

UNIVERSITÉ PARIS-SACLAY

MANUSCRIT PRÉSENTÉ PAR

Vianney Lebouteiller

Pour obtenir le grade de

Habilitation à diriger des recherches

Specialité: astrophysique

**Le milieu interstellaire primitif:
Spectroscopie et modélisation de galaxies proches**

Soutenue publiquement le 22 / 06 / 2021

À Saclay

devant le jury composé de:

Pr. Hervé Dole:
Pr. Vassilis Charmandaris:
Pr. Jonathan Braine:
Pr. Évelyne Roueff: Rapportrice
Pr. Cécile Gry: Rapportrice
Pr. Daniel Schaerer: Rapporteur

Laboratoire AIM - UMR 7158
Département d'Astrophysique
CEA-IRFU - Saclay
vianney.lebouteiller@cnrs.fr



Le Milieu Interstellaire primitif

Spectroscopie et modélisation de galaxies proches

Vianney Lebouteiller



Table des matières

| | |
|--------------|----|
| Introduction | 11 |
|--------------|----|

I

Contexte

| | | |
|----------|--|-----------|
| 1 | Motivations et considérations | 15 |
| 1.1 | Le milieu interstellaire en tant qu'objet astrophysique | 15 |
| 1.2 | Le MIS au centre du cycle de la vie des étoiles | 17 |
| 1.3 | Le rôle de la métallicité et la quête d'environnements primitifs | 20 |
| 1.4 | Questions abordées et approche | 23 |

II

Travaux

| | | |
|----------|---|-----------|
| 2 | Réservoirs de gaz pour la formation stellaire | 29 |
| 2.1 | Importance du gaz moléculaire et gaz sombre en CO | 29 |
| 2.2 | Observations du gaz moléculaire via CO | 33 |
| 2.2.1 | Cartographie de l'émission CO | 34 |
| 2.2.2 | Émission CO à très faible métallicité et implications sur la distribution de H ₂ | 35 |
| 2.3 | Gaz moléculaire sombre en CO et origine de (C II) 157 μm | 36 |
| 2.3.1 | Grandes échelles spatiales (~ 1 – 10 kpc) | 37 |
| 2.3.2 | Petites échelles spatiales (~ 10 – 100 pc) | 38 |

| | | |
|------------|--|-----------|
| 2.3.3 | Lien entre les mécanismes de chauffage et (C II) | 41 |
| 2.3.4 | Étude du gaz sombre en absorption | 44 |
| 3 | Structure et topologie du MIS | 47 |
| 3.1 | Structure 3D de la région 30 Dorade dans le GNM | 47 |
| 3.2 | Topologie du MIS | 48 |
| 3.2.1 | Résumé des différentes étapes | 52 |
| 3.2.2 | Études de sources résolues spatialement: régions bornées par la matière | 53 |
| 3.2.3 | Étude du DGS: modèle multi-phase et multi-secteur de sources non-résolues | 55 |
| 3.2.4 | Code MULTIGRIS | 58 |
| 4 | Distribution et mélange des éléments lourds | 63 |
| 4.1 | Méthodes de détermination des abondances chimiques dans le gaz | 63 |
| 4.1.1 | Région H II: raies d'émission en visible/IR | 63 |
| 4.1.2 | Gaz neutre: raies d'absorption en UV lointain | 65 |
| 4.2 | Des abondances homogènes dans les régions H II et des diagnostics robustes de métallicité | 66 |
| 4.3 | Poches de gaz quasi-primordial dans les galaxies bleues compactes | 68 |
| 4.3.1 | Comparaison des abondances chimiques dans les phases neutre et ionisée | 69 |
| 4.3.2 | Implications pour le rapport poussière-sur-gaz | 73 |
| 4.4 | Étude combinée des abondances stellaires et gazeuses | 75 |
| 5 | Mécanismes de rétroaction | 77 |
| 5.1 | Mécanismes de chauffage du MIS | 77 |
| 5.1.1 | Limites du chauffage par effet photoélectrique | 78 |
| 5.1.2 | Photoionisation par sources X | 81 |
| 5.1.3 | Chocs | 82 |
| 5.2 | Traceurs de la formation stellaire à faible métallicité | 84 |
| 5.2.1 | Abondance et photodestruction des PAHs | 84 |
| 5.2.2 | Raies de refroidissement | 86 |
| 5.3 | Outflows dans les galaxies ultralumineuses en IR | 87 |
| 6 | Perspectives | 89 |
| 6.1 | Propriétés et influence des sources X dans les galaxies naines | 89 |
| 6.2 | Formation stellaire et H₂ | 91 |
| 6.3 | Construction de nouveaux modèles et nouveaux échantillons | 93 |

| | | |
|------------|---|------------|
| 6.4 | Formation stellaire dans les Nuages de Magellan | 94 |
| 6.5 | Implication et contribution aux futures missions | 94 |
| 6.5.1 | Infrarouge: JWST, SPICA, <i>Origins</i> , ELT/METIS | 94 |
| 6.5.2 | Ultraviolet: LUVUOIR/POLLUX | 96 |
| 7 | Produits pour la communauté | 97 |
| 7.1 | CASSIS: atlas spectral IR | 97 |
| 7.2 | IDEOS: base de données des traceurs IR dans les sources extragalactiques | 102 |
| 7.3 | SMART/AdOpt: extraction de sources complexes | 102 |
| 7.4 | PACSman: réduction des données <i>Herschel</i>/PACS | 104 |
| 7.5 | MULTIGRIS: recherche de solutions dans grille | 105 |

III

Rapport d'encadrement

| | | |
|-------------|--|------------|
| 8 | Introduction | 109 |
| 9 | Période post-doctorale | 111 |
| 9.1 | Université de Cornell | 111 |
| 9.2 | CEA | 112 |
| 10 | En tant que chargé de recherche | 113 |
| 11 | Suivi des doctorants | 115 |
| 12 | Encadrements officiels | 117 |
| 12.1 | Stage Master 2 | 117 |
| 12.2 | Thèse | 117 |

IV

Appendices

| | | |
|-----------|--|------------|
| 13 | Niveaux électroniques | 121 |
| 14 | Acronymes | 129 |
| 15 | Foire-aux-questions pour doctorants | 131 |
| | Bibliography | 145 |



List of Figures

| | | |
|------|---|----|
| 1.1 | Le MIS à différentes échelles spatiales | 16 |
| 1.2 | La galaxie M63 en optique et H I | 16 |
| 1.3 | Tomographie du MIS | 17 |
| 1.4 | Mécanismes de chauffage dans le MIS | 18 |
| 1.5 | Schéma des phases du MIS | 19 |
| 1.6 | Les galaxies proches comme références | 20 |
| 1.7 | Relation entre métallicité, masse et redshift | 21 |
| 1.8 | Échantillon de galaxies proches très pauvres en métaux | 22 |
| 1.9 | Étendue H I des galaxies naines | 23 |
| 2.1 | Taux de formation d'étoiles et densité du gaz | 30 |
| 2.2 | Gaz sombre en CO en fonction de la métallicité | 31 |
| 2.3 | Simulations du gaz sombre en CO et distribution de CO dans WLM | 32 |
| 2.4 | Rapport gaz-sur-poussière en fonction de la métallicité | 33 |
| 2.5 | Contraste de la distribution en CO dans la phase diffuse/dense | 34 |
| 2.6 | Taux de formation d'étoiles dans le DGS | 36 |
| 2.7 | Relation entre taux de formation stellaire et masse de H ₂ dans le DGS | 38 |
| 2.8 | La région LMC-N 11 | 39 |
| 2.9 | Observations SOFIA/GREAT de LMC-N 11 | 40 |
| 2.10 | Décomposition des profils de vitesse dans LMC-N 11 | 42 |
| 2.11 | Fraction de la raie C+ 157um associée au gaz sombre dans LMC-N 11 | 43 |
| 2.12 | Modélisation de la galaxie I Zw 18 | 44 |
| 2.13 | Résultats des modèles de I Zw 18 | 45 |

| | | |
|------|---|-----|
| 2.14 | Niveaux du carbone ionisé en IR et UV | 46 |
| 3.1 | La région 30 Dorade dans le GNM avec SOFIA, VISTA et ALMA | 48 |
| 3.2 | Modélisation 3D de 30 Dorade | 49 |
| 3.3 | Facteur de remplissage des PDRs dans 30 Dorade | 50 |
| 3.4 | Déduction de la topologie du MIS via les signatures spectrales | 51 |
| 3.5 | Outils de modélisation du MIS | 52 |
| 3.6 | Étapes successives dans la modélisation de la topologie du MIS | 53 |
| 3.7 | Échelles spatiales dans la galaxie IC10 | 54 |
| 3.8 | Facteur de couverture des PDRs dans le DGS | 56 |
| 3.9 | Secteurs dans la galaxie I Zw 18 | 57 |
| 3.10 | Résultats préliminaires MULTIGRIS: distribution de probabilité | 60 |
| 3.11 | Résultats préliminaires MULTIGRIS: comparaison avec observations | 61 |
| 4.1 | Abondances dans le gaz ionisé et neutre | 64 |
| 4.2 | Raies de recombinaison de H | 64 |
| 4.3 | Utilisation des raies d'absorption pour sonder le MIS, MCG et MIG | 66 |
| 4.4 | Abondances chimiques déduites des raies IR | 68 |
| 4.5 | Spectres UV vers les étoiles de la région NGC604 dans M33 | 70 |
| 4.6 | Abondances dans le gaz ionisé et neutre | 71 |
| 4.7 | Rapport gaz-sur-poussière et dilution par le gaz peu enrichi | 74 |
| 5.1 | Principe du chauffage par effet photoélectrique | 78 |
| 5.2 | Efficacité du chauffage par effet photoélectrique dans le DGS | 79 |
| 5.3 | Contribution de la phase ionisée à l'émission IR dans le DGS | 80 |
| 5.4 | Variations du rapport PAH/TIR dans le DGS | 81 |
| 5.5 | Spectre CO dans la région LMC-N159 | 83 |
| 5.6 | Spectre CO dans la région LMC-30Dor | 83 |
| 5.7 | Influence des PAHs dans les PDRs | 84 |
| 5.8 | Destruction des PAHs dans le gaz ionisé | 85 |
| 5.9 | Taux de formation d'étoiles et raies de refroidissement | 87 |
| 6.1 | Contraintes sur le spectre intrinsèque X | 90 |
| 6.2 | Traceurs pour contraindre le spectre intrinsèque X | 91 |
| 6.3 | Processus de refroidissement et chauffage liés à H ₂ | 92 |
| 6.4 | Fonction de masse dans la région W43-MM1 | 95 |
| 7.1 | Extraction optimale avec Spitzer/IRS | 100 |
| 7.2 | Interface de CASSIS | 100 |
| 7.3 | Classification de galaxies avec IDEOS | 102 |
| 7.4 | Extractions complexes avec SMART/AdOpt | 103 |

| | | |
|------|--|-----|
| 7.5 | Décomposition spectrale avec SMART/AdOpt | 104 |
| 7.6 | Utilisation de PACSman | 105 |
| 13.1 | Densités critiques | 122 |
| 13.2 | <i>Diagnostics de densité avec les raies IR moyen.</i> | 123 |
| 13.3 | Niveaux électroniques de l'ion C ⁺ | 124 |
| 13.4 | Niveaux électroniques de l'atome O ⁰ | 125 |
| 13.5 | Niveaux électroniques de l'ion O ²⁺ | 126 |
| 13.6 | Niveaux électroniques de l'ion N ⁺ | 127 |
| 13.7 | Niveaux électroniques de plusieurs autres ions. | 128 |

Introduction

Mes recherches concernent l'étude d'un objet astrophysique complexe qui se trouve, au même titre que les étoiles, les planètes ou les objets compacts, compris dans les galaxies: le milieu interstellaire (MIS). Le MIS n'est autre que l'extension de la toile cosmique aux échelles galactiques et ses propriétés nous renseignent non seulement sur la formation et l'évolution des galaxies ainsi que de leurs constituants, mais aussi sur le rôle des échanges de gaz et de poussières et leur conversion en divers objets astrophysiques au sein de ce tumulte cosmique.

Le MIS est en effet une composante fondamentale des galaxies, étant à la fois à l'origine de la formation de nouvelles étoiles dans les nuages froids, denses et moléculaires et le réceptacle des éléments lourds (ou "métaux") produits lors de la nucléosynthèse stellaire et rejetés par les supernovæ et vents stellaires. En outre, les étoiles massives et objets compacts façonnent le MIS et régulent la formation d'étoiles via des rétroactions mécaniques (par ex: chocs) ou chimiques (par ex: ionisation et chauffage du gaz via le champ de radiation). L'histoire du taux de formation stellaire et l'efficacité avec laquelle les étoiles se forment produisent ainsi une "empreinte chimique" qui rend compte de l'évolution des galaxies et des différents phénomènes en jeu. La fraction des métaux par atome d'hydrogène (métallicité) est un paramètre fondamental pour tous les processus liés au MIS et à la formation stellaire (conditions physiques du gaz, formation des molécules et grains de poussière etc...) et si les phénomènes ci-dessus sont relativement bien appréhendés dans l'environnement de notre Galaxie, ils restent très mal connus dans les milieux primitifs et a fortiori primordiaux. Les milieux primitifs sont particulièrement intéressants car ils sont assez facilement accessibles et nous permettent de comprendre et généraliser les phénomènes physiques pour pouvoir interpréter les traceurs observés dans les premières galaxies.

Une expertise complète sur le gaz et la poussière interstellaire qui englobe entre autres l'enrichissement chimique et l'équilibre thermique est essentielle pour comprendre l'origine des traceurs des différentes phases du MIS et leur importance dans le processus qui mène à la formation des étoiles. Ainsi, mon objectif a été d'établir un domaine d'expertise qui joint [l'étude du gaz et de la poussière dans les galaxies proches de types variés via des observations multi-longueurs d'onde avec en filigrane une meilleure compréhension du processus de formation des premières générations d'étoiles dans les galaxies jeunes.](#)

Ce manuscrit résume mes travaux et objectifs à plus ou moins long terme. Les détails peuvent bien sûr se trouver dans les publications et je fournis ici un contexte global et explicite les motivations communes aux différentes travaux. Les résultats passés sont rediscutés avec le recul de plusieurs années et des illustrations viennent compléter les publications. Le manuscrit est organisé en trois sections principales:

- Contexte (Chap. I).
- Travaux (y compris perspectives et produits pour la communauté) (Chap. II).
- Rapport d'encadrement (Chap. III).



Contexte

| | | |
|----------|--|-----------|
| 1 | Motivations et considérations | 15 |
| 1.1 | Le milieu interstellaire en tant qu'objet astrophysique | |
| 1.2 | Le MIS au centre du cycle de la vie des étoiles | |
| 1.3 | Le rôle de la métallicité et la quête d'environnements primitifs | |
| 1.4 | Questions abordées et approche | |

1. Motivations et considérations

1.1 Le milieu interstellaire en tant qu'objet astrophysique

En définissant naïvement le MIS à l'aide de termes physiques utilisés pour d'autres objets astrophysiques plus tangibles ou du moins mieux appréhendés conceptuellement, le MIS est un objet globalement diffus qui coïncide, par définition, en taille avec la composante stellaire des galaxies. Le MIS évolue constamment de pair avec les étoiles et avec l'environnement externe aux galaxies.

Cette définition est toutefois limitée, d'une part par les termes utilisés (n'en faisant qu'une composante entre des objets spécifiques et dont l'intérêt semble être cette situation particulière) et d'autre part car une certaine continuité existe de fait entre la toile cosmique intergalactique dans laquelle se forment et évoluent les galaxies dans les pics de densité et la "toile galactique" dans laquelle vont se former les structures denses que sont les pouponnières d'étoiles (Fig. 1.1). La transition, et donc la continuité entre ces deux toiles, est assurée par le milieu circumgalactique (MCG) qui est le siège des échanges de matière (éjection/accrétion) entre les galaxies et le milieu intergalactique (MIG). Ainsi, il est intéressant de **considérer le MIS comme l'extension de la toile cosmique aux échelles galactiques**, et de fait, la dimension fractale du MIS semble s'appliquer et s'étendre aux échelles supérieures de la toile cosmique, qui sondent elles aussi un milieu magnétisé et turbulent. Les techniques de sondage ou tomographie du MIS sont d'ailleurs très proches de celles utilisées pour le MIG (Fig. 1.3).

Cette vision du MIS comme une extension de la toile cosmique n'est pas seulement rhétorique. Alors que l'univers diffus et de faible brillance de surface est de mieux en mieux connu, la définition-même du MIS devient quelque peu ambiguë (par ex: Cannon et al. 2011). Peut-on parler de MIS dans un nuage intergalactique où les étoiles ne sont pas encore formées ou bien le MIS doit-il nécessairement se placer dans une galaxie, auquel cas doit-on chercher à bien définir la transition MIS/MCG et donc les bornes des galaxies en tant qu'objets distincts? Les simulations cosmologiques illustrent bien le fait que les galaxies ne sont pas de simples objets bien circonscrits (Fig. 1.1), ce qui est confirmé par ailleurs par les observations de plus en plus profondes (Fig. 1.2). Il semble plus simple de considérer le MIS comme une composante de la toile cosmique qui devient localement suffisamment dense et froide pour initier la formation d'étoiles. **En ce sens le MIS fait donc partie des trois grandes**

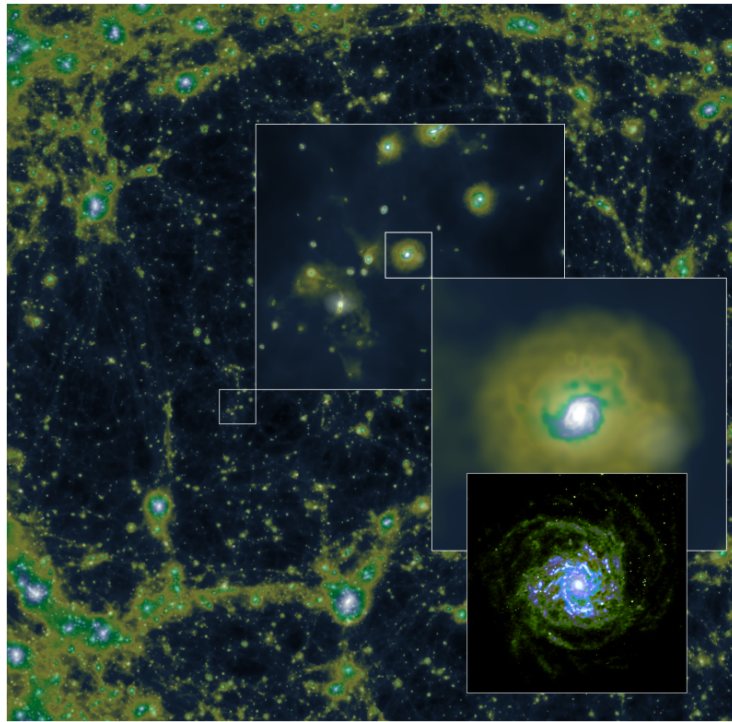


Figure 1.1: Simulations Illustris TNG (<https://www.tng-project.org/explore/2d/>) à différentes échelles jusqu'aux échelles galactiques. Le panneau en bas à droite correspond aux observations de la galaxie M74 en H I (THINGS; vert) et continu stellaire (bleu).

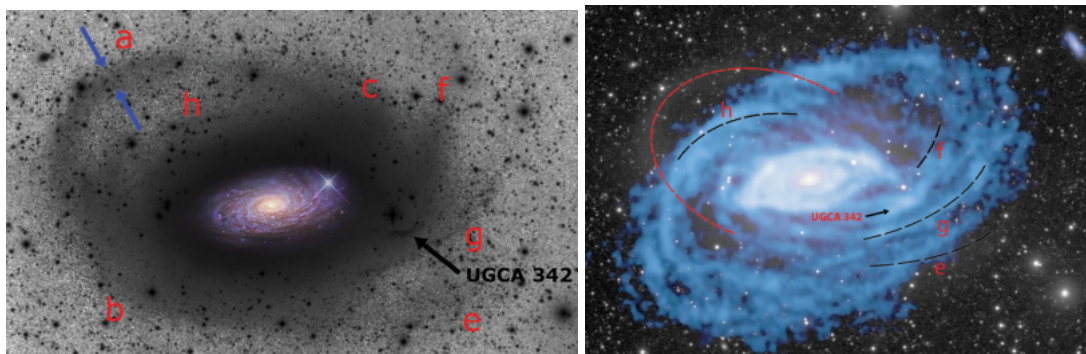


Figure 1.2: La galaxie M63 en optique (**gauche**) et H I 21 cm (**droite**) (Chonis et al., 2011). Les télescopes amateurs sensibles à la faible brillance de surface permettent de mettre en évidence l'étendue spatiale du système stellaire (et interstellaire) à des échelles plus grandes (en noir) que celle du corps optique brillant où les étoiles se forment. De la même manière, le gaz neutre s'étend sur des échelles au moins aussi grandes, et s'il semble exister une coupure qui pourrait définir l'étendue de la galaxie, c'est principalement un effet de profondeur limitée des observations.

composantes de l'Univers matériel: la toile de gaz et de poussière qui traverse l'Univers, les systèmes stellaires/compacts et la matière noire. L'observatoire SKA révolutionnera d'ailleurs probablement notre vision des galaxies et de leur environnement, en mettant en évidence (1) les ponts de matière entre galaxies, (2) la présence de nombreux sous-systèmes de nuages de faible masse autour des galaxies, et (3) la distinction floue entre MIS, MCG et MIS.

L'écriture de nombreux dossiers, demandes de financements ou demandes de temps d'observation m'ont amené à réfléchir à la distinction entre importance et intérêt. En effet il est entendu que le MIS est important pour comprendre la formation stellaire ou l'évolution des galaxies mais le MIS ne devrait-il pas être un objet qu'il est intéressant de comprendre comme l'on peut comprendre l'évolution des étoiles ou l'évolution des galaxies? Il est naturel de chercher nos origines mais ces origines sont souvent définies par, et limités à la formation d'une galaxie ou la formation d'une étoile ou d'un système planétaire, et finalement très rarement par la soupe chimique primordiale du MIS.

Le MIS est souvent loué pour son aspect impressionnant dans les médias mais il reste un objet peu tangible et malheureusement complexe à décrire. Sa description en tant que toile galactique a le mérite de l'intégrer à la structure de l'Univers, mais elle ne le rend pas tangible pour autant. Son rôle, au milieu d'autres processus qui sont parfois perçus comme plus attrayants le cantonne souvent à un simple couteau suisse. Il est aussi clair que l'on s'intéresse aux extrêmes, qui attirent notre curiosité, plutôt qu'au milieu quoiqu'important soit ce milieu. En travaillant sur le MIS, qui plus est dans des galaxies proches qui ne sont ni la Voie Lactée ni les galaxies à grand *redshift*, il ne fut pas toujours facile de choisir une case à cocher entre "Cosmologie et évolution des galaxies" et "MIS Galactique".

Bien que j'utiliserai par la suite la définition classique du MIS comme le gaz et la poussière entre les étoiles d'une galaxie, ce préambule était nécessaire car mon approche n'a pas été guidée uniquement par les motivations dues aux liens pertinents et cruciaux entre le MIS et la formation stellaire ou l'évolution des galaxies mais aussi par l'étude du MIS comme une composante de la toile matérielle de l'Univers qui mérite d'être étudiée en tant que telle comme le sont les étoiles ou les galaxies.

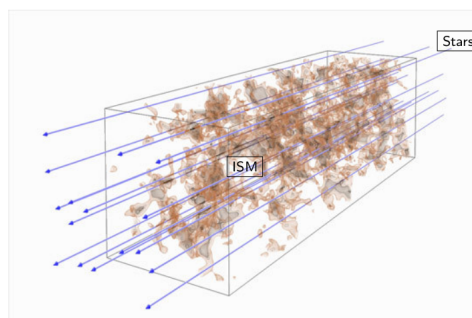


Figure 1.3: Alors que la tomographie en absorption du MIS utilise les quasars d'arrière-plan, la même technique peut être utilisée pour le MIS avec les étoiles dans la galaxie comme autant de phares.

1.2 Le MIS au centre du cycle de la vie des étoiles

Le MIS représente environ 20% de la masse de la matière visible dans la Voie lactée. En général, le MIS est très ténu, avec une particule par cm^3 en moyenne (10 milliards de milliards de fois moins dense que l'atmosphère terrestre). Pour autant, le MIS est la clé de tous les processus qui mènent à la formation des étoiles, fournissant bien sûr le réservoir de gaz froid, dense et moléculaire, mais assurant aussi la protection de ce réservoir contre l'ionisation et le chauffage par les photons énergétiques grâce à l'écrantage par les grains de poussière. Comme on peut le voir, les métaux jouent un rôle primordial non seulement via les grains de poussière mais aussi en permettant au gaz de se refroidir progressivement.

Les mêmes étoiles massives qui rejettent ces éléments lourds façonnent aussi les nuages moléculaires en injectant une énergie à la fois radiative (photons UV et X) et mécanique (vents stellaires et supernovae). Selon les conditions, l'énergie mécanique peut soit comprimer

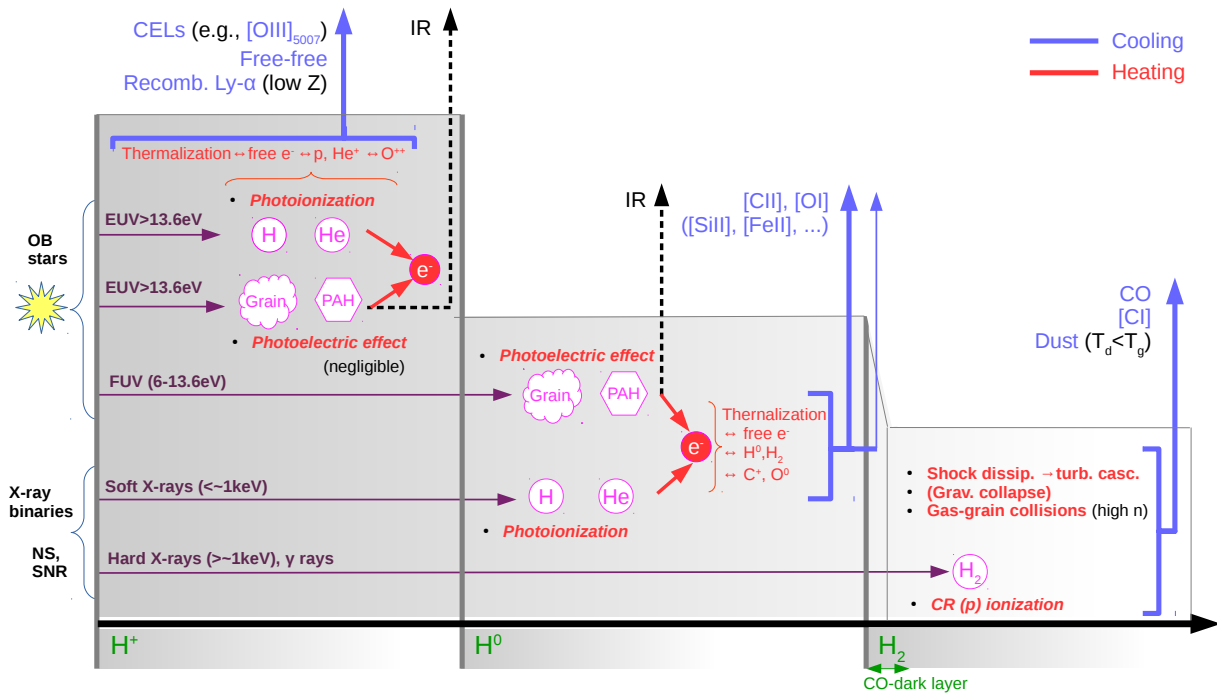


Figure 1.4: Représentation des différents mécanismes de chauffage et refroidissement dans le gaz ionisé, neutre atomique et neutre moléculaire. Seuls les mécanismes liés à des champs de rayonnement (UV, X) sont montrés. D'autres mécanismes peuvent exister (par ex: chocs).

les nuages moléculaires ou les disperser, et donc soit favoriser ou inhiber la formation stellaire. L'étude du MIS est ainsi à la fois une étude du réservoir disponible pour la formation stellaire et une étude des signatures laissées par les étoiles massives ou les objets compacts, dont la combinaison nous permet d'obtenir une vision globale du MIS au centre du cycle de la vie des étoiles.

L'empreinte de la formation d'étoiles massives sur le MIS est profonde et se découvre dans potentiellement tous les domaines de longueur d'onde (Fig. 1.4). En résumé, l'énergie fournie par les étoiles sert entre autres à:

- photoioniser le gaz dans les régions H II (aussi appelée région H^+), produisant un spectre d'émission des espèces ionisées de l'UV à l'IR. Les raies d'émission proviennent de la recombinaison des ions avec les électrons (par ex: $H\alpha$) et de la désexcitation radiative des niveaux peuplés par collisions avec les électrons thermiques (par ex: (O III) 5007Å, (O III) 88 μm , (S IV) 10.5 μm , ...). Les photons les plus énergétiques (extrême UV ou X) peuvent traverser la région H II, déposer leur énergie dans les régions H I et y ioniser certaines espèces.
- chauffer les grains de poussières et les molécules PAHs, produisant un spectre d'émission thermique dans l'IR. Ces poussières éjectent en retour, par effet photoélectrique, des photoélectrons qui entrent en collision avec le gaz (principalement H et He). Le gaz se thermalise, peuplant les niveaux de structure fine d'espèces comme C^+ ou O^0 . La désexcitation radiative évacue de l'énergie cinétique du système, qui se refroidit. Le refroidissement du gaz neutre atomique se fait via les raies IR lointain comme (C II) 157 μm et (O I) 63 μm qui représentent souvent plus de 1% de la luminosité totale IR d'une galaxie. Le gaz moléculaire est quant à lui principalement refroidi par l'intermédiaire des transitions rotationnelles de la molécule CO en submillimétrique et en radio.

