text{em}} + 2.5 \times \log(\tau_X/\tau_Y)$. Comme on le voit le terme correctif ne dépend plus de la densité colonne de matériau et n'est plus relié qu'à la forme de la courbe d'extinction. En d'autres termes il atteint une limite, ce qui veut dire que dans le domaine optique-NIR, le rougissement du spectre produit par la géométrie "mélangée" est borné. Les très forts rougissements observés dans certaines sources requièrent donc l'existence de nuages placés en écran et la géométrie mélangée n'est pas la solution de tous les problèmes de couleurs "aberrantes".

De fait, il n'est pas étonnant que nombre de problèmes reliés à l'observation de couleurs ou de spectres "anormaux" ne puissent pas s'expliquer à l'aide de ces deux représentations seulement, car elle ne font qu'envisager un "tiers" des effets que le milieu interstellaire peut avoir sur le rayonnement qui le traverse. En effet quand le rayonnement est éteint par le milieu interstellaire, cela veut dire qu'une partie est détournée de notre ligne de visée. Mais qu'advient-il de cette partie ? le milieu interstellaire n'a que deux façons de détourner la lumière de son chemin, il peut la diffuser ou l'absorber. Mais si le milieu interstellaire est capable de diffuser la lumière hors de notre ligne de visée, il peut tout à fait diffuser dans notre direction de la lumière qui ne nous était pas destinée (et il le fait effectivement dans le cas des nébuleuses par réflexion, pour ne citer qu'elles). De même la lumière absorbée doit être ré-émise d'une façon ou d'une autre et une partie de cette ré-émission doit se faire dans notre direction. Witt et al. (1992) ont montré en détail à quel point le fait d'inclure les effets de diffusion modifie le spectre émergent, et en particulier introduit un bleuissement du spectre, mais la seule façon de traiter proprement l'ensemble des effets du milieu interstellaire sur le rayonnement qui le traverse est de s'attaquer au délicat problème du transfert de rayonnement. Je reviendrai sur cette question dans la section 6.2.

Pour l'instant je souhaite envisager les conséquences des différentes lois d'extinction et géométries sur le spectre MIR des galaxies et confronter ces effets aux données dont nous disposons.

Ces conséquences sont résumées sur la figure 6.7. A partir d'un spectre de base, en l'occurrence la superposition du spectre de NGC 7023 et d'un continu correspondant aux VSGs, nous avons envisagé dans Förster-Schreiber et al. (2003b) l'effet d'une extinction croissante dans les quatre combinaisons offertes par les deux lois d'extinction et les deux géométries discutées précédemment. Sur la figure 6.7 le spectre en trait continu ne souffre d'aucune extinction, et tous les spectres sont normalisés sur la base de leur flux entre 6.0 et 6.6 μm , afin de voir clairement les différences dues aux effets d'extinction.

La première différence qui saute aux yeux est que dans le cas de l'extinction "Centre Galactique" les spectres éteints sont essentiellement au dessus du spectre non-éteint, alors que dans le cas de l'extinction classique ils sont en dessous. Cela vient du fait que l'extinction "Centre Galactique" éteint beaucoup plus fortement la partie 5-10 μm que l'extinction classique, et la partie grande longueur d'onde du spectre en ressort grandie d'autant.

⁸Une couleur est, par définition, une différence de magnitudes, en général des plus courtes aux plus grandes longueurs d'onde.

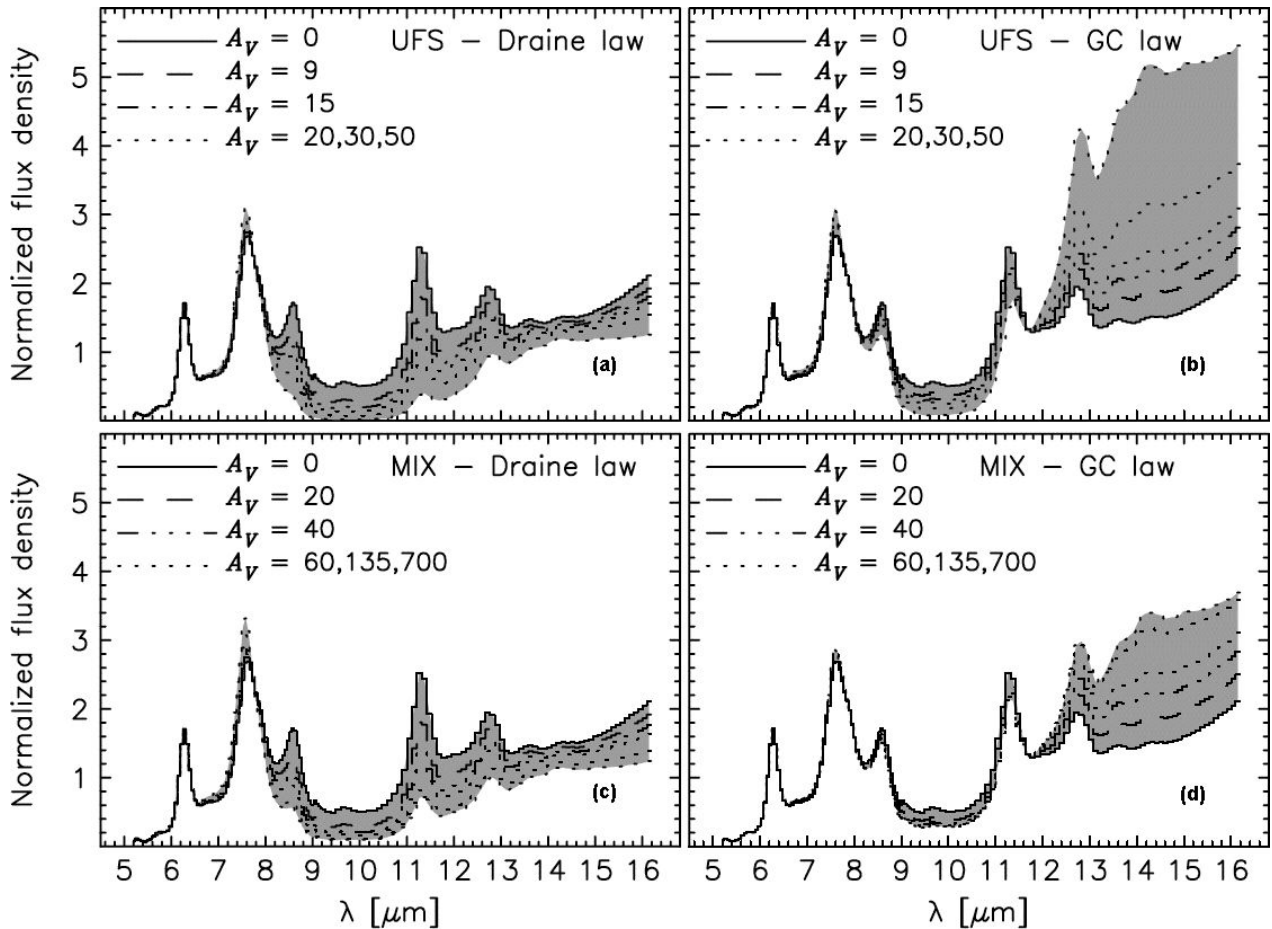


FIG. 6.7.— Exploration de l’effet des deux lois d’extinction et des deux types de géométrie sur le spectre MIR des galaxies. L’abréviation UFS (pour Uniform Foreground Screen) correspond à la géométrie “écran” et le terme MIX à la géométrie “mélangée”. Dans les figures (a) et (c), la loi d’extinction est la loi d’extinction canonique dans l’infrarouge moyen alors que dans les figures (b) et (d) il s’agit de la loi observée dans la direction du Centre Galactique. Dans tous les cas, le spectre non-éteint, ligne continue, est celui de NGC 7023, notre prototype de spectre PDR, auquel on a rajouté une composante continue à partir de $8.5 \mu\text{m}$ correspondant au spectre des VSG dans les régions H II. Tous les spectres sont normalisés sur la base de leur flux dans la région $6.0\text{--}6.6 \mu\text{m}$. [Figure tirée de Förster-Schreiber et al. (2003b)].

L’autre différence un peu plus subtile entre ces deux lois se trouvent dans la façon dont les bandes PAH sont ou ne sont pas affectées par l’extinction : dans le cas de la loi classique, le massif PAH aux alentours de $6\text{--}7 \mu\text{m}$ est dans le minimum d’extinction alors que les bandes à 8.6 et $11.3 \mu\text{m}$ sont près du maximum, ces dernières sont donc nettement érodées par rapport aux bandes à 6.2 et $7.7 \mu\text{m}$. Dans le cas de la loi “Centre Galactique”, l’extinction est quasi constante dans ce domaine et les bandes sont toutes affectées de la même façon, ce qui fait que leur allure spectrale n’est presque pas modifiée.

Enfin, dernière différence notable, l’extinction correspondante dans le visible nécessaire pour produire des variations d’amplitude similaire dans les cas “écran” et “mélangé” est très différente, plus d’un facteur 10. Cela tient évidemment au fait que dans le cas “écran” l’efficacité d’extinction est maximale, comme rappelé plus haut.

Cette exploration “théorique” des effets de l’extinction est confrontée à la réalité sur la figure 6.8. Les deux galaxies, VV 114 et Arp 299, sont toutes deux des systèmes en interaction, sièges de violents sursauts de formation stellaire, dans lesquels la fusion des galaxies n’est pas encore achevée, d’où l’existence de plusieurs régions actives bien distinctes (voir Le Floch et al., 2002; Gallais et al., 2004, pour une description plus précise de ces objets). Dans ces régions de formation stellaire violente, les densités-colonne sont telles que les effets prédits par la figure 6.7 deviennent observables.

Sur la figure de gauche, qui concerne VV 114, on a comparé le spectre mesuré sur composante Est de la

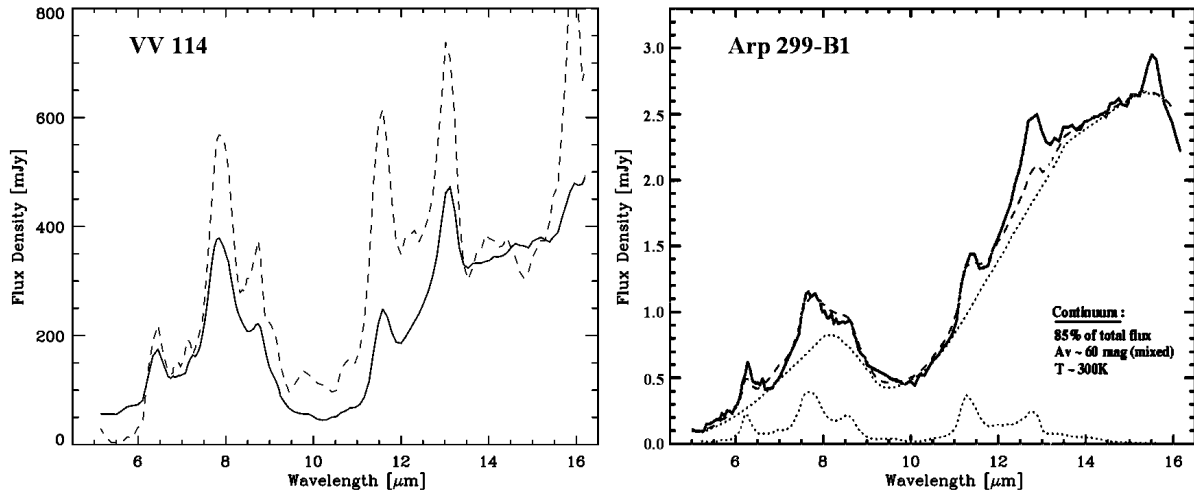


FIG. 6.8— Effets mesurés de l’extinction dans le cas des composantes Est, en trait plein, et Ouest en tirets, de la galaxie VV 114 à gauche et de la source B1 dans la galaxie Arp 299 à droite. Dans le cas de la source B1, le spectre observé est représenté en trait plein, le spectre en tiret est un ajustement réalisé à parti d’un spectre PAH classique en pointillé, et d’un continuum éteint par une loi d’extinction classique, mais dans une géométrie mélangée, représentant 60 magnitudes d’extinction en V. [Figure adaptée de Le Floc’h et al. (2002) et Gallais et al. (2004).]

galaxie, en trait plein, au spectre de la composante Ouest. L’une des propriétés remarquables de VV 114 est que dans l’optique c’est la composante Ouest qui domine la luminosité du système, alors que dans l’infrarouge, c’est la composante Est qui l’emporte. Cela signale l’existence d’une très forte extinction dans la composante Est, capable d’absorber la luminosité stellaire ou nucléaire de cette région. Cette très forte extinction est nettement visible si l’on compare les bandes PAH à 8.6 et 11.3 μm aux bandes à 6.2 et 7.7 μm entre les deux composantes : dans la composante Est, les bandes à 8.6 et 11.3 μm sont beaucoup plus faibles, la signature caractéristique d’une forte extinction de type classique (figure 6.7a et c). Dans le cas de VV 114E, la géométrie en écran permet de reproduire les principales caractéristiques du spectre de la composante Est.

Sur la partie droite de la figure 6.8 on a représenté le spectre observé de la source B1, une région infrarouge très lumineuse située juste à côté du noyau d’une des composantes du système Arp 299. Cette composante est très éteinte comme l’indique le fait qu’elle n’a pas de contrepartie UV. A priori, ce spectre se rapproche plus de ce qui est observé sur la figure 6.7(b) soit le cas d’une loi d’extinction de type “Centre Galactique” et d’une géométrie mélangée. Cela dit les bandes PAH sont très faibles sur ce spectre, ce qui a amené Gallais et al. (2004) à raffiner quelque peu l’analyse. En effet sur la figure 6.7, c’est l’ensemble du spectre qui est affecté par l’extinction. Mais nous avons vu que le spectre PAH et le continuum n’avaient pas nécessairement la même origine spatiale, il se peut donc qu’ils soient affectés par des extinctions différentes. Pour cette raison, Gallais et al. (2004) ont ajusté ce spectre à l’aide de deux composantes, un spectre PAH “classique” de type NGC 7023, et un continuum, chacune de ces composantes étant affectée par l’extinction de façon indépendante. On trouve alors que l’extinction sur la composante PAH est quasi nulle alors que l’extinction sur la composante continue est très forte et que seule la combinaison extinction classique et géométrie mélangée permet de reproduire le spectre observé. Cela suggère que la composante PAH du spectre correspond en fait à l’émission du milieu interstellaire général, émission effectivement observée dans toute la galaxie, alors que la composante continue fortement éteinte est, elle, associée à la source B1. Le niveau relativement élevé du continuum aux alentours de 5-6 μm , même après que le spectre soit éteint, suggère la présence d’un noyau actif dans B1, ce qui est assez compatible avec de nombreuses autres indications (voir Gallais et al., 2004).

Les deux exemples indiqués ici ne représentent qu’une petite partie de la variété de spectres éteints observés par ISO (le lecteur qui souhaiterait compléter ce panorama par quelques autres cas consultera Weedman et al., 2004, avec en particulier le spectre de Arp 220). Malgré tout ces deux exemples sont représentatifs en ce sens qu’ils favorisent tous les deux une extinction plutôt de type “classique” que de type “Centre Galactique”. En fait il existe relativement peu d’autre exemple probant de cette extinction “anormale”, à part un autre cas que

nous verrons bientôt, bien que la réalité de la découverte de Lutz et al. (1996) ne soit pas remise en cause. Sans doute les observations spectroscopiques avec Spitzer, dont la sensibilité est nettement meilleure que celle de SWS permettront de dire si cette loi d’extinction est exceptionnelle ou non.

6.1.4 Résumé

Avec cette section consacrée aux extrêmes des spectres infrarouges extragalactiques, nous avons terminé notre exploration de la diversité mais aussi des tendances systématiques observées dans le domaine MIR. Pour ce qui est de ces cas extrêmes nous avons pu établir les faits suivants :

- En passant à des galaxies ultra-lumineuses IR ou starburst, nous observons enfin des régions où la couleur LW3/LW2 s’éloigne significativement de la valeur canonique qu’elle présente dans les disques de galaxies spirales. Ces régions sont celles où l’épisode de formation stellaire est le plus fort.
- Cette variation de la couleur est en fait entièrement due à ce qui se passe dans la partie $\lambda > 10 \mu\text{m}$ du spectre. En deçà de cette longueur d’onde, on observe le massif quasi-invariable des PAHs alors qu’au delà le niveau du continuum est très variable. On n’observe d’ailleurs que très rarement un niveau compatible avec un spectre pur-PAH, signe que les VSGs contribuent au spectre MIR dans l’ensemble de ces galaxies.
- Les raies de structure fines, présentes dans le spectre des galaxies starbursts, permettent, en utilisant le rapport de leurs intensités, un autre accès aux conditions énergétiques régnant dans les galaxies. Ce type de diagnostic est globalement compatible avec celui que l’on peut porter à partir des variations des composantes PAH et VSG. On observe cependant des désaccords, qui signalent sans doute le fait que, même pour ceux qui s’affranchissent des dépendances sur la métallicité ou la densité électronique, les rapports raies de structure fine sont d’abord sensibles à la dureté du spectre, alors qu’une partie de la poussière est aussi sensible à son intensité.
- Le spectre infrarouge associé à un noyau actif se présente sous la forme d’une émission continue, plus ou moins éteinte, dont les deux caractéristiques qui permettent de la distinguer de celle des VSG sont : un niveau plus élevé à courte longueur d’onde, signe de la présence de poussière nettement plus chaude, et une plus faible pente.
- Le spectre infrarouge *global* d’une galaxie à noyau actif n’est pas toujours dominé par la présence de ce noyau actif. Dans le cas des types 1, où la ligne de visée atteint directement le noyau actif, on observe effectivement que le spectre est dominé par l’émission des poussières chauffées par le noyau actif, poussières situées très vraisemblablement dans le tore de matière entourant directement le disque d’accrétion du trou noir central. Mais dans le cas des types 2, où la ligne de visée passe à travers ce même tore de matière autour du noyau actif, on observe souvent une émission de PAH associée à de la formation stellaire dans la galaxie hôte. Ces régions de formation stellaire prennent souvent la forme d’un anneau autour du centre de la galaxie, mais on ne parle plus des mêmes échelles de distance puisque cet anneau est plutôt situé à quelques kpc du centre. Il n’a d’ailleurs aucune raison d’être coplanaire avec le tore central. Il ne suffit donc pas à une galaxie d’être classée comme possédant un noyau actif pour voir son spectre infrarouge dominé par le processus d’accrétion plutôt que par la formation stellaire.
- Cette dernière remarque indique que la distribution spectrale d’énergie d’une galaxie peut être fortement dépendante de l’angle sous lequel nous la voyons. Or la luminosité bolométrique procédant d’une extrapolation de cette SED, on voit que dans le cas d’objets composites AGN+starburst, les incertitudes sur la luminosité peuvent devenir très importantes.
- Les galaxies actives sont aussi les premières dans lesquelles l’extinction est détectable dans l’infrarouge moyen. Les études montrent que l’extinction MIR ne suit pas forcément la courbe canonique établie dans la galaxie, même si les exemples manquent pour généraliser les résultats observés en direction du Centre Galactique. Une exploration “théorique” des effets de l’extinction montre que :
 - La courbe d’extinction canonique et la courbe d’extinction “Centre Galactique” produisent des effets très distincts sur le spectre MIR, dans une géométrie donnée. La courbe canonique érode très fortement les motifs PAH à 8.6 et 11.3 μm , ainsi que le continuum des VSG, alors que la courbe “Centre Galactique” laisse le motif PAH 6-8 μm relativement intact et amplifie, relativement parlant, la partie à grande longueur d’onde du spectre.
 - La disposition géométrique relative des sources et du matériau absorbant produit elle aussi des si-

gnatures caractéristiques dans le spectre, quoique plus difficiles à reconnaître sans ambiguïtés. Deux géométries sont explorées, celle de l'écran absorbant et celle où sources et milieu absorbant sont mélangés. La géométrie en écran est celle qui maximise l'efficacité d'extinction ainsi que les effets spectraux du phénomène, alors que la géométrie "mélangée" sature, tant dans l'amplitude de l'extinction que dans les modifications spectrales induites.

En étudiant quelques galaxies starbursts nous avons aussi rencontré "accidentellement" un super-amas stellaire enfoui. Cette rencontre a en fait ouvert tout un pan d'investigation extrêmement riche et prometteur et je vais donc lui consacrer la dernière section de ce document.

6.2 Super-amas stellaires enfouis

Le travail présenté ici résulte de mes collaborations avec Suzanne Madden, Stéphanie Plante, Leonardo Vanzi et Trinh Xuan Thuan

Avant de s'engager dans une discussion de la nature des super-amas stellaires enfouis, il est bon de commencer par expliciter la notion de super-amas stellaire, et ce d'autant plus que pour la première fois dans ce document nous allons véritablement quitter milieu le interstellaire pour contempler des objets plus "solides".

Le terme d'amas stellaire s'applique à toute assemblée d'une dizaine d'étoiles ou plus, mais ici je le restreindrai aux groupes d'une population deux à trois ordres de grandeur plus nombreuse. Dans les galaxies proches, on connaît deux types d'amas, les amas globulaires et les amas ouverts. La différence essentielle entre les deux types est que les étoiles des amas globulaires sont liées les unes aux autres par la gravitation alors que les étoiles des amas ouverts ne le sont pas. Cette différence fondamentale en produit une autre : les amas ouverts que nous connaissons sont systématiquement plus jeunes que les amas globulaires. En effet, les amas ouverts n'étant pas liés par la gravitation, ils s'évaporent avec le temps et leurs étoiles deviennent impossibles à identifier comme faisant partie d'un groupe. Cette même différence de nature fait aussi que les amas ouverts sont généralement plus diffus que les amas globulaires, mais cette différence morphologique peut être trompeuse, puisque certains amas ouverts sont aussi compacts que des amas globulaires⁹. Il semble enfin exister une différence d'ordre "historique" entre ces deux types d'amas : dans une galaxie comme la nôtre on voit encore de jeunes amas ouverts, indication qu'il s'en forme toujours, alors que les amas globulaires sont tous très âgés, avec des populations stellaires vieilles de plusieurs milliards d'années. Ceci dit, il ne faut pas aller très loin pour voir que cette différence d'âge n'est peut-être pas si claire : le LMC possède une population d'amas globulaires relativement jeunes (soit tout de même 2 à 3 milliards d'années, voir par exemple Rich et al., 2001). Sans chercher nécessairement à expliquer ce fait pour l'instant on notera que le LMC est aussi le siège de sursauts de formation stellaire déclenchés par son interaction avec la Galaxie.

L'étude des galaxies starbursts proches nous a d'ailleurs depuis longtemps révélé que la formation stellaire, lorsqu'elle s'approche de son paroxysme, produit de gigantesques et très compactes assemblées d'étoiles (voir par exemple O'Connell & Mangano, 1978, pour l'exemple de M 82). Les premières références à ces objets les nomment "blue globulars", ce qui montre bien qu'une des caractéristiques les plus frappantes des amas stellaires observés dans les galaxies starbursts est la combinaison de couleurs très bleues avec la morphologie des amas globulaires.

Mais la véritable révolution dans ce domaine a été apportée par le HST qui, avec sa très haute résolution spatiale, nous a révélé l'ubiquité de ces "blue globulars" dans les galaxies subissant un sursaut de formation stellaire. Le prototype d'une galaxie possédant un abondant système de tels amas est NGC 4038/9, dont on trouvera de spectaculaires images dans Whitmore et al. (1999). Avec l'accumulation des données sur ces objets, leur dénomination a changé, de "blue globulars" à "super-star clusters", que je traduirai par le terme de super-amas stellaire. Ce glissement sémantique indique que l'on est passé d'une vision où ces amas étaient effectivement considérés comme les progéniteurs des amas globulaires observés dans les galaxies spirales ou elliptiques proches à un cadre dans lequel ces amas sont sans doute encore liés aux amas globulaires, mais de façon beaucoup moins certaine qu'avant.

En fait il est assez simple de réaliser qu'il existe une réelle différence entre super-amas stellaires et amas globulaires : les fonctions de masse de ces populations sont très différentes. Par delà les incertitudes associées à

⁹Voir l'image de NGC 2158, un amas ouvert compact observé par Megacam, disponible sur <http://www.cfht.hawaii.edu/News/MegaPrime/MegaPrime-PR-AstroImage-M35NGC2158.html>

la détermination de masses à partir de luminosités, les formes de ces fonctions sont indubitablement différentes. La fonction de masse des amas globulaires de la Voie Lactée est à peu de chose près une gaussienne, avec une masse caractéristique de l'ordre de $2-3 \cdot 10^5 M_{\odot}$ (Fall & Zhang, 2001). Au contraire, la fonction de masse des super-amas stellaires, ou des amas stellaires jeunes observés dans les galaxies starbursts, est une loi de puissance, sans échelle caractéristique (voir par exemple Fall & Zhang, 2001; Maoz et al., 2001).

Malgré les ressemblances morphologiques frappantes entre les deux types d'objets, il est donc peu vraisemblable que l'ensemble de la population des amas stellaires jeunes formés lors des starbursts évolue en amas globulaires.

Dans la galaxie des Antennes, la résolution spatiale et la sensibilité du HST permettent d'obtenir suffisamment d'information sur la population d'amas stellaires jeunes pour étudier l'évolution dans le temps de leur fonction de luminosité, et donc de mieux saisir les phases par lesquelles la population d'amas stellaires jeunes se transforme en une population d'amas globulaires. Parallèlement, l'étude théorique de l'évolution de ces structures a nettement progressé, sans doute en partie sous la pression des observateurs. Il est acquis aujourd'hui que les amas stellaires jeunes sont la proie de phénomènes évolutifs extrêmement puissants, à même de profondément modifier les propriétés des populations. Fall & Zhang (2001) ont par exemple montré que, par le jeu des interactions gravitationnelles entre membres de l'amas, de l'évolution stellaire et de l'interaction avec le champ gravitationnel de la galaxie hôte, une fonction de masse d'amas en loi de puissance pouvait évoluer en une fonction de masse avec une échelle caractéristique autour de $2 \cdot 10^5 M_{\odot}$, l'évaporation des amas les moins massifs étant favorisée. Whitmore (2004) a quant à lui proposé que l'essentiel des amas formés lors des starbursts ne soient pas gravitationnellement liés, ce qui leur donne une durée de vie extrêmement courte. En d'autres termes, la très grande partie de ce que l'on pensait être au départ des amas globulaires se retrouverait être des amas ouverts. . .

L'étude des propriétés et des mécanismes d'évolution affectant les amas stellaires formés lors des sursauts de formation stellaire est aujourd'hui un champ de recherches en soi, et ce d'autant plus que les recensements de ces populations que nous pouvons désormais faire avec le HST nous montrent qu'elles constituent souvent l'essentiel de la population stellaire jeune ($< 10^7$ ans) des galaxies starbursts. Mais dans cette section je vais me restreindre à une fraction de ce champ, en m'intéressant aux extrêmes en masse et en âge.

En effet il s'agit ici de super-amas stellaires, que l'on peut définir comme les amas les plus massifs des populations d'amas stellaires jeunes formées dans les galaxies starbursts. Le tableau 6.1 résume les caractéristiques principales qui définissent les super-amas stellaires.

TAB. 6.1–. Caractéristiques principales des super-amas stellaires

Quantité	Valeur
Luminosité bolométrique	$> 10^7 L_{\odot}$
Masse stellaire	$> 10^5 M_{\odot}$
Nombre d'équivalents étoiles O7V	> 1000
Rayon de cœur	1-3 pc
Age	$< 10^7$ ans

On utilisera d'ailleurs une nouvelle "unité" pour les caractériser, l'équivalent étoile O7V. Cette unité un peu spéciale représente simplement la luminosité théorique d'une étoile de ce type telle que calculée par Vacca et al. (1996). L'intérêt d'une telle unité est que, Vacca et al. (1996) ayant calculé la luminosité dans différentes bandes de longueurs d'onde, on peut comparer directement les propriétés de super-amas stellaires établies à différentes longueurs d'onde.

Le tableau 6.1 indique que les SSC sont, par définition, des objets jeunes. Mais nous n'avons pour l'instant que des indications fragmentaires sur leur mode de formation. Vraisemblablement, de telles assemblées d'étoiles doivent se former au sein de nuages moléculaires extrêmement denses et l'on s'attend donc à ce que leurs premières phases d'évolution soit assez obscurcies.

Les premières observations de ces phases sont à rechercher dans Mirabel et al. (1998) et Keto et al. (1999). Dans ces deux articles, on découvre qu'une fraction importante de l'émission MIR de la galaxie des Antennes

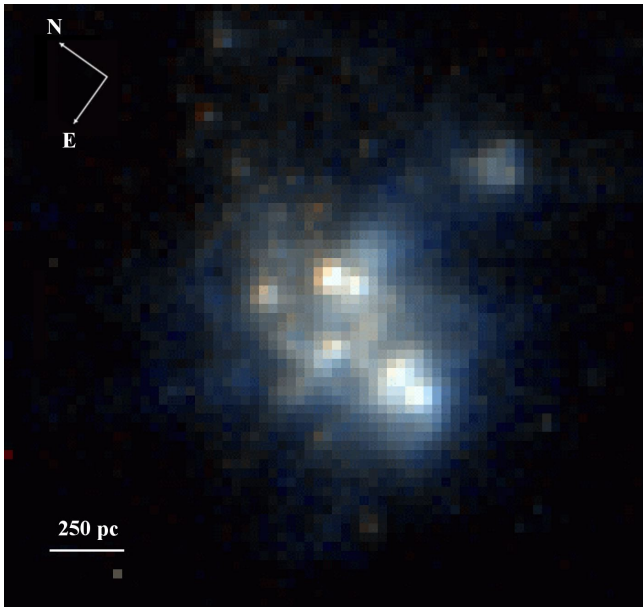


FIG. 6.9–. Image composite de SBS 0335-052 obtenue à partir des bandes V et I observées avec le HST. La bande V est codée en bleu et la bande I en rouge. Pour éviter de dégrader la résolution, les images n’ont pas été pivotées et l’orientation du champ n’est pas standard, mais indiquée sur la figure. On distingue les 6 super-amas stellaires dans le corps principal de la galaxie. L’objet à l’ouest du corps principal correspond à un nuage de gaz illuminé par les étoiles de la galaxie et non à un autre amas stellaire. Comme on peut le voir la galaxie est très compacte. On distingue aussi un léger rougissement vers le nord qui peut soit être dû à de la poussière soit à un vieillissement des populations stellaires.

et de NGC 253 a son origine dans une seule source très compacte, associée à un amas stellaire très éteint. Pour être tout à fait honnête, le privilège de la découverte revient plutôt à Keto et al. (1999), plus précis dans leur interprétation que Mirabel et al. (1998), et qui avaient déjà publié antérieurement (dans Keto et al., 1993) des indications de leur découverte, sans toutefois faire explicitement référence à un amas stellaire. Dans le cas de NGC 253, l’identification de la source infrarouge ne pose pas de problème de par la proximité de l’objet et la résolution spatiale des observations de Keto et al. (1999). Dans le cas des Antennes, la chose était moins entendue, du fait de la plus grande distance et de la faible résolution spatiale d’ISO. Mais les observations spectroscopiques de Gilbert et al. (2000) ont montré sans conteste qu’il s’agissait bien d’un super-amas stellaire enfoui. Je reviendrai sur le cas de NGC 4038/9 dans la section 6.2.3, pour l’heure examinons quelques cas spectaculaires de galaxies hôtes de super-amas stellaires enfouis que j’ai eu l’occasion d’observer “de près”.

6.2.1 SBS 0335-052 - un super-amas enfoui dans une galaxie “primordiale”

SBS 0335-052, qui doit son nom improbable à sa découverte lors du second relevé de galaxies effectué au télescope de Buyrakan (Arménie), est une galaxie dont l’apparition tardive dans nos catalogue n’a pas empêché l’accession rapide à la célébrité. La raison en est simple : c’est, avec une métallicité de $Z_{\odot}/41$, la galaxie la plus déficiente en éléments lourds après IZw 18 (à $Z_{\odot}/50$). De ce fait elle constitue l’un des objets considérés comme les plus représentatifs des conditions régnant dans l’univers primordial et la question épineuse de savoir si elle est ou non en train de former sa première génération d’étoiles divise les spécialistes. En effet, non contente de présenter une très faible métallicité, SBS 0335-052 est très active, puisqu’elle possède un riche système de super-amas stellaires (6 principaux et une dizaine d’autres plus petits d’après Thuan et al., 1997; Papaderos et al., 1998), au contraire de IZw 18 qui n’en contient pas, bien qu’elle forme elle aussi des étoiles, mais de façon plus diffuse. SBS 0335-052 fait partie d’un système binaire de galaxies, avec son compagnon SBS 0335-052-W, et les deux galaxies sont entourées d’un très vaste nuage de gaz HI d’environ $60 \text{ kpc} \times 20 \text{ kpc}$ (Pustilnik et al., 2001). Les régions actives des deux galaxies n’occupent qu’une très faible partie de ce volume puisqu’elles sont typiquement confinées dans des zones de 1 kpc de diamètre. Cette morphologie, très vaste enveloppe HI pour des régions actives très réduites, ressemble beaucoup à l’idée que nous nous faisons de la morphologie des unités de base de formation des galaxies et renforce l’attrait de SBS 0335-052 comme laboratoire d’étude de l’univers primordial.

La figure 6.9 montre SBS 0335-052 telle qu’elle apparaît dans le champ de vue du télescope spatial Hubble, le seul capable de révéler la morphologie interne de cette galaxie située à 52.3 Mpc. Sur cette image composite en bande V et I on distingue bien les 6 super-amas stellaires, dont les deux plus importants sont situés au sud de la galaxie. Bien qu’il existe une importante émission diffuse dans la galaxie, cette émission est surtout due au gaz et l’essentiel de la population stellaire jeune est rassemblée dans les amas stellaires. La figure montre aussi l’existence d’un certain rougissement vers le nord de la galaxie. Ce rougissement peut s’interpréter de deux

manières : soit il s'agit d'un effet d'extinction, et il y aurait donc de la poussière dans cette galaxie, soit il s'agit plus simplement d'un signe de vieillissement des populations stellaires, ce qui indiquerait que la formation stellaire se propage en quelque sorte du Nord vers le Sud, ce qui est assez cohérent avec le fait que les amas du Sud sont plus brillants, puisque l'évolution stellaire fait diminuer la luminosité des amas en supprimant les étoiles les plus massives.

SBS 0335-052 est un exemple typique de galaxie naine bleue compacte et maintenant que nous en avons un sous les yeux, il est bon, avant de poursuivre l'examen de ses particularités, de définir plus proprement cette classe de galaxies. Le terme de galaxie naine, bien que se référant plutôt à une taille, est défini à partir de la luminosité des objets, plus simple à mesurer. On retient que les galaxies naines ont une magnitude B absolue plus faible que -18 (soit, vue la façon particulière de mesurer les magnitudes, $M_B \geq -18$). Les galaxies naines sont donc plutôt des galaxies faiblement lumineuses. Ce simple critère recouvre une très vaste zoologie d'objets, des naines sphéroidales dépourvues de gaz, aux irrégulières magellaniques. Les naines bleues compactes sont une sous-catégorie que les termes bleue et compacte définissent, pour une fois, exactement, bien qu'il s'agisse d'une définition "a minima" puisqu'un examen morphologique détaillé montre une grande hétérogénéité entre les membres de cette classe (Kunth et al., 1988). Elles sont bleues c'est à dire que leur spectre est dominé par l'émission d'étoiles jeunes et massives et ressemble beaucoup à celui d'une région H II. Elles sont compactes, c'est à dire que la partie visible des galaxies est plus petite qu'1 kpc. Il s'agit donc en général de galaxies très actives en terme de formation stellaire, ce qui les rend assez facilement détectables. Puisqu'elles sont sélectionnées pour être très bleues, ce sont aussi des galaxies dans lesquelles les abondances chimiques sont généralement faibles et le milieu interstellaire pauvre en poussière. Une dernière caractéristique des galaxies bleues compactes est la présence de vastes halos d'hydrogène atomique autour des parties actives des galaxies, configuration dont SBS 0335-052 présente un exemple frappant.

Le rougissement observé dans SBS 0335-052 est donc plutôt interprété comme lié à un vieillissement des populations stellaires qu'à de l'extinction. Malgré cela, la recherche de la poussière dans les galaxies bleues compactes est menée depuis les observations IRAS. Une des raisons à cela est que ces objets peu évolués chimiquement permettent de cerner certains des processus d'enrichissement du milieu interstellaire et de formation des poussières plus simplement que des objets complexes et plus évolués comme les grandes galaxies spirales. Une autre justification de cette recherche vient du fait que toutes nos théories de formation stellaire font intervenir la poussière lors d'une ou plusieurs phases du processus. Les galaxies bleues compactes forment activement des étoiles sans pour autant abriter de poussières détectables, situation paradoxale qui ne manque pas de piquer notre curiosité. C'est dans cette double optique que nous avons proposé d'observer SBS 0335-052 avec ISO. Prudents, nous avons au départ limité cette observation à une sélection de filtres larges ISOCAM, ce qui offrait le meilleur compromis en termes de sensibilité et de résolution spatiale. Le résultat fut très surprenant, puisque SBS 0335-052 s'est révélé 6 fois plus brillante que nous l'avions estimé à partir de ses propriétés optiques et d'extrapolations basées sur le spectre de galaxies spirales. Encouragés par ce résultat, nous avons donc obtenu du temps supplémentaire pour ré-observer SBS 0335-052, cette fois-ci avec le CVF et ISOPHT.

Dans un premier temps je vais m'intéresser à ce que nous apprend la distribution spectrale d'énergie observée par ISOCAM (figure 6.10a). SBS 0335-052 à été observée à travers les filtres LW2, LW6, LW8, LW9 et LW10 (voir la table A.2 pour les caractéristiques de ces filtres). Les valeurs mesurées dans ces filtres (voir Thuan et al., 1999, pour la photométrie) favorisent la formation stellaire comme source de l'énergie observée dans le MIR. Le filtre LW10 étant l'équivalent du filtre IRAS à $12 \mu\text{m}$, il est possible de comparer SBS 0335-052 aux autres galaxies, spirales ou bleues compactes. Cela révèle que le rapport $L_{12 \mu\text{m}}/L_B$ est 6 fois plus élevé dans SBS 0335-052 que dans la moyenne des galaxies spirales, et qu'il est encore deux fois plus élevé que dans la moyenne des galaxies naines bleues compactes. SBS 0335-052 est donc la source d'émission infrarouge très intense pour sa luminosité.

Son spectre MIR est très étonnant si on le rapporte à ce que nous connaissons déjà (courbe en trait plein sur la figure 6.10, seule la partie à grande longueur d'onde à été observée pour des raisons de sensibilité du CVF). En effet il ressemble beaucoup plus au spectre d'un noyau actif éteint qu'au spectre d'une région de formation stellaire. En particulier, les bandes PAHs sont totalement absentes du spectre et les raies ioniques du néon ne sont pas détectées. Cela dit, la présence d'un noyau actif dans une galaxie naine serait véritablement une première et il nous faut plutôt essayer de comprendre pourquoi nous n'observons qu'un continu. Pour ce qui est des raies ioniques, on peut calculer leur flux à partir de l'état d'ionisation du gaz observé dans l'optique. Ce

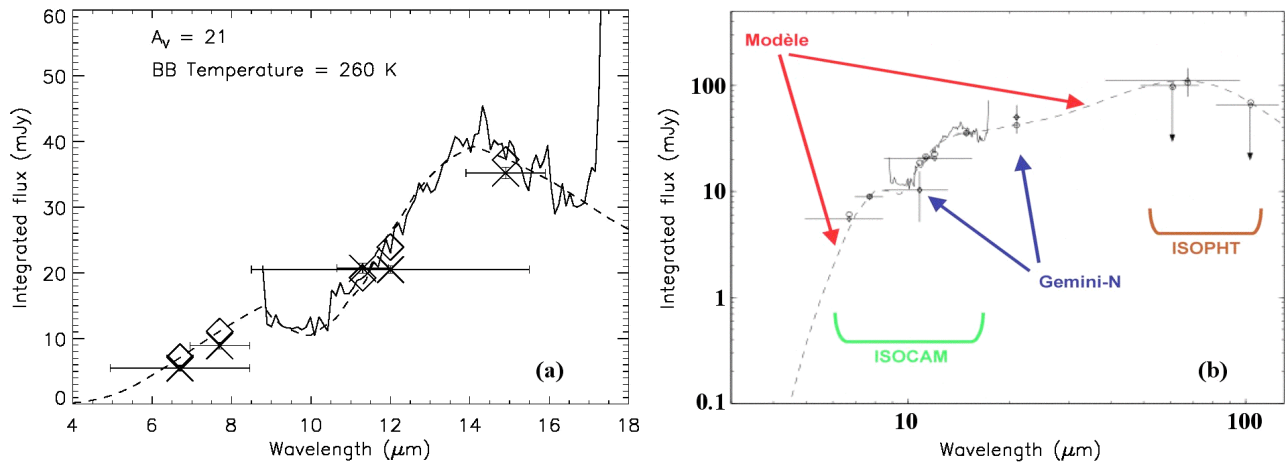


FIG. 6.10— Distribution spectrale d’énergie de SBS 0335-052 dans l’infrarouge. **(a)** Observations ISOCAM, en bande large et avec le CVF. La courbe en tiret correspond à un modèle où l’émission provient d’un corps noir de 260 K, modifié par une émissivité en $\nu^{-1.5}$ absorbé par un écran de poussière de 21 magnitudes en bande V, avec une loi d’absorption de type “Centre Galactique”. Les losanges correspondent aux flux en bande large prévus par le modèle. **(b)** Sur un plus grand domaine spectral avec les données Gemini (télescope de 8 m à Hawaï’i) et ISOPHT. Le modèle en tirets est cette fois-ci un modèle complet transfert de rayonnement en géométrie sphérique (voir le texte pour les détails).

calcul (voir Thuan et al., 1999) montre qu’elles ne peuvent pas être détectées du fait de la sensibilité d’ISOCAM. Cela est d’ailleurs parfaitement confirmé par le spectre plus récent obtenu par Houck et al. (2004) à l’aide de l’instrument IRS de Spitzer. Ce spectre nettement plus sensible ne montre pas de raie du [NeII], et les raies de [SIV] et [NeIII] ont des flux inférieurs aux limites supérieures que nous avons calculées.

Le coté surprenant du spectre n’est pas l’absence des raies ioniques, mais la puissance du continu. Pour ce qui est des bandes PAHs, rappelons-nous que nous avons déjà observé leur disparition dans certains environnements très intenses comme par exemple N 66 (voir la figure 4.10). Il est donc possible que nous observions ici aussi la destruction des PAHs cette fois à l’échelle galactique. Il est aussi possible que cette destruction soit facilitée dans un milieu aussi déficient en éléments lourds que SBS 0335-052 : les PAHs ne sont peut-être pas formés faute de matériau. Cette dernière hypothèse pourrait trouver un certain support dans les théories de formation de la poussière. En effet celles-ci ont tendance à privilégier les étoiles AGB et post-AGB pour la fabrication des poussières carbonées. Or l’âge de telles étoiles n’est pas compatible avec le fait qu’il ne semble pas y avoir dans SBS 0335-052 de populations stellaires plus vieilles que 10^8 ans (Thuan et al., 1997). De plus le carbone rejeté par les étoiles AGB étant essentiellement celui présent lors de la formation de l’étoile, d’éventuelles étoiles AGB dans une galaxie aussi déficiente que SBS 0335-052 seraient donc de très pauvres sources de poussières carbonées. Tout concourt donc à limiter la formation de ce type de grains. Ceci dit les modes de formation de la poussière sont très mal connus, et ce encore plus dans l’univers primordial. Il est donc imprudent d’invoquer trop fermement ces théories pour expliquer le spectre de SBS 0335-052.

La présence dans le spectre de ce qui semble être la bande d’absorption des silicates à $9.7 \mu\text{m}$ nous a poussé à entreprendre une modélisation simpliste pour déterminer un ordre de grandeur de la quantité de poussière présente sur la ligne de visée. Dans ce modèle simple, un spectre, corps noir modifié, loi de puissance ou spectre de continu de type région H II est éteint par un écran de poussière d’épaisseur variable, dont la loi d’extinction peut être “classique” ou de type “Centre Galactique” (voir 6.1.3). Le meilleur modèle est représenté en tiret sur la figure 6.10(a). Il correspond à un corps noir de 260 K modifié par une émissivité en $\nu^{-1.5}$ passant à travers un écran équivalent à 21 magnitudes d’extinction en bande V, où la loi d’extinction est de type “Centre Galactique”. Ce modèle restant malgré tout très simpliste, il ne faut pas en sur-interpréter les résultats. Malgré tout la présence d’une absorption aussi forte, couplée à une luminosité très importante en infrarouge appelle une configuration particulière de la source. Il est en effet très difficile de penser qu’il s’agit d’une émission en provenance d’un milieu interstellaire diffus. Même si notre propre galaxie nous donne des exemples de très grandes profondeurs optiques dans des nuages apparemment isolés, il faut tout de même se rendre compte qu’il s’agit là d’une observation globale. Il faudrait donc que la densité-colonne du milieu interstellaire soit très élevée sur des échelles de l’ordre de la centaine de parsecs.

Il est nettement plus simple de penser que nous avons dans SBS 0335-052 un analogue de la source observée dans les Antennes : un amas stellaire encore plus enfoui dans la poussière. Cette configuration, où toute la poussière peut être rassemblée dans un volume relativement compact, a l'avantage de maximiser tant la luminosité infrarouge, car la poussière est très près des sources de chauffage, que l'extinction, puisque le volume est minimal, pour une quantité donnée de poussière. Dans une galaxie comme SBS 0335-052, où il s'est vraisemblablement formé peu de poussières, cette situation est donc bienvenue. La luminosité dans la bande LW10 est telle qu'il faudrait la luminosité totale de 2500 équivalents étoiles O7V pour la produire. L'amas stellaire peut donc vraisemblablement être qualifié de super-amas.

Ainsi nous sommes amenés à postuler l'existence d'une source très compacte, et très éteinte, dans SBS 0335-052. Le traitement de la poussière comme un écran devient donc trop simpliste et il nous faut envisager plus proprement les effets de transfert de rayonnement. Pour cela nous avons utilisé le modèle DUSTY (Ivezić & Elitzur, 1997) qui traite ce problème en géométrie sphérique. Ce modèle présente bien évidemment quelques limitations, comme le fait qu'il ne traite que la poussière en équilibre thermodynamique, ou qu'il ne permet pas de mélanger les sources de chauffage et la poussière. Nous verrons, une fois les résultats obtenus, les incertitudes que ces limitations introduisent dans les conclusions.

Pour contraindre ce modèle nous avons obtenu de nouvelles observations avec le télescope Gemini (à Hawaï) à 10 et 20 μm . L'objectif de ces observations était d'une part de contraindre la taille de la source et d'autre part d'obtenir un point de mesure au delà de la deuxième bande d'absorption des silicates. L'image à 10 μm montre que la source n'est pas résolue par Gemini¹⁰. Quant à l'observation à 20 μm , elle montre que le spectre "remonte" après la deuxième bande d'absorption des silicates, ce qui était assez prévisible. Nous avons aussi analysé nos observations ISOPHT, qui indiquent que le spectre de la source est maximum aux alentours de 60 μm , soit une situation exceptionnelle dans le cas des galaxies (le pic de l'émission infrarouge est plus souvent situé entre 100 et 200 μm).

Les observations plus récentes de Houck et al. (2004) n'ont malheureusement que partiellement validé ces données. En effet leur spectre, qui couvre la bande 5-38 μm , est bien en accord avec les mesures ISOCAM et Gemini, mais atteint un maximum à 28 μm , soit très en deça de la valeur de 60 μm que nous déduisons d'ISOPHT. De plus, Houck et al. (2004), se basant sur le flux radio de la galaxie et utilisant la corrélation radio-infrarouge, prédisent un flux aux alentours de 60 μm deux fois inférieur à notre propre mesure ISOPHT. Cette prédiction est d'ailleurs en accord avec une extrapolation du spectre Spitzer mais n'a pas encore été confirmée directement. Dans la suite de la discussion je mentionnerai donc l'effet d'une diminution d'un facteur 2 du flux infrarouge lointain.

Après une vaste exploration de l'espace des paramètres offert par DUSTY nous arrivons au meilleur modèle présenté sur la figure 6.10(b) en tirets. Les paramètres de ce modèle sont rassemblés dans Plante & Sauvage (2002), et je ne commenterai ici que les plus importants. Tout d'abord le modèle nous indique une extinction bien plus forte que notre approche simpliste n'avait révélée. La profondeur optique est maintenant de 30 magnitudes en bande V. Cette augmentation n'est guère surprenante dans la mesure où DUSTY inclue l'émission et la diffusion par la poussière, deux effets qui contribuent à réduire les effets d'extinction pour une même quantité de matière. Cependant une telle profondeur optique implique que la source est essentiellement invisible en optique. La question de sa localisation dans la galaxie va donc se poser. Notons que l'opacité du modèle étant fixée par la bande d'absorption des silicates, il est peu probable que ce résultat soit affecté par la diminution de l'émission FIR proposée par Houck et al. (2004).

La distribution en taille de la poussière est nettement différente de ce que l'on trouve dans le milieu interstellaire classique, la distribution MRN (Mathis et al., 1977) : la distribution est plus plate que dans le milieu interstellaire et les petites tailles sont absentes. On a donc une distribution très biaisée vers les gros grains. Ce type de distribution s'explique sans doute par le fait que nous observons un milieu dense, donc où la coagulation des grains a sans doute lieu. De plus de tels biais dans la distribution de taille sont aussi nécessaires pour expliquer l'émission infrarouge des tores de poussière autour des AGN (Maiolino et al., 2001). Or dans les deux cas on a une forte densité et un champ de radiation assez dur. Alternativement on peut suggérer que ce soit le séjour dans les restes de supernovae, après leur formation, qui ait détruit préférentiellement les plus petits grains. En tout cas, comme les plus petits grains sont absents, le fait que DUSTY ne soit pas capable de traiter

¹⁰Dale et al. (2001b) annoncent avoir résolu la source avec le Keck, mais la taille qu'ils indiquent est compatible avec la limite supérieure que nous pouvons tirer de l'observation Gemini : la source ne fait pas plus de 80 pc de diamètre à 10 μm .

le cas du régime stochastique ne devrait pas modifier trop nos conclusions : ce sont en effets les grains les plus petits qui se retrouvent dans ce régime.

La luminosité totale de la source infrarouge, telle qu'on peut la déduire en intégrant la distribution spectrale prédite par le modèle est de $3.8 \cdot 10^9 L_{\odot}$. Avec une telle luminosité nous avons affaire à l'un des plus brillants super-amas stellaires connus. En effet, cette luminosité équivaut à la luminosité totale de 15 000 étoiles O7V. Il est d'ailleurs possible qu'il s'agisse de plusieurs amas plutôt que d'un seul (ce qui n'a pas de conséquence pour les résultats tirés de DUSTY). Comme la population stellaire visible dans SBS 0335-052 est équivalente à 3000-4000 étoiles O7V, cela veut dire qu'environ 75-80% de la formation stellaire est invisible, et ce alors même que SBS 0335-052 est une des galaxies les plus déficientes en éléments lourds, soit un objet dans lequel on pourrait s'attendre à ce que toute l'activité de formation stellaire soit visible, du fait de l'absence de matériau absorbant. Ça n'est pas le cas, ce qui montre qu'il est possible, même au tout début de l'évolution des galaxies, de cacher l'essentiel de l'activité derrière un voile de poussière et que l'infrarouge est donc un domaine de longueur d'onde incontournable si l'on veut observer ces premières phases. Ici aussi, l'influence d'une diminution de la partie FIR de la SED est faible puisque la majeure partie de l'énergie provient des courtes longueurs d'onde.

Le modèle permet aussi de remonter à la masse de poussière présente dans la galaxie. En supposant la géométrie sphérique vraie, on obtient une masse de $1.2 \cdot 10^5 M_{\odot}$. Il ne s'agit pas d'une masse énorme mais pour une galaxie de métallicité $Z \sim Z_{\odot}/41$, cela représente tout de même une forte masse. Hirashita et al. (2002) ont étudié le problème de l'accumulation des poussières dans SBS 0335-052 et, même s'il est possible dans leur modèle de rendre compte de l'existence de cette masse, il faut tout de même noter que cela suppose un taux de formation stellaire constant durant les derniers 10^8 ans et aucune destruction de la poussière formée, ce qui est peu réaliste. L'accord ou le désaccord entre les calculs de Hirashita et al. (2002) et la masse de poussière tirée de DUSTY est trop marginal, et les incertitudes de part et d'autre trop élevées, pour pouvoir dire si nos résultats impliquent que la poussière est en fait antérieure au sursaut de formation stellaire observé actuellement dans SBS 0335-052, soit que la formation stellaire ait débuté bien plus tôt que nous ne le pensons, soit que l'enrichissement de l'Univers en éléments lourds se produise bien avant que les galaxies ne commencent à se former, comme le suggèrent certains auteurs (voir par exemple Nozawa et al., 2003).

Il est peut-être plus simple de tenir pour acquis le fait que l'émission FIR de SBS 0335-052 est deux fois plus faible que ce que nous donne ISOPHT. En effet la masse de poussière va s'en trouver fortement réduite puisque, dans le cadre de notre modélisation, cela revient à tronquer notre enveloppe de poussière plus près de son rayon interne. Dans ce cas, la masse de poussière devient compatible avec l'histoire de la formation stellaire telle qu'observée dans la galaxie, et il n'est plus besoin de faire appel à d'autres explications plus complexes.