L'on peut voir alors la puissance d'observations spectroscopiques multi-longueurs d'onde,

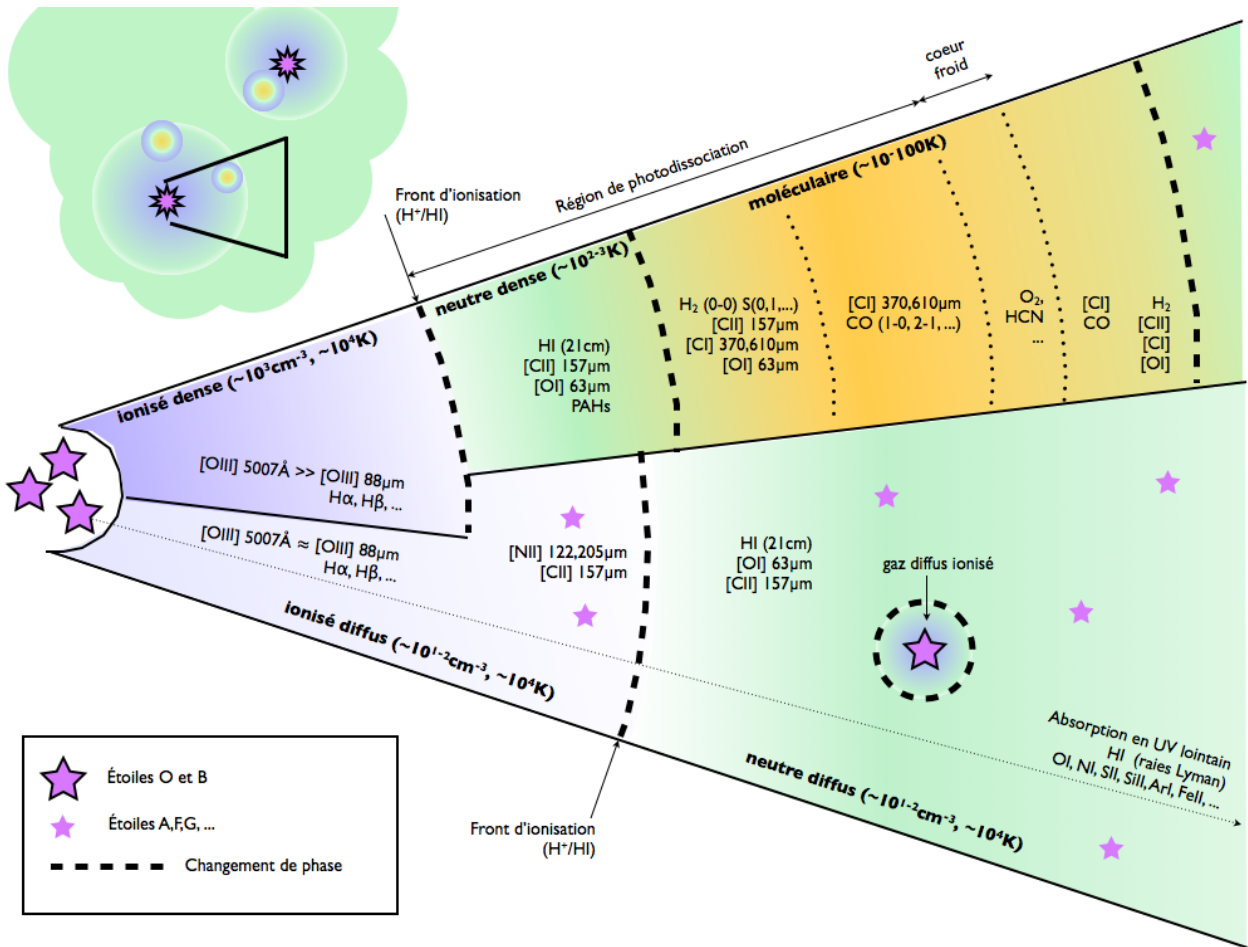


Figure 1.5: Représentation du MIS en présence d'un amas d'étoiles massives. L'image en haut montre une portion de galaxie dans laquelle 2 amas sont présents, entourés par un gaz photoionisé et éventuellement des nuages denses (cas typique d'une région H II géante). En bas l'on voit que certaines lignes de visée croisent un milieu dense vers des nuages moléculaires tandis que d'autres croisent un milieu principalement diffus. Les principaux traceurs de chaque phase gazeuse sont indiqués. Certains traceurs comme (C II) 157 μm et (O I) 63 μm peuvent provenir de différentes phases gazeuses, ce qui s'avère problématique pour l'interprétation de spectre de galaxies non résolues spatialement.

qui permettent de comprendre les mécanismes physiques à l'oeuvre, de mesurer la température et densité du gaz, de quantifier la masse de gaz ionisé et neutre etc... Cependant, les différents traceurs sont souvent mélangés dans un pixel de cube spectral ou dans un spectre unique et un aspect technique de mes recherches consiste à [extraire les informations sur les conditions physiques et chimiques dans les observations intégrées de galaxies](#). La figure 1.5 schématise un cas classique rencontré dans les galaxies proches. Certaines lignes de visée croisent des nuages moléculaires tandis que d'autres traversent un milieu beaucoup plus diffus. Comprendre l'origine des traceurs de chaque phase est un problème complexe dans les sources extragalactiques (en particulier à grand *redshift*) à cause de la faible résolution spatiale.

Mes recherches m'ont ainsi amené à choisir des angles différents et complémentaires pour acquérir une vision cohérente multi-longueur d'onde du MIS et de la formation d'étoiles dans les galaxies. D'une part, j'examine les galaxies les plus proches pour lesquelles nous avons la meilleure résolution spatiale et donc les meilleures contraintes sur chaque phase du

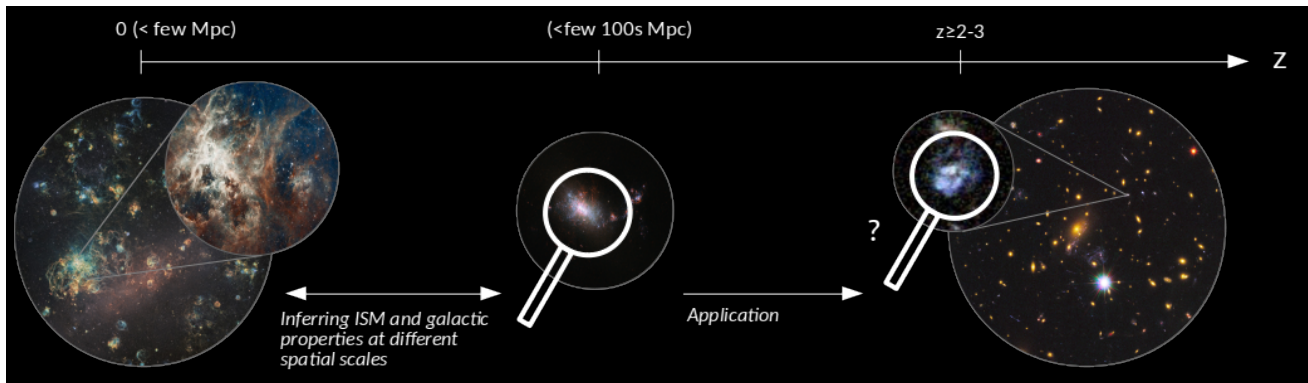


Figure 1.6: Les galaxies les plus voisines (à gauche; Grand Nuage de Magellan) permettent de détailler les régions de formation stellaire individuelles (illustration: 30 Dorade) avec des conditions physiques et chimiques différentes de celles que l'on peut trouver dans notre Galaxie. Ces observations nous servent à contraindre et interpréter les observations de galaxies proches (milieu; à quelques Mpc) pour lesquelles nous avons le plus souvent accès à des observations intégrées mais avec un grand nombre de contraintes. Ces galaxies proches sont importantes car elles révèlent des conditions parfois extrêmes, notamment en terme de métallicité. Enfin, les connaissances acquises grâce aux galaxies proches doivent nous servir à mieux interpréter les spectres intégrés de galaxies lointaines pour lesquelles moins de contraintes sont disponibles (droite).

MIS. Ces sources résolues me permettent ensuite d'établir des prédictions et des diagnostics que je teste sur les sources plus lointaines (Fig. 1.6). Plus spécifiquement, j'étudie principalement des régions de formation d'étoiles dans les galaxies du Groupe Local et de l'Univers proche (jusqu'à ~ 200 Mpc), y compris dans les Nuages de Magellan. Depuis l'avènement des télescopes infrarouges *Spitzer* (Werner et al., 2004) et *Herschel* (Pilbratt et al., 2010) en particulier, il est devenu possible de sonder le MIS des galaxies proches, en isolant les amas d'étoiles jeunes, les nuages moléculaires, les régions H II ou encore le milieu diffus. Toutes ces composantes contribuent au spectre d'une galaxie non-résolue, et seuls des modèles complexes permettent de déterminer le contenu et les propriétés du MIS à travers les nombreux traceurs accessibles à diverses longueurs d'onde.

1.3 Le rôle de la métallicité et la quête d'environnements primitifs

La détection de gaz moléculaire dans l'Univers lointain (à des *redshifts* $z > 6$; par ex: Omont et al. 1996; Walter et al. 2003) montre qu'un enrichissement en éléments lourds a lieu vers la fin de l'époque de réionisation, et donc que la formation stellaire a pu avoir lieu très tôt dans les galaxies massives. Cependant, nous n'avons pu encore retracer l'histoire chimique des galaxies et donc savoir comment les étoiles se forment dans des environnements primordiaux. À l'heure où des galaxies de moins en moins massives sont observées à très grand *redshift*, notamment par effet de lentille gravitationnelle ou par émission/absorption en Lyman α (par ex: de La Vieuville et al. 2019), il devient urgent de comprendre le MIS primitif de galaxies dans l'Univers Local.

Une grande partie de mes travaux concerne la détermination et l'influence de la métallicité, paramètre qui indique d'une part le niveau d'enrichissement en éléments lourds et donc le stade d'évolution chimique des galaxies (dans l'hypothèse d'un système fermé, c'est-à-dire sans échange de gaz avec l'environnement circumgalactique), et qui permet d'autre part d'étudier la formation stellaire dans des environnements primitifs à défaut d'être primordiaux. En effet, l'Univers proche contient des galaxies naines peu évoluées chimiquement (avec une métallicité aussi faible que $\approx 2\%$ de celle de la Voie Lactée), fournissant autant de laboratoires

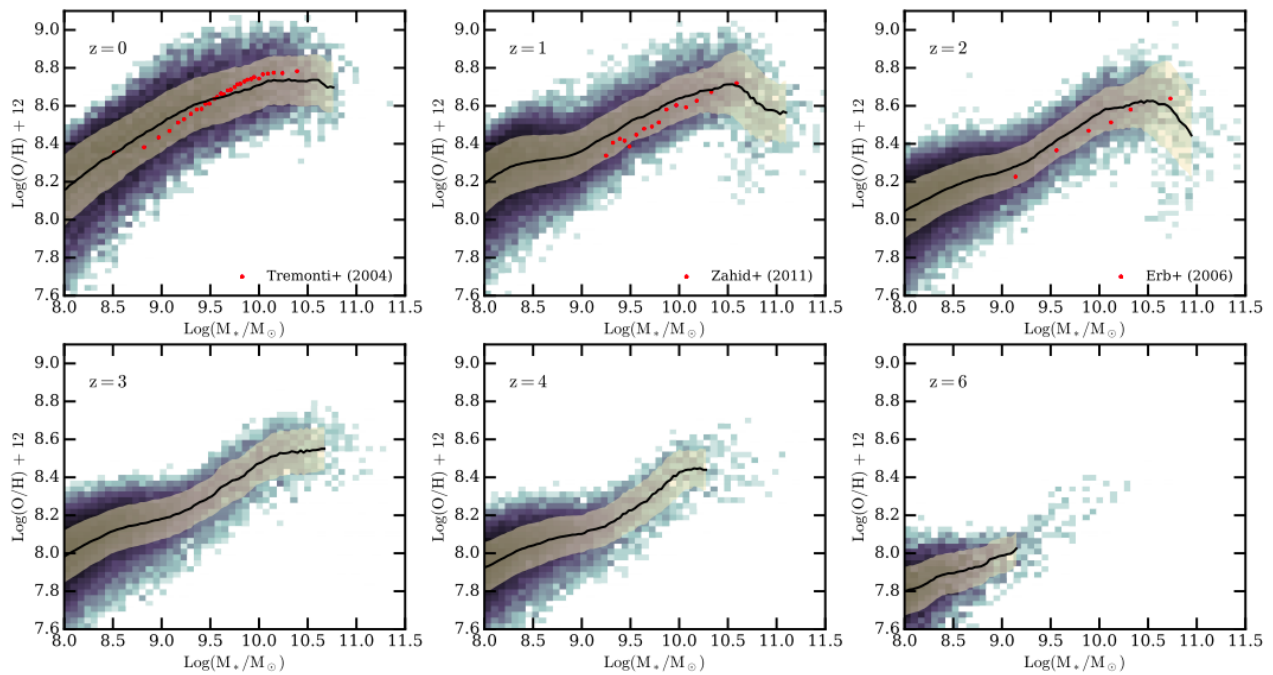


Figure 1.7: Évolution de la relation entre métallicité et masse à différents *redshifts* selon les simulations Illustris TNG (Torrey et al., 2019).

pour étudier (1) le MIS pauvre en métaux, (2) la formation stellaire dans un environnement primitif, et (3) l'interaction entre le MIS et la formation d'étoiles massives. Même si ces galaxies ne sont pas équivalentes aux premières galaxies formées dans l'Univers (car une population stellaire âgée y est observée systématiquement; par ex: Aloisi et al. 2007, et parce que les échanges de gaz avec la toile cosmique varient en fonction du *redshift*; par ex: Sánchez Almeida et al. 2014), l'impact de la faible abondance de métaux sur l'évolution du MIS et sur la formation stellaire peut être étudié en détails, fournissant des contraintes inespérées pour la théorie et les simulations (Fig. 1.8). Les observations de galaxies lointaines sont de plus en plus nombreuses, avec une fraction importante d'objets peu massifs qui sont les progéniteurs des galaxies massives dans l'Univers présent, et si l'on devait absolument trouver une comparaison entre les galaxies proches primitives et les galaxies à grand *redshift*, les galaxies locales les moins métalliques connues correspondraient à des galaxies peu massives à $z \gtrsim 6$ (Fig. 1.7) qui sont les progénitrices des galaxies massives de l'Univers actuel.

De nombreux travaux présentés dans ce manuscrit concernent des régions de formation d'étoiles dans les Petit et Grand Nuage de Magellan (PNM, GNM), situés à ≈ 60 et ≈ 50 kpc de la Voie Lactée et avec une métallicité de $1/5 Z_{\odot}$ et $1/2 Z_{\odot}$ respectivement, avec plusieurs observations effectuées notamment dans le cadre du programme-clé *Herschel* HERITAGE (Meixner et al., 2013) et du consortium international associé dont j'ai fait partie.

Au-delà des Nuages de Magellan, d'autres galaxies proches, les galaxies bleues compactes, font partie d'une classe de galaxies naines caractérisées par une importante flambée de formation d'étoiles et par une métallicité aussi faible que $\approx 1/50 Z_{\odot}$ (voir la revue de Kunth and Östlin 2000). Les galaxies naines sont des objets intrinsèquement liés aux modèles de formation des galaxies. Ce sont les galaxies les plus nombreuses dans l'Univers Local (Marzke and da Costa, 1997). Elles coalescent pour former des galaxies plus massives dans le modèle hiérarchique et l'on s'attend à ce que la plupart de la masse d'une galaxie comme la Voie Lactée soit répartie dans des progéniteurs 100 à 1000 fois moins massifs à $z > 3$ (par ex: Rauch 2000). Elles peuvent aussi traverser les âges des l'Univers en évoluant relativement peu, et donc en conservant en elle une partie de la mémoire chimique de l'Univers jeune. Elles

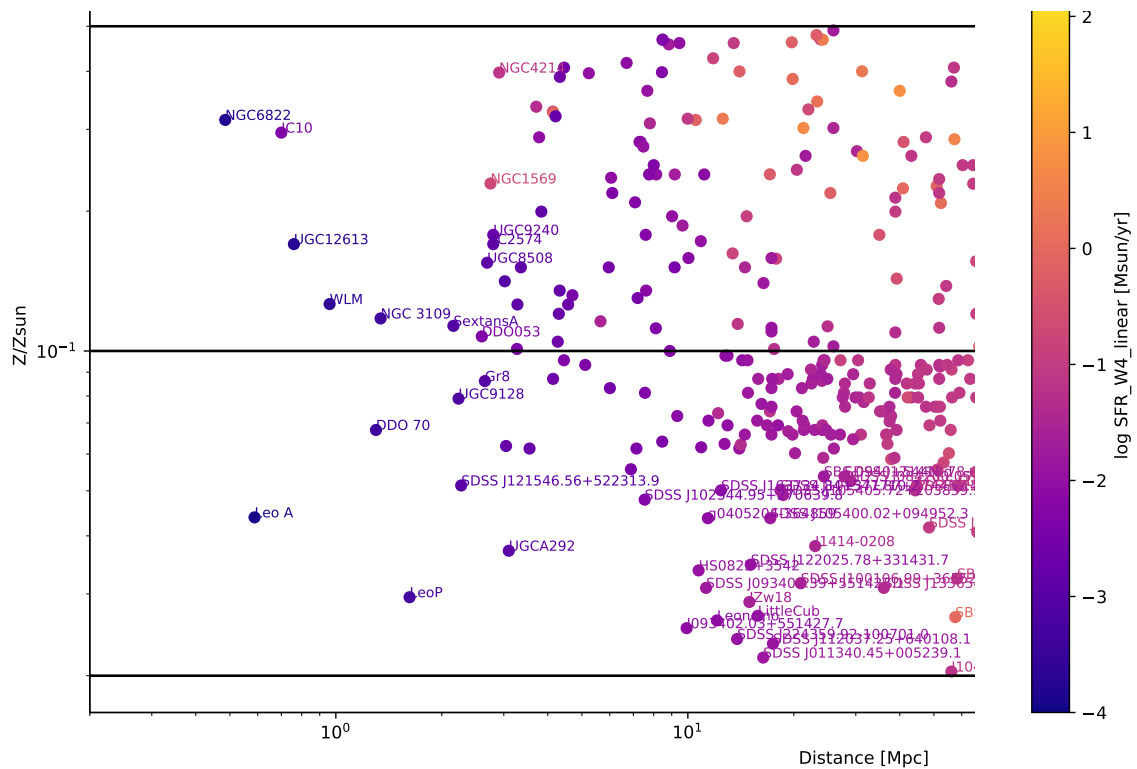


Figure 1.8: *Métallicité et distance d'une sélection de galaxies de l'Univers proche identifiées par des relevés optiques (par ex: SDSS) et H I (par ex: ALFALFA). La couleur indique le taux de formation d'étoiles. À des distances < 1 Mpc, on accède déjà à des galaxies avec < 10% de métaux comparé à la Voie Lactée.*

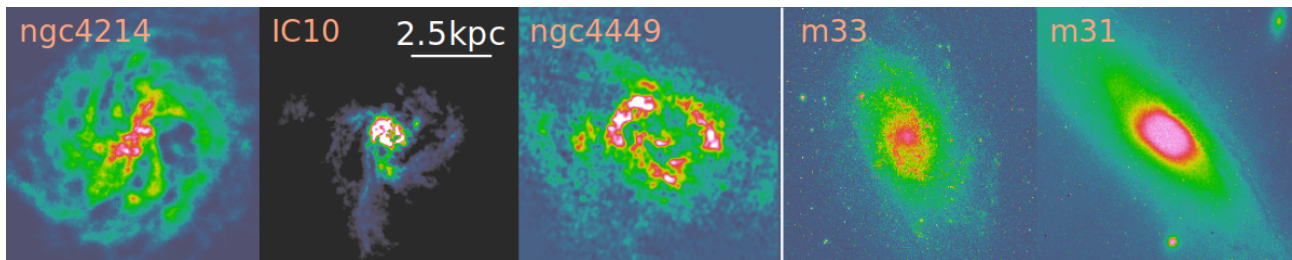


Figure 1.9: Les galaxies naines vues en H I à 21 cm (NGC 4214, IC 10, NGC 4449) ont des diamètres de plusieurs kiloparsecs, c'est-à-dire de l'ordre du diamètre typique vu en optique des galaxies spirales telles que M33 ou M31. L'échelle physique est la même pour tous les objets.

pourraient de fait être les dernières galaxies à former des étoiles (Cen and Ostriker, 1999). De manière globale, j'ai concentré mes efforts sur des échantillons de galaxies de types variés observées en particulier avec *Herschel* via plusieurs programmes-clés et consortia associés dont j'ai fait partie, avec notamment le *Dwarf Galaxy Survey* (DGS; Madden et al. 2013).

Il est à noter que les galaxies naines peu métalliques sont riches en gaz, surtout en gaz neutre, et que leur diamètre en H I atteint aisément plusieurs kiloparsecs (Fig. 1.9). La plupart des études menées en optiques ou en infrarouge ne fournissent qu'une vision limitée du MIS de ces galaxies, n'étant sensibles qu'à des régions à grande brillance de surface de l'ordre de quelques centaines de parsecs. Il faut donc être prudent quant à l'interprétation des résultats des galaxies à flambée de formation stellaire: les propriétés déduites correspondent à des régions spécifiques et le MIS des galaxies externes est très hétérogène.

1.4 Questions abordées et approche

Le contexte étant posé du rôle du MIS et de la quête d'environnements primitifs, les grandes questions qui ont motivé mes recherches peuvent être résumées ainsi:

- Comment peut-on concilier l'existence de galaxies primitives à *redshift* 0 ($\approx 2\%$ de la métallicité de la Voie Lactée après 13.8 milliards d'années d'évolution) tandis que certaines galaxies à *redshift* ≈ 7 (700 millions d'années après le *Big Bang*) sont déjà autant (voire plus) enrichies chimiquement que la Voie Lactée?
- Est-ce que la flambée de formation stellaire observée dans certaines galaxies primitives de l'Univers proche est liée à des processus purement chimiques ou purement dynamiques?
- Quelles sont les conditions de la formation stellaire dans des environnements primitifs ou primordiaux? Quelle est l'importance du gaz moléculaire dans la formation stellaire et comment peut-on tracer et quantifier le réservoir de gaz qui participe à la formation stellaire? Est-ce qu'il existe une inhibition de la formation stellaire due à la métallicité?
- Quelle est l'influence des étoiles massives et objets compacts sur les propriétés du MIS, la formation stellaire et les diagnostics associés?
- Comment le MIS évolue-t'il en tant qu'objet astrophysique? Quel est le rôle spécifique de la structure du MIS dans l'évolution des galaxies et quelles sont les conditions qui permettent une fraction élevée d'échappement des photons ionisants?

Pour tenter de répondre à ces questions, j'observe et modélise le MIS de galaxies proches pour obtenir une connaissance approfondie des divers mécanismes contribuant à l'évolution des galaxies et à la formation stellaire. J'examine en particulier le contenu et les traceurs du gaz moléculaire (§2), la structure du MIS en fonction de l'environnement (§3), la distribution des éléments lourds (§4) et les principaux mécanismes de dépôt d'énergie dans le MIS (§5).

Mes travaux combinent à la fois des aspects techniques concernant la spectroscopie *en émission et en absorption* ainsi qu'un effort de *modélisation*, en particulier grâce à des codes de transfert radiatif.

Mon approche consistant à étudier les différents "types" de MIS (aspects, traceurs, divers environnements extragalactiques...), comme l'on peut étudier différents types de galaxies ou d'étoiles dans une carrière, m'a naturellement amené à travailler sur des sujets qui peuvent sembler très différents au premier abord. Le tableau 1.1 rassemble une sélection de mes publications classées par thème, de manière à illustrer cette approche. Il est clair que cette approche est fastidieuse étant donnée la complexité du MIS, mais elle s'avère utile à terme, comme il sera illustré dans la suite de ce manuscrit, avec par exemple le calcul du taux de refroidissement dû à C^+ en IR via $(C II) 157 \mu m$ (émission du niveau de structure fine vers le niveau fondamental) et via $C II^*$ en UV lointain (absorption à partir du niveau de structure fine), la détermination d'abondances chimiques en IR moyen avec une méthode proche de celle utilisée en optique, ou encore l'influence des sources brillantes en X sur le MIS de faible métallicité, avec des traceurs qui sont souvent observés dans des noyaux actifs (par ex: $(Ne v)$).

| | | |
|----------------------|-------------------------------|--|
| Abondances chimiques | Gaz neutre diffus | Leboutellier et al. (2013), Leboutellier et al. (2009), Leboutellier et al. (2006), Leboutellier et al. (2005), Leboutellier et al. (2004), and Lecavelier des Etangs et al. (2004) |
| Processus physiques | Gaz ionisé (régions H II) | Pereira-Santaella et al. (2017), Leboutellier et al. (2008), and Wu et al. (2008b) |
| | Effet photoélectrique, PAHs | Jones et al. (2015), Leboutellier et al. (2012b), Leboutellier et al. (2011b), and Leboutellier et al. (2007) |
| Phases du MIS | Photoionisation, régions H II | Polles et al. (2019) and Didelon et al. (2015) |
| | Photoionisation sources X | Leboutellier et al. (2017) |
| | Chocs | Lee et al. (2019) and Lee et al. (2016) |
| | Nébuleuses en réflexion | Bernard-Salas et al. (2015) |
| | Équilibre thermique | Hughes et al. (2015), Parkin et al. (2013), and Foyle et al. (2013) |
| | Topologie | Cormier et al. (2019), Leboutellier et al. (2017), Cormier et al. (2015), and Cormier et al. (2012) |
| Phases du MIS | Gaz moléculaire | Cormier et al. (2017), Wu et al. (2015), Kirk et al. (2015), Cormier et al. (2014), Indebetouw et al. (2013), and Kamenetzky et al. (2012) |
| | Gaz sombre | Madden et al. (2020), Chevance et al. (2020a), Leboutellier et al. (2019b), Leboutellier et al. (2017), Fahrion et al. (2017), Galametz et al. (2016), and Smith et al. (2012) |
| | PDRs | Chevance et al. (2016), Cigan et al. (2016), Naslim et al. (2015), and De Looze et al. (2012) |
| | Nuages denses | Galametz et al. (2020), Fukui et al. (2019), Tokuda et al. (2018), Fukui et al. (2015), and Schneider et al. (2012) |
| | Propriétés | Galametz et al. (2016), Rémy-Ruyer et al. (2015a), Rémy-Ruyer et al. (2015b), Gordon et al. (2014), Rémy-Ruyer et al. (2013), Galametz et al. (2013), Wilson et al. (2013), Bendo et al. (2012), Skibba et al. (2012), Galliano et al. (2011), Wu et al. (2008a), and Wu et al. (2007) |
| Poussières | Atténuation | Boquien et al. (2013) and Boquien et al. (2012) |
| | Gaz/poussière | Rémy-Ruyer et al. (2014), Roman-Duval et al. (2014), and Parkin et al. (2012) |
| Galaxies | ULIRGs | Clements et al. (2018), Pearson et al. (2016), Efstathiou et al. (2014), Farrah et al. (2013), and Wang et al. (2011) |
| | Starbursts | Bernard-Salas et al. (2009) and Hao et al. (2009) |
| | Noyaux actifs, quasars | Samsouyan et al. (2016), Parkin et al. (2014), Weedman et al. (2012), Sargsyan et al. (2011), and Farrah et al. (2010) |
| Étoiles | Fusion, interaction | Onaka et al. (2018) and Mentuch Cooper et al. (2012) |
| | Outflows | González-Alfonso et al. (2017) and Spoon et al. (2013) |
| | SED | Vika et al. (2017), Karczewski et al. (2013), Ciesla et al. (2013), and Ciesla et al. (2012) |
| | Environnement circumstellaire | Mahy et al. (2017) and Leboutellier et al. (2012a) |
| Étoiles | Jeunes objets stellaires | Oliveira et al. (2019), Saigo et al. (2017), and Whelan et al. (2013) |
| | Supernovae | Matsuura et al. (2015) |
| | Populations stellaires | De Looze et al. (2014a) |
| Étoiles | Taux de formation | Hony et al. (2015), De Looze et al. (2014b), Sargsyan et al. (2014), Ford et al. (2013), and Sargsyan et al. (2012) |

Table 1.1: Bibliographie thématique sur le MIS (sélection)

Travaux

| | | |
|----------|---|-----------|
| 2 | Réservoirs de gaz pour la formation stellaire | 29 |
| 2.1 | Importance du gaz moléculaire et gaz sombre en CO | |
| 2.2 | Observations du gaz moléculaire via CO | |
| 2.3 | Gaz moléculaire sombre en CO et origine de (C II) 157 μm | |
| 3 | Structure et topologie du MIS | 47 |
| 3.1 | Structure 3D de la région 30 Dorade dans le GNM | |
| 3.2 | Topologie du MIS | |
| 4 | Distribution et mélange des éléments lourds | 63 |
| 4.1 | Méthodes de détermination des abondances chimiques dans le gaz | |
| 4.2 | Des abondances homogènes dans les régions H II et des diagnostics robustes de métallicité | |
| 4.3 | Poches de gaz quasi-primordial dans les galaxies bleues compactes | |
| 4.4 | Étude combinée des abondances stellaires et gazeuses | |
| 5 | Mécanismes de rétroaction | 77 |
| 5.1 | Mécanismes de chauffage du MIS | |
| 5.2 | Traceurs de la formation stellaire à faible métallicité | |
| 5.3 | <i>Outflows</i> dans les galaxies ultralumineuses en IR | |
| 6 | Perspectives | 89 |
| 6.1 | Propriétés et influence des sources X dans les galaxies naines | |
| 6.2 | Formation stellaire et H ₂ | |
| 6.3 | Construction de nouveaux modèles et nouveaux échantillons | |
| 6.4 | Formation stellaire dans les Nuages de Magellan | |
| 6.5 | Implication et contribution aux futures missions | |
| 7 | Produits pour la communauté | 97 |
| 7.1 | CASSIS: atlas spectral IR | |
| 7.2 | IDEOS: base de données des traceurs IR dans les sources extragalactiques | |
| 7.3 | SMART/AdOpt: extraction de sources complexes | |
| 7.4 | PACSman: réduction des données <i>Herschel</i> /PACS | |
| 7.5 | MULTIGRIS: recherche de solutions dans grille | |

2. Réservoirs de gaz pour la formation stellaire

Une grande partie de mes recherches est liée à l'identification et la caractérisation des réservoirs de gaz pour la formation stellaire. Les objectifs sont (1) de savoir si le gaz atomique participe à la formation stellaire dans les environnements extrêmement peu métalliques, (2) si un réservoir de gaz moléculaire significatif existe malgré la non-détection de ses traceurs habituels, et enfin (3) quels peuvent être les traceurs des réservoirs de gaz pour la formation stellaire dans différents environnements.

2.1 Importance du gaz moléculaire et gaz sombre en CO

Alors que la formation stellaire dans la Voie Lactée et dans les galaxies massives et riches en métaux est en général associée au gaz moléculaire via la relation bien connue mais mal comprise entre la densité de surface du gaz moléculaire et le taux de formation d'étoiles (Fig. 2.1), cette association n'est pas nécessairement triviale dans les environnements primitifs. Une question fondamentale est de **savoir si la formation stellaire procède différemment dans les galaxies pauvres en métaux**. Il s'agit non seulement de comprendre comment les premières étoiles se sont formées, quelles sont les lois générales pour la formation stellaire, mais aussi de mieux comprendre les traceurs traditionnellement associés à la formation stellaire (échelles de temps courtes; sur quelques Myr) ou du moins au réservoir de gaz pour la formation stellaire (sur des échelles de temps plus longues).

Dans l'environnement de la Voie Lactée, le réservoir de gaz à l'origine de la formation stellaire est froid ($\lesssim 50$ K), dense ($\gtrsim 10^6$ cm $^{-3}$) et moléculaire, mais son observation dans les environnements pauvres en métaux est difficile. En l'absence de transition H₂ dans le gaz froid, la molécule CO est souvent utilisée comme traceur (notamment la transition 1-0 à 115 GHz), en supposant un **facteur de conversion CO→H₂, X_{CO}** (Bolatto et al., 2013). Cependant, CO n'est pas détecté pour les galaxies avec une métallicité $\lesssim 1/10 Z_{\odot}$ (e.g., Taylor et al. 1998; Cormier et al. 2014; Shi et al. 2015; Shi et al. 2020) ce qui est dû à plusieurs circonstances qui se combinent. La faible abondance de CO due à la déficience en C et O est a priori évidente mais il faut aussi prendre en compte les mécanismes de formation et destruction de cette molécule. Dans le schéma classique des régions de photodissociation, la faible abondance

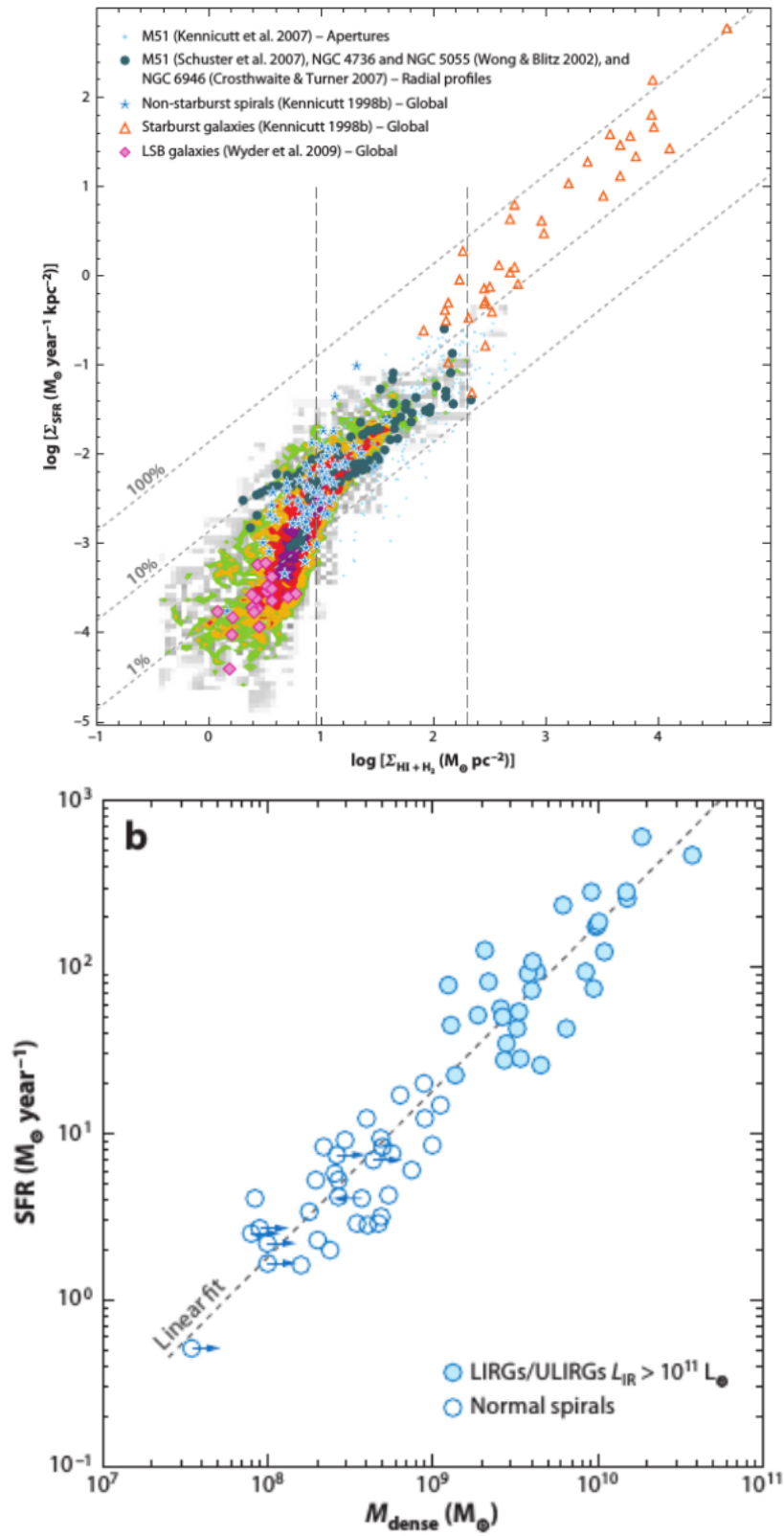


Figure 2.1: Relation entre le taux de formation d'étoiles et la densité d'étoiles pour le gaz tracé par CO et H I **en haut** (Kennicutt and Evans, 2012; Bigiel et al., 2008) et pour le gaz dense **en bas** (Gao and Solomon, 2004).

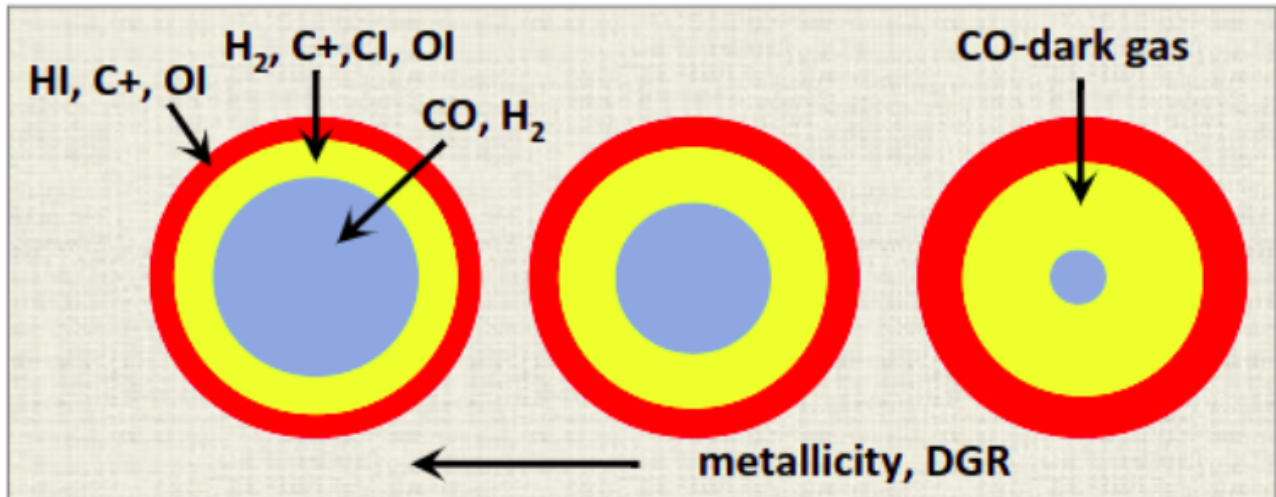


Figure 2.2: Illustration de la couche de gaz moléculaire sombre en CO, qui devient de plus en plus importante à mesure que la métallicité diminue (Wolfire et al., 2010; Bolatto et al., 2013).

des poussières (qui participent à l'absorption des photons UV) permet aux photons UV de pénétrer plus profondément dans les nuages interstellaires, photodissociant CO tandis que H₂ est auto-écranté. Ceci résulte en une couche de gaz moléculaire sombre en CO (Fig. 2.2). C'est un effet exacerbé à très faible métallicité car nous avons par ailleurs montré que le rapport poussière/gaz est non-linéaire en fonction de la métallicité (Rémy-Ruyer et al., 2013; Rémy-Ruyer et al., 2014). Par exemple, pour une métallicité de $1/30 Z_{\odot}$, le rapport poussière/gaz peut être aussi faible que 0.03% la valeur dans la Voie Lactée (Fig. 2.4). Les simulations prenant en compte ces effets permettent de représenter le changement de la structure du gaz moléculaire en fonction de la métallicité (Fig. 2.3). Une quantité importante de gaz moléculaire peut donc se dérober aux observations en CO, le facteur de conversion CO/H₂ devenant ainsi particulièrement élevé et incertain à faible métallicité (Bolatto et al., 2013).

En parallèle, des simulations laissent entrevoir qu'il est possible d'initier la formation stellaire dans un gaz atomique, le temps caractéristique pour le refroidissement du gaz prenant le pas sur le temps caractéristique pour la formation de H₂ (Krumholz et al., 2011; Krumholz, 2012; Krumholz, 2013). Le gaz devient moléculaire à terme lorsque la formation stellaire est activée, mais la question demeure de savoir en quelle quantité et si le gaz moléculaire survit à la formation des étoiles pour pouvoir signifier a posteriori d'une relation entre le gaz moléculaire et la formation stellaire.

D'autres hypothèses peuvent être mises en avant pour expliquer la faible abondance apparente de H₂, comme une efficacité plus importante de la formation stellaire (par ex: Turner et al. 2015), avec, toutefois, une dépendance encore incertaine en fonction de la métallicité. Généralement, il est possible de formuler les questions suivantes quant à l'abondance de H₂ dans les galaxies peu métalliques:

- **Gaz sombre en CO.** Est-ce que H₂ est abondant mais CO devient un mauvais traceur de H₂ à faible métallicité? (C'est-à-dire est-ce que le gaz moléculaire est principalement sous la forme de gaz sombre en CO, que ce soit pour des raisons d'abondances élémentaires, de formation et/ou de photodissociation?). Auquel cas, est-ce que d'autres traceurs sont accessibles?
- **Efficacité de la formation stellaire.** Est-ce que H₂ est en effet déficient et la formation stellaire est plus efficace? (C'est-à-dire un taux de formation stellaire plus élevé pour une masse de gaz moléculaire donnée). C'est le scénario envisagé pour au moins

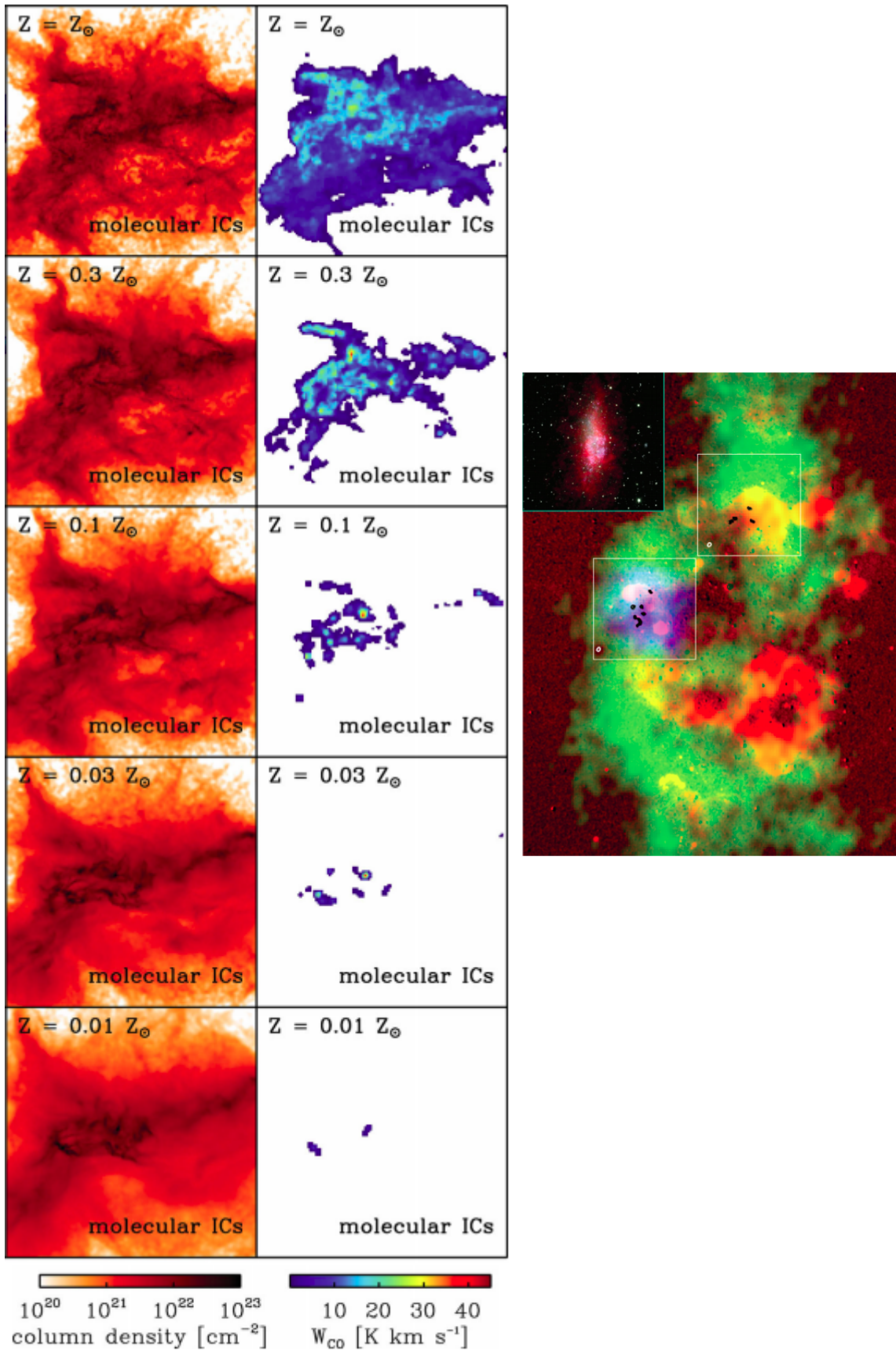


Figure 2.3: **À gauche**, les simulations de Glover and Clark (2012) montrent que l'intensité de CO trace de moins en moins bien la densité de colonne du gaz moléculaire quand la métallicité diminue. À très faible métallicité, la plupart du gaz moléculaire se trouve entre les nuages brillants en CO. Ces derniers occupent un volume de plus en plus petit à faible métallicité. **À droite**, l'observation de CO (tâches noires) dans la galaxie WLM ($\approx 1/8 Z_{\odot}$) révèle en effet une distribution dominée par de petits nuages CO (Rubio et al., 2015).

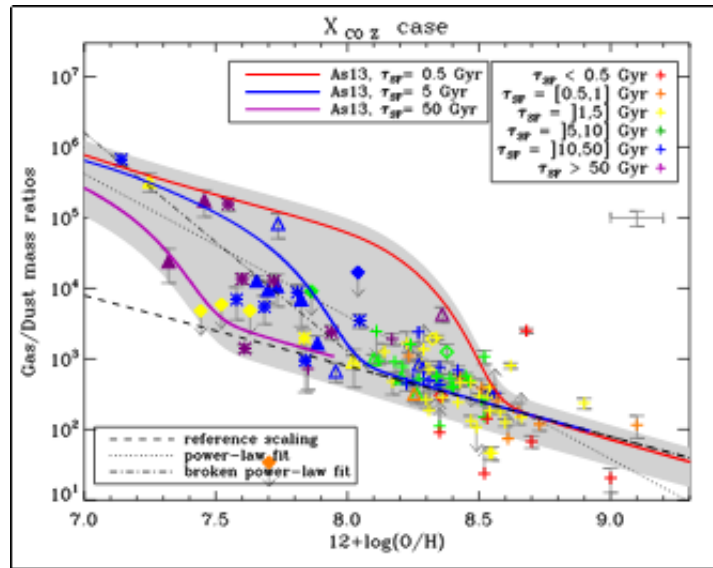


Figure 2.4: Rapport gaz/poussière en fonction de la métallicité. Le rapport n'est pas simplement proportionnel à la métallicité (ligne en tiret). Les variations sont bien expliquées par la formation de poussière dans les enveloppes stellaires à faible métallicité et par croissance sur grains déjà existants dans le MIS au-delà d'une métallicité critique (qui elle-même dépend de l'histoire du taux de formation stellaire; courbes en couleur) (Rémy-Ruyer et al., 2013; Rémy-Ruyer et al., 2014).

quelques objets (par ex: Turner et al. 2017).

- **Formation stellaire dans le gaz atomique.** Est-ce que H_2 est en effet déficient et la formation stellaire se déroule dans le gaz atomique? Le gaz moléculaire peut se former à terme une fois la formation stellaire initiée mais il serait alors soit consommé soit détruit.
- **Gaz moléculaire consommé localement et immédiatement.** Est-ce que H_2 était normalement abondant avant la formation stellaire mais a été consommé par celle-ci?
- **Gaz moléculaire détruit localement et immédiatement.** Est-ce que H_2 est détruit par les étoiles massives nouvellement formées?

Comme on peut le voir, quelques hypothèses **dépendent fortement de l'échelle de temps considérée**. Le gaz moléculaire pourrait n'être présent en abondance – et donc détectable – que pendant un court temps avant qu'il le soit consommé pour ou détruit par la formation stellaire. La question se pose donc aussi de savoir quel interprétation faire des relations entre le taux de formation d'étoiles déduit des étoiles jeunes nouvellement et déjà formées et le contenu en gaz moléculaire qui a pu soit disparaître en partie ou qui pourrait correspondre à d'autres régions dans le cas d'observations non-résolues spatialement. De manière générale, **les relations entre le taux de formation stellaire et le contenu de gaz moléculaire supposent implicitement un recyclage permanent et co-spatial dans la région observée entre le gaz moléculaire et la formation d'étoiles.**

Dans la suite, je détaille quelques travaux dont le but est de quantifier le contenu en gaz moléculaire des galaxies peu métalliques, de trouver des alternatives à CO pour tracer ce gaz et de comprendre l'origine exacte de la raie (C II) $157 \mu m$ qui est l'un de ses potentiels traceurs.

2.2 Observations du gaz moléculaire via CO

Bien que la majeure partie de mes travaux tente d'évaluer d'autres traceurs du gaz moléculaire que CO, il est bien sûr important de **contraindre autant que possible l'émission de CO**

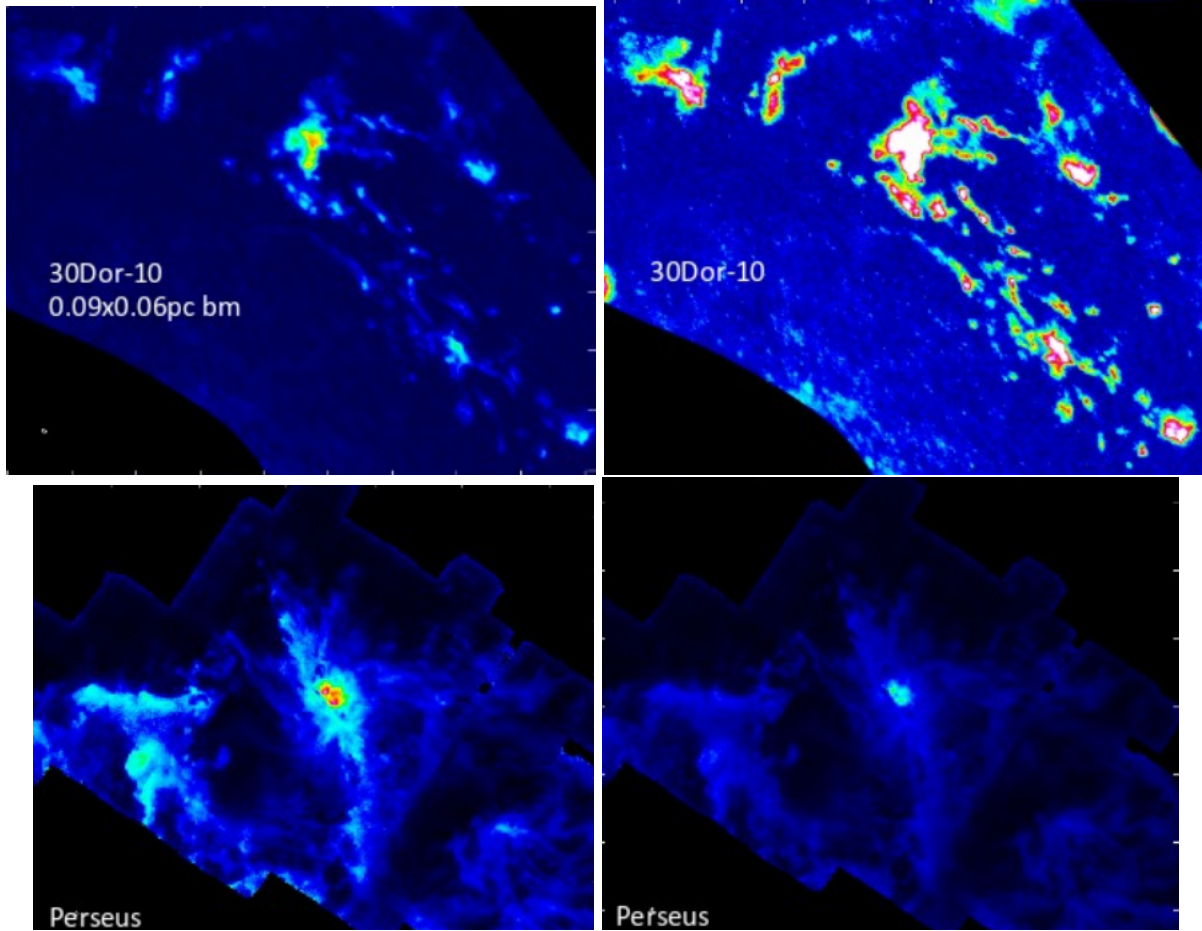


Figure 2.5: Observations de ^{13}CO avec ALMA de 30 Dorade dans le GNM (**en haut**) et du nuage moléculaire de Persée dans la Voie Lactée (**en bas**) (Indebetouw et al., 2013; Indebetouw et al., 2020). **À gauche**, l'échelle va de 0 au pic en T_b , tandis qu'**à droite**, l'échelle va de 0 à 20 K. Cette figure illustre le fait que dans 30 Dorade la plupart du gaz dense visible en CO est distribué dans des petits nuages avec peu de CO autour, contrairement à Persée. Le gaz moléculaire entre les nuages est probablement photodissocié dans 30 Dorade.

dans les environnements de faible métallicité. J'ai ainsi participé à plusieurs études dont l'objectif était soit de cartographier l'émission CO dans les régions proches pour mettre en évidence les effets de photodissociation, soit de mesurer l'émission intégrée en CO de galaxies à la métallicité la plus faible possible.

2.2.1 Cartographie de l'émission CO

L'observatoire ALMA a révolutionné les études de la distribution de CO dans les galaxies proches, en particulier celles pauvres en métaux. Les observations montrent que les fragments CO sont détectés seulement pour des métallicités $\gtrsim 1/10 Z_{\odot}$ et que la distribution CO est dominée par de multiples fragments avec une absence d'émission CO inter-fragment (Rubio et al., 2015; Shi et al., 2020).

ALMA permet aussi de mieux connaître la distribution du gaz CO dans les Nuages de Magellan, permettant une comparaison unique avec la Voie Lactée étant données les échelles spatiales accessibles (< 0.1 pc). Nous avons ainsi pu montrer de manière directe que les filaments moléculaires dans 30 Dorade étaient plus compacts que dans la Voie Lactée, ce qui est dû à la photodissociation des molécules, elle-même due à la faible

abondance de poussière (Indebetouw et al., 2013; Indebetouw et al., 2020). Les résultats illustrent clairement la photodissociation du CO (Fig. 2.5). Cependant les fragments CO ont des propriétés identiques (taille vs. largeur de raie vs. masse) que ceux dans la Voie Lactée, et sont compatibles soit avec un effondrement en chute libre ou avec un équilibre viriel avec une pression externe modérée. Je participe désormais à l'étude d'une grande carte CO de 30 Dorade (PI T. Wong) pour confirmer ces résultats à plus grande échelle autour de l'amas stellaire central R136. De nouvelles observations sont aussi prévues, notamment dans le PNM pour isoler les paramètres de la métallicité et des amas d'étoiles, et éventuellement découvrir des différences significatives des fragments CO par rapport à la Voie Lactée.

2.2.2 Émission CO à très faible métallicité et implications sur la distribution de H₂

Les détections de CO à haute résolution spatiale sont pour le moment limitées à des environnements avec des métallicités $\gtrsim 1/10 Z_{\odot}$ (§ 2.2.1). Toutefois, elles montrent que l'émission CO est distribuée dans de petits fragments avec un milieu inter-fragment où le CO est photodissocié. Cet effet explique en partie pourquoi [les détections de CO dans des galaxies intégrées spatialement sont difficiles à cause de la faible émission intégrée et de la dilution dans le lobe radio](#).

Pour augmenter les statistiques de détection de CO dans les galaxies pauvres en métaux, j'ai participé à plusieurs relevés pour pousser la détection de CO aux plus faibles métallicités possibles. Dans Cormier et al. (2014) nous avons utilisé le télescope MOPRA pour atteindre plusieurs détections précieuses à $1/5 Z_{\odot}$. Si l'on tient compte du gaz moléculaire calculé via un facteur de conversion X_{CO} qui dépend de la métallicité de manière proportionnelle, les galaxies du DGS se rapprochent de la relation typique entre le taux de formation stellaire et la densité du gaz (Fig. 2.6), mais pour certains objets soit il est nécessaire de considérer que le gaz atomique participe significativement à la formation stellaire en plus du gaz moléculaire, soit la formation stellaire doit être plus efficace.

Nous avons aussi cherché à détecter CO avec ALMA dans une galaxie, SBS0335-052, avec la métallicité parmi les plus faibles connues, avec $\approx 1/30 Z_{\odot}$. La raie CO(2-1) n'est pas détectée mais nous avons montré, en mesurant à la fois la masse de gaz moléculaire (pour un temps de déplétion du gaz typique de ~ 1 Gyr) et la masse des poussières via le continu en IR, qu'il est probable qu'[une large quantité de gaz moléculaire se dérobe aux observations en CO](#) (gaz sombre en CO) dans cette galaxie (Cormier et al., 2017).

Il est intéressant de constater que la métallicité minimale pour laquelle CO est détecté pour une galaxie intégrée ou mesuré spatialement est finalement identique, à savoir $\approx 1/10 Z_{\odot}$. Nous sommes donc actuellement limités par la surface collectrice des observatoires radio et [il semble difficile de pouvoir détecter CO à de plus faibles métallicités](#). Il est raisonnable de penser que les molécules existent en effet, mais principalement sous la forme de H₂ sauf dans les cœurs les plus denses. Si d'autres molécules impliquant des éléments lourds se forment, il est probable qu'elles se forment tardivement dans l'évolution des nuages denses et ne survivent probablement pas à l'épisode de formation stellaire.

Si les observations en CO ne peuvent pas identifier les fragments moléculaires à très faible métallicité, il devient crucial de trouver des alternatives. [L'alternative la plus prometteuse pourrait être la détection de H₂ via les raies d'émission en IR proche et moyen](#). Le gaz moléculaire détecté se trouve dans une phase chaude (> 100 K), ce qui ne permet pas de mesurer la masse totale de gaz moléculaire (sauf éventuellement via la masse virielle pour chaque fragment). Cependant, cette approche permet d'identifier les régions où le gaz moléculaire doit se concentrer. Ainsi, H₂ a déjà été détecté dans la galaxie SBS0335-052 à $\approx 1/30 Z_{\odot}$ (Vanzi et al., 2011), démontrant ainsi l'existence de molécules, même dans un environnement aussi primitif, alors même que CO ne pourra sans doute jamais être détecté

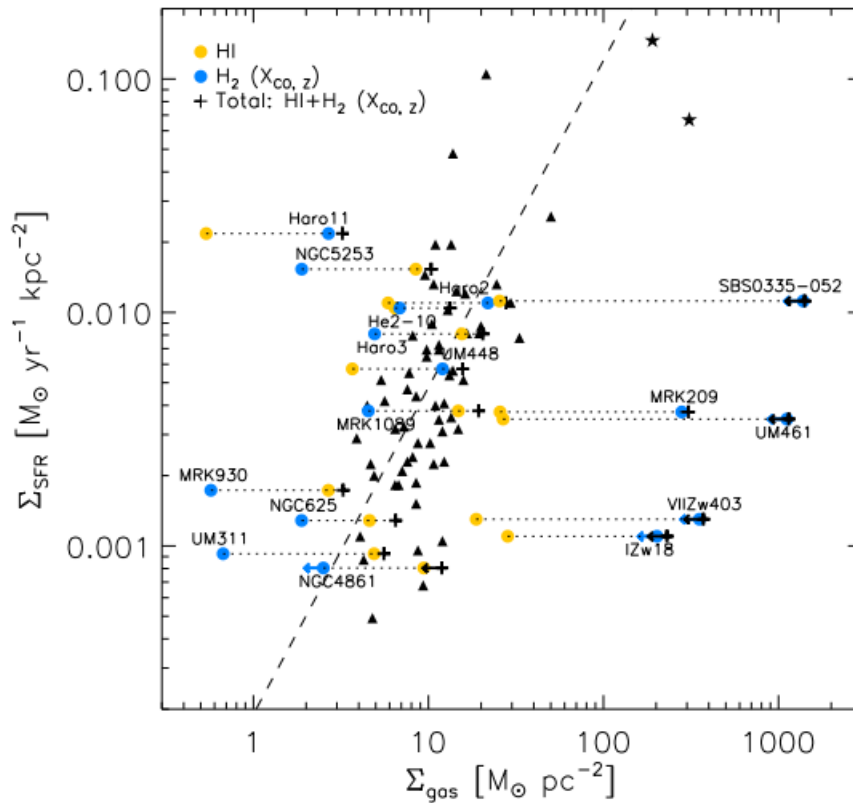


Figure 2.6: Relation entre le taux de formation stellaire et la masse de gaz dans les galaxies du DGS (Cormier et al., 2014). Le trait en tiret montre la relation avec une puissance 1.4.

avec les observatoires actuels. En comparant avec l'abondance de H_2 dans le milieu diffuse (mesures en absorption), Thuan et al. (2005) montrent que cette émission IR est probablement due à des petits fragments dense en H_2 , ce qui n'est pas sans rappeler les fragments vus en CO. De futures observations avec JWST et l'ELT permettront de mieux comprendre l'émission de H_2 et la distribution du gaz moléculaire dans les galaxies pauvres en métaux. C'est un des objectifs d'une proposition JWST acceptée en Cycle 1 (PI S. Hernandez; §2.3.4). Une autre alternative possible consisterait à détecter le continu de poussières froides dans ces fragments en radio mais suppose l'observation profonde dans plusieurs bandes photométriques et un modèle de décomposition spectrale permettant de discriminer l'émission des poussières froides.