Pour finir sur le cas de SBS 0335-052, notons qu'il soulève un problème, celui de localiser la source infrarouge. Les observations ISO ne le permettent pas, du fait de la trop faible résolution spatiale. Les observations MIR sol le permettent en principe. Nos propres observations avec Gemini ont souffert du fait qu'effectuées en mode service, nous n'avons pas pu utiliser une procédure de pointage qui nous garantisse une précision astrométrique suffisante. Mais Dale et al. (2001b) ont pu le faire, grâce à un instrument qui réalise simultanément une image en NIR et en MIR. Cela révèle que la source IR est située très près des super-amas stellaires du sud, les deux plus brillants. Cette position est confirmée par des analyses préliminaires d'observations VLA (d'après les informations que m'ont communiquées Leslie Hunt et Kelsey Johnson, en utilisant deux configurations différentes). Sur la base de cette coïncidence entre amas visibles et source infrarouge, Dale et al. (2001b) ont remis en cause la possibilité que la source soit réellement enfouie. Sans revenir sur la réfutation de cette idée que nous avons exposée dans Plante & Sauvage (2002), notons tout de même que la luminosité de la source, qui ne dépend pratiquement pas du modèle, est telle qu'elle impose que d'autres étoiles que celles présentes dans les deux super-amas du Sud contribuent au chauffage et ce en nombre bien supérieur à la population de ces derniers. De plus cette position n'est finalement pas si étrange que cela. D'une part, si le rougissement des amas est bien dû à leur âge, alors ces deux amas sont les amas visibles les plus jeunes. L'étape enfouie correspond logiquement à un état encore plus précoce et il est normal de trouver une telle source à cet endroit. D'autre part, nous verrons dans le cas de He 2-10 qu'il est possible de trouver des super-amas stellaires enfouis dans le voisinage immédiat de super-amas stellaires visibles.

La question de la localisation précise de cette source devrait faire des progrès assez rapidement puisque les données VLA à haute résolution spatiale sont en cours d'analyse (on verra plus loin, section 6.2.3, pourquoi l'émission radio peut nous renseigner sur la position de la source). De plus je travaille à une demande d'ob-

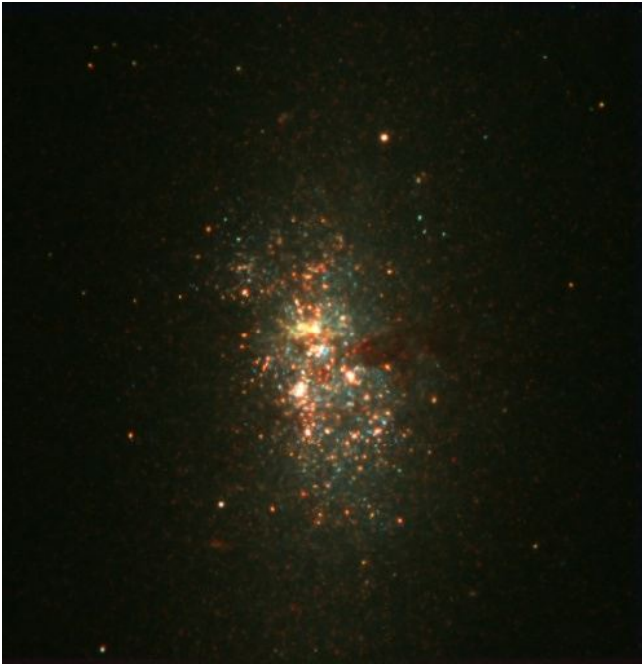


FIG. 6.11–. Image composite en bandes V, I, obtenues avec le HST, et Ks, obtenue avec le VLT et ISAAC. L'orientation de l'image est conventionnelle (Nord en haut, Est à gauche). Sur cette image on voit bien la très riche population d'amas de tailles diverses qui témoigne d'une forte activité de formation stellaire. On voit aussi très bien une série de bandes de poussière qui barrent la galaxie et qui correspondent à des nuages interstellaires détectables en CO. On voit aussi que de nombreuses sources apparaissent rouges et sont distribuées dans l'ensemble de la galaxie.

servations NICMOS avec un certain nombre de collaborateurs (R. Thompson, L. Hunt, L. Vanzi, S. Plante, C. Engelbracht et R. Kennicutt pour les citer tous) qui devrait, si elle est acceptée un jour, nous en dire plus sur la structure dans le NIR de cet objet exceptionnel.

Il est impossible de conclure cette section sur SBS 0335-052 sans mentionner les résultats obtenus grâce à Spitzer que Houck et al. (2004) s'apprêtent à publier et qui bouleversent à nouveau notre image de la galaxie, nous entraînant toujours vers le plus étrange. En effet le spectre IRS est en accord avec celui mesuré avec ISOCAM ainsi qu'avec notre point à $21 \mu\text{m}$, mais il culmine à $35 \mu\text{m}$, un fait proprement inédit. Le flux mesuré aux alentours de $70 \mu\text{m}$ par MIPS, $\sim 60 \text{ mJy}$, n'est que marginalement compatible avec ma propre mesure ISOPHT à $112 \pm 21 \text{ mJy}$. Considérant la difficulté de l'obtention de la mesure ISOPHT, la mesure Spitzer est incontestablement meilleure. Tenter d'apporter un début d'explication à un spectre aussi extraordinaire est au delà de mes objectifs. Je note cependant que la principale modification que ces nouvelles données apportent concernera la masse de poussière, qui va se voir nettement réduite (car l'essentiel de la masse correspond à la poussière émettant à grande longueur d'onde), alors que la luminosité totale ne va presque pas diminuer. Il y donc moins de poussière que ce que j'avais, ce qui rend le système plus compatible avec les modèles de formation des poussières, mais tout autant de super-amas stellaires enfouis (les données Spitzer, en mettant en évidence la deuxième bande d'absorption des silicate, confirme la grande profondeur optique).

Passons maintenant à un autre exemple de super-amas stellaire enfoui avant de revenir sur les propriétés générales de cette classe d'objets.

6.2.2 NGC 5253 - dichotomie ultraviolet-optique/infrarouge-submillimétrique

En priant le lecteur de m'excuser pour ces violents allers-retours entre les confins de l'Univers Local et la proche "banlieue" de notre galaxie, je vais maintenant m'intéresser au cas de NGC 5253. Située à 3.3 Mpc, NGC 5253 n'est pas une galaxie bleue compacte mais plutôt une galaxie naine starburst. Les images optiques montrent un corps plutôt elliptique, constitué d'une myriade d'amas de différentes tailles (et dont certains sont peut-être tout simplement des étoiles individuelles). La formation stellaire est donc très active dans NGC 5253 et semble s'être produite dans l'ensemble de la galaxie. La figure 6.11 montre une image composite réalisée à partir des bandes V et I du HST, et Ks obtenue avec ISAAC sur le VLT. Sur cette image on voit qu'un grand nombre de sources ponctuelles apparaissent rouges et ce même hors des bandes de poussière principales que l'on peut distinguer dans la galaxie. Cela nous indique que la poussière est très présente dans NGC 5253, au contraire de ce que l'on pouvait voir dans SBS 0335-052. Cela n'est guère surprenant dans la mesure où NGC 5253 n'est que faiblement déficiente en éléments lourds, à $Z_{\odot}/6$ (elle est donc plus riche que le SMC).

La figure 6.11 montre que les bandes de poussière semblent converger vers une zone très lumineuse au cœur

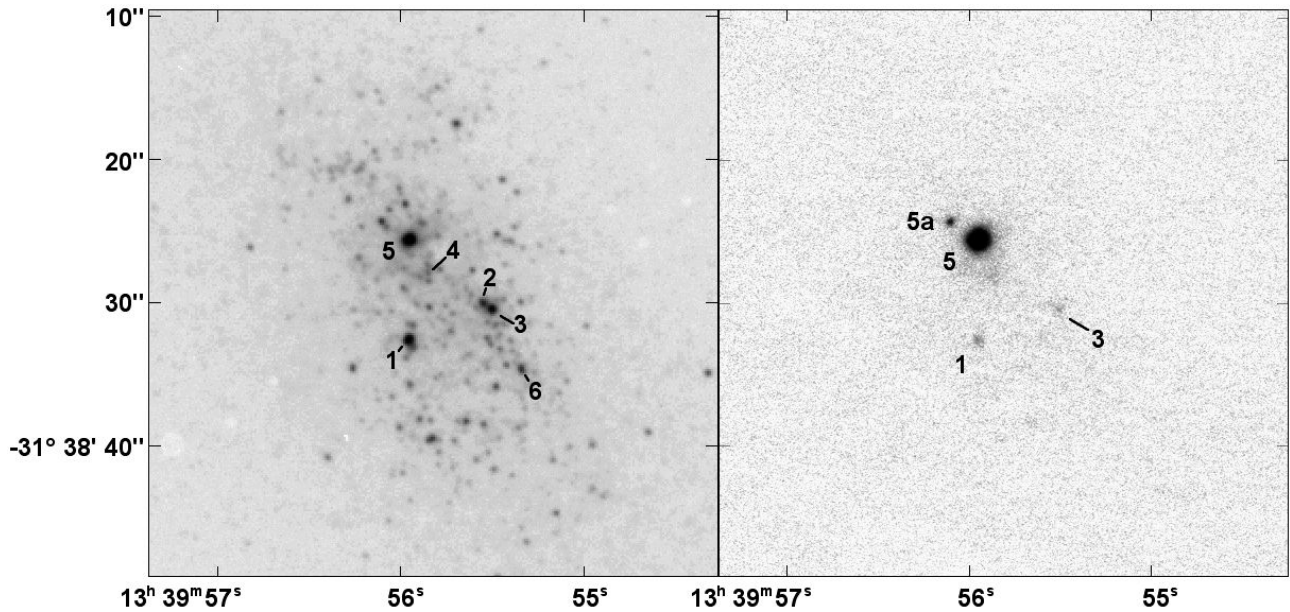


FIG. 6.12— Images de NGC 5253 en bande Ks à gauche et L' à droite obtenues avec ISAAC au VLT. Sur ces deux images, les numéros se rapportent aux amas les plus brillants en bande V (Calzetti et al., 1997). Comme on peut le voir immédiatement, cet ordre de brillance est nettement bouleversé dans les bandes Ks et L'. L'amas le plus brillant est maintenant le numéro 5. C'est d'ailleurs la source dominante en bande L', et l'apparente extension dans cette bande n'est due qu'au fait qu'il faut saturer la dynamique sur la source 5 pour voir les autres sources. [Figure tirée de Vanzì & Sauvage (2004).]

de la galaxie. C'est cette région qui fait tout l'intérêt de NGC 5253. En effet Turner et al. (2000) ont découvert dans cette région une source radio ultra-compacte, de l'ordre de 1 à 2 pc de diamètre qui est interprétée comme une région H II ultra-dense créée par un amas de quelques milliers d'étoiles O. Le spectre radio de cette source est essentiellement thermique, ce qui confirme qu'il s'agit bien d'une région H II. Cette région a une contrepartie infrarouge, découverte par Gorjian et al. (2001), elle aussi extrêmement compacte, qui doit provenir de la poussière chauffée par les étoiles. Cette source présente donc un grand nombre de caractéristiques qui la font ressembler à un super-amas stellaire enfoui. Elle a été observée avec ISOSWS par Crowther et al. (1999). Son spectre MIR est essentiellement un continuum, sur lequel l'absorption des silicates est difficile à déceler, et où les seuls motifs en émission sont les raies ioniques.

NGC 5253 est donc un objet de choix pour tenter une caractérisation plus précise de l'enveloppe de poussière d'un super-amas stellaire enfoui. Pour cela nous (Vanzì & Sauvage, 2004) avons observé cette galaxie en bande Ks et L' avec ISAAC au VLT pour rechercher les amas entourés de poussière chaude, et avec SIMBA au SEST afin de placer un nouveau point de mesure sur la partie froide du spectre de poussière, partie qui contraint fortement la masse de poussière.

Les images ISAAC de NGC 5253 sont représentées sur la figure 6.12. L'aspect le plus frappant de ces deux images réside dans le fait qu'une source domine la galaxie lorsque la longueur d'onde augmente, la source 5. Les chiffres se rapportant à l'échelle de brillance optique, on voit tout de suite un basculement de la répartition de l'émission entre les domaines optique et infrarouge. Cette source coïncide pratiquement avec la source radio de Turner et al. (2000). La question de savoir si oui ou non il s'agit bien de la contrepartie de la source radio n'est pas résolue aujourd'hui. En effet, pour Turner et al. (2003) l'existence d'un décalage de 0''3 entre la position NIR et la position radio indique qu'il ne s'agit pas de la même source. A la distance de NGC 5253, il s'agit d'un décalage de moins de 5 pc. Cela est certes conséquent, mais il est difficile de comprendre pourquoi l'on aurait dans la même zone un amas riche en poussière très chaude, la source numéro 5, comme indiqué par sa couleur (K-L) très rouge, et une région H II ultra-dense, sans que les deux objets ne soient connectés d'une façon ou d'une autre. Suivant la géométrie des différentes phases de gaz et de poussière, il est possible que les maxima de brillance à différentes longueurs d'ondes se déplacent, créant l'apparence de sources différentes. Dans la suite de ce travail j'ai donc considéré que la source numéro 5 était bien associée à la source radio de Turner et al. (2000) ainsi qu'à la source MIR de Gorjian et al. (2001). Je mentionnerai par la suite ce qui change

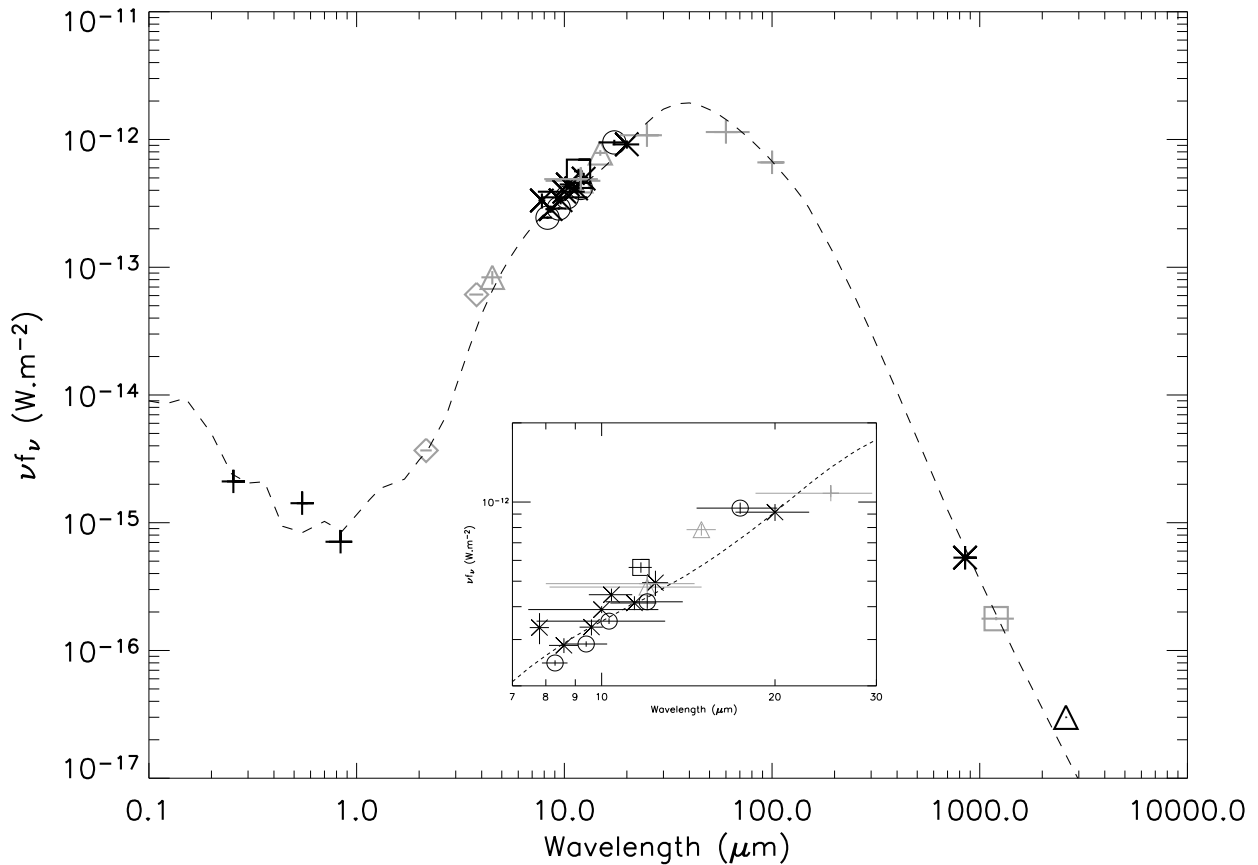


FIG. 6.13— Distribution spectrale d'énergie du super-amas stellaire présent au cœur de NGC 5253. La région autour de 7-30 μm a été agrandie pour mieux distinguer les données. Les symboles utilisés se rapportent aux sources de la photométrie : les signes + noirs indiquent les données HST de Calzetti et al. (1997), les losanges gris les données VLT/ISAAC, les triangles gris des données ISOCAM tirées de l'archive ISO, les croix noires autour de 10 μm proviennent de Frogel et al. (1982), les cercles gris de Moorwood & Glass (1982), le carré noir de Gorjian et al. (2001), les signes + gris sont les données IRAS, la croix noire dans le domaine millimétrique est obtenue par SCUBA (James et al., 2002), le carré gris par SEST/SIMBA et le triangle noir est une limite supérieure mesurée avec OVRO (Turner et al., 1997). [Figure tirée de Vanzi & Sauvage (2004).]

si l'on décide que cela n'est pas vrai.

Un autre aspect intéressant de NGC 5253 qui n'apparaît pas simplement en contemplant la figure 6.12, c'est l'importance de la poussière dans la détermination de l'apparence des amas de la galaxie. Certes, la figure 6.11 montre l'existence de larges bandes de poussières, qui sont essentiellement associées aux grands nuages de gaz moléculaire détectés par Meier et al. (2002). Mais elle montre aussi un grand nombre d'amas rouges, qui pourraient, comme dans SBS 0335-052, n'être que de vieux amas. La construction de diagrammes couleur-couleur, combinant les bandes V, I, Ks et L' montre pour les amas détectés dans trois au moins de ces bandes, ça n'est pas le cas. Les effets de vieillissement ne suffisent pas à expliquer la position de ces sources dans les diagrammes. La simple extinction par un écran de poussière n'y suffit pas non plus et nous avons montré que, pour les amas indiqués sur la figure 6.12, il fallait combiner l'extinction en V et I avec l'émission de la poussière dans les bandes Ks et L' pour obtenir les couleurs observées. Or pour que la poussière émette dans les bandes Ks et L', il faut qu'elle atteigne des températures très élevées, ce qui implique la présence de poussière dans le voisinage immédiat des amas stellaires, et peut-être même mélangée à ces amas (voir Vanzi & Sauvage, 2004, pour le détail de cette analyse).

Mais bien évidemment, l'intérêt principal de NGC 5253, c'est la source 5. Pour étudier cette source nous avons reconstitué sa distribution spectrale d'énergie, de l'optique jusqu'au submillimétrique. C'est cette distribution spectrale d'énergie qui est reportée sur la figure 6.13. On trouvera tous les détails sur sa construction

dans Vanzi & Sauvage (2004), je ne noterai ici que les points les plus importants. Tout d'abord, il ne s'agit que de la distribution spectrale d'énergie de la source 5 et non de l'ensemble de la galaxie. Evidemment cela pose un problème pour les instruments incapables de résoudre la source 5 précisément. Il s'agit surtout d'un problème affectant IRAS. Pour cela, nous avons comparé le flux mesuré dans la bande ISOCAM LW10 avec le flux IRAS à $12 \mu\text{m}$. Cette comparaison nous a montré que seul 75% du flux IRAS provient de la source 5 à $12 \mu\text{m}$. Nous ne disposons malheureusement pas d'information sur la fraction des flux IRAS à plus grande longueur d'onde attribuable à la source 5 et nous avons donc décidé de reporter cette proportion de 75% aux trois autres bandes. Dans le submillimétrique nous avons par ailleurs dû tenir compte de la contribution de l'émission due au gaz ionisé, estimée à partir des flux mesurés dans le domaine centimétrique (mais nous n'avons pas effectué de correction pour la contribution des raies de CO, au vu des faibles quantités détectées par Meier et al., 2002). Enfin nous avons effectué un certain tri parmi les données disponibles dans le domaine MIR afin de ne garder que les données de meilleure qualité (en particulier nous n'avons pas utilisé les flux mesurés dans des filtres non-standards, comme cela a souvent été le cas dans les premières années de l'aventure infrarouge).

Comme on peut le voir la distribution spectrale d'énergie est bien couverte observationnellement ce qui laisse assez peu de marge à la modélisation. On voit aussi que son maximum se situe aux alentours de $60 \mu\text{m}$, comme c'était le cas pour le super-amas stellaire dans SBS 0335-052. Munis de cette distribution spectrale d'énergie nous avons utilisé le même code que pour SBS 0335-052, DUSTY. le résultat de la recherche du meilleur modèle est représenté sur la figure 6.13 par la courbe en tirets. On voit que le modèle réalise un bon ajustement des données sur quatre ordres de grandeur en longueur d'onde et cinq ordres de grandeur en flux. On peut donc parler de succès. Que nous enseignent les caractéristiques de ce modèle quant aux paramètres de la source 5 ?

La luminosité bolométrique de la source 5, telle qu'obtenue en intégrant la distribution spectrale d'énergie du modèle, est de $1.2 \cdot 10^9 L_{\odot}$, soit 4700 équivalents étoiles O7V. Il s'agit donc bien d'un super-amas stellaire, bien qu'il soit plus petit que celui observé dans SBS 0335-052. Il est intéressant de comparer la luminosité bolométrique de cet objet à celle du reste de la galaxie. On s'aperçoit alors que la source 5 est aussi lumineuse que le reste de la galaxie. C'est à cette dichotomie que fait référence le titre de cette section : alors que c'est toute la galaxie qui contribue à l'émission UV et optique, il suffit d'une seule source, très compacte, pour produire pratiquement toute l'émission infrarouge et submillimétrique de la galaxie. On a donc une déconnexion complète entre les deux côtés du spectre électromagnétique. L'existence de cette déconnexion montre que rien ne garanti que l'on puisse déduire les propriétés infrarouges ou submillimétriques d'une galaxie de ses propriétés optiques ou ultraviolettes. Si NGC 5253 n'est pas une exception, cela pose de sérieuses limitations à nos modèles d'évolution de galaxies qui supposent souvent l'existence de liens entre les différents domaines du spectre électromagnétique des galaxies.

La profondeur optique de l'enveloppe de poussière prédite par DUSTY dans le cas de NGC 5253 n'est pas très élevée, de l'ordre de 7 magnitudes. Evidemment, si nous supposons, comme Turner et al. (2003), que la photométrie optique ne se rapporte pas à la source infrarouge, la profondeur optique du modèle qui réalise le meilleur ajustement augmente, et atteint une valeur de l'ordre de 15-20, soit une valeur compatible avec celle dérivée par Turner et al. (2003) d'une toute autre manière. Cela pourrait nous faire penser que Turner et al. (2003) ont raison, mais la valeur 7 est aussi très proche de celle obtenue par Calzetti et al. (1997) indépendamment. En fait, les valeurs de la profondeur optique sont très fortement influencées par l'inclusion ou non de la photométrie optique et il n'est pas possible, sur la base de valeurs de τ seulement, de trancher en faveur ou contre Turner et al. (2003). Dans tous les cas, l'enfouissement de cet amas est moins important que celui de SBS 0335-052, ce qui peut faire penser que l'amas de NGC 5253 est plus évolué.

Un autre point qui donne à penser que l'amas de NGC 5253 est plus évolué est la distribution spatiale de la poussière dans le meilleur modèle DUSTY. Dans NGC 5253 cette distribution est presque plate, alors que dans SBS 0335-052 elle est plus piquée vers le cœur. De plus l'enveloppe est plus étendue dans NGC 5253. Ainsi dans SBS 0335-052 on a une géométrie que ressemble bien à un cocon très compact autour du super-amas, alors que dans NGC 5253 on se trouve plutôt en présence d'un nuage assez dense mais étendu au sein duquel se trouve un super-amas. Cette interprétation se voit en quelque sorte renforcée par le fait que la distribution en taille de la poussière prédite par DUSTY dans NGC 5253 est plus proche de la distribution normale que dans SBS 0335-052. Certes on retrouve une distribution plus plate que dans le milieu interstellaire local, mais les tailles descendent vers des valeurs plus petites que dans SBS 0335-052, sans toute fois atteindre les très petites

tailles de la distribution standard MRN (Mathis et al., 1977).

Comme la distribution spatiale de la poussière est moins piquée que dans SBS 0335-052, la masse de poussière dans l'enveloppe se retrouve être équivalente, à $1.5 \cdot 10^5 M_{\odot}$. Dans le cas d'une galaxie nettement plus évoluée comme NGC 5253, une telle masse de poussière n'est pas difficile à accumuler, même si elle semble importante au vu des faibles quantités de gaz moléculaire détectée par Meier et al. (2002). Mais dans ce cas c'est sans doute la détection du gaz moléculaire qui est difficile et ne rend pas compte de l'abondance réelle de cette phase. La masse de poussière augmenterait environ d'un facteur 2 à 3 si nous suivions les prescriptions de Turner et al. (2003) car la masse de poussière est proportionnelle à la profondeur optique (voir Plante & Sauvage, 2002).

La propriété la plus étrange du modèle favorisé par notre analyse concerne la composition chimique de la poussière. DUSTY permet d'explorer un certain nombre de types de grains, que nous avons réduit à trois : graphites, silicates et carbones amorphes. Le meilleur modèle DUSTY n'utilise pas de silicates pour reproduire la distribution spectrale d'énergie de la figure 6.13. Cette composition radicalement différente de tout ce qui est connu jusqu'ici n'est sans doute pas à prendre comme argent comptant. Certes, dans une galaxie évoluée comme NGC 5253, fabriquer de grandes quantités de poussières carbonées n'est pas un problème. Mais ne pas fabriquer de silicates du tout n'est sans doute pas très plausible. Il faut tout de même noter que les valeurs de la profondeur optique prédites par le modèle et l'absence d'une bande d'absorption significative dans le spectre SWS plaident en faveur d'une faible abondance des silicates. Mais une abondance nulle est sans doute incorrecte. Il faudra attendre l'analyse des données spectroscopiques que nous avons prises avec TIMMI2 (en collaboration avec D. Schaerer et L. Martin-Hernández) pour voir si le spectre de la source ponctuelle est différent de celui mesuré par SWS, dont l'ouverture couvre toute la partie centrale de la galaxie.

Mis à part cette incertitude sur la composition chimique de la poussière, l'analyse confirme bien la présence d'un super-amas stellaire enfoui dans NGC 5253, dont l'état évolutif est sans doute postérieur à celui observé dans SBS 0335-052. Il est difficile dans le cas de NGC 5253 de quantifier la fraction de la formation stellaire représentée par cette source enfouie, car la formation stellaire visible est répandue sur l'ensemble de la galaxie. Cependant le fait que la source infrarouge ait une luminosité bolométrique du même ordre que la luminosité bolométrique du reste de la galaxie indique que la moitié au moins de la formation stellaire présente se trouve dans la source enfouie.

Nous voilà donc en possession de deux exemples de super-amas stellaires enfouis. Ces exemples ne sont pas les seuls, ils sont ceux sur lesquels j'ai travaillé. Mais puisque c'est un sujet en plein développement il est bon pour terminer ce chapitre de rassembler ce que nous connaissons maintenant de ces nouvelles sources astrophysiques.

6.2.3 Généralisations et conséquences

Les cas de NGC 5253 et SBS 0335-052, pour être spectaculaires, ne sont pas isolés. D'autres galaxies ont été découvertes qui présentent des super-amas stellaires enfouis. C'est le cas des Antennes que nous avons rencontrées plus haut (voir la section 6.1.1), mais c'est aussi le cas de He 2-10 que j'ai eu l'occasion d'observer en infrarouge (Sauvage et al., 1997). He 2-10 est une galaxie bleue compacte relativement proche (8.7 Mpc) d'une type particulier puisqu'elle est classée comme galaxie Wolf-Rayet, ce qui veut simplement dire que son spectre indique la présence d'une population substantielle d'étoiles Wolf-Rayet. Comme cette phase de la vie des étoiles massives se produit très tôt dans l'évolution d'un sursaut de formation stellaire (quelques millions d'années après le début du sursaut), cela implique que le sursaut de formation stellaire dans He 2-10 est très jeune. On peut d'ailleurs remarquer que NGC 5253 est aussi une galaxie de Wolf-Rayet, de même que SBS 0335-052 (Schaerer et al., 1999), ce qui indique sans doute une piste à suivre pour trouver de nouveaux exemples de super-amas stellaires enfouis.

L'observation de He 2-10 par Vacca & Conti (1992) avec le HST a montré que la galaxie possède un "arc" d'amas stellaires bien visibles et dont la luminosité est équivalente à 500-1000 équivalents étoiles O7V chacun. Nos observations MIR avec CAMIRAS au CFHT et TIMMI à l'ESO ont révélé une structure étendue en infrarouge. A l'époque, la précision astrométrique de nos données d'une part et l'absence de coordonnées dans les figures de Vacca & Conti (1992) d'autre part nous ont empêché de localiser précisément les sources infrarouges par rapport aux sources visibles. La couleur MIR nous faisait penser à l'existence d'une forte extinction et nous avons donc proposé, puisque les amas visibles ne semblaient pas être éteints, que l'émission

infrarouge soit le fait d'un point chaud dans un nuage interstellaire très dense. Ce point chaud aurait été créé par les amas visibles mais les couches plus froides du nuage situées entre nous et le point chaud auraient produit l'extinction observée. C'est ce qu'on appelle une géométrie en "blister".

Les observations Keck de Vacca et al. (2002) couplées aux observations radio de Kobulnicky & Johnson (1999) ont permis d'y voir plus clair, même si, comme on va le voir un peu plus loin, un nouveau problème astrométrique nous a pour un temps aiguillés sur une fausse piste. En effet l'émission infrarouge coïncide avec à une série de sources radios thermiques très compactes. La présence de sources radios très compactes et thermiques nous indique que nous avons affaire à des amas stellaires enfouis. En effet l'émission radio des galaxies peut avoir essentiellement deux origines (voir la discussion de Lisenfeld & Völk, 2000). La composante principale est une composante synchrotron, surtout produite par le mouvement des particules chargées dans le champ magnétique de la galaxie, ainsi qu'à un moindre titre par les restes de supernovae. Cette émission se caractérise par un indice spectral $\alpha \sim -0.7$ (selon $f_\nu \propto \nu^\alpha$). Dans les régions de gaz ionisé, les électrons, par interaction mutuelle, peuvent aussi produire une émission radio, suivant le processus d'interaction libre-libre (free-free en anglais, bremsstrahlung en allemand). L'indice spectral de cette émission est beaucoup plus plat, de l'ordre de -0.1 . On parle aussi respectivement d'une composante non-thermique et d'une composante thermique de l'émission radio.

A l'échelle d'une galaxie, c'est pratiquement toujours la partie non-thermique qui domine. Mais dans le cas de He 2-10, Kobulnicky & Johnson (1999) ont montré qu'alors que l'indice spectral global de la galaxie est de -0.5 , soit une valeur compatible avec une émission synchrotron, l'indice spectral des sources radios associées aux sources infrarouges est lui positif, soit un spectre purement thermique. Cette valeur est même le signe que le gaz ionisé responsable de l'émission radio est tellement dense que des effets d'opacité électronique commencent à s'y faire sentir. Chacune de ces sources est donc interprétée comme une région H II ultra-dense, entourée de son cocon de poussière, contenant, d'après la luminosité radio, entre 500 et 1000 équivalents étoiles O7V. Le terme de région H II ultra-dense est utilisé à cause de la grande similitude morphologique et spectrale existant entre ces sources et les régions H II ultra-compactes de notre galaxie, qui, elles, ne renferment que l'équivalent de quelques étoiles O.

Malheureusement il se trouve que l'astrométrie des images HST utilisées par Kobulnicky & Johnson (1999) était fautive de 1-2" (un fait relativement courant) et que ces auteurs ne l'ont pas suspecté. De ce fait ils ont annoncé que les régions H II ultra-denses qu'ils venaient de découvrir n'étaient pas associées aux super-amas visibles, mais se trouvaient plus à l'Est dans une zone totalement obscure de la galaxie. J'ai pu obtenir des images VLT avec ISAAC en bande L' et M. Ces images ne montraient rien non plus à l'endroit supposé des régions H II ultra-denses, ce qui rendait He 2-10 encore plus impressionnante en terme d'opacité que SBS 0335-052 ou NGC 5253. Sur cette base, Rémi Cabanac, Leo Vanzani et moi-même avons observé He 2-10 en optique adaptative au VLT avec NAOS-CONICA à nouveau en bande L' et M et c'est en tentant de reconstruire une image cohérente de la galaxie de l'UV à la radio que nous avons découvert que l'astrométrie HST originelle était incorrecte (voir notre discussion dans Cabanac et al., 2005). Notre nouvelle astrométrie remplace les sources infrarouges et radios au cœur de la galaxie, là où se trouvent les super-amas détectés en UV. Une analyse détaillée des contreparties, ou de leur absence, des sources radio montre alors que seules 3 des 5 sources sont bien des régions H II ultra-denses, alors que les deux autres sont sans doute associées aux régions H II plus diffuses situées autour des super-amas stellaires observés en UV. Les trois régions H II ultra-denses ont des contreparties en bande L' mais restent invisibles en-deçà de cette longueur d'onde. On se trouve donc face à des objets semblables au super-amas enfoui de NGC 5253. Il est aussi important de remarquer que toutes ces sources, c'est-à-dire à la fois les super-amas stellaires enfouis et ceux qui sont visibles, coexistent dans une zone de moins de 200 pc de diamètre, soit la taille de la région occupée par les deux amas brillants au sud de SBS 0335-052. Il est donc tout à fait possible que la source enfouie de SBS 0335-052 se trouve, elle aussi, dans cette région.

He 2-10 n'a pas été observée par ISO à cause de contraintes de pointage. Nous ne savons donc pas quel est son spectre MIR, et en particulier s'il présente une forte bande d'absorption des silicates, comme on serait en droit d'attendre pour des sources n'apparaissant pas dans le visible. Avec D. Schaerer et L. Martín-Hernández nous avons obtenu un spectre 7-13 μm de He 2-10 avec le télescope de 3.6 m de l'ESO et TIMMI2. L'analyse préliminaire semble indiquer un spectre essentiellement continu, comme dans le cas de NGC 5253 ou SBS 0335-052. Mesurer l'extinction du sol est très complexe car la bande est très réduite et les motifs d'absorp-

tion de l'atmosphère se superposent à la bande des silicates. Nous savons cependant que la profondeur optique vers 3 des sources radio et MIR est très importante puisque ces sources sont invisibles en deçà de la bande L', soit une configuration intermédiaire entre NGC 5253 et SBS 0335-052.

Ainsi He 2-10 est un autre exemple spectaculaire d'une galaxie contenant des super-amas stellaires enfouis. Avec l'avènement du Spitzer Space Telescope, les lacunes sur son spectre infrarouge devraient être rapidement comblées et une modélisation du type de celle que nous avons réalisée sur NGC 5253 ou SBS 0335-052 va devenir possible.

Le fait que dans ces trois cas nous ayons affaire à des galaxies naines peut sembler troublant, mais il s'agit sans doute d'un effet de sélection : il est plus facile d'observer ce type de source dans un environnement réduit à sa plus simple expression comme dans une galaxie naine, que dans le cadre perturbé d'une galaxie starburst. Il ne fait cependant aucun doute que de tels objets existent ailleurs, comme en témoigne la source découverte par Keto et al. (1999) dans NGC 253. Avant d'aller plus loin dans la discussion de ces sources j'ai rassemblé un certain nombre de leurs caractéristiques dans le tableau 6.2.

TAB. 6.2. Caractéristiques des super-amas stellaires enfouis observés

Nom de l'hôte	Métallicité Z/Z_{\odot}	N O7V (total)	N amas	Radio	Age (10^6 ans)	τ_v	M_{dust} (M_{\odot})	visibles ?	% f_{MIR}
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
SBS 0335-052	0.02	15000	> 1 ?	thermique	n.d.	30	$< 1.2 \cdot 10^5$	oui(6)	100
He 2-10	0.5	4000	3	thermique	< 5	10 – 30	n.d.	oui (8)	70
NGC 4038/9	1.0	2600	1	thermique	4	9	n.d.	oui (>> 1)	20
NGC 5253	0.2	4700	1	thermique	~ 2	7	$1.5 \cdot 10^5$	non	75

Ce tableau permet de mieux apprécier les traits communs des différents exemples de super-amas enfouis que nous avons rencontrés. Tout d'abord ils se signalent tous par une émission radio thermique, en provenance du gaz ionisé par l'amas, ce qui serait la meilleure façon de les identifier si cela ne nécessitait pas l'utilisation du VLA. Ils sont tous affectés d'une extinction substantielle et contiennent tous une population stellaire extrêmement jeune (dans le cas de SBS 0335-052, l'opacité est telle qu'une contrainte sur l'âge est difficile à obtenir à partir de notre modélisation, cependant l'âge de l'amas enfoui est sûrement inférieur à celui des amas visibles, et donc de l'ordre de quelques millions d'années). La colonne (9) signale que 3 galaxies sur 4 contiennent, en plus de leur(s) source(s) enfouie(s), des super-amas stellaires visibles (dans le cas de NGC 5253, il n'y a pas d'autre super-amas stellaires mais une multitude d'amas sont présents, voir la figure 6.11). Le phénomène "super-amas stellaire enfoui" doit donc se comprendre dans la continuité du phénomène "super-amas stellaire" et, au vu des âges mesurés, représente sûrement les premières phases d'évolution des super-amas stellaires. Quant à la colonne (10) elle indique la fraction du flux total MIR de la galaxie produite par la ou les sources enfouies. Comme on peut le voir cette fraction est toujours très importante (pour NGC 4038/9 il faut se souvenir qu'il ne s'agit que d'un amas dans un système de deux galaxies spirales).

Tenter de comprendre l'existence des super-amas stellaires enfouis dans le cadre de la formation des super-amas stellaires pose au moins deux questions. La première peut s'exprimer ainsi : quelles sont les conditions physiques qui mènent à leur formation, et en particulier, a-t-on besoin d'une efficacité de formation stellaire exceptionnellement élevée pour former un super-amas stellaire ? Quant à la deuxième, elle se rapporte à la durée de vie de la phase enfouie. Cette information est très importante pour estimer la fraction de l'activité de formation stellaire d'une galaxie qui peut être cachée à tout instant.

L'efficacité de formation stellaire se définit comme la fraction de la masse de gaz disponible pour former des étoiles effectivement transformée en étoiles. C'est une quantité assez complexe à calculer puisque si l'on est capable de mesurer, approximativement, la masse des étoiles formées, obtenir la masse du réservoir dont on est parti pour les former est souvent impossible. Dans notre cas cependant on peut en faire une estimation : les amas étant encore relativement jeunes, on peut considérer que le cocon de poussière que nous observons correspond à ce qui reste du matériau interstellaire d'où se sont formés les amas. En utilisant un rapport en masse gaz-sur-poussière standard (qui sous-estime sans doute la masse de gaz effectivement associée à l'enve-

loppe de poussière) on obtient la masse restant après la formation de l'amas. L'efficacité de formation stellaire se calcule donc comme le rapport entre la masse stellaire de l'amas et la somme de la masse stellaire de l'amas et de la masse gazeuse de l'enveloppe. On obtient alors des efficacités de formation stellaire de l'ordre ou inférieures à 10%, soit une valeur qui n'est pas fondamentalement différente de l'efficacité de formation stellaire supposée pour les nuages moléculaires de la Galaxie. Ainsi, bien que les super-amas stellaires présentent des caractéristiques exceptionnelles en termes de propriétés stellaires, il ne semble pas qu'ils nécessitent un bouleversement fondamental des mécanismes de formation stellaire, à ceci près que ceux-ci doivent se dérouler dans des volumes extrêmement restreints.

La deuxième question, celle de la durée de vie de la phase enfouie, est nettement plus complexe à étudier. Il faut pourtant l'aborder, car ses conséquences sur nos possibilités d'observer la formation des étoiles lors des premiers stades d'évolution des galaxies peuvent être très importantes : il suffit pour saisir cela de voir que dans les cas de He 2-10 ou de NGC 5253, une bonne part de la formation stellaire est invisible en deçà de $3 \mu\text{m}$. Pour des galaxies à des redshifts supérieurs à 2, cela correspondrait à une opacité conséquente jusque dans la bande MIR (ce qui serait un problème pour le JWST).

La durée de vie de la phase enfouie est essentiellement déterminée par la capacité des étoiles de l'amas à disperser leur cocon de gaz et de poussière. Pour ce faire, elles disposent de la pression de radiation que génèrent les étoiles massives, et de la pression mécanique générée par les vents stellaires. A ces deux forces viennent s'opposer le champ gravitationnel de l'amas lui-même ainsi qu'une éventuelle pression du milieu interstellaire environnant, pression qui est, dans certains modèles de formation de super-amas stellaires, supposée plus importante que dans le milieu interstellaire général. Un autre point vient compliquer les estimations de la durée de vie de la phase enfouie qui est la durée de vie de l'amas lui-même. Non pas que les étoiles puissent individuellement évoluer plus vite qu'elles ne soient capables de disperser leur enveloppe, mais plutôt que, dans le cas d'une structure non-liée par la gravitation, les étoiles pourraient sortir de leur enveloppe plus rapidement qu'elles ne la dispersent. Il faut noter cependant qu'on pense plutôt que les structures de type amas stellaire sont formés au sein de nuages gravitationnellement liés et que ce n'est que par la dispersion du gaz et de la poussière que la partie stellaire de l'amas se retrouve non-liée gravitationnellement. Il faut donc bien envisager les processus et les échelles de temps liés à la dispersion du matériau dont sont nés les super-amas stellaires.

On trouvera dans Plante & Sauvage (2002) un calcul des efficacités relatives des processus de dispersion, pression de radiation et vents stellaires, et de confinement, gravitation uniquement, dans le cas du super-amas stellaire de SBS 0335-052. Ce calcul montre qu'a priori, les processus de dispersion sont nettement plus efficaces que les processus de confinement, à tel point qu'il devient difficile de comprendre pourquoi la phase enfouie est observable.

Mais la confrontation de ces calculs avec les observations laisse perplexe. En théorie donc, les mécanismes de dispersion sont extraordinairement efficaces, ce qui est confirmé par exemple par les simulations de vents d'amas¹¹ faites par Stevens & Hartwell (2003) qui indiquent des vitesses de vents de plusieurs milliers de km.s^{-1} . Or d'une part les amas enfouis sont observés, donc leur durée de vie ne peut pas être très courte, mais de plus les dispersions de vitesse mesurées dans le gaz sont beaucoup plus faibles. Par exemple, dans le cas de NGC 5253, Turner et al. (2003) mesurent une dispersion de vitesse de $\sim 80 \text{ km.s}^{-1}$. Ces auteurs indiquent même qu'une telle dispersion de vitesse est sans doute inférieure à la vitesse de libération associée à l'amas et que le gaz y est donc confiné par la gravitation.

Puisqu'il est difficile de réconcilier le calcul avec les observations, il nous faut donc tenter d'estimer des durées de vie à partir des observations seules. Assurément, quand il est possible d'estimer l'âge des populations enfouies, les durées de vie peuvent être calculées. Le tableau 6.2 montre ainsi que la durée de vie de la phase enfouie peut atteindre plusieurs millions d'années. Plus quantitativement, Whitmore & Zhang (2002) ont compilé les âges et les extinctions des super-amas stellaires de la galaxie des Antennes. Ces deux quantités montrent une certaine corrélation : les sources les plus jeunes sont aussi les plus éteintes et la corrélation montre qu'il faut environ 6 millions d'années pour atteindre une extinction de $A_V \sim 1$. Gilbert (2004) a par ailleurs mesuré des taux de perte de masse pour ces mêmes sources et elle obtient des valeurs de l'ordre de 0.1 à $1 M_{\odot}.\text{an}^{-1}$ (les plus fortes valeurs sont associées aux amas les plus éteints, ce qui peut faire penser à une baisse d'efficacité des mécanismes au fur et à mesure que l'enveloppe se disperse). Au vu des valeurs des masses de poussière associées aux super-amas stellaires on voit donc que des durées de vie de quelques millions d'années sont tout

¹¹la résultante collective des vents stellaires individuels.

à fait possibles.

Ainsi les observations nous montrent que la phase enfouie peut avoir une durée substantielle et qu'il est fort probable que, même dans les objets les moins évolués chimiquement, une part non-négligeable de la formation stellaire soit obscurcie et ce pour une grande part de la vie des étoiles les plus massives. Il reste cependant à comprendre de façon théorique ce qui rend cet enfouissement viable sur le relativement long terme. Malgré cette incertitude, cela nous montre qu'il est indispensable de réaliser une vaste couverture spectrale des galaxies dont on entend comprendre les propriétés de formation stellaire, et qu'il est sans doute illusoire d'espérer faire le tour du problème à partir d'une seule fenêtre spectrale.

6.2.4 Résumé

La thématique des super-amas stellaires est une branche nouvelle et active de la recherche consacrée aux épisodes violents de formation stellaire, comme peut en témoigner l'organisation de colloques spécifiques à ce type d'objets (comme par exemple le récent "The formation and evolution of massive young clusters" au Mexique). Comme dans toute branche relativement jeune, l'accumulation des observations l'emporte pour l'instant sur la construction de modèles qui rendraient compte ou prédiraient les observations. Dans ce domaine, le travail que j'ai mené sur les galaxies naines bleues compactes ou à sursaut de formation stellaire permet d'apporter quelques éléments importants pour la compréhension de ces objets ainsi que pour leurs implications sur de plus vastes domaines de l'astronomie. Résumons-les ici.

- Tout d'abord rappelons que l'on utilisera le terme de super-amas stellaire pour des assemblées stellaires compactes (1-3 pc de rayon de coeur), dont la luminosité est telle qu'elle représente l'équivalent de plusieurs milliers d'étoiles O7V. Ces super-amas stellaires sont présents en grand nombre dans les galaxies starbursts et leurs âges indiquent clairement qu'ils sont formés lors des épisodes starbursts. Leurs propriétés les rapprochent des amas globulaires mais une évolution significative, qui se rapproche de l'hécatombe vue son efficacité, doit avoir lieu pour que les super-amas stellaires jeunes observés dans les galaxies starbursts se transforment en amas globulaires tels qu'observés dans les galaxies spirales ou elliptiques.
- SBS 0335-052, une des galaxies les plus déficiente en éléments lourds, montre néanmoins une très forte émission infrarouge, dont le spectre particulier, absence de bandes PAH ou de raies ioniques et forte absorption des silicates, indique la présence d'une source de rayonnement très enfouie, dont la luminosité bolométrique est très importante.
- La modélisation de la distribution spectrale d'énergie dans la bande 6-160 μm de SBS 0335-052 à l'aide d'un code de transfert de rayonnement permet de remonter aux propriétés tant de la source de rayonnement que de l'enveloppe de matière responsable de l'absorption :
 - La source responsable de l'émission infrarouge correspond à l'équivalent de 15000 étoiles O7V, on a donc bien affaire à un ou plusieurs super-amas stellaires. L'âge de ces étoiles est difficile à déterminer car l'absorption est telle (30 magnitudes en bande V) que l'émission optique-NIR, sur laquelle l'âge pourrait être mesuré, ne traverse pas l'enveloppe.
 - Malgré la très forte déficience en éléments lourds de la galaxie ($Z=Z_{\odot}/41$), l'enveloppe responsable de l'absorption contient l'équivalent de $1.2 \cdot 10^5 M_{\odot}$ de poussière. Les modèles de formation de poussière ne sont d'ailleurs que marginalement compatibles avec l'idée que cette poussière ait été formée par les étoiles déjà présentes dans la galaxie. Cela dit, les récentes mesures Spitzer semblent indiquer une émission FIR moins importante que celle mesurée par ISOPHT, ce qui se traduit principalement par une diminution de la masse de poussière nécessaire pour reproduire la distribution spectrale d'énergie de SBS 0335-052.
 - La localisation de la ou des sources enfouies dans SBS 0335-052 est très incertaine. Il semble cependant que le lieu le plus probable soit dans le voisinage proche des super-amas stellaires visibles les plus lumineux. Cette coïncidence (sur des échelles de l'ordre de 100 pc tout de même) entre sources enfouies et sources visibles, n'est pas exceptionnelle : elle se produit de la même façon dans He 2-10.
- L'étude de NGC 5253, une galaxie hôte de super-amas stellaire enfoui beaucoup plus proche et nettement moins déficiente en éléments lourds, permet une étude plus poussée du phénomène, de par la plus vaste gamme de longueur d'onde couverte. La reconstitution de la distribution spectrale d'énergie montre, sans aucune dépendance sur la modélisation, qu'il existe une déconnexion totale entre la partie UV et optique

de l'émission de la galaxie, produite par toutes les étoiles de la galaxie, et la partie IR et Submm, en provenance du seul amas stellaire enfoui au cœur de la galaxie.

- La modélisation de la distribution spectrale d'énergie révèle la présence de l'équivalent de 4700 étoiles O7V dans la région centrale de la galaxie. Il s'agit donc bien à nouveau d'un super-amas stellaire. Cette fois-ci l'absorption est moins forte (de l'ordre de 7 magnitudes en bande V) ce qui permet de mieux contraindre l'âge stellaire et de montrer que les étoiles sont plus jeunes que $2 \cdot 10^6$ ans.
- L'enveloppe de poussière est moins compacte dans le cas de NGC 5253 que dans le cas de SBS 0335-052, ce qui explique que malgré une transparence plus importante pour la première, la masse de poussière soit relativement équivalente. Cette différence morphologique peut suggérer que le super-amas stellaire de NGC 5253 est plutôt enfoui dans un vaste nuage interstellaire occupant le cœur de la galaxie, plutôt que dans un cocon très dense comme c'est le cas pour SBS 0335-052 ou He 2-10.
- Le regroupement des informations disponibles sur les super-amas stellaires enfouis, observés dans au moins 4 galaxies, permet de faire émerger des caractéristiques communes aux objets et à leurs hôtes :
 - La source enfouie est toujours associée à une émission radio thermique. A l'instar des régions H II ultra-compactes de la Galaxie, cette émission signale la présence de régions de gaz ionisé associées aux amas. Les tailles et densités de ces régions ont généré le terme de régions H II ultra-denses. La présence de cette émission radio est le plus sûr moyen d'identifier la présence de super-amas stellaires enfouis, même si la mise en œuvre de ce type d'observation est complexe.
 - Les super-amas stellaires enfouis sont très souvent accompagnés dans la même galaxie par des super-amas ou des amas visibles, ce qui incite à penser que la phase enfouie doit être comprise comme une des étapes de la formation des super-amas stellaires.
 - L'émission infrarouge associée aux super-amas stellaires enfouis est toujours une fraction substantielle de l'émission infrarouge totale de la galaxie. Ils ont donc un impact fondamental sur la distribution spectrale d'énergie de leur hôte.
 - Il n'existe pas d'indication probante que la formation de super-amas stellaire nécessite une efficacité de formation stellaire supérieure à 10%, soit à peu près la valeur canonique de ce paramètre. Ce qu'il faut expliquer, c'est la capacité des galaxies à former une telle densité spatiale d'étoiles au même moment.
 - La durée de vie des phases enfouies reste une question ouverte. Alors que les calculs de l'efficacité des différents mécanismes de dispersion du MIS tendent vers une durée de vie très courte, les observations nous indiquent que des durées de vie de l'ordre de 5 à $10 \cdot 10^6$ ans, soit une fraction significative de la vie des étoiles les plus massives, sont tout à fait possibles.

Avant de conclure, il me faut dissiper un point qui pourrait prêter à confusion : dans cette section, et dans le tableau 6.2, il est essentiellement question de galaxies naines. On pourrait donc penser que le phénomène des super-amas stellaires enfouis est surtout restreint à ce type de galaxies. Je ne pense pas que ce soit le cas. Il s'agit à mon avis d'un biais observationnel qui vient du fait que les super-amas stellaires enfouis sont plus facilement repérables dans les galaxies naines, où leur émission infrarouge très forte tranche sur le fond d'émission diffuse très faible de la galaxie, que dans les grandes galaxies starbursts où l'émission diffuse est très forte. La même observation vaut pour la radio. L'existence de super-amas stellaires enfouis avérés dans la galaxie des Antennes ou NGC 253 montre que ces objets sont aussi présents dans les grandes galaxies, même s'il est plus complexe de les étudier dans ces environnements plus riches. Cependant il existe peut-être une différence, inexpliquée à ce jour, entre galaxies naines et grandes galaxies, du point de vue de leurs populations de super-amas stellaires : les galaxies naines possèdent plus de super-amas stellaires relativement à leur luminosité totale que les grandes galaxies. En d'autres termes il est effectivement plus probable d'observer des super-amas stellaire plus brillant qu'une limite donnée dans les galaxies naines que dans les grandes galaxies.