2.3 Gaz moléculaire sombre en CO et origine de (C II) $157 \mu\text{m}$

La raie (C II) $157 \mu\text{m}$ est une des raies IR les plus brillantes dans les galaxies (Stacey et al., 1991; Malhotra et al., 2000) et recèle potentiellement de nombreux diagnostic, en particulier en ce qui concerne la formation d'étoiles (réservoir de gaz et taux de formation), y compris à très grand *redshift*. La raie (C II) est un traceur important du MIS, qui permet le refroidissement du gaz interstellaire neutre en évacuant l'énergie par radiation. Cependant, l'émission de (C II) dans les galaxies naines est anormalement élevée si on la compare à l'émission IR ou à CO(1-0) (Poglitsch et al., 1996; Madden et al., 1997; Madden, 2000; Hunter et al., 2001). Ce résultat pourrait être un effet de la métallicité, car les photons UV photodissocient plus efficacement CO que H_2 , ce qui décale la transition H^0-H^+-CO plus profondément dans le nuage moléculaire (§2.1). Il est donc en théorie possible qu'une partie du gaz moléculaire se trouve dans une région invisible en CO mais visible en (C I) et surtout (C II)

(§2.1). L'un des traceurs possibles du gaz moléculaire sombre est donc la raie (C II) 157 μm et de nombreux efforts de modélisation sont en cours pour établir une corrélation claire entre la luminosité d'une galaxie en (C II) et la masse de gaz moléculaire sombre (Madden et al., 2020). Cependant, étant donné le potentiel d'ionisation de C^0 (11.26 eV) et la faible température d'excitation de la transition à 157 μm (91 K), la raie de (C II) peut potentiellement émettre dans le gaz ionisé chaud, dans le gaz neutre chaud et dans le gaz neutre froid. Pour savoir s'il existe réellement un réservoir de gaz moléculaire invisible en CO(1-0), et pour utiliser de manière adéquate l'émission de (C II) dans des galaxies lointaines, il est donc essentiel de comprendre l'origine de la formation de cette raie. J'ai donc mis en place une méthode qui permet de modéliser les sources extragalactiques via leur émission intégrée. La raie (C II) 157 μm étant accessible avec ALMA et NOEMA dans les galaxies à grand *redshift*, ces travaux peuvent permettre d'améliorer les interprétations et utilisations de l'émission (C II) comme traceur cosmologique.

Les résultats décrits ci-dessous pour les petites et grandes échelles spatiales suggèrent que (C II) provient des PDRs dans les régions denses, mais que l'émission de (C II) dans le gaz diffus ionisé (et potentiellement le gaz diffus neutre) devient de plus en plus importante au fur et à mesure que de grandes échelles spatiales sont considérées (§2.3.1, §2.3.2). Il est aussi important d'identifier les mécanismes de chauffage pour une meilleure interprétation de l'émission de (C II) (§2.3.3).

2.3.1 Grandes échelles spatiales ($\sim 1 - 10 \text{ kpc}$)

Un premier projet a consisté à modéliser le MIS une galaxie non-résolue et peu métallique (Haro 11; $1/5 Z_{\odot}$; Cormier 2012). Ce projet fait appel à une méthode multi-composante décrite en détails dans §3. Nous modélisons tout d'abord le champ de radiation dans la région H II via le code de photoionisation Cloudy (Ferland et al., 2017). Les raies IR moyen (*Spitzer*/IRS) et lointain (*Herschel*/PACS) sont particulièrement utiles puisqu'elles sont moins affectées par la poussière par rapport aux raies optiques. Ensuite, nous modélisons la PDR, toujours avec Cloudy qui connecte les phases ionisée, neutre et moléculaire (Abel and Ferland, 2006). L'instrument PACS apporte les contraintes principales sur les conditions physiques et sur le facteur de remplissage des PDRs dans la galaxie. Le résultat majeur concerne l'obligation d'ajouter un modèle diffus pour reproduire certaines raies visibles dans PACS, y compris (C II). Cette composante supplémentaire est illuminée par des étoiles relativement peu massives et plus froides par rapport aux populations stellaires qui dominent l'excitation du gaz près des super-amas. Nous trouvons finalement qu'environ 50% de (C II) dans cette galaxie pourrait provenir de la phase diffuse ionisée et non des PDRs. La composante du gaz diffus neutre est quant à elle cependant mal contrainte avec peu de traceurs spécifiques et nous avons besoin de modèles plus complets et dont les propriétés des différentes phases peuvent être contraints de manière non-dégénérée.

En utilisant une méthode similaire, l'étude complète du DGS montre que l'émission (C II) associée à la phase ionisée est cependant globalement faible, typiquement $\lesssim 30\%$ de l'émission totale observée (Cormier et al., 2019). Il est donc clair que l'importance du gaz ionisé ne doit pas être sous-estimée à l'échelle d'une galaxie intégrée et qu'elle peut être significative pour un objet donné.

Une autre méthode consiste à comparer les profils spectraux de CO et H I (traçant respectivement le milieu moléculaire et neutre atomique) avec (C II) ce qui est devenu possible avec l'instrument GREAT sur le télescope aéroporté SOFIA. En comparant les profils spectraux de ces traceurs avec SOFIA dans la galaxie proche (2.9 Mpc) NGC 4214, nous montrons qu'environ la moitié de (C II) peut être associé au gaz neutre tracé par H I – principalement milieu neutre chaud – (Fahrion et al., 2017). Dans cette galaxie, environ

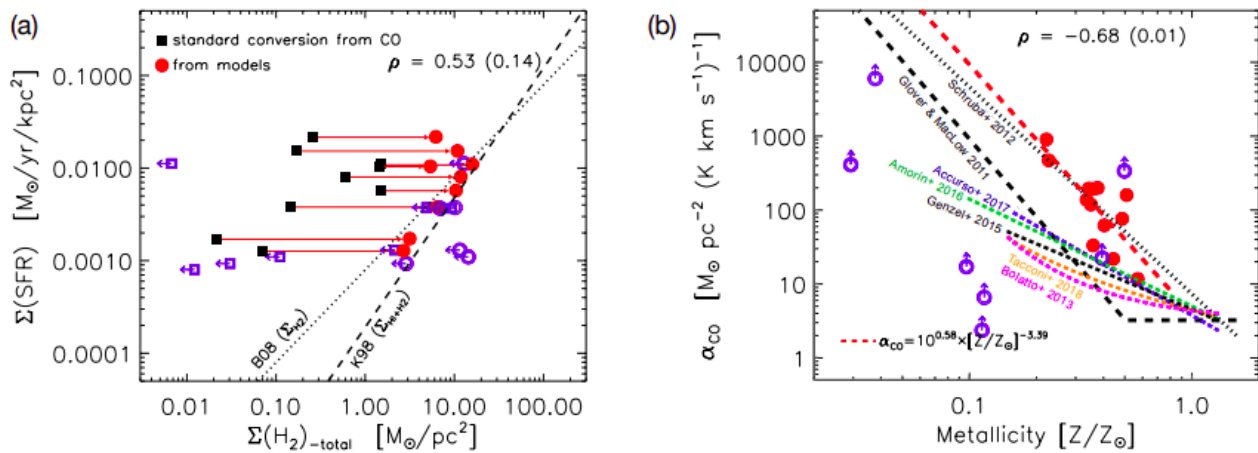


Figure 2.7: **Gauche**: Relation entre taux de formation stellaire et masse de H_2 dans le DGS (Madden et al., 2020), comparé à la loi Schmidt-Kennicutt et celle de Bigiel et al. (2008). Les modèles permettent de déterminer une masse de gaz moléculaire sombre suffisante pour retrouver la relation habituelle. **Droite**: Conversion entre CO et H_2 pour les galaxies modélisées comparée à d'autres lois déjà publiées.

80% de la masse totale de gaz moléculaire n'est pas tracée par CO. La fraction de gaz moléculaire sombre en CO est plus grande vers l'amas stellaire, indiquant que le champ de radiation joue un rôle important. Ce résultat a depuis été confirmé par Tarantino et al. (2021) avec des observations SOFIA dans deux autres galaxies où la fraction de (C II) provenant de la phase neutre peut être significative ($\gtrsim 50\%$).

Les différentes études spécifiques quantifiant le gaz moléculaire sombre dans les galaxies intégrées montrent qu'il est difficile d'utiliser une méthode globale pour un grand échantillon. Cependant, nous avons pu améliorer les modèles existants pour montrer que **70 – 100% de la masse totale de H_2 n'est pas tracée par CO(1-0) dans les galaxies du DGS** (Madden et al., 2020). Cette masse totale est cependant bien tracée par (C II) (et aussi (O II)). Nous fournissons une conversion entre la luminosité (C II) et la masse totale de H_2 en fonction de la métallicité. En utilisant cette relation, **les galaxies du DGS se retrouvent sur la relation Schmidt-Kennicutt sans avoir recours à une efficacité de formation stellaire surélevée** (Fig. 2.7).

2.3.2 Petites échelles spatiales ($\sim 10 - 100$ pc)

Un autre projet toujours dédié à l'origine de (C II) utilise une région résolue spatialement dans le GNM (Lebouteiller et al., 2012a). La région N 11B, qui fait partie de la région H II géante N 11 dans le GNM, nous donne l'opportunité d'observer des régions de formation stellaire dans un environnement chimique moitié moins évolué que la Voie Lactée (Figure 2.8). Cette région possède plusieurs nuages denses évoluant dans un gaz ionisé assez diffus. En comparant les rapports de raies incluant (N II), (N III), (O III), j'ai pu contraindre la densité et température du gaz ionisé et ensuite estimer la contribution de chaque phase gazeuse dans l'émission de (C II). Nous trouvons finalement que plus de 90% du (C II) provient des PDRs dans les nuages denses, et que **partout ailleurs l'émission de (C II) est dominée par le gaz ionisé et le gaz diffus neutre (avec $\approx 50\%$ de contribution dans chaque phase)**. Il est donc clair que si l'on isole une région de formation stellaire, (C II) provient principalement des PDRs.

Suite aux résultats obtenus pour N 11B, j'ai obtenu des observations avec SOFIA/GREAT pour les principaux nuages brillants en (C II) et CO détectés avec *Herschel*/PACS et MOPRA dans la région N 11 (Fig. 2.9). Comme dans NGC 4214, nous avons cherché à comparer les profils de vitesse en (C II), H I et CO (§2.3.1). Nous avons aussi observé (N II) avec SOFIA pour contraindre le gaz ionisé qui peut émettre en (C II). **La spécificité de notre étude**

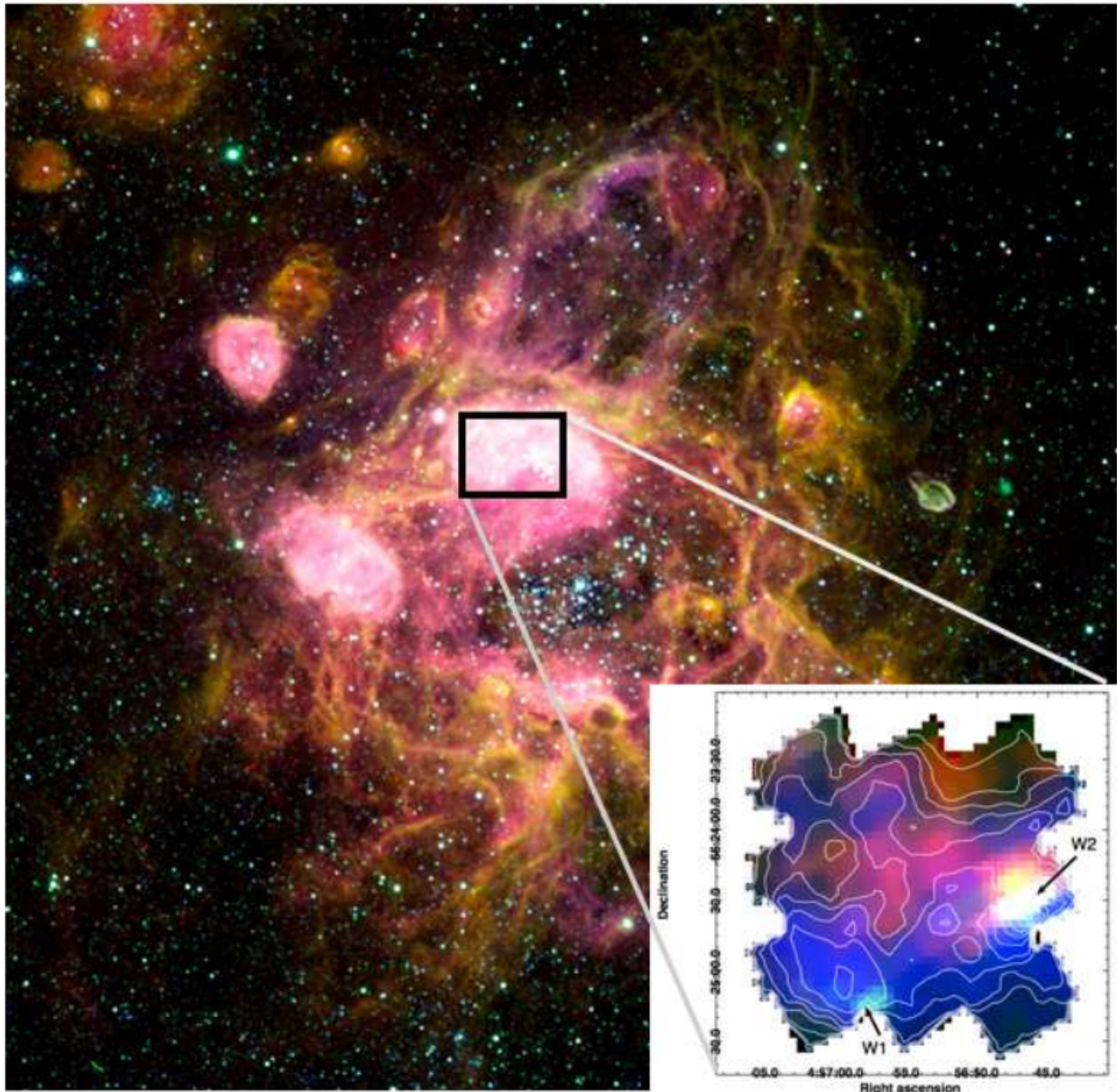


Figure 2.8: La région LMC-N11. Le carré noir montre la zone observée par *Herschel*/PACS (N11B) et pour laquelle nous avons étudié la distribution spatiale des principales raies de refroidissement IR. Le zoom montre la carte spectrale obtenue en combinant la distribution spatiale de (C II) 157 μm (rouge), (O I) 63 μm et (O III) 88 μm (bleu+contours). Les deux régions fléchées (W1 et W2) correspondent à deux nuages denses.

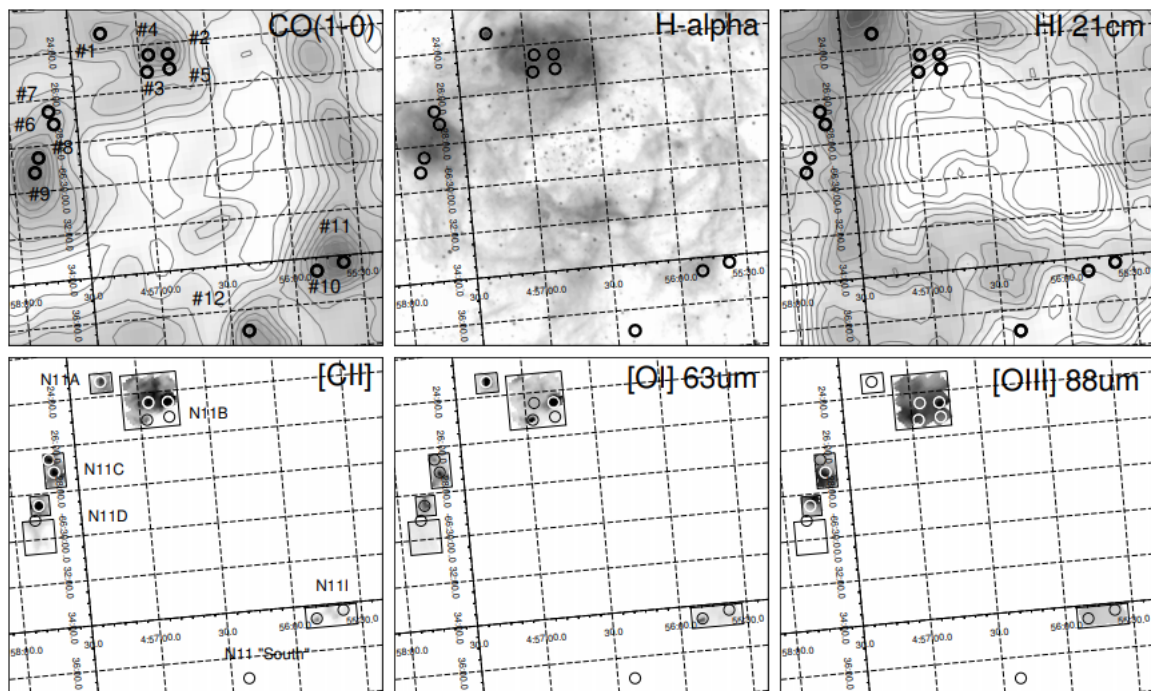


Figure 2.9: Positions observées par SOFIA/GREAT (cercles) dans N 11 (Lebouteiller et al., 2019b). Les rectangles indiquent la couverture spatiale avec *Herschel*/PACS.

concerne la méthode de décomposition spectrale. En effet, la comparaison des profils de vitesse n'est pas triviale, et l'on utilise souvent une décomposition soit en *bins* de vitesse, soit en décomposant les profils séparément, soit en décomposant d'abord les profils les plus simples pour ajouter ensuite des composantes supplémentaires pour les traceurs aux profils plus complexes. Ces méthodes ne sont pas satisfaisantes car il existe un haut degré de dégénérescence et il est essentiel de développer une méthode statistique robuste. J'ai donc implémenté une nouvelle méthode Bayésienne dont les seuls paramètres fixés sont le nombre de composantes, la largeur minimale des composantes et la séparation minimale entre les composantes (y compris une séparation nulle). Pour plusieurs conditions initiales définies par ces paramètres, nous faisons ensuite un modèle de décomposition avec une chaîne de Markov Monte-Carlo avec PyMC³ (Salvatier et al., 2016). La figure 2.10 illustre cette décomposition. Cette approche permet de mesurer la distribution de probabilité de paramètres physiques associés aux traceurs (Lebouteiller et al., 2019b). Par exemple, il est possible de calculer la probabilité de la fraction de (C II) qui trace le gaz sombre en CO en tenant compte des différents structure en vitesse possibles (Fig. 2.11). Le résultat montre que (C II) trace majoritairement le gaz sombre en CO. Le gaz atomique neutre contribue peu, mais cette contribution devient visible pour les composantes peu brillantes en (C II). Par ailleurs, nous montrons que la fraction de gaz sombre augmente dans les régions affectées par un champ de radiation intense et que la contamination par le gaz ionisé est globalement minime.

Bien que le cœur de l'étude SOFIA/GREAT sur N 11 concerne la méthode de décomposition, nos résultats apportent une contribution importante quant à l'origine de (C II) dans les différentes phases, et en particulier dans les Nuages de Magellan et les galaxies bleues compactes où il est possible que la métallicité puisse jouer un rôle. Globalement, les différentes études des Nuages de Magellan, quand elles sont comparées à celles dans la Voie Lactée ou dans les galaxies spirales proches (Braine et al., 2012; Pineda et al., 2014; Langer et al., 2014; Mookerjea et al., 2016; de Blok et al., 2016), montrent que (C II) trace une fraction importante, voire dominante, du gaz moléculaire, que la fraction de gaz moléculaire sombre

est plus importante dans le milieu diffus que dans les nuages denses, et que cette fraction augmente à faible métallicité et/ou en présence d'un fort champ de radiation (Okada et al., 2015; Chevance et al., 2016; Chevance, 2016; Requena-Torres et al., 2016; Pineda et al., 2017; Fahrion et al., 2017; Okada et al., 2019; Lebouteiller et al., 2019b). D'autres éléments nous permettent de supposer que la fraction de (C II) provenant de la phase neutre augmente avec l'échelle spatiale considérée via l'inclusion progressive de régions diffuses (Lebouteiller et al., 2019b; Tarantino et al., 2021).

Les résultats obtenus sur de petites échelles spatiales nous permettent de mieux comprendre l'origine de (C II) en isolant plus facilement les différentes phases et en associant les composantes spatiales et/ou spectrales à des paramètres environnementaux. Il est clair qu'il faut continuer à utiliser l'information spatiale et spectrale dans les galaxies proches de différentes métallicités, et qu'un observatoire ayant les capacités de cartographier (C II) à haute résolution spectrale sur de grands champs est nécessaire. En parallèle, les méthodes de décomposition des profils (C II), CO et H I doivent être testées avec des simulations.

2.3.3 Lien entre les mécanismes de chauffage et (C II)

Comme on l'a vu, l'origine de l'émission de (C II) peut être déduite de modèles de transfert de radiation dans la région H II et dans la PDR, avec potentiellement une information supplémentaire apportée par les profils spectraux permettant d'associer des composantes une phase donnée. L'utilisation de modèles est cependant à envisager quelle que soit la méthode, et les ingrédients physiques sur lesquels les modèles sont construits doivent être mûrement réfléchis. Plusieurs de ces ingrédients sont encore difficiles à appréhender, comme par exemple, le champ magnétique, le chauffage par rayons cosmiques et par les rayons X. Dans les différentes études auxquelles j'ai participé, nous avons testé plusieurs de ces ingrédients. Ainsi nous montrons que le champ magnétique introduit un terme de pression important dans la PDR de la galaxie Haro 11 et que pour des champs magnétiques élevés, l'émission de (C II) peut provenir majoritairement de la PDR plutôt que du milieu diffus (Cormier, 2012). Des observations sont à prévoir dans le futur pour contraindre l'intensité du champ magnétique dans les galaxies peu métalliques.

Nous avons aussi examiné l'influence des chocs sur l'émission de (C II) dans plusieurs régions du GNM (Lee et al., 2016; Lee et al., 2019). Les résultats montrent que si des chocs de faible vitesse sont effectivement présents et qu'ils permettent de reproduire le spectre des transitions CO, ils n'ont que peu d'influence sur les traceurs PDRs (C II) et (O I) (§5.1.3).

J'ai mené une étude détaillée d'une autre galaxie, I Zw 18 avec une métallicité semblable à SBS 0335-052, mais dont le contenu en poussière est extrêmement faible ($\lesssim 500 M_{\odot}$; Rémy-Ruyer et al. 2014). Nous avons utilisé un modèle complexe (Fig. 2.12) qui considère une topologie du MIS avec plusieurs secteurs qui décrivent correctement l'absorption des photons ionisants et avec les sources énergétiques connues, en particulier l'amas d'étoiles O et B, ainsi qu'une source ultralumineuse en X (Lebouteiller et al., 2017). Le modèle reproduit à la fois les raies du spectre optique, les raies dans l'IR moyen et lointain, y compris la raie (C II), ainsi que le continu de poussière.

Le résultat principal montre que (C II) trace dans cette galaxie un gaz neutre purement atomique et non le gaz moléculaire sombre (Fig. 2.13). Le gaz moléculaire est potentiellement caché dans des petits fragments denses qu'il est difficile, voire impossible, de détecter en CO (§2.2.2). Le fait que (C II) ne trace pas le gaz sombre en CO est dû au chauffage par photoionisation par les rayons X qui pénètrent dans le gaz neutre (c'est-à-dire une XDR). Le chauffage par effet photoélectrique sur les grains de poussière est négligeable. Bien que (C II) ne trace pas le gaz moléculaire dans I Zw 18 nous plaçons des limites très contraignantes sur la distribution du gaz moléculaire, s'il existe vraiment, dans des nuages de l'ordre du

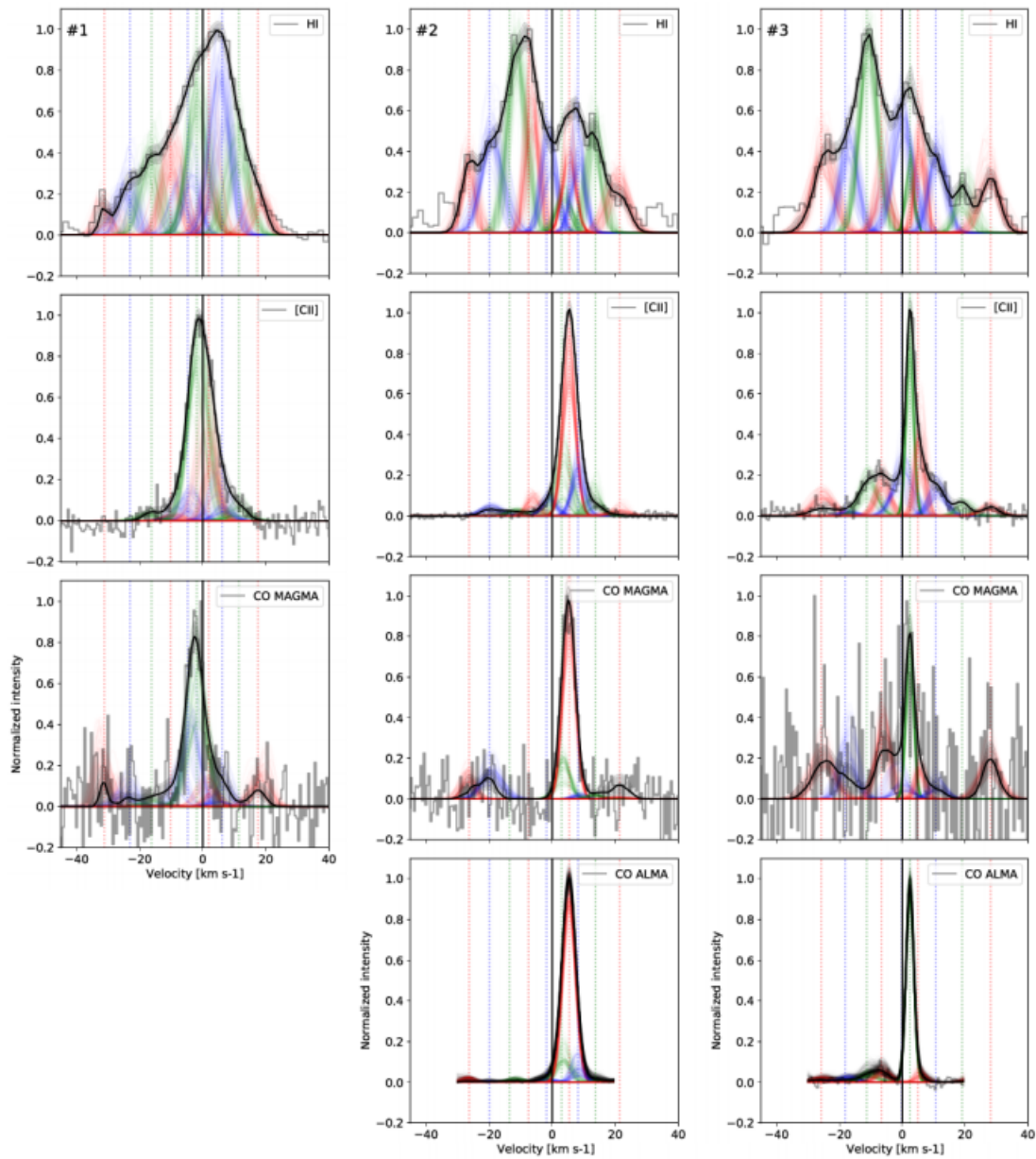


Figure 2.10: Profils spectraux des différents traceurs pour 3 positions dans N 11 (Fig. 2.9). La décomposition utilise une méthode Bayésienne (Lebouteiller et al., 2019b).

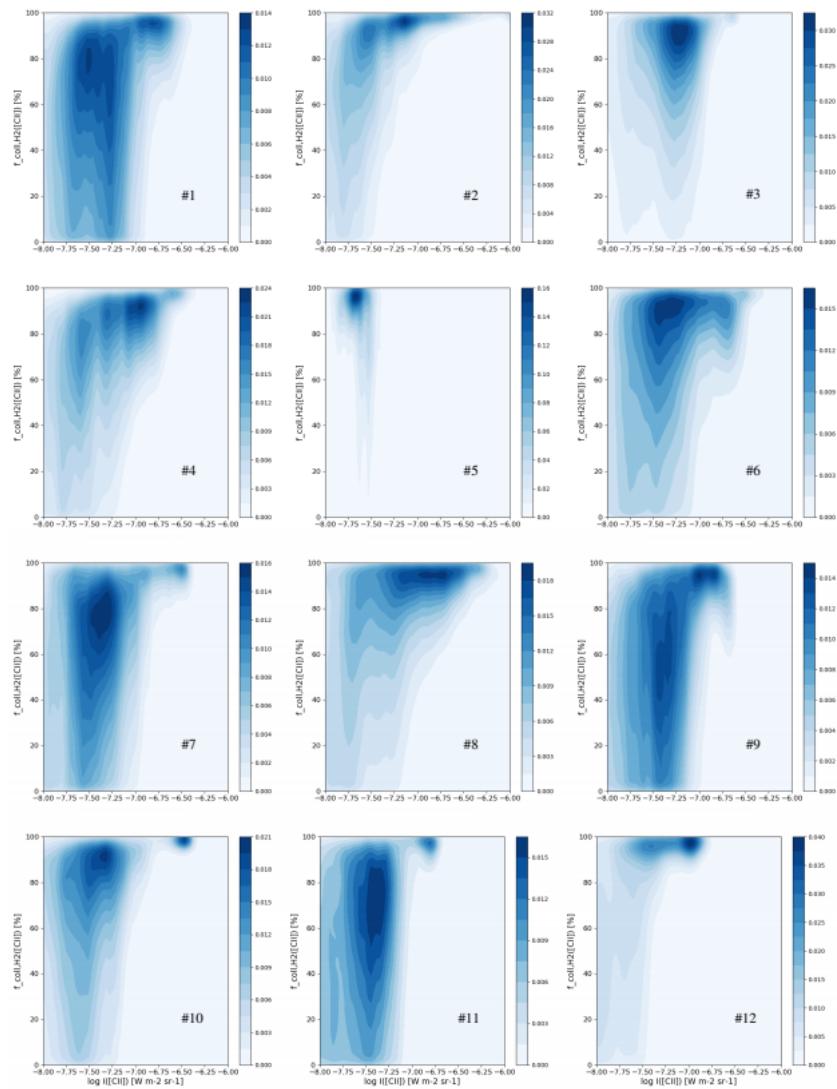


Figure 2.11: La fraction de l'émission (C II) associée au gaz sombre en CO est représentée en fonction de l'intensité de (C II) (Lebouteiller et al., 2019b). Le résultat combine toutes les différentes possibilités de décomposition et les variations des propriétés des composantes dans la trace MCMC. On peut voir que la fraction diminue pour les faibles composantes en (C II), suggérant une contribution possible, bien que faible, du gaz atomique neutre.

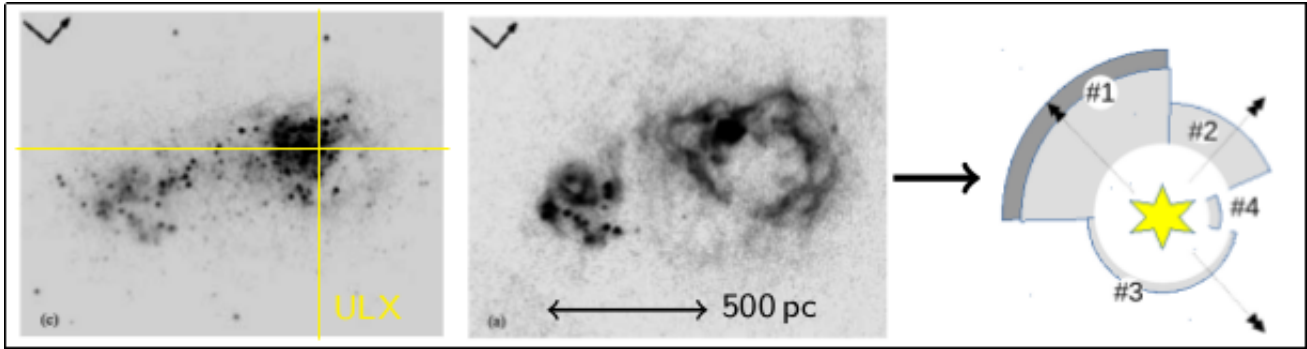


Figure 2.12: Modélisation de la galaxie I Zw 18 (Lebouteiller et al., 2017), avec de gauche à droite, l'émission stellaire dans la bande visible R (avec la position de la source X indiquée par la croix jaune), l'émission nébulaire en H α et les différents secteurs utilisés pour les modèles. La configuration du gaz ionisé autour de l'amas principal est favorable à une modélisation avec une source unique et des couches concentriques. La fraction des photons qui s'échappent de chaque secteur est différente: le secteur 1 est limité par le nombre de photons ionisants et mène au gaz atomique car les photons UV sont tous absorbés dans le gaz ionisé, tandis que les autres secteurs sont limités par leur contenu en matière.

parsec. Des tests sont prévus pour détecter directement les nuages moléculaires avec JWST (H₂ chaud) et IRAM/NOEMA (coeur froid via CO ou la poussière froide).

Il est à noter que le résultat ci-dessus concerne une galaxie extrême, avec un rapport gaz-sur-poussière 1000 fois plus élevé que dans la Voie Lactée et avec la présence d'une source X ultra-lumineuse. Le milieu est donc particulièrement transparent aux rayons X. Cependant, le résultat suggère aussi qu'en l'absence de contraintes sur le mécanisme de chauffage du gaz, l'utilisation de (C II) comme traceur du gaz moléculaire sombre est très incertaine. En effet, les principales raies de refroidissement (C II), (O I), (Si II), (Fe II)... ne permettent pas de remonter directement aux mécanismes de chauffage (§5) et des informations multi-longueurs d'onde ou la reconstruction du spectre ionisant via les signatures spectrales du MIS sont nécessaires. L'interprétation des nombreuses détections de (C II) à grand *redshift* avec ALMA (par ex: Aravena et al. 2016) doit donc être faite prudemment car (C II) ne trace pas nécessairement le gaz moléculaire qui participe à la formation d'étoiles.

2.3.4 Étude du gaz sombre en absorption

Le gaz moléculaire sombre est composé de H₂ et d'espèces atomiques comme O⁰, C⁰ ou C⁺ dont les transitions peuvent servir de traceurs. Le taux de refroidissement lié à C⁺ peut être étudié via la raie IR (C II) 157 μ m, mais il est aussi possible de le déterminer via la population du niveau de structure fine déduite de la densité de colonne de C II dans ce niveau mesurée par la raie d'absorption UV, notée C II* (Fig. 2.14; §4.1.2). C'est l'objet d'une proposition *Hubble* dont je suis le PI. Avec le spectrographe COS, il s'agit principalement de mesurer le taux de refroidissement via C II* dans les galaxies du DGS pour le comparer à celui déterminé via (C II).

L'objectif est de comparer les taux de refroidissement du gaz diffus observé sur la ligne de visée vers les étoiles massives (gaz s'étalant potentiellement sur plusieurs kiloparsecs) à celui du gaz plus dense, associé aux régions actives de formation d'étoiles. Nous cherchons non seulement à étudier la fraction de gaz diffus/dense dans ces objets en fonction de la métallicité, du taux de formation d'étoiles et de la masse totale, mais nous cherchons aussi de caractériser les conditions physiques de cette phase diffuse. Celle-ci possède vraisemblablement une métallicité globalement plus faible que le gaz dans les régions H II

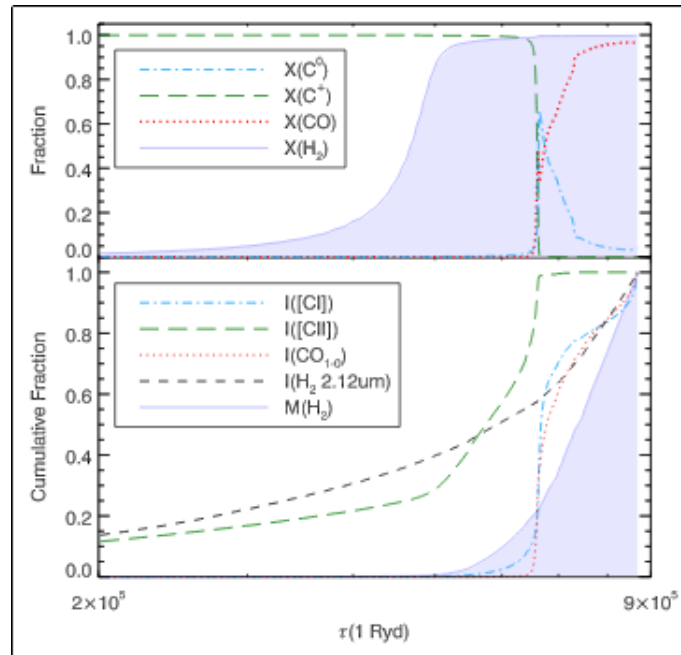


Figure 2.13: Profil des abondances (haut) et des intensités de raies et masse de H_2 (bas) en fonction de la profondeur dans le secteur dense du modèle de la galaxie I Zw 18 (Lebouteiller et al., 2017). À partir de ce résultat, l'on peut calculer la fraction de l'émission de (C II) qui est associée au gaz moléculaire. Dans ce cas, (C II) trace un gaz purement atomique ((C II) atteint son maximum d'émission bien avant que le milieu devienne moléculaire).

(gaz ionisé par les étoiles massives et observé en émission dans le visible; §4.3). Il semble ainsi que le milieu diffus neutre n'ait été que peu enrichi en éléments lourds, l'une des raisons possibles étant que la formation d'étoiles a été ralentie, avec une fraction de gaz froid relativement faible. Il est possible que ce ralentissement soit relié à la présence de sources X dans ces objets. C'est peut-être même un effet systématique car il a été montré par ailleurs que les galaxies les moins métalliques contiennent plus de sources X ultra-lumineuses et que ces sources X sont aussi plus lumineuses (par ex ; Linden et al. 2010; Brorby et al. 2015). Un objectif secondaire consiste justement à estimer la fraction d'électrons via $\text{C II}^*/\text{C II}$ pour identifier une potentielle ionisation par les rayons X. Ces objectifs ont déjà été atteints dans la galaxie I Zw 18 (Lebouteiller et al., 2013) et il s'agit ici de les généraliser.

D'autres transitions en UV lointain peuvent en principe être utilisées. Les raies d'absorption des niveaux de structure fine de O^0 , notées O I^* et O I^{**} , sont particulièrement intéressantes, mais difficiles à détecter. En effet, les observations en UV lointain sont sensibles au gaz diffus (les lignes de visée vers les nuages denses étant relativement opaques) et le refroidissement par $(\text{O I}) 63,145 \mu\text{m}$ est plus faible par rapport à (C II). D'autre part les raies d'absorption O I^* et O I^{**} se trouvent dans des fenêtres de longueurs d'onde difficiles à analyser avec de multiples contaminations possibles. Cependant, comme le gaz moléculaire sombre devrait être principalement dans une phase diffuse, les observations UV semblent tout de même prometteuses.

L'analyse des données COS du DGS est actuellement en cours. En parallèle, j'ai proposé que l'observation de l'absorption en S II est potentiellement un autre traceur du gaz moléculaire sombre. L'ion S^+ existe pour des énergies de photons similaires à C^+ et, même si (S II) est souvent utilisé en optique pour tracer les filaments dans les régions H I correspondants au front d'ionisation, la raie d'absorption S II pourrait aussi tracer le gaz neutre diffus. Les observations avec HST/COS de plusieurs positions dans la galaxie M 83 (§4.4) semblent suggérer que S II pourrait tracer le gaz moléculaire sombre (Hernandez et al., 2020). En analysant les profils

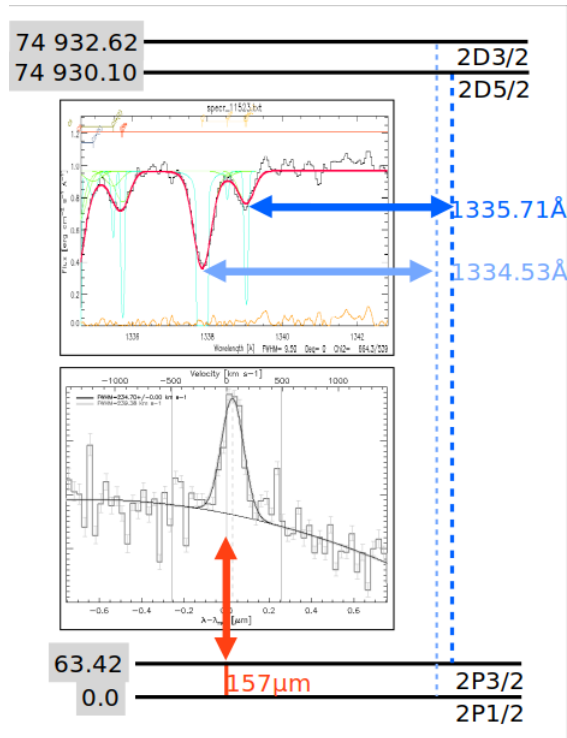


Figure 2.14: Illustration des niveaux de C^+ et des transitions correspondantes en IR et UV.

galactocentriques des densités de colonne de H^0 , CO , et S^+ , nous montrons que le gaz devient majoritairement moléculaire au centre de la galaxie, ce qui était connu (Casasola et al., 2020), et que la densité de colonne de S^+ ne décroît pas comme elle devrait vers le centre si S^+ trace uniquement le gaz atomique neutre. En comparant aux données ALMA, il semble que la fraction de gaz moléculaire sombre en CO est proche de 100% entre les fragments CO et 10% vers ceux-ci. Ces valeurs sont compatibles avec les différentes études du gaz moléculaire sombre (§2.3.2) et suggèrent de nouvelles potentielles méthodes en complément des raies d'émission. Une proposition JWST (PI S. Hernandez) a été acceptée en Cycle 1 pour étudier la distribution de H_2 dans cette galaxie et confirmer la présence de gaz moléculaire sombre.

3. Structure et topologie du MIS

Alors que les observatoires actuels permettent d'accéder à des *redshifts* toujours plus grands (par ex: Harikane et al. 2020b) et donc à des environnements chimiques potentiellement primordiaux, l'interprétation des traceurs non-résolus spatialement devient un sujet de recherche essentiel. C'est d'autant plus important que les traceurs observés à grand *redshift* correspondent à différentes phases du MIS, ce qui provoque les mêmes questions et les mêmes méthodes sur lesquelles j'ai travaillé en étudiant les galaxies proches.

Notre équipe est pionnière dans l'utilisation de modèles du MIS contraints par de multiples diagnostics spectraux. Le principal objectif de ce sujet de recherche consiste à examiner la topologie du MIS (par exemple pour estimer la fraction du volume occupée par les nuages denses) dans des environnements variés, en particulier pour des galaxies à la faible métallicité et au faible contenu en poussière.

3.1 Structure 3D de la région 30 Dorade dans le GNM

La région 30 Dorade dans le GNM est l'exemple le plus proche d'une région H II géante dominée par un super-amas d'étoiles (Fig. 3.1) et est à ce titre une région que j'ai beaucoup étudiée (Lebouteiller et al., 2008; Lebouteiller et al., 2011b; Indebetouw et al., 2013). Dans Chevance et al. (2016), nous avons contraint, grâce à une modélisation approfondie des régions de photodissociation et du gaz moléculaire, le champ de radiation incident pour le comparer au champ de radiation attendu des étoiles connues du super-amas R 136. Cette comparaison nous permet de calculer la distance physique entre les étoiles et les nuages (c'est-à-dire en corrigeant l'effet de projection). Il est même possible d'obtenir une estimation de distance plus réaliste en tenant compte de la distribution sphérique des étoiles dans l'amas (Fig. 3.2). Grâce à cette méthode, nous avons pu ainsi reconstruire pour la première fois la distribution 3D du gaz neutre dans 30 Dorade (Chevance et al., 2016), ce qui permet de mieux comprendre comment l'amas a photodissocié le gaz autour et de comprendre pourquoi la région au nord de R136, qui est en réalité la plus proche de l'amas, montre une distribution très fragmentée du gaz moléculaire (Fig. 3.1; Indebetouw et al. 2020). Ces résultats devraient mener à terme à des modèles PDRs plus détaillés tenant compte de

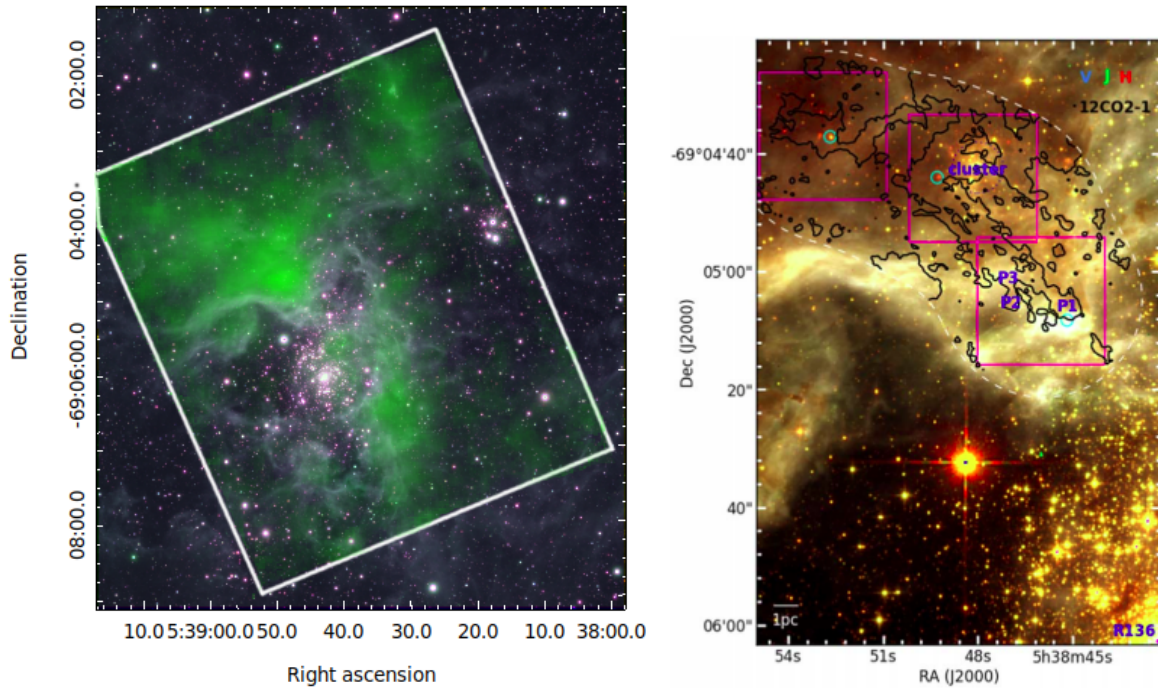


Figure 3.1: **Gauche**: La région 30 Dorade dans le visible (VISTA). Le rectangle et la carte superposée en vert correspond à l'émission de (C II) $157 \mu\text{m}$. **Droite**: zoom sur la région au nord de l'amas, avec le gaz CO (contours noirs) vu par ALMA (Indebetouw et al., 2020).

l'angle d'incidence entre le champ de radiation et les nuages.

De plus, outre des informations précieuses sur l'origine des traceurs (comme (C II) ou la luminosité IR), nous avons établi un lien direct entre l'émission prédominante du gaz ionisé à grande échelle qui est souvent observée dans les galaxies peu métalliques et le **faible facteur de remplissage en volume des régions de photodissociation** déduit des modèles (Fig. 3.3). Ce résultat confirme une hypothèse déjà avancée pour une autre région du GNM pour laquelle nous avons calculé la distribution du gaz ionisé en modélisant le champ de radiation des étoiles massives (Lebouteiller et al., 2012b). L'étude de 30 Dorade est cependant la première à considérer les différentes phases du MIS d'une région H II simultanément dans un modèle, et renforce l'hypothèse que le libre parcours moyen des photons UV est significativement plus grand dans les galaxies peu métalliques. Ce résultat a été ensuite élargi à l'étude de l'échantillon du *Dwarf Galaxy Survey* (§3.2.3).

3.2 Topologie du MIS

Tandis qu'il est possible d'utiliser les régions proches comme 30 Dorade pour reconstruire la distribution du gaz (§3.1), les observations de régions de formation stellaire ou de galaxies donnent le plus souvent accès à des informations non-résolues spatialement. Ainsi, alors que les données spectroscopiques de galaxies lointaines continuent de s'accumuler et alors que l'analyse de mégadonnées est en plein essor, il apparaît urgent de **proposer des outils facilitant l'interprétation des spectres d'émission observés**. Le spectre global correspondant à l'observation d'une galaxie entière recèle un trésor d'informations dont il est souvent difficile d'extraire les paramètres physiques utiles à la compréhension de l'évolution des galaxies (taux et efficacité de la formation stellaire, présence et propriétés de noyaux actifs (AGN), budget en masse du gaz moléculaire, etc...).

Dans la plupart des cas, quelques traceurs spectroscopiques sont combinés pour établir

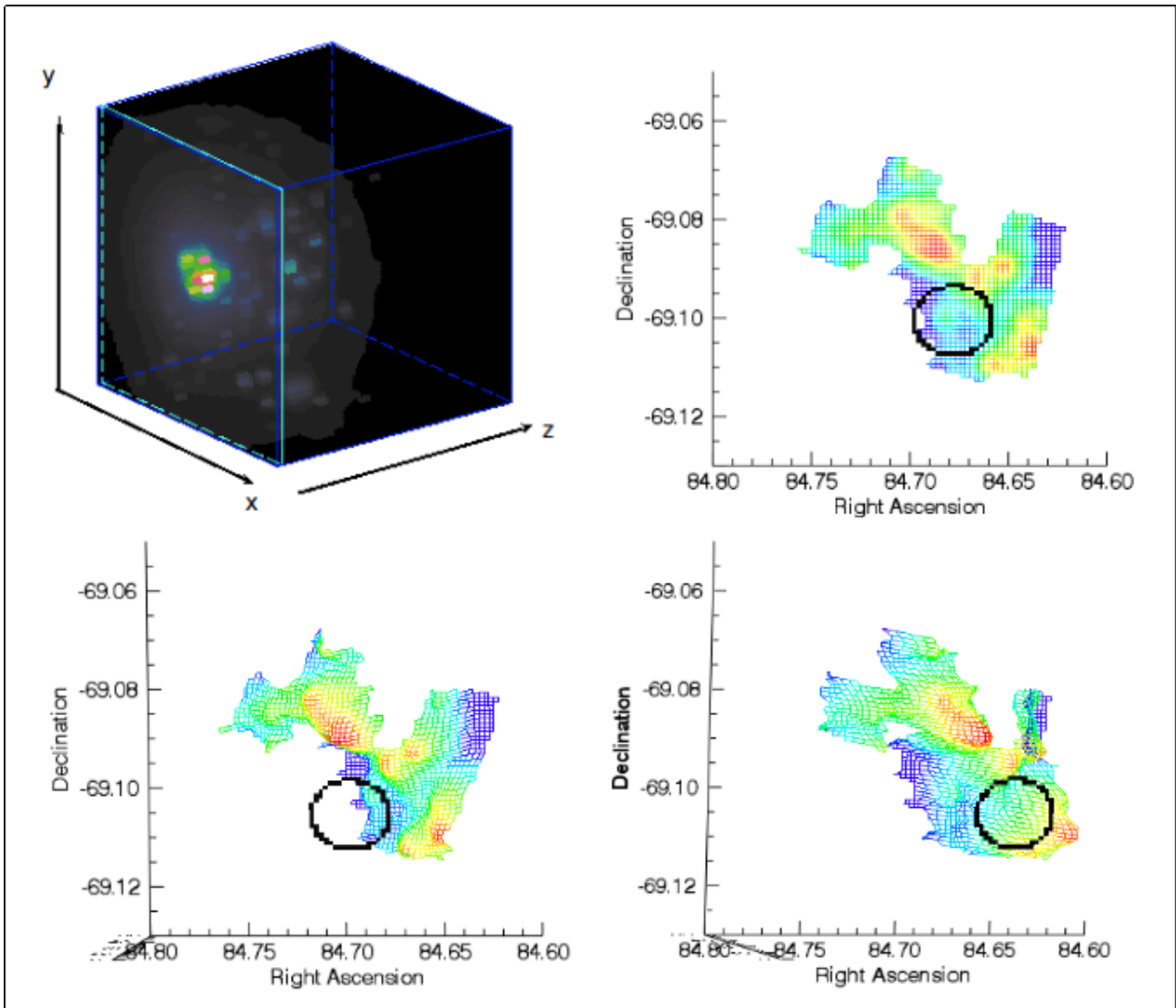


Figure 3.2: Modélisation de la distribution des étoiles massives dans le super-amas R 136 (**haut/gauche**) dans 30 Dorade et distribution 3D du gaz neutre déduit des modèles de photodissociation (Chevance et al., 2016; Chevance, 2016). Le cercle noir indique la position de l'amas central R 136. Les régions en rouge sont les plus proches de l'amas.

un diagnostic spécifique (par ex: densité du gaz ou taux de formation d'étoiles), indépendamment des autres observables, alors qu'une approche globale, telle que celle effectuée par exemple par les codes MAGPHYS (da Cunha et al., 2008) ou CIGALE (Burgarella et al., 2005) pour les distributions spectrales d'énergie, est bien plus puissante (quantification des incertitudes et capacités de prédictions) et aussi moins biaisée (prise en compte cohérente des quantités observables). La raison principale pour laquelle une approche globale est particulièrement complexe lorsqu'il s'agit d'interpréter les spectres d'émission de galaxies intégrées est liée à la **formation des raies spectrales dans différentes phases gazeuses** (neutre moléculaire, neutre atomique chaud et froid, ionisé tiède, ionisé chaud...), dans **différentes structures** (filaments, gaz diffus, nuages compacts et denses...) et correspondant à **diverses sources énergétiques** (noyaux actifs, sources ultralumineuses en X, étoiles Wolf-Rayet, étoiles OB...).

Par exemple, lorsqu'il s'agit de mesurer la fraction d'échappement des photons ionisants d'une région H II ou d'une galaxie, il est évident qu'il est nécessaire de considérer des régions bornées par la matière. L'hypothèse de régions bornées par la radiation n'est d'ailleurs

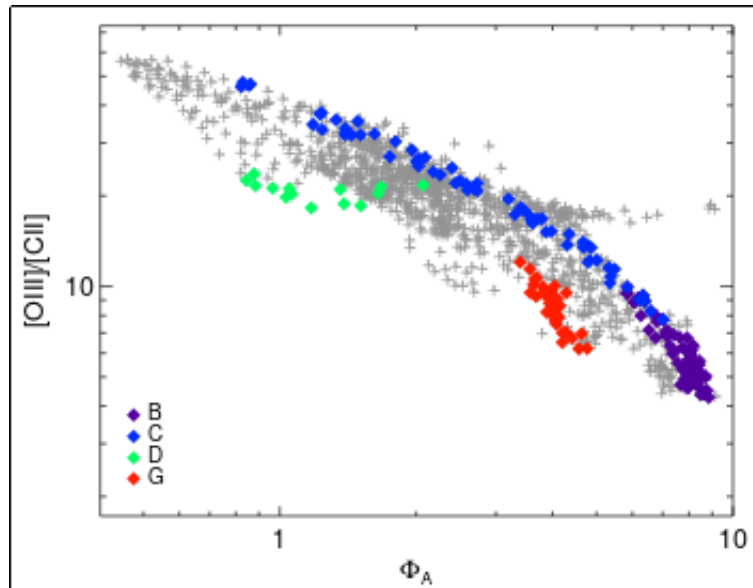


Figure 3.3: Le rapport d'émission du gaz ionisé, tracé par (O III), sur le gaz neutre, tracé par (C II), dans 30 Dorade est anti-corrélé avec le facteur de remplissage des régions de photodissociation, ce qui indique que les photons ionisants peuvent voyager sur des échelles de plusieurs dizaines de parsecs (Chevance et al., 2016; Chevance, 2016). L'émission de (C II) provient uniquement du gaz neutre comme nous l'avons montré par ailleurs en comparant à des traceurs spécifiques du gaz ionisé.

souvent utilisée que par manque de contraintes. De plus, les observations de raies comme (O III) et (C II) dans des galaxies à grand *redshift* ne peuvent être interprétées correctement que si toutes les phases gazeuses sont considérées de manière cohérente. Il ne s'agit pas de simplement utiliser un modèle qui calcule le transfert radiatif de la région H II à la PDR, mais aussi de considérer plusieurs composantes, ou secteurs, aux conditions physiques (et potentiellement chimiques) différentes. Une composante peut par exemple correspondre à un *clump* dense avec un très faible facteur de couverture.

Une partie importante de mes travaux consiste donc à utiliser les signatures spectrales intégrées du MIS (gaz, poussière) pour déduire les conditions physiques et chimiques (densité, température, abondances...) ainsi que les paramètres physiques liés au réservoir de gaz moléculaire, à la formation stellaire, et aux mécanismes de rétroaction. L'idée sous-jacente est que le spectre d'une galaxie non résolue spatialement contient suffisamment d'information pour remonter à la topologie du MIS et ainsi obtenir des prédictions robustes sur ces paramètres (Fig. 3.4). Des simulations 3D étant coûteuses et quasi impossible à mettre en place pour reproduire de manière réaliste de le MIS de galaxies spécifiques, étant donné le manque d'informations, même pour les sources les plus proches, des simplifications sont nécessaires (Fig 3.5). On supposera par exemple que l'ionisation est dominée par des sources concentrées au même endroit dans la galaxie ainsi que des variations paramétriques radiales de pression ou densité pour permettre à un modèle 1D d'être suffisamment réaliste du point de vue des ingrédients physiques. Ces méthodes sont potentiellement très puissantes car elles peuvent être utilisées pour des galaxies à grand *redshift*.

Il est alors utile de contraindre une topologie du MIS. On ne cherche pas ici à reproduire la structure exacte du MIS, mais à identifier des familles de géométries incluant plusieurs secteurs, définis par leurs conditions physiques et par leur facteur de couverture. La combinaison de ces secteurs n'est pas triviale car il faut considérer la lumière réfléchi et diffusée, mais les améliorations permises par de tels modèles multi-secteurs compensent largement les incertitudes liées aux effets secondaires comme la réflexion et diffusion. Il est évident qu'à

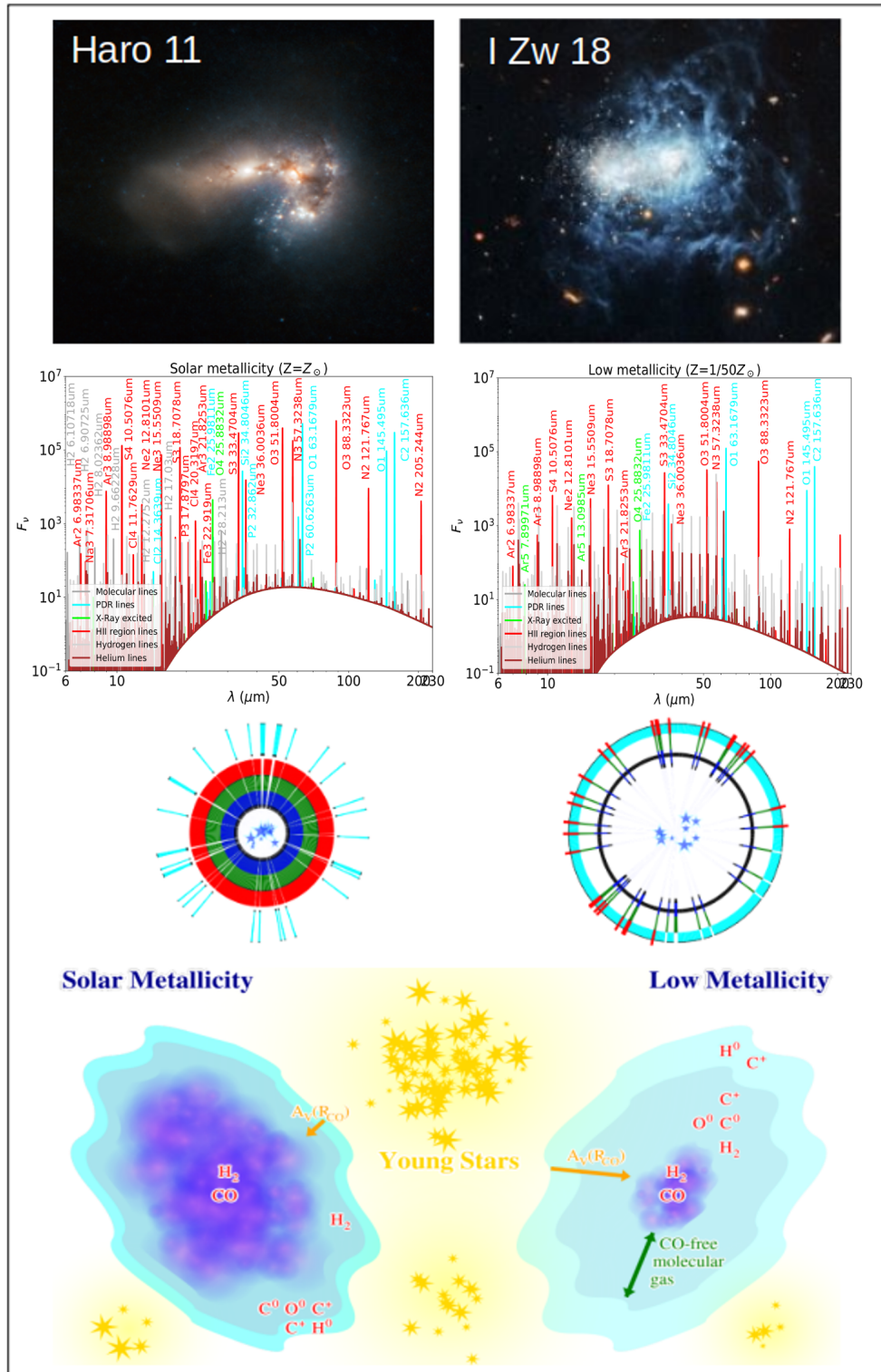


Figure 3.4: Illustration de deux galaxies naines avec une métallicité élevée (Haro 11; **gauche**) et faible (I Zw 18 **droite**). Les spectres sont des simulations réalisées avec le code Cloudy. À partir de tels spectres (**2ème rangée**) il est possible de remonter à la topologie du MIS, c'est-à-dire aux familles de géométrie des phases (**3ème rangée**). Grâce à ces modèles nous cherchons par exemple à comprendre comment le MIS de faible métallicité est structuré en petits nuages denses entourés de zone de gaz moléculaire sombre (**bas**).