6.3 Conclusion

L'activité au sein des galaxies, prise dans son acception la plus vaste, a des effets importants sur le spectre infrarouge des galaxies, qui peuvent se résumer par un décalage de la distribution spectrale d'énergie vers les plus courtes longueurs d'ondes et dans certains cas une disparition des motifs portés par les grains les plus petits. Dans la bande ISOCAM, ce phénomène se traduit par une augmentation relative de l'émission à grande longueur d'onde, due à l'arrivée de l'émission des très petits grains. C'est dans le détail des spectres que l'on

peut distinguer la nature de l'activité, formation stellaire ou accréation sur un trou noir.

Il est intéressant de noter, en tout cas pour les problématiques liées à l'origine physique de l'émission collectée dans le fond extragalactique, véritable "écho" des turbulences passées de l'Univers, que l'émission infrarouge telle que nous pouvons la mesurer sur les objets proches est rarement dominée par la présence d'un noyau actif, même si celui-ci est très proéminent à certaines longueurs d'ondes. Cela s'explique par la présence quasi-systématique dans le disque des galaxies hôtes de noyaux actifs de régions de formation stellaire plus ou moins actives. Il n'est pas possible actuellement de dire s'il existe des liens de causalité entre starburst et noyau actif, ni de déterminer leur sens, mais il semble clair que la détection d'une signature de noyau actif dans une galaxie ne permet pas d'affirmer que celui-ci domine la luminosité infrarouge de son hôte. L'infrarouge reste donc le domaine par excellence de la formation stellaire. Les observations Spitzer et Herschel devraient permettre de mieux quantifier cette dominance à plus grande longueur d'onde.

Mais l'étude de la formation stellaire fait surgir une nouvelle catégorie d'objets, les super-amas stellaires et parmi eux les super-amas stellaires enfouis, qui correspondent sans doute aux premières phases d'évolution de ces objets. Leur existence pose un grand nombre de questions à plusieurs domaines de l'astronomie.

Il faut tout d'abord comprendre les mécanismes de création de ces structures et en particulier ce qui permet de former autant d'étoiles dans de si petits volumes. De façon reliée, il nous faut déterminer si nous sommes ici face à un nouveau mécanisme de formation stellaire, ou s'il existe une continuité entre la formation d'une étoile isolée, d'un amas relativement modeste comme le Trapèze dans Orion, et les super-amas stellaires des galaxies starbursts.

Mais quand bien même les mécanismes qui permettent aux super-amas stellaires d'exister et de rester enfouis pendant un temps relativement long resteraient incompris, les conséquences de cette existence peuvent être envisagées dès maintenant, puisqu'il est avéré que ces objets sont plutôt communs. On peut rassembler ces conséquences en deux limites fondamentales.

Tout d'abord le fait qu'une partie substantielle de l'activité de formation stellaire soit obscurcie pose une limite importante à notre capacité de mesurer cette activité à partir des domaines UV, optique et même NIR. Cette limite est connue, mais il me semble qu'elle est sous-estimée. En effet, on pense souvent qu'il est possible de corriger le flux reçu pour obtenir le flux émis. Or comme nous pouvons le voir dans les quelques exemples étudiés ici, il est fréquent que les sources enfouies ne contribuent absolument plus aux flux UV-NIR, auquel cas aucune correction ne saurait restituer leur véritable émission.

La deuxième limite vient du fait que ces sources révèlent la possibilité d'une déconnexion totale entre les différentes composantes de la distribution spectrale d'énergie des galaxies. Or bien des modèles d'évolution des galaxies supposent a priori que ces connexions existent, ce qui permet de prédire le spectre complet d'une galaxie à partir d'un nombre restreint de paramètres et, à l'inverse, de déduire d'un spectre quelques paramètres clefs. Certes le terme "a priori" que je viens d'employer est excessif puisque l'on observe des corrélations entre les luminosités à différentes longueurs d'onde des galaxies. Mais il est intéressant de noter que beaucoup de ces corrélations sont non-linéaires, ou présentent une dispersion non-prise en compte dans les modèles. Il y a donc de la place pour une physique beaucoup plus riche et complexe, et sans doute importante quantitativement, et le travail présenté ici ne fait peut-être que lever le voile sur celle-ci.

6.4 Sélection d'articles

Les articles sur lesquels ce chapitre se fonde sont indiqués ici avec à nouveau en gras les articles reproduits dans les pages suivantes.

- Section 6.1
- **Mirabel, F., Vigroux, L., et al. (1998), "The dark side of star formation in the Antennae galaxies" A&A 333, L1**
- Mirabel, I. F., Laurent, O., et al. (1999), "A barred spiral at the center of the giant elliptical radio galaxy Centaurus A" A&A 341, 667
- Laurent, O., Mirabel, I. F., et al. (2000), "Mid-infrared diagnostics to distinguish AGNs from starbursts" A&A 359, 887
- Le Floc'h, E., Mirabel, I. F., et al. (2001), "Mid-Infrared observations of NGC 1068 with the Infrared Space Observatory" A&A 367, 487

- Charmandaris, V., Laurent, O., et al. (2002), “Mid-infrared observations of the ultraluminous galaxies IRAS 14348-1447, IRAS 19254-7245, and IRAS 23128-5919” *A&A* 391, 429
- Le Floch, E., Charmandaris, V., et al. (2002), “Extended mid-infrared emission from VV114 : probing the birth of a ULIRG” *A&A* 391, 417
- Förster-Schreiber, N., Sauvage, M., et al. (2003), “ISOCAM view of the starburst galaxies M 82, NGC 253 and NGC 1808” *A&A* 399, 833
- Gallais, P., Charmandaris, V., et al. (2004), “Dust enshrouded star-forming activity in Arp 299” *A&A* 414, 845
- Section 6.2
 - Sauvage, M., Thuan, T. X., et al. (1997), “10 m imaging and HI observations of the blue compact dwarf galaxy He 2-10” *A&A* 325, 98
 - **Thuan, T. X., Sauvage, M., et al. (1999), “Dust in an extremely metal poor galaxy : mid-infrared observations of SBS 0335-052” *ApJ* 516, 783**
 - **Plante, S., Sauvage, M. (2002), “The embedded super-star cluster of SBS 0335-052” *AJ* 124, 1995**
 - **Vanzi, L., Sauvage, M. (2004), “Dust and super-star clusters in NGC 5253”, *A&A* 415, 509**

Astron. Astrophys. 333, L1–L4 (1998)

*Letter to the Editor***The dark side of star formation in the Antennae galaxies**
**I.F. Mirabel¹, L. Vigroux¹, V. Charmandaris¹, M. Sauvage¹, P. Gallais¹, D. Tran¹, C. Cesarsky¹,
S.C. Madden¹, and P.-A. Duc²**
¹ CEA/DSM/DAPNIA Service d'Astrophysique F-91191 Gif-sur-Yvette, France² ESO, Karl-Schwarzschild-Strasse 2, D-85748 Garching bei München, Germany

Received 18 December 1997 / Accepted 3 February 1998

Abstract. We compare mid-infrared images of the Antennae galaxies (NGC 4038/39) from the Infrared Space Observatory, with optical images from the Hubble Space Telescope. The mid-infrared observations show that the most intense starburst in this colliding system of galaxies takes place in an off-nucleus region that is inconspicuous at optical wavelengths. The analyses of the mid-infrared spectra indicate that the most massive stars are being formed in an optically obscured knot of 50 pc radius, which produces about 15% of the total luminosity from the Antennae galaxies between 12.5 μm and 18 μm . The mid-infrared observations reported here demonstrate that the interpretation of star formation properties in colliding/merging systems based on visible wavelengths alone can be profoundly biased due to dust obscuration. The multiwavelength view of this nearby prototype merging system suggests caution in deriving scenarios of early evolution of high redshift galaxies using only observations in the narrow rest-frame ultraviolet wavelength range.

Key words: galaxies: individual: NGC 4038/39 – galaxies: individual: Antennae galaxies – infrared: interstellar: continuum – stars: formation

1. Introduction

One of the most important recent discoveries in extragalactic astronomy has been the identification of a class of “infrared luminous galaxies” ($L_{\text{bol}} \geq 10^{11} L_{\odot}$), which emit more energy in the infrared (5–500 μm) than in all other wavelengths combined (see review by Sanders & Mirabel, 1996). The trigger of the intense infrared emission appears to be the interaction/merger of molecular gas-rich spirals. Although the spectrum of the integrated radiation from these galaxies suggests that the bulk of the luminosity arises in regions that are heavily obscured by dust, the actual distribution of the mid-infrared emission with high spatial resolution is poorly known.

The Infrared Space Observatory (ISO, Kessler et al., 1996) offers unprecedented capabilities with respect to the Infrared Astronomical Satellite (IRAS). In the mid-infrared (5.5 μm – 16.5 μm) the Infrared Space Observatory Camera (ISOCAM)

provides an improvement in sensitivity of ~ 1000 , and an increase in spatial resolution by a factor of ~ 60 . Furthermore, observations with arcsec resolution in spectrophotometric mode with Circular Variable Filters (CVFs) permit us to infer the nature of the optically invisible stars that heat the dust and ionize the gas.

Here we present for the first time an image of NGC 4038/39 (Arp 244 = VV 245 = ‘The Antennae’) in the LW3 (12–17 μm) filter with 1.5'' pixel field of view and compare it with the HST optical image. An extensive account of all the ISOCAM observations will be given in a forthcoming paper by Vigroux et al (1998). The Antennae is a prototype nearby merger system of two late-type spiral disk galaxies with nuclei separated by ~ 6.4 kpc. At a distance of 20 Mpc the total infrared luminosity measured by IRAS is $10^{11} L_{\odot}$, which is about five times the luminosity of the system at visual wavelengths. Molecular gas observations with a resolution of 6'' (Stanford et al. 1990) showed that $\sim 60\%$ of the CO(1-0) emission from the overall system (Sanders & Mirabel 1985) is concentrated in the two nuclei and in an extended off-nuclear complex where the two disks overlap. The spatial distribution of the CO emission is consistent with the $\lambda 6$ cm and $\lambda 20$ cm radio continuum maps by Hummel & van der Hulst (1986).

2. Observations and data analysis

First observations of the Antennae with coarser resolution were obtained during the Performance Verification phase (Vigroux et al. 1996). The new ISOCAM results presented in this paper consist of a large raster map obtained with the LW3 (12–17 μm) filter using 1.5'' pixel field of view, with a full width at half max of the observed point spread function of 4.5''. Full CVF scans were also made from 5.5 μm to 16.5 μm using the smallest possible increment, 0.1 μm step and 6'' pixel field of view (Vigroux et al. 1996).

The data analysis was performed using the CAM Interactive Analysis (CIA)¹ Software. For the raster map, dark subtraction

¹ CIA is a joint development by the ESA astrophysics division and the ISOCAM consortium led by the ISOCAM PI, C. Césarsky, Direction des Sciences de la Matière, C.E.A., France

L2

I.F. Mirabel et al.: The dark side of star formation in the Antennae galaxies

was performed using a model of the secular evolution of ISO-CAM's dark current (Biviano et al., 1997). Removal of cosmic ray induced spikes was performed using a multi-resolution median filtering technique (Stark et al. 1996). The data cube was then corrected for the memory effect of the LW detector using the inversion algorithm described in Abergel et al. (1996). As the raster was rather large, 5×5 pointings, the flat-field was built from the median off the sky positions of the galaxies.

3. Comparison of the mid-infrared and optical images

The LW3 flux (12–17 μm) is shown in Fig. 1 in red contours superimposed on the HST WFPC2 combined images in the V (5252 Å) and I (8269 Å) filters by Whitmore et al. (1997). The infrared emission appears to be associated with the nuclei of both galaxies, the star forming ring in the northern galaxy NGC 4038, and with the relatively obscured overlap region of the two disks, which is $\sim 5 \times 3$ kpc in extent. The emission is very clumpy and bright knots dominate the mid-infrared emission, which as discussed below, comes from gas and dust heated by massive stars.

The two optical nuclei are detected as bright knots in the mid-infrared, but the brightest knot in the 15 μm map is ~ 2.3 kpc east of the nucleus of the southern galaxy NGC 4039. This knot is toward the southern corner of the region of overlap of the two disks. In this region, several optical red objects were found (Whitmore & Schweizer, 1995) associated with discrete intensity peaks in the centimeter continuum maps (Hummel & van der Hulst, 1986) and millimeter CO maps (Stanford et al. 1990). The 5×3 kpc overlap region contributes about half of the 2.16 Jy flux radiated from the whole system at 15 μm . An average extinction of $A_v \sim 70$ mag in the overlap region has been derived by Kunze et al. (1996) using SWS ISO observations. A mean absorption of $A_v \sim 73$ mag was independently inferred by Stanford et al. (1990) from CO interferometric observations.

At 15 μm the brightest area of the overlap region, located east of the nucleus of NGC 4039, is resolved into two peaks separated by $6''$. The fainter one has a bright WFPC2 visual counterpart. However, the brighter eastern peak in the 15 μm map has only a faint I band counterpart of ~ 48 pc in effective radius (Whitmore & Schweizer, 1995), but no conspicuous V band counterpart is seen in the HST image of Fig. 1. The brighter eastern knot alone contributes $\sim 15\%$ of the total luminosity at 15 μm and at this wavelength it is almost 100 times brighter than the nearby nucleus of NGC 4039 (Vigroux et al. 1996). From J, H, and K band images (Duc & Mirabel, 1997), we measure an excess of $A_v \sim 7$ mag in the visual absorption in front of the eastern knot relative to the western knot.

The most luminous knots at 15 μm do not coincide with the most prominent dark lanes of the HST image. An even more striking displacement between the mid-infrared and optical dust lanes has been found in Centaurus A (Mirabel et al. 1998). These displacements could be due to different spatial distributions of the warm dust that radiates at 15 μm , and the cool dust that causes most of the optical obscuration. The dark lanes at optical

wavelengths result from dust in the foreground of the optically emitting material, and projection effects also may play a role.

4. The most massive stars in the Antennae are not visible at optical wavelengths

We now show that one of the inconspicuous regions at optical wavelengths harbors the most massive stars in the Antennae. For this we use the imaging capability of the CVFs obtained with $6''$ pixel field of view, which offers a unique opportunity to study the variation of spectral features from one area of the galaxy to the other.

In Fig. 1 we show as an example, a comparison between the CVF spectra for the brightest 15 μm peak in the overlap region and the two nuclei. The distinct characteristic of this optically obscured starburst knot is the [Ne III] line at 15.5 μm above the relatively enhanced continuum beyond 10 μm . Vigroux et al. (1996) have shown that in the Antennae the 15 μm continuum intensity is well correlated with the [Ne II] and the [Ne III] line intensities. This confirms that the enhancement of the continuum ≥ 10 μm is due to the thermal emission of hot dust heated by the absorption of the ionizing photons emitted by young stars. This is strengthened by the fact that the 15 μm intensity increases together with the [Ne III]/[Ne II] ratio (Vigroux et al. 1996).

For a given physical size, the [Ne III]/[Ne II] ratio is a measure of the hardness of the UV flux. The [Ne III] to [Ne II] ratio is ~ 1 in the brightest area of the overlap region, and decreases to 0.1 or below in the central regions of NGC 4038 and in NGC 4039 (Vigroux et al. 1996). Using a [Ne III]/[Ne II] ratio of 1 and the diagnostic arguments by Kunze et al. (1996), a single star equivalent effective temperature of 44000 K is derived. This would correspond to an O5 main sequence star with a mass of 50–60 M_\odot . A more adequate treatment of star cluster evolution leads to a young cluster ($\sim 7 \cdot 10^6$ yr) starburst with IMF extending up to 100 M_\odot (Kunze et al. 1996). Therefore, using observations at optical wavelengths only, could lead to biased low values for the high mass cut-off in the IMF of interacting, luminous galaxies.

Multiwavelength observations of nearby starburst systems are instructive when deriving the morphologies of galaxy populations at high redshifts. Simulations that take into account band-shifting and surface brightness dimming by Hibbard & Vacca (1997) have shown that nearby interacting systems that are luminous in the infrared, are the best local analogs of the highest redshift galaxies found in the Hubble Deep Field (HDF). Nevertheless, at $z \geq 1.5$ the HDF is sensitive to the rest-frame UV emission, and due to the presence of an old population and/or dust it may be difficult to recover the global morphology of the underlying systems (O'Connell, 1997). If, as in the Antennae, the most intense starburst galaxies at high redshifts have substantial amounts of dust (Franceschini et al 1994; Guiderdoni et al. 1997), high sensitivity observations in the far-infrared and submillimeter wavelength bands will be needed to reveal the true global morphology of very distant galaxies.

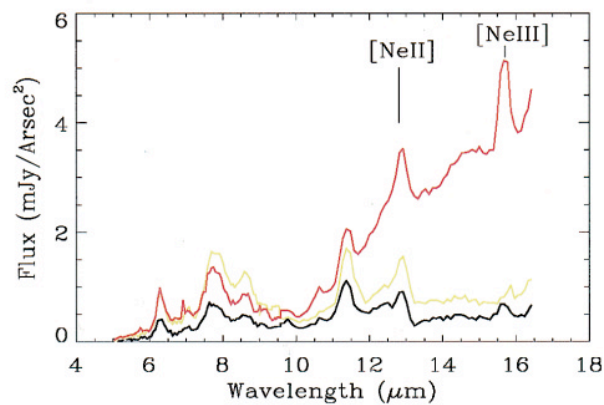
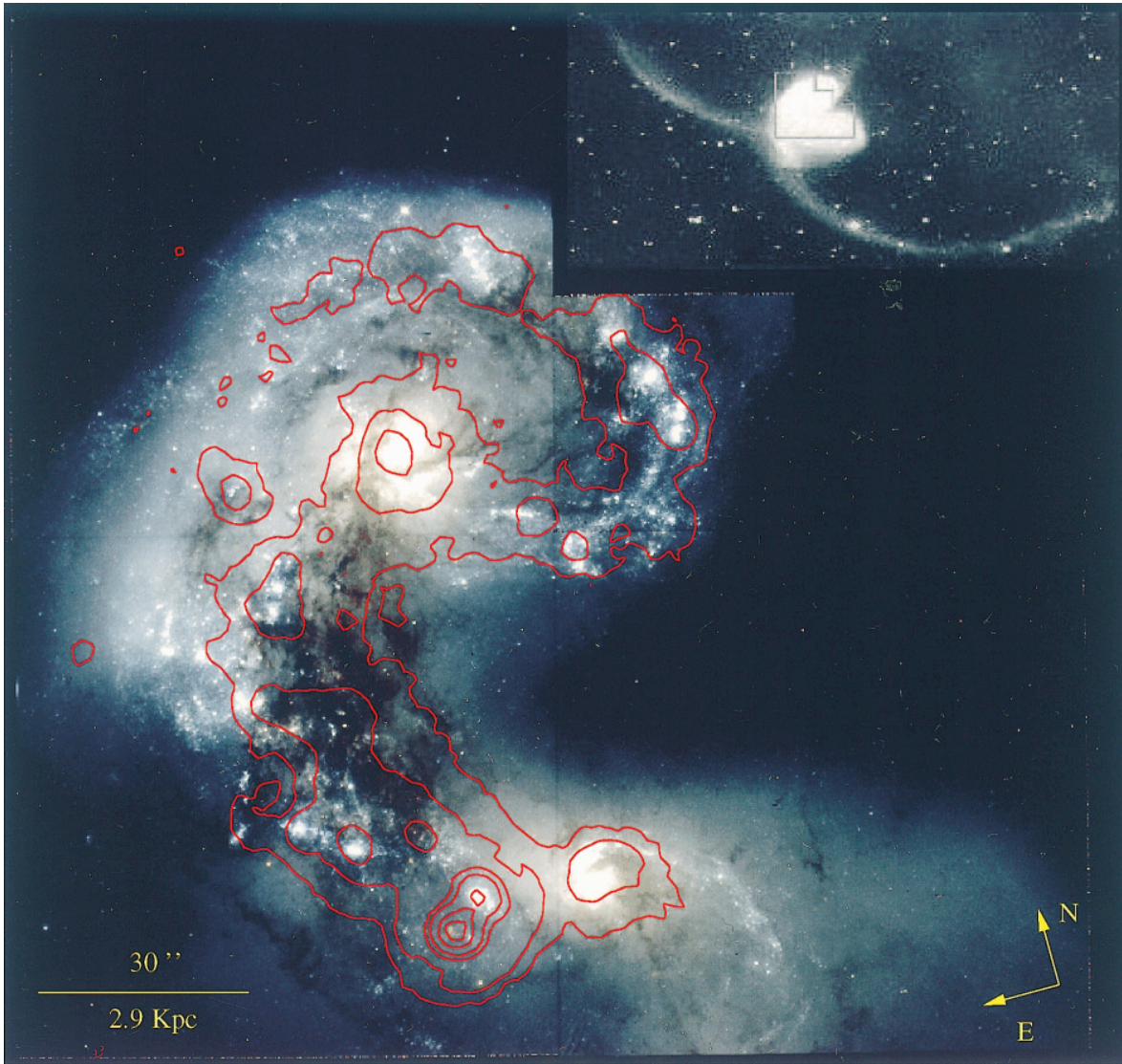


Fig. 1. The upper figure shows a superposition of the mid-infrared (12–17 μm red contours) image of the Antennae galaxies obtained with the Infrared Space Observatory, on the composite optical image with V (5252 \AA) and I (8269 \AA) filters recovered from the Hubble Space Telescope archive. About half of the mid-infrared emission from the gas and dust that is being heated by recently formed massive stars comes from an off-nuclear region that is clearly displaced from the most prominent dark lanes seen in the optical. The brightest mid-infrared emission comes from a region that is relatively inconspicuous at optical wavelengths. The ISOCAM image was made with a $1.5''$ pixel field of view. Contours are 0.4, 1, 3, 5, 10, and 15 mJy. The lower figure shows spectra of the brightest mid-infrared knot (red) and of the nuclei of NGC 4038 (yellow) and NGC 4039 (black). The rise of the continuum above 10 μm and strong NeIII line emission observed in the brightest mid-infrared knot indicate that the most massive stars in this system of interacting galaxies are being formed in that optically obscured region, still enshrouded in large quantities of gas and dust.

L4

I.F. Mirabel et al.: The dark side of star formation in the Antennae galaxies

5. Conclusions

1) The most intense starburst in the prototype merger NGC 4038/39 takes place in an off-nuclear region that is optically obscured. This confirms the interpretation of the high far-infrared luminosity in this system in terms of star formation.

2) The [Ne III]/[Ne II] emission line ratios in the mid-infrared indicate that stars as massive as $60 M_{\odot}$ are being formed in that optically obscured region. Therefore, to derive the high mass end of the Initial Mass Functions of the starbursts in luminous interacting galaxies, observations at wavelengths longer than the optical are needed.

3) The mid-infrared observations presented here suggest that about 15% of the bolometric luminosity from NGC 4038/39 arises in an off-nuclear region that is ≤ 100 pc in size.

4) The most prominent dust lanes in the optical image appear displaced from the peak distribution of the warm dust and gas traced by the mid-infrared emission. This could be due to different spatial distributions of the warm and cool dust, and/or projection effects in the optical appearance of dark lanes.

5) The infrared image also shows strong mid-infrared emission associated with the optically prominent star forming ring in NGC 4038.

6) The effects of absorption by dust are even more dramatic in the UV. Therefore, images of high redshift galaxies in their rest-frame UV could lead to strong biases in the morphological classification, and therefore in the scenarios of the history of galaxy formation.

Acknowledgements. We thank Bradley Whitmore and an anonymous referee for useful comments. This work was based on observations with ISO, an ESA project with instruments funded by ESA Member States (especially the PI countries: France, Germany, the Netherlands and the

United Kingdom) and with participation of ISAS and NASA. Based on observations made with the NASA/ESA Hubble Space Telescope, obtained from data archive at the Space Telescope Science Institute. STScI is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. under the NASA contract NAS 5-26555.

References

- Abergel, A., Bernard, J.P., Boulanger, et al. 1996, A&A, 315, L329
 Biviano, A., Sauvage, M., Roman, P., E.S.A./C.E.A Technical report, December, 1997
 Césarsky, C. et al. 1996, A&A 315, L32
 Duc, P.-A. & Mirabel, I.F. 1997, The Messenger, 89, 14
 Franceschini, A., Mazzei, P., De Zotti, G. & Danese, L. 1994, ApJ 427, 140
 Guiderdoni, B., Bouchet, F.R., Puget, J.-L., Lagache, G. & Hivon, E. 1997, Nature, 390, 257
 Hibbard, J.E. & Vacca, W.D. 1997, AJ 114, 1741
 Hummel, E. & van der Hulst, J. M. 1986, A&A 155, 151
 Kessler, M.F. et al. 1996, A&A 315, L27
 Kunze, D. et al. 1996, A&A 315, L101
 Mirabel, I.F. et al. 1998, in preparation
 O'Connell, R.W. 1998 *The Ultraviolet Universe at Low and High redshifts*, ed. W.H. Waller (AIP Press)
 Sanders, D.B. & Mirabel, I.F. 1985, ApJ 298, L31
 Sanders, D.B. & Mirabel, I.F. 1996, ARAA 34, 749
 Stanford, S.A., Sargent, A.I., Sanders, D.B. & Scoville, N.Z. 1990, ApJ 349, 492
 Starck, J.-L., Claret, A. and Siebenmorgan, R., C.E.A. Technical Report, March, 1996
 Vigroux, L., Mirabel, I.F., Altiéri, B. et al. 1996, A&A 315, L93
 Vigroux, L. et al. 1998, in preparation
 Whitmore, B. & Schweizer, F. 1995, AJ 109, 960
 Whitmore, B. et al. 1997 STScI press release

DUST IN AN EXTREMELY METAL-POOR GALAXY: MID-INFRARED OBSERVATIONS OF SBS 0335–052¹

TRINH X. THUAN

Astronomy Department, University of Virginia, P.O. Box 3818, University Station, Charlottesville, VA 22903-0818; txt@virginia.edu

AND

MARC SAUVAGE AND SUZANNE MADDEN

CEA/DSM/DAPNIA/Service d'Astrophysique, CE-Saclay, 91191 Gif sur Yvette Cedex, France; msauvage@cea.fr, smadden@cea.fr

Received 1998 October 1; accepted 1998 December 15

ABSTRACT

The metal-deficient ($Z = Z_{\odot}/41$) blue compact dwarf galaxy SBS 0335–052 was observed with ISOCAM between 5 and 17 μm . With an $L_{12\mu\text{m}}/L_B$ ratio of 2.15, the galaxy is unexpectedly bright in the mid-infrared for such a low-metallicity object. The mid-infrared spectrum shows no sign of the unidentified infrared bands, which we interpret as an effect of the destruction of their carriers by the very high UV energy density in SBS 0335–052. The spectral energy distribution (SED) is dominated by a very strong continuum, which makes the ionic lines of [S IV] and [Ne III] very weak. From 5 to 17 μm , the SED can be fitted with a graybody spectrum, modified by an extinction law similar to that observed toward the Galactic center, with an optical depth of $A_V \sim 19$ –21 mag. Such a large optical depth implies that a large fraction (as much as $\sim 75\%$) of the current star formation activity in SBS 0335–052 is hidden by dust with a mass between 3×10^3 and $5 \times 10^5 M_{\odot}$. Silicate grains that are present as silicate extinction bands at 9.7 and 18 μm can account for the unusual shape of the MIR spectrum of SBS 0335–052. It is remarkable that such a nearly primordial environment contains as much dust as galaxies that are 10 times more metal-rich. If the hidden star formation in SBS 0335–052 is typical of young galaxies at high redshifts, then the cosmic star formation rate derived from UV/optical fluxes would be underestimated.

Subject headings: dust, extinction — galaxies: compact — galaxies: dwarf — galaxies: individual (SBS 0335–052) — galaxies: ISM — infrared: galaxies

1. INTRODUCTION

Galaxy formation is one of the most fundamental unsolved problems in astrophysics. Much effort has gone into the search for primeval galaxies (PGs), i.e., galaxies undergoing their first major burst of star formation, at redshifts larger than ~ 2 . Several objects have been put forward as possible PGs, ranging from high-redshift radio galaxies to Ly α emitters (see, e.g., Steidel et al. 1996; Yee et al. 1996). However, most of these candidate PGs appear to already contain a substantial amount of heavy elements (as indicated, for example, by the presence of P Cygni profiles), which implies previous star formation and metal enrichment.

SBS 0335–052 [$\alpha(1950) = 03^{\text{h}}35^{\text{m}}15^{\text{s}}.2$, $\delta(1950) = -05^{\circ}12'25''.9$] is a relatively nearby blue compact dwarf (BCD) galaxy with an absolute magnitude $M_B = -16.7$, and which appears to be undergoing its first burst of star formation. With a metallicity of only $Z_{\odot}/41$ (Izotov et al. 1997), it is the second most metal-deficient galaxy known after I Zw 18 ($Z_{\odot}/50$). With a redshift of 0.0136 and a Hubble constant of $75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, it is at a distance of 54.3 Mpc ($1'' = 263 \text{ pc}$). Thuan, Izotov, & Lipovetsky (1997) and Papaderos et al. (1998) have found that the stars in SBS 0335–052 are not older than $\sim 100 \text{ Myr}$, which makes it a truly young galaxy. Thuan & Izotov (1997) suggest that the large H I envelope within which SBS 0335–052 is embedded may be truly primordial. Yet despite its youth and

extremely low metallicity, *Hubble Space Telescope* (HST) images of SBS 0335–052 clearly show dust patches mixed in with the six super-star clusters (SSCs) where most of the star formation is occurring (Thuan et al. 1997). The presence of dust in combination with the intense ultraviolet radiation field from the many young stars in SBS 0335–052 suggests that there may be detectable mid-infrared (MIR) emission, as the dust will reprocess the UV starlight and re-emit it in the infrared. We have, therefore, obtained MIR observations of SBS 0335–052 with the *Infrared Space Observatory* (ISO) to study the properties of dust and star formation in a truly metal-deficient environment, similar to those prevailing at the epoch of galaxy formation.

2. OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

The observations were obtained with ISOCAM (Cesarsky et al. 1996a), the MIR imaging instrument onboard ISO (Kessler et al. 1996). They consist of two different sets: a set of broadband filter maps, and a set obtained by imaging spectroscopy.

The broadband maps were obtained with a spatial sampling of $3'' \text{ pixel}^{-1}$ and in a 3×3 raster mode with a 3 pixel displacement in each direction, giving a total field of view of $114'' \times 114''$. The raster mode increases the sensitivity and improves the flat-field correction, since in the center of the map each sky position is imaged by 9 different camera pixels. The maps were obtained with the LW9, LW10, LW8, LW6, and LW2 filters, centered respectively at 14.9, 12.0, 11.3, 7.7, and 6.7 μm (Table 1). Note that the LW10 filter is identical to the IRAS 12 μm filter. The integration time was 10.08 s per readout for all filters except LW10, for which an

¹ Based on data obtained with ISO, an ESA project with instruments funded by the ESA member states (especially the PI countries: France, Germany, the Netherlands, and the United Kingdom) with the participation of ISAS and NASA.

TABLE 1
MIR FLUX DENSITIES OF SBS 0335–052

Filter	λ_0^a (μm)	$\Delta\nu^a$ (10^{12} Hz)	$\Delta\lambda^a$ (μm)	Flux Density (mJy)	1σ (mJy)	Luminosity ^b (L_\odot)
LW9	14.9	2.29	2.0	35.2	0.9	7.4×10^7
LW10	12	13.20	7.0	20.5	0.6	2.5×10^8
LW8	11.3	2.71	1.3	20.7	0.8	5.2×10^7
LW6	7.7	7.06	1.5	8.9	0.5	5.8×10^7
LW2	6.7	16.18	3.5	5.5	0.4	8.2×10^7

^a Assuming a spectral shape $f_\nu \propto \nu^{-1}$, as in the ISOCAM Cookbook.

^b Assuming a distance of 54.3 Mpc.

integration time of 5.04 s was used. Total on-source times were 860 s for LW10 and 1540 s for the other filters.

Imaging spectroscopy was performed using the Circular Variable Filter (CVF) facility of ISOCAM. This mode produces images of the full ISOCAM field of view ($192'' \times 192''$) in the 2–17 μm wavelength region, with a sampling of $6'' \text{ pixel}^{-1}$ and a spectral resolution $\lambda/\Delta\lambda$ of ≈ 40 . Due to the faintness of the source, we obtained observations only in the 8.78–17.34 μm wavelength range. The individual integration time was 5.04 s, and the total on-source time was 4800 s.

The various steps of ISOCAM data reduction are detailed in Starck et al. (1999), and we will only describe here aspects that depart from the methods discussed in that paper: dark current subtraction and transient correction.

The dark current is known to show secular trends that depend on the position of the satellite in its orbit and on the time elapsed since launch. These trends can be accurately modeled, allowing nominal dark subtraction.²

Transient corrections using the inversion algorithm of

Abergel et al. (1996) were applied successfully to the broadband observations. For the CVF observations, the known oversimplification of the method combined with the intrinsic faintness of the source results in errors of similar magnitude for both corrected and uncorrected CVF data. The main effect of the correction is to add an artifact at the start of the spectrum (around 17 μm) while leaving the rest of the scan unchanged. In particular, synthesis of the LW8 and LW9 flux densities from corrected or uncorrected spectra gives flux densities 1.3 times larger than the observed broadband flux densities. That the CVF produces higher flux densities than the broadband filters is to be expected: the operational setup of ISOCAM is such that the scan starts with a short exposure through the LW2 filter with a scale of $6'' \text{ pixel}^{-1}$, giving a much higher illumination on the detector than the scan itself. Since the source is very faint, the detector would need a much longer time than our adopted exposure time to stabilize down to its true level. This is not the case for the broadband maps since the broader filters allow many more photons to reach the detector, thus speeding the stabilization process. As a result, we have adopted for the remaining discussion the CVF spectrum uncorrected for transient effects and scaled down by a factor of 1.3.

Figure 1 displays the spectral energy distribution of SBS 0335–052. The flat-fielding and photometry of the CVF scan were made following Aussel et al. (1998). Conversion from camera units to mJy was performed using the calibration factors given in the ISOCAM Cookbook.³ *HST* images (Thuan et al. 1997) reveal that most of the star formation in SBS 0335–052 occurs within a region of $\sim 2.5'$ in size, so that the individual SSCs in SBS 0335–052 are not resolved by ISOCAM. Thus the flux densities given in Table 1 and plotted in Figure 1 are integrated over the whole star-forming region.

3. DISCUSSION

3.1. Global Properties

Since the ISOCAM LW10 filter is equivalent to the IRAS 12 μm filter, it is interesting to see how the integrated properties of SBS 0335–052 compare with those of other BCDs and irregular galaxies. We have thus compiled IRAS and $H\alpha$ fluxes for the Thuan & Martin (1981, hereafter TM81) catalog of BCDs, as well as for the sample of BCDs and irregular galaxies in Sauvage, Thuan, & Vigroux (1990), to perform the comparison.

With a 12 μm to blue luminosity ratio L_{12}/L_B of 2.15 ± 0.06 , SBS 0335–052 is comparable to the most

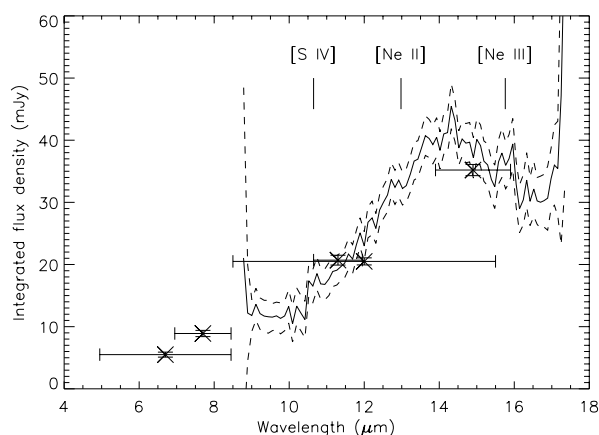


FIG. 1.—Spectral energy distribution of SBS 0335–052 in the mid-infrared. The crosses represent broadband observations at 6.7, 7.7, 11.3, 12.0, and 14.9 μm . They are shown with 1σ error bars. The horizontal bars indicate the width of the broadband filters. Broadband flux densities are derived assuming an intrinsic spectral shape $f_\nu \propto \nu^{-1}$ and integrating over the point spread function. The thick line is the CVF spectrum without transient correction and scaled down by a factor 1.3 (see text for details). The dashed lines show $\pm 1\sigma$ errors. The spectrum has been corrected for effects of the varying point spread function with wavelength. Expected positions of the [S IV] $\lambda 10.5 \mu\text{m}$, [Ne II] $\lambda 12.8 \mu\text{m}$, and [Ne III] $\lambda 15.6 \mu\text{m}$ emission lines are indicated.

² For more information about modeling, see A. Biviano et al. (1998), ISOCAM Dark Current Calibration Report, available on the World Wide Web at http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl_lib/cam_list.html.

³ The ISOCAM Cookbook is available on the World Wide Web at http://isowww.estec.esa.nl/manuals/iso_cam/.

MIR-bright objects in the TM81 catalog. In that sample the mean L_{12}/L_B ratio ($\langle \log L_{12}/L_B \rangle = -0.12 \pm 0.27$), while already twice as high as that for spiral galaxies in the CfA catalog (Sauvage & Thuan 1994), is a factor of 3 smaller than the ratio for SBS 0335–052. This shows that even though the BCD is ~ 10 times more metal-poor than the galaxies in TM81, it nevertheless contains a significant amount of dust heated by an intense UV radiation field.

If we compare the 12 μm luminosity to a tracer of star formation such as the $H\alpha$ luminosity (Table 2), SBS 0335–052 appears to be normal. Although total $H\alpha$ fluxes are scarce for BCDs, the available data give $\langle \log L_{12}/L_{H\alpha} \rangle = 0.96 \pm 0.70$ for the above samples, as compared to 0.65 ± 0.03 for SBS 0335–052. Thus, even though the metallicity of the BCD is exceptionally low and the galaxy unusually MIR-bright, its star-forming properties appear to be normal when compared to other BCDs.

3.2. The Mid-infrared Spectrum

When the MIR spectral energy distribution of SBS 0335–052 (Fig. 1) is compared to MIR spectra of other star-forming galaxies (see, e.g., Metcalfe et al. 1996; Vigroux 1997), two facts stand out: (1) there is no emission from the so-called unidentified infrared bands (UIBs, usually attributed to carbon-based dust; see, e.g., Papoular et al. 1996; Puget & Léger 1989). In particular, the very strong band at 11.3 μm is completely absent from the spectrum; and (2) there are no evident fine structure ionic lines, even though neon as well as sulfur lines are usually quite bright in starburst galaxies.

In Figure 1, a hint of the [S IV] $\lambda 10.5 \mu\text{m}$ and [Ne III] $\lambda 15.6 \mu\text{m}$ lines can be seen. There is a feature near the position of the [Ne II] $\lambda 12.8 \mu\text{m}$ line, but it is centered at 12.8 μm , while the redshifted line falls at 12.98 μm . The quality of our spectrum prevents us from actually measuring line fluxes. Instead we compute upper limits as twice the local rms noise times the instrumental profile width at 20% of peak intensity at the line location. We obtain upper limits of $5.6 \times 10^{-14} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ for the [S IV] line, $4.5 \times 10^{-14} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ for the [Ne II] line, and $5.4 \times 10^{-14} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ for the [Ne III] line.

Using the photoionization models of Stasinska (1990) with a metallicity equal to 0.02 that of the Sun, and with an integrated $H\beta$ flux in SBS 0335–052 of $12.1 \times 10^{-14} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ (the flux given by Izotov et al. 1997 was multiplied by 4 to account for aperture and extinction effects, as suggested by Thuan & Izotov 1997), we predict the line intensities of [S IV], [Ne III], and [Ne II] to be $5.0 \times 10^{-14} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, $1.6 \times 10^{-14} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, and $7.7 \times 10^{-17} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, respectively. The predicted intensities are thus completely consistent with the upper limits. We conclude, therefore, that the weakness (or absence) of ionic fine-structure lines in SBS 0335–052 when compared to other star-forming galaxies can be explained by a very strong continuum that decreases the equivalent widths of the lines, making them difficult to detect.

None of the usual UIB features are seen, which suggests that their carbonaceous carriers are absent or have been destroyed. As the star-forming region, 660 pc in diameter, contains 5000 equivalent O7 stars (Izotov et al. 1997), the average energy density is $\geq 10 \text{ eV cm}^{-3}$. Puget & Léger (1989) suggest that at this radiation density the abundance of the band-emitting dust is reduced by a factor of ~ 10 . Therefore, the absence of the bands can be understood as a destruction effect. This is probably enhanced by the very low metallicity of the galaxy that allows harder UV photons to travel further into the interstellar medium.

The origin of the continuum emission is more problematic. We observe what could be interpreted as either a broad emission feature at around 14 μm , or a broad absorption feature at $\lambda \gtrsim 16 \mu\text{m}$. We favor the second hypothesis since we know of no candidate that would show such an emission feature at $\sim 14 \mu\text{m}$. Very small carbonaceous grains, usually thought to be responsible for the MIR continuum (Désert, Boulanger, & Puget 1990), produce featureless emission. Silicates, the other well-known component of dust, can produce emission features of various shapes, but these are centered around 10 μm , and even in circumstellar disks they never extend beyond 12 μm (see, e.g., Sitko et al. 1999). On the other hand, silicate extinction bands at 9.7 and 18 μm can provide an explanation for the strange shape of the MIR spectrum of SBS 0335–052.

Testing this hypothesis is not straightforward since the expected shape of the dust spectrum in this wavelength range is difficult to constrain. Apart from the stochastic heating of macromolecules that produce the UIBs, MIR emission is thought to be produced by very small grains in a thermal regime intermediate between equilibrium and stochastic heating (see, e.g., Désert et al. 1990). We have therefore attempted to fit the spectral energy distribution (SED) of SBS 0335–052 with different screen models where the emission spectrum was successively (1) a blackbody of variable temperature modified by an emissivity law of the form $f_\nu \propto B_\nu(T)v^{1-2}$, (2) a power-law spectrum, and (3) the continuum MIR spectrum of the Galactic H II region M17 with UIBs and ionic lines removed (Cesarsky et al. 1996b). The free parameters of the underlying spectra include in all cases a scaling factor in addition to the temperature in case (1) and the power-law slope in case (2). A further uncertainty comes from the extinction curve to be used. We have tried two different laws, the standard MIR extinction law derived by Draine (1989), and that observed in the direction of the Galactic center by Lutz et al. (1996). The second law differs from the first by its much higher A_λ/A_V in the range 2–8 μm . This difference is probably due to the neglect of ice coating

TABLE 2
RELEVANT DATA FOR SBS
0335–052

Parameter	Value
$L_{H\alpha}^a$	$5.6 \times 10^7 L_\odot$
$L_{H\beta}^a$	$2.2 \times 10^7 L_\odot$
L_B^b	$1.2 \times 10^8 L_\odot$
L_B^c	$7.2 \times 10^8 L_B^\odot$
$M_{H\alpha}^d$	$9.5 \times 10^8 M_\odot$

^a Flux in the 1" slit of Izotov et al. 1997, corrected for extinction using $A_V = 0.6 \text{ mag}$ and multiplied by 2 to account for aperture effects, as suggested by Thuan & Izotov 1997.

^b Computed from the absolute blue magnitude in Thuan et al. 1997.

^c Here L_B is expressed in units of the solar blue luminosity, where $L_\odot/L_B^\odot \sim 6.25$.

^d Thuan et al. 1999.

on grains in the Draine (1989) model. The free parameter associated with the extinction curve is simply the absolute extinction at a reference wavelength. Our fitting procedure searches for best fits to the CVF scan data only. There is no attempt to fit the broadband data outside of the CVF range. However, a successful model will be one that also accurately predicts them.

Figure 2 shows examples of the three types of fits. Both a power law and the M17 spectrum fail to reproduce the observed SED. Power laws modified by extinction overproduce emission shortward of $8\ \mu\text{m}$ (Fig. 2a), while the M17 spectrum overestimates emission longward of $14\ \mu\text{m}$ (Fig. 2b). On the contrary, a blackbody spectrum modified by an emissivity law proportional to $\nu^{1.5}$ and extinguished by a screen of dust gives an excellent fit to the SED of SBS 0335–052 (Fig. 2c). The goodness of the fit depends very little on the exponent of the emissivity law, so its value cannot be used to constrain the nature of the emitting dust. Instead, the fit is sensitive to the shape of the extinction law. It is impossible to obtain a good fit for the LW2 and LW6 bands with the standard extinction curve of Draine (1989). The predicted spectrum always overproduce the emission in these bands by factors of ~ 2 . On the contrary, excellent fits of these bands can be obtained with the Lutz et al. (1996) extinction curve. The temperature obtained for the blackbody curve is in the range 240–260 K, but probably carries little physical meaning since the MIR-emitting grains are not likely to be in thermal equilibrium.

The information we derive concerning the dust extinction is more physical. Given the uncertainties in our data, we obtain an equivalent A_V of 19–21 mag. Note that since the screen model maximizes A_V for a given column density of dust, the column density derived from our fit is likely a lower limit to the true column density if emitting and absorbing dust grains are mixed.

Such a high value of extinction is in sharp contrast to the values ($A_V \leq 0.6$ mag) derived by Izotov et al. (1997) from optical spectrophotometric observations. The large difference between the optical and infrared extinctions implies that the heating sources responsible for the infrared emission detected by ISO are probably too deeply embedded in dust to be detected in the visible and that, as in the case of the antennae galaxies NGC 4038/39 (Mirabel et al. 1998), most of the infrared emission is powered by invisible star clusters. Indeed, correcting the $H\alpha$ flux for 20 mag of visible extinction would lead to unrealistically high star formation rates (SFRs) that would be incompatible with the non-detection of SBS 0335–052 at 1.4 GHz by the NRAO⁴ VLA Sky Survey (Condon et al. 1998), or in the far-infrared by IRAS.

The LW10 luminosity of $2.5 \times 10^8 L_\odot$ is equivalent to the bolometric luminosity of 2500 O7 stars, i.e., half the equivalent number of stars in the visible SSCs. Given that in the BCD sample of TM81 $\langle \log L_{12}/L_{\text{FIR}} \rangle = -0.85 \pm 0.09$, it is probable that in fact some 18,000 equivalent O7 stars are required to power the total infrared emission. This implies that even in very low metallicity environments such as those characterizing PGs, a significant fraction (i.e., $\sim 3/4$) of the total star formation activity of a galaxy can be effectively hidden from UV/optical observations.

⁴ The National Radio Astronomy Observatory is operated by Associated Universities, Inc., under a cooperative agreement with the National Science Foundation.

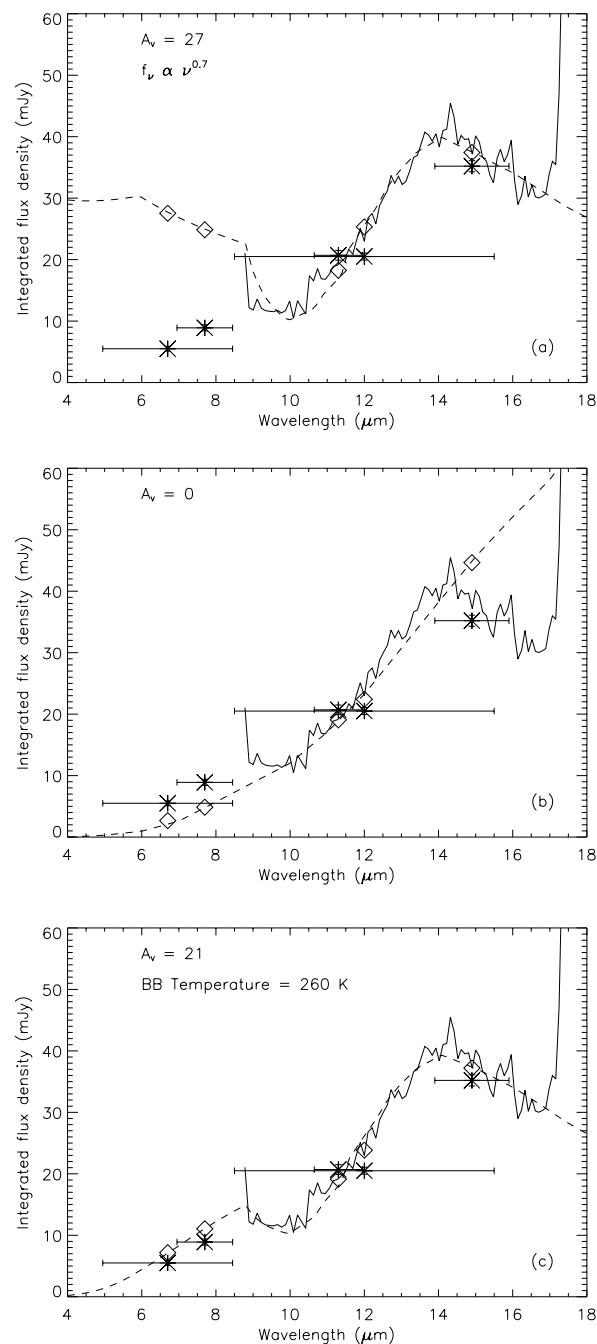


FIG. 2.—Best-fit models (*dashed lines*) for the spectral energy distribution of SBS 0335–052. Three different types of emission spectra are considered: (a) a power-law of the form $\nu^{0.7}$ with an extinction $A_V = 27$ mag; (b) the continuum observed in M17 (Cesarsky et al. 1996b) with $A_V = 0$; (c) a blackbody of temperature 260 K with an exponent of 1.5 for the emissivity law and $A_V = 21$ mag. For all three fits the extinction curve of Lutz et al. (1996) gives the best results. To compare our fit to the broadband data (*crosses*), we have integrated the fitted spectrum (*dashed line*) over the bandpass of the ISOCAM filters. The resulting flux densities are shown by open diamonds. Only model (c) is able to satisfactorily reproduce all broadband observations.

From the extinction derived in the MIR, we can estimate the dust mass. As MIR extinction is essentially due to silicates (Draine & Lee 1984), this result will likely be a lower limit as some carbon-based dust (such as the grains responsible for the continuum) can be present and still contribute little extinction in the MIR. Using the dust model of

Draine & Lee (1984), we obtain a dust surface density of $1.5 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$. To derive a dust mass, we need to estimate lower and upper bounds to the dust spatial extent. For a lower bound, we assume that the dust is only associated with hidden SSCs. O'Connell, Gallagher, & Hunter (1994) found that SSCs typically have a very compact core with a half-light radius of ~ 3 pc, embedded in considerably more extended halos with diameters of ~ 30 pc. If we adopt the latter value and consider that at least three SSCs are hidden (they have the power of 2500 equivalent O7 stars needed to power the LW10 luminosity), we derive a dust mass of $\sim 3.2 \times 10^3 M_{\odot}$. This is very probably an underestimate of the true dust mass since there are likely many more hidden SSCs. Furthermore, dust is probably not just associated with the SSCs, but rather mixed throughout the star-forming region, especially if it has a supernova origin, as is argued later.

A likely upper limit to the spatial extent of the dust is the size of the region where reddening is observed by *HST* (Thuan et al. 1997), i.e., 660 pc. This gives a dust mass of $5 \times 10^5 M_{\odot}$. With the H I mass given in Table 2, the gas to dust mass ratio of SBS 0335–052 is then between $\sim 2 \times 10^3$ and $\sim 3 \times 10^5$, i.e., much higher than in the Galaxy, which is not too surprising for such a low-metallicity object (Lisenfeld & Ferrara 1998). More extraordinary is the fact that the dust mass in SBS 0335–052 can be of the same order of magnitude as that in BCDs that are, on average, ~ 10 times more metal-rich. For comparison, $\langle \log M_{\text{dust}} \rangle = 4.4 \pm 0.6 M_{\odot}$ in the TM81 BCD sample.

As discussed by Thuan et al. (1997), because stars in SBS 0335–052 are not older than ~ 100 Myr, there is not enough time for the silicate dust to be made in the envelopes of red giant stars. Rather, silicate grains probably condensed out of the numerous supernova ejecta present in the BCD (see, e.g., Lucy et al. 1991 on SN 1987A; Dwek et al. 1992; Wooden et al. 1993). We can check for the plausibility of this hypothesis by adopting, for example, the supernova silicate dust mass input rate of $0.5 M_{\odot} \text{pc}^{-2} \text{Gyr}^{-1}$ obtained by Dwek (1998) for the Galactic center at 0.1 Gyr, the age of SBS 0335–052. Assuming the diameter of the dust-forming region to be 660 pc, we derive a silicate dust mass of $\sim 2 \times 10^4 M_{\odot}$ in the range of the above estimates.

4. CONCLUSIONS AND IMPLICATIONS

Although SBS 0335–052 is one of the most metal-deficient galaxies known ($Z_{\odot}/41$), it is unexpectedly bright in the MIR range, which implies a silicate dust mass in the range 10^3 – $10^5 M_{\odot}$. The MIR spectrum shows no sign of UIB carriers, which are probably destroyed. Despite a difference of a factor of 40 in metallicity, the Galactic center MIR extinction produces the best fit to the spectrum. This is quite different from the situation in the UV where the extinction law shows a strong dependence on metallicity (Fitzpatrick 1989). This difference is probably due to the fact that the abundance and spectral properties of the carbon-based dust responsible for the UV extinction and UIBs are more metallicity-dependent than those of the silicate grains responsible for the extinction in the MIR. A possible explanation is that the silicate grains are more resistant to photo destruction than carbon-based dust.