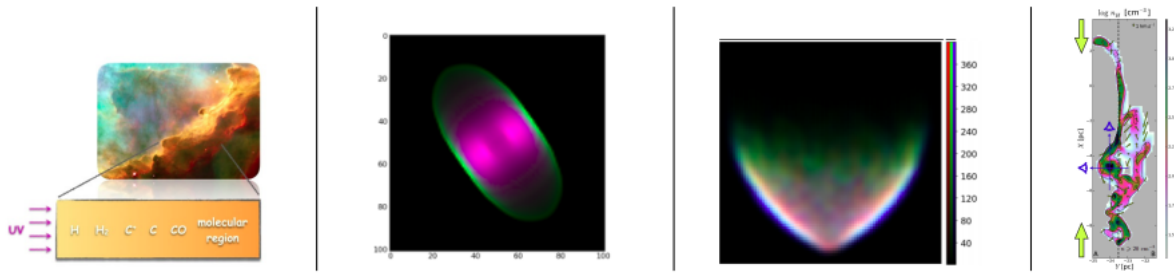


Figure 3.5: De gauche à droite: Modèles 1D tels que Meudon PDR ou Cloudy (Le Petit et al., 2006; Ferland et al., 2017), modèles 1D distribués et interpolés selon des lois angulaires puis projetés en 2D tels que PyCloudy3D (Morisset, 2013), modèles purement 3D tels que 3D-PDR ou MOCASSIN (Bisbas et al., 2012) et simulations 3D avec éventuellement un post-processing 1D (Levrier et al., 2012).

mesure que la complexité du modèle augmente, il devient de plus en plus difficile de résoudre les dégénérescences ou d'identifier les solutions et les barres d'erreurs sur les paramètres. Dans la suite, je décris plusieurs étapes dans la construction d'un modèle multi-phase multi-secteur (potentiellement bornés par la matière) incluant des amas stellaires et des sources X.

La démarche générale consiste à utiliser des modèles 1D avec un réseau chimique suffisamment détaillé et les processus physiques nécessaires (photoionisation, photodissociation, rayons cosmiques, rayons X...), puis de combiner des modèles de région H II+ PDR pour reproduire les observations de régions de formation stellaire, puis de modéliser des ensembles de régions de formation stellaire et enfin de modéliser la galaxie entière.

3.2.1 Résumé des différentes étapes

La figure 3.6 illustre les différentes topologies considérées par notre groupe. Les principales avancées sont décrites ci-dessous:

- [Cormier et al. \(2012\)](#): étude de la galaxie Haro 11 (non-résolue spatialement). Pour la première fois, 17 raies IR sont contraintes par un même modèle combinant région H II et PDR. Le modèle complet comprend une PDR, une phase ionisée dense, une phase ionisée diffuse avec un faible taux d'ionisation. Un facteur d'échelle est appliqué aux raies de la PDR *a posteriori* pour calculer un "facteur de couverture des PDRs". Le phase ionisée diffuse est nécessaire pour reproduire (N II), (Ne II), (C II), mais elle est considérée à part (c'est-à-dire que la solution n'est pas trouvée simultanément pour toutes les phases).
- [Polles et al. \(2019\)](#): étude de la galaxie proche (≈ 700 kpc) IC 10 (résolue spatialement). Les raies IR du gaz ionisé sont modélisées avec un secteur unique, mais qui peut être borné par la matière.
- [Lebouteiller et al. \(2017\)](#): étude de la galaxie I Zw 18 (non-résolue spatialement). Pour la première fois les raies IR et visibles sont modélisées simultanément et le champ de radiation X est examiné en détail. Plusieurs secteurs sont utilisés qui sont bornés par la matière ou la radiation, avec des facteurs de couverture calculés manuellement (non pas par l'intermédiaire d'une grille). Cette topologie est directement celle employée dans Péquignot (2008) et adaptée au code Cloudy.
- [Cormier et al. \(2019\)](#): étude de l'échantillon complet du DGS (38 galaxies non-résolues spatialement). Les raies IR sont modélisées avec deux secteurs: une région H II dense associée à une PDR et une région avec un paramètre d'ionisation plus faible. Le facteur de couverture de la PDR est pré-calculé a priori en appliquant un facteur correctif aux raies prédites dans la PDR. Les différents paramètres des secteurs, y compris le facteur

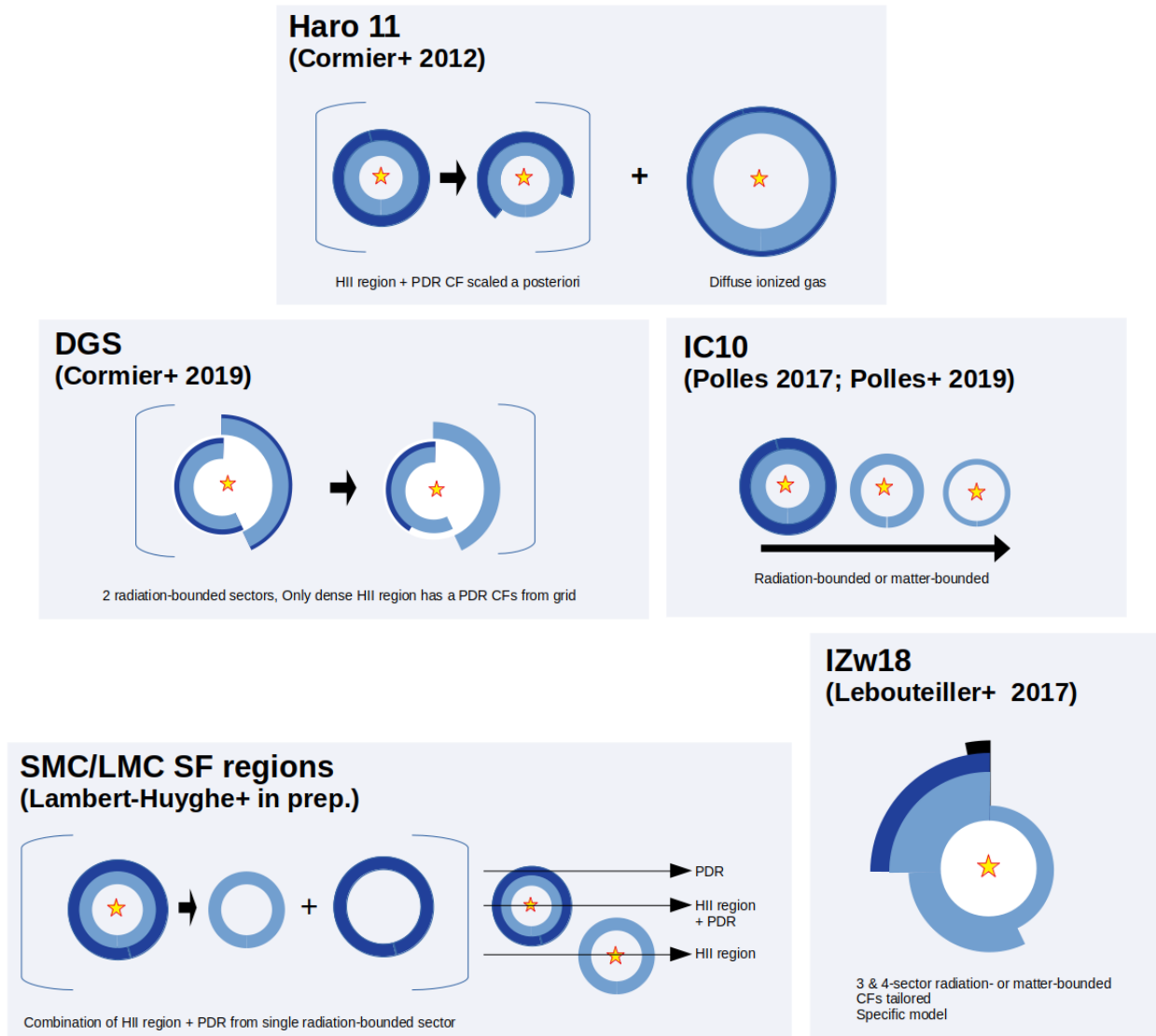


Figure 3.6: Les différentes étapes et pistes pour modéliser la topologie du MIS dans notre groupe.

de couverture de la PDR, sont calculés simultanément.

- **Lambert-Huyghe (en prép.):** étude des régions de formation d'étoiles dans le GNM et PNM (résolues spatialement). Un seul secteur est utilisé mais il est séparé en gaz ionisé et gaz neutre pour être ensuite mélangé en différentes proportions, de manière à reproduire l'observation de lignes de visée dominées par les PDRs ou par le gaz ionisé. Le mélange utilise des composantes PDR et gaz ionisé provenant d'un même modèle 1D.

Je détaille par la suite quelques résultats importants qui ont été rendus possibles grâce à ces travaux de modélisation.

3.2.2 Études de sources résolues spatialement: régions bornées par la matière

Pour tester différents échelles spatiales, nous avons considéré la galaxie du groupe Local IC 10 ($1/3 Z_{\odot}$), qui est la plus proche (≈ 700 kpc) galaxie à flambée de formation d'étoiles, contenant plusieurs nuages moléculaires géants. Sa distance permet non seulement d'isoler spatialement les nuages moléculaires et identifier les étoiles individuelles, mais aussi de cartographier la galaxie entière en spectroscopie, ce qu'il est impossible de faire actuellement

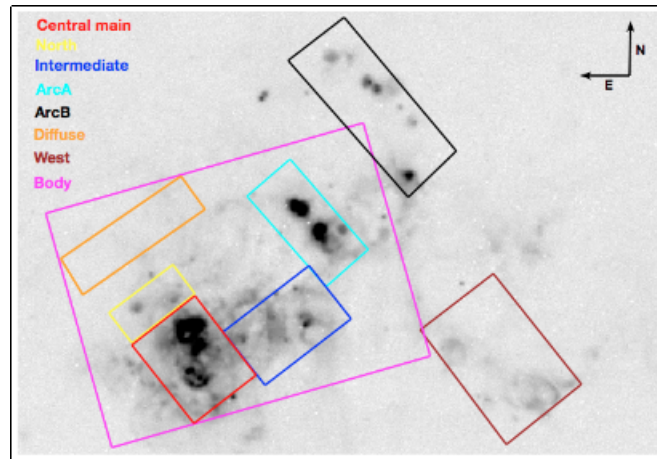


Figure 3.7: Illustration des différentes échelles spatiales considérées dans la galaxie IC 10. La taille de l'image ($H\alpha$) est environ 1 kpc. Les plus petites échelles correspondent aux régions H II (régions compactes en noir), tandis que la plus grande échelle contient la majeure partie du corps optique (Polles et al., 2019).

pour les Nuages de Magellan. Ainsi il devient possible d'examiner les propriétés du MIS à différentes échelles spatiales. C'était l'objectif principal de la thèse de F. Polles que j'ai co-encadrée entre 2015 et 2017.

Nous avons montré que les diagnostics utilisant les raies du gaz ionisé (par exemple concernant le paramètre d'ionisation) ne dépendent que peu de l'échelle spatiale utilisée, ce qui est dû à la prédominance de quelques régions H II brillantes et compactes (Fig. 3.7; Polles et al. 2019). Ce résultat montre que les diagnostics obtenus pour une galaxie non-résolue doivent être interprétés avec prudence car ils ne représentent pas nécessairement les propriétés globales de la galaxie. D'autre part, grâce à une stratégie novatrice que j'ai initiée au travers d'une modélisation en plusieurs secteurs dans lesquels la fraction des photons ionisants non-absorbés par la matière est un paramètre libre, nous avons montré que cette fraction est significative à l'échelle d'une région H II, mais qu'elle tend vers zéro à l'échelle de la galaxie. Alors que les deux échelles spatiales extrêmes avaient déjà été étudiées indépendamment dans divers objets, notre étude est la première à montrer une dépendance en fonction de l'échelle dans une seule et même galaxie, via un modèle cohérent.

Une approche différente a été choisie pour les travaux de thèse d'A. Lambert-Huyghe sur les régions de formation stellaire dans les Nuages de Magellan. Les cartes spectrales *Spitzer* et *Herschel* fournissent une résolution spatiale permettant de déterminer les variations de paramètres physiques sur des échelles de quelques dizaines de parsecs dans ces régions. Cependant, on ne peut pas modéliser chaque pixel de ces cartes avec une source ionisante et une transition région H II-H I spécifiques. En effet, on peut imaginer qu'un pixel donné correspond à un nuage illuminé par une source qui se trouve vers un autre pixel. On peut aussi imaginer un nuage neutre dont la partie ionisée correspondante se trouve aussi décalée. Ainsi, pour un pixel donné il faut pouvoir déterminer un mélange allant d'un gaz purement ionisé (nuage borné par la matière) à un gaz purement neutre (par décalage spatial). Pour représenter ces configurations, nous avons décidé de couper les modèles 1D Cloudy au front d'ionisation, délimitant ainsi la région H II et région H I (+PDR). Nous re-mélangeons ensuite les deux composantes avec un facteur de mélange. Ces configurations permettent de reproduire l'émission de $(O III) 88 \mu m$, du continu de poussière à $24 \mu m$ et $70 \mu m$, et des traceurs PDRs (C II) et (O I) dans les régions de formation stellaire du PNM et du GNM. Nous montrons finalement qu'une fraction significative de l'émission à $24 \mu m$ peut venir de la PDR

pour certains pixels avec une fraction importante de la ligne de visée occupée par les PDRs, alors même qu'une émission significative en (O III) est détectée. Cependant le résultat le plus important concerne l'approche: le fait que nous arrivions à reproduire simultanément l'émission de tous ces traceurs indique que le modèle avec mélange est une représentation plausible de la distribution des phases le long des lignes de visée correspondant à chaque pixel. Ceci implique aussi que la distribution spatiale des paramètres physiques ne peut être bien estimée qu'en prenant en compte la distribution des nuages et des phases. La principale limitation de la méthode que nous avons mise en place pour les régions des Nuages de Magellan est que le mélange implique une région H II et une région H I provenant du même modèle 1D Cloudy (même loi de densité, même densité initiale à la surface du nuage ionisé, etc...) alors que les lignes de visée correspondant à chaque pixel interceptent des nuages aux propriétés différentes. Il faut donc prévoir à terme un mélange plus complexe.

3.2.3 Étude du DGS: modèle multi-phase et multi-secteur de sources non-résolues

L'étude du DGS par Cormier et al. (2019) a permis de concrétiser l'idée et l'hypothèse que le MIS de faible métallicité est relativement "poreux". La porosité était jusqu'alors un terme mal défini et pas quantifié pour expliquer les rapports élevés de (O III)/(C II) et (C II)/CO dans les galaxies pauvres en métaux. Pour la première fois nous avons calculé un paramètre, le facteur de couverture des PDRs qui rend compte de cette porosité dans Cormier et al. (2019). Les résultats montrent que le facteur de couverture des PDRs décroît avec la métallicité (Fig. 3.8). Le facteur de couverture est directement relié à l'émission de (C II) et (O I) en particulier, et le faible facteur obtenu à faible métallicité reflète les rapports (O III)/(C II) élevés déjà observés pour les galaxies pauvres en métaux, indiquant qu'une grande partie du volume est de fait occupé par du gaz ionisé dans la galaxie (Hunter et al., 2001; Cormier et al., 2015). Cependant, nous avons pu pour la première fois définir un paramètre physique dans le modèle qui rend compte de ce résultat.

C'est un résultat fondamental qu'il est intéressant de mettre en perspective avec les mesures toujours plus nombreuses de (C II) et (O III) à grand *redshift* (e.g., Harikane et al., 2020a). Ces dernières montrent que le rapport (O III)/(C II) est aussi élevé que dans les galaxies locales du DGS, ce qui est souvent interprété comme une mesure du facteur de couverture dans ces galaxies lointaines et comme une preuve de leur faible métallicité, voire d'une potentielle fraction élevée de photons ionisants s'échappant. Cette interprétation est cependant sujette à caution car le manque de traceurs de différentes phases gazeuses ne permet pas de réaliser des modèles comme nous avons pu le faire avec le DGS. La technique utilisée par notre groupe est toutefois prometteuse car, à mesure que de plus en plus de traceurs seront disponibles à grand *redshift*, il sera possible de construire de modèles toujours plus élaborés.

Une des motivations principales est en effet de pouvoir relier ce facteur de couverture des PDRs à la fraction d'échappement des photons ionisants. La conversion de l'un vers l'autre n'est cependant pas triviale car même si l'on peut en effet partir du principe que les secteurs couverts par une PDR sont opaques au continuum Lyman, l'opacité des secteurs non-couverts par les PDRs varie selon que le secteur est plus ou moins borné par la matière. L'étude de Cormier et al. (2019) est cependant pionnière et a permis de mettre en place différentes étapes utiles par la suite, notamment concernant le code Cloudy. L'un de mes projets actuels consiste à évaluer directement la fraction d'échappement de photons ionisants (§3.2.4).

En parallèle de l'étude du DGS, j'ai mené un travail approfondi sur une galaxie en particulier de cet échantillon, IZw 18 (Lebouteiller et al., 2017). Le travail de Péquignot (2008) avait permis de reproduire la suite des raies observées en optique dans cette galaxie avec un modèle à trois secteurs: un secteur borné par la matière (permettant, par exemple,

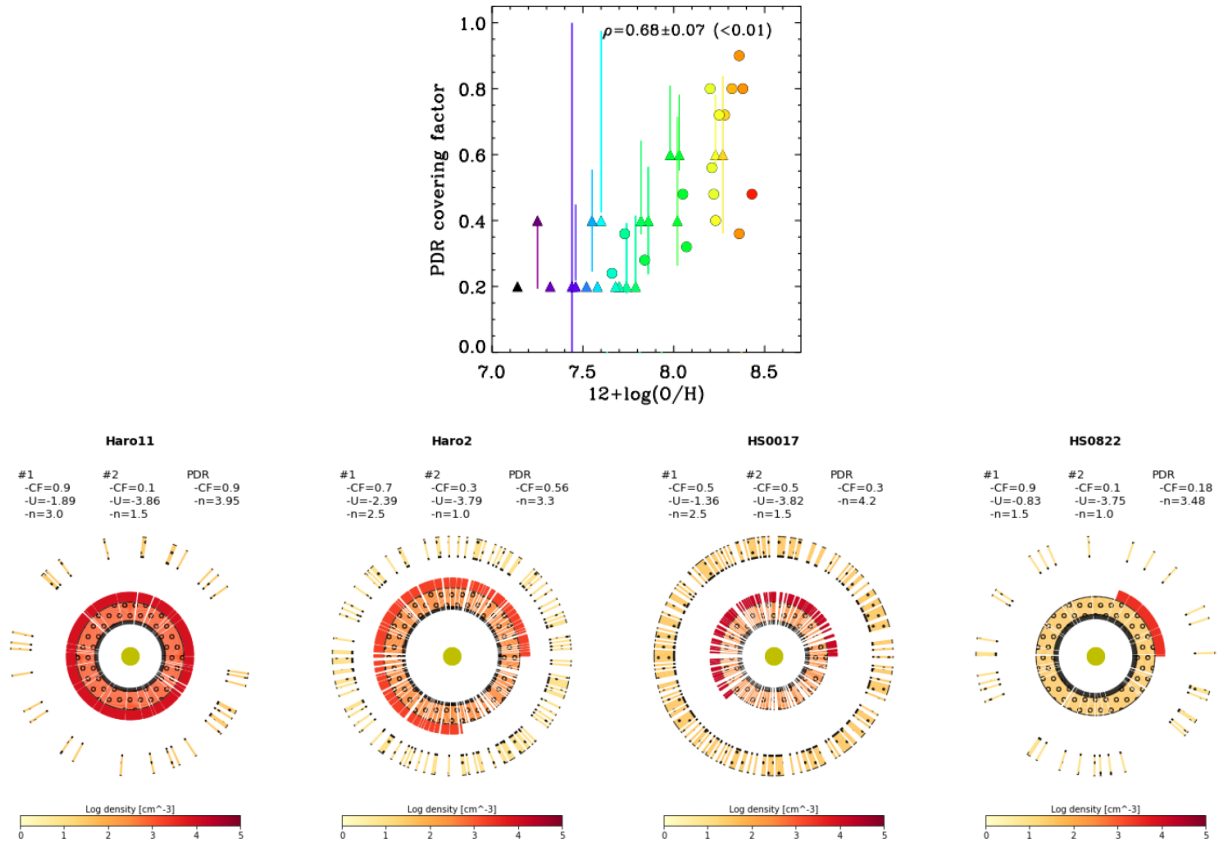


Figure 3.8: **Haut**: Le facteur de couverture déduit des modèles décroît en fonction de la métallicité (Cormier et al., 2019). **Bas**: Représentation 2D du modèle multi-secteur pour plusieurs galaxies du DGS, la métallicité diminuant de gauche à droite. La PDR est représentée par le secteur en rouge.

d'augmenter l'émission relative de (O III)), un secteur borné par la radiation (permettant de reproduire l'émission des raies au front d'ionisation et au-delà, dans la région neutre) et un "voile" très fin (secteur borné par la matière également) avec un paramètre d'ionisation élevé (permettant de mieux reproduire l'émission de He II tout en obtenant un facteur de couverture total de 100%). L'approche de Péquignot (2008) avec des secteurs "incomplets" a été pionnière dans le domaine de la modélisation du MIS et a inspiré l'approche utilisée peu à peu dans notre groupe. Concernant I Zw 18, Péquignot (2008) a montré que la topologie utilisée pouvait expliquer toutes les raies optiques, y compris le rapport (O III)/(O II) et le flux des raies (O III) $\lambda 4363\text{\AA}$ et (O I) $\lambda 6300\text{\AA}$, avec seulement les sources d'ionisation connues (amas d'étoiles OB). Ainsi, d'autres hypothèses invoquées précédemment pour expliquer le spectre optique d'I Zw 18, comme les chocs, ont pu être écartées.

Le modèle de Péquignot (2008) considérait quelques raies observées par *Spitzer* en IR moyen, y compris des raies comme (Si II) qui émettent en partie dans la PDR. Pour expliquer ces raies, Péquignot (2008) a fait appel à l'ionisation de la source X brillante connue dans I Zw 18 (source ultralumineuse en X; $10^{40} \text{ erg s}^{-1}$; Kaaret and Feng 2013), avec des prédictions pour les raies les plus brillantes de la PDR mais jusqu'alors non observées: (C II) $157 \mu\text{m}$ et (O I) $63 \mu\text{m}$. Les photons X mous de la source X déposent une partie de l'énergie dans le gaz ionisé (avec comme signature par exemple (Ne V)) mais aussi et surtout dans la région H I (augmentant globalement le chauffage par photoionisation et par conséquent l'émission de raies de refroidissement comme (C II) et (O I)). Les observations du DGS avec le télescope *Herschel* et son instrument PACS ont permis de détecter ces raies et enfin tester les prédictions de Péquignot (2008). Pour ce test important, j'ai converti le modèle de Nebu vers

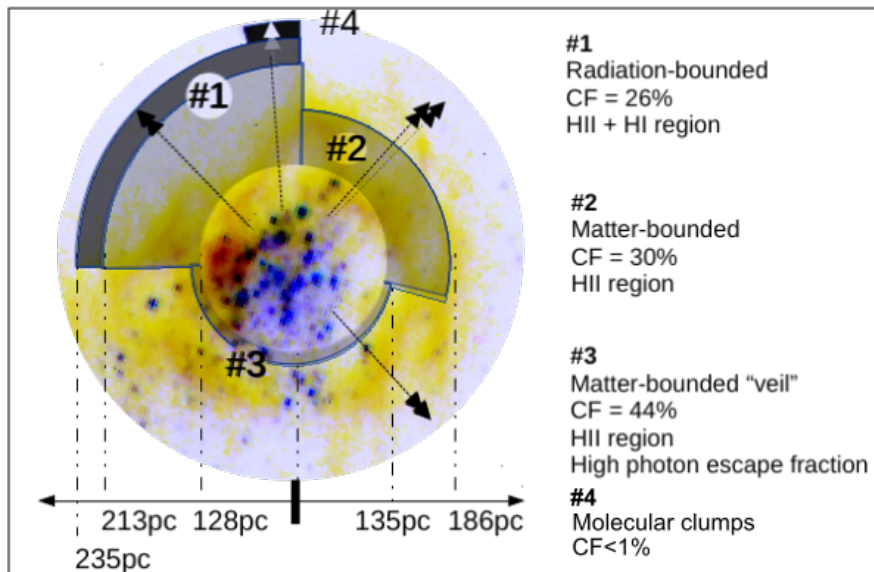


Figure 3.9: Illustration des secteurs utilisés dans la modélisation de la galaxie I Zw 18 par Lebouteiller et al. (2017). C'est une représentation 2D du modèle topologique qui n'est pas destinée à reproduire la morphologie exacte du MIS. Le secteur 4 correspond aux clumps moléculaires.

Cloudy de manière à pouvoir considérer entre autres la poussière et la formation de H_2 . Le modèle complet permet d'expliquer les raies en optique et en infrarouge de toutes les phases considérées, y compris la PDR (Lebouteiller et al., 2017). Le seul mécanisme invoqué est la photoionisation, par les étoiles OB et par la source X. En ce qui concerne la topologie, nous avons considéré un quatrième secteur borné par la radiation qui correspondrait au milieu moléculaire dense dans des *clumps* (Fig. 3.9). Le but de ce secteur est de pouvoir estimer la quantité de H_2 dans cette galaxie qui est, apparemment, dépourvue de molécules, malgré la formation d'étoiles actuelle (§2.3.1). Nous montrons ainsi qu'il est possible de cacher jusqu'à $10^7 M_\odot$ de H_2 dans des *clumps* (à comparer à $10^8 M_\odot$ de H^0), *clumps* que JWST devrait pouvoir identifier (les observations en CO étant probablement vouées à l'échec même avec ALMA; §2.2.1).

En résumé, j'ai grandement contribué à la construction d'outils nous permettant de mesurer la fragmentation du MIS, et plusieurs objets permettent d'étudier cette fragmentation en fonction de l'environnement. D'une manière générale, il apparaît que la topologie du MIS est une fonction importante de la métallicité et doit être un élément essentiel des modèles de galaxies. Le faible contenu en poussière facilite la pénétration des photons UV dans les régions de photodissociation, ce qui résulte en un plus petit volume occupé par le gaz dense et froid. Cet effet est exacerbé en présence d'intenses champs de radiation. Ce n'est cependant qu'une des possibles applications de modèles topologiques du MIS.

Le modèle d'I Zw 18 était complètement adapté à cette galaxie et les paramètres physiques contraints par des traceurs spécifiques choisis manuellement, jusqu'à atteindre une solution stable qui reproduise tous les traceurs. Ainsi, ces paramètres n'ont pas été contraints via la recherche de solution automatique dans une grille. La suite logique fut donc de contraindre une topologie aussi complexe que celle utilisée dans I Zw 18 pour un nombre important de galaxies, grâce à une grille et à une approche statistique poussée (§3.2.4).

3.2.4 Code MULTIGRIS

Les différentes approches décrites ci-dessus ont permis d'identifier les éléments à combiner à terme pour un modèle complet (multi-secteurs, bornés ou non par la matière, avec ou sans source X, avec ou sans secteur moléculaire) et une recherche de solution statistiquement robuste. Les motivations sont potentiellement nombreuses: mesure de masse de H₂, facteur de couverture des *clumps* moléculaires, fraction d'échappement de photons etc... Ceci s'ajoute, bien sûr, aux motivations déjà existantes pour les différents outils qui permettent d'analyser les spectres optiques, comme la mesure de métallicité, la fraction d'AGN etc...

Cependant, les outils actuels ne permettent pas encore de déduire les paramètres physiques à partir de modèles topologiques de manière statistiquement robuste. D'une part, les outils statistiques développés pour les traceurs optiques (par ex: NebulaBayes; Thomas et al. 2019) [utilisent des hypothèses simples concernant la topologie, bien que l'étude de Péquignot \(2008\) ait montré qu'il était nécessaire d'inclure des secteurs incomplets \(bornés par la matière\) même en ne considérant que les raies en optique](#). D'autre part, les outils que nous avons développés, bien qu'ils considèrent en effet une topologie plus adéquate, [utilisent une recherche de solution basée sur une approche fréquentiste, avec de multiples biais](#) décrits ci-dessous. Il s'agit donc d'améliorer notre approche en utilisant une recherche de solution plus satisfaisante.

J'ai donc initié le développement d'un nouvel outil, MULTIGRIS, qui peut considérer un nombre de secteurs arbitraire avec la profondeur des secteurs comme paramètre libre. L'approche choisie est bayésienne car nous avons constaté de nombreuses limitations et de nombreux biais avec la méthode fréquentiste utilisant les variations du χ^2 dans les grilles:

- Les valeurs limites des flux n'étaient pas facilement implémentables et en pratique nous n'avons pas pu les utiliser correctement.
- La distribution de probabilité dépendait fortement du choix des traceurs, ce qui est attendu, mais alors que la distribution devrait être de plus en plus restreinte à mesure que des traceurs sont ajoutés, la solution trouvée par le χ^2 "saute" de manière chaotique dans la grille.
- La largeur et la forme de la distribution de probabilité n'est pas facilement convertissable en une incertitude sur le paramètre déduit. La méthode du $\Delta\chi^2$ dépend par exemple fortement du nombre de paramètres libres.
- Le nombre de degrés de liberté est difficile à estimer pour une suite de traceurs dont certains peuvent contraindre le même paramètre physique. D'autre part, certains paramètres sont corrélés, et deux traceurs peuvent par exemple contraindre en partie trois paramètres. Inversement, plusieurs traceurs peuvent contraindre le même paramètre.
- Les erreurs systématiques (par ex: calibration, abondances chimiques etc...) sont non seulement difficiles à implémenter, mais elle brouillent encore plus le nombre effectif de degrés de liberté.
- Il est difficile d'inclure des contraintes a priori sur la distribution des paramètres autres qu'un simple minimum et/ou maximum.

L'outil MULTIGRIS permet de faire une recherche de solution dans une grille pour laquelle les paramètres peuvent être combinés linéairement. MULTIGRIS a été pensé pour la combinaison de plusieurs secteurs dans un modèle topologique du MIS mais peut être utilisé pour n'importe quelle grille et n'importe quelle combinaison linéaire de "composantes", quelles que soient ces dernières. MULTIGRIS fonctionne avec des "contextes" associés à une grille, à des distributions a priori possibles etc... La première application concerne le contexte correspondant à la recherche de solutions dans des grilles Cloudy.