The derived extinction is quite high, $A_V \sim 20$ mag. Given that the total MIR luminosity already requires the bolometric luminosity of 50% more young stars than are seen in the galaxy, the total SFR as derived from the optical or UV luminosities must underestimate the true star formation rate by at least 50%, and more likely by a factor of 4, as is argued above. Thus if SBS 0335–052 is a representative example of PGs, the cosmic star formation rate will be systematically underestimated if based only on UV and optical fluxes. This is in fact the result obtained by Flores et al. (1999) in their ISO survey of distant galaxies. They found that the cosmic SFR derived from FIR luminosities is ~ 2 – 3 times higher than the SFR estimated previously from UV/optical fluxes (Madau et al. 1996).

The ISOCAM data was analyzed using the software package CIA, a joint development by the ESA Astrophysics Division and the ISOCAM consortium. The ISOCAM consortium is led by the ISOCAM PI, C. Cesarsky, Direction des Sciences de la Matière, C.E.A, France. T. X. T. has been partially supported by NASA grant JPL961535. We acknowledge useful conversations with Yuri Izotov.

REFERENCES

- Abergel, A., et al. 1996, *A&A*, 315, L329
 Aussel, H., Gerin, M., Boulanger, F., Désert, F. X., Casoli, F., Cutri, R. M., & Signore, M. 1998, *A&A*, 334, L73
 Cesarsky, C., et al. 1996a, *A&A*, 315, L32
 Cesarsky, D., Lequeux, J., Abergel, A., Perault, M., Palazzi, E., Madden, S., & Tran, D. 1996b, *A&A*, 315, L309
 Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., Yin, Q. F., Perley, R. A., Taylor, G. B., & Broderick, J. J. 1998, *AJ*, 115, 1693
 Désert, F. X., Boulanger, F., & Puget, J. L. 1990, *A&A*, 237, 215
 Draine, B. T. 1989, in *Infrared Spectroscopy in Astronomy*, ed. B. H. Kaldeich (Noordwijk: ESA), 93
 Draine, B. T., & Lee, H. M. 1984, *ApJ*, 285, 89
 Dwek, E. 1998, *ApJ*, 501, 643
 Dwek, E., Moseley, S. H., Glaccum, W., Graham, J. R., Loewenstein, R. F., Silverberg, R. F., & Smith, R. K. 1992, *ApJ*, 389, L21
 Fitzpatrick, E. L. 1989, in *Interstellar Dust*, ed. L. J. Allamandola & A. G. M. Tielens (Dordrecht: Kluwer), 37
 Flores, H., et al. 1999, *ApJ*, in press
 Izotov, Y., Lipovetsky, V. A., Chaffee, F. H., Foltz, C. B., Guseva, N. G., & Kniazev, A. Y. 1997, *ApJ*, 476, 698
 Kessler, M. F., et al. 1996, *A&A*, 315, L27
 Lisenfeld, U., & Ferrara, A. 1998, *ApJ*, 496, 145
 Lucy, L. B., Danziger, I. J., Gouffes, C., & Bouchet, P. 1991, in *Supernovae*, ed. S. E. Woosley (New York: Springer), 82
 Lutz, D., et al. 1996, *A&A*, 315, L269
 Madau, P., Ferguson, H., Dickinson, M., Giavalisco, M., Steidel, C., & Fruchter, A. 1996, *MNRAS*, 283, 1388
 Metcalfe, L., et al. 1996, *A&A*, 315, L105
 Mirabel, F., Vigroux, L., Charmandaris, V., Sauvage, M., Gallais, P., Cesarsky, C., Madden, S., & Duc, P. A. 1998, *A&A*, 333, L1
 O'Connell, R. W., Gallagher, J. S., & Hunter, D. A. 1994, *ApJ*, 433, 65
 Papaderos, P., Izotov, Y. I., Fricke, K. J., Thuan, T. X., & Guseva, N. G. 1998, *A&A*, 338, 43
 Papoular, R., Conard, J., Guillois, O., Nenner, I., Reynaud, C., & Rouzaud, J. N. 1996, *A&A*, 315, 222
 Puget, J. L., & Léger, A. 1989, *ARA&A*, 27, 161
 Sauvage, M., & Thuan, T. X. 1994, *ApJ*, 429, 153
 Sauvage, M., Thuan, T. X., & Vigroux, L. 1990, *A&A*, 237, 296
 Sitko, M. L., Grady, C. A., Lynch, D. K., Russel, R. W., & Hanner, M. S. 1999, *ApJ*, 510, 408
 Starck, J. L., et al. 1999, *A&AS*, 134, 135
 Stasinska, G. 1990, *A&AS*, 83, 501
 Steidel, C. C., Giavalisco, M., Pettini, M., Dickinson, M., & Adelberger, K. L. 1996, *ApJ*, 462, L17
 Thuan, T. X., & Izotov, Y. I. 1997, *ApJ*, 489, 623
 Thuan, T. X., Izotov, Y. I., & Lipovetsky, V. A. 1997, *ApJ*, 477, 661
 Thuan, T. X., Lipovetsky, V. A., Martin, J. M., & Pustilnik, S. A. 1999, *A&AS*, in press
 Thuan, T. X., & Martin, G. E. 1981, *ApJ*, 247, 823
 Vigroux, L. 1997, in *Extragalactic Astronomy in the Infrared*, ed. G. Mamon, T. X. Thuan, & J. T. T. Van (Paris: Editions Frontières), 63
 Wooden, D. H., Rank, D. M., Bregman, J. D., Witteborn, F. C., Tielens, A. G. G. M., Cohen, M., Pinto, P. A., & Axelrod, T. S. 1993, *ApJS*, 88, 477
 Yee, H. K. C., Ellingson, E., Bechtold, J., Carlberg, R. G., & Cuillandre, J. C. 1996, *AJ*, 111, 1783

THE EMBEDDED SUPER-STAR CLUSTER OF SBS 0335–052¹

STÉPHANIE PLANTE

Département de Physique, de Génie Physique, et d'Optique, Université Laval, and Observatoire du Mont Mégantic, Québec, QC G1K 7P4, Canada; splante@phy.ulaval.ca

AND

MARC SAUVAGE

Service d'Astrophysique, CEA/DAPNIA, Centre d'Études de Saclay, F-91191 Gif-sur-Yvette Cedex, France; msauvage@cea.fr

Received 2002 February 22; accepted 2002 June 18

ABSTRACT

We analyze the infrared (6–100 μm) spectral energy distribution of the blue compact dwarf and metal-poor ($Z = Z_{\odot}/41$) galaxy SBS 0335–052. With the help of DUSTY, a program that solves the radiation transfer equations in a spherical environment, we evaluate that the infrared emission of SBS 0335–052 is produced by an embedded super-star cluster hidden under $10^5 M_{\odot}$ of dust, causing 30 mag of visual extinction. This implies that one cannot detect any stellar emission from the $2 \times 10^6 M_{\odot}$ stellar cluster even at near-infrared wavelengths. The derived grain size distribution departs markedly from the widely accepted size distribution inferred for dust in our galaxy (the so-called MRN distribution) but resembles what is seen around AGNs, namely, an absence of polycyclic aromatic hydrocarbon and smaller grains, as well as grains that grow to larger sizes (around 1 μm). The fact that a significant amount of dust is present in such a low-metallicity galaxy, hiding from UV and optical view most of the star formation activity in the galaxy, and that the dust size distribution cannot be reproduced by a standard galactic law should be borne in mind when interpreting the spectrum of primeval galaxies.

Key words: galaxies: dwarf — galaxies: individual (SBS 0335–052) — galaxies: starburst

1. INTRODUCTION

The question of how the energy radiated by a very young burst of star formation is redistributed in the electromagnetic spectrum by the neighboring interstellar medium (ISM) is one with far-reaching implications. Indeed, as it is generally assumed that the formation of galaxies should be signalled by violent bursts of star formation (see, e.g., the reviews by Silk & Devriendt 2001 or Ellis 1998, and references therein), the answer to this question can help in defining the best observing strategy for studying primeval galaxies. For the most massive objects it is generally assumed that star formation proceeds as observed in ultra-luminous infrared galaxies (ULIRGs; see the review by Sanders & Mirabel 1996). In these systems we know that most of the energy emerges in the infrared, and this would tend to invalidate any result derived from optical-UV surveys of the distant universe. Yet studies on the local starburst galaxy population appear to indicate a correlation between the total infrared luminosity and the extinction as measured by the slope of the UV continuum (Meurer et al. 1995). Such a correlation, along with the establishment of an effective

attenuation curve (Calzetti, Kinney, & Storchi-Bergmann 1994), offers hope that it will be possible to address the question of galaxy formation with optical-UV instruments, thus circumventing an important problem of most current infrared and submillimeter instruments, namely, their lower spatial resolution, which makes the identification of counterparts and subsequent determination of redshifts problematic.

However, a number of relatively recent discoveries concerning the properties of starburst galaxies and ULIRGs cast some doubt on the potential of this UV-IR/submillimeter relation and on the physical meaning of an attenuation curve for getting at the intrinsic UV luminosity of a starburst galaxy. Recent high spatial resolution mid-infrared (MIR) instruments have revealed the existence of very bright super-star clusters (SSCs, clusters containing a few thousand O stars), which are nearly or absolutely absent from visible images, e.g., the deeply buried SSC found in the Antennae galaxy (Mirabel et al. 1998). This object produces about 20% of the total MIR emission of the whole galaxy and was shown by Gilbert et al. (2000) to be a very young (~ 4 Myr) SSC containing $1.6 \times 10^7 M_{\odot}$ of stars embedded in an $A_V = 10$ cloud of dust. This is no longer an isolated case: the Wolf-Rayet dwarf galaxy He 2-10 is an even more impressive example of the buried SSC phenomenology. Kobulnicky & Johnson (1999) showed that He 2-10 contains extremely compact radio sources with an optically thick spectrum at 5 GHz, which are interpreted as ultra-dense H II regions created by dust-embedded SSCs, each with ~ 750 O7 V stars. Gemini/OSCIR high-resolution MIR observations by Vacca, Johnson, & Conti (2002) showed that the radio SSCs are exactly coincident with the MIR-emitting regions observed previously by Sauvage, Thuan, & Lagage (1997); the SSCs generate *almost all* of the

¹ This paper is based (1) on data obtained with the *Infrared Space Observatory*, an ESA project with instruments funded by ESA member states (especially the PI countries: France, Germany, Netherlands, and the UK), and with the participation of ISAS and NASA; (2) on observations obtained at the Gemini Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under a cooperative agreement with the National Science Foundation on behalf of the Gemini partnership (the NSF, the Particle Physics and Astronomy Research Council [UK], the National Research Council [Canada], CONICYT [Chile], the Australian Research Council [Australia], CNPq [Brazil], and CONICET [Argentina]), using the mid-infrared camera OSCIR, developed by the University of Florida with support from the NASA and operated jointly by Gemini and the University of Florida Infrared Astrophysics Group.

MIR luminosity of the galaxy, and there is *no overlap* between the MIR-emitting regions and those detected in the K band. This is also true with the L and M bands (Sauvage et al. 2002), implying a very high optical depth along the line of sight toward the SSCs. Another case where the infrared emission arises from a dust-embedded SSC with no optical counterpart is the dwarf galaxy NGC 5253 (Turner, Beck, & Ho 2000; Gorjian, Turner, & Beck 2001).

Recent observations have shown that dust is present even in the most metal-deficient objects in amounts large enough to affect our ability to observe the star formation process, namely, I Zw 18 and SBS 0335–052. In I Zw 18, still the most metal-poor galaxy known at $Z = Z_{\odot}/50$, the analysis of the $H\alpha/H\beta$ ratio by Cannon et al. (2002) indicates patches of dust inside the H II regions that lead to $A_V = 0.5$ mag in some places.

SBS 0335–052, at $Z_{\odot}/41$, for which we are presenting new data, has the higher star formation rate of the two. Thuan, Izotov, & Lipovetsky (1997) argue, based on *HST* images, that this galaxy is probably undergoing its first burst of star formation (but see Östlin & Kunth 2001). It is important to note that the aim of this paper is *not* to discuss whether or not SBS 0335–052 is undergoing its first burst of star formation, but rather to show that the *current* burst properties can shed light on phenomena possibly occurring in primeval galaxies. In other words, SBS 0335–052 is considered in this work as a laboratory to study primeval galaxies and not as a primeval galaxy itself. In *HST* images young stars appear concentrated in six SSCs, none of them older than 25 Myr and all located within a region of diameter smaller than 526 pc.² In the near-infrared (NIR) the emission originates mostly from a region coincident with two of these SSCs (the ground-based NIR image does not allow us to attribute the emission precisely to the *HST*-detected SSCs). The NIR spectrum indicates stellar populations younger than 5 Myr (Vanzi et al. 2000). The picture gets more complex when the MIR properties are considered as well: the galaxy is very bright in the MIR, and its global MIR spectrum is quite unusual (Thuan, Sauvage, & Maden 1999b, hereafter Paper I). First, it is lacking the unidentified infrared bands (UIB) commonly attributed to polycyclic aromatic hydrocarbons (PAHs, Léger & Puget 1984; Allamandola, Tielens, & Barker 1985). This is generally indicative of dust exposed to a strong radiation field, which either destroys the UIB carriers or swamps their emission with that of the very small grains. Second, it shows a marked silicate absorption band at $9.7 \mu\text{m}$, very unusual at the galaxy scale and indicative of a large dust column density, which is unexpected in such a low-metallicity galaxy. This peculiar spectrum led to the hypothesis that the MIR emission originates from a dust-enshrouded SSC. Subsequent ground-based observations by Dale et al. (2001) showed the MIR emission to be almost a point source coincident with the NIR emitting region; contrary to Paper I, these authors argued against the buried SSC case for SBS 0335–052. Thus whether SBS 0335–052 contains one or more deeply buried SSCs remains an open question (many different A_V have been determined for the SSCs of SBS 0335–052, ranging from $A_V \sim 0.55$ based on the Balmer decrement, Izotov et al. 1997, to $A_V \sim 20.0$ based on MIR spectroscopy, Paper I) and is worth returning to.

In § 2 we present new Gemini/OSCIR and ISOPHOT observations used in conjunction with the ISOCAM data to reconstruct the infrared spectral energy distribution (SED) of the galaxy. In § 3 we define and justify our assumptions regarding the modeling of radiation transfer in SBS 0335–052. Our results are presented in § 4, and their implications are discussed in § 5.

2. OBSERVATIONS

The data used to model the infrared SED of SBS 0335–052 come from three sources. The MIR ISOCAM data were presented in Paper I. The ISOPHOT 60–100 μm data were obtained in the same program as Paper I, but their analysis was deferred until a full modeling of the SED was possible. The Gemini MIR data were obtained as a follow-up to clarify the issues developed in Paper I.

2.1. ISOPHOT Observations

The ISOPHOT (Lemke et al. 1996) data were obtained on revolution 845, using the observation template PHT22, which consists in a small raster around the target. SBS 0335–052 was observed with the C100 detector in three relatively broadband filters, namely, the 50 μm filter ($\lambda_{\text{ref}} = 65 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 57.8 \mu\text{m}$), the 60 μm filter ($\lambda_{\text{ref}} = 60 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 23.9 \mu\text{m}$), and the 100 μm filter ($\lambda_{\text{ref}} = 100 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 43.6 \mu\text{m}$). As some confusion may arise regarding the relative positioning of the 50 and 60 μm filters, we refer to the ISOPHOT filters by their reference wavelengths, i.e., 60, 65, and 100 μm . The definition of ISOPHOT bandpasses and spectral conventions can be found in Laureijs et al. (2000a), and they have been used in this paper when comparing our model SED with the observations. All three data sets were acquired in a similar fashion, with the 3×3 pixel C100 detector performing a 3×3 raster around the source position. The raster axes were aligned with that of the detector and the step between each of the raster points was equal to the pixel size ($43''5$) so that each pixel sees the center of the field once during the observation (or, equivalently, the center of the field is observed by all nine pixels). Operation of the C100 detector consists in a series of nondestructive readouts for a given integration time, called integration ramps, after which a destructive readout resets the detector and a new ramp starts. For all three rasters the individual integration ramps consisted of 64 readouts. Each ramp lasted 2 s. For the 60 and 100 μm filters we took 32 integration ramps per raster position, while this was doubled to 64 ramps for the 65 μm filter.

To analyze the data, we combined the standard PHT reduction steps with a series of algorithms designed to take into account the fact that the source is extremely faint and very likely pointlike (it is not resolved by ISOCAM and barely resolved by 8 m telescopes on the ground; see below and Dale et al. 2001). The standard data reduction steps were performed with PIA 7.0.³ We will not detail here the entire process but rather show at which points we have branched personally developed algorithms. At the ramp stage we found that the deglitching methods available in PIA 7.0 were not as robust and discriminating as was neces-

² With $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. At this distance $1''$ is 263 pc.

³ PIA is a joint development by the ESA Astrophysics Division and the ISOPHOT consortium, with the collaboration of the Infrared Analysis and Processing Center and the Instituto de Astrofísica de Canarias.

sary, and we used instead an adaptation of the multiresolution deglitching method designed for ISOCAM data (Starck et al. 1999). At this stage a very small percentage ($\leq 1\%$) of the readouts is discarded because glitches typically appear to affect only one of the 64 readouts per ramp. However, once we computed the ramp slopes, we found that the slope signal showed a large number of positive spikes, extremely reminiscent of glitches, affecting up to three consecutive ramps. Inspecting the list of discarded readouts at the ramp stage, we found that *all* of the slope spikes could be tied to a glitch impact affecting a readout in the corresponding ramp or the one just preceding (although not all glitches at the readout level lead to a spike in the ramp). This is very similar to glitches with “memory effect” experienced in the CAM LW detector (Starck et al. 1999), and, given the similarities in the underlying detector physics, we attribute these spikes to cosmic-ray impacts. Since a large number of ramps were obtained per raster position, a multiresolution method again proved extremely efficient.

Because of the lack of a physical modeling of the transient behavior of the C100 detector, we decided not to apply any transient correction to our data. At the current stage this would in fact correspond to an arbitrary choice of a correcting function.

Finally, the last stage of the reduction, the map reconstruction, was also replaced by a better suited algorithm. Indeed, inspection of the signal from individual pixels revealed that the source only illuminates one pixel of the detector at a given time, i.e., that it is pointlike for ISOPHOT. Therefore, a simpler method for detecting and measuring the source flux is to use each pixel of the detector as a scanner and co-add these scans (obviously taking into account the fact that the source appears at a different position along each scan). Assuming that the background around the source is constant, we use the off-source sectors of the scan to derive the flat field of the detector. Finally, the point-spread function (PSF) profile is used to extract the source flux.

With this processing the source is clearly detected at 65 μm . At 60 and 100 μm , the co-added scans do show the expected square signal where the source should be, but the deviation is not statistically significant at the 3σ level. Hence we use the 3σ upper limits in our analysis. The photometric measurements are compiled in Table 1.

2.2. Gemini/OSCIR Observations

To constrain the size of the MIR emission from the source and obtain photometric data outside the second silicate absorption band at 18 μm that was apparent in the ISOCAM spectrum (Paper I), we observed SBS 0335–052 on

TABLE 1
PHOTOMETRIC DATA USED IN THIS PAPER

λ_{ref} (μm)	Instrument	Flux (mJy)	1σ (mJy)
10.8.....	Gemini/OSCIR	10.3	50% ^a
21.....	Gemini/OSCIR	50.2	30% ^a
60.....	ISOPHOT	<100	...
65.....	ISOPHOT	112	21
100.....	ISOPHOT	<65	...

^a These are photometric accuracies (see § 2.2).

the night of 2000 December 9 at the Gemini North telescope with the University of Florida MIR camera OSCIR. OSCIR uses a 128×128 pixel Si:As detector with a plate scale of $0''.089 \text{ pixel}^{-1}$, providing a field of view of $11'' \times 11''$ on the sky.⁴ We used the N-wide filter ($\lambda_{\text{ref}} = 10.8 \mu\text{m}$ and $\Delta\lambda = 4.61 \mu\text{m}$) and the Q3 filter ($\lambda_{\text{ref}} = 20.97 \mu\text{m}$ and $\Delta\lambda = 1.05 \mu\text{m}$).⁵ In the rest of this paper we will refer to these filters as the 10.8 and 21 μm filters.

All of the observations were performed using the standard technique of chopping and nodding, with a chop throw of $15''$ in declination. To obtain the most accurate photometry possible, we alternatively observed the source and standards at both wavelengths. The standard stars used were β Peg, δ Eri, and α Tau. Flux density estimates for the standard stars were calculated using the SEDs published by Cohen et al. (1999). From this it appeared that, although the seeing remained constant during the observations, at $0''.7$ at 21 μm and $0''.43$ at 10.8 μm , the sky transparency changed during the 10.8 μm observation of SBS 0335–052, after which it remained stable to within $\pm 5\%$ for the rest of the observations.

Custom routines were used to stack the data appropriately to extract the source signal; however, since the source is faint even for Gemini/OSCIR, no shift-and-add was possible. During our observations the OSCIR detector exhibited excess noise in one of its 16 output channels. The main effect of this problem was an offset one, rather than a gain one. This is very reminiscent of the dark current problem encountered on ISOCAM, and, to remove this noise, we applied the same ISOCAM algorithm to the OSCIR data to remove that striping pattern (Starck et al. 1999). On these corrected images the source is clearly detected at both wavelengths. On the reduced images the source appeared to be pointlike or only slightly more extended than the PSF. Therefore, the data were ideally suited for filtering and detection based on a wavelet decomposition of the image (compact source in a large image with little or no background structure). To perform the detection and photometry of the object, we used the MR/1 package.⁶ This is a wavelet-based data reduction tool kit that implements all of the methods described in Starck, Murtagh, & Bijaoui (1998). The principle of the method is to decompose the image in a cube, where each plane holds only the structures of a characteristic spatial scale, filter these planes, apply a detection algorithm to identify significant deviations in the planes, and reconstruct the detected objects. In this process we are helped by the fact that the PSF is extremely oversampled, and thus even the smallest significant structures are on a larger scale than most of the noise. This process resulted in a clear detection of the galaxy in both wavelengths, with a respective positioning well inside the relative pointing accuracy. To constrain our global photometric accuracy, we performed simulations of the filtering and detection process. At the level of the source signal, with respect to the noise level, the galaxy is detected in 100% of the simulations. However, at such faint levels the photometric accuracy is poor, i.e., typically 30% at both wavelengths.

⁴ Detailed information on the instrument is available at <http://www.gemini.edu/sciops/instruments/oscir>.

⁵ These bandpasses are computed assuming a $\lambda f_{\lambda} = ct$ spectral convention. This convention is thus identical for the ISOCAM, ISOPHOT, and Gemini/OSCIR data presented in this paper.

⁶ See <http://www.multiresolution.com>.

Taking into account the transparency variations during the $10.8\ \mu\text{m}$ observation, the resulting photometric accuracy for that wavelength is 50% (see Table 1). One should note that, with this wavelet processing, it is not possible to define a signal-to-noise ratio or a standard deviation that could be tied to the source flux, as the noise is essentially filtered out when we perform the photometric measurement. Only simulations of the detection process can indicate the validity of the source. The uncertainties we quote here therefore concern only the photometric calibration of our data and not the source detection. Uncertainties attached to the source detection can be estimated from the fraction of the simulations that either do not detect the source or produce a false detection at the same flux level. Our experiments show that this fraction is negligible.

In the resulting images the source has a morphology similar to that of a point source. We therefore have no evidence for an extended component to the MIR emission. We note, however, that, with a seeing FWHM of $0''.43$ at $10.8\ \mu\text{m}$, we are not able to confirm or contradict the conclusion of Dale et al. (2001), that the infrared source has a FWHM of $0''.31$.

3. MODEL OF THE INFRARED SED

3.1. Choice of a Radiation Transfer Model

The global infrared SED of SBS 0335–052 is displayed in Figure 1. It now shows a further striking feature with respect to what was presented in Paper I, namely, that the SED peaks at $60\ \mu\text{m}$, a much shorter wavelength than what is observed in normal galaxies. This places SBS 0335–052 in the category of galaxies called “ $60\ \mu\text{m}$ peakers” in the *IRAS* language. Galaxies with this type of infrared SED are either compact starburst or Seyfert galaxies with relatively high NIR extinction (Heisler & de Robertis 1999). Silicate absorption in the MIR is not uncommon, though it is rather restricted to the Seyfert galaxies (Laureijs et al. 2000b). That the emission peaks at $60\ \mu\text{m}$ probably indicates that SBS 0335–052 lacks the dust phase that is most common in

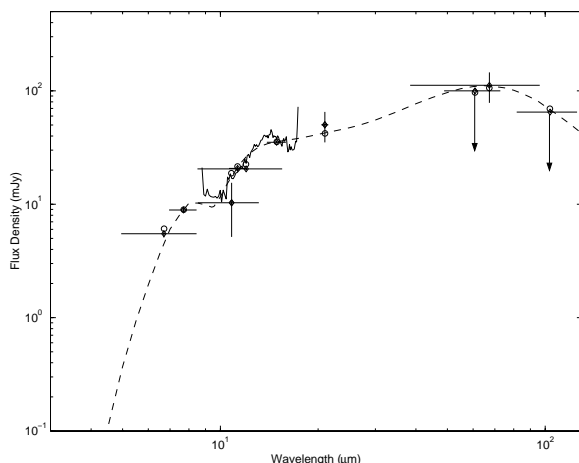


FIG. 1.—Our best DUSTY model (*broken line*) superposed on the SED of SBS 0335–052 (see Table 2 for its parameters). Symbols with error bars represent the observed broadband photometric data, while the solid line is the ISOCAM spectrum. Open circles represent model fluxes in the same bandpasses, synthesized from the model.

other galaxies, the diffuse phase, exposed to the diluted radiation of all the stars in the galaxy. Rather, the dust has to be quite close to the energy sources. For instance, if we use the models of Désert, Boulanger, & Puget (1990), which assume an optically thin line of sight from the radiation source to the grains, we can compute the maximum distance grains have to be from a star cluster to produce a $60\ \mu\text{m}$ peaker SED. Table 9 in Désert et al. (1990) lists the SED of grains exposed to the radiation of an O5 star as a function of distance. One should be as close as ~ 2 pc of such a star to observe a significant peak at $60\ \mu\text{m}$. For an SSC of 500 O5 stars this converts to a distance of ~ 40 pc. Given that optically visible SSCs have core-halo structures with characteristic sizes of 3 and 30 pc (O’Connell, Gallagher, & Hunter 1994), this forces the dust to be the closest possible to the SSC.

This predominance of warm dust in the IR SED and the presence of a silicate absorption band at $10\ \mu\text{m}$ indicate that we probably cannot assume that the dust is optically thin to the heating radiation. These properties also imply that the dust will have a profound impact on the spectral shape of the radiation from whatever source is heating it. In this paper we take advantage of the fact that we have a good sampling of the infrared SED, as well as a very precise description of the optical-UV SED, to constrain and model the transfer of radiation from SSCs through the dust phase.

We used DUSTY (Ivezić & Elitzur 1997; Ivezić, Nenkova, & Elitzur 1999⁷) to reproduce the SED of SBS 0335–052. The currently available version of DUSTY takes into account absorption, emission, and scattering by dust. By correctly treating the radiation transfer process, it allows for the possibility that colder dust absorbs radiation emitted by the hotter dust phases, i.e., dust self-absorption, an effect that is neglected systematically when the dust phase is simply treated as a screen (such as in Paper I). Its two main limitations are (1) that it solves the problem of radiation transport only in a spherical environment and (2) that it does not include the treatment of stochastic heating.⁸ We will come back in § 5 on the consequences of these limitations, but we note here (1) that SBS 0335–052 is located too far away for us to be able to give prescriptions on the correct geometry for the dust distribution and (2) that the SED shows no sign of UIB, which implies that a much smaller fraction of the dust phase undergoes impulsive heating than in more normal galaxies.

Finally, we note that a second model exists, which treats the same problem in a more general way (i.e., the DIRTY model, Gordon et al. 2001; Misselt et al. 2001), using a Monte Carlo approach, while DUSTY solves the problem exactly. However, this model is not yet in the public domain.

For DUSTY we just have to specify the normalized spectrum of the radiation source, i.e., the central star cluster, the dust composition mix, and its radial distribution, and the code calculates the dust temperature radial distribution and the emerging radiation field. Note that DUSTY uses the

⁷ At <http://www.pa.uky.edu/~moshe/dusty>.

⁸ When the internal energy of a grain becomes small compared with that of a single photon, each absorption produces a spike in the grain temperature, followed by cooling. The grain never reaches thermal equilibrium, and its temperature history reflects the absorption of each photon. In a given radiation field it is always the smaller end of the size distribution that will undergo stochastic heating.

self-similarities included in the transfer problem to simplify the computation, so all the output results are dimensionless and have to be scaled back to the observed SED (see § 4).

3.2. Input Parameters for DUSTY

As the input radiation we used the spectrum from a 5 Myr old starburst calculated by Starburst99 (Leitherer et al. 1999) with a 1–100 M_{\odot} mass range. The effect of the burst age (from 3 to 25 Myr) on the emerging SED is negligible once the optical depth is sufficiently high; hence the age of the central starburst is unconstrained by the fit. This particular choice of burst age is motivated by the NIR analysis of Vanzi et al. (2000), and we will come back to this in § 5.2. Note that the stellar mass we deduce in this section is dependent not only on the age of the cluster but also on the stellar mass range. Inclusion of lower mass stars, though not noticeable in the SED and luminosity of the source, leads to a higher total stellar mass.

Most of the free parameters of the model reside in the description of the dust located around the source. They are (1) the dust chemical composition, (2) the temperature at the inner edge of the dust shell, (3) the dust grain size distribution, (4) the normalized density law along the shell radius, and (5) the optical depth through the full dust cocoon.

The dust composition can be chosen from a variety of grain types, but we decided to stick with the commonly used composition (Weingartner & Draine 2001): silicate and graphite from Draine & Lee (1984) and amorphous carbon from Hanner (1988). The relative proportion of each of the components is a free parameter. The chemical mixture of the grains is more easily constrained when we have a detailed spectrum, but we can still assess the presence or absence of a grain type from the broadband SED. To exemplify how each dust component leaves its mark on the output SED, Figure 2 shows the behavior of the SED for dust composed of a single element. Obviously the depth of the absorption at 9.8 μm is very sensitive to the relative proportion of silicate. In the absence of silicate, graphite will be responsible for most of the emission below 9 μm , while

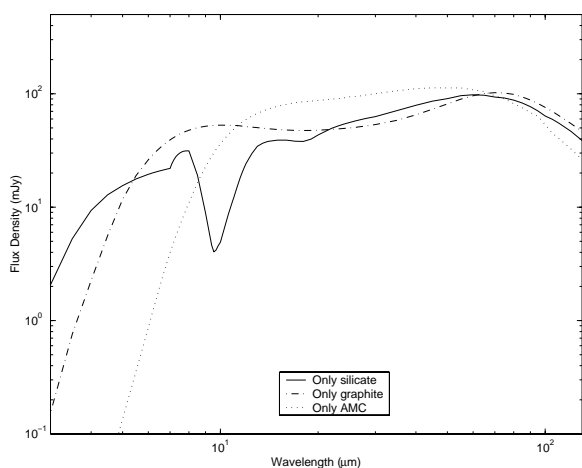


FIG. 2.—Emerging SED for pure graphite (dash-dotted line), silicate (solid line), and amorphous carbon (dotted line) dust phases, exemplifying the impact of each dust species. The other parameters of the model are the same as those used to reproduce the SED of SBS 0335–052 (see Table 2).

amorphous carbon will mostly fill the range between 20 and 100 μm .

The separation between the dust shell's inner face and the radiation source is prescribed by the dust temperature at the inner radius T_1 . This is in fact the only parameter of DUSTY that has a dimension. The thermal equilibrium of dust at the inner radius links the temperature, the central cluster SED, and the inner radius. Since the cluster SED is normalized, choosing T_1 selects the inner radius r_1 .

The grain size distribution, based on an MRN-type (Mathis, Rumpl, & Nordsieck 1977) distribution, $n(a) \propto a^{-q}$ for $a_{\min} \leq a \leq a_{\max}$, is very critical as it strongly affects the shape of the SED: the larger the number of smaller grains there are, the more flux we observe in the 8 μm region. The lower and upper cutoff have the same practical effect as q .

The dust distribution is spherical and has a radial density dependence that we choose to follow a broken power law $\eta \propto y^{-\beta}$, where y is the radial position normalized to the inner radius of the dust shell r_1 . In DUSTY the dust extends from $y = 1$ to $y = 1000$. The position of the breaking points, as well as β , are difficult to constrain, as we do not know for sure the matter distribution in a SSC, nor that which should be present in the cloud(s) where SSCs form. We divided the shell into three zones, from r_1 to $10r_1$, from $10r_1$ to $100r_1$, and from $100r_1$ to $1000r_1$, with each of them having its own radial dependency β . This separation is not completely arbitrary. It is first done because no acceptable fit of the observed SED was possible with a single dust zone. Then it is introduced to allow some flexibility on the radial dependence of the dust density and also to understand the effects of the radial density on the emerging spectrum. In Figure 3 we show some of the effects that a change in β in the different zones has on the emerging SED. For instance, with a rapid drop of density in the first zone ($\beta = 2$ or 3), more dust can be heated to high temperature, causing a rise in the flux at short MIR wavelengths. On the other hand,

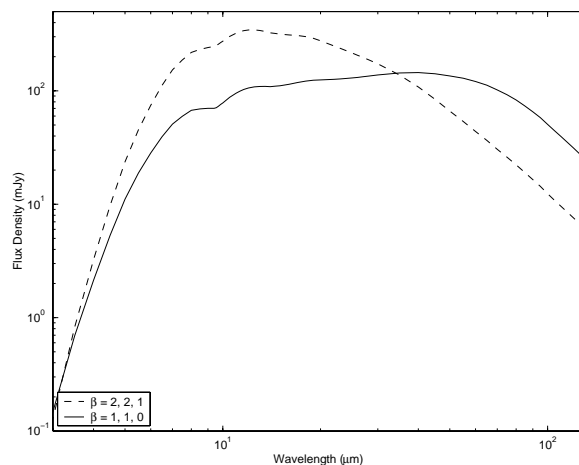


FIG. 3.—Emerging SED for different values of β . The breaking points of the power-law distribution are at $r_1 = 10, 100,$ and 1000 . The temperature (700 K) and chemical composition of the grains are the same for the two distributions as those used to reproduce the SED of SBS 0335–052 (see Table 2).

flatter density profiles shift the SED toward longer wavelengths as more dust is far away from the heating source.

Finally, the optical depth is the most important parameter, since it critically determines how much dust is needed to produce the observed SED.

To summarize, the free parameters in the model are the optical depth τ , the dust inner shell temperature T_1 , the exponents β for the three density zones, the relative proportions of each dust component, and the parameters of the dust size distribution, a_{\min} , a_{\max} , and q . This rather large number of parameters is constrained by nine broadband values of flux and the ISOCAM spectrum, which provides 25 additional independent measurements. Hence the fit is overconstrained.

4. RESULTS FROM THE MODEL

The model best fitting the SED of SBS 0335–052 is presented in Figure 1 and the parameters used [τ , T_1 , $\beta(r)$, a_{\min} , a_{\max} , q , and dust chemical composition] are given in Table 2. A comparison of a DUSTY SED with the observed one is made by convolving the model SED with each filter's bandpass. We choose not to deredden the observed SED from the effect of foreground Galactic dust as the amplitude of this correction is negligible from the MIR upward (Rieke & Lebofsky 1985). A χ^2 procedure is used to determine the best model. This model reproduces all the photometric points we have obtained for SBS 0335–052 except one, which is our own very uncertain 10.8 μm Gemini measurement, and falls neatly within the ISOCAM spectrum uncertainty. The most salient result of this model is that the SED requires a fairly high optical depth ($\tau = 30$), higher than that derived in Paper I and obviously much higher than that derived by Dale et al. (2001) or Izotov et al. (1997). We will come back to this result in § 5.

Exploration of the χ^2 fit results allows for a quantification of the range of acceptable values for the model parameters. Acceptable fits are obtained when our parameters stay within the following ranges around the nominal values listed in Table 2: $\pm 5\%$ for the abundance fraction of each dust component, ± 100 K for the internal temperature T_1 , $\pm 0.05 \mu\text{m}$ for a_{\min} , and ± 2 on the optical depth. The density distribution of the inner zone is very well constrained by the

TABLE 2
BEST PARAMETERS FOR DUSTY TO
REPRODUCE THE SED OF
SBS 0335–052

Parameter	Value
Optical depth at 0.55 μm	30.0
Temperature (K)	700
Density law (β):	
r_1 to $10r_1$	1
$10r_1$ to $100r_1$	1
$100r_1$ to $1000r_1$	0
Elements:	
Silicate (%)	23
Graphite (%)	43
AMC (%)	34
Size distribution:	
Exponent	–2.5
Lower cutoff (μm)	0.022
Upper cutoff (μm)	1

observed SED, as the wavelength range we sample is well adapted to the temperature range in that region. The outer zone is less constrained, as we lack submillimeter data. However, a steeper density fall-off would not fit the SED. For the same reason, the upper size limit of the grain distribution is not well constrained. These two effects go in the same direction: the dust mass could be increased by allowing larger grains or a shallower density profile in the outer zone.

As we will see, a critical piece of information that can be deduced from the fit is the size of the inner cavity where the radiation source of DUSTY resides (r_1). The ranges quoted above allow for a 10% variation in the size of this cavity.

From the best-fit model a number of important physical parameters can be derived, which have their importance in the context of star formation in low-metallicity objects. Among them, the most important ones are the bolometric luminosity of the enshrouded source and the total dust mass implied by the spectrum. One must remember that DUSTY is a scale-free modeling of the radiation transfer problem, thus a number of arithmetic steps are needed to derive absolute quantities, such as mass and luminosity. Along these steps the distance to SBS 0335–052 will have to be used, which introduces another source of uncertainty in all our deductions (see below).

4.1. Parameters of the Central Starburst

The absolute bolometric luminosity of the central source is the simplest parameter to derive from the model: the global scaling factor used to match the DUSTY SED to the observed one allows us to integrate the complete IR-submillimeter SED. This results in a central stellar luminosity of $3.8 \times 10^9 L_\odot$. On the assumption that the central source is a 5 Myr old starburst described by Starburst99, this translates into $2 \times 10^6 M_\odot$ of stars. This compares well with the value of $6.6 \times 10^6 M_\odot$ obtained by Hunt, Vanzi, & Thuan (2001), based on Br α observations and an obscuration of 15 visual magnitudes. Since any acceptable fit requires a relatively high optical depth, implying that the input radiation is completely reprocessed by dust, there is a large range of acceptable burst ages and IMFs for the central sources. The only parameter of the central cluster that is well constrained is its bolometric luminosity. One should note, however, that, since dust is more efficient in absorbing UV light, the emerging SED also constrains the input SED, though to a lesser extent.

4.2. Determination of the Total Dust Mass

Obtaining the total dust mass implied by the model is less straightforward. Basically, we need to integrate the dust density over the spherical shell. This means recovering the actual physical dimensions of r and ρ , which are both normalized in DUSTY. First we derive r_1 , which is the inner radius of the shell. The value r_1 is related to the temperature T_1 and the absolute luminosity, both of which are known. In fact DUSTY provides a computation of r_1 for a $10^4 L_\odot$ luminosity; a simple scaling to the actual luminosity derived above provides $r_1 = 0.11$ pc, with an uncertainty of $\pm 10\%$ due to the range of models that provide an acceptable fit to the SED (see above). Since the shell extends to $1000r_1$, the physical dimension of the system is 110 pc (but note that the observable size will depend on the selected wavelength). We will come back to the meaning of these physical dimensions

and in particular to their comparison with observed sizes for the SSCs or globular clusters in other galaxies in § 5. The outer size derived above falls below the spatial resolution in the Q band (diffraction-limited resolution of 173 pc) and is slightly above that in the N band (diffraction-limited resolution of 90 pc).

Recovering the absolute value of the dust density is more complicated, because both the grain size distribution and the radial dependence of the density are normalized. To derive these two normalization factors, we use the fact that they are also involved in the determination of the optical depth and can be condensed both in the τ and the dust mass equation into a single constant C . We have the following relation between τ and C :

$$\tau = C \int_{r_1}^{r_{\max}} \sum_i p(i) \int_{a_{\min}}^{a_{\max}} Q_{\text{eff}}^i(a) \pi a^2 a^{-2.5} \rho(r) dr da, \quad (1)$$

where Q_{eff}^i is the effective scattering and absorbing coefficient for dust component i (here silicate, graphite, and amorphous carbon), $p(i)$ is the relative proportion of each component, and ρ is the density distribution. When C is known, we get the dust mass by a simple integration over the density and the grain size distribution. Using an optical depth of 30 leads to a total dust mass of $1.5 \times 10^5 M_{\odot}$. Because of the formal similarity of the dust mass and optical depth equations, the dust mass is proportional to the optical depth as given by DUSTY.

5. DISCUSSION

5.1. Model-Dependency of the Results

Before drawing conclusions about the derived properties of the embedded source in SBS 0335–052, it is worthwhile to mention how uncertain and/or model-dependent these properties are. The best-constrained parameter is the bolometric luminosity, as it is already well mapped by our measurements. Next comes the stellar mass, because it is derived from the luminosity. It requires an assumption on the age, which is a priori difficult to make (though see § 5.2). By analogy with the general star formation process, one can reason that the age of embedded sources should be less than the age of already visible ones. This places an upper limit at 5 Myr. The mass is then relatively well constrained since it changes only by a factor of 2 for ages between 1 and 5 Myr.

The major source of uncertainty or model-dependency is introduced by the fact that DUSTY handles only dust in thermal equilibrium. This may impact the value of the inner radius of the dust shell, as dust undergoing stochastic heating can reach higher temperatures in lower radiation density environments. Given that the luminosity is well constrained, we can quantify the scale on which stochastic heating is likely to play a part. Following Désert, Boulanger, & Shore (1986) and Tran (1998), we see that grains of sizes larger than $0.1 \mu\text{m}$ will reach thermal equilibrium for values of the inner radius r_1 up to 400 pc, while grains larger than $0.01 \mu\text{m}$ would reach thermal equilibrium for values of r_1 up to 4 pc. We also find from Puget & Léger (1989) that PAHs would be destroyed by the radiation for values of the inner radius of up to 11 pc. The conclusion of this is that, at least for the first few parsecs at the base of the shell, solely on the basis of energy considerations we can exclude both the existence of small grains and an important contribution of stochastic

heating to the thermodynamics of the system. We therefore feel confident that the assumption, that the whole population of dust grains is at thermal equilibrium at the base of the shell, is correct and that the actual value of r_1 is also well-constrained (but see also § 5.2).

The effect of assuming thermal equilibrium over the whole shell is harder to estimate. As radiation propagates through the shell, it is reddened and thus its ability to be absorbed by grains or to destroy them is lessened. The effect of allowing smaller sized grains, which undergo thermal fluctuations, is basically to have a higher emission at short wavelengths per unit mass. It is thus likely that a model allowing thermal fluctuations would require less mass than DUSTY. Yet most of the mass is actually provided by the colder dust producing the long-wavelength emission and for which the assumption of thermal equilibrium is correct; therefore the correction due to thermal fluctuations on the dust mass is likely small.

To be able to more accurately represent the situation in SBS 0335–052, a model would actually require not only for thermal fluctuations to be allowed but also for the size distribution to change with radius. No such model is currently available.

5.2. The Embedded Star Cluster

The stellar sources still embedded in their dust and molecular gas cocoons cannot be described with precision from direct observations as they are invisible in the UV and NIR range. The only way to get to their fundamental parameters is again by looking at the SED produced by DUSTY with the assumed starburst spectrum. We used a 5 Myr population starburst, as proposed by Vanzi et al. (2000), with a Salpeter IMF between 1 and $100 M_{\odot}$. It should be noted that, given the optical depth, the origin of the NIR emission collected by Vanzi et al. (2000) is probably composite. Our model shows that only a fraction of the less than 10^{-3} of the stellar luminosity emerges shortward of $3 \mu\text{m}$. However the extinction in the K band is only ~ 3 mag, which means that emission lines produced in the gas surrounding the cluster could be observable. The age deduced by Vanzi et al. (2000) comes mainly from broadband colors, but, as stated by the authors, these are highly contaminated by nebular emission. Therefore it is likely that this age is indeed representative of the actual age of the stellar cluster. Furthermore, if what we observe is a still embedded star formation site, we can adopt the age measured in the NIR since it should represent an upper limit to the age of the embedded sources. The total stellar mass thus inferred, $2 \times 10^6 M_{\odot}$, is only a lower limit (more mass is required for an older cluster to achieve the same luminosity). The bolometric luminosity, at $3.8 \times 10^9 L_{\odot}$, is much better constrained, as it comes directly from the SED. How does this source compare with other embedded or optically visible SSCs, or with globular clusters?

Though few statistics exist on the properties of SSCs, the derived mass of the SBS 0335–052 stellar source is rather typical. For instance, Smith & Gallagher (2001) get masses of $0.5\text{--}1.2 \times 10^6 M_{\odot}$ for SSCs in NGC 1705, NGC 1569, and M82. The embedded SSC in the Antennae has a mass of $1.6 \times 10^7 M_{\odot}$ (Gilbert et al. 2000), while Mengel et al. (2002) measure masses in the range $0.65\text{--}4.6 \times 10^6 M_{\odot}$ for five young visible clusters in the same galaxy. The mass we derive is also similar to that of the brightest MIR cluster seen by Vacca et al. (2002) in He 2-10.

Luminosity-wise, the SBS 0335–052 source is remarkably similar to the radio super nebula in NGC 5253 (Gorjian et al. 2001), which requires $0.8\text{--}1.2 \times 10^9 L_{\odot}$ to produce its observed radio flux. Therefore, even if such a luminosity is extreme for a single SSC, it is not the only object of its kind.

The fact that we observe this source in a chemically young object, as well as in more evolved galaxies, is very interesting as it points toward a common phenomenon for violent star formation, regardless of metallicity.

A further advantage of having performed a model of the radiation transfer in the object is that we now have access to intrinsic scale lengths of the cluster. To follow the geometry used by DUSTY, all of the stars have to be inside $r_1 = 0.11$ pc. This is remarkably compact.

The compact size leads to a very large stellar density of $3.8 \times 10^8 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$. It is difficult to compare this density with that of other SSCs, as these are rarely resolved. We note that it is much higher than that of globular clusters (for instance, the peak stellar density of M15 is $1.6 \times 10^6 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$; Meylan et al. 1997), while the mean stellar density of M80 inside its core radius of 0.3 pc is $3.3 \times 10^5 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$ (Madore 1980), approximately identical to that of the young Galactic center Arches cluster (Serabyn, Shupe, & Figer 1998). It is impossible to know whether the very high stellar density we derive is a problem, as few models deal with the formation of SSCs. We note, however, that such a compact cluster would have an uncomfortably large virial velocity dispersion (of the order of 300 km s^{-1} , much larger than any observed velocity dispersions in SSCs; e.g., Mengel et al. 2002), leading to a very small dynamical time (of the order of a few hundred years).

This situation can be relaxed if the radius of the volume actually occupied by stars is allowed to grow to 1 pc. Indeed, with this value the stellar properties of the SSC would become absolutely average compared with SSCs and globular clusters. As mentioned in § 5.1, this could be feasible by allowing thermal fluctuations in the model. In this way the inner radius could be increased because temperatures higher than those derived from the thermal equilibrium equation could occur farther from the center. We note, however, that it is the smaller sized grains that can run in that regime and that they are also thought to be less resilient to destruction by radiation.

A more realistic possibility to allow the volume occupied by stars to grow beyond the one attributed by DUSTY is to consider that, contrary to the situation assumed by the model, where dust and stars are segregated, they are mixed in an inner region. Such a situation cannot be computed with DUSTY, but it is likely that it would make little difference in the principal outputs of the model. First, it is true that, by allowing the stellar cluster to expand, we lower the mean radiation density in the inner region of the system. This may lead to a decrease of the dust temperature and thus of the MIR emission, which can be compensated either by thermal fluctuations mentioned above or by allowing grains to get closer to the radiation sources. Thus the hot dust required to produce the MIR emission in the inner part of the system (so that it is later absorbed) can still be present in this “mixed” geometry. With an expanded cluster and dust mixed with it, we also decrease the total optical depth. However, with the density profile of the structure (see Table 2), most of the dust—and thus most of the optical depth—is located in the outer parts of the structure and will not be impacted by the changes occurring in the inner parts. This

kind of geometry, unfortunately, cannot be explored by DUSTY, since having an extended radiation source breaks one of the requirements to exploit the self-similarities in the radiation transfer problem. We, however, feel confident that such a situation would keep most of the important outputs of the model.

To be complete, we should also state that the distance to SBS 0335–052 is involved in the determination of the stellar density to a power of -2.5 to -2.3 (depending on the actual mass-to-light ratio of the cluster stars). This is a strong dependency. However, to obtain more standard values of the stellar density would require unrealistically large errors on the distance determination.

Finally, we want to emphasize again that the dust cocoon, as we model it, is extremely efficient at blocking the light of the stars: less than 10^{-3} of the bolometric luminosity emerges shortward of $3 \mu\text{m}$. With a high enough spatial resolving power this would lead to exactly the same situation as observed in He 2-10, where the visible morphologies up to K band are very similar, but completely different from the MIR morphology (Vacca et al. 2002).

5.3. The Dust Properties in SBS 0335–052

The first interesting point of our experiments with DUSTY is that a pure silicate dust phase is ruled out, contrary to what was suggested in Paper I. The dust chemical and size composition is very well constrained by the Gemini Q-band observation and by the ISOCAM spectra. The strong continuum of the ISOCAM spectra, as well as the relative shallowness of the two silicate bands, is highly indicative of an important contribution to the emission by graphite and amorphous carbon, both carbon based (see Fig. 2), even though no PAH signatures are visible in the spectrum. The absence of the PAH bands is thus not a strong argument in favor of the absence of any carbon-based dust.

That the galaxy may be undergoing one of its first bursts of star formation is not an argument against carbon-based dust either, since carbon dust is rapidly formed in the ejecta of supernovae (Todini & Ferrara 2001), which may have already exploded in other regions of the galaxy, as indicated by the shell-like structures observed by Thuan et al. (1997).

The size distribution that we observe is also very interesting as it is quite different from the standard MRN distribution, both in the range of grain sizes allowed and in the exponent of the distribution (see Table 2). Yet this size distribution is not completely new, as it is very similar to that deduced from extinction studies around the central engine of AGNs. For instance, Maiolino, Marconi, & Oliva (2001) showed that the size distribution that best explains the extinction observed toward AGNs is depleted in small grains, has a rather high maximum size ($\sim 1 \mu\text{m}$), and follows a power law with an exponent of -2.5 , as found for the best-fitting model for SBS 0335–052. This obviously does not imply that we have a mini-AGN at the heart of SBS 0335–052, and in fact all spectroscopic data show that the source is powered by star formation⁹ (see, e.g., Vanzani et al. 2000). It is, however, quite consistent with model-independent considerations on the energetics of the heating source:

⁹ From our modeled SED we synthesized the fluxes required for the diagnostic diagram of Laurent et al. (2000). These showed that SBS 0335–052 is placed far away from the AGN region of the diagram.

indeed, if we express the mean energy density as a function of $y = r/r_1$, neglecting for the moment the presence of the dust, we obtain $\rho_E(y) = 2.1 \times 10^5 y^{-2} \text{ eV cm}^{-2}$. This means that, at the base of the dust shell, the energy density is 4 orders of magnitude higher than the value that would allow PAHs, i.e., the smallest dust grains, to survive (Puget & Léger 1989).

The fact that the model tends to exclude small grains also indicates that we are dealing with a very young star-forming region. Indeed, shocks such as those generated by supernovae are very efficient in destroying the large grains to replenish the smallest sizes (see, e.g., Jones, Tielens, & Hollenbach 1996). A dust size distribution biased toward the large grains suggests, on the contrary, that most of the dust is still as it was when large molecular clouds condensed to form a proto-SSC and that no significant sweeping by SN shocks has yet occurred (dust sizes are known to grow in dense environments; see, e.g., Maiolino 2002).

This exclusion of small grains, both on the basis of the model and on that of the energy content of the source, also brings further support to the choice of DUSTY to model the radiative transfer. As indicated in § 3, DUSTY only treats grains in radiative equilibrium. For any given radiation density level, the smallest dust grains will not reach thermal equilibrium, but rather undergo thermal spiking, reaching temperatures much higher than the theoretical equilibrium ones (Tran 1998). The size threshold to switch from thermal equilibrium to thermal spiking is a decreasing function of the energy density. Here we have both a very high energy density, at least in the inner part of the dust shell, and a high minimum size for the dust grain. These two properties go in the same direction, which is to limit the importance of thermal spiking with respect to thermal equilibrium.

Regarding the radial dependence of the dust density, we note that it is impossible to reproduce the full SED of SBS 0335–052 and the ISOCAM spectrum with a steeper distribution than the one we used. This would lead to an overproduction of luminosity in the $10 \mu\text{m}$ region. This emission can be compensated by a higher optical depth, but this would cause a too strong silicate absorption band at $9.7 \mu\text{m}$. The last region of the density distribution, from $100r_1$ to $1000r_1$, mainly affects the longer wavelength SED, as it contains mostly rather cold dust. It strongly affects the dust mass, being colder and distributed over a large region, as is the case for all galaxies. The $60 \mu\text{m}$ PHT observation constrains the external part of the distribution: too steep a distribution does not produce enough luminosity at this wavelength.

As an aside, our fitted SED predicts fluxes of 0.55 and $0.03 \mu\text{Jy}$, respectively, at 450 and $850 \mu\text{m}$, a range of fluxes that is unfortunately not accessible to current submillimeter telescopes.

5.4. The Optical Depth and Dust Mass

The most important result of this paper is that we confirm, on a much more solid basis, the high optical depth of the dust cloud measured in Paper I. The reason for the difference between the value of $21 V$ mag quoted in Paper I and the present result of ~ 30 resides in the fact that Paper I used the unrealistic assumption of a screen of dust, while here we account more correctly for the transfer of radiation through the dust. Our result is thus completely at odds with

that of Dale et al. (2001), who argued for an optically thin source. Let us examine the reasons for this discrepancy. The choice of a model that is able to solve radiation transfer obviously does not bias the result toward high optical depths, as DUSTY is perfectly able to reproduce optically thin SEDs. In contrast, Dale et al. (2001) follow a number of questionable steps to arrive at the result that $A_V \simeq 1$: they derive their optical depth using the link between the optical depth and the surface brightness of a blackbody emission. While this relation is exact, they still need to represent the SED as a sum of blackbodies and have a measure of the size of the emitting region. Rather than attempting to model the SED on a physical basis, they simply fitted the SED with two blackbodies. We note that somewhat arbitrarily large error bars were added to the measurements presented in Paper I and that the resulting SED shows quite a poor match with the ISOCAM spectrum of Paper I. Regarding the size of the emitting region, they have assumed that the emission is uniform over the size of the object, as resolved by their observation ($80 \pm 5 \text{ pc}$ FWHM). This is possibly the most questionable step of the reasoning as the deduced value of A_V is proportional to this surface. Our computation of the radiative transfer shows that even if the dust shell extends up to 100 pc, its FWHM *as observed in the N band* is much more compact, probably less than 1 pc. Even if the inner radius of the shell were increased by thermal fluctuation (see § 5.2), we do not expect that the emission would have a constant surface brightness, but rather show a core-halo structure that invalidates the use of the full size of the emitting region in the computation of A_V by Dale et al. (2001).

The dust mass derived using DUSTY is of $1.5 \times 10^5 M_\odot$. This is very close to the estimate of Hunt et al. (2001) using an independent method, and it is inside the interval determined in Paper I. Not surprisingly, it is much more than the estimate of Dale et al. (2001), because the incorrect assumptions on the SED and on the object size propagate in the dust mass computation. Although this is a small intrinsic quantity with respect to the $9.5 \times 10^8 M_\odot$ of H I present around the galaxy (Thuan et al. 1999a), it is rather large for such a metal-deficient object. Does the star formation history of SBS 0335–052 allow for the formation of this dust phase? In young starbursts most of the dust is provided by Type II supernovae. Hirashita, Hunt, & Ferrara (2002) have studied the problem of dust formation in low-metallicity environments, such as SBS 0335–052. Their work shows that the dust mass we measure can be accumulated in approximately $5 \times 10^7 \text{ yr}$ of continuous star formation at a rate of $1 M_\odot \text{ yr}^{-1}$. Papaderos et al. (1998) showed from broadband colors that the brightest visible clusters have ages in the range $0.1\text{--}3 \times 10^7 \text{ yr}$, while another set of ~ 10 fainter clusters have ages in the range $3\text{--}10 \times 10^7 \text{ yr}$. Therefore, the amount of dust we measure is nearly consistent with the idea that the dust was produced in the recent star formation sites currently observed in the visible. We note that in the context of a continuous star formation scenario, such as that proposed by Legrand et al. (2000) for I Zw 18, we would have much more time to build up the dust phase. However, in that case we would (1) have to take into account destruction processes that are neglected in Hirashita et al. (2002) and (2) make sure that dust that has been exposed to supernovae shock waves has enough time to coagulate so that we observed the biased size-distribution required by the SED.

5.5. The Lifetime of an Embedded SSC

The question of the lifetime of an embedded SSC such as the one in SBS 0335–052 is an important one, as it has a heavy bearing on our ability to correctly account for all star formation activity in a galaxy. Dust in the envelope of the SSC is subject to three main forces from the SSC: radiation pressure and impact from stellar winds will blow the dust out, while gravitation will attract it inward. Following Weingartner & Draine (2001) and Tenorio-Tagle & Medina-Tanco (1998), we can express the sum of the radiation pressure and impact from stellar winds as:

$$P_{\text{rad+wind}}(a) = \frac{1}{4\pi r^2} \left[\frac{\langle Q_{\text{pr}}(a) \rangle L_{\star}}{c} + \dot{M}_{\text{wind}} v_{\text{wind}} \right], \quad (2)$$

where L_{\star} is the bolometric stellar luminosity, $\langle Q_{\text{pr}}(a) \rangle$ is the luminosity-averaged radiation pressure efficiency on a grain of size a , \dot{M}_{wind} is the cluster's wind mass-loss rate, v_{wind} is the wind terminal velocity. From Starburst99 we obtain the kinetic luminosity ($\dot{M}_{\text{wind}} v_{\text{wind}}^2 / 2$) of the cluster, $5.2 \times 10^6 L_{\odot}$. We can therefore express the ratio of the radiation and kinetic pressure as:

$$P_{\text{rad}}/P_{\text{wind}} = 9.7 \times 10^{-7} v_{\text{wind}} \langle Q_{\text{pr}}(a) \rangle. \quad (3)$$

Thus, assuming a wind terminal velocity of 10^6 m s^{-1} , typical of main-sequence O stars, we obtain that the two terms are of the same order of magnitude at the base of the dust shell, where $\langle Q_{\text{pr}}(a) \rangle$ is 1–2. Weingartner & Draine (2001) showed that, under anisotropic radiation, photoelectron emission and photodesorption of molecules from grains can act as an added pressure, in some cases increasing the radiation pressure efficiency by a factor of 20. In that case, radiation effects will dominate. As a side note, let us mention that the observed line widths of only 160–170 km s^{-1} , as observed for instance by Turner et al. (2001) toward the radio supernova in NGC 5253, are not incompatible with the value chosen here for the wind terminal velocity. Indeed, what is measured is the outflow of ionized gas (through the velocity broadening of the nebular Br γ emission line), which is coupled with the molecular and dusty envelope of the SSC and hence slowed down by wind momentum conservation.

How then does radiation pressure compare to gravity? Laor & Draine (1993) express the ratio of the acceleration produced by these two forces in the optically thin case as:

$$\Gamma(a) = \frac{g_{\text{rad}}}{g_{\text{grav}}} = \frac{3L_{\star} \langle Q_{\text{pr}}(a) \rangle}{16\pi c a \rho G M_{\star}}, \quad (4)$$

where M_{\star} is the mass of the stellar cluster, and ρ the density of the dust grain. This optically thin case applies well to the base of the dust shell and, using $\rho = 3 \times 10^3 \text{ kg m}^{-3}$, this gives numerically $\Gamma(a) = 360 \langle Q_{\text{pr}}(a) \rangle / a_{\mu\text{m}}$. We thus see that radiation pressure overtakes gravity by several orders of magnitude at the base of the shell, i.e., that it can be moving the shell outward. At the outer boundary of the shell the situation may be different since there, the luminosity is heavily reddened and therefore the luminosity-averaged radiation pressure efficiency will be much lower. Using the formula for $\Gamma(a)$ given by Laor & Draine (1993) in the optically thick case, we see that in the outer parts of the shell, gravity and radiation pressure almost balance each other [$\Gamma(a) \simeq 1.7$]. It is unlikely that the effects described in Weingartner & Draine (2001) will occur at the outer boundary of the shell

since the radiation is now too soft to allow photoelectron emission or photodesorption of molecules to occur.

Since this neglects the influence of an outer pressure, we have here an indication that an embedded SSC may be a long-lived structure, lasting at least till the first supernovae explode. This is however only indicative. Indeed, a simple calculation of the motion of a grain subject to radiation pressure, stellar winds and gravity from an SSC such as the one we deduce in SBS 0335–052 shows that it can be quite efficiently blown away from the SSC. Timescales derived from such a calculation are, however, incorrect since grains will feel a strong drag from collisions with the gas that is associated to them. This drag will probably be even stronger at the base of the shell, where ionization of gas and grains can lead to a very efficient coupling of the two phases (Ferland 2001). A detailed modeling of the dynamics of such a region would therefore be a worthwhile endeavor in order to constrain the lifetime of the SSC embedded stage. We note that the presence of similar objects in a number of sources (e.g., He 2-10, NGC 5253, NGC 4038/9) indicates that these lifetimes cannot be extremely short. On the other hand, the fact that the age of optically visible clusters are in the range of a few megayears probably sets an upper limit to the embedded stage lifetime.

5.6. Implications for Star Formation at High Redshift

SBS 0335–052, with an extremely low metallicity, is already a galaxy where much of the star formation activity is completely hidden from view from UV to NIR, possibly for a significant fraction of the starburst lifetime. The $3.8 \times 10^9 L_{\odot}$ bolometric luminosity of the cluster translates into 3.8×10^4 equivalent O7 stars. This is a factor of 10 more than the number of equivalent O7 stars required to power the visible clusters (Hunt et al. 2001). This demonstrates that, even in extremely low-metallicity objects, the visible-UV part of the SED may be relatively insignificant and is not a reliable indicator of the actual star formation activity. In this respect SBS 0335–052 can be considered as a smaller and nearer analog to the $z = 2.56$ submillimeter galaxy SMM J14011+0252 studied by Ivison et al. (2001). Therefore, it could very well be that most of the star formation episodes that occur during the first phases of galaxy formation are completely hidden from view in the short wavelength part of the electromagnetic spectrum. We already see that the embedded-SSC phenomenon happens in numerous dwarf galaxies, irrespective of their metallicity. Therefore it only remains to be seen whether the process of star formation, as we observe it in dwarf galaxies, provides a suitable analog to the situation occurring in primeval objects.

6. CONCLUSION

We have modeled the infrared SED of the blue compact dwarf galaxy SBS 0335–052 with DUSTY, which solves consistently the radiation transfer in a spherical distribution of dust. From this modeling we deduce that SBS 0335–052 harbors a deeply embedded super-star cluster, effectively hidden under about 30 mag of visual extinction. The low metallicity of the Galactic gas did not preclude the formation of the $10^5 M_{\odot}$ of dust necessary to completely hide the SSC from optical view. With $2 \times 10^6 M_{\odot}$ of stars and an age of probably less than 5 Myr, the SSC has not been able yet

to pierce through the cocoon of dust and gas from which it formed, but it has had a profound effect on the dust size distribution: the hardness of the radiation destroyed the smallest dust particles and the PAH, but shocks did not yet alter the larger size grains up to $1\ \mu\text{m}$. The standard MRN distribution, normally observed in a quiescent galactic environment, cannot reproduce the IR data we have at hand. Instead, the dust in the SSC environment is reminiscent of what we observe around AGNs, emphasizing the role of density and radiation hardness on the dust grain size distribution. If dust-enshrouded SSCs are commonly associated with a starbursting environment, the star formation rate deduced by looking at the rest-frame optical or UV should be taken with caution. Even with IR or MIR information,

care should be taken to use a correct radiation transfer treatment, and one should use an extinction law suited to the radiation and gas density of the observed source.

We warmly thank Martin Haas of the ISOPHOT data center in Heidelberg and Scott Fisher of Gemini North for assistance and advice in the data reduction. Jean-Luc Starck's guidance on the use of wavelet analysis was deeply appreciated. Many thanks to Carmelle Robert, Jean-René Roy, and Pierre-Alain Duc for helpful discussions and comments on the manuscript. We also acknowledge the critical reading of our anonymous referee, which led us to a more in-depth analysis of important parts of this paper, resulting, we hope, in a more convincing study.

REFERENCES

- Allamandola, L. J., Tielens, A. G. G. M., & Barker, J. R. 1985, *ApJ*, 290, L25
 Calzetti, D., Kinney, A. L., & Storchi-Bergmann, T. 1994, *ApJ*, 429, 582
 Cannon, J. M., Skillman, E. D., Garnett, D. R., & Dufour, R. J. 2002, *ApJ*, 565, 931
 Cohen, M., Walker, R. G., Carter, B., Hammersley, P., Kidger, M., & Noguchi, K. 1999, *AJ*, 117, 1864
 Dale, D. A., Helou, G., Neugebauer, G., Soifer, B. T., Frayer, D. T., & Condon, J. J. 2001, *AJ*, 122, 1736
 Désert, F. X., Boulanger, F., & Puget, J. L. 1990, *A&A*, 237, 215
 Désert, F. X., Boulanger, F., & Shore, S. 1986, *A&A*, 160, 295
 Draine, B. T., & Lee, H. M. 1984, *ApJ*, 285, 89
 Ellis, R. 1998, *Nature*, 395, A3
 Ferland, G. J. 2001, *PASP*, 113, 41
 Gilbert, A. M., et al. 2000, *ApJ*, 533, L57
 Gordon, K. D., Misselt, K. A., Witt, A. N., & Clayton, G. C. 2001, *ApJ*, 551, 269
 Gorjian, V., Turner, J. L., & Beck, S. C. 2001, *ApJ*, 554, L29
 Hanner, M. S. 1988, *NASA Conf. Publ.*, 3004, 22
 Heisler, C. A., & de Robertis, M. M. 1999, *AJ*, 118, 2038
 Hirashita, H., Hunt, L. K., & Ferrara, A. 2002, *MNRAS*, 330, L19
 Hunt, L. K., Vanzi, L., & Thuan, T. X. 2001, *A&A*, 377, 66
 Ivezić, Z., & Elitzur, M. 1997, *MNRAS*, 287, 799
 Ivezić, Z., Nenkova, M., & Elitzur, M. 1999, *User Manual for DUSTY* (Lexington: Dept. Phys. Astron., Univ. Kentucky)
 Ivison, R. J., Smail, I., Frayer, D. T., Kneib, J.-P., & Blain, A. W. 2001, *ApJ*, 561, L45
 Izotov, Y., Lipovetsky, V. A., Chaffee, F. H., Foltz, C. B., Guseva, N. G., & Kniazev, A. Y. 1997, *ApJ*, 476, 698
 Jones, A. P., Tielens, A. G. G. M., & Hollenbach, D. J. 1996, *ApJ*, 469, 740
 Kobulnicky, H. A., & Johnson, K. E. 1999, *ApJ*, 527, 154
 Laor, A., & Draine, B. T. 1993, *ApJ*, 402, 441
 Laureijs, R. J., Klaas, U., Richards, P. J., Schultz, B., & Ábrahám, P. 2000a, *The ISO Handbook, Volume 5 (SAI-99-069/Dc)*, Version 1.1
 Laureijs, R. J., et al. 2000b, *A&A*, 359, 900
 Laurent, O., Mirabel, I. F., Charmandaris, V., Gallais, P., Madden, S. C., Sauvage, M., Vigroux, L., & Cesarsky, C. 2000, *A&A*, 359, 887
 Léger, A., & Puget, J. L. 1984, *A&A*, 137, L5
 Légrand, F., Kunth, D., Roy, J.-R., Mas-Hesse, J. M., & Walsh, J. R. 2000, *A&A*, 355, 891
 Leitherer, C., et al. M. 1999, *ApJS*, 123, 3
 Lemke, D., et al. 1996, *A&A*, 315, L64
 Madore, B. 1980, in *Globular Clusters*, ed. D. Hanes & B. Madore (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 21
 Maiolino, R. & Natta, A. 2002, in *The Evolution of Galaxies. II. Basic Building Blocks*, ed. M. Sauvage, G. Stasinska, & D. Schaerer (Dordrecht: Kluwer), 233
 Maiolino, R., Marconi, A., & Oliva, E. 2001, *A&A*, 365, 37
 Mathis, J. S., Rumpl, W., & Nordsieck, K. H. 1977, *ApJ*, 217, 425
 Mengel, S., Lehnert, M. D., Thatte, N., & Genzel, R. 2002, *A&A*, 383, 137
 Meurer, G., Heckman, T. M., Leitherer, C., Kinney, A., Robert, C., & Garnett, D. R. 1995, *AJ*, 110, 2665
 Meylan, G., & Heggie, D. C. 1997, *A&A Rev.*, 8, 1
 Mirabel, F., Vigroux, L., Charmandaris, V., Sauvage, M., Gallais, P., Cesarsky, C., Madden, S., & Duc, P. A. 1998, *A&A*, 333, L1
 Misselt, K. A., Gordon, K. D., Clayton, G. C., & Wolff, M. J. 2001, *ApJ*, 551, 277
 O'Connell, R. W., Gallagher, J. S., & Hunter, D. A. 1994, *ApJ*, 433, 65
 Östlin, G., & Kunth, D. 2001, *A&A*, 371, 429
 Papaderos, P., Izotov, Y. I., Fricke, K. J., Thuan, T. X., & Guseva, N. G. 1998, *A&A*, 338, 43
 Puget, J. L., & Léger, A. 1989, *ARA&A*, 27, 161
 Rieke, G. H., & Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ*, 288, 618
 Sanders, D. B., & Mirabel, I. F. 1996, *ARA&A*, 34, 749
 Sauvage, M., Doublier, V., Lançon, A., Madden, S., Thuan, T. X., & Vanzi, L. 2002, in preparation
 Sauvage, M., Thuan, T. X., & Lagage, P. O. 1997, *A&A*, 325, 98
 Serabyn, E., Shupe, D., & Figer, D. F. 1998, *Nature*, 394, 448
 Silk, J., & Devriendt, J. 2001, in *IAU Symp. 204, The Extragalactic Infrared Background and Its Cosmological Implications*, ed. M. Harwit & M. G. Hauser (San Francisco: ASP), 423
 Smith, L. J., & Gallagher, J. S., III. 2001, *MNRAS*, 326, 1027
 Starck, J. L., et al. 1999, *A&AS*, 134, 135
 Starck, J. L., Murtagh, F., & Bijaoui, A. 1998, *Image Processing and Data Analysis: The Multiscale Approach* (Cambridge: Cambridge Univ. Press)
 Tenorio-Tagle, G., & Medina-Tanco, G. A. 1998, *ApJ*, 503, L171
 Todini, P., & Ferrara, A. 2001, *MNRAS*, 325, 726
 Thuan, T. X., Izotov, Y. I., & Lipovetsky, V. A. 1997, *ApJ*, 477, 661
 Thuan, T. X., Lipovetsky, V. A., Martin, J. M., & Pustilnik, S. A. 1999a, *A&AS*, 139, 1
 Thuan, T. X., Sauvage, M., & Madden, S. 1999b, *ApJ*, 516, 783 (Paper I)
 Tran, Q. D. 1998, Ph.D. thesis, Univ. Paris XI
 Turner, J. L., Beck, S. C., & Ho, P. T. P. 2000, *ApJ*, 532, L109
 Turner, J. L., Crosthwaite, L. P., Meier, D. S., & Beck, S. C. 2001, *BAAS* 198, 09.05
 Vacca, W. D., Johnson, K. E., & Conti, P. S. 2002, *AJ*, 123, 772
 Vanzi, L., Hunt, L. K., Thuan, T. X., & Izotov, Y. I. 2000, *A&A*, 363, 493
 Weingartner, J. C., & Draine, B. T. 2001, *ApJ*, 548, 296

Dust and super star clusters in NGC 5253[★]

L. Vanzi¹ and M. Sauvage²

¹ ESO – European Southern Observatory Alonso de Cordova, 3107 Santiago, Chile

² Service d'Astrophysique, CEA/DSM/DAPNIA, Centre d'Études de Saclay, 91191 Gif-sur-Yvette Cedex, France
e-mail: msauvage@cea.fr

Received 8 July 2003 / Accepted 14 November 2003

Abstract. We present new observations of the famous starburst galaxy NGC 5253 which owes its celebrity to possibly being the youngest and closest starburst galaxy known. Our observations in the infrared and millimeter contribute to shed light on the properties of this interesting object. We have used our new data along with data from the literature to study the properties of the young stellar clusters present in NGC 5253. We find that the brightest optical clusters are all characterized by a near-infrared excess that is explained by the combined effect of extinction and emission by dust. For the brightest infrared cluster we model the spectral energy distribution from the optical to the radio. We find that this cluster dominates the galaxy emission longward of $3\ \mu\text{m}$, that it has a bolometric luminosity of $1.2 \times 10^9 L_{\odot}$ and a mass of $1.2 \times 10^6 M_{\odot}$, giving $L/M \approx 10^3$. The cluster is obscured by 7 mag of optical extinction produced by about $1.5 \times 10^5 M_{\odot}$ of dust. The dust properties are peculiar with respect to the dust properties in the solar neighbourhood with a composition characterized by a lack of silicates and a flatter size distribution than the standard one, i.e. a bias toward larger grains. We find that NGC 5253 is a striking example of a galaxy where the infrared-submillimeter and ultraviolet-optical emissions originate in totally decoupled regions of vastly different physical sizes.

Key words. galaxies: starburst – dust, extinction – infrared – super-star clusters – galaxies: individual: NGC 5253

1. Introduction

It has been found that very young clusters can be deeply embedded in dusty cocoons even when hosted in extremely low metallicity environments. The most prominent example of this class of objects is certainly the Super-Star Cluster (SSC) observed in the extremely metal deficient blue compact galaxy SBS 0335-052 (Thuan et al. 1999; Hunt et al. 2001). Modeling the SED of this object indicates that the radiation from a few μm to the far-infrared (FIR) comes from a luminous ($>10^9 L_{\odot}$), massive ($>10^6 M_{\odot}$) star cluster embedded in a dust cocoon where large grains dominate, contrary to interstellar medium dust (Plante & Sauvage 2002). The amount of dust derived by fitting the SED, about $10^5 M_{\odot}$, is surprisingly high for a very low metallicity environment and it opens several interesting questions about the star formation history of the galaxy and the processes involved in dust formation. Clusters with similar properties and possibly even more embedded, since they are not detected at $\sim 2\ \mu\text{m}$, have been observed in the blue compact galaxy He 2-10 (Vacca et al. 2002). It is found that these clusters have properties very similar to those of galactic

ultra dense HII regions and that they are probably the main source of the observed far-infrared flux. In SBS 0335-052, the dust-enshrouded SSC contains about 10 times more O7V stars than its visible counterparts (Plante & Sauvage 2002). In He 2-10, the embedded sources represent $>1/9$ th of the total UV-emitting star content of the galaxy (Kobulnicky & Johnson 1999; Conti & Vacca 1994). In these two galaxies, the visible super-star clusters account for almost all of the recent visible star formation activity (Conti & Vacca 1994; Thuan et al. 1997). Therefore these two examples show that a substantial, if not dominant, fraction of the current star formation can be made invisible in the optical-UV by dust obscuration even in low-metallicity environments. Were this to be a general property, it would obviously have important consequences on the interpretation of the high redshift universe where most star formation should occur in low-metallicity environments.

In this paper, we study the case of NGC 5253, with the purpose of demonstrating that it is also a member of the class of galaxies that host dust-enshrouded SSCs and to strengthen the relevance of the phenomenon in the study of starburst objects.

The starburst galaxy NGC 5253 is a blue dwarf irregular galaxy which has gained increasing interest during the years because of a few important facts. (1) Among the starburst galaxies it is one of the closest examples. Its exact distance is still a matter of debate, with the most recent values being either 3.3 ± 0.3 Mpc (Gibson et al. 2000) or 4.0 ± 0.3 Mpc (Thim et al. 2003). Here we arbitrarily choose to use a distance of 3.3 Mpc,

Send offprint requests to: L. Vanzi, e-mail: lvanzi@eso.org

[★] Based on observations obtained at the ESO telescopes of La Silla and Paranal, program 69.B-0345; and on observations with ISO, an ESA project with instruments funded by ESA Member States (especially the PI countries: France, Germany, The Netherlands and the United Kingdom) and with the participation of ISAS and NASA.

for which $1''$ is 16 pc. (2) It is most likely the youngest starburst known with a large number of clusters detected whose ages are in the 2–50 Myr range (see e.g. van den Bergh 1980; Gorjian 1996; Calzetti et al. 1997). (3) Although its metal content is not extremely low, as often observed in dwarf galaxies, its metallicity is sub-solar, about $1/6 Z_{\odot}$ (Kobulnicky et al. 1999). The starburst nature of this galaxy finds a direct confirmation in the supernovae observed. Two SNe have exploded in less than a century, in 1895 and in 1972, which is a fairly high number given that NGC 5253 is a small galaxy: its estimated mass is $6 \times 10^9 M_{\odot}$ (Welch 1970, scaled to the adopted distance).

As NGC 5253 has been observed by many authors over a wide spectral range for many decades, a precise picture of the galaxy can be built today (see e.g. Caldwell & Phillips 1989; Martin & Kennicutt 1995; Calzetti et al. 1997, 1999). We will highlight here only those observations that are relevant to our present work.

Rieke & Low (1972) observed NGC 5253 at 10 and $20 \mu\text{m}$ as part of their seminal work on infrared photometry of galaxies. Glass (1973) and Moorwood & Glass (1982) also obtained near and mid-infrared observations and attempted to constrain the spectral energy distribution (SED) in the optical and infrared. Roche et al. (1991), based on their mid infrared spectrum which shows strong [SIV] but undetected [NeII], classified NGC 5253, together with II Zw 40, as a high excitation HII galaxy characterized by a young starburst and by the presence of very massive stars. A more complete mid-IR spectrum was published by Crowther et al. (1999) with ISOSWS, and shows that the spectrum is dominated by [SIV], [NeIII] and [SIII], a common feature of high excitation low-metallicity HII regions observed with ISO (e.g. Contursi et al. 2000 in the SMC). Finally, NGC 5253 is detected in all four IRAS bands (Moshir et al. 1990).

A large number of bright clusters was observed by van den Bergh (1980) and interpreted as the remnant of a powerful episode of star formation. More recently high spatial resolution observations have allowed to focus the attention on a few peculiarities. Calzetti et al. (1997, hereafter C97) studied the properties of the brightest optical clusters detected in the HST images. They use broad and narrow band colors and find that all clusters are young with ages from few to a few tens of Myr. The youngest cluster is obscured by about 9 mag in V and in general there is anti-correlation between the presence of dust, that is observed all over the central part of the galaxy, and the age of the clusters, i.e. the younger the clusters, the higher the extinction. The centimetric radio spectrum is entirely thermal (Beck et al. 1996), which is highly unusual for a galaxy, and Turner et al. (2000) detect a very compact radio source, 1–2 pc in size, which is very bright at 1.3–2 cm. They attribute this source to a nebula ionized by about 4000 O7 stars. The ionizing flux derived from the radio is about two orders of magnitude larger than indicated by the $H\alpha$ emission. Gorjian et al. (2001) report their Keck telescope detection of a bright infrared source at 11.7 and $18.7 \mu\text{m}$, which they identify with the compact radio nebula.

The paper is organized as follows: in Sect. 2 we describe the new observations on which this work is based. In Sect. 3 we discuss the optical colors of the individual bright clusters

in the galaxy and exemplify the impact of dust on these colors. In Sect. 4 we build and model the spectral energy distribution of the brightest source in the galaxy and show that it can be represented by a dust-enshrouded SSC model. The conclusions of our work are summarized in Sect. 5.

2. Observations

We have observed NGC 5253 with ISAAC at the ESO-VLT in the K_s and L' near-infrared (NIR) broad bands on April 19, 2002. ISAAC is equipped with a Hawaii 1024×1024 Rockwell detector for the short wavelengths (1– $2.5 \mu\text{m}$) and with an Aladdin SBRC 1024×1024 detector for the long wavelengths (2.5– $5 \mu\text{m}$), the scale is 0.148 and 0.071"/pix respectively. Both observations were obtained under seeing better than $0.4''$. The total on source integration time was 5 min in K_s and about 30 min in L' . We have used the usual nodding technique to subtract the background in the K_s band and the nod and chop in L' . The images have been reduced both with the ESO package Eclipse and with IRAF, the two independent techniques gave perfectly consistent results. The photometric calibration relied on the observation of one photometric standard star. Since the Aladdin detector is affected by a significant non linearity, a correction for this effect has been applied to the L' band observations. In both filters we have reached a photometric accuracy better than 3% where most of the error is due to the non-uniformity across the field. We have checked the consistency of our photometry and calibrations using the data available in the literature. Moorwood & Glass (1982) and Forbes et al. (1992) provide in their work aperture photometry of NGC 5253 on apertures of 3, 6, 9, 12, 36 and $48''$ diameter in K_s and 7.5, 9 and $12''$ diameter in L . Using the same apertures on our calibrated images, we find values within less than 0.01 mag of Forbes et al. (1992) and 0.02 mag on average of Moorwood & Glass (1982) in K . In L , we can only compare with Moorwood & Glass (1982), the average difference between the two datasets is less than 0.03 mag even though large individual variations are present that can be attributed to centering differences and to the large error bars of the measures of Moorwood & Glass (1982).

In Fig. 1 we present our K_s and L' band images, the nomenclature for the clusters detected is as in C97. While all the C97 clusters are detected in the K_s band, only clusters 1, 3 and 5 are clearly detected in L' . Furthermore we find in L' a relatively bright source at about 2.4 arcsec NE of cluster 5 which is not among the bright clusters studied in the optical by C97 and other authors. Looking in the HST images we found a faint optical counterpart for this source. The same source is detected in our K_s image. We will refer this “new” source as 5a. Very faint extended emission, possibly resolved in 2 sources, is observable in L' to the SW of cluster 5 in the area of cluster 4 that however cannot be clearly identified. In Table 1 we present the aperture photometry of the clusters studied by C97. For the ISAAC photometry, we did not apply aperture corrections as with the NIR PSFs, the apertures used include >99% of the flux. In addition to those 6 clusters we report the magnitudes of cluster 5a. The photometry for all clusters has been obtained with the same method used by C97 for consistency

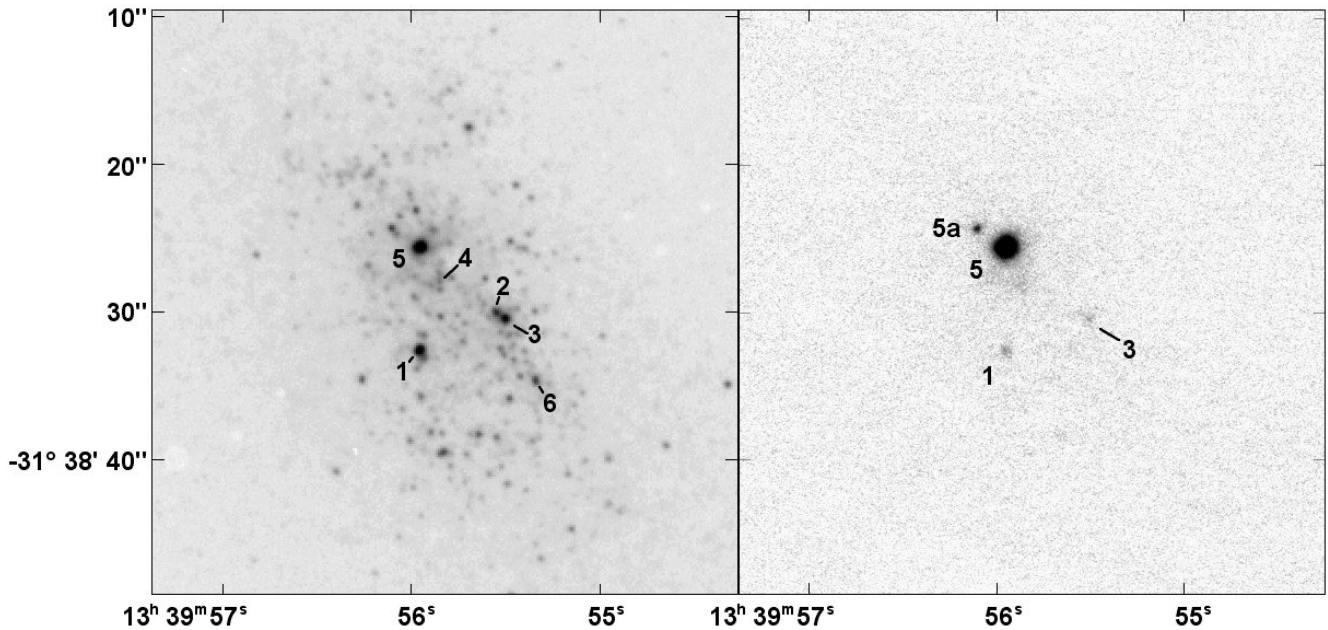


Fig. 1. NGC 5253 in K_s (left) and L' (right) bands. North is up and East is left. Coordinates refer to the J2000 equinox. The field of view of the image is $40''$. The intensity scale on the K_s band has been chosen to clearly show the brightest clusters. The actual image is much deeper than this display. The clusters are labeled as in C97. As the numbers in C97 correspond to a brightness scale, these images clearly show the dramatic changes occurring in the spectral energy distribution of most clusters in NGC 5253. Cluster 5a is the relatively bright object in the L' image North-East of Cluster 5. Note that the intensity levels have been adjusted in the L' image to show clusters 1 and 3, but that cluster 5 is a point source in L' as well. Wavelet filtering of the L band image reveals that cluster 4 is responsible for the extension seen SW of cluster 5, though the statistical significance of this detection is too low to allow a reliable photometric measurement. At an even lower significance level, the same technique indicates the possible detection of a source around $\alpha = 13^{\text{h}}39^{\text{m}}55.6^{\text{s}}$ and $\delta = -31^{\circ}38'39''$, but at this very low level, this could very well be a false detection.

Table 1. Aperture photometry obtained with a radius of $0.7''$ on the main clusters detected in NGC 5253. Typical errors are less than 0.03 mag.

	K_s	L'
1	14.23	13.40
2	14.60	–
3	14.51	13.67
4	16.10	–
5	13.46	9.07
5a	15.54	12.51
6	15.64	–

but with a slightly larger aperture to compensate for the larger Point Spread Function (PSF) of our NIR observations. In the K_s band the galaxy background has been measured on an annulus with radius $0.8''$ around each source as done by C97 and a width of $0.7''$. In L' no other source than those listed in Table 1 has been firmly detected, neither is any diffuse emission in the galaxy. Clusters 2 and 3 are separated by less than $1''$ so that their K_s magnitudes are contaminated by each other.

NGC 5253 has been observed at the SEST with SIMBA on the nights of 7 and 8 of June 2002. SIMBA is a 37 channels bolometer array sensitive in the 1.2 mm band. The beam size at the SEST is about $11''$. The background subtraction is achieved by fast scanning of the source through the field of view both in azimuth and altitude. Our maps had a size of $480'' \times 240''$. The

atmosphere opacity τ was very good during all observations with values of about 0.1. The data have been reduced using the package MOPSI developed by Robert Zylka. As a flux reference we have observed the planet Uranus. The total telescope time on NGC 5253 has been about 3 h which gave a 1σ detection limit of 4 mJy. The SIMBA image shows a single unresolved source whose flux is 114 ± 4 mJy.

We complement these observations with the analysis of archival data from the mid-IR camera of the *Infrared Space Observatory*, ISOCAM¹. The interest of ISOCAM data is two-fold: (1) it has a much higher sensitivity than ground-based instruments operating in the same range, and (2) with a spatial resolution of a few arcseconds, it helps us build a more precise spectral energy distribution for the main cluster of NGC 5253 (see Sect. 4). The data analyzed here were part of program LMETCALF.HARO_A and comprise the identification numbers 62500784, 62500881, and 62500980. We analyzed the observations taken with filters LW1-[$4.5\mu\text{m}$] to serve as a check on our L' observation; LW9-[$15\mu\text{m}$] to understand the discrepancies found when compiling $20\mu\text{m}$ photometry (Sect. 4), and LW10-[$12\mu\text{m}$] as this filter is equivalent to the IRAS $12\mu\text{m}$ filter and thus tells us how much of the IRAS flux can be attributed to the central source. All ISOCAM observations were performed with the smallest pixel field-of-view, i.e. $1''.5$, in a “beam-switching” mode, i.e. a neighboring empty field is first

¹ The ISO archive is accessible at <http://www.iso.vilspa.esa.es/>

Table 2. ISOCAM photometry of NGC 5253.

Filter	<i>FWHM</i> (")	λ_{ref} (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)	Flux density (mJy)
LW1	2.3	4.5	1.0	125 ± 30
LW10	3.3	12.0	7.0	1960 ± 300
LW9	5.1	14.9	2.0	3900 ± 400

observed, then the telescope slews to the source. The data were analyzed with CIA V5.0 following the standard procedures. In all 3 bands the source is point-like, which means that the transient-correction scheme used is not adapted (see Coulais & Abergel 2000 for a discussion). As a result, our fluxes could be lower limits to the actual flux, though at most by 30–50%, given that a very long integration is always performed on the source. The errors quoted in Table 2 are compound errors, i.e. including photometric and transient errors, they are not statistical 1σ . Fluxes in Table 2 were obtained with aperture photometry correcting for the missed fraction of the PSF, as the ISOCAM PSF has more pronounced low-level wings than the ISAAC one.

3. Colors of the bright clusters

We have combined our *Ks* and *L'* observations with those of C97 to build color-color diagrams of the optically brightest clusters in NGC 5253. For source 5a we measured the optical magnitudes on the HST images using the same technique as in C97. To ensure consistency between our measures we extracted the optical photometry for all clusters from the HST images, the average difference between our values and those of C97 is about 0.02 mag. The F547M-F814W HST color has been converted to $V - I$ using the standard photometric method and a linear fit on the data provided in the HST WFPC2 photometry cookbook². It must be noted that while the F547M magnitudes are quite close to *V*, there is a difference of more than 1 mag. between F814W and *I* and a large color term. In Fig. 2 we plot the observations (solid circles) in $V - Ks/V - I$ and $Ks - L'/V - I$ color-color diagrams. As a reference we also plot the output of Starburst99 (Leitherer et al. 1999) – black solid line – calculated for an instantaneous burst with a metallicity $1/5$ solar and standard IMF (2.35, 1–100 M_{\odot}). All observations depart significantly from the model showing a color excess in all bands, the photometric errors on the colors being 0.1 mag at most for the faintest sources. A warning note is due at this point of the discussion. It is well known that sub-solar single stellar population models fail in reproducing the correct blue to red supergiants star ratio (Langer & Maeder 1995) and that this has important consequences for the predicted colors (Origlia et al. 1999). For this reason, interpretation of Fig. 2 is not free from ambiguities. The problem however only affects the objects in the supergiants phase, cluster 1 and 6 according to the ages derived by C97. In these cases, the red excess could be artificial and partially or fully due to the lack of red supergiants in the model.

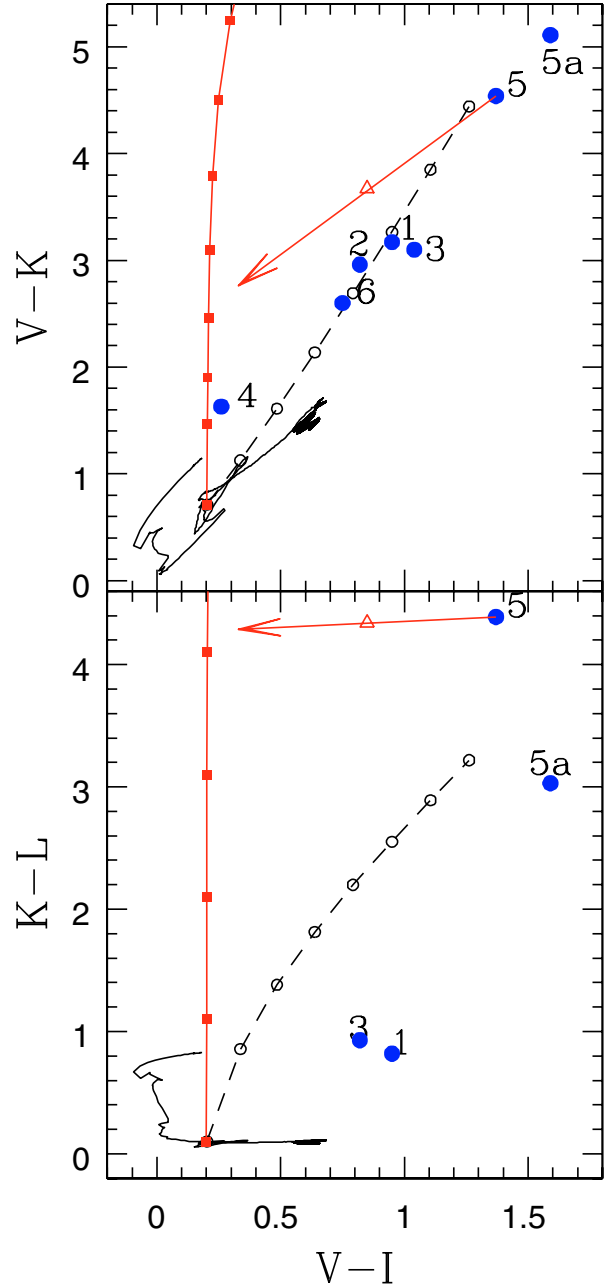


Fig. 2. $V - K/V - I$ and $K - L/V - I$ color-color diagrams of the optically brightest clusters in NGC 5253. The solid black lines represent the output of Starburst99 for an instantaneous burst of $Z = 1/5 Z_{\odot}$. The solid lines with square points denote the change on the 1 Myr old point introduced by an increasing amount of dust at 1000 K. The arrows indicate the effect of 2 mag of visual extinction on the colors of cluster 5. The dashed line with open circles shows how a more proper treatment of all dust effects, extinction, scattering and emission, can affect the optical colors. Starting from the 1 Myr dust free Starburst99 model, we compute the colors of the same cluster embedded in a cocoon with the dust properties derived in Sect. 4, with the *V* optical depth increasing by 1 for each open circle, up to the cluster-5 best-fit value of 7. The photometric errors on the data points are of the same size of the symbols or smaller.

² http://www.stsci.edu/instruments/wfpc2/Wfpc2_phot/wfpc2-cookbook.html/

To understand the effect that dust can have on the clusters' colors, we examine the color corrections induced by dust

emission and extinction (a third, more complex effect, i.e. scattering, will be discussed later on). From the colors predicted by the model for an age of 1 Myr, the square symbols connected by a continuous line show the effect of adding to the stellar emission an increasing fraction of emission from dust at 1000 K (treated as a modified blackbody with an emissivity law in $1/\lambda$). The square symbols indicate the fraction of Ks flux due to dust, with the dust contribution doubling at each step to represent 0, 50, 67, 80, 88, 94% etc. of the flux. From cluster 5 we plot a screen extinction vector corresponding to a correction for $A_V = 2$, an open triangle indicates the value corrected for $A_V = 1$. We have used high resolution ($R = 8 \times 10^4$) optical spectra obtained with UVES at the VLT and still unpublished, to measure the extinction from the Balmer decrement. Using a screen extinction model, we have obtained $A_V = 2.65$ and $A_V = 2.95$ for cluster 1 and 5 respectively. Dust may not present itself only as a screen but could also be mixed with the stars, although this geometry may not be too plausible in the case of clusters. In the mixed case, the attenuation factor is $(1 - e^{-\tau_\lambda})/\tau_\lambda$. The color correction terms that result saturate at high optical depth to values dictated by the extinction curve that are too small to account for the observed clusters' colors. The screen extinction vector thus represents the maximum extinction effect.

Both color-color diagrams give consistent results. The simple examination of Fig. 2 shows that the infrared excess can be explained by the combined effect of extinction and emission by warm dust. There is a degeneracy between age, extinction and dust fraction which prevents from accurately defining the properties of the clusters. There are however a few important facts: (1) an extinction of at least 1–2 mag in V affects all clusters with the only exception of cluster 4; (2) a dust contribution in Ks above 30% is required to bring the colors of all clusters close to the model prediction (this number is obtained by “sliding” the cluster points along the extinction vector till they intersect the dust emission line); (3) clusters 5 and 5a display the most extreme color excess: they require more than 2 mag of extinction and a dust contribution in Ks above 70%. The properties of cluster 5 will be the main subject of the analysis presented in the following.

It must be noted that the broad band magnitudes and colors of young star forming regions are usually strongly contaminated by the presence of emission lines (the gas continuum emission is taken into account by the Starburst99 model). This effect is more evident in V where the contribution of the emission lines can easily exceed 0.5 mag (Thuan et al. 1997; Vanzi 2003). In our case, however, the HST filters F547M and F814W are free from bright emission lines so that the $V - I$ color derived from them can be considered as representative of the continuum. The only band that can be significantly affected by the presence of emission lines is, in our case, Ks so that the $V - Ks$ colors must be considered as upper limits. Since the main emission line present in the Ks band is Bry , the effect can be quantified using the $H\alpha$ fluxes measured by C97 and a standard value for the $H\alpha/Bry$ ratio. For cluster 5, even assuming an extinction $A_V = 9$ as derived by C97, we obtain a correction of only 0.08 mag. The other clusters have equivalent widths of $H\alpha$ that are considerably smaller so that the correction for

those cases can be considered negligible. Another effect that could potentially affect the $V - Ks$ color is the different angular resolution of the HST and VLT images which could be only partially compensated by the different apertures used to extract the photometry.

Anticipating the results presented in Sect. 4, we draw the reader's attention on the apparent disagreement between the rather small visual extinction that can be derived from Fig. 2 and that derived by C97. The reason is that the extinction vector drawn in Fig. 2, as is generally the case in such graphs, only takes into account the extinction effect, and not the scattering by dust grains. It has long been known (e.g. Witt et al. 1992) that while extinction reddens the intrinsic spectrum, scattering makes it bluer. As a net result, when scattering is taken into account, the magnitude of the extinction vector decreases for the same A_V . As C97 took scattering into account in their estimation of extinction, they obtain a larger value than in the simple extinction-only case plotted in Fig. 2. On the same figure, we show the color evolution of the model derived in Sect. 4, with an increasing τ_V (open circles, each circle marks an increase by 1 in the V optical depth, up to $\tau_V = 7$). This model completely incorporates the extinction, scattering and emission effects of dust. Because it incorporates both extinction and emission from dust, the orientation of the color correction vector is a combination of those of the emission vector (squares) and screen extinction (triangle) vector. But since it also accounts for scattering, the amplitude of the color correction for one mag. of optical depth is smaller than in the pure screen extinction case. As will be seen in Sect. 4, our model only partially reproduces the L' band flux, hence the disagreement in the $Ks - L'$ color.

All clusters are barely resolved in our images. In particular in Ks where all field stars display a uniform PSF with $FWHM$ of $0''.40$, clusters 1 and 6 have a $FWHM$ of $0''.50$, cluster 5 of $0''.46$, cluster 3 of $0''.52$, and cluster 2 of $0''.60$, though this last value is made uncertain by the proximity of cluster 3. Cluster 4 is too faint to measure a meaningful $FWHM$. Deconvolving with the stellar PSF we obtain sizes in the range $0''.22 - 0''.45$ (3.5–7.2 pc) that are fully consistent with those measured by C97. In the L' image there are no stars visible so that we have to rely on the standard stars which have a $FWHM$ of $0''.4$. Cluster 5, the only one for which we can reliably measure the $FWHM$ in L' , has a $FWHM$ of $0''.47$ consistent with the value measured in Ks . This means that the dust emission is very compact in Ks and L' and that it is confined to the optically emitting region.

4. Modeling the SED

As it is evident from Fig. 2, cluster 5 stands out among the population of bright stellar clusters in NGC 5253. Since cluster 5 sits at the position of the thermal radio nebula of Turner et al. (2000), we can assume that it is indeed the optical counterpart of the radio nebula. The fact that optical studies show it to suffer from strong extinction strengthens this hypothesis. Thus in this section we first compile observations to build the full spectral energy distribution of cluster 5, from the optical to the radio, and then we attempt to model this SED using the same approach as in SBS 0335-052 (Plante & Sauvage 2002), i.e.

modeling the stellar light transfer in the dust envelope with DUSTY (Ivezić & Elitzur 1997).

4.1. The SED of cluster 5

From the optical to the L' band our task is simple since the spatial resolution of HST (C97) or VLT (this work) allows to separate the cluster from its neighbors and to measure accurately its fluxes. Our optical photometry of cluster 5 agrees within 0.06 mag with C97, the difference is mostly due to the background subtraction.

In the mid-IR range, fluxes come from a variety of works, from the early ones with photometers of Rieke & Low (1972), Moorwood & Glass (1982), and Frogel et al. (1982), to state-of-the-art cameras on large ground-based telescopes (Gorjian et al. 2001) and space observatories, namely IRAS and ISO. At the shortest infrared wavelengths, the ISOCAM $4.5\mu\text{m}$ flux of 125 ± 30 mJy compares well with the 77 mJy measured in the L' ($3.78\mu\text{m}$) image, once taken into account the strong rise from K_s to L' . There is thus no reason to doubt that all of the ISOCAM $4.5\mu\text{m}$ flux comes from cluster 5. Around $10\mu\text{m}$ the measurement from Rieke & Low (1972) appears rather high compared with the more recent determinations of both Frogel et al. (1982) and Moorwood & Glass (1982) and we thus choose to exclude it from the SED. As the SED is seen to increase as the wavelength increases, the 2.2 Jy determination at $11.7\mu\text{m}$ of Gorjian et al. (2001) can be considered compatible with the rest of the photometry, although on the high side. The comparison of our LW10 and the IRAS $12\mu\text{m}$ flux shows that the ISO flux represents only $\sim 75\%$ of the IRAS flux. Given that dust is clearly seen to be widespread in the galaxy, we attribute this discrepancy to diffuse dust, to which ISO and ground based telescopes are much less sensitive than IRAS. Diffuse dust, also called cirrus dust in the Galactic context, has its emission peak around $100\mu\text{m}$. Therefore it must contribute emission to all four IRAS bands, meaning that we cannot attribute 100% of the IRAS fluxes at 25, 60 and $100\mu\text{m}$ to cluster 5. As we do not have high spatial resolution measurements at these wavelengths, we assume that the same correction factor applies to them and consider that only 75% of the IRAS flux at 25, 60 and $100\mu\text{m}$ originates from cluster 5.

Moving to the range $15\text{--}25\mu\text{m}$, the situation becomes slightly confused. As the $18\mu\text{m}$ range is visible from the ground, a number of measurements exist, but they show a rather large scatter, from the small value of 2.9 Jy obtained at $18.7\mu\text{m}$ by Gorjian et al. (2001) to the large IRAS $25\mu\text{m}$ flux of 9 Jy (75% of 12 Jy). Even though the wavelengths are not the same, an increase by more than a factor of 4 is quite surprising. In fact we suspect that, although it is backed by some earlier measurements, the Gorjian et al. flux underestimates the actual flux in this range. For instance, the point source detected with ISOCAM at $14.9\mu\text{m}$ has a flux of 3.9 ± 0.4 Jy, already higher than the $18.7\mu\text{m}$ flux, and very few sources show such a decreasing spectrum from 14.9 to $18.7\mu\text{m}$, even when taking into account the second silicate absorption band at $18\mu\text{m}$. Furthermore, and although the photometric accuracy on the continuum is probably not very good, the spectrum

of Crowther et al. (1999) shows that the continuum increases slightly from 15 to $19\mu\text{m}$, with the level at $25\mu\text{m}$ being a good factor of 2 higher than at $18\mu\text{m}$. The low Q band flux of Rieke & Low (1972) at 3.7 Jy could lend some support to the Gorjian et al. (2001) measurement however Rieke & Low (1972) give no detail on the band used for this measurement and thus we cannot use it to constrain the SED. According to Gorjian (private communication) the low $18.7\mu\text{m}$ flux could be due to too small a chopping throw, resulting in an incorrect zero-level, or a complex airmass correction. We note that a similar measurement in the $18.7\mu\text{m}$ filter was obtained by Martin-Hernandez et al. (2004) giving a higher flux of 5.7 Jy. We will thus discard the $18.7\mu\text{m}$ measurement of Gorjian et al. (2001) from the SED fit.

Further on in the infrared, we only have IRAS measurements, for which the PSF is almost as large as the galaxy. Again we will attribute only 75% of the IRAS flux at 60 and $100\mu\text{m}$ to cluster 5.

Coming to the submillimeter and millimeter range, we enter a realm where dust continuum emission is not necessarily the dominant emission process. Indeed synchrotron or free-free emission usually dominate longward of a few cm. Here we will follow the computations of Turner et al. (1997). These authors show that longward of 2 cm, and for the compact radio source, the flux can reasonably be considered as pure free-free emission. This process has a spectral index of $\alpha = -0.1$ (in $f_\nu \propto \nu^\alpha$). From the 2 cm flux they compute the remaining dust continuum emission at 2.6 mm, an upper limit of 26 ± 10 mJy. This will be the longest wavelength included in the SED, and given that it is based on interferometric data we attribute all this flux to cluster 5. Using the same method we estimate the free-free contribution in our 1.2 mm observation and in the James et al. (2002) $850\mu\text{m}$ SCUBA observation at respectively 43 and 41 mJy. For those last two measurements however we are left in a situation intermediate between the optical and the IRAS ones: at $\sim 10\text{--}20''$, the PSF could be rather large compared to the object. Judging from the James et al. (2002) map, the SCUBA emission comes from the central region of the galaxy, where cluster 5 is located, but also where most of the star formation activity, and ionized gas are concentrated (as revealed e.g. by the radio and $H\alpha$ images of Turner et al. 1998). This is also the case in our 1.2 mm observations. The association with the ionized gas could simply reflect the free-free contribution ($\sim 20\%$) but we have no means of ascertaining that. Therefore we will attribute to cluster 5 the full free-free-corrected fluxes at 1.2 mm and $850\mu\text{m}$, i.e. respectively 71 ± 4 and 151 ± 23 mJy. The errors quoted here are the formal errors derived from ours or James et al. (2002) photometry. A further source of error comes from the free-free correction, however Turner et al. (1997) do not provide enough details for us to estimate the associated error.