L'outil MULTIGRIS utilisant ce contexte est très proche du code NebulaBayes (Thomas

et al., 2019), développé pour les raies optiques mais potentiellement adaptables à de multiples traceurs dans différents domaines de longueur d'ondes combinés ou non. Alors que NebulaBayes utilise des grilles provenant du code de photoionisation MAPPINGS, nous utilisons des grilles Cloudy. De plus, l'idée principale est de pouvoir combiner des composantes, ce que NebulaBayes ne fait pas pour le moment. MULTIGRIS utilise le code MCMC PyMC³ (Salvatier et al., 2016).

Le développement de MULTIGRIS est la première phase de la thèse de L. Ramambason que je supervise actuellement. Les figures 3.10 et 3.11 illustrent quelques résultats préliminaires pour un cas réel qui reste à optimiser. Le code, que nous développons ensemble, est ensuite destiné à être utilisé dans un premier temps pour estimer les fractions d'échappement de photons ionisants.

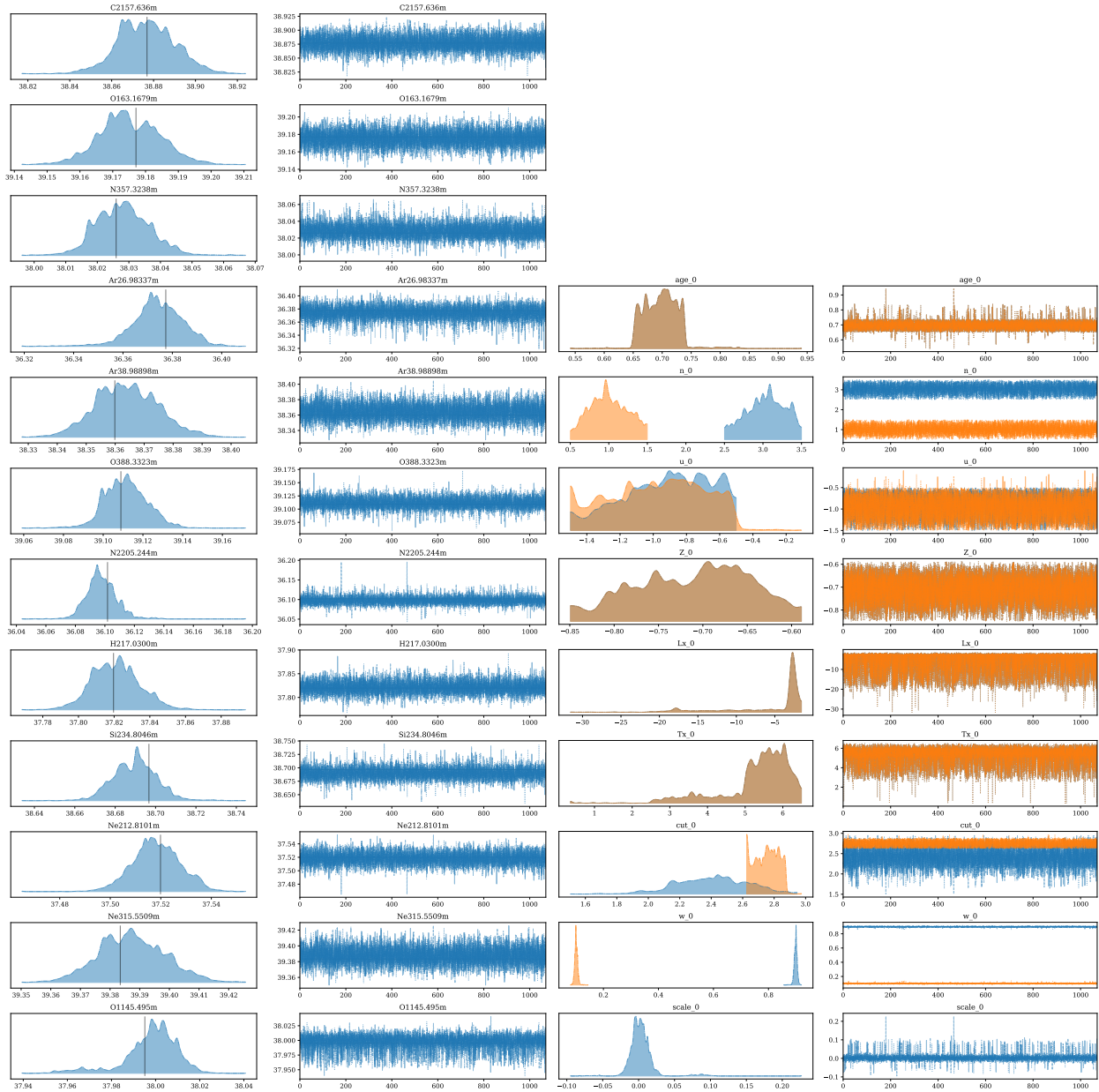


Figure 3.10: **Gauche:** Chaque rangée correspond à un traceur observé, avec à droite le flux modélisé (chaîne MCMC) en fonction du numéro de l'échantillon et à gauche la distribution de densité de probabilité. Les différents styles de lignes correspondent à différentes chaînes. **Droite:** Plot identique mais pour les paramètres physiques considérés. Les couleurs correspondent aux deux secteurs du modèle.

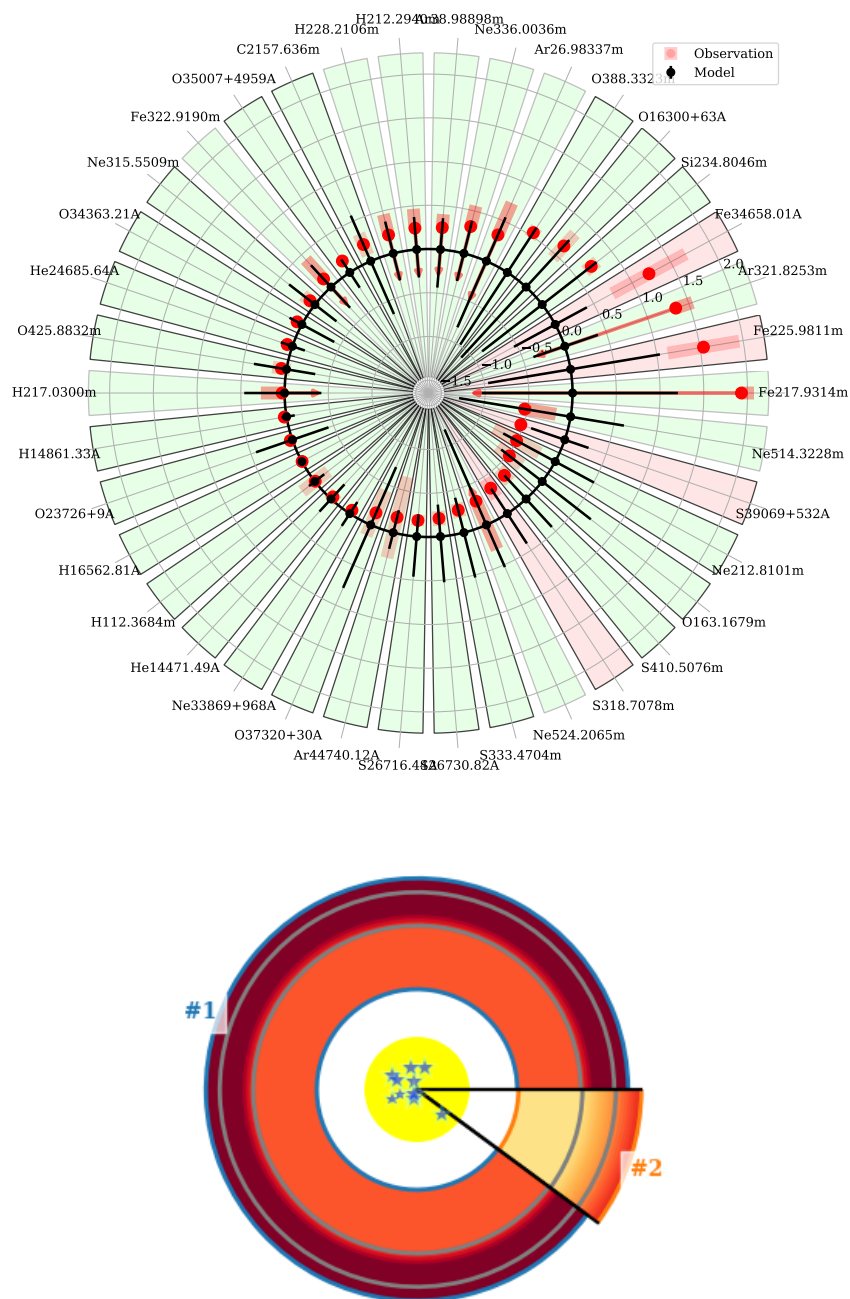


Figure 3.11: **Haut:** Chaque secteur correspond à un traceur, avec en vert ceux bien reproduits et en rouge ceux qui ne le sont pas. Le cercle noir indique un accord entre le modèle et les observations avec la barre d'erreur associée aussi en noir. **Bas:** Schéma généré automatiquement des secteurs physiques considérés dans le modèle.

4. Distribution et mélange des éléments lourds

Les métaux produits dans les étoiles massives sont injectés dans le MIS via les vents stellaires et les supernovæ. On sait mesurer la métallicité du gaz ionisé dans les régions H II, mais la composition chimique de l'enveloppe de gaz neutre des galaxies est, elle, moins bien appréhendée (Fig. 4.1). La comparaison des abondances chimiques dans les phases ionisée et neutre apporte pourtant une vision unique du mélange des éléments lourds dans les galaxies et par conséquent du rôle de la métallicité dans la formation stellaire. Il apparaît en particulier important d'évaluer la métallicité du gaz neutre des galaxies naines formant des étoiles, car ce gaz constitue non seulement le principal réservoir en masse mais c'est aussi le réservoir pour les futures génération stellaires sur potentiellement plusieurs Gyr. Les principales questions abordées dans ce chapitre sont les suivantes:

- Est-ce que les étoiles dans une galaxie se forment préférentiellement dans les régions les plus riches en métaux?
- Est-ce qu'il existe une métallicité minimale en-dessous de laquelle les étoiles se forment peu efficacement?
- Est-ce que des poches de gaz primordial existent dans/autour des galaxies?

4.1 Méthodes de détermination des abondances chimiques dans le gaz

4.1.1 Région H II: raies d'émission en visible/IR

Les abondances dans les régions H II sont mesurées par les raies d'émission principalement de l'UV proche à l'IR proche (par ex: Esteban et al. 2018; Pérez-Montero 2017; Stasinska 2019). C'est souvent la seule méthode pour mesurer les abondances et la métallicité des régions de formation stellaire, les abondances stellaires dans les étoiles OBA étant pour l'instant limitées aux galaxies à quelques Mpc (Bresolin et al., 2016). Les abondances et la métallicité mesurée correspondent à la formation stellaire récente (10 – 100 Myr) et à des échelles spatiales de l'ordre du kiloparsec.

L'hydrogène est mesuré par les raies de recombinaisons (Fig. 4.2) tandis que les métaux sont mesurés par des raies de recombinaison ou excités par collisions. Des facteurs correctifs

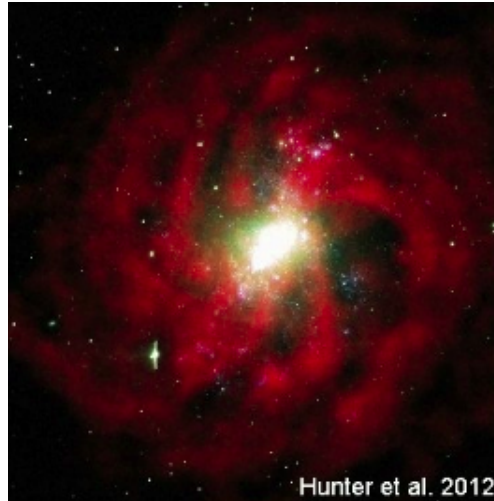


Figure 4.1: La galaxie naine NGC 4214 en optique (corps stellaire central) et H I (rouge) (Hunter et al., 2012).

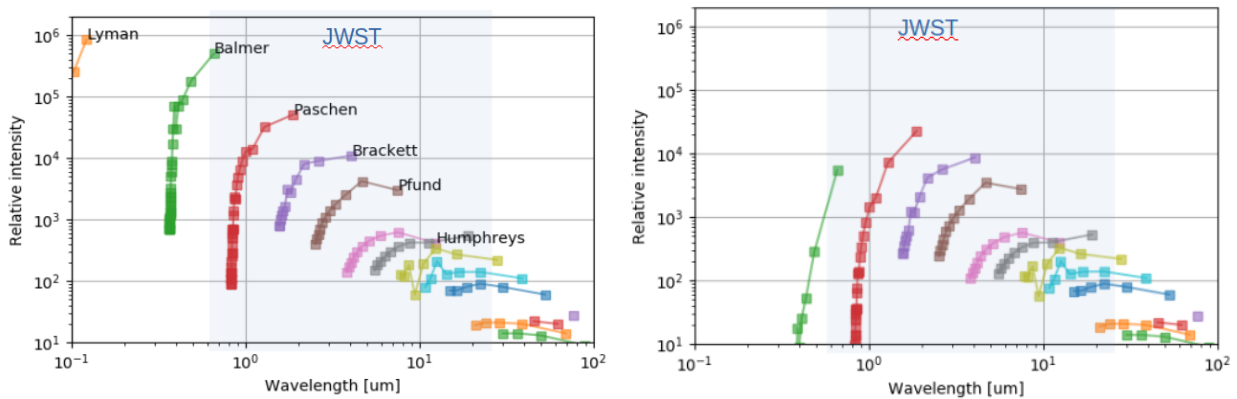


Figure 4.2: Raies de recombinaison de l'hydrogène classées par série (à droite avec une extinction $E(B-V)=3$).

d'ionisation sont appliqués (par exemple via des codes comme MAPPINGS ou Cloudy) pour pallier au manque de contraintes pour certain ions d'un élément donné.

Les raies de recombinaison des métaux ont l'avantage de dépendre peu de la température électronique, mais sont très faibles (de l'ordre de $10^{-4} \times H\beta$). Les raies excitées par collisions sont comparativement plus fortes et dominant le refroidissement du gaz ionisé. Cependant elles dépendent de la température électronique de manière exponentielle. La température électronique peut être déterminée de différentes façons:

- Méthode des "raies fortes": via les raies nébuleuses fortes (dans le visible: R23, O3N2, N2, O32...)
- Méthode directe: via les (faibles) raies aurales (par ex: (O III) $\lambda 4363$, (N II) $\lambda 5755$, typiquement $10^{-2} \times H\beta$)
- via un modèle de photoionisation.

Il est admis que la température électronique est soit homogène soit bien reproduite par les modèles de photoionisation. Des fluctuations de température (Peimbert, 2003) ou des gradients de température (Stasińska, 2005) sont aussi parfois invoqués pour expliquer des résultats incohérents entre raies de recombinaison et raies excitées par collisions même si l'existence de telles distributions de température est encore débattue (García-Rojas and Esteban, 2007; Esteban et al., 2018).

Il existe en effet encore plusieurs zones d'ombres pour les déterminations d'abondances: les raies excitées par collisions indiquent une température électronique plus faible que la température nebulaire du gaz, menant à une sous-estimation des abondances par 0.2 – 0.3 dex par rapport aux raies de recombinaison (Esteban et al., 2004). La méthode directe semble sous-estimer les abondances par le même facteur par rapport aux abondances déduites des raies de recombinaison $O II$ (Esteban et al., 2009). Enfin l'utilisation des raies aurorales semblent sous-estimer les abondances par 0.2 – 0.6 dex par rapport aux abondances théoriques (Tremonti et al., 2004; Vale Asari et al., 2016).

Les abondances stellaires, lorsqu'elles sont possibles, peuvent fournir des références et calibrations intéressantes (Bresolin et al., 2016). Ainsi, à métallicité élevée, les abondances obtenues à partir des raies de recombinaison sont en accord avec les abondances stellaires alors que les méthodes reposant sur la détermination de la température électronique donnent des abondances plus faibles. Au contraire, à faible métallicité, les méthodes reposant sur la détermination de la température électronique sont en accord avec les abondances stellaires tandis que les abondances obtenues à partir des raies de recombinaison donnent des abondances plus faibles.

Outre des distributions de température hétérogènes, d'autres hypothèses sont parfois mises en avant pour expliquer ces désaccords, comme par exemple l'existence de fluctuations d'abondances à petite échelle spatiale (Tsamis et al., 2003) ou encore une distribution non thermique pour l'énergie des électrons (Nicholls et al., 2012; Ferland et al., 2016). Globalement, la méthode de raies fortes est incertaine même lorsqu'elle est calibrée sur la méthode directe (Kewley and Ellison, 2008).

4.1.2 Gaz neutre: raies d'absorption en UV lointain

Il existe un autre moyen indépendant pour établir la métallicité des galaxies: il s'agit de mesurer le contenu en métaux de la phase neutre. Cette méthode sonde le gaz sur des échelles spatiales et temporelles potentiellement plus grandes par rapport aux régions $H II$.

La technique consiste à utiliser des sources brillantes en UV lointain ($< 2000\text{\AA}$) d'arrière-plan fournissant un continu sur lequel viennent se superposer des raies spectrales en absorption qui proviennent d'atomes, d'ions ou de molécules se trouvant sur la/les ligne(s) de visée. Les espèces chimiques dans le gaz neutre sont le plus souvent dans le niveau fondamental car la température du gaz ne permet pas de beaucoup peupler les premiers niveaux électroniques excités. C'est pourquoi les plus importantes transitions des espèces neutres se trouvent dans l'UV et dans l'UV lointain. La figure 4.3 montre les différents cas de figure pour sonder le MIS de galaxies externes. Dans le cas des *Damped Lyman- α systems*, le continu est fourni par un quasar.

Kunth et al. (1994) ont proposé d'appliquer cette méthode aux galaxies proches en utilisant les amas d'étoiles massives comme autant de "phares" qui fournissent un continu spectral brillant en UV. Ces lignes de visée commencent par l'absorption dans les photosphères, dans le gaz photoionisé, dans le gaz neutre de la région extragalactique, et s'achève dans le gaz interstellaire de la Voie Lactée. Cette méthode, bien que potentiellement puissante, introduit également plusieurs biais:

- À cause de l'extinction par la poussière (plus importante à courte longueur d'onde), les lignes de visée les plus diffuses sont naturellement sélectionnées.
- La somme de tous les continus des différentes étoiles n'est pas linéaire, et les sources les plus brillantes contribuent relativement plus au spectre intégré (la densité de colonne mesurée n'étant donc plus une simple moyenne).
- Les sources étant réparties spatialement sur le détecteur, les différentes raies correspon-

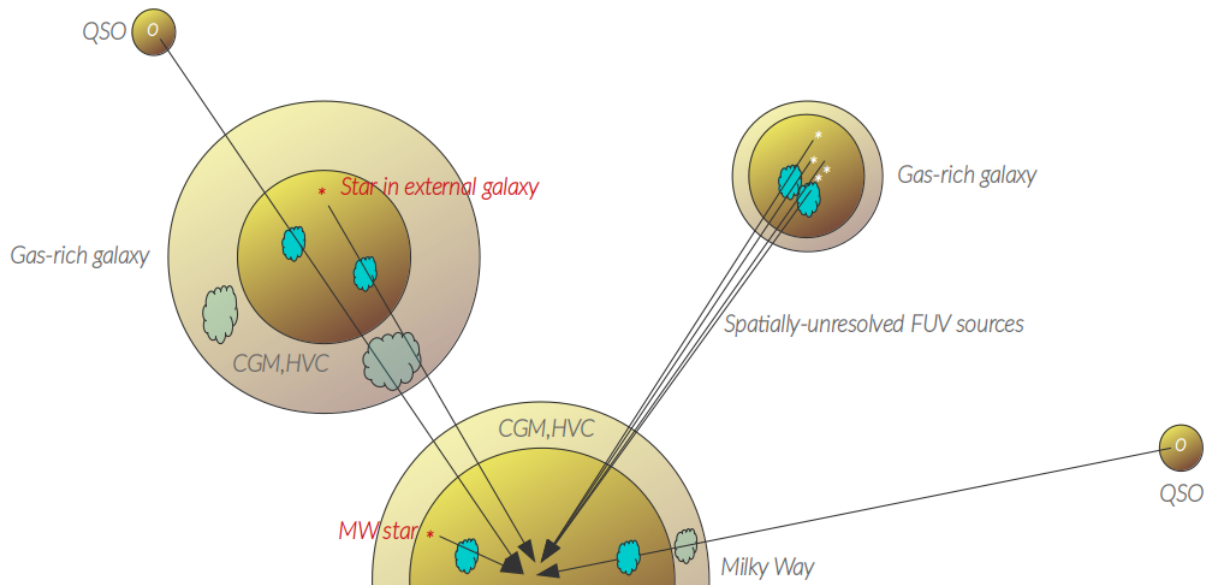


Figure 4.3: Différents cas de figure pour utiliser les raies d'absorption pour sonder le MIS et MCG des galaxies. Les sources en arrière-plan peuvent être des étoiles jeunes individuelles, des amas stellaires ou des quasars. La ou les lignes de visées croisent le MIS de la galaxie externe et de la Voie Lactée pour parvenir jusqu'à nous.

dantes sont décalées en vitesse si les sources sont décalées dans le sens de la dispersion spectrale, produisant un mélange difficile à interpréter si la résolution spectrale n'est pas suffisante pour les distinguer (par exemple: raie anormalement large indiquant une turbulence anormalement élevée, ou raie apparemment non saturée).

- La multiplicité des composantes en vitesse sur la ligne de visée ou séparées spatialement sur le détecteur dans le sens de la dispersion rend difficile l'identification de composantes saturées (pour lesquelles la largeur équivalente et le profil ne dépendent quasiment pas de la densité de colonne), produisant un effet de "saturation cachée" si la résolution spectrale ne permet pas de les distinguer.
- L'absorption dans les photosphères stellaires peut être significative (par ex: raies H I dans les étoiles B).

J'ai travaillé en profondeur sur ces multiples biais au cours des années, alors que la plupart étaient encore assez mal compris (§4.3).

4.2 Des abondances homogènes dans les régions H II et des diagnostics robustes de métallicité

Le gaz chaud ($\approx 10^4$ K) ionisé par les étoiles massives émet un spectre d'émission optique à partir duquel on peut calculer le contenu en éléments lourds. Le gaz dont la composition chimique est ainsi calculée est associé aux étoiles massives (Figure 1.5) et trace donc la formation stellaire récente (10 – 100 Myr). Il est possible que les métaux produits par les étoiles massives enrichissent localement le gaz ionisé, ce qui expliquerait la difficulté pour trouver des galaxies moins métalliques que I Zw 18 (la galaxie la moins métallique connue avec $1/35 Z_{\odot}$) dans les relevés optiques (Kunth and Sargent, 1986). Plusieurs observations d'enrichissement local ont été attribuées aux étoiles Wolf-Rayet (Walsh and Roy, 1989; Thuan et al., 1996;

López-Sánchez et al., 2007; Brinchmann et al., 2008). Cependant, au sein même d'une galaxie, les abondances sont plutôt homogènes (variant par moins d'un facteur $\lesssim 2$; par ex: Kobulnicky and Skillman 1997). Il est en effet impossible que 100% des métaux enrichissent le MIS localement; cela résulterait en une métallicité anormalement élevée et de fait jamais observée dans une galaxie (Lebouteiller et al., 2009).

- R Un calcul rapide montre que la masse d'éléments lourds rejetés à terme par un amas stellaire ne peut pas se mélanger uniquement dans le gaz ionisé de région H II, car cela conduirait à une métallicité bien trop importante ($\gtrsim 10 Z_{\odot}$). À l'inverse, si les métaux se dispersent et se mélangent dans toute l'enveloppe neutre de la galaxie, l'enrichissement de la phase neutre est minime (quelques %). Pour obtenir une différence significative de métallicité entre les phases ionisée et neutre (§4.3.1), il faudrait que les métaux se dispersent et se mélangent dans $\sim 10\%$ du gaz neutre seulement, probablement proche de la région H II.

J'ai examiné les abondances chimiques vers les trois régions H II géantes principales dans la Voie Lactée (NGC 3603) et dans le Petit et Grand Nuage de Magellan (N 66 et 30 Dorade respectivement). Nous avons observé ces régions avec le spectrographe IRS (5 – 38 μm ; Houck et al. 2004) sur *Spitzer* (Werner et al., 2004). Les raies en infrarouge moyen ((Ne II), (Ne III), (S IV) ...) sont moins sensibles à la température électronique par rapport aux raies optiques (§4.1.1). D'autre part, grâce à la plus faible extinction en IR, elles permettent d'observer un gaz plus enfoui vers les étoiles en formation et de minimiser les effets d'extinction relative. Enfin, les raies IR fournissent potentiellement de nombreux diagnostics de densité dans une large gamme (10^{2-5}cm^{-3} ; Figs. 13.1, 13.2).

Les déterminations d'abondances chimiques utilisant les raies IR moyen sont cependant encore peu fréquentes. Les raies métalliques IR sont parfois utilisées sans observation de l'hydrogène, en utilisant, par exemple, des rapports de raies comme (O III)/(N III) qui dépendent quelque peu de la métallicité (Nagao et al., 2011; Pereira-Santaella et al., 2017). D'autres études utilisent les raies métalliques IR et une transition de l'hydrogène dans le visible (par ex: H β) ou l'IR proche (par ex: Br α), avec des biais dus à l'extinction différentielle par la poussière (Bernard Salas et al., 2001; Vermeij and van der Hulst, 2002; Wu et al., 2008a). Les études utilisant uniquement les raies de l'IR moyen sont relativement peu nombreuses et ont dû attendre des télescopes sensibles comme ISO et *Spitzer* pour détecter les faibles raies de recombinaison de l'hydrogène comme Humphreys- α (7-6) à 12.36 μm (Rubin et al., 2011).

Nous avons donc utilisé une telle méthode auto-cohérente dans une étude pionnière pour trouver que **les abondances chimiques de Ne, S et Ar sont remarquablement homogènes** (sur des échelles de 1 – 10 pc) dans chacune des régions considérées (Fig. 4.4; Lebouteiller et al. 2008). Le fer est quant à lui déplété sur les grains de poussière comme attendu, et particulièrement sur-abondant vers un reste de supernova, indiquant que les chocs ont probablement sublimé les grains de poussière et ré-injectés des atomes de Fe dans le MIS (voir aussi O'Halloran et al. 2008). D'une manière générale, nous trouvons des abondances similaires au gaz observé en optique, ce qui suggère qu'**il n'y a pas de biais pour les étoiles massives à se former dans les régions les plus métalliques à l'échelle d'une région H II**. Avec cette méthode, nous avons également mesuré la métallicité d'un échantillon de 13 galaxies bleues compactes et parvenons aux mêmes conclusions (Wu et al., 2008a). Enfin nous montrons que les abondances mesurées dans les régions H II sont similaires à celles dans les nébuleuses planétaires, et comme ces dernières évoluent sur des échelles temporelles relativement longues, ceci indique que l'enrichissement en métaux a lieu sur des échelles temporelles de l'ordre du milliard d'années.

Dans ces études, nous montrons que la combinaison des raies IR moyen du néon ((Ne II) 12.81 μm et (Ne III) 15.56 μm) et de l'hydrogène (H α 7-6) fournit un diagnostic particulièrement

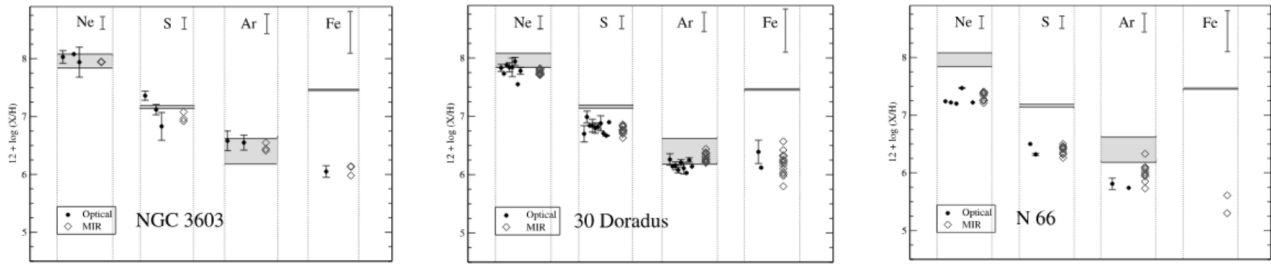


Figure 4.4: Abondances chimiques dans les régions H II principales de la Voie Lactée (NGC 3603), du GNM (30 Dorade) et du PNM (N 66) avec *Spitzer* (Lebouteiller et al., 2008).

robuste sur la métallicité du gaz pour les raisons suivantes:

- Le néon n'est pas déplété sur les grains de poussières.
- Les principaux états d'ionisation du néon dans les régions H II sont Ne^+ et Ne^{2+} . Les corrections d'ionisation dus aux autres états sont négligeables.
- Comme expliqué précédemment, les raies IR moyen sont moins affectées par l'extinction et moins sensibles à la température du gaz que les raies optiques.

Le diagnostic de métallicité Ne/H est accessible avec *Spitzer* mais aussi avec JWST jusqu'à $z \sim 1$ (et avec NASA/Astro2020/Origins à z plus grand). Un des seuls biais possibles est que (Ne III) pourrait être plus brillant en présence de Wolf-Rayet ou de sources X en raison du potentiel d'ionisation de Ne^{2+} (63.45 eV), c'est-à-dire au-delà du seuil d'ionisation de He^+ (54.4 eV) qui est la limite normalement atteinte dans les étoiles O et B.

R En supposant une extinction négligeable par les silicates (bandes d'absorption vers $10 \mu\text{m}$ et $20 \mu\text{m}$), la métallicité Z peut être approximée par $\sim 0.01 \times \frac{[\text{NeII}]_{12.8} + [\text{NeII}]_{15.56}}{\text{H}\alpha} Z_{\odot}$.

4.3 Poches de gaz quasi-primordial dans les galaxies bleues compactes

Les observations à 21 cm de H I montrent que les galaxies naines contiennent une enveloppe de gaz neutre souvent plus massive que la masse stellaire et bien plus étendue que la contrepartie optique (Fig. 1.9; Thuan and Martin 1981; Hunter et al. 2012). Le parcours des éléments lourds depuis leur création par les étoiles massives jusqu'à leur mélange dans le MIS (qui n'intervient que lorsque les métaux acquièrent la même température et viscosité que le milieu environnant; Scalo and Elmegreen 2004) n'est cependant pas encore bien contraint. Les théories actuelles sont ambivalentes et prédisent que le gaz enrichi est éjecté dans une phase chaude (10^6K) dans le MIG ou au contraire reste dans le potentiel gravitationnel selon les conditions (Recchi et al., 2001; Tenorio-Tagle, 1996; Rieschick and Hensler, 2000; Rieschick and Hensler, 2003). En outre, des interactions mineures et des injections de gaz circumgalactique modifient la structure et la composition de l'enveloppe de gaz neutre. **Cet enveloppe est donc globalement assez mal contrainte, malgré son importance en tant que réservoir principal de la formation stellaire future.** Est-ce que la métallicité de la phase neutre est plus faible que celle du gaz ionisé dans les régions H II? Dans quelles échelles de temps la phase neutre est-elle enrichie? Peut-on approfondir nos connaissances sur la formation stellaire à très faible métallicité en sondant les propriétés de l'enveloppe neutre? Pour répondre à ces questions, j'ai entrepris l'étude de plusieurs galaxies bleues compactes et régions H II géantes dans des galaxies spirales avec en particulier le télescope FUSE (900 – 1180Å; Moos et al. 2000) et l'instrument COS sur le télescope Hubble (1130 – 1700Å).