Table 3 and Fig. 3 summarize all the measurements included in the spectral energy distribution of cluster 5.

Judging from Fig. 1 one could think that the existence of source 5a brings a further uncertainty to the SED we have just built. We do not think that this is the case since already in L' the source is 3.5 mag fainter, and is less red than cluster 5.

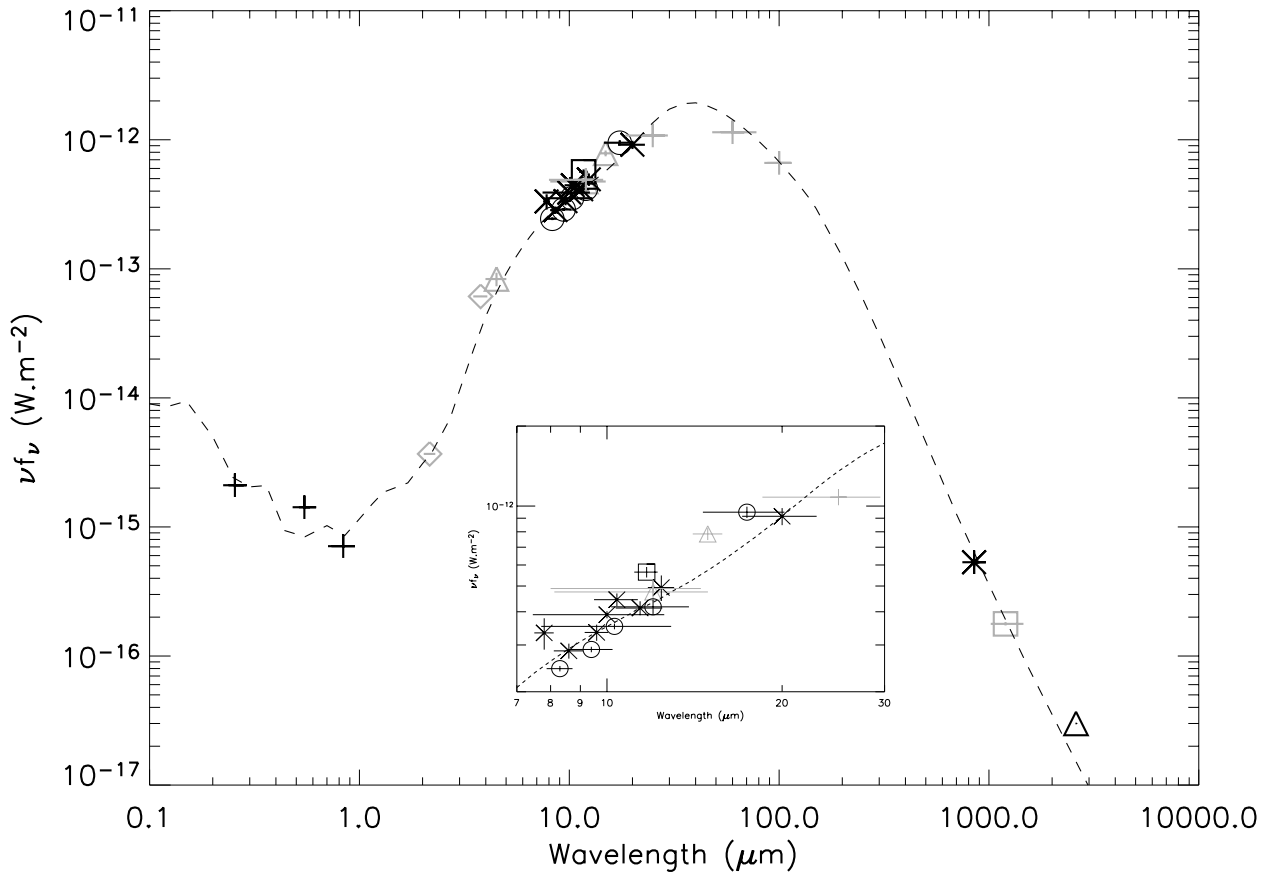


Fig. 3. The spectral energy distribution of cluster 5 in NGC 5253. The 7–30 μm range has been blown up for clarity in the inset. Symbols refer to the photometric source, from left to right: black plus signs correspond to the HST photometry, grey diamonds to the VLT/ISAAC data, grey triangles to the ISO data, black crosses in the 10 μm range to the Frogel et al. (1982) data, black circles to the Moorwood & Glass (1982) data, the black square to the Gorjian et al. (2001) 11.7 μm point, grey plus signs to IRAS data, the black cross in the submillimeter range to SCUBA data, the grey square to our SEST/SIMBA observation, and the black triangle is the OVRO upper limit. Horizontal error bars describe the filter bandwidths, while vertical error bars show the photometric errors, as quoted by the respective authors (see Table 3). In most cases, these bars are shorter than the symbol size. The dashed line is the best fitting DUSTY model.

Furthermore, it does not appear to be detected with ground-based telescopes at 10 μm .

4.2. Fitting the SED

Now that the spectral energy distribution has been built, we turn to DUSTY (Ivezić & Elitzur 1997) to model it. The main feature of DUSTY is that it models the radiative transfer of light emitted from a point source inside a spherically symmetric shell of dust. Though straightforward to describe, this problem actually involves a relatively large number of parameters. The first one is obviously the light source. Here, following Sect. 3, we will use Starburst99 (Leitherer et al. 1999) to generate instantaneous burst models with ages from 1 to 9 Myr at a metallicity of $1/5 Z_{\odot}$, close to the one of NGC 5253. Describing the dust shell requires many more parameters. The first of these is the dust equilibrium temperature at the inner side of the shell, T_{in} . Due to the strategy developed by DUSTY to solve the transfer problem, this temperature sets the physical scale of the model. The radial profile of the dust density has to be described. We take it as a broken power law. For N_{rad} radial zones, this generates $(N_{\text{rad}} - 1)$ radius values for the zone

limits as the outer radius is fixed in terms of the inner radius, and N_{rad} exponents. To introduce some flexibility in the density profile with a limited number of parameters, we chose to run models with two radial zones. In principle, DUSTY can include six different dust grains species. However these are mainly variations around three principal types: the classical astronomical silicates and graphite (Draine & Lee 1984), and amorphous carbon grains, a possibly more realistic representation of interstellar carbon-based dust. With three grains species, the dust composition introduces 2 parameters. Dust is also characterized by its size distribution, taken as a power-law, and thus described with three parameters, the minimum and maximum grain size, and the exponent of the power law. The standard size distribution, the so-called MRN distribution has $a_{\text{min}} = 0.005 \mu\text{m}$, $a_{\text{max}} = 0.25 \mu\text{m}$ (1 μm for graphite) and an exponent $q = 3.5$ (in the sense $n(a) \propto a^{-q}$, Mathis et al. 1977). This size distribution is such that, for a 50–50 mix of astronomical silicate and graphite, it reproduces the Galactic interstellar extinction curve. Finally, the last parameter describing the shell is its thickness, characterized in DUSTY by the visible optical depth τ_V .

Table 3. The compiled spectral energy distribution of Cluster 5. Aperture size are listed when appropriate (i.e. mostly for single-beam measurements). A few telescopes and filter bandwidths are missing because we were unable to find the information in the original papers.

Telescope/instrument	Filter name	λ	$\Delta\lambda$	Aperture	Flux	Source
		μm	μm			
HST/WFPC2	<i>F255W</i>	0.2574	0.041		0.179	C97
HST/WFPC2	<i>F547M</i>	0.5465	0.049		0.259	C97
HST/WFPC2	<i>F814W</i>	0.8370	0.176		0.198	C97
VLT/ISAAC	<i>Ks</i>	2.16	0.27		2.65	this work
VLT/ISAAC	<i>L'</i>	3.78	0.58		77.2	this work
ISO/ISOCAM	<i>LW1</i>	4.5	1.0		125 ± 30	this work
CTIO 1.5 4 m		7.8	0.6	8.2	866 ± 234	Frogel et al. (1982)
ESO 3.6 m	<i>N1</i>	8.3	0.85	7.5	676 ± 32	Moorwood & Glass (1982)
CTIO 1.5 4 m		8.6	1.0	8.2	817 ± 106	Frogel et al. (1982)
ESO 3.6 m	<i>N2</i>	9.4	1.65	7.5	904 ± 43	Moorwood & Glass (1982)
CTIO 1.5 4 m		9.6	0.9	8.2	1070 ± 150	Frogel et al. (1982)
CTIO 1.5 4 m		10.0	5.1	8.2	1300 ± 80	Frogel et al. (1982)
		10.0	5.4	6.0	2130 ± 150 ^a	Rieke & Low (1972)
ESO 3.6 m	<i>N</i>	10.3	5.2	7.5	1210 ± 60	Moorwood & Glass (1982)
CTIO 1.5 4 m		10.4	1.8	8.2	1540 ± 170	Frogel et al. (1982)
		10.4	1.3	8.5	1365 ± 90	Lebofsky & Rieke (1979)
		10.6	5	8.5	1500	Lebofsky & Rieke (1979)
CTIO 1.5 4 m		11.4	2.1	8.2	1570 ± 190	Frogel et al. (1982)
Keck/LWS		11.7	1.0		2200 ± 200	Gorjian et al. (2001)
ESO 3.6 m	<i>N3</i>	12.0	3.7	7.5	1670 ± 200	Moorwood & Glass (1982)
ISO/ISOCAM	<i>LW10</i>	12.0	7.0		1900 ± 300	this work
IRAS	12	12.0	7.0		2610 ± 131 ^b	Moshir et al. (1990)
CTIO 1.5 4 m		12.4	1.3	8.2	2040 ± 450	Frogel et al. (1982)
ISO/ISOCAM	<i>LW9</i>	14.9	2.0		3900 ± 400	this work
ESO 3.6 m	<i>Q</i>	17.4	5.6	7.5	5500 ± 539	Moorwood & Glass (1982)
Keck/LWS		18.7	0.5		2900 ± 300 ^a	Gorjian et al. (2001)
CTIO 1.5 4 m		20.0	5.9	8.2	6100 ± 900	Frogel et al. (1982)
	<i>Q</i>	21.0		6.0	3700 ± 400 ^a	Rieke & Low (1972)
IRAS	25	25.0	11.15		12 000 ± 600 ^b	Moshir et al. (1990)
IRAS	60	60.0	32.5		30 500 ± 1220 ^b	Moshir et al. (1990)
IRAS	100	100.0	31.5		29 400 ± 1760 ^b	Moshir et al. (1990)
JCMT/SCUBA		850.0	62	41	151 ± 23 ^c	James et al. (2002)
SEST/SIMBA		1200.0	465		71 ± 4 ^c	this work
OVRO		2600.0	22.6		<26 ^c	Turner et al. (1997)

^a This measurement is not used as a constraint for the SED fit, see text for details.^b Only 75% of this flux is used as a constraint for the SED fit, see text for details.^c Corresponds to the dust-only flux, see text for details.

Therefore to summarize the parameters that describe a DUSTY model in our case are: t_{sb} the age of the burst, T_{in} the temperature on the inner side of the shell, X_{Si} and X_{gr} the abundances of silicates and graphite (the abundance of amorphous carbon is $X_{\text{am}} = 1 - [X_{\text{Si}} + X_{\text{gr}}]$), a_{min} , a_{max} , and q the parameters of the size distribution, r_{lim} the transition radius between the two radial zones, β_1 and β_2 the exponents of the density power-law (in the sense $\rho \propto r^{-\beta}$), and finally τ_V the optical depth. This is a total of 11 parameters. As can be seen in Table 3 we have almost 3 times as many photometric data points so the problem

is clearly over-constrained. However an 11-dimension parameter space is not one that is easy to explore systematically. To identify the best-fit model, we choose a strategy where we start from a standard dust shell model and have a restricted set of parameters explore their full space. The best fitting model among this set is then used as a “seed” and a new set of parameters is allowed to explore a large part of their respective space. In general, when we start with a new seed model, parameters of the previous exploration are still allowed some margin. This is especially true of τ_v for purely technical reasons. This is

Table 4. Parameters of the best-fitting dusty model. In the acceptable range, we give an indication of the range of values that, while producing a worse fit, still correspond to a model reproducing the data within the photometric uncertainties.

Parameter	Value	Acceptable range
t_{sb}	1 Myr	1–2 Myr
T_{in}	570 K	550–650 K
X_{Si}	0	<10
X_{Gr}	0.84	0.8–0.9
a_{min}	0.005 μm	<0.01 μm
a_{max}	0.5 μm	0.4–0.6 μm
q	2.5	2.5–3.0
r_{lim}	2.8 pc	2.8–7 pc
β_1	0	0–0.5
β_2	0.5	0–0.5
τ_V	7	7–8

repeated a number of times so that all the 11 dimensions of the parameter space are explored more than once.

To compare a model to the observations, the model SED is integrated using the filters' respective transmission curves and photometric conventions to produce model fluxes. For the photometric data of Moorwood & Glass (1982) and Frogel et al. (1982), we could not find the actual filter transmissions and thus a square bandpass was used. The best fitting model is the one that minimizes the quantity:

$$\Delta = \sum_{i=1}^{N_{\text{filter}}} \left[\frac{f_i^{\text{obs}} - f_i^{\text{mod}}}{f_i^{\text{obs}}} \right]^2. \quad (1)$$

The advantage of Eq. (1) is that it gives an equal weight to the small and large flux values, an important fact given the very large dynamic range of cluster 5's SED (about 6 orders of magnitude), and that it is symmetric, i.e. models that over- or under-predict the SED by the same amount have equal weight.

The best-fitting model is displayed as a dashed line in Fig. 3. The search for a better fit in an 11-dimension parameter space can be a never-ending one. This model is the best-fitting in the sense that it reproduces the data within the average photometric error, with the exception of the F547M filter. In Table 4 we have indicated the range in which individual parameters can vary without significantly degrading the fit. Before extracting physical information from the fit, it is worth commenting on some of the features discovered as we searched for the best fitting model.

First, while we have allowed the age to vary between 1 and 9 Myr for a substantial part of the parameter space exploration, we have found no intermediate best-fitting model (or “seed” model to use the terminology above) for ages different than 1 or 2 Myr. This age is younger than that derived from the optical colors alone, although not by a large amount. It is also smaller than the age of the Antennae dust-enshrouded SSC (Gilbert et al. 2000), making it one of the youngest such source.

Second, the optical depth converges invariably toward a value of 7–8. Interestingly, this is very close to the value measured by C97, 9 Vmag. It is also in the same range as that measured by Gilbert et al. (2000) for the Antennae SSC. However

it does not agree with what can be deduced from the color-color diagram presented in Fig. 2: the red arrow extending from cluster 5 seems to imply only 2 Vmag of extinction. The reason is simple: the effect of dust on the flux in the V , I , Ks and L' bands is much more complex than a simple screen extinction on the stellar flux combined with thermal emission in the infrared bands. Scattering also has to be taken into account and, as it is amply demonstrated in Witt et al. (1992), it makes the intrinsic spectrum bluer, and thus works in the opposite direction of extinction. This very complex effect of dust is exemplified in Fig. 2 with the dashed line: we have taken the best fitting model and decreased its visual optical depth (τ_V) from 7 to almost 0 (i.e. no dust at all). As can be seen, the effect on the colors combines that of the simple screen extinction and hot dust contamination, but the color change per unit of optical depth is much less than that implied by screen extinction, mostly because of scattering.

Finally the temperature on the inner side of the shell is also rather stable in all seed models at around 500–600 K, with the best-fit value at 570 K. When compared with the results obtained for SBS 0335-052 (Plante & Sauvage 2002), i.e. an optical depth of 30 and an internal temperature of 700 K, this shows that the cluster in NGC 5253 is a less extreme case than that of SBS 0335-052, though not strikingly different.

From the actual parameters of the best-fitting model (see Table 4), we can extract physical parameters of the embedded source and its surrounding cocoon (the equations to perform this can be found in Plante & Sauvage 2002). The best-constrained parameter is the luminosity since this is simply the integral of the SED, which is already well described by the observations. The luminosity we obtain is $1.2 \times 10^9 L_{\odot}$. The uncertainty on this value is $\sim 20\%$. The bolometric luminosity of a nearby galaxy is a very difficult quantity to estimate, however one can get a good insight of the importance of cluster 5 by comparing its SED, i.e. Fig. 3, to the complete SED of the galaxy, readily available on the NASA Extragalactic Database³. This shows, quite expectedly, that cluster 5 produces nearly all of the IR-Submm luminosity of NGC 5253, but more important, it produces a luminosity equivalent to that emerging in the UV-visible region. Therefore this shows that a single source, of very modest physical size, can generate as much energy as the complete galaxy. In other terms, it means that even when we consider the global SED of the galaxy, the origin of the energy can be a very strong function of the wavelength, i.e. from the widespread distribution of stars over the whole galaxy body in the UV-visible, to a single compact source in the IR-Submm. Depending on the representativity of NGC 5253 with respect to other galaxies, this fact could have a significant impact on all attempts to model the evolution of global SED (e.g. Chary & Elbaz 2001; Dale & Helou 2002; Chapman et al. 2003). Finally, to compare clusters to one another, it is often convenient to express the luminosity as a number of equivalent O7V stars (see the properties of this “standard” in Vacca et al. 1996). We find that the bolometric luminosity of cluster 5 requires 4700 of these stars, well in the range of SSC's stellar content and quite close to the radio estimate of 4000 (Turner et al. 2000).

³ see <http://nedwww.ipac.caltech.edu/>

Using this luminosity and Starburst99 we can obtain the mass of stars present in the cluster. This is $8.2 \times 10^5 M_{\odot}$, very close to the estimate of C97 ($10^6 M_{\odot}$). This mass obviously depends on the IMF used in the model, in this case a Salpeter IMF with masses between 1 and $100 M_{\odot}$, and would increase to $2.1 \times 10^6 M_{\odot}$ if the mass distribution extends down to $0.1 M_{\odot}$. However, assuming a single slope value over the whole 0.1– $100 M_{\odot}$ range is probably not justified (see for instance the detailed study of Kroupa et al. 1993) and usually overestimates the stellar mass. Using a slope 1.25 between 0.1 and $1 M_{\odot}$ (Scalo 1986), the mass of the cluster becomes $1.2 \times 10^6 M_{\odot}$. This mass is well in the range observed for SSCs, although compared to SBS 0335-052 or the Antennae, it appears on the low side (see Plante & Sauvage 2002; Gilbert et al. 2000).

Concerning the geometry of the cocoon around the cluster, we find that it extends out to a radius of ~ 140 pc, or approximately $9''$. This value strongly depends on T_{in} and it is smaller for larger values of the inner temperature. We point out that this is the predicted size of the dust cloud inside which the cluster should reside, but that depending on the observing wavelength, the angular size of the source will vary, since the dust temperature strongly decreases with radius. Even though, this is rather large compared to the size of the central star formation region of the galaxy (see Fig. 1). This can be resolved in a number of ways. (1) Cluster 5 is only located in projection in the central region, but it is in fact behind, or less likely in front of the star forming region, or (2) cluster 5 is indeed part of the star forming region, and the dust cloud we model here encompasses it all. In that second case, which is more likely, all the central clusters should suffer from some extinction, which is the case, and all these provide some heating to the dust, so that our SED for cluster 5 is overestimated. Correcting this is impossible, but would lead to a lower luminosity for the central cluster and a smaller stellar mass. We note though, that the high resolution observations in the 10– $20 \mu\text{m}$ region show that only cluster 5 contributes infrared emission. This means that the heating provided by the other clusters is likely small, hence the correction on the model result should be small as well. It is interesting to note that the predicted size should be close to the observed size in the submillimeter range, since in that range we are most sensitive to cold dust. Indeed the SCUBA map of James et al. (2002) shows a source with a compatible angular size (25– $30''$ diameter at the 6σ level).

The most striking properties of the dust cocoon, as found from the best-fitting model, are directly connected to the dust grains. We find that the exponent of the grain size distribution is 2.5, shallower than in the MRN distribution, i.e. it biases the distribution toward larger grains compared to the standard interstellar medium, as was found for SBS 0335-052. As noted in Plante & Sauvage (2002) this appears to be common in high density regions exposed to strong radiation fields (see for instance the work of Maiolino et al. 2001). With sizes between $0.005 \mu\text{m}$ and $0.5 \mu\text{m}$, we do not find in NGC 5253 the lack of small grains that was observed in SBS 0335-052 where sizes ranged between 0.022 and $1 \mu\text{m}$. Finally the chemical composition of the dust is very different from that found in the general ISM of our galaxy: we find that for the best-fit model, the dust composition requires no silicate component, being made

of 84% graphite and 16% amorphous carbon. This is an extreme composition, even more severe than in the SBS 0335-052 cases where the best fit model required 23% silicates (Plante & Sauvage 2002). It first finds some observational support in the SWS spectrum of Crowther et al. (1999): even though independent measurements show significant extinction toward cluster 5, the spectrum does not show any absorption at the location of the strongest silicate band, $9.7 \mu\text{m}$. We have then explored the deterioration of the fit if we intentionally add silicates to the dust mixture, while keeping the rest of the model constant. We observe that the figure of merit of the fit degrades gradually, being twice as large as the best fit value for a 25% abundance of silicates. However the worst problem is that since our model requires hot grains toward the center of the structure to fit the NIR-MIR emission, as soon as the fraction of silicates reaches 10%, we start to observe emission features in the model, which are absent from the SWS spectrum for instance. We therefore feel that indeed the dust in the cocoon presents a severe lack of silicates.

We find that the density profile along the shell radius is shallower than in SBS 0335-052. Here the shell has a flat profile over the first 2–5% of its radius and then falls with an exponent of 1/2. This profile, combined with the dust composition and size distribution, leads to a total dust mass in the envelope of $1.5 \times 10^5 M_{\odot}$. The dust mass is directly proportional to the optical depth. It obviously also depends on the chemical composition, dust size distribution and density profile, all three parameters also influencing the optical depth. We find that the acceptable range of values can lead to a variation of the dust mass by a factor of ~ 2 . Meier et al. (2002) estimate that $\sim 10^7 M_{\odot}$ of H_2 is present in the central region of the galaxy. Not all this gas is associated to the star formation episode: if we follow the estimation of the same authors, only $5 \times 10^5 M_{\odot}$ of H_2 are causally connected to the current starburst, which obviously includes cluster 5. This would imply a molecular gas to dust mass ratio of ~ 3 – 4 . This is rather high, even considering the lack of good statistics on this particular ratio. It is however not possible to elaborate on this particular issue, given the facts that (1) the molecular mass comes from an interferometric measurement, (2) NGC 5253 is a low-metallicity star-forming galaxy where the CO-to- H_2 conversion ratio can be quite different from the standard value and (3) the determination of which fraction of the H_2 gas mass is actually linked with the current burst is a difficult matter. We also note here that the mass of dust would be decreased if DUSTY allowed for temperature fluctuations in the dust (see Plante & Sauvage 2002). If we consider that the dust mass in the cocoon is a good measure of the total dust mass in the galaxy (the cocoon provides almost all the IR-Submm luminosity), then the molecular gas to dust mass ratio in the central region of the galaxy becomes ~ 70 , i.e. a more reasonable value.

Finally, we note that in a recent investigation of the ionized nebula associated with cluster 5, Turner et al. (2003) consider that none of the optical clusters, those detected in the HST data, coincide with the near-infrared source. This rests on a displacement between cluster 5 in the HST data and the NIR main source of $0'.3 \pm 0'.1$, which we also confirm with our data. Does this mean that indeed the two objects, cluster 5, and the infrared

source are different? We think this is too small an offset to guarantee that indeed we have two independent sources here. The visual location of the source could for instance be affected by non-uniform extinction on the face of the cluster. To be complete however we investigated the consequences of Turner et al. (2003) statement, which basically results in the HST data dropping out of the fit. The main consequence is that the optical depth has to increase to values in the range 15–20, which in turn increases the dust mass required in the envelope. We therefore conclude that the model we have presented here represents at least a lower limit (in terms of the mass involved) to the actual situation in NGC 5253. To be able to state whether we are dealing with a single source from the visible to the NIR or not would require high-resolution images covering the V to K band, in order to “follow” the source’s morphology and position with wavelength.

5. Conclusions

We can summarize the conclusions of our work as follows:

- We have obtained very high quality NIR data of NGC 5253 in the K_s and L' bands. The optically bright clusters detected all show a red excess that can be explained with the combined effect of extinction and dust emission. This however must be considered cautiously for the clusters in the red supergiant phase due to the uncertainty introduced on the models by the metallicity.
- One single cluster dominates the galaxy output beyond $3\mu\text{m}$. We have detected NGC 5253 at 1.2 mm, we attribute the flux observed at this wavelength to the IR bright cluster known as cluster 5.
- Using our observations, archive data and data available in the literature we have built a complete spectral energy distribution from the optical to the millimeter, doing this we find further evidence that one single cluster is responsible for most of the IR flux which is comparable to the optical flux of the whole galaxy.

We have then used the model DUSTY to fit the SED and derive the parameters of the IR cluster. We have found that:

- The IR cluster has a stellar mass of about $0.82\text{--}2.1 \times 10^6 M_\odot$ depending on the IMF used, and a luminosity equivalent to 4700 O7V stars. This cluster is obscured by 7 mag of optical extinction.
- The dust in which the cluster is embedded shows the now familiar bias toward shallower size distribution than the MRN one, and strikingly lacks silicates, a composition that can explain the absence of a significant silicate absorption band. Adding silicates to the best fit model, to obtain a dust composition that resembles the classical one, lead to emission features in the model spectrum as the NIR part of the SED requires relatively hot grains. None of these features are observed.
- The total dust mass necessary to reproduce the optical to submm SED of cluster 5 is $1.5 \times 10^5 M_\odot$. This is a relatively small amount intrinsically, although when compared

to the molecular mass observed to be involved in the current episode of star formation, it becomes a substantial fraction of the ISM.

Finally we wish to stress again that NGC 5253 provides a striking example of an object where one part of the spectral energy distribution, i.e. the IR-submm one, is completely decoupled from the other, the UV-optical one. The existence of such objects, if not a space oddity, would cast some doubt on our ability to predict the global spectral energy distributions of galaxies as they evolve in time.

Acknowledgements. We are grateful to Daniela Calzetti, Claus Leitherer and Stéphanie Plante for providing us useful information during our work. We thank Daniel Schaerer and Leticia Martin-Hernández for letting us quote their new NGC 5253’s Q1-band flux. We also thank the ESO staff that carried out the observations at the VLT in Service Mode providing us data of outstanding quality. MS acknowledges the support of ESO under the Visiting Scientist program. This research has made use of the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration. The ISO data used in this paper was processed with CIA, a joint development by the ESA Astrophysics Division and the ISOCAM consortium led by the ISOCAM P.I. C. Cesarsky, Direction des Sciences de la Matière, CEA Saclay, France. Finally we thank the referee, Richard de Grijs, for his comments which contributed to improve this paper and for his very positive attitude and availability to discussion.

References

- Beck, S. C., Turner, J. L., Ho, P. T. P., Lacy, J. H., & Kelly, D. 1996, *ApJ*, 457, 610
- Caldwell, N., & Phillips, M. M. 1989, *ApJ*, 338, 789
- Calzetti, D., Meurer, G. R., Bohlin, R. C., et al. 1997, *AJ*, 114, 1834 (C97)
- Calzetti, D., Conelice, C. J., Gallagher, J. S., & Kinney, A. L. 1999, *AJ*, 118, 797
- Chapman, S. C., Helou, G., Lewis, G. F., & Dale, D. A. 2003, *ApJ*, 588, 186
- Chary, R. R., & Elbaz, D. 2001, *ApJ*, 556, 562
- Conti, P. S., & Vacca, W. D. 1994, *ApJ*, 423, L97
- Contursi, A., Lequeux, J., Cesarsky, D., et al. 2000, *A&A*, 362, 310
- Coulais, A., & Abergel, A. 2000, *A&AS*, 141, 533
- Crowther, P. A., Beck, S. C., Willis, et al. 1999, *MNRAS*, 304, 654
- Dale, D. A., & Helou, G. 2002, *ApJ*, 576, 159
- Draine, B. T., & Lee, H. M. 1984, *ApJ*, 285, 89
- Forbes, D. A., Ward, M. J., Depoy, D. L., Boisson, C., & Smith, M. S. 1992, *MNRAS*, 254, 509
- Frogel, J. F., Elias, J. H., & Phillips, M. M. 1982, *ApJ*, 260, 70
- Gibson, B. K., Stetson, P. B., Freedman, W. L., et al. 2000, *ApJ*, 529, 723
- Gilbert, A. M., Graham, J. R., McLean, I. S., et al. 2000, *ApJ*, 533, L57
- Glass, I. S. 1973, *MNRAS*, 164, 155
- Gorjian, V. 1996, *AJ*, 112, 1886
- Gorjian, V., Turner, J. L., & Beck, S. C. 2001, *ApJ*, 554, L29
- Hunt, L. K., Vanzi, L., & Thuan, T. X. 2001, *A&A*, 377, 66

- Ivezić, Ž., & Elitzur, M. 1997, *MNRAS*, 287, 799
- James, A., Dunne, L., Eales, S., & Edmunds, M. G. 2002, *MNRAS*, 335, 753
- Kobulnicky, H. A., & Johnson, K. E. 1999, *ApJ*, 527, 154
- Kobulnicky, H. A., Kennicutt, R. C., & Pizagno, J. L. 1999, *ApJ*, 514, 544
- Kroupa, P., Tout, C. A., & Gilmore, G. 1993, *MNRAS*, 262, 545
- Langer, N., & Maeder, A. 1995, *A&A*, 297, 483
- Lebofsky, M. J., & Rieke, G. H. 1979, *ApJ*, 229, 111
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J. D., et al. 1999, *ApJS*, 123, 3
- Maiolino, R., Marconi, A., & Oliva, E. 2001, *A&A*, 365, 37
- Martin, C. L., & Kennicutt, R. C. 1995, *ApJ*, 447, 171
- Martin-Hernandez, N. L., et al. 2004, in preparation
- Mathis, J. S., Rumpl, W., & Nordsieck, K. H. 1977, *ApJ*, 217, 425
- Meier, D. S., Turner, J. L., & Beck, S. C. 2002, *AJ*, 124, 877
- Moorwood, A. F. M., & Glass, I. S. 1982, *A&A*, 115, 84
- Moshir, M., Kopan, G., Conrow, T., et al. 1990, *Infrared Astronomical Satellite Catalogs, The Faint Source Catalog, version 2.0*, <http://irsa.ipac.caltech.edu/IRASdocs/surveys/fsc.html>
- Origlia, L., Goldader, J. D., Leitherer, C., Schaerer, D., & Oliva, E. 1999, *ApJ*, 514, 96
- Plante, S., & Sauvage, M. 2002, *AJ*, 124, 1995
- Rieke, G. H., & Low, F. J. 1972, *ApJ*, 176, L95
- Roche, P. F., Aitken, D. K., Smith, C. H., & Ward, M. J. 1991, *MNRAS*, 248, 606
- Scalo, J. M. 1986, *Fund. Cosm. Ph.*, 11, 1
- Thim, F., Tamman, G. A., Saha, A., et al. 2003, *ApJ*, 590, 256
- Thuan, T. X., Izotov, I. Y., & Lipovetsky, V. A. 1997, *ApJ*, 477, 661
- Thuan, T. X., Sauvage, M., & Madden, S. C. 1999, *ApJ*, 516, 783
- Turner, J. L., Beck, S. C., & Hurt, R. L. 1997, *ApJ*, 474, L11
- Turner, J. L., Ho, P. T. P., & Beck, S. 1998, *AJ*, 116, 1212
- Turner, J. L., Beck, S. C., & Ho, P. T. P. 2000, *ApJ*, 532, L109
- Turner, J. L., Beck, S. C., Crosthwaite, L. P., et al. 2003, *Nature*, 423, 621
- Vacca, W. D., Garmany, C. D., & Shull, J. M. 1996, *ApJ*, 460, 914
- Vacca, W. D., Johnson, K. E., & Conti, P. S. 2002, *AJ*, 123, 772
- Vanzi, L. 2003, *A&A*, 408, 523
- Van den Bergh, S. 1980, *PASP*, 92, 122
- Welch, G. A. 1970, *ApJ*, 161, 821
- Witt, A. N., Thronson, H. A., & Capuano, J. M. 1992, *ApJ*, 393, 611

Pas de science sans instruments : exploiter ISO, construire Herschel

On pourra s'étonner dans un document de ce type de trouver cette section consacrée essentiellement à la préparation et à l'exploitation d'instruments. Cela dit, ceux qui me connaissent savent que ces deux missions occupent une très grande fraction de mon temps (et le lecteur astucieux l'aura sûrement déduit du nombre de fois qu'elles ont été mentionnées), et pas seulement pour analyser et interpréter les données. Dans la mesure où ce document est censé permettre de juger de ma capacité à encadrer le travail d'étudiant(s) sur la base de mon activité actuelle et passée, il me semble impossible de passer sur ce qui par moment a pu constituer l'essentiel de mon travail et sur quoi repose en fait ma position au Service d'Astrophysique.

L'ensemble de ma carrière au SAP a été placé sous le signe de l'infrarouge spatial et j'ai occupé, autour d'ISOCAM d'abord et d'Herschel ensuite, une position similaire que je vais tenter d'expliquer ici. Le SAP a en effet une très forte activité de développement et de construction d'instruments, pour la plupart spatiaux, mais sans s'interdire d'exploiter au sol le potentiel des innovations développées pour le spatial. Cela dit, le SAP entend bien obtenir de chacun de ses développements un retour scientifique à la hauteur de ses investissements. Ce retour scientifique se mesure au nombre de résultats engrangés par les scientifiques du SAP, sous forme de publications ou de collaborations engagées autour des possibilités de l'instrument.

Pour cela, il est important que l'utilisation des instruments ne soit pas restreinte aux seuls scientifiques impliqués dans sa construction, mais qu'au contraire, elle s'ouvre le plus largement possible au reste du laboratoire. Pour réaliser cela le plus efficacement possible, il faut entourer les instruments d'un groupe d'experts qui, en participant au développement et à l'exploitation de façon directe, acquièrent une forte connaissance instrumentale, et peuvent ainsi offrir une interface pour les autres scientifiques, moins au fait des possibilités de l'instrument mais souvent porteurs de projets aussi fertiles, sinon plus, que ceux auxquels les experts peuvent penser.

C'est donc le rôle que j'ai appris à jouer autour d'ISOCAM, et que je me prépare à jouer autour des instruments SPIRE et PACS pour Herschel.

7.1 ISOCAM, de la préparation à l'archivage

7.1.1 Support instrumental d'ISOCAM

On ne peut pas dire que j'ai réellement participé au développement d'ISOCAM, puisque mon arrivée au SAP a pratiquement coïncidé avec la livraison du modèle de vol de l'instrument. Par contre j'ai été d'emblée intégré dans l'équipe chargée du support de l'instrument. L'organisation de ce support a connu quelques itérations mais s'est assez rapidement stabilisée autour d'une structure chargée du "temps réel" au centre de contrôle du satellite de l'ESA à Vilspa en Espagne, et d'une structure un peu plus distante localisée au SAP et à l'Institut d'Astrophysique Spatiale à Orsay.

La raison d'être de cette double structure tient au fait que l'exploitation d'une expérience spatiale pose deux types de contraintes : d'une part il faut s'assurer au jour le jour de la bonne santé de l'instrument et éventuellement réagir immédiatement aux problèmes rencontrés, et d'autre part il faut, comme avec tout pro-

totype, apprendre à utiliser l'instrument, à analyser ses données et identifier les besoins de calibration. Ces deux activités ne peuvent pas, de façon pratique, être accomplies par les mêmes équipes car l'une demande une réactivité de tous les instants, alors que l'autre demande du temps de réflexion et l'accumulation de points de mesure. A Vilspa le rôle de suivi en direct, au SAP et à l'IAS le rôle de développement de l'expertise, charge à ces deux laboratoires de transférer leur connaissance à Vilspa et à l'ensemble de faire circuler l'information.

Pour ma part j'ai commencé mes activités autour d'ISOCAM un peu avant le lancement. A cette époque je me suis surtout consacré à la préparation des observations sur plusieurs fronts : une contribution au manuel de l'utilisateur ISOCAM, une participation aux tests logiciels du système de programmation des observations, ainsi qu'une participation à l'élaboration et à la programmation des observations du temps garanti consacrées aux galaxies proches.

Après le lancement en novembre 1995, la vie a changé et mon travail a d'abord compris une très grande part d'analyse de données de calibration et de développement de méthodes et d'outils de traitement des données. Mes contributions à ce domaine sont assez diverses et je noterai simplement un travail sur la prédiction des courants d'obscurité à la suite de celui d'Andrea Biviano, qui a permis de mettre en évidence la dépendance de ce courant en fonction de la température des détecteurs (Biviano et al., 2000), ainsi qu'une étude sur les effets de mémoire dans le détecteur grande longueur d'onde d'ISOCAM qui montre que ces effets sont fonction du niveau de flux (mesuré en nombre de "coups" par unité temps) et du temps, et non fonction de l'énergie (nombre de "coups") et du nombre de lectures, travail qui bien que très formel, a permis de mieux trier et comparer les méthodes proposées pour corriger ces effets et de généraliser les processus de traitement de flots continus de données. Ce travail sur la calibration d'ISOCAM a eu un certain nombre de concrétisations, comme la publication d'articles consacrés à la calibration (par exemple Starck et al., 1999).

Au cours de mon travail sur le support instrumental d'ISOCAM, j'ai eu l'occasion vers la fin des opérations du satellite de participer à l'équipe de support localisée à Vilspa. Cette expérience a été très enrichissante. Elle m'a d'une part permis de participer directement à la vie du satellite, ce qui, en tout cas pour moi, était un travail très excitant. D'autre part, elle m'a fait comprendre que la séparation que nous avions instaurée entre l'équipe de Vilspa et les équipes en France pouvait avoir un effet pervers majeur, à savoir une certaine perte de communication entre les deux groupes, engendrée simplement par les préoccupations trop différentes de part et d'autre. A la réflexion, il aurait sûrement été très souhaitable d'organiser des périodes de rotation des membres d'une équipe vers l'autre équipe. Cela aurait permis de rompre, ou tout du moins d'assouplir, les barrières qui s'installent naturellement entre deux groupes si distincts géographiquement.

7.1.2 Les centres ISO

ISO a été l'un des premiers observatoires en orbite lancé par l'ESA et la question de l'organisation de son "quartier général" s'est rapidement posée. Ce lieu est par excellence celui où les astronomes espèrent trouver toute l'expertise nécessaire à la préparation et à l'exploitation de leurs observations.

Le moins que l'on puisse dire c'est qu'il a fallu plusieurs étapes pour parvenir à une structure opérationnelle qui satisfasse l'objectif d'apporter à la communauté astronomique le service dont elle avait besoin pour exploiter ISO. Le lieu logique d'implantation de ce quartier général aurait pu être l'ESTEC, mais le fait que les équipes ISO se soient déplacées de Noordwijk à Vilspa n'allait pas dans le sens de la construction d'un "quartier général" comme peut l'être le Space Telescope Science Center. De plus, dans toute la phase située avant le lancement, les équipes de l'ESTEC ne rassemblaient que très peu d'expertise instrumentale, celle dont les futurs utilisateurs d'ISO allaient avoir besoin.

Cette expertise était plutôt dans les centres qui réalisaient les instruments et c'est pour cette raison que les agences spatiales des pays PI (Allemagne, France, Hollande et Royaume Uni) ont créé les centres nationaux, sortes de relais entre le projet ISO et la communauté astronomique.

Parallèlement à mes activités dans le groupe ISOCAM du SAP, j'ai donc intégré le centre ISO français, constitué par des membres de l'IAS à Orsay et du SAP, sous la direction de Diego Cesarsky. Dans ce centre nous avons véritablement accompagné la communauté française dans sa découverte et son utilisation d'ISO. Ce travail consistait dans une première phase à aider les astronomes à transformer leurs projets scientifiques en une série d'observations. Il faut bien se rendre compte qu'en 1994-1995, les années pendant lesquelles les demandes de temps ISO ont dû être rédigées, nous avons encore eu très peu l'occasion de manipuler des instruments semblables à ceux qu'ISO embarquait, et qu'il y avait un long travail de familiarisation à effectuer (de plus,

contrairement au cas de Spitzer, les propositions ISO de temps ouvert ont dû être faites sans connaissance réelles des performances des instruments en vol). Je dois avouer que dans bien des cas, j'effectuais ce travail en même temps que nos visiteurs, ce qui servait pour les suivants.

Dans une deuxième phase, le centre ISO a accueilli ses visiteurs pour l'analyse de leur données. Cette phase a évidemment été celle qui nous a demandé le plus de travail car, dans les premiers temps, nous ne disposions pas des outils nécessaires. Je dois avouer que nous avons commencé les observations ISO dans un relatif état d'impréparation. On pourra en avoir une idée en réalisant que lorsque les données de la carte de M 51 obtenues pour la première lumière sont arrivées à Saclay, aucun des logiciels prévus pour les analyser n'a fonctionné et qu'un certain nombre d'entre nous sont restés jusqu'à des heures indues pour corriger tous les problèmes et arriver enfin à "voir" M 51 en infrarouge, provoquant l'inquiétude dans nos foyers respectifs, que nous avons bien évidemment oublié de prévenir.

Le logiciel d'analyse des données, CIA, s'est donc surtout développé après le lancement, au fur et à mesure de notre prise en main de l'instrument. Nous aurions sans doute pu anticiper un peu plus cette phase.

D'un centre dédié au support des astronomes français, le centre ISO s'est assez rapidement ouvert aux astronomes étrangers qui voulaient y venir, et c'est ainsi que je me suis retrouvé participer à des recherches bien au delà de mon domaine d'expertise scientifique, comme les étoiles évoluées des Nuages de Magellan (Kučinskas et al., 2000), ou la perte de masse dans les galaxies elliptiques (Athey et al., 2002).

Les mois d'exploitation passant, le centre de Vilspa a pu développer une activité scientifique grandissante, ce qui fait qu'au fil du temps il est petit à petit devenu ce qu'il aurait peut-être dû être depuis le début : le véritable quartier général d'ISO. Ce rôle est surtout devenu le sien lors de la phase post-opérationnelle, après l'épuisement des réserves cryogéniques du satellite. Une nouvelle structure s'est donc créée qui rassemblait les centres ISO nationaux autour du centre de Vilspa dans le but de concrétiser l'héritage d'ISO, en établissant les règles définitives d'étalonnage des données, publiées dans les ISO handbook, en automatisant le plus grand nombre de traitements, et en créant l'archive des données ISO. C'est au cours de ces activités que j'ai pris le relais de D. Cesarsky comme représentant d'ISOCAM pour les activités post-opérationnelles. Certains centres nationaux poursuivent encore aujourd'hui leur travail sur les données ISO. Le centre ISO français a clos ses portes à la fin de l'année 2001, pour laisser la place à Herschel et Planck : la participation à haut niveau de responsabilité dans ces deux satellites n'est en effet pas compatible avec le maintien d'une activité de service autour d'ISOCAM. L'équipe de Vilspa a pris notre relais, mais on doit tout de même regretter qu'il soit si difficile de prendre en compte, en termes de budget et de postes, la phase post-opérationnelle d'un satellite, au vu des investissements exceptionnels, en moyens et en personnel, qui sont consentis pour la préparation de ces instruments uniques.

7.2 La préparation des instruments SPIRE et PACS

L'impossibilité de travailler à la fois à la finalisation de l'héritage d'ISO et à la préparation d'Herschel a été d'autant plus forte au SAp que nous participons à deux des instruments d'Herschel. A l'origine du projet pourtant, nous ne participions qu'à l'instrument SPIRE, le spectro-imageur pour la bande 200-600 μm . A l'époque de la constitution du consortium SPIRE, les détecteurs de l'instrument n'avaient pas encore été choisis, et le consortium comprenait trois équipes susceptibles de les fournir, dont le CEA, à partir de trois techniques fondamentalement différentes. L'idée était de se donner un peu de temps pour améliorer les techniques et de sélectionner ensuite la plus adaptée. Dans ce consortium, le SAp était aussi engagé dans la fourniture de l'ensemble de l'électronique associée aux détecteurs.

Il serait dommage, sous prétexte que je n'y ai absolument pas participé, de passer sous silence deux des avancées technologiques réalisées par les détecteurs du CEA, avancées qui ouvrent la voie de la construction de véritables caméras. Tout d'abord les matrices de détecteurs sont construites d'un seul bloc, par des procédés de micro-gravure dans le silicium. De ce fait il devient possible d'obtenir des quantités de détecteurs incomparables avec les rendements des procédés plus classiques tels que ceux mis en œuvre pour SCUBA. L'autre point clef de cette technologie c'est le multiplexage du circuit de lecture, c'est-à-dire le fait qu'une même voie de lecture puisse recueillir le signal d'une série de pixels. Cette technique, qui nous fait vraiment entrer dans la technologie des caméras, permet de réduire le nombre de voies électriques portant le signal du détecteur vers l'observateur, ce qui est très intéressant dans le cas des détecteurs devant fonctionner à 300 mK.

Malheureusement pour nous, la sélection par le consortium ne nous a pas été favorable. Comme la mise

au point de détecteurs pour SPIRE avait tout de même représenté un effort assez considérable pour le CNES et le CEA, nous avons cherché à leur trouver une autre application. Et c'est ainsi que nous avons approché l'équipe du Max Planck de Garching pour participer à la construction d'un instrument pour SOFIA. Cette équipe construisait aussi PACS et a rapidement réalisé que nos détecteurs pouvaient aussi équiper la voie d'imagerie de cet instrument.

Le CEA est donc fortement impliqué dans la réalisation de deux des trois instruments de Herschel. Pour SPIRE nous réalisons l'électronique de gestion des détecteurs et de contrôle de l'instrument complet, et pour PACS, l'ensemble du plan focal d'imagerie et l'électronique associée. Le CEA apporte une contribution supplémentaire à Herschel, sous la forme des systèmes de refroidissement des bolomètres de SPIRE et PACS.

En ce qui me concerne, je suis assez indirectement associé à la réalisation des instruments proprement dite, mais je joue un rôle important au sein d'une structure nouvelle, propre à Herschel, qui doit son existence à l'expérience, positive comme négative, acquise sur ISO.

En effet, l'un des points que l'on peut regretter sur la réalisation d'ISO tient aux différentes structures opérationnelles mises en place autour du satellite. Ces structures ont énormément changé d'une phase à l'autre de la vie d'ISO. Par exemple, lors de la réalisation des instruments, il y avait en fait très peu de communication entre les différents instruments, ce qui n'est certainement pas idéal quand l'objectif est de mettre en avant leur complémentarité, ou plus simplement pour assurer leur étalonnage croisé¹. D'une façon moins frappante, l'équipe ISOCAM a vu une modification importante de ses membres entre les phases de construction et d'étalonnage de l'instrument et la phase d'exploitation. Cela a entraîné certaines ruptures dans le flot des informations essentielles au bon fonctionnement de l'instrument. Je citerai par exemple ce que nous avons longtemps appelé les courbes de transmission des filtres d'ISOCAM et qui se sont avérées, après la découverte d'un document estampillé "ne pas diffuser", être des efficacités quantiques, avec les conséquences que cela a pu avoir sur le système photométrique d'ISOCAM. De même il nous a fallu un certain temps avant de redécouvrir le fait que les courbes de transmission élémentaires du CVF n'avaient rien de physique mais étaient juste des gaussiennes mises là pour remplir un tableau vide...

A ces problèmes "internes" il faut aussi ajouter une série de problèmes "externes" dus à la façon dont l'ESA avait choisi de prendre en charge les réalisations logicielles autour des instruments. Quant on se retrouve à devoir convaincre l'ESA que l'on a sans doute un point de vue pertinent sur la façon dont fonctionne l'instrument que l'on a construit, on ne peut que se dire qu'il doit exister une organisation plus efficace.

C'est donc en partie pour parer à ce genre de problèmes qu'ont été créés les ICC, pour Instrument Control Centers. Ces centres ont pour objectif d'accumuler et de concentrer l'expertise instrumentale sur SPIRE, PACS et HIFI tout au long de la vie de ces trois instruments, de leur conception jusqu'à la phase post-opérationnelle. C'est au sein de ces centres que sont préparés dès aujourd'hui les plans d'étalonnage tant au sol que dans l'espace. C'est aussi là que se préparent les logiciels de contrôle des instruments ainsi que de traitement des données, et que se fait la réflexion sur les modes d'utilisation des instruments. Pour cela les ICCs rassemblent des membres des groupes instrumentaux, afin d'être en contact étroit avec les développements, ainsi que des astronomes moins impliqués dans la réalisation proprement dite des instruments mais qui apportent leur regard de futurs utilisateurs sur le développement des outils d'exploitation. Les trois ICCs fonctionnent en étroite collaboration depuis leur conception, afin d'offrir aux utilisateurs d'Herschel l'interface la plus homogène possible. Cela apporte aussi une certaine diminution des coûts de réalisation puisqu'une grande part des outils est commune aux trois instruments et n'est donc développée qu'une seule fois.

Les ICCs sont formellement intégrés au sein d'une structure qui couvre tout le projet, qui s'appelle pour le moment le Herschel Science Center et est pilotée par l'ESA. C'est cette structure qui organise toutes les tâches communes aux trois ICCs, et de ce fait des personnels ESA participent déjà aux développements logiciels propres à chacun des trois instruments. C'est aussi cette structure qui coordonne les activités du Herschel Calibration Working Group, chargé de l'étalonnage croisé des trois instruments.

On voit donc que les ICCs et le HSC concrétisent un grand nombre des leçons que nous avons pu tirer de l'expérience ISO. Reste à voir si tout cela tiendra ses promesses.

Mon rôle dans cette organisation est assez multiple. Etant donné que le SAp participe à deux instruments,

¹Cette question de la cohérence des échelles de calibration entre les quatre instruments n'a en fait été abordée que dans les derniers mois des opérations ISO...

j'appartiens aux ICC de SPIRE et PACS. Dans ces deux organisations j'ai tenté d'occuper des positions similaires, ce qui est d'une part le plus censé s'il s'agit de tenir compte de mes possibilités de travail finies, et sans doute le plus efficace vu le projet des ICCs de réaliser une certaine homogénéité entre les trois instruments. Vu des deux instruments je suis aussi le responsable local des ICC au SAp. D'une certaine façon, on peut considérer que je joue au sein des ICC, et pour la communauté astronomique, un rôle semblable à celui que je joue autour d'Herschel pour les astronomes du SAp.

Evidemment cette structure intégrée dans le principe ne fonctionne pas aussi bien en pratique que sur le papier et ce d'autant plus que la pression du côté instrumental augmentant, et les moyens nationaux ou internationaux diminuant, les membres des ICCs n'ont pas forcément le loisir de garder le recul qu'il faudrait pour mener leur tâche au mieux. En particulier on constate qu'un certain cloisonnement est en train de s'établir entre les trois instruments, cloisonnement qui naît très naturellement quand les développements instrumentaux passent en mode "crise", ce qui est, il faut bien l'admettre, la situation depuis quelque temps. Dans ce cadre ma position, ainsi que celle des autres membres de l'ICC au SAp, acquiert une nouvelle facette qui consiste à maintenir, ou à tenter de maintenir, une certaine cohésion entre les développements de SPIRE et ceux de PACS.

C'est par exemple ce que j'essaie de faire dans la définition des modes d'observations de PACS. Il s'agit de décider quelles possibilités les observateurs auront pour observer qui des étoiles, qui des nuages étendus, qui des champs de galaxies lointaines. Comme ces observateurs utiliseront vraisemblablement SPIRE et PACS dans leurs investigations, je m'attache à ce que les modes d'observation de ces deux instruments ne soient pas radicalement différents pour des objectifs scientifiques semblables.

Dans notre travail pour l'ICC de PACS nous essayons aussi de concrétiser une autre des leçons d'ISO, et plus particulièrement d'ISOCAM : l'apport de la simulation numérique pour l'exploitation des instruments. Nos collègues de physique des particules utilisent presque systématiquement la simulation numérique pour déterminer la valeur statistique d'un ou plusieurs événements perdus dans une mer d'interactions sans intérêt. Dans cet esprit, au cours de l'analyse des données des grands relevés cosmologiques d'ISOCAM, Hervé Aussel avait développé un vaste outil de simulation, repris par la suite par Dario Fadda et David Elbaz, qui permettait de valider les détections, de déterminer les incertitudes sur la photométrie des sources, ou d'estimer le degré de complétude des relevés.

Mais on peut aussi concevoir un autre type de simulation, situé nettement plus en amont de l'observation et dont le but est de servir à l'étalonnage instrumental. Pour bien comprendre ce dont il s'agit, je vais prendre l'exemple du travail que Koryo Okumura a fait sur ISOCAM, bien après la fin des opérations. Cela concerne la distorsion optique, phénomène de déformation des images lors du passage à travers l'optique de la caméra. Cette distorsion entraîne en fait une perte de sensibilité dans le mode mosaïque de la caméra, puisqu'à cause des déformations, les images ne se projettent pas correctement les unes sur les autres quand la caméra se déplace sur le ciel, et le contraste des sources s'en trouve affaibli. Corriger la distorsion exige de mesurer la déformation générée par l'optique, mesure qui n'est possible qu'en balayant un champ d'étoiles et en comparant les déplacements des sources sur le détecteur aux déplacements attendus à partir des mouvements du satellite. C'est une mesure longue, et dont l'analyse est loin d'être simple. De plus c'est une mesure qu'il faut en principe faire pour chaque combinaison de filtre et de lentille étant donnée la forte dépendance chromatique de l'effet. Quand on sait que par construction la roue à lentille d'ISOCAM pouvait se stabiliser dans deux positions différentes pour chaque choix de lentille, on comprend qu'il est en fait impossible de mesurer la distorsion pour toutes les configurations d'ISOCAM.

Et c'est ici qu'intervient la simulation. En construisant un modèle numérique de la caméra et du télescope, Koryo Okumura a pu prédire quelle devait être la figure de distorsion, ou plutôt ce qu'elle pouvait être, car il manquait un certain nombre de propriétés des lentilles, inconnues ou jamais mesurées. Mais avec les quelques mesures de distorsion réalisées sur le ciel, il a pu combler les lacunes de son modèle et ainsi l'extrapoler à toutes les configurations d'ISOCAM. C'est ainsi que la plupart des corrections de distorsion incluses dans le logiciel de traitement des données CAM sont en fait basées sur des simulations.

Nous tentons donc de généraliser cette approche pour le développement de PACS. Parallèlement à la réalisation de l'instrument, nous construisons un modèle numérique dont le but est multiple. Il permettra d'une part d'explorer l'espace des paramètres d'étalonnage d'une façon bien plus exhaustive que ne le permettront les phases de test au sol ou dans l'espace. Il sera aussi utile pour choisir les modes d'observation de PACS et préparer les méthodes de traitement avec une certaine avance par rapport au vol d'Herschel. Enfin il devrait

aussi être utile pour comprendre les éventuelles pannes ou dégradations qui pourraient se produire lors du vol.

Nous avons tenté de convaincre le consortium SPIRE de la validité de cette approche mais les ressources humaines de ce consortium n'ont pas permis de mettre en place ce projet au niveau de ce qui se fait sur PACS.

7.3 Conclusion très provisoire

J'écris ce chapitre alors que les phases de test des modèles de qualification de PACS vont commencer. Le terme de conclusion est donc fort peu approprié. En fait, on peut dire que nous entrons dans la phase critique du projet, celle où nous commençons à voir quelles seront les performances réelles de l'instrument et ce avec quoi il va nous falloir apprendre à vivre. En principe, l'existence d'un modèle de qualification suivi d'un modèle de vol sert justement à "ajuster le tir" après les tests de qualification. Mais le calendrier d'Herschel est tellement serré qu'en fait il n'y a que peu de place pour cet ajustement, et ce que nous découvrons maintenant en phase de qualification risque fort de nous accompagner jusqu'à la fin des opérations Herschel.

Même s'il n'est guère politiquement correct de poser la question, on peut se demander si le choix de lancer Herschel début 2007, alors que la sélection des instruments a eu lieu en 1998, n'est pas une décision insensée. Certes dix ans c'est long, mais les instruments d'Herschel ne sont pas plus simples que ceux d'ISO et plus de dix ans ont séparé la sélection des instruments d'ISO du lancement du satellite. D'une certaine façon, la situation actuelle donne le sentiment que de grandes ambitions ont présidé à la sélection du projet Herschel, mais que l'on ne s'est pas donné les moyens à la hauteur de cette ambition, moyens en temps essentiellement car les personnes sont là, mais elles ne peuvent pas inventer le temps qui manque².

Cela dit, je ne voudrais pas terminer sur cette note un peu pessimiste. Quand j'aurai soutenu cette habilitation, la phase de suppression due aux tests de qualification sera sans doute un peu retombée et l'enthousiasme aura rejailli. Comme bien souvent dans un projet spatial, ce n'est qu'un moment difficile à passer.

²Ceux qui ont vu "Lost in La Mancha", un documentaire sur le film avorté de Terry Gilliam sur Don Quichotte, pourront tracer d'intéressants parallèles.

Bibliographie

- Abergel, A., Bernard, J. P., Boulanger, F., et al. 1996, A&A 315, L329
- Abergel, A., Bernard, J. P., Boulanger, F., Cesarsky, D., Falgarone, E., Jones, A. et al. 2002, A&A 389, 239
- Alloin, D., Collin-Souffrin, S., Joly, M., Vigroux, L. 1979, A&A 78, 200
- Athey, A., Bregman, J., Bregman, J., Temi, P., Sauvage, M. 2002, ApJ 571, 272
- Bakes, E. L. O., Tielens, A. G. G. M., Bauschlicher, C. W. 2001, ApJ 556, 501
- Barth, A. J., Ho, L. C., Filippenko, A. V., Sargent, W. L. 1998, ApJ 496, 133
- Beckman, J. E., Rozas, M., Zurita, A., Watson, R. A., Knapen, J. H., 2000, AJ 119, 2728
- Bekki, K., Couch, W. J., Yasuhiro, S. 2002, MNRAS 577, 651
- Belley, J., Roy, J. -R. 1992, ApJSupp 78, 61
- Bertin, G., Lin, C. C., Lowe, S. A., Thurstans, R. P. 1989, ApJ 338, 78
- Bicker, J., Fritze-v. Alvensleben, U. Fricke, K. J. 2002, A&A 387, 412
- Biviano, A., Sauvage, M., Gallais, P., Boulade, O., Roman, P., Guest, S., et al. 2000, Exp. Astr. 10, 255
- Block, D. L., Witt, A. N., Grosbøl, Stockton, A., Moneti, A. 1994, A&A 288, 383
- Block, D. L., Elmegreen, B. G., Stockton, A., Sauvage, M. 1997, ApJ 486, L95
- Block, D. L., Sauvage, M. 2000, A&A 353, 72
- Blommaert, J. A. D. L., Siebenmorgen, R., Coulais, A., Okumura, K., Ott, S., Sauvage, M., Starck, J.-L. 2001, "CAM - The ISO Camera", ESA, SAI-99-057/Dc, <http://www.iso.vilspa.esa.es/manuals/HANDBOOK/III/cam.hb/>
- Boissier, S., Prantzos, N. 1999, MNRAS 307, 857
- Boulade, O., Sauvage, M., Altieri, B., Blommaert, J. A. D. L., Gallais, P., Guest, S., et al. 1996, A&A 315, L85
- Boulanger, F., Beichman, C., Desert, F. X., Helou, G., Perault, M., Ryter, C. 1988, ApJ 332, 328
- Boulanger, F., Falgarone, E., Puget, J. L., Helou, G. 1990, ApJ 364, 136
- Boulanger, F., Boissel, P., Cesarsky, D., Ryter, C. 1998, A&A 339, 194
- Bouwman, J., de Koter, A., Dominik, C., Waters, L. B. F. M. 2003, A&A 401, 577
- Bowey, J. E., Adamson, A. J. 2002, MNRAS 334, 94
- Bregman, J. N., Snider, B. A., Grego, L., Cox, C. V. 1998, ApJ 499, 670
- Buta, R., Crocker, D. A. 1993, AJ 105, 1344
- Cabanac, R., Vanzi, L., Sauvage, M. 2005, ApJ *à paraître*
- Calzetti, D., Meurer, G. R., Bohlin, R. C., Garnett, D. R., Kinney, A. L., Leitherer, C., Storchi-Bergmann, T. 1997, AJ 114, 1834
- Cesarsky, C. J., Abergel, A., Agnèse, P., et al. 1996, A&A 315, L32
- Cesarsky, C. J., Sauvage, M. 1999, ApSS 269-270, 303
- Cesarky, D., Lequeux, J., Abergel, A., Pérault, M., Palazzi, E., Madden, S., Tran, D. 1996a, A&A 315, L305

- Cesarky, D., Lequeux, J., Abergel, A., Pérault, M., Palazzi, E., Madden, S., Tran, D. 1996b, A&A 315, L309
- Cesarsky, D., Lequeux, J., Pagani, L., Ryter, C., Loinard, L., Sauvage, M. 1998, A&A 337, L35
- Cesarsky D., Jones, A. P., Lequeux, J., Verstraete, L. 2000a, A&A 358, 708
- Cesarsky, D., Lequeux, J., Ryter, C., Gérin, M. 2000b, A&A 354, L87
- Chan, K. W., Roellig, T. L., Onaka, T., Mizutani, M., Okumura, K., Yamamura, I., et al. 2001, ApJ 546, 273
- Charmandaris, V., Laurent, O., Le Floch, E., Mirabel, I. F., Sauvage, M., Madden, S., et al. 2002, A&A 391, 429
- Chiosi, C., Giovanni, C. 2002, MNRAS 335, 335
- Chu, Y.-H., Suntzeff, N. B., Hesser, J. E., Bohlender, D. A. 1999 “New views of the Magellanic Clouds”, IAU Symposium 190, PASP
- Clavel, J., Schulz, B., Altieri, B., Barr, P., Claes, P., Heras, A., et al. 2000, A&A 357, 839
- Clegg, P. E., Ade, P. A. R., Armand, C., et al. 1996, A&A 315, L38
- Condon, J. J., Anderson, M. L., Helou, G. 1991, ApJ 376, 95
- Contursi, A., Lequeux, J., Hanus, M., Heydari-Malayeri, M., Bonoli, C., Bosma, A., et al. 1998, A&A 336, 662
- Contursi, A., Lequeux, J., Cesarsky, D., Boulanger, F., Rubio, M., Hanus, M. et al. 2000, A&A 362, 310
- Contursi, A. et al. 2004, *en préparation*
- Coulais, A., Abergel, A. 2000, A&AS 141, 533
- Cox, A. N. 2000 “Allen’s Astrophysical Quantities” 4^{eme} édition, AIP press, Springer
- Cox, P., Roelfsema, P. R., Baluteau, J. P., Peeters, E., Martín-Hernández, L., Tielens, A. G. G. M., Swinyard, B., Lim, T., Kessler, M. F. 1999, in Proceedings of the conference “The Universe as seen by ISO”, P. Cox & M. F. Kessler Eds. ESA SP-427, p631
- Crosthwaite, L. P., Turner, J. L., Buchholz, L., Ho, P. T. P., Martin, R. M. 2002, AJ 123, 1892
- Crowther, P. A., Beck, S. C., Willis, A. J., Conti, P. S., Morris, P. W., Sutherland, R. S. 1999, MNRAS 304, 654
- Dale, D. A., Helou, G., Contursi, A., Silbermann, N. A., Kolhatkar, S. 2001a, ApJ 549, 215
- Dale, D. A., Helou, G., Neugebauer, G., Soifer, B. T., Frayer, D. T., Condon, J. J. 2001b, AJ 122, 1736
- Dale, D. A., Helou, G., Silbermann, N. A., Contursi, A., Malhotra, S., Rubin, R. H. 1999, AJ 118, 2055
- Dale, D. A., Silbermann, N. A., Helou, G., Valjavec, E., Malhotra, S., Beichmann, C. A., et al. 2000, AJ 120, 583
- Désert, F. X., Boulanger, F., Puget, J. L. 1990, A&A 237, 215
- Devereux, N. A., Young, J. S. 1990, ApJLett 350, L25
- van Driel, W., de Jong, T. 1990, A&A 227, 6
- Dudley, C. C., Wynn-Williams, C. G. 1997, ApJ 488, 720
- Engargiola, G. 1991, ApJS 76, 875
- Eskridge, P. B., Frogel, J. A., Pogge, R. W., Quillen, A. C., Davies, R. L., DePoy, D. L. et al. 2000, AJ 119, 536
- Fall, M. S., Zhang, Q. 2001, ApJ 561, 751
- Förster-Schreiber, N., Roussel, H., Sauvage, M., Charmandaris, V. 2004, A&A 419, 501
- Förster-Schreiber, N. M., Genzel, R., Lutz, D., Sternberg, A. 2003a, ApJ 599, 193
- Förster-Schreiber, N., Sauvage, M., Charmandaris, V., Laurent, O., Gallais, P., Mirabel, I. F., et al. 2003b, A&A 399, 833
- Fouks, B., Coulais, A., Normand, J., 2003 in “Exploiting the ISO data archive. Infrared astronomy in the internet age”, Gry, C., Peschke, S., Matagne, J., Garcia-Lario, P., Lorente, R., Salama, A. (Eds.) ESA SP 511, p343
- Friedli, D., Martinet, L. 1993, A&A 277, 27
- Frogel, J. F., Elias, J. H., Phillips, M. M. 1982, ApJ 260, 70

- Fuente, A., Martín-Pintado, J., Neri, R., Rogers, C., Moriarty-Schieven, G. 1996, *A&A* 310, 286
- Galdemard, P., Lagage, P. O., Dubreuil, D., Jouan, R., Masse, P., Pantin, E., Bockelée-Morvan, D. 1999, *EM&P* 78, 271
- Gallais, P., Charmandaris, V., Le Floch E., Mirabel, I. F., Sauvage, M., Vigroux, L. et al. 2004, *à paraître dans A&A*
- Galliano, F., Madden, S. C., Jones, A. P., Wilson, C. D., Bernard, J.-P., Le Peintre, F. 2003, *A&A in press*, astro-ph/0306192
- Gavazzi, G., Pierini, D., Boselli, A. 1996, *A&A* 312, 397
- Genzel, R., Cesarsky, C. J. 2000, *ARA&A* 38, 761
- Genzel, R., Lutz, D., Sturm, E., Egami, E., Kunze, D., Moorwood, A. F. M., et al. 1998, *ApJ* 498, 579
- Gilbert, A. 2004, in “The Formation and Evolution of Massive Young Clusters”, *comptes-rendus à paraître*
- Gilbert, A. M., Graham, J. R., McLean, I. S., Becklin, E. E., Figer, D. F., Larkin, J. E., et al. 2000, *ApJLett* 533, L57
- Gorjian, V., Turner, J. L., Beck, S. C. 2001, *ApJ* 554, L29
- de Graauw, Th., Haser, L. N., Beintema, D. A., et al. 1996, *A&A* 315, L49
- Gry, C., Swinyard, B., Harwood, A., et al. 2002, “LWS - The Long Wavelength Spectrometer”, ESA, SAI-99-077/Dc,
http://www.iso.vilspa.esa.es/manuals/HANDBOOK/lws_hb/
- Gu, Q. S., Huang, J. H., de Diego, J. A., Dultzin-Hacyan, D., Lei, S. J., Benítez, E. 2001, *A&A* 374, 932
- Harker, D. E., Wooden, D. H., Woodward, C. E., Lisse, C. M. 2002, *ApJ* 580, 579
- Harris, J., Calzetti, D., Gallagher, J. S., Conselice, C. J., Smith, D. A., 2001, *AJ* 122, 3046
- Hawarden, T. G., Mountain, C. M., Leggett, S. K., Puxley, P. J. 1986, *MNRAS*, 221, 41
- Helou, G. 1986, *ApJ* 311, 33
- Helou, G., Soifer, B. T., Rowan-Robinson, M. 1985, *ApJLett* 298, L7
- Henize, K. G. 1956, *ApJSupp* 2, 315
- Hirashita, H., Hunt, L. K., Ferrara, A. 2002, *MNRAS* 330, L9
- Ho, L. C., Filippenko, A. V., Sargent, W. L. W. 1995, *ApJS* 98, 477
- Houck, J. R., Charmandaris, V., Brandl, B. R., Weedman, D., Herter, T., Armus, L., et al. 2004, *ApJSupp*, 154, 211
- Howard, S., Byrd, G. G. 1990, *AJ* 99, 1798
- Ivezić, Ž., Elitzur, M. 1997, *MNRAS*, 287, 799
- James, A., Dunne, L., Eales, S., Edmunds, M. G. 2002, *MNRAS* 335, 753
- Jones, A. P., d’Hendecourt, L. 2000, *A&A* 355, 1191
- Junkes, N., Haynes, R. F., Harnett, J. I., Jauncey, D. L. 1993, *A&A* 269, 29
- Jura, M., Kim, D. W., Knapp, G. R., Guhathakurta, P. 1987, *ApJ* 312
- Keto, W., Ball, R., Arens, J., Jernigan, G., Meixner, M., Skinner, C., Graham, J. 1993, *ApJ* 413, L23
- Keto, E., Hora, J. L., Fazio, G. G., Hoffmann, W., Deutsch, L. 1999, *ApJ* 518, 183
- Klein, R., Henning, Th., Cesarsky, D. 1999, *A&A* 343, L53
- Knapp, G. R., Gunn, J. E., Wynn-Williams, C. G. 1992, *ApJ* 399, 76
- Kobulnicky, H. A., Johnson, K. E. 1999, *ApJ* 527, 154
- Kohno, K., Tosaki, T., Matsushita, S., Vila-Vilaró, B., Shibatsuka, T., Kawabe, R. 2002, *PASJ* 54, 541
- Kucinskis, A., Vansevicius, V., Sauvage, M., Tanabe, T. 2000, *A&A* 353, L21
- Kunth, D., Maurogordato, S., Vigroux, L. 1988, *A&A* 204, 10

- Laureijs, R. J., Klaas, U., Richards, P. J., Schultz, B., Ábrahám, P. 2002, "PHT - The Imaging Photo-Polarimeter", ESA, SAI-99-069/Dc,
http://www.iso.vilspa.esa.es/manuals/HANDBOOK/pht_hb/
- Laurent, O., Mirabel, I. F., Charmandaris, V., Gallais, P., Madden, S. C., Sauvage, M., et al. 2000, A&A 359, 887
- Leech, K., Kester, D., Shipman, R., et al. 2002, "SWS - The Short Wavelength Spectrometer", ESA, SAI/2000-008/Dc,
http://www.iso.vilspa.esa.es/manuals/HANDBOOK/sws_hb/
- Le Floch, E., Charmandaris, V., Laurent, O., Mirabel, I. F., Gallais, P., Sauvage, M., et al. 2002, A&A 391, 417
- Le Floch, E., Mirabel, I. F., Laurent, O., Charmandaris, V., Gallais, P., Sauvage, M., et al. 2001, A&A 367, 487
- Léger, A., Puget, J.-L. 1984, A&A 137, L5
- Lemke, D., Klaas, U., Abolins, J., et al. 1996, A&A 315, L64
- Li, A., Draine, B. T. 2002, ApJ 572, 232
- Lisenfeld, U., Völk, H. J. 2000, A&A 354, 423
- Lisenfeld, U., Völk, H., J., Xu, C. 1996, A&A 306, 677
- Lu, N., Helou, G., Werner, M. W., Dinerstein, H. L., Dale, D. A., Silberman, N. A., Malhotra, S., Beichman, C. A., Jarret, T. H. 2003, ApJ 588, 199
- Lutz, D., Feuchtgruber, H., Genzel, R., Kunze, D., Rigopoulou, D., Spoon, H. W. W., et al. 1996, A&A 315, L269
- Lutz, D., Sturm, E., Genzel, R., Moorwood, A. F. M., Alexander, T., Netzer, H., Sternberg, A. 2000, ApJ 536, 697
- MacArthur, L. A., Courteau, S., Holtzman, J. A. 2003, ApJ 582, 689
- Maciel, W. J., Costa, R. D. D., Uchida, M. M. M. 2003, A&A 397, 667
- Madau, P., Pozzetti, L., Dickinson, M. 1998, ApJ 498, 106
- Maiolino, R., Marconi, A., Oliva, E. 2001, A&A 365, 37
- Maoz, D., Barth, A. J., Ho, L. C., Sternberg, A., Filippenko, A. V. 2001, AJ 121, 3048
- Maoz, D., Filippenko, A. V., Ho, L. C., Macchetto, F. D., Rix, H.-W., Schneider, D. P. 1996, ApJS 107, 215
- Mathis, J. S. 1990, ARA&A 28, 37
- Mathis, J. S., Rumpl, W., Nordsieck, K. H. 1977, ApJ 217, 425
- Mattila, K., Lehtinen, K., Lemke, D. 1999, A&A 342, 643
- Meier, D. S., Turner, J. L., Beck, S. C. 2002, AJ 124, 877
- Meixner, M., Haas, M. R., Tielens, A. G. G. M., Erickson, E. F., Werner, M. 1992, ApJ 390, 499
- Meylan, G., Madrid, J., Macchetto, D. 2003, STSci Newsletter, Vol. 20, Issue 2, p1
- Michard, R., Simien, F. 1993, A&A 274, L25
- Mirabel, I. F., Laurent, O., Sanders, D. B., Sauvage, M., Tagger, M., Charmandaris, V., et al. 1999, A&A 341, 667
- Mirabel, F., Vigroux, L., Charmandaris, V., Sauvage, M., Gallais, P., Cesarsky, C., et al. 1998, A&A 333, L1
- Miville-Deschênes, M. A., Boulanger, F., Abergel, A., Bernard, J. P. 2000, A&AS 146, 519
- Miville-Deschênes, M. A., Boulanger, F., Joncas, G., Falgarone, E. 2002, A&A 381, 209
- Monteverde, M. I., Herrero, A., Lennon, D. J., Kudritzki, R. -P. 1997, ApJLett 474, L107
- Moorwood, A. F. M., Glass, I. S. 1982 A&A 115, 84
- Niguchi, M. 2000, MNRAS 312, 194

- Nozawa, T., Kozasa, T., Umeda, H., Maeda, K., Nomoto, K. 2003, *ApJn* 599, 785
- O'Connell, R. W., Mangano, J. J. 1978, *ApJ* 221, 62
- Packham, C., Hough, J. J., Young, S., Chrysostomou A., Bailey, J. A., Axon, D. J., Ward, M. J. 1996, *MNRAS* 278, 406
- Pagani, L., Lequeux, J., Cesarsky, D., Donas, J., Milliard, B., Loinard, L., Sauvage, M. 1999, *A&A* 351, 447
- Pantin, E., Lagage, P. O., Artymowicz, P. 1997, *A&A* 327, 1123
- Papaderos, P., Izotov, Y. I., Fricke, K. J., Thuan, T. X., Guseva, N. G. 1998, *A&A* 338, 43
- Parker, J. W., Hill, J. K., Cornett, R. H., Hollis, J., Zamkoff, E., Bohlin, R. C., et al. 1998, *AJ* 116, 180
- Peeters, E., Hony, S., van Kerckhven, C., Tielens, A. G. G. M., Allamandola, L. J., Hudgins, D. M., Bauschlicher, C. W. 2002, *A&A* 390, 1089
- Plante, S., Sauvage, M. 2002, *AJ* 124, 1995
- Popescu, C. C., Tuffs, R. J. 2003, *A&A* 410, L21
- Pustilnik, S. A., Brinks, E., Thuan, T. X., Lipovetsky, V. A., Izotov, Y. I. 2001, *AJ* 121, 1413
- Quillen, A. C., Graham, J. R., Frogel, J. A. 1993, *ApJ* 412, 550
- Reach, W. T., Morris, P., Boulanger, F., Okumura, K. 2003, *icarus* 164, 383
- Regan, M. W., Thornley, M. D., Bendo, G. J., Draine, B. T., Li, A. et al. 2004, *ApJS* 154, 204
- Rich, R. M., Shara, M. M., Zurek, D. 2001, *AJ* 122, 842
- Rieke, G. H., Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ* 288, 618
- Rigopoulou, D., Kunze, D., Lutz, D., Genzel, R., Moorwood, A. F. M. 2002, *A&A* 389, 374
- Roussel, H., Vigroux, L., Bosma, A., Sauvage, M., Bonoli, C., Gallais, P., et al. 2001a, *A&A* 369, 473
- Roussel, H., Sauvage, M., Vigroux, L., Bosma, A., Bonoli, C., Gallais, P., et al. 2001b, *A&A* 372, 406
- Roussel, H., Sauvage, M., Vigroux, L., Bosma, A. 2001c, *A&A* 372, 427
- Sanders, D. B., Mirabel, I. F. 1996, *ARA&A* 34, 749
- Sauvage, M., Thuan, T. X. 1992, *ApJLett* 396, L69
- Sauvage, M., Thuan, T. X. 1994, *ApJ* 429, 153
- Sauvage, M., Thuan, T. X., Lagage, P. O. 1997, *A&A* 325, 98
- Sauvage, M., Thuan, T. X., Vigroux, L. 1990, *A&A* 237, 296
- Sauvage, M., Blommaert, J., Boulanger, F., Cesarsky, C. J., Cesarsky, D. A., Desert, F. X., et al. 1996, *A&A* 315, L89
- Savage, B. D., Mathis, J. S. 1979, *ARA&A* 17, 73
- Sellgren, K., Luan, L., Werner, M. W. 1990, *ApJ* 359, 384
- Schaerer, D., Contini, T., Pindao, M. 1999, *A&AS* 135, 25
- Smith, J., Gehrz, R. D., Grasdalen, G. L., Hackwell, J. A., Diet, R. D., Friedman, S. D. 1990, *ApJ* 362, 455
- Starck, J. L., Abergel, A., Aussel, A., Sauvage, M., Gastaud, R., Claret, A., et al. 1999, *A&AS* 134, 135
- Staveley-Smith, L., Kim, S., Calabretta, M. R., Haynes, R. F., Kesteven, M. J. 2003, *MNRAS* 339, 87
- Stevens, I., Hartwell, J. M. 2003, *MNRAS* 339, 280
- Sturm, E., Lutz, D., Tran, D., Feuchtgruber, H., Genzel, R., Kunze, D., Moorwood, A. F. M., Thornley, M. D. 2000, *A&A* 358, 481
- Sturm, E., Lutz, D., Verma, A., Netzer, H., Sternberg, A., Moorwood, A. F. M., et al. 2002, *A&A* 393, 821
- Spinoglio, L., Malkan, M. A. 1992, *ApJ* 399, 504
- Thim, F., Tamman, G. A., Saha, A., Dolphin, A., Sandage, A., Tolstoy, E., Labhardt, L. 2003, *ApJ* 590, 256
- Thuan, T. X., Izotov, Y. I., Lipovetsky, V. A. 1997, *ApJ* 477, 661

- Thuan, T. X., Sauvage, M., Madden, S. 1999, ApJ 516, 783
- Tilanus, R. P. J., Allen, R. J. 1991, A&A 244, 8
- Tilanus, R. P. J., Allen, R. J. 1993, A&A 274, 707
- Turner, J. L., Beck, S. C., Crosthwaite, L. P., Larkin, J. E., McLean, I. S., Meier, D. S. 2003, Nature 423, 621
- Turner, J. L., Beck, S. C., & Hurt, R. L. 1997, ApJL 474, L11
- Turner, J. L., Beck, S. C., & Ho, P. T. P. 2000, ApJ 532, L109
- Uchida, K. I., Sellgren, K., Werner, M. 1998, ApJ 493, L109
- Uchida, K. I., Sellgren, K., Werner, M. W., Houdashelt, M. L. 2000, apj 530, 817
- Urquhart, J. S., White, G. J., Pilbratt, G. L., Fridlund, C. V. M. 2003, A&A 509, 193
- Vacca, W. D., Conti, P. S. 1992, ApJ 401, 543
- Vacca, W. D., Garmany, C. D., Shull, J. M. 1996, ApJ 460, 914
- Vacca, W. D., Johnson, K. E., Conti, P. S. 2002, AJ 123, 772
- Vader, J. P., Vigroux, L., 1991, A&A 246, 32
- Vanzi, L., Sauvage, M. 2004, A&A 415, 509
- de Vaucouleurs, G. 1959, Handbuch der Physik 53, 275 *consultable en ligne sur*
<http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/Dev/frames.html>
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G. Jr, Buta, R. J., Paturel, G., Fouqué, P., 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*, Springer Verlag, New York
- Verma, A., Lutz, D., Sturm, E., Sternberg, A., Genzel, R., Vacca, W. 2003, A&A 403, 829
- Véron-Cetty M. P., Véron, P. 2000, A&AR 10, 81
- Verstraete, L., Puget, J. L., Falgarone, E., Drapatz, S., Wright, C. M., Timmermann, R. 1996, A&A 315, L337
- Verstraete, L., Pech, C., Moutou, C., Sellgren, K., Wright, C., M., Giard, M., et al. 2001, A&A 372, 981
- Vigroux, L., Mirabel, F., Altieri, B., Boulanger, F., Cesarsky, C., Cesarsky, D., et al. 1996, A&A 315, L93
- Vogler, A., Madden, S. C., Beck, R., Sauvage, M., Vigroux, L., Ehle, M., 2005, *soumis à A&A*
- Voit, G. M. ApJ 399, 495
- Weedman, D., Charmandaris, V., Zezas, A. 2004, ApJ 600, 106
- Whitcomb, S. E., Gatley, I., Hildebrand, R. H., Keene, J., Sellgren, K., Werner, M. W. 1981, ApJ 246, 416
- Whitmore, B. C. 2004 in the "The Formation and Evolution of Massive Young Star Clusters" conference, held in Cancun, Mexico, 17-21 Nov. 2003
- Whitmore, B. C., Schweizer, F. 1995, AJ 109, 960
- Whitmore, B. C., Zhang, Q. 2002, AJ 124, 1418
- Whitmore, B. C., Zhang, Q., Leitherer, C., Fall, S. M., Schweizer, F., Miller, B. W. 1999, AJ 118, 1551
- Wilson, C. D., Scoville, N., Madden, S., Charmandaris, V. 2000, ApJ 542, 120
- Witt, A. N., Gordon, K. D., Furton, D. G. 1998, ApJLett 501, L111
- Witt, A. N., Thronson, H. A., Capuano, J. M. 1992, ApJ 393, 611
- Xilouris, E. M., Madden, S., Galliano, F., Vigroux, L., Sauvage, M. 2004, A&A 416, 41
- Yun, M. S., Ho, P. T. P., Lo, K. Y. 1994, Nature 372, 530
- Zaritsky, D., Kennicutt, R. C. Jr., Huchra, J. P. 1994, ApJ 420, 87

Troisième partie

Originalité et perspectives

8

Originalité

Tenter de définir soi-même quelle peut être l'originalité de sa propre démarche scientifique est une tâche périlleuse : entre l'aveuglement narcissique dont chacun peut être victime et la tentation du découragement qui se présente à chaque étape de la recherche, la route est étroite. C'est sans doute en utilisant les mots des autres, glanés ici ou là lors des années passées que j'arriverai le plus simplement à dégager ce qui peut distinguer mon travail de celui des mes collègues, identifier les traits qui me sont propres et qui font qu'il n'est peut-être pas inutile de continuer dans ce style.

Avec cette méthode, je distingue deux traits dont je peux dire qu'il me sont propres, sans nécessairement les revendiquer comme ma propriété exclusive : (1) la volonté de travailler de la Galaxie aux galaxies et (2) celle de maintenir une part active dans la réalisation instrumentale.

Que recouvre cette expression "travailler de la Galaxie aux galaxies" ? Si l'on regarde la liste de mes publications, on y trouvera aussi bien des articles consacrés à des régions individuelles de la Voie Lactée et des Nuages de Magellan qu'à des objets beaucoup plus lointains. Certes ma participation à la réalisation d'un observatoire comme ISO est pour beaucoup dans cette variété, mais elle est aussi le fruit de la réalisation de la grande complémentarité qui peut exister entre un travail sur un objet proche, bien résolu et relativement simple, et une galaxie lointaine, ponctuelle et complexe. Cette complémentarité était déjà présente dans mon travail de thèse, qui combinait dans une approche similaire les Nuages de Magellan et différents catalogues de galaxies.

Il est clair que seuls les objets proches, comme les régions H II ou de photodissociation de notre Galaxie, peuvent nous permettre d'apprécier le détail des distributions spatiales des différents processus d'émission. A son tour cette précision dans la distribution spatiale des émissions permet de construire des représentations ou des modèles des processus physiques qui peuvent affecter les différentes phases du milieu interstellaire. C'est donc d'abord dans les objets proches que l'on construit l'arsenal des interprétations physiques des émissions, infrarouges et autres, et que l'on peut tester précisément la viabilité de certains modèles. Evidemment, avec le progrès de nos moyens d'observation, la sphère des objets proches s'agrandit et, avec un instrument tel que le HST, on peut considérer que toutes les galaxies du catalogue de Messier devenues de proches voisines¹.

Si les objets proches permettent de saisir avec une grande finesse les processus interstellaires, on peut se demander quel intérêt peuvent présenter les galaxies plus lointaines. C'est là qu'il faut réaliser ce qui se produit lorsque l'on passe de la région individuelle à l'ensemble de la galaxie dans laquelle elle se trouve. Lorsque l'on passe à l'ensemble d'une galaxie, les émissions des différentes parties qui la composent s'additionnent et se moyennent pour donner l'émission globale de la galaxie. Mais il est très complexe de prévoir la façon dont cette moyenne va se faire. Des émissions très prononcées à l'échelle des objets individuels, comme par exemple le continuum des VSG, peuvent pratiquement disparaître à l'échelle globale d'une galaxie, sans pour autant que les processus donnant naissance à cette émission aient disparus. L'observation de galaxies non ou peu résolues est donc absolument essentielle pour sélectionner, parmi les processus identifiés à l'échelle locale, ceux qui auront une importance à l'échelle globale. Et, les objets locaux ayant permis de mieux déchiffrer la

¹On peut même constater que cette sphère a tendance à devenir une coquille, puisque l'augmentation du pouvoir grossissant des télescopes allant de pair avec la diminution de leur champ de vue, les objets les plus proches sont souvent trop étendus angulairement pour être saisis dans leur ensemble.

signification de ces émissions, il devient possible de construire une interprétation physique de l'émission des galaxies.

Pour donner un exemple de cette complémentarité, on peut prendre l'émission des régions H II et l'interprétation de l'émission des bandes PAH. Dans les objets locaux, nous voyons que les régions H II sont surtout caractérisées par une très forte émission continue et que les bandes PAH sont surtout produites par des nuages situés en périphérie des régions H II. Les stratégies d'observations ISOCAM des galaxies reflètent clairement l'extrapolation à l'échelle globale de cette observation locale. Mais la nature est différente. L'émission en provenance directe des régions H II représente en fait une part trop faible de l'émission des galaxies car l'essentiel du volume du milieu interstellaire est dans l'état PDR et donc dominé par l'émission des bandes PAH, un fait qu'il aurait été difficile d'établir à partir d'objets individuels résolus. Cela dit l'observation de bandes PAH intenses dans le voisinage des régions H II permet aussi de comprendre pourquoi cette émission peut malgré tout être utilisée comme un traceur de l'activité de formation stellaire dans les galaxies.

La mobilité "cosmographique" de mes centres d'intérêts scientifiques, du local au global, s'est aussi accompagnée d'une certaine mobilité thématique, qui est plus le reflet de la curiosité que d'un plan de recherche établi. C'est par curiosité que je me suis retrouvé à travailler sur les amas stellaires enfouis, parce que ces sources sont apparues lors de mon travail sur les propriétés de la poussière dans ces galaxies particulières que sont les galaxies bleues compactes. La curiosité étant la qualité quasi-requise du chercheur, je peux pas considérer qu'elle fasse partie de l'originalité de ma démarche.

La deuxième caractéristique de mes activités qui témoigne d'une certaine originalité est la part prise par les développements instrumentaux. La part consacrée dans ce document aux deux télescopes qui ont dominé ma carrière scientifique n'est évidemment pas proportionnelle à la part réelle qu'ils ont pris dans mon activité. D'une certaine façon, une large part de cette activité peut être considérée comme "contractuelle", elle fait partie de la définition du poste que j'occupe au SAp. Elle m'a cependant aussi offert de nombreuses opportunités de collaborations dans des sujets différents du mien. Mais, plus important, elle m'a offert l'occasion d'une part de participer puis d'apporter ma contribution aux programmes d'observation de temps garanti et d'autre part de construire des programmes d'observation que je n'aurais sans doute pas tentés si je n'avais été aussi impliqué dans l'exploitation de l'instrument.

L'exemple par excellence est pour moi le programme d'observation sur SBS 0335-052. Je pense qu'il doit son existence à ma participation à l'équipe ISOCAM et à ma connaissance des capacités réelles de l'instrument et des méthodes d'analyse. Ces points ont d'ailleurs joué deux fois dans ce programme : une première fois pour proposer les observations en bande large d'un objet extrêmement pauvre en éléments lourds, et une deuxième fois pour proposer de poursuivre ces observations avec le CVF. De ce programme est sortie toute mon activité sur les super-amas enfouis.

Lors d'une des visites du comité de visiteurs du DAPNIA, Reinhard Genzel qui en faisait partie nous a demandé pourquoi nous continuons à construire des instruments. Selon lui, on pouvait tout aussi bien consacrer l'énergie que nous mettions à cette tâche à développer nos capacités d'analyse en attendant la mise à disposition des données dans les archives, maintenant beaucoup plus rapide et efficace qu'il y a une dizaine d'années. C'est un point de vue qui se tient parfaitement car les équipes qui définissent les programmes scientifiques des grands instruments n'ont jamais la possibilité d'épuiser le potentiel des données qu'elles acquièrent durant le laps de temps où ces données leur appartiennent². Mais en choisissant cette position, certes on ne se prive pas de la science, mais on renonce à la possibilité d'influencer les choix de programmes des grands instruments ainsi qu'à celle de lancer des programmes qui tirent le parti maximum des capacités instrumentales, faute de les connaître. Les deux positions ont donc leurs avantages et leurs inconvénients et pour ma part, j'ai choisi de continuer dans celle qui me procure le plus de plaisir, celle d'un lien fort avec les instruments, même si, comme le reste, elle peut aussi être source de fortes frustrations.

²Et dans le cas des legacy programs de Spitzer, ce temps est pratiquement nul.

9

Perspectives

Les perspectives qui s'offrent au travail que j'ai présenté dans ces pages sont nombreuses et s'il est une certitude c'est qu'il me faudra choisir parmi un vaste éventail de possibilités. On en aura une première perception en considérant simplement le calendrier des instruments et missions qui, dans les années à venir, permettront de jeter un regard nouveau sur les thèmes que j'ai abordés ici. Spitzer est déjà en opération et reprend, en les améliorant, les possibilités offertes par ISO, et en complément, Galex, lui aussi en vol, nous permet d'accéder à l'émission UV des galaxies. L'ESO va se doter en 2004 de VISIR, un instrument de spectro-imagerie à 10 et 20 μm pour le VLT. SOFIA, l'observatoire stratosphérique de la NASA devrait commencer ses vols en 2005. Herschel doit décoller en 2007. A plus longue échéance l'interféromètre ALMA, dont la réalisation couvrira la période 2007-2012, nous donnera accès avec une résolution incomparable à l'émission submillimétrique des galaxies. Dans le même temps, le successeur du HST, le JWST dont le lancement est actuellement prévu en 2011, devrait commencer à braquer sur l'Univers un instrument infrarouge associé à un télescope spatial de 6.5 m. On voit donc que les 10 années qui viennent seront plus que remplies.

Si l'on s'attache aux caractéristiques instrumentales qui nous seront offertes dans les prochaines années, on peut distinguer plusieurs axes qui permettent de dessiner plus précisément la perspective dans laquelle mes recherches pourraient s'inscrire.

Tout d'abord, avec la combinaison de Spitzer et de Galex, les questions de bilans d'énergie globaux dans les galaxies vont pouvoir être abordées avec plus de précision. En particulier, Spitzer nous offre de meilleures performances qu'ISO dans le domaine FIR, qui est celui où émerge la majeure partie de l'émission de la poussière. Galex, qui collecte la fraction de l'énergie des étoiles massives qui n'est pas absorbée par la poussière nous offre, en combinaison avec Spitzer, le moyen de mieux comprendre les échanges énergétiques entre les étoiles et le milieu interstellaire.

Un deuxième axe peut être dégagé autour de la résolution angulaire. Que ce soit avec VISIR, dans le futur immédiat, ou avec le JWST ou ALMA dans un futur beaucoup plus lointain, une résolution inférieure à la seconde d'arc sera possible dans le domaine infrarouge ou submillimétrique. Avec une telle résolution la zone de l'Univers que l'on peut considérer comme locale s'agrandira spectaculairement, offrant par exemple la possibilité de sonder la structure interne des galaxies naines hôtes de super amas enfouis.

Enfin la couverture spectrale des instruments cités définit un troisième axe, celui de l'étude des propriétés et de la composition de la poussière interstellaire. En effet nous allons avoir la possibilité de construire des distributions spectrales infrarouges complètes d'un grand nombre d'objets. Avec ces données, des questions comme la distribution en taille des particules, les différents régimes thermodynamiques ou les propriétés spectrales des grains pourront être envisagées, en complémentarité avec les études menées dans les laboratoires au sol.

Il est probable que mon travail des dix prochaines années s'inscrira, au moins en partie, dans ces trois axes. Bien évidemment, à l'instar de ce qui s'est passé avec l'irruption des super-amas enfouis au centre de mes préoccupations, une découverte avec Herschel pourrait m'emmener bien loin de tout cela. Ceci dit restons dans le connu, ou le connaissable, et envisageons les suites possibles de mes travaux, dans le court, le moyen et le long terme. Dans cet exposé de perspective, je mets volontairement de côté mes activités liées à la préparation d'Herschel. Il ne s'agit pas d'une volonté de les minimiser puisque je suis bien conscient que je serai mobilisé sur cette préparation à sans doute nettement plus de la moitié de mon temps. Simplement les choses sont

relativement claires dans ce domaine et s'expriment rapidement : nous devons livrer un instrument de vol en 2005 et avoir un segment sol prêt pour les opérations au début 2007.

9.1 Le court terme

Cette section est évidemment la plus simple car étant donnés les impératifs de compétition en vue d'obtenir du temps d'observation, elle est en partie engagée. Mon activité va être essentiellement tournée vers l'étude des super-amas stellaires, de leurs premiers stades d'évolution et de leurs galaxies hôtes. En effet les travaux que j'ai présentés ici laissent encore de nombreux points incertains.

La durée de vie de la phase enfouie, dont j'ai rappelé l'impact qu'elle peut avoir sur notre appréciation de l'activité de formation stellaire réelle d'une galaxie, est encore mal connue. Pour mieux la contraindre, on peut envisager une approche théorique des mécanismes d'éjection du gaz et de la poussière, mais on ne saurait se passer d'une approche observationnelle, seule à même d'opérer une sélection parmi la multitude de possibilité. On peut fixer plusieurs buts à cette approche observationnelle.

Le premier objectif est d'augmenter le nombre d'exemples de super-amas stellaires enfouis. Ils se comptent aujourd'hui sur les doigts d'une main ce qui est nettement trop peu pour savoir s'il s'agit d'un phénomène général ou d'une exception. Dans ce cadre j'ai engagé avec Leonardo Vanzi un programme d'observation de galaxies naines dans les bandes K, L et à 1.2 μm . Comme nous avons pu le voir avec NGC 5253, l'imagerie en bande K et L est extrêmement efficace pour révéler des composantes de poussière chaude associée aux amas. Il est probable que les amas présentant une forte composante de poussière chaude soit en fait un stade légèrement ultérieur aux amas stellaires enfouis. A l'aide de diagrammes couleur-couleur, et de modèles de poussières simples il est possible de caractériser l'âge des populations stellaires de ces amas et donc d'obtenir des informations sur les échelles temporelles caractéristiques de dispersion du matériau interstellaire associé aux amas.

Un deuxième objectif est de compléter notre couverture spectrale des super-amas stellaires enfouis connus, et ce dans le but d'intégrer ces données à une modélisation plus poussée de l'enveloppe de gaz et de poussières. Dans cette optique, Daniel Schaerer, Letitia Martin-Hernández et moi-même avons obtenu des données d'imagerie et de spectroscopie dans les bandes N et Q de galaxies hôtes de super-amas enfouis. A l'aide de ces données il est possible de mieux caractériser le spectre stellaire auquel est soumise la poussière, soit par l'intermédiaire des raies émises par le gaz, soit via le type de spectre observé (absence ou présence des bandes PAHs par exemple). Nous mettons aussi en évidence la bande d'absorption des silicates, ce qui est une contrainte forte sur la composition chimique de la poussière. Pour le super-amas stellaire de SBS 0335-052, je collabore avec Rodger Thompson, Leslie Hunt, Stéphanie Plante, Leonardo Vanzi, Charles Engelbracht et Robert Kennicutt à une demande de temps NICMOS dont le but est de localiser précisément le ou les amas enfouis dans la galaxie et de contraindre leur contenu stellaire via l'observation de raies de recombinaison. Nous aurons aussi une meilleure estimation de l'âge des amas visibles, ce qui à nouveau apporte une contrainte sur la durée de vie de la phase enfouie. Pour l'instant nous n'avons pas encore réussi à faire accepter ce projet au comité d'attribution de temps télescope du HST. Le fait que Spitzer vienne de mettre en évidence une nouvelle particularité extraordinaire de SBS 0335-052 nous permet cependant d'espérer le faire changer d'avis sinon l'an prochain du moins avant que la NASA ne décide d'abandonner le HST à son triste sort.

Ces nouvelles observations fournissent aussi des données que les modèles d'enveloppe autour de ces amas doivent reproduire. Le modèle que j'ai utilisé jusqu'ici, DUSTY, s'il incorpore quelques traits essentiels des enveloppes de poussière, a tout de même de sérieuses limitations : il n'autorise pas les grains de poussière à passer dans un régime de chauffage stochastique, ce qui doit forcément se produire dans les couches externes des enveloppes des super-amas stellaires, il ne permet pas de faire varier la distribution en taille des grains, qui pourrait être différente entre le cœur de l'enveloppe et son extérieur, et il suppose que la distribution de la poussière est à symétrie sphérique, alors qu'il est plus probable qu'elle soit fortement irrégulière. Evidemment introduire ces trois modifications dans la modélisation de la poussière est pour le moins complexe, mais cela doit malgré tout être fait si l'on veut mieux comprendre les propriétés des super-amas stellaires enfouis, puisque la seule émission qui nous parvienne est celle de la poussière. Avec Kelsey Johnson et Andrea Gilbert que j'ai rencontré lors d'un congrès en novembre 2003, nous tentons actuellement de dégager les meilleures voies à emprunter en vue de cette objectif.

9.2 Le moyen terme

Difficile dans cette section d'échapper à Herschel. Certes le satellite ne décollera au plus tôt qu'au début 2007, mais la plupart des programmes que nous souhaitons réaliser avec ce télescope nécessitent la collecte de données complémentaires pour réaliser leur plein potentiel scientifique. Cela est d'autant plus important que dans certains domaines, les observatoires capables de nous apporter ces données ont une durée de vie limitée.

C'est le cas de Spitzer, qui est prévu pour durer 2 ans et demi et cessera donc ses opérations en 2005-2006. Spitzer comble en fait une lacune importante dans notre couverture de l'émission de la poussière, la bande 20-60 μm . ISO, malgré sa grande versatilité, n'a pas très bien couvert cette bande, du fait la faible sensibilité des spectromètres, et de problèmes de détecteur et de calibration du photomètre. Cette bande est assez importante car on y trouve l'émission des VSG, qui est associée aux phases actives du milieu interstellaire. Elle contient aussi la deuxième bande d'absorption des silicates, ainsi que des signatures spectrales de possibles composantes de la poussière interstellaire (composés métalliques en particulier).

Mes activités dans le moyen terme vont donc surtout être consacrées à l'utilisation de Spitzer dans le cadre de la préparation de programmes de temps garanti Herschel. Herschel étant un observatoire, il abordera un très vaste champ de problématiques scientifiques, même s'il est principalement conçu pour s'attaquer aux premières phases de formation des étoiles et des galaxies. Mes centres d'intérêts personnels dans Herschel sont multiples. Ils concernent d'une part les propriétés de la poussière dans le milieu interstellaire des galaxies normales, dans la prolongation des observations réalisées par ISOCAM, et d'autre part les problèmes de formation stellaire dans les galaxies naines et bleues compactes, avec en particulier la thématique des super-amas stellaires enfouis. Dans les deux cas, je participe à la mise au point de programmes Spitzer dont l'objectif est à la fois d'explorer une problématique propre à la bande couverte par ce satellite et aussi de rassembler les données qui seront nécessaires aux programmes Herschel.

Dans le cas des propriétés des poussières dans le milieu interstellaire des galaxies proches, le domaine est largement couvert par le programme "legacy" SINGS, dont le responsable est Robert Kennicutt. Dans le cadre de la préparation de temps garanti Herschel, nous travaillons évidemment à la poursuite de cette approche, en tentant cependant de rationaliser un peu plus les méthodes de sélection des cibles à observer. Mon objectif personnel dans ce cadre sera de valider, ou d'invalider, l'hypothèse que j'ai formé dans la section 5.3.3, à savoir que l'ensemble de l'émission infrarouge des galaxies soit directement reliée à l'activité de formation stellaire, mais suivant des régimes distincts en fonction de la zone "géographique" d'où provient l'émission. La combinaison des cartes ISO, Spitzer et Herschel sera un atout formidable dans cette recherche.

Cependant il reste de la place pour un programme ambitieux situé à mi-chemin entre le milieu interstellaire local et la physique des galaxies. Il s'agit d'un programme concerté d'observation du milieu interstellaire dans les Nuages de Magellan. Ce programme est l'héritier d'une proposition européenne de Legacy Program Spitzer menée par François Boulanger. Les Nuages de Magellan sont véritablement un laboratoire d'exception pour déterminer les propriétés de la poussière et en étudier les variations dans divers environnements. Certes les Nuages de Magellan présentent une métallicité plus faible que celle de la galaxie, mais les observations ISO ont montré qu'en ce qui concerne le Grand Nuage de Magellan, cette différence de métallicité n'entraînait pas de différence fondamentale dans l'émission infrarouge. Les Nuages de Magellan nous permettent d'observer des régions de tout type, nuages moléculaires, régions de formation stellaires, régions H II, régions diffuses, qui peuvent à la fois être cartographiées dans leur ensemble, et être suffisamment résolues par nos instruments pour permettre de détailler le comportement de leurs composantes. Ce programme, s'il est accepté, se prolongera parfaitement sur Herschel, en utilisant ses trois instruments dans le cadre d'un programme-clef en temps ouvert en cours de discussion.

Pour ce qui est de la formation stellaire dans les galaxies bleues compactes, je participe avec Trinh Thuan, Yuri Izotov, Leslie Hunt et Stéphanie Plante à l'élaboration d'un programme d'exploration systématique des propriétés des régions de formation stellaire de ces galaxies. Ce programme tire son origine d'une observation faite par Leslie Hunt que les galaxies bleues compactes peuvent être rangées en deux catégories, les galaxies "actives" dans lesquelles la formation stellaire est très violente, et se produit dans des régions très compactes et qui possèdent des super-amas stellaires, et les galaxies "passives" dans lesquelles la formation stellaire est nettement plus diffuse et relativement faible, et qui ne possèdent pas de super-amas stellaire. Ces deux catégories couvrent la même plage de métallicité, il ne s'agit donc pas d'un effet d'évolution. D'après les quelques observations MIR dont nous disposons sur les galaxies bleues compactes, il semble que cette

séparation en deux classes ait son pendant dans le spectre infrarouge, les galaxies “actives” présentant essentiellement un spectre continu, de poussière chaude, alors que les galaxies passives présentent un spectre de bande PAH, caractéristique d’une poussière baignant dans un champ moins intense. Il est fort possible que les galaxies dites actives soient de très bonnes candidates pour contenir des super-amas stellaires enfouis. Leur présence devrait être facilement décelable dans le spectre infrarouge des galaxies. Dans un futur plus lointain, Herschel nous permettra de compléter la couverture spectrale de ces galaxies à plus grande longueur d’onde afin de parfaitement contraindre la quantité totale de poussière. Ce sera aussi l’occasion de mesurer l’importance que peuvent prendre les éventuels super-amas stellaires enfouis détectés dans la luminosité bolométrique des galaxies.

9.3 Le long terme

Ici, j’entre dans la partie la plus spéculative qui soit. En effet je pense que j’aurais été parfaitement incapable de prévoir quel serait mon principal sujet de recherche post-ISO quelques années avant le lancement du satellite. De plus, il faut bien admettre que le futur à long terme de l’astronomie n’est pas encore décidé. Après les missions Herschel et Planck, nous ne savons pas encore quels seront véritablement les choix de l’Europe spatiale. Les USA construisent le JWST et c’est sans doute le point le plus solide de la perspective à dix ans que je puisse faire. Ce que sera réellement le JWST n’est pas non plus bien fixé. Il s’agit donc d’un territoire mouvant et pour cette raison, j’ai choisi d’adopter une autre méthode dans l’écriture de cette partie que celle que j’ai utilisée précédemment, qui suivait l’arrivée de nouvelles possibilités d’observations. Je vais donc plutôt essayer d’imaginer ce que les dix ans qui viennent vont nous permettre de clore comme questions et ce que ces nouvelles certitudes pourraient nous permettre d’envisager.

En faisant cela, je ne prétends bien sûr pas à l’objectivité, et ma capacité à imaginer ce qui sera est presque entièrement contrôlée par mes goûts et ma curiosité propre. Mais je serai plus honnête que si je tentais effectivement un exercice objectif, puisque j’ai toujours cherché à suivre mon plaisir dans la recherche astronomique, plutôt qu’une construction rationnelle.

Les dix ans qui viennent devraient voir des progrès spectaculaires dans notre compréhension de la nature des poussières interstellaires. Nous nous dotons en effet d’instruments de spectroscopie dans le domaine infrarouge et submillimétrique dont la résolution et la sensibilité nous donneront accès à un très grand nombre de situations physiques différentes, tant dans notre galaxie que dans les galaxies de l’Univers Local. On peut donc raisonnablement penser que nous allons dépasser notre paradigme actuel, issu du modèle développé par Désert et al. (1990). Comme, pour accompagner l’expansion des moyens d’exploration spectroscopique de l’univers, de nombreuses études au sol sur des analogues de poussière interstellaire vont aussi voir le jour, on peut espérer identifier de façon fiable les composantes de la poussière interstellaire. Cela veut dire que l’on pourra exploiter par exemple l’information contenue dans les bandes PAH autrement que de manière vaguement qualitative. En effet aujourd’hui, faute d’une identification précise des porteurs des bandes, il est difficile de s’accorder sur l’interprétation des variations des rapports d’intensités telles qu’on peut les observer dans l’espace. De même, on comprendra la “crudité” de notre connaissance de la poussière si l’on veut bien considérer à tête reposée les implications d’un modèle où deux composantes sur trois portent les dénominations de “très petits grains” et de “gros grains”. Cette situation devrait avoir cessé à la fin de la prochaine décennie.

Arriver à ce niveau de connaissance de la poussière interstellaire ouvre un grand nombre de perspectives intéressantes.

Tout d’abord il devrait être possible de repérer dans le spectre de la poussière les traces de ses sites de formation ainsi que les signes laissés par les différents cycles de la matière dans la machine galactique. Nous aurons donc une seconde voie d’investigation des processus d’évolution “chimique” des galaxies, cette fois-ci en provenance de la phase solide, en parallèle de l’histoire telle qu’elle nous est révélée par les abondances du gaz. Une autre façon de dire cela est que la possibilité de “lire” dans le spectre les propriétés physiques précises des différentes composantes de la poussière nous donnera accès à l’ensemble des processus physiques auxquels est soumis le milieu interstellaire (chocs, turbulence, zones de compression, irradiation, etc.).

Mais la connaissance des propriétés physiques nous permettra aussi d’accéder aux conditions physiques dans lesquelles baigne la poussière, par l’intermédiaire de diagnostics qui pourront être construits à partir des motifs spectraux du spectre infrarouge. Aujourd’hui ces diagnostics se fondent sur l’existence de corrélations plus ou moins propres observées entre les différentes composantes de la distribution spectrale d’énergie des ga-

laxies. Si nous approfondissons notre connaissance de la poussière, il sera possible de construire des diagnostics qui, à l'instar de ceux construits à partir des raies du gaz, se fondent sur une connaissance "a priori" des processus physiques donnant naissance à l'émission. Ces nouveaux diagnostics viendront compléter l'analyse que les raies du gaz nous permettent aujourd'hui de faire, et corrigeront sans doute certaines de nos interprétations. A mon avis, les deux domaines dans lesquels ces diagnostics apporteront le plus seront l'étude des régions centrales de galaxies actives et les zones de formation stellaire des galaxies starbursts, qui partagent évidemment le fait d'impliquer de fortes densités de matière.

Si nos capacités de spectroscopie nous feront faire d'importants progrès dans l'identification des composantes de poussière dans l'Univers Local, il y a fort à parier que les gains spectaculaires en sensibilité et en résolution spatiale nous entraîneront bien au delà de cette région. Des instruments comme Herschel, ALMA ou le JWST se donnent d'ailleurs comme objectif d'identifier l'époque de formation des galaxies, et il est tout à fait réaliste de penser qu'ils l'atteindront. Aura-t-on alors fait le tour de la question? Sans doute pas totalement. Une question est en train de se faire jour, suite à la découverte de poussière dans des environnements soit très éloignés, comme les galaxies découvertes par SCUBA à grand redshift, soit très peu évolués chimiquement, comme les galaxies bleues compactes de l'Univers Local. Dans les années qui viennent, notre base statistique sur la présence de poussière dans ces environnements va fortement se développer. En parallèle, la meilleure connaissance des propriétés de la poussière nous permettra de mesurer des masses de poussière bien plus précises que ce que nous pouvons faire actuellement. Il deviendra donc possible de voir si les masses de poussière mesurées dans les environnements primordiaux sont compatibles avec ce que nous connaissons alors des mécanismes de formation et de destruction de la poussière et l'histoire de ces environnements. Cela ouvrira peut-être la possibilité fascinante qu'une fraction de la poussière ait été produite avant l'assemblage des premières galaxies, lors de l'explosion de supernovae primordiales, comme certaines investigations récentes commencent à le proposer (voir par exemple Nozawa et al., 2003).

Pour que cette question soit envisageable, il faut cependant que se poursuivent, dans notre environnement proche, toutes les études sur les mécanismes de formation et de destruction de la poussière. Les différents sites possibles de formation de poussière sont relativement bien identifiés à ce jour, mais il nous manque encore énormément d'information quant à la nature et à la quantité des poussières qui y sont produites.

Enfin pour conclure cette perspective sur une petite note de sobriété, il faut tout de même rappeler un fait gênant pour les physiciens que nous sommes. En effet l'ensemble des phénomènes dont nous avons parlé ici ne concernent qu'une fraction somme toute minoritaire de la masse et de l'énergie de l'Univers. Les théories actuelles nous indiquent que 90% du contenu de l'Univers n'est pour l'instant connu que par l'ombre qu'il porte sur la partie visible. Cette énorme inconnue doit donc être gardée présente à l'esprit dans toute tentative d'envisager le futur de notre discipline. On conçoit bien évidemment qu'aucun physicien digne de ce nom ne pourrait se satisfaire d'une théorie où une part écrasante est prise par un objet décrit de manière totalement ad-hoc...

Quatrième partie

Liste des travaux et publications nationales et internationales

Publications dans les revues à comité de lecture

- **Sauvage, M.**, Thuan, T. X., Vigroux, L. (1990), “The effects of stellar age and metallicity on the infrared emission of the Magellanic Clouds” *A&A* 237, 296
- **Sauvage, M.**, Thuan, T. X. (1992), “On the use of far-infrared luminosity as a star formation indicator in galaxies” *ApJLett* 396, L69
- Thuan, T. X., **Sauvage, M.** (1992), “The far-infrared properties of the CfA galaxy sample. I. The catalog” *A&AS* 92, 749
- **Sauvage, M.**, Thuan, T. X. (1994), “The far-infrared properties of the CfA galaxy sample. II. Gas, dust and star formation along the Hubble sequence” *ApJ* 429, 153
- Lagage, P. O., Galdemard, P., Pantin, E., Jouan, R., Masse, P., **Sauvage, M.**, Olofsson, G., Hultgren, M., Nordh, L., Belmonte, J. A., Regulo, C., Rodriguez Espinosa, J. M., Vidal, L., Mosser, B., Ulla, A., Gautier, D. (1995), “Collision of Schoemaker-Levy 9 fragments A, E, H, L, Q1 with Jupiter : mid-infrared light curves” *Geophys. Res. Lett.* 22, 1773
- Boulade, O., **Sauvage, M.**, Altieri, B., Blommaert, J., Gallais, P., Guest, S., Metcalfe, L., Okumura, K., Ott, S., Tran, D., Vigroux, L. (1996), “NGC5195 - A look into the hot dusty ISM of an interacting SB0 galaxy with ISOCAM.” *A&A* 315, L85
- Boulanger, F., Reach, W. T., Abergel, A., Bernard, J. P., Cesarsky, C. J., Cesarsky, D., Desert, F. X., Falgarone, E., Lequeux, J., Metcalfe, L., Perault, M., Puget, J. L., Rouan, D., **Sauvage, M.**, Tran, D., Vigroux, L. (1996), “Mid-Infrared imaging spectroscopy in Ophiuchus” *A&A* 315, L325
- Cesarsky, C. J., Abergel, A., Agnese, P., Altieri, B., Augeres, J. L., Aussel, H., Biviano, A., Blommaert, J., Bonnal, J. F., Bortoletto, F., Boulade, O., Boulanger, F., Cazes, S., Cesarsky, D. A., Chedin, A., Claret, A., Combes, M., Cretolle, J., Davies, J. K., Desert, F. X., Elbaz, D., Engelmann, J. J., Epstein, G., Franceschini, A., Gallais, P., Gastaud, R., Gorisse, M., Guest, S., Hawarden, T., Imbault, D., Kleczewski, M., Lacombe, F., Landriu, D., Lapegue, J., Lena, P., Longair, M. S., Mandolesi, R., Metcalfe, L., Mosquet, N., Nordh, L., Okumura, K., Ott, S., Perault, M., Perrier, F., Persi, P., Puget, J. L., Purkins, T., Rio, Y., Robert, T., Rouan, D., Roy, A., Saint-Pe, O., Sam-Lone, J., Sargent, A., **Sauvage, M.**, Sibille, F., Siebenmorgen, R., Sirou, F., Soufflot, A., Starck, J. L., Tiphene, D., Tran, D., Ventura, G., Vigroux, L., Vivares, F., Wade, R. (1996), “ISOCAM in flight” *A&A* 315, 32
- Mirabel, I. F., Rodriguez, L. F., Chaty, S., **Sauvage, M.**, Gerard, E., Duc, P. A., Castro-Tirado, A., Callanan, P. (1996), “Infrared reverberation of an energetic outburst in GRS 1915+105” *ApJ* 472, L111
- Mosser, B., Galdemard, P., Lagage, P., Pantin, E., **Sauvage, M.**, Lognonne, P., Gautier, D., Billebaud, F., Livengood, T., Kaufl, H. U. (1996), “Impact Seismology : A Search for Primary Pressure Waves Following Impacts A and H” *Icarus* 121, 331
- **Sauvage, M.**, Blommaert, J., Boulanger, F., Cesarsky, C. J., Cesarsky, D. A., Desert, F. X., Elbaz, D., Gallais, P., Joncas, G., Metcalfe, L., Okumura, K., Ott, S., Siebenmorgen, R., Starck, J. L., Tran, D., Vigroux, L. (1996), “ISOCAM Mapping of the Whirlpool Galaxy (M 51)” *A&A* 315, L89
- Block, D. L., Elmegreen, B. G., Stockton, A., **Sauvage, M.** (1997), “Macromolecules, very small grains and large dust particles in the Whirlpool galaxy and its companion : a unified view” *ApJ* 486, L95
- Boselli, A., Lequeux, J., Contursi, A., Gavazzi, G., Boulade, O., Boulanger, F., Cesarsky, D., Dupraz, C., Madden, S. C., **Sauvage, M.**, Viallefond, F., Vigroux, L. (1997), “Mid-IR colors and star formation in

- Virgo and Coma galaxies” A&A 324, L13
- **Sauvage, M.**, Thuan, T. X., Lagage, P. O. (1997), “10 μm imaging and HI observations of the blue compact dwarf galaxy He 2-10” A&A 325, 98
 - Boselli, A., Lequeux, J., **Sauvage, M.**, Boulade, O., Boulanger, F., Cesarsky, D., Dupraz, C., Madden, S., Viallefond, F., Vigroux, L. (1998), “Mid-IR emission of galaxies in the Virgo cluster : II. Integrated properties.” A&A 335, 53
 - Cesarsky, D., Lequeux, J., Pagani, L., Ryter, C., Loinard, L., **Sauvage, M.** (1998), “The strange mid-infrared spectrum of M31 : ISOCAM observations” A&A 337, L35
 - Contursi, A., Lequeux, J., Hanus, M., Heydari-Malayeri, M., Bonoli, C., Bosma, A., Boulanger, F., Cesarsky, D., Madden, S., **Sauvage, M.**, Tran, D., Vigroux, L. (1998), “Mid-IR mapping of the region N4 in the Large Magellanic Cloud with ISOCAM” A&A 336, 662
 - Mirabel, F., Vigroux, L., Charmandaris, V., **Sauvage, M.**, Gallais, P., Cesarsky, C., Madden, S., Duc, P. A. (1998), “The dark side of star formation in the Antennae galaxies” A&A 333, L1
 - Charmandaris, V., Laurent, O., Mirabel, I. F., Gallais, P., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Cesarsky, C., N., A. P. (1999), “Dust in the wheel : the Cartwheel galaxy in the Mid-IR” A&A 341, 69
 - Mirabel, I. F., Laurent, O., Sanders, D. B., **Sauvage, M.**, Tagger, M., Charmandaris, V., Vigroux, L., Gallais, P., Cesarsky, C., Block, D. L. (1999), “A barred spiral at the center of the giant elliptical radio galaxy Centaurus A” A&A 341, 667
 - Pagani, L., Lequeux, J., Cesarsky, D., Donas, J., Milliard, B., Loinard, L., **Sauvage, M.** (1999), “Mid-infrared and far-ultraviolet observations of the star-forming ring of M 31” A&A 351, 447
 - Starck, J. L., Abergel, A., Aussel, A., **Sauvage, M.**, Gastaud, R., Claret, A., Desert, F. X., Delattre, C., Pantin, E., Ott, S. (1999), “ISOCAM data processing” A&AS 134, 135
 - Thuan, T. X., **Sauvage, M.**, Madden, S. (1999), “Dust in an extremely metal poor galaxy : mid-infrared observations of SBS 0335-052” ApJ 516, 783
 - Block, D. L., **Sauvage, M.** (2000), “A unified image of dust grains for the warped spiral galaxy in the merger Centaurus A” A&A 353, 72
 - Contursi, A., Lequeux, J., Cesarsky, D., Boulanger, F., Rubio, M., Hanus, M., **Sauvage, M.**, Tran, D., Bosma, A., Madden, S., Vigroux, L. (2000), “Mid-infrared imaging and spectrophotometry of N66 in the SMC with ISOCAM” A&A 362, 310
 - Kucinkas, A., Vansevicius, V., **Sauvage, M.**, Tanabe, T. (2000), “New infrared object in the field of the SMC cluster NGC 330” A&A 353, L21
 - Kucinkas, A., Vansevicius, V., **Sauvage, M.**, Tanabe, T. (2000), “ISO observations of the planetary nebula Lindsay 305 in the Small Magellanic Cloud” PASJ 52, 619
 - Laurent, O., Mirabel, I. F., Charmandaris, V., Gallais, P., Madden, S. C., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Cesarsky, C. (2000), “Mid-infrared diagnostics to distinguish AGNs from starbursts” A&A 359, 887
 - Le Floch, E., Mirabel, I. F., Laurent, O., Charmandaris, V., Gallais, P., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Cesarsky, C. (2001), “Mid-Infrared observations of NGC 1068 with the Infrared Space Observatory” A&A 367, 487
 - Roussel, H., Vigroux, L., Bosma, A., **Sauvage, M.**, Bonoli, C., Gallais, P., Hawarden, T., Lequeux, J., Madden, S., Mazzei, P. (2001), “An atlas of mid-infrared dust emission in spiral galaxies” A&A 369, 473
 - Roussel, H., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Bosma, A. (2001), “The relationship between star formation rates and the mid-infrared emission in galactic disks” A&A 372, 427
 - Roussel, H., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Bosma, A., Bonoli, C., Gallais, P., Hawarden, T., Madden, S., Mazzei, P. (2001), “The impact of bars on the mid-infrared dust emission of spiral galaxies : global and circumnuclear properties” A&A 372, 406
 - Athey, A., Bregman, J., Bregman, J., Temi, P., **Sauvage, M.** (2002), “Mid-infrared observation of mass-loss in elliptical galaxies” ApJ 571, 272
 - Charmandaris, V., Laurent, O., Le Floch, E., Mirabel, I. F., **Sauvage, M.**, Madden, S., Gallais, P., Vigroux, L., Cesarsky, C. (2002), “Mid-infrared observations of the ultraluminous galaxies IRAS 14348-1447, IRAS 19254-7245, and IRAS 23128-5919” A&A 391, 429
 - Koch-Miramond, L., Haas, M., Pantin, E., Podsiadlowski, P., Naylor, T., **Sauvage, M.** (2002), “Determination of limits on disc masses around six pulsars at 15 and 90 μm ” A&A 387, 233

- Le Floch, E., Charmandaris, V., Laurent, O., Mirabel, I. F., Gallais, P., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Cesarsky, C. (2002), “Extended mid-infrared emission from VV114 : probing the birth of a ULIRG” A&A 391, 417
- Plante, S., **Sauvage, M.** (2002), “The embedded super-star cluster of SBS 0335-052” AJ 124, 1995
- Boselli, A., **Sauvage, M.**, Lequeux, J., Donati, A., Gavazzi, G. (2003), “Mid-IR emission of galaxies in the Virgo cluster III. The data” A&A 406, 867
- Forster-Schreiber, N., **Sauvage, M.**, Charmandaris, V., Laurent, O., Gallais, P., Mirabel, I. F., Vigroux, L. (2003), “ISOCAM view of the starburst galaxies M 82, NGC 253 and NGC 1808” A&A 399, 833
- Gallais, P., Charmandaris, V., Le Floch, E., Mirabel, I. F., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Laurent, O. (2004), “Dust enshrouded star-forming activity in Arp 299” A&A 414, 845
- Vanzi, L., **Sauvage, M.** (2004), “Dust and super-star clusters in NGC 5253” A&A 415, 509
- Xilouris, E. M., Madden, S. C., Galliano, F., Vigroux, L., **Sauvage, M.** (2004), “Dust emission in early-type galaxies : the mid-infrared view” A&A 416, 41
- Förster-Schreiber, N. M., Roussel, H., **Sauvage, M.**, Charmandaris, V. (2004), “Warm dust and aromatic bands as quantitative probes of star-formation activity”, A&A 419, 501
- Tanabé, T., Kučinskas, A., Nakada, Y., Onaka, T., **Sauvage, M.** (2004), “ISOCAM Observations of Globular Clusters in the Magellanic Clouds : The Data”, ApJSupp, 155, 401
- Martín-Hernández, N. L., Schaerer, D., **Sauvage, M.** (2005), “High spatial resolution mid-infrared spectroscopy of NGC 5253 : The stellar content of the embedded super-star cluster”, A&A 429, 449
- Cresci, G., Vanzi, L., **Sauvage, M.** (2005), “The star cluster population of NGC 5253”, A&A 433, 447

Contributions et revues de conférences invitées

- **Sauvage, M.** (1996), “Far infrared emission in galaxies. Origin and interpretation” in *The interplay between massive star formation, the interstellar medium and galaxy evolution*, D. Kunth, Thuan, T.X., Guiderdoni, B., Heydari, M., Van, J.T.T (Eds.) Editions frontieres :Paris, p143
- **Sauvage, M.** (1997), “Dust models for extragalactic studies” in *Extragalactic astronomy in the infrared*, G. Mamon, T. X. Thuan and J. T. T. Van (Eds.) Editions Frontières, p179
- **Sauvage, M.** (1997), “Dust in the disk of galaxies” in *The interstellar medium in galaxies*, J. M. van der Hulst (Ed.), p1
- Cesarsky, C. J., **Sauvage, M.** (1999), “A mid and far infrared view of galaxies” ApSS 269-270, p303
- Cesarsky, C. J., **Sauvage, M.** (2000), “Galaxies in the infrared : ISO results” in *Stars, gas and dust in galaxies : exploring the links*, D. Alloin, K. Olsen and G. Galaz (Eds.) ASP conference series 221, p233

Contributions de conférences

- **Sauvage, M.**, Vigroux, L. (1991), “Dust distribution and temperature in the Magellanic Clouds” in *The Magellanic Clouds*, D. M. R. Haynes (Ed.) IAU, p407
- Thuan, T. X., **Sauvage, M.** (1992), “The far-infrared properties of galaxies along the Hubble sequence” in *Physics of nearby galaxies : Nature or Nurture*, T. X. Thuan, Balkowski, C., Van, J.T.T. (Eds.) Editions Frontieres :Paris, p111
- Vidal-Madjar, A., Aubourg, E., Kunth, D., Ferlet, R., Mochkovitch, R., Guibert, J., Moreau, O., Soubiran, C., Gry, C., Maurice, E., Prevot, L., Terzan, A., Cesarsky, C., Lachieze-Rey, M., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Ansari, R., Moniez, M., Bareyre, P., Lesquoy, E., Magneville, C., Milsztajn, A., Moscoso, L., Rich, J., Spiro, M. (1992), “Is our massive dark halo made of compact objects ?” in *2nd DAEC meeting : Distribution of Matter in the Universe*, Meudon : Obs. de Paris, p388
- Durand, D., Gaudet, S., Crabtree, D., Hill, N., **Sauvage, M.** (1993), “The CFHT archive” in *ESO-OAT workshop on handling and archiving data from ground-based telescopes*, A. Albrecht (Ed.) ESO conference proceedings
- Lagage, P. O., Galdemard, P., Jouan, R., Masse, P., Pantin, E., **Sauvage, M.**, Mosser, B., Olofsson, G., Hultgren, M., Nordh, L., Belmonte, J. A., Regulo, C., Roca Cortes, T., Rodriguez Espinosa, J. M., Vidal, L., Gautier, D., Ulla, A. (1994), “10 micron observations of SL-9 crash onto Jupiter with CAMIRAS at NOT” Hill (Ed.)

- **Sauvage, M.**, Lagage, P. O., Thuan, T. X. (1994), “10 micron imaging of the blue compact dwarf galaxy He 2-10” in *Dwarf Galaxies*, P. P. G. Meylan (Ed.) ESO, p443
- **Sauvage, M.**, Lagage, P. O., Thuan, T. X. (1994), “10 μm imaging of the blue compact galaxy He 2-10” in *Infrared astronomy with arrays : The next generation*, I. S. McLean (Ed.) Kluwer Academic Publishers, p325
- Block, D. L., Elmegreen, B. G., Stockton, A., **Sauvage, M.** (1997), “The distribution of dust grains of all temperatures in normal spiral galaxies - Toward a unified observational picture” in *Extragalactic astronomy in the infrared*, G. Mamon, T. X. Thuan and J. T. T. Van (Eds.) Editions Frontières, p161
- Charmandaris, V., Mirabel, I. F., Tran, D., Laurent, O., Cesarsky, C. J., Gallais, P., **Sauvage, M.**, Vigroux, L. (1997), “ISOCAM observations of Arp 220” in *Extragalactic astronomy in the infrared*, G. Mamon, T. X. Thuan and J. T. T. Van (Eds.) Editions Frontières, p283
- Chaty, S., Mirabel, I. F., Rodriguez, L. F., Duc, P. A., **Sauvage, M.**, Castro-Tirado, A. J., Callanan, P. (1997), “Infrared Observations and Energetic Outburst of GRS 1915+105” in *2nd INTEGRAL Workshop : 'The Transparent Universe'*, C. Winkler, T. J. L. Courvoisier and P. Durouchoux (Eds.) ESA SP-382, p241
- Laurent, O., Mirabel, F., **Sauvage, M.**, Gallais, P., Charmandaris, V., Vigroux, L., Cesarsky, C. (1997), “ISOCAM observations of the seyfert galaxy NGC 3147” in *Extragalactic astronomy in the infrared*, G. Mamon, T. X. Thuan and J. T. T. Van (Eds.) Editions Frontières, p321
- Madden, S. C., Vigroux, L., **Sauvage, M.** (1997), “Mid infrared observations of early-type galaxies” in *Extragalactic astronomy in the infrared*, G. Mamon, T. X. Thuan and J. T. T. Van (Eds.) Editions Frontières, p229
- Ott, S., Abergel, A., Altieri, B., Augueres, J. L., Aussel, H., Bernard, J. P., Biviano, A., Blommaert, J., Boulade, O., Boulanger, F., Cesarsky, C., Cesarsky, D. A., Claret, A., Delattre, C., Delaney, M., Deschamps, T., Desert, F. X., Didelon, P., Elbaz, D., Gallais, P., Gastaud, R., Guest, S., Helou, G., Kong, M., Lacombe, F., Li, J., Landriu, D., Metcalfe, L., Okumura, K., Perault, M., Pollock, A., Rouan, D., Sam-Lone, J., **Sauvage, M.**, Siebenmorgen, R., Starck, J. L., Tran, D., van Buren, D., Vigroux, L., Vivares, F. (1997), “Design and implementation of CIA, the ISOCAM Interactive Analysis System” in *Astronomical Data Analysis Software and Systems VI*, G. Hunt and H. E. Payne (Eds.) ASP conference series 125, p34
- Tran, Q. D., **Sauvage, M.**, Cesarsky, D. (1997), “Variations of UIBs in NGC 7023” in *Extragalactic astronomy in the infrared*, G. Mamon, T. X. Thuan and J. T. T. Van (Eds.) Editions Frontières, p209
- Boulanger, F., Abergel, A., Bernard, J. P., Cesarsky, D. A., Puget, J. L., Reach, W. T., Ryter, C., Cesarsky, C. J., **Sauvage, M.**, Tran, D., Vigroux, L., Falgarone, E., Lequeux, J., Perault, M., Rouan, D. (1998), “The nature of small interstellar dust particles” in *Star formation with the infrared space observatory (ISO)*, J. L. Yun and R. Liseau (Eds.) ASP conference series 132, p15
- Cabrit, S., Couturier, S., André, P., Boulade, O., Cesarsky, C., Lagage, P. O., **Sauvage, M.**, Bontemps, S., Nordh, L., Olofsson, G., Boulanger, F., Sibille, F., Siebenmorgen, R. (1998), “Mid-infrared emission maps of bipolar outflows with ISOCAM : an in depth study of the L1157 outflow” in *Star formation with the Infrared Space Observatory (ISO)*, J. L. Yun and R. Liseau (Eds.) ASP Conference Series 132, p326
- Ott, S., Gastaud, R., Abergel, A., Altieri, B., Augueres, J. L., Aussel, H., Bernard, J. P., Biviano, A., Blommaert, J., Boulade, O., Boulanger, F., Cesarsky, C., Cesarsky, D. A., Charmandaris, V., Claret, A., Delaney, M., Delattre, C., Deschamps, T., Desert, F. X., Didelon, P., Elbaz, D., Gallais, P., Ganga, K., Guest, S., Helou, G., Kong, M., Lacombe, F., Landriu, D., Laurent, O., Lecoupanec, P., Li, J., Metcalfe, L., Okumura, K., Perault, M., Pollock, A., Rouan, D., Sam-Lone, J., **Sauvage, M.**, Siebenmorgen, R., Starck, J. L., Tran, D., van Buren, D., Vigroux, L., Vivares, F. (1998), “Data analysis with ISOCAM interactive analysis system - Preparing for the future” in *Astronomical Data Analysis Software and Systems VII*, R. Albrecht, R. N. Hook and H. A. Bushouse (Eds.) ASP Conference series 145, p275
- Tanabe, T., Nishida, S., Nakada, Y., Onaka, T., Glass, I. S., **Sauvage, M.** (1998), “Extreme infrared stars discovered in Magellanic cloud globular clusters” *ApSS* 255, p407
- Cabrit, S., Bontemps, S., Lagage, P. O., **Sauvage, M.**, Boulanger, F., Andre, P., Nordh, L., Olofsson, G., Cesarsky, C., Boulade, O., Sibille, F., Siebenmorgen, R. (1999), “ISOCAM mapping and spectro-imaging of bipolar outflows. H2 rotational lines as probes of flow entrainment” in *The Universe as seen by ISO*, P. Cox and M. Kessler (Eds.) ESA - SP 427, p449

-
- Charmandaris, V., Laurent, O., Mirabel, I. F., Gallais, P., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Cesarsky, C., Tran, D. (1999), “The mid-IR view of interacting galaxies” in *Ultraluminous galaxies : monsters of babies*, D. Lutz and L. J. Tacconi (Eds.) ApSS 266/1-2, p99
 - Gallais, P., Laurent, O., Mirabel, I. F., Charmandaris, V., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Tran, D. (1999), “ISOCAM mid-infrared observations of the interacting galaxy system Mkn 171” in *The Universe as seen by ISO*, P. Cox and M. Kessler (Eds.) ESA - SP 427, p881
 - Laurent, O., Mirabel, I. F., Gallais, P., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Cesarsky, C., Charmandaris, V. (1999), “The AGNs and their host galaxies as seen in the mid-infrared” in *Ultraluminous galaxies : monsters of babies*, D. Lutz and L. J. Tacconi (Eds.) ApSS 266/1-2, p175
 - Madden, S. C., Vigroux, L., **Sauvage, M.** (1999), “The mid-infrared emission from early-type galaxies” in *The Universe as seen by ISO*, P. Cox and M. Kessler (Eds.) ESA - SP 427, p933
 - Laurent, O., Mirabel, I. F., Charmandaris, V., Gallais, P., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Cesarsky, C. J. (1999), “Nearby active and starburst galaxies as seen with ISOCAM” ApSS 269-270, p357
 - Tanabe, T., Nishida, S., Nakada, Y., Onaka, T., Glass, I. S., **Sauvage, M.** (1999), “Systematic study of AGB stars in the intermediate-age globular clusters in the Magellanic Clouds” in *Asymptotic giant branch stars*, T. Le Bertre, A. Lebre and C. Waelkens (Eds.) IAU symposium 191, p573
 - Ott, S., Gastaud, R., Guest, S., Delaney, M., Altieri, B., Abergel, A., Augeres, J. L., Aussel, H., Bernard, J. P., Biviano, A., Blommaert, J., Boulade, O., Boulanger, F., Cesarsky, C., Cesarsky, D., Chary, R. R., Charmandaris, V., Claret, A., Delattre, C., Desert, F. X., Deschamps, T., Didelon, P., Elbaz, D., Gallais, P., Ganga, K., Helou, G., Kong, M., Lacombe, F., Landriu, D., Laurent, O., Le Coupanec, P., Li, J., Metcalfe, L., Okumura, K., Perault, M., Pollock, A., Roman, P., Rouan, D., Rupen, M., Sam Lone, J., **Sauvage, M.**, Siebenmorgen, R., Starck, J. L., Tran, D., Van Buren, D., Vigroux, L., Vivares, F. (1999), “From a ‘launch readiness’ system to an astronomical data processing system - A review of four years of CIA development” in *ASP Conf. Ser., Vol 172, Astronomical Data Analysis Software and Systems VIII*, D. M. Mehringer, R. L. Plante and D. A. Roberts (Eds.) San Francisco : ASP, p7
 - Roussel, H., Vigroux, L., **Sauvage, M.**, Bonoli, C., Bosma, A., Gallais, P., Hawarden, T., Madden, S. C., Mazzei, P. (1999), “Barred spirals observed in the mid-infrared” in *The Universe as seen by ISO*, P. Cox and M. Kessler (Eds.) ESA - SP 427, p957
 - **Sauvage, M.**, Madden, S., Thuan, T. X. (1999), “Dust in an extremely metal poor galaxy : mid-infrared observations of SBS 0335-052” in *The Universe as seen by ISO*, P. Cox and M. Kessler (Eds.) ESA - SP 427, p961
 - Vigroux, L., Charmandaris, V., Gallais, P., Laurent, O., Madden, S., Mirabel, F., Roussel, H., **Sauvage, M.**, Tran, D. (1999), “ISOCAM observations of galaxies” in *The Universe as seen by ISO*, P. Cox and M. Kessler (Eds.) ESA - SP 427, p805
 - Abergel, A., Miville-Deschênes, M. A., Désert, F. X., Péralut, M., Aussel, H., **Sauvage, M.** (2000), “The transient behavior of the long wavelength channel of ISOCAM” *Exp. Astr.* 10, 353
 - Biviano, A., **Sauvage, M.**, Gallais, P., Boulade, O., Roman, P., Guest, S., Okumura, K., Ott, S. (2000), “The ISOCAM/LW detector dark current behaviour” *Exp. Astr.* 10, 255
 - Kucinkas, A., Vancevicius, V., **Sauvage, M.**, Tanabe, T. (2000), “Mid-infrared studies of the AGB star populations in the Local Group galaxies : the Magellanic Clouds” in *ISAS international workshop on Mid and Far infrared astronomy and future space missions*, T. Matsumoto and H. Shibai (Eds.) ISAS SP 14, p51
 - Laurent, O., Mirabel, I. F., Charmandaris, V., Gallais, P., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Cesarsky, C. J. (2000), “Spatial resolution bias in the mid-infrared Starburst/AGN classification” in *Building galaxies : from the primordial universe to the present*, F. Hammer, T. X. Thuan, V. Cayatte, B. Guiderdoni and J. Tran Than Van (Eds.) Editions Frontieres, p79
 - Ott, S., Gastaud, R., Ali, B., Delaney, M., Guest, S., Abergel, A., Altieri, B., Augeres, J. L., Aussel, H., Bernard, J. P., Biviano, A., Blommaert, J., Boulade, O., Boulanger, F., Cesarsky, C., Cesarsky, D. A., Chaniel, P., Charmandaris, V., Chary, R. R., Claret, A., Coulais, A., Delattre, C., Desert, F. X., Deschamps, T., Didelon, P., Elbaz, D., Fuchs, Y., Gallais, P., Ganga, K., Helou, G., Kong, M., Lacombe, F., Landriu, D., Laurent, O., Lecoupanec, P., Li, J., Metcalfe, L., Miville-Deschenes, M. A., Okumura, K., Perault, M., Peschke, S., Pollock, A., Roman, P., Rouan, D., Rupen, M., Sam-Lone, J., **Sauvage, M.**,

- Siebenmorgen, R., Starck, J. L., Tran, D., Tuffs, R., van Buren, D., Vigroux, L., Vivares, F., Wozniak, H. (2000), "CIA V4.0 - News about data analysis with the ISOCAM interactive analysis system" in *Astronomical Data Analysis Software and Systems VIII*
- Roussel, H., Vigroux, L., **Sauvage, M.** (2000), "Dust emission in spiral disks and in central regions of barred galaxies" in *Building galaxies. From the primordial to the present*, F. Hammer, T. X. Thuan, V. Cayatte, B. Guiderdoni and J. T. T. Van (Eds.) World Scientific, p25
 - **Sauvage, M.**, Roussel, H., Vigroux, L., Bosma, A., Madden, S., Vogler, A., Reynaud, D., Gallais, P. (2001), "The mid-infrared properties of spiral galaxies" in *The promise of the Herschel Space Observatory*, G. Pilbratt, J. Cernicharo, A. M. Heras, T. Prusti and R. Harris (Eds.) ESA SP-460, p151
 - Charmandaris, V., Laurent, O., Mirabel, I. F., Gallais, P., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Cesarsky, C. (2001), "The mid-infrared view of star formation in collisional ring galaxies" ApSS 276, p553
 - Laurent, O., Mirabel, I. F., Charmandaris, V., Gallais, P., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Cesarsky, C. (2001), "A new mid-infrared diagnostic between AGN and starbursts" ApSS 276, p569
 - Le Floc'h, E., Mirabel, I. F., Laurent, O., Charmandaris, V., Gallais, P., **Sauvage, M.**, Vigroux, L., Cesarsky, C. (2001), "Mid-infrared observations of NGC 1068 with ISOCAM" ApSS 277, p103
 - **Sauvage, M.**, Roussel, H., Reynaud, D., Vigroux, L. (2001), "The infrared properties of nearby spiral galaxies" ApSS 277, p115
 - Vigroux, L., Aussel, H., Charmandaris, V., Cesarsky, C., Elbaz, D., Fadda, D., Laurent, O., Madden, S., Mirabel, I. F., Roussel, H., **Sauvage, M.** (2001), "Galaxy evolution : the ISOCAM view" ApSS 277, p565
 - Plante, S., **Sauvage, M.** (2002), "The embedded super-star cluster of SBS 0335-052" ApSS 281, p143
 - Verdes-Montenegro, L., **Sauvage, M.**, Sempere, M. J., Sulentic, J., Cernicharo, J. (2002), "Are isolated galaxies boring?" ApSS 281, p427
 - **Sauvage, M.**, Plante, S. (2003), "Dust-Enshrouded super-star clusters" ApSS 284, p941
 - Ott, S., Gastaud, R., Guest, S., Delaney, M., Sam-Lone, J., Starck, J.-L., Ali, B., Aussel, H., Claret, A., Landriu, D., Miville-Deschênes, M.-A., **Sauvage, M.** and Vivares, F. (2003), "The ISOCAM Interactive Analysis System (CIA) : A Review of Seven Years of Development" in *The Calibration Legacy of the ISO Mission*, ESA SP-481, 275
 - Martín-Hernández, L., **Sauvage, M.**, Schaerer, D. (2003), "Mid-Infrared Imaging and Spectroscopy of Starburst Galaxies" in *IAU Symposium 221*, 55
 - Martín-Hernández, L., **Sauvage, M.**, Schaerer, D. (2003), "A Unique High Spatial Resolution Mid-IR View of the Antennae" in *IAU Symposium 221*, 56
 - Vanzì, L., **Sauvage, M.**, Cresci, G. (2004), "The Cluster Population of NGC 5253" in *The Formation and Evolution of Massive Young Star Clusters*, ASP Conf. Ser. 322, 223
 - **Sauvage, M.**, Vanzì, L., Plante, S. (2004), "Models of the infrared spectral energy distribution of embedded super-star clusters" in *The Formation and Evolution of Massive Young Star Clusters*, ASP Conf. Ser. 322, 541
 - Martín-Hernández, L., Schaerer, D., **Sauvage, M.** (2004), "Mid-infrared observations of embedded super star clusters at high spatial resolution" in *SF2A-2004 : Semaine de l'Astrophysique Francaise*, 639

Articles de vulgarisation

- Cesarsky, C., **Sauvage, M.** (1996), "ISO, ISOCAM et l'astronomie infrarouge" Bulletin de la Societe Francaise de Physique, 28
- **Sauvage, M.** (1996), "Des nouvelles d'ISOCAM" Journal des Astronomes Francais, 4

Livres

- Thronson, H. A., **Sauvage, M.**, Gallais, P., Vigroux, L. (1994), "Infrared and submillimeter space missions in the coming decade", Kluwer Academic Publishers
- Blommaert, J. A. D. L., Siebenmorgen, R., Coulais, A., Okumura, K., Ott, S., **Sauvage, M.**, Starck, J.-L. 2001, "CAM - The ISO Camera", ESA, SAI-99-057/Dc
- **Sauvage, M.**, Stasinska, G., Schaerer, D. (2002), "The evolution of galaxies. II. basic building blocks", Kluwer Academic Publishers

Index

- 30 Dor, 46, 49, 151
- adsorption, 42
- AGN, 62, 63, 65, 68, 69, 76, 112, 116, 124, 151, 152, 157, 157, 159, 161, 172
- amas globulaire, 66, 152, 167, 168
- amas ouvert, 167
- Antennes, galaxie des, voir NGC 4038/9
- [Ar II], 45, 48, 60, 156
- [Ar III], 45
- Arp 220, 28, 152, 165
- Arp 293, 59
- Arp 299, 156, 164, 165
- bande H, 106, 122
- bande K', 109
- bande Ks, 174–176
- bande L', 175, 176, 179, 180
- bande M, 179
- bande R, 107
- BCDG, voir galaxies naines bleues compactes
- blister, 179
- bolomètre, 34
- bulbe, 53, 60, 61, 99, 120, 126
- C-C, liaison, 59
- C-H, liaison, 50, 59
- CAMIRAS, 17, 178
- carbone amorphe, voir poussière, carbone amorphe
- Ced 201, 56
- Cen A, 66, 112, 112, 157, 160
- Centre Galactique, 151, 162
- CFHT, 178
- chopping, 34
- cirrus, 103, 105, 124–126
- CO, 43, 46, 115, 116, 155
- corotation, 110
- corps noir, 45, 74, 171
- correction K, 28
- CVF, 37, 37, 47, 49, 50, 53–55, 153–155, 157, 158, 160, 170, 251
- déficiences H I, 101
- déshydrogénation, 59
- désorption, 42
- diagramme position-vitesse, 113
- Enterprise, 17
- enveloppe circumstellaire, 62
- ESA, 221
- étoiles AGB, 74
- évolution séculaire, 65
- extinction, 48, 50, 59, 66
- Fonction de Masse Initiale, voir IMF
- free-free, émission, 43, 107, 179
- galaxies
 - amas de, 66
 - de Seyfert, 68, 70, 157, 157
 - elliptiques, 66, 73
 - elliptiques naines, 66
 - en interaction, 45, 61
 - lenticulaires, 66
 - naines bleues compactes, 18, 45, 46, 120, 170
 - spirales, 53
 - spirales barrées, 54, 98
 - type morphologique, 53, 67
- gaz/poussière, rapport de masse, 108
- graphitisation, 75
- Groupe Local, 97, 151
- H₂, 42, 60, 64
- H α , 39, 46, 47, 49, 106, 107, 117, 122
- He 2-10, 173, 178–183
- Herschel, 126, 223
 - PACS, 18, 126, 221
 - SPIRE, 18, 221
- H I, 42, 73, 101, 102, 169
- H II, 28, 39, 42, 45–48, 50, 56, 59, 63–65, 68, 76, 102, 107, 120, 123, 154, 156, 159, 161, 170, 171
 - density bounded, 39
 - radiation bounded, 39
 - ultra-compacte, 179, 183
 - ultra-dense, 175, 179, 183
- H II
 - ultra-compacte, 107

- HST, 158, 167, 178
 Hubble, séquence de, 65, 68
- I Zw 18, 169
 IC 10, 104
 IMF, 107, 152
 inter-bras, 55
 IRAS, 17, 27, 28, 31, 65, 66, 108, 118, 124, 151, 177
 ISAAC, 174, 175
 ISO, 18, 31
 CAM, 17, 18, 32, 37, 45, 46, 48, 65, 67, 73, 105, 118, 126, 160, 177, 221
 LWS, 31
 PHT, 32, 67, 108, 160, 170, 172
 SWS, 31, 39, 41, 45, 60, 64, 155, 156, 159, 162, 166, 175, 178
 ISRF, 49–52, 56, 66, 103, 127
- Jansky, Jy, 42
 JWST, 181
- Keck, 179
- LINER, 63, 68, 116
 LMC, 46, 48, 49, 103, 167
 Lorentziennes, 41, 42, 70, 71
 LW2, 37, 42, 46, 48, 49, 52, 63, 73, 97, 170
 LW3, 37, 42, 46, 48, 52, 63, 73, 97
 LW4, 63, 74
 LW5, 74
 LW6, 74, 105, 170
 LW7, 74
 LW8, 74, 170
 LW9, 74, 105, 170
 LW10, 170, 177
- M 17, 40, 42, 43, 46, 48, 50, 97, 156, 159
 M 31, 56, 75, 112
 M 33, 97, 151
 M 51, 18, 53, 55, 56, 59, 60, 67, 98, 223
 M 81, 153
 M 82, 20, 28, 45, 153–156, 167
 M 83, 53, 55, 56, 59, 60, 97, 98
 métallicité, 46, 103, 127, 169
 Madau, diagramme de, 160
 Magellan, voir Nuages de Magellan
 Millenium Falcon, 17
 MIR, 33, 42, 46, 50, 52, 59–61, 71, 73, 168, 177
 multiplexage, 223
- N 4, 46, 48, 49, 73, 103
 N 11, 46
 N 66, 46, 49, 50, 56, 73, 74, 171
- Nébuleuse par réflexion, 38, 163
 [Ne II], 43, 45, 48, 56, 59, 61, 64, 156
 [Ne III], 43, 45, 48, 50, 60, 63, 64, 156
 [Ne V], 159
 NGC 253, 20, 153–156, 169, 180, 183
 NGC 346, 49
 NGC 604, 151
 NGC 613, 55, 56, 59, 60
 NGC 891, 101, 104
 NGC 1068, 157, 159
 NGC 1097, 55, 56, 59
 NGC 1313, 104
 NGC 1365, 55, 56, 59, 60, 156
 NGC 1404, 73, 74
 NGC 1530, 113
 NGC 1731, 46
 NGC 1808, 20
 NGC 2158, 167
 NGC 3077, 153
 NGC 4038/9, 28, 151, 153, 154, 156, 167–169, 178, 180, 181, 183
 NGC 5195, 55, 61, 63, 67, 115, 157
 NGC 5253, 174–176, 180–182
 NGC 6285, 68, 70
 NGC 6286, 55, 56, 59
 NGC 6618, 42
 NGC 6946, 54
 NGC 7023, 38, 39, 41, 42, 45, 50, 71, 155, 161, 163, 164
 NGC6946, 104
 NIR, 62, 106
 Noyau Actif de Galaxie, voir AGN
 Nuages de Magellan, 17, 28, 29, 46
- [O I], 43
 Orion, 50, 184
- PAH, voir poussière, PAH
 PDR, 39, 42, 43, 47, 48, 52, 56, 59–61, 63, 71, 75, 76, 102, 123
 perte de masse, 53, 66, 74
 pfov, 98
 photosphère, 62
 Plan Galactique, 104
 poussière
 carbone amorphe, 75
 distribution en taille, 109
 extinction, 161
 graphite, 41
 nano-cristaux, 41
 PAH, 29, 30, 37, 39, 47, 48, 50, 55, 56, 59, 61, 63, 103, 116, 118, 123, 124, 155, 156, 159, 160, 165, 166, 171

- silicates, 48, 50, 59, 62, 74
 VSG, 29, 37, 45, 48, 50, 52, 71, 103, 118, 123, 124, 155, 156, 163, 164, 166
- ram pressure, 66
 Rayleigh-Jeans, 71
 redshift, 117
 région H II, voir H II
 région de photo-dissociation, voir PDR
 ρ Ophiucus, 71, 103
- [S II], 43
 [S IV], 45, 48, 50, 156
 Sandage, 65
 SBS 0335-052, 21, 28, 180–183
 SCUBA, 159–161
 SEST, 175
 Seyfert, voir galaxies de Seyfert
 SFR, 107, 123–127, 152
 Shakespeare, 14
 SIMBA, 175
 SIRTf, voir Spitzer
 SMC, 49, 174
 SOFIA, 224
 Spitzer, 32, 41, 166, 174
 SST, Spitzer Space Telescope, voir Spitzer
 starburst, 53, 62–64, 124, 152, 167, 174
 stochastique, régime, 29, 30, 62, 118, 120
 Submm, 34
 super-amas stellaire, 98, 151, 153
 super-bulle, 103
- Taux de Formation Stellaire, voir SFR
 TIMMI, 178
 TIMMI2, 178, 179
 Trapèze, 184
 type morphologique, voir galaxies, type morphologique
- UGC 532, 68
 UGC 1157, 68
 UGC 1310, 68
 UGC 1315, 68, 71
 UGC 2128, 68, 69
 UGC 6153, 68, 69, 157, 159
 UGC 6245, 68, 71
 UGC 6255, 68, 69
 UGC 6482, 68
 UGC 6786, 68, 69, 157
 UGC 7290, 68
 UGC 7572, 68
 UGC 8190, 68
 UGC 8468, 68, 70, 73
- UGC 9341, 68
 UGC 12575, 68
 UGC 12618, 68, 70, 159
 UGC 12919, 68
 Univers Local, 18, 27, 66, 68, 118, 174
- de Vaucouleurs, 65, 68
 Vilsa, 221
 VLA, 180
 VLT, 174, 175
 VSG, voir poussière, VSG
 VV 114, 156, 164, 165
- W3OH 53, 47
 warp, 113
 Wien, 118
- zodiacale, émission, 55, 61

A

Tables diverses

TAB. A.1–. Liste des abréviations et sigles utilisés dans ce document

AFE	Aromatic Features in Emission (voir PAH)
AGN	Noyau actif de galaxie (Active Galactic Nucleus)
BCDG	Galaxie naine bleue compacte (Blue Compact Dwarf Galaxy)
CADC	Canadian Astronomy Data Center
CIA	Dans le contexte présent : CAM Interactive Analysis, logiciel d'analyse pour ISOCAM
CEA	Commissariat à l'Energie Atomique
CfA	Center for Astrophysics, Harvard, USA
CFHT	Canada-France-Hawai'i Telescope
CNES	Centre National d'Etudes Spatiales
CVF	Circularly Variable Filter, Filtre d'ISOCAM dont la longueur d'onde transmise varie en fonction de la position, permettant ainsi de réaliser des observations en spectroscopie intégrale de champ
DAPNIA	Département d'Astrophysique, de physique des Particules, de physique Nucléaire, et de l'Instrumentation Associée (CEA)
DRAO	Dominion Radio-Astronomical Observatory (Canada)
DSS	Digitized Sky Survey
ERE	Emission Rouge Etendue (Extended Red Emission)
ESA	Agence Spatiale Européenne
ESO	European Southern Observatory
ESTEC	European Space Research and Technology Center
FIR	infrarouge lointain (far-infrared) : 30-300 μm
FWHM	largeur à mi-hauteur (Full Width at Half Maximum)
G_0	Valeur du champ de radiation interstellaire dans le voisinage solaire (Cox, 2000, p526)
HST	Hubble Space Telescope
ICC	Centre de Contrôle des Instruments (Herschel, Instrument Control Center)
IMF	Fonction de Masse Initiale (Initial Mass Function)
IRAC	InfraRed Array Camera (caméra 3-8 μm du satellite Spitzer)
IRAS	InfraRed Astronomical Satellite
IRS	InfraRed Spectrograph (spectromètre 5-38 μm du satellite Spitzer)
ISAAC	Infrared Spectrometer And Array Camera (instrument d'imagerie et spectroscopie pour le NIR)
ISO	Infrared Space Observatory
ISRF	champ de radiation interstellaire (InterStellar Radiation Field)
JWST	James Webb Space Telescope (successeur du HST)
KAO	Kuiper Airborne Observatory (observatoire infrarouge aéroporté)
LINER	Région nucléaire présentant une émission de raies de faible ionisation (Low Ionization Nuclear Emission Region)

LIRG	Galaxie Lumineuse Infrarouge (Luminous Infrared Galaxy, $10^{11} L_{\odot} < L_{\text{IR}} < 10^{12} L_{\odot}$)
LMC	Grand Nuage de Magellan (Large Magellanic Cloud)
LRS	Low Resolution Spectrometer (instrument à bord d'IRAS)
MIR	Infrarouge moyen (mid-infrared) : 5-30 μm
MIS	Milieu InterStellaire
NED	NASA extragalactic database (base de données extragalactique) http://nedwww.ipac.caltech.edu/
NIR	Infrarouge proche (near-infrared) : 1-5 μm
PACS	Photoconductor Array Camera and Spectrometer (instrument 60-200 μm à bord d'Herschel)
PAH	Molécule aromatique polycyclique hydrogénée (polycyclic aromatic hydrocarbon)
PCRD	Programme-Cadre de Recherche et de Développement de la Communauté Européenne
PDR	Région de Photo-Dissociation (Photo-dissociation region)
PFOV	champ de vue par pixel d'ISOCAM (Pixel Field of View)
PGA	Proposal Generation Aid
RC3	Third Reference Catalogue of Bright Galaxies
RSA	Revised Shapley-Ames (Catalogue de galaxies)
SAP	Service d'Astrophysique du CEA-Saclay
SED	Distribution Spectrale d'Energie (Spectral Energy Distribution)
SEST	Swedish-ESO Submillimetre Telescope (Telescope millimétrique et submillimétrique à la Silla - fermé en Juillet 2003)
SFR	Taux de Formation Stellaire (Star Formation Rate)
SIMBA	SEST IMaging Bolometer Array (réseau de 37 bolomètres opérant à 1.2 mm)
SIRTF	Space InfraRed Telescope Facility, télescope spatial infrarouge de la NASA Lancé en Août 2003 et renommé depuis Spitzer Space Telescope
SMC	Petit Nuage de Magellan (Small Magellanic Cloud)
SOFIA	Stratospheric Observatory For Infrared Astronomy (télescope embarqué sur avion successeur du KAO, prévu pour 2005)
SPIRE	Spectral and Photometric Imaging REceiver (instrument 200-600 μm à bord d'Herschel)
Spitzer	Satellite américain d'observation infrarouge, successeur d'IRAS et ISO
Submm	sub-millimétrique : 300 μm -1 mm
UGC	Upsala General Catalog (catalogue de galaxies)
UIB	Unidentified Infrared Bands (voir PAH)
ULIRG	Galaxie Ultralumineuse Infrarouge (Ultraluminous Infrared Galaxy, $10^{12} L_{\odot} < L_{\text{IR}} < 10^{13} L_{\odot}$)
VLA	Very Large Array (Etats-Unis)
VLT	Very Large Telescope (Paranal, Chili)
VSG	très petit grain (very small grain)

TAB. A.2- Longueur d'onde centrale et bande passante des filtres ISOCAM LW

Filtre	λ_0 μm	$\Delta\lambda$ μm
LW1	4.5	4.0-5.0
LW2	6.7	5.0-8.5
LW3	14.3	12.0-18.0
LW4	6.0	5.5-6.5
LW5	6.8	6.5-7.0
LW6	7.7	7.0-8.5
LW7	9.6	8.5-10.7
LW8	11.3	10.7-12.0
LW9	14.9	14.0-16.0
LW10	12.0	8.0-15.0

TAB. A.3- Caractéristiques principales des raies de structure fine observées dans la bande ISOCAM

Espèce	Longueur d'onde μm	Transition	Potentiel d'excitation eV	Potentiel d'ionisation eV
[Ar II]	6.985	$2P_{1/2} - 2P_{3/2}$	15.76	27.63
[Ne IV]	7.652	$2P_{3/2} - 2P_{1/2}$	126.21	157.93
[Ar III]	8.991	$3P_1 - 3P_2$	27.63	40.74
[S IV]	10.510	$2P_{3/2} - 2P_{1/2}$	34.79	47.22
[Ne II]	12.813	$2P_{1/2} - 2P_{3/2}$	21.56	40.96
[Ne V]	14.327	$3P_2 - 3P_1$	97.12	126.21
[Ne III]	15.555	$3P_1 - 3P_2$	40.96	63.45