4.3.1 Comparaison des abondances chimiques dans les phases neutre et ionisée

En utilisant la méthode de détermination des abondances expliquée dans la Section 4.1.2, j'ai pu calculer l'abondance chimique de plusieurs éléments dont C, N, O, Ar, Si, Fe, et P. Accéder à tous ces éléments permet de mieux cerner l'histoire du taux de formation stellaire, car les α -éléments (O, Ar, Si) sont produits par les supernovæ (SN) type II sur de courtes échelles temporelles ($\lesssim 50$ Myr) tandis que C et N sont produits dans des étoiles de masse intermédiaire sur des périodes plus longues ($\gtrsim 300$ Myr). Enfin, Fe est principalement produit par les SN Ia sur des échelles $\gtrsim 1$ Gyr. La méthode que nous avons mise en place avec l'équipe FUSE à l'IAP présente la particularité d'ajuster simultanément les raies d'absorptions provenant des différents systèmes d'absorption définis par leur vitesse radiale, leur turbulence et température et leur composition chimique (Lemoine et al., 2002).

R Dans Leboutteiller et al. (2005) nous montrons que l'abondance du phosphore peut être utilisée comme traceur de l'oxygène et de la métallicité. Ceci fait des raies P II des outils particulièrement utiles pour pallier aux problèmes de saturation des raies O I.

Arriver aux abondances chimiques inclut de nombreuses vérifications. J'ai montré que la présence de plusieurs composantes en absorption non-résolues tend à sous-estimer les densités de colonne de certaines espèces pour lesquelles des raies faibles ne sont pas disponibles, tandis que la densité de colonne globale en H I (incluant de multiples lignes de visée) n'est pas biaisée significativement par des effets non-linéaires (Fig. 4.5; Leboutteiller et al. 2006). J'ai aussi entrepris la modélisation du spectre photosphérique des étoiles O et B qui, dans certains cas, contaminent l'absorption de certaines raies métalliques et de l'hydrogène neutre (Leboutteiller et al., 2009).

Le principal résultat montre que le gaz neutre des galaxies bleues compactes est moins métallique, ou autant, que le gaz ionisé. Plus précisément, les deux galaxies les moins métalliques connues, I Zw 18 et SBS 0335-052, ont des abondances chimiques similaires ($\lesssim 0.2$ dex) dans les deux phases gazeuses si l'on utilise uniquement O/H comme traceur de la métallicité (Lecavelier des Etangs et al., 2004; Thuan et al., 2005) tandis qu'il semble exister une déficience systématique de tous les éléments lourds dans la phase neutre (Fig. 4.6; Leboutteiller et al., 2009). Dans Leboutteiller et al., 2013 nous avons utilisé S II dans les spectres HST/COS comme traceur de O I dans I Zw 18 et déduit une abondance légèrement plus faible que dans le gaz ionisé (0.18 ± 0.16 dex). Il reste que pour I Zw 18 et SBS 0335-052 la différence de métallicité entre les phases neutre et ionisée semble être beaucoup plus faible que pour les galaxies plus métalliques.

Les rapports d'abondance ont été peu étudiés dans ces objets et la part de la déplétion sur les grains et des différents sites de production des éléments est encore mal comprise. Dans la figure 4.6, il est encore difficile de distinguer deux scenarii possibles:

- Plateau de métallicité dans le gaz neutre jusqu'à $1/10 Z_{\odot}$ puis réduction progressive de la discontinuité jusqu'à métallicité solaire,
- Discontinuité globale avec une grande dispersion.

L'un des enseignements principaux est que le gaz neutre n'est globalement pas primordial; il a déjà été enrichi en métaux par les étoiles. Est-ce que ces métaux ont été produits par des générations stellaires récentes? Ont-ils été produits sur de longues périodes de temps depuis la formation de ces galaxies? Les modèles d'évolution chimique ne parviennent pas encore à produire des diagnostics fiables pour comparer aux observations et en particulier, certaines propriétés importantes comme la présence de poussière ne sont pas encore intégrées (par ex: Recchi et al. 2002). Toutefois, nous avons émis l'hypothèse dans Leboutteiller et al. (2009) d'une métallicité minimale correspondant à l'enrichissement du MIG à $z \approx 0$. Dans la Figure 4.6

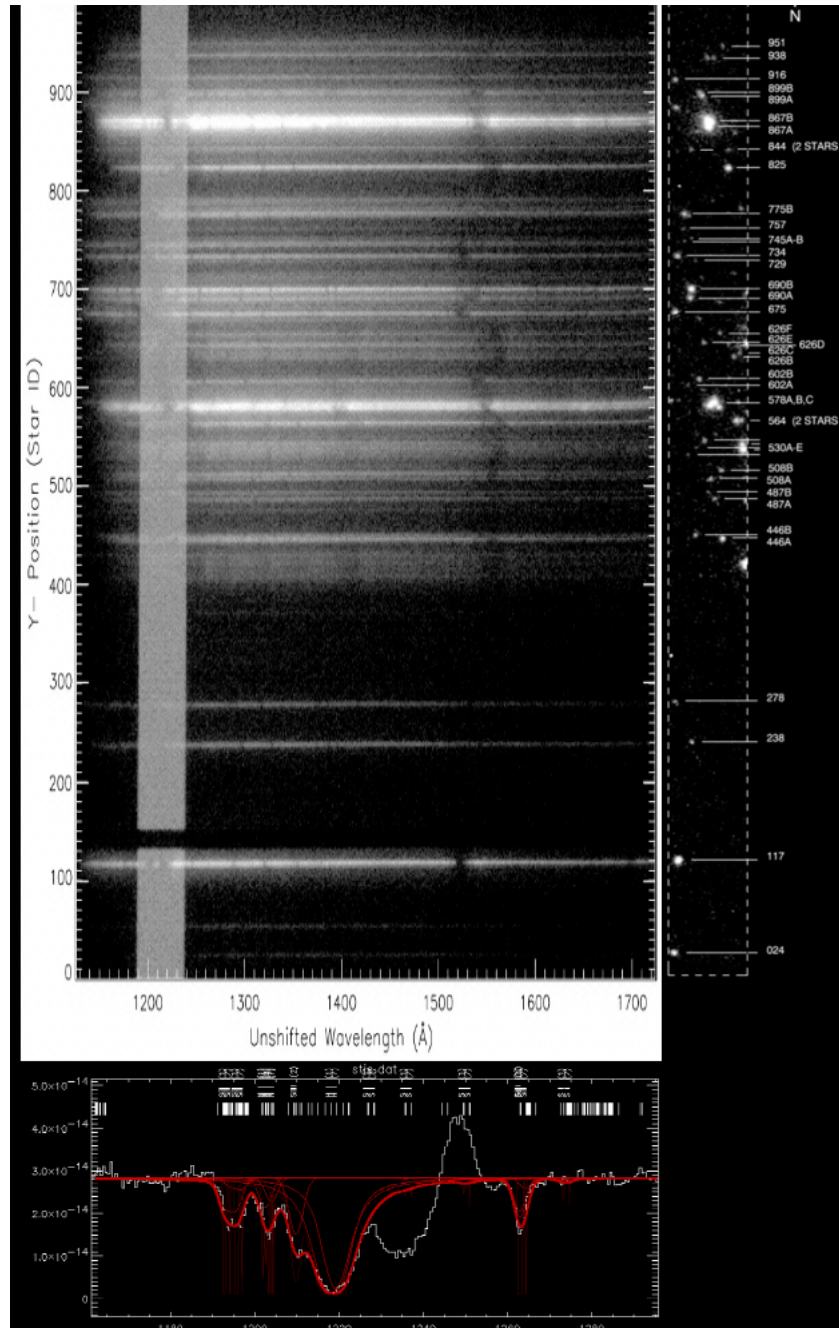


Figure 4.5: Observation de la région H II géante NGC 604 dans M33 avec HST/STIS. La fente du spectrographe STIS (droite) contient de nombreuses étoiles O. Chaque étoile fournit, sur le détecteur (gauche) un continu UV sur lequel viennent se superposer des raies d'absorption dont Lyman- α (bande verticale grise). Le spectre en bas est calculé en co-additionnant les rangées du détecteur, permettant de tester la détermination de densités de colonne à partir d'un spectre intégré. Figure tirée de Bruhweiler et al. (2003) et Lebouteiller et al. (2006).

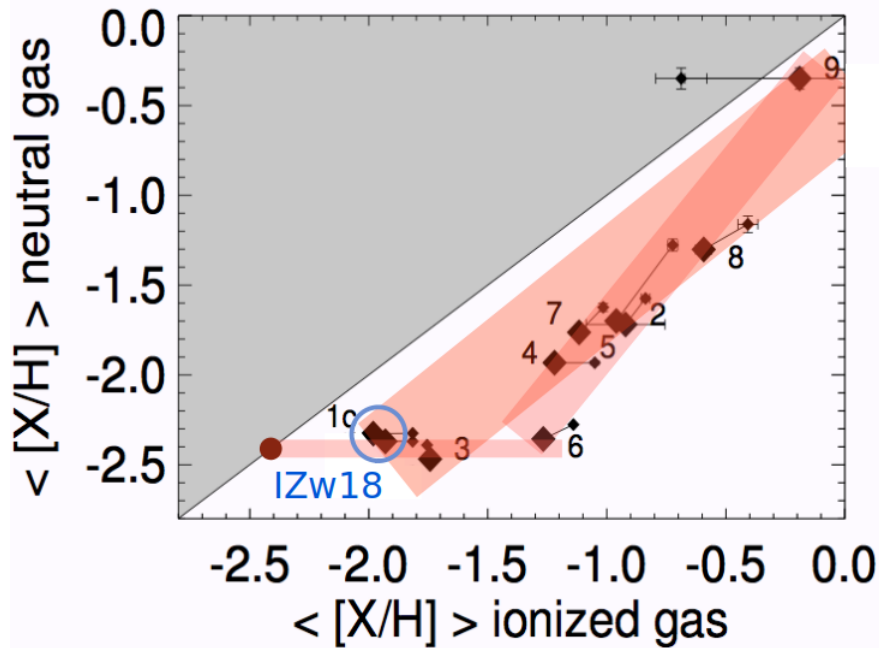


Figure 4.6: L'abondance des métaux dans la phase neutre et dans la phase ionisée des régions H II (Lebouteiller, 2005; Lebouteiller et al., 2006; Lebouteiller et al., 2009; Thuan et al., 2002; Cannon et al., 2005; Lee and Skillman, 2004; Lebouteiller et al., 2013). Les abondances sont normalisées par rapport à l'abondance solaire et les divers éléments non réfractaires sont combinés pour tracer la métallicité (losanges). Chaque numéro représente une galaxie et l'objet 1c (entouré) correspond à l'étude de Lebouteiller et al. (2013) pour IZw 18. On voit qu'il existe une déficience globale dans la phase neutre et potentiellement un seuil de métallicité global (disque plein).

on peut ainsi voir que la métallicité minimale dans le gaz ionisé des régions H II est celle d'IZw 18 (ce qui est confirmé par les nombreuses études de galaxies pauvres en métaux avec le SDSS par exemple; Pustilnik et al., 2020) mais aussi et surtout que la métallicité dans la phase neutre semble elle aussi atteindre un seuil occupé par les galaxies IZw 18, SBS 0335-052 et IZw 36.

En poussant cette hypothèse à l'extrême, l'on pourrait imaginer que IZw 18 se soit formée à partir d'un ou plusieurs nuages extragalactiques isolés vers $z \sim 2 - 3$ déjà enrichis en métaux au niveau du MIG et que le processus de formation stellaire n'ait débuté qu'à ce moment (Telfer et al., 2002), ce qui expliquerait la présence d'une population stellaire âgée (Aloisi et al., 2007). L'épisode de flambée de formation stellaire observé à $z = 0$ est encore mal compris, s'agit-il d'un seuil chimique (métallicité minimale pour une formation stellaire efficace), de processus dynamiques internes ou externes? L'observatoire SKA apportera certainement une nouvelle vision de l'environnement des galaxies bleues compactes et des possibles collisions avec des sous-systèmes H I.

Ces résultats ont d'importantes conséquences sur notre compréhension de la formation et de l'évolution des galaxies naines. *Ou bien certaines galaxies se forment assez tard dans l'histoire de l'Univers, ou au contraire elles se forment tôt mais l'activité de formation d'étoiles reste quasiment nulle pendant quasiment toute leur existence, auquel cas il faut chercher à identifier les mécanismes de régulation/inhibition.* On devine alors l'existence de nuages proto-galactiques, qui devraient être composés principalement d'hydrogène neutre et moléculaire, et qui pourront apparaître dans les futurs relevés profonds effectués via la raie H I Lyman α décalée dans le domaine visible ou via la raie 21 cm avec SKA en radio.

Le fait qu'il puisse exister un seuil de métallicité est intrigant. Est-ce une propriété qui émergerait de la formation stellaire (enrichissement partiel du gaz par des étoiles formées à

partir d'un gaz encore moins métallique) ou est-ce que la formation stellaire ne pourrait se produire que lorsqu'une métallicité minimale serait déjà atteinte? Il semble en effet curieux que la dispersion et le mélange des éléments dans la phase neutre se fasse de telle manière que la métallicité observée après une formation stellaire soit plus ou moins identique pour différentes galaxies (formant le seuil de métallicité dans la Figure 4.6), surtout étant donné qu'une fraction des métaux pourraient être éjectée dans certains objets et que la masse du réservoir de gaz neutre varie d'une galaxie à l'autre. L'idée qu'il existe une métallicité minimale permettant une formation stellaire efficace (une sorte d'"interrupteur chimique") est tentante. Elle reposerait sur une présence suffisamment importante de poussières pour minimiser la rétroaction via photoionisation tandis que les raies d'espèces métalliques permettraient un refroidissement plus efficace. Le défi à relever par les observatoires futurs est d'identifier des flambées de formation d'étoiles dans des environnements largement moins métalliques que $\sim 1/50 Z_{\odot}$ pour tester cette hypothèse et [comprendre le rôle relatif des processus purement dynamiques \(par ex: turbulence\) de ceux purement chimiques](#).

La différence de métallicité entre les phases neutre et ionisée des galaxies plus métalliques est encore peu comprise. Il est possible que le mélange des éléments lourds se fasse de manière différentielle, une fraction enrichissant la phase ionisée sur de courtes échelles temporelles (quelques 10^6 ans), et le reste se mélangeant dans la phase neutre plus lentement. Dans la Figure 4.6, on peut envisager deux scénarii: (1) il existe une déficience globale dans la phase neutre pour toutes les galaxies (bande large oblique rouge) qui peut potentiellement se prolonger à plus faible métallicité, remettant ainsi en question l'existence d'une métallicité minimale, ou (2) il existe une déficience dans la phase neutre qui disparaît à métallicité solaire et il existe une métallicité minimale (bande fine oblique + bande horizontale). Il est clair qu'à ce point un échantillon plus important est nécessaire.

En attendant que de futurs observatoires permettent des observations à plus grande résolution spatiale et spectrale dans l'UV (§ 6.5), il reste encore possible d'utiliser le spectrographe COS sur *Hubble* pour observer des raies moins profondes et donc moins sujettes à la saturation pour éviter de potentiels biais. Dans Leboutteiller et al. (2013), nous utilisons en particulier les raies de S II pour mesurer la métallicité du gaz neutre dans la galaxie I Zw 18. [Nous montrons que la différence d'abondance entre le gaz neutre et ionisé est petite \(0.18 dex\) mais significative](#). En modélisant le gaz neutre avec deux phases, une associée aux régions H II et enrichies à leur niveau, et une autre plus diffuse et distante, nous montrons que [presque 50% du gaz neutre pourrait être primordial](#). L'existence d'un gaz à la composition primordiale ou quasi-primordiale serait une opportunité indéniable pour tester les théories sur la chimie du MIS, la formation de H_2 et les mécanismes de chauffage et refroidissement. Par exemple, en utilisant la méthode décrite dans Krumholz (2012), il est possible de montrer que le taux de chauffage dans la phase neutre de la galaxie I Zw 18 (déterminé via la raie de structure fine C II*) implique un équilibre thermique atteint avant le temps de chute libre pour une métallicité au moins égale à $1/100 Z_{\odot}$, indiquant que le gaz peut se refroidir et former des étoiles à l'échelle du temps de chute libre dans la phase neutre de cette galaxie (sans toutefois conduire à une masse significative de H_2 formée). Il reste désormais à savoir si les nuages peuvent survivre aux chocs et à la photoionisation (probablement entre 1 et 10 fois le temps de chute libre). Dans tous les cas, il paraît possible que les galaxies progénitrices des galaxies bleues compactes ("*pre-starburst*") aient une métallicité suffisamment faible pour que le MIS soit trop chaud pour une formation d'étoiles efficace (Leboutteiller et al., 2013). Enfin, il est à noter que l'existence de poches de gaz primordial pourrait biaiser quelque peu les mesures de rapport gaz-sur-poussière effectuée en absorption (§4.3.2).

4.3.2 Implications pour le rapport poussière-sur-gaz

La distribution des éléments lourds et surtout la possibilité que ceux-ci soient déficients loin des régions de formation stellaire a certaines implications pour le calcul du rapport poussière-sur-gaz et son évolution en fonction de la métallicité. Le plus souvent ce dernier est calculé “en émission”, c’est-à-dire en utilisant la masse de poussière déduite de la distribution spectrale d’énergie IR, la masse de gaz déduite d’observations H I et CO, et la métallicité déduite des abondances élémentaires dans les régions H II.

Supposons une région de formation stellaire riche en métaux dans la phase gazeuse et riche en poussière, et d’autres régions peu ou non-enrichies qui contribuent à l’observation intégrée. En émission, la métallicité observée est celle des régions H II, biaisant la mesure globale de l’objet si du gaz très pauvre en métaux existe autour de la région de formation stellaire. D’autre part, le rapport poussière-sur-gaz observé pourrait être sous-estimé par addition de régions avec du gaz mais peu de poussière. Le point observé (Fig. 4.7a) correspond donc à la région de formation stellaire (en supposant que la masse de gaz calculée ignore le gaz autour de la région et en particulier en avant-plan). **Les observations en émission correspondent donc aux propriétés de l’évolution des poussières dans la région de formation stellaire.**

R Même dans le cas d’une distribution homogène des métaux, il est possible que les observations IR et radio ne tracent pas les mêmes étendues spatiales, notamment car les observations IR des poussières sont moins profondes que les observations radio du gaz (De Vis et al., 2019).

Le rapport poussière-sur-gaz est calculé “en absorption” dans les *Damped Lyman- α systems* (par ex: Wolfe et al. 2005; Péroux and Howk 2020), avec une tension par rapport aux mesures en émission (Galliano et al. 2018; Fig. 4.7c). Les DLAs sont en meilleur accord avec le rapport de proportionnalité entre D/G et Z ancrée sur la valeur de la Voie Lactée, tandis que les galaxies mesurées en émission montrent des rapports poussière-sur-gaz plus faible (et cependant expliqués par des modèles de formation et destruction des poussières dans les étoiles et dans le MIS; Rémy-Ruyer et al. 2014). Pour les DLAs, la mesure de la poussière se fait via la déplétion des éléments réfractaires, le gaz est mesuré via $N(\text{H})$ (y compris H_2) et la métallicité via des rapports d’abondance d’éléments lourds par rapport à H dans la phase neutre et toujours en absorption (§4.1.2). Dans ces conditions, il est intéressant de constater que la présence de régions avec peu de métaux et poussières conduit à diminuer Z et D/G, de telle sorte que le point de mesure se déplace en bas à gauche dans la Figure 4.7b. Ce point correspond à la galaxie et non à la seule région de formation stellaire. Ainsi, lorsque l’on compare les observations en émission et en absorption pour le même objet, les mesures en absorption seront systématiquement décalées dans la Figure 4.7c.

De la même manière, les DLAs sont aussi affectés par la présence de gaz circumgalactique ou même intergalactique qu’il n’est pas toujours facile de soustraire dans les raies d’absorption H I. Des composantes de faible densité de colonne en H I seraient difficilement détectées dans les raies d’absorption des métaux, beaucoup moins profondes. Dans une telle situation, le profil total H I semblerait correspondre à une seule composante, et la métallicité mesurée et la quantité de poussière seraient quelque peu sous-estimées. En supposant que le gaz du MCG ou MIG n’est pas enrichi en métaux et donc en poussières, l’ajout de gaz déplace le point de mesure se déplace le long de la ligne de proportionnalité entre D/G et Z ancrée sur la valeur correspondant à la galaxie. Les mesures dans les DLAs pourraient donc correspondre à des régions plus riches en métaux (Fig. 4.7c). D’après les modèles d’évolution de poussière et les mesures en émission, l’écart maximum potentiel par rapport à la ligne de proportionnalité augmente quand la métallicité diminue, ce qui pourrait être un

Galaxy (SF region + metal-poor outskirts)

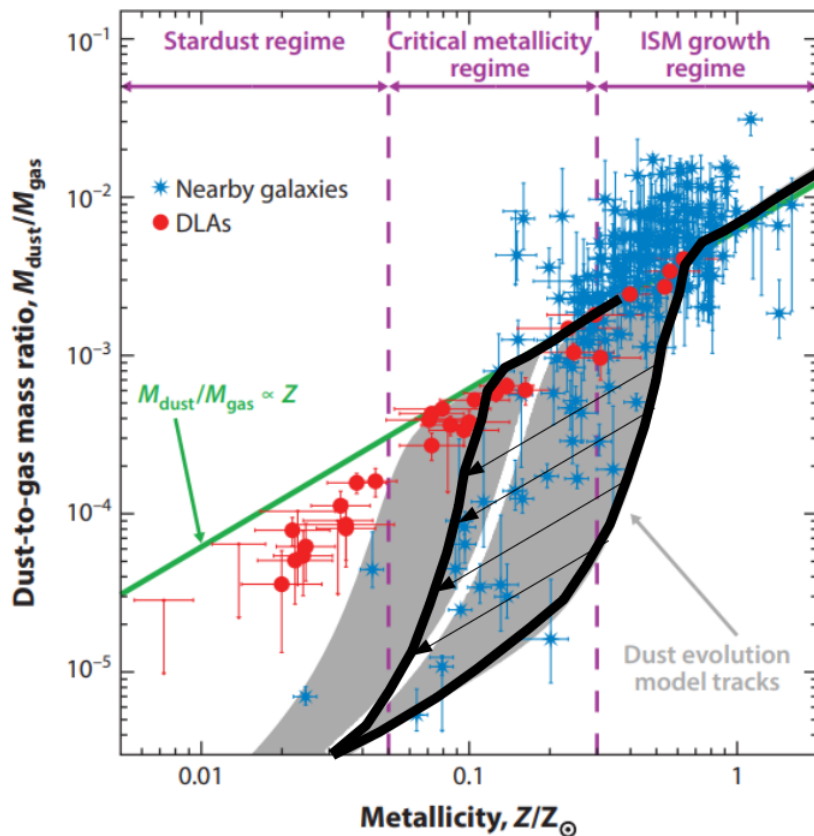
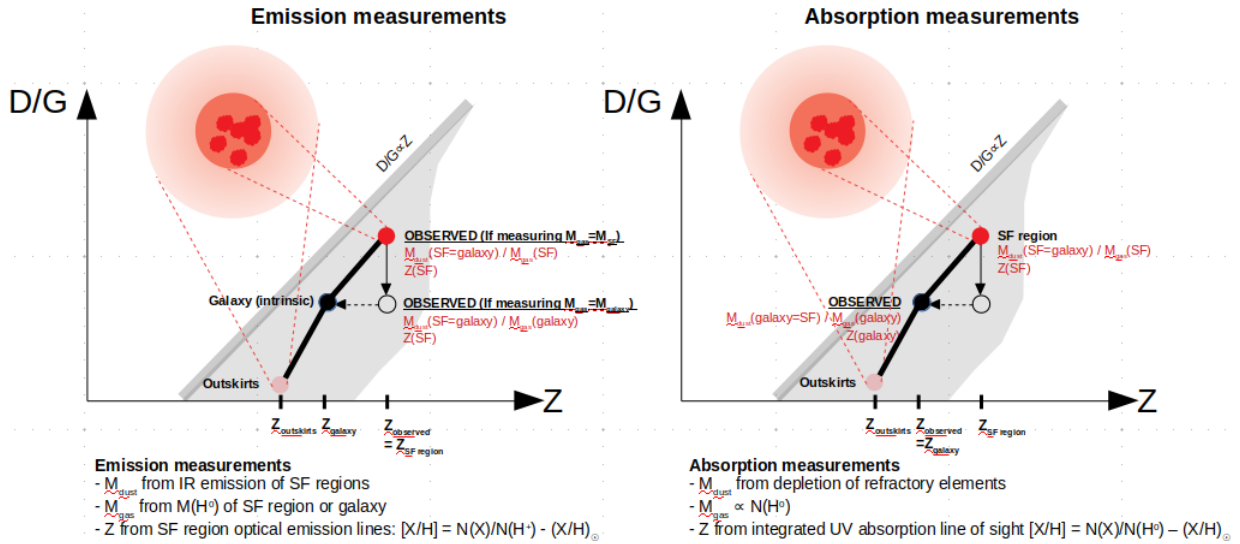


Figure 4.7: Schémas expliquant l'évolution du rapport poussière-sur-gaz en fonction de la métallicité avec la méthode "en émission" (gauche) et "en absorption" (droite). En bas les observations sont indiquées pour les galaxies proches (émission; bleu) et pour les DLAs (absorption; rouge) (Galliano, 2018). Nous avons ajouté les corrections de dilution possible qui repousseraient les points vers les valeurs observées en émission (correspondant aux région de formation stellaire).

indicateur indirect de la métallicité dans les DLAs ou du moins du facteur de dilution. Un tel écart semble commencer à exister pour les métallicités $< 0.1 Z_{\odot}$ dans les DLAs (Fig. 4.7c). Si cet écart correspond à celui observé pour les sources à la métallicité légèrement sous-solaire en émission, on en déduit un facteur de dilution par un facteur $\sim 5 - 10$.

De nombreuses observations sont nécessaires pour évaluer tous ces biais. En émission, l'on peut envisager des observations profondes IR pour détecter l'émission de poussière dans la phase diffuse, mais en absorption il restera difficile de résoudre la structure H I en absorption le long de la ligne de visée sur de petites échelles spatiales. Il est aussi important de noter que le MCG n'est pour l'instant pas encore reconnu comme un potentiel responsable de dilution de la métallicité dans les DLAs (Zafar et al., 2013; Berg et al., 2019). Enfin, de nouvelles observations *Hubble* sont proposées par un groupe dont je fais partie qui cherche à calibrer les mesures de déplétion à très faible métallicité.

4.4 Étude combinée des abondances stellaires et gazeuses

Les mesures d'abondances stellaires dans les galaxies proches sont de plus en plus nombreuses, permettant l'étude de gradient de métallicité et du temps de mélange des éléments lourds, tout en fournissant des références utiles pour la détermination d'abondances en phase gazeuse, sujettes à de nombreux biais. En parallèle, les observations spectroscopiques à intégrale de champ de galaxies proches sont elles aussi de plus en plus nombreuses, fournissant là encore de précieuses informations sur la distribution spatiale des éléments lourds. C'est dans ce contexte que je participe à plusieurs études pour comparer les abondances obtenues via diverses méthodes.

L'étude de la galaxie spirale riche en métaux M 83 (Hernandez et al., 2021) montre un bon accord entre les abondances stellaires, les abondances du gaz ionisé et celle du gaz neutre avec MUSE, LBT/MODS et HST/COS dans le disque (hors-noyau). Ce résultat indique que les métaux sont bien mélangés sur des échelles spatiales ~ 100 pc et temporelles > 10 Myr. Une déplétion importante du H I vers le noyau est mise en évidence, qui est dû au fait que le gaz y est principalement moléculaire. Cependant, la densité de colonne de S II ne suit pas celle de H I, et suit plutôt la densité de colonne totale du gaz, indiquant que le gaz sondé en S II vers le noyau pourrait être moléculaire. Le potentiel d'ionisation de S⁺ (10.3 eV pour produire S⁺, 23.3 eV pour l'ioniser) est proche de celui de C⁺ et il est envisageable que S⁺ puisse tracer le gaz moléculaire sombre, ce qui fait l'objet d'une proposition JWST acceptée en Cycle 1 (§2.3.4).

5. Mécanismes de rétroaction

5.1 Mécanismes de chauffage du MIS

Une grande partie de mes études consiste à interpréter les raies de refroidissement dans le MIS, en particulier dans le milieu neutre et les PDRs. Alors que des relations empiriques peuvent être trouvées avec divers paramètres physiques qui ne requièrent pas d'informations *a priori* sur les mécanismes de chauffage, il est clair qu'on ne peut interpréter correctement les raies de refroidissement sans comprendre comment et par quoi le gaz est chauffé.

L'étude de galaxies aux conditions extrêmes révèlent des différences fondamentales sur la répartition du gaz atomique/neutre ou sur la topologie-même du MIS (§4, §3). En parallèle de ces nouvelles contraintes, il est urgent de redéfinir la nature des sources qui déposent leur énergie dans le MIS et de s'affranchir des hypothèses adaptées aux conditions de la Voie Lactée (comme par exemple, la prédominance du chauffage par effet photoélectrique dans le gaz neutre atomique). Alors que les galaxies à flambée de formation stellaire que nous étudions sont effectivement sujettes au champ de radiation UV des étoiles jeunes, créant des régions de photodissociation à l'interface avec les nuages moléculaires, d'autres mécanismes énergétiques doivent être explorés.

Il est difficile de contraindre directement les mécanismes de chauffage car il faut recenser et comparer les différentes sources possibles, ce qui inclut la photoionisation par photons UV ou X, l'ionisation par les rayons cosmiques, l'effet photoélectrique sur les grains de poussière ou encore les ondes de chocs (Fig. 1.4). Nous n'avons que peu de contraintes directes sur ces différents mécanismes et nous sommes souvent amenés à les déduire d'après les signatures existantes dans le MIS. En effet, la plupart des traceurs radiatifs que nous étudions en observant le spectre d'une galaxie sont reliés au refroidissement du gaz ionisé ou neutre et une étude détaillée de ces traceurs permet de tirer des diagnostics indirects sur les sources énergétiques elles-mêmes qui sont responsables du chauffage.

L'enjeu est de pouvoir associer les traceurs du refroidissement du gaz, qui sont observés dans toutes les galaxies, y compris à très grand *redshift*, à des diagnostics valides concernant, par exemple, le taux de formation stellaire ou la quantité de gaz moléculaire.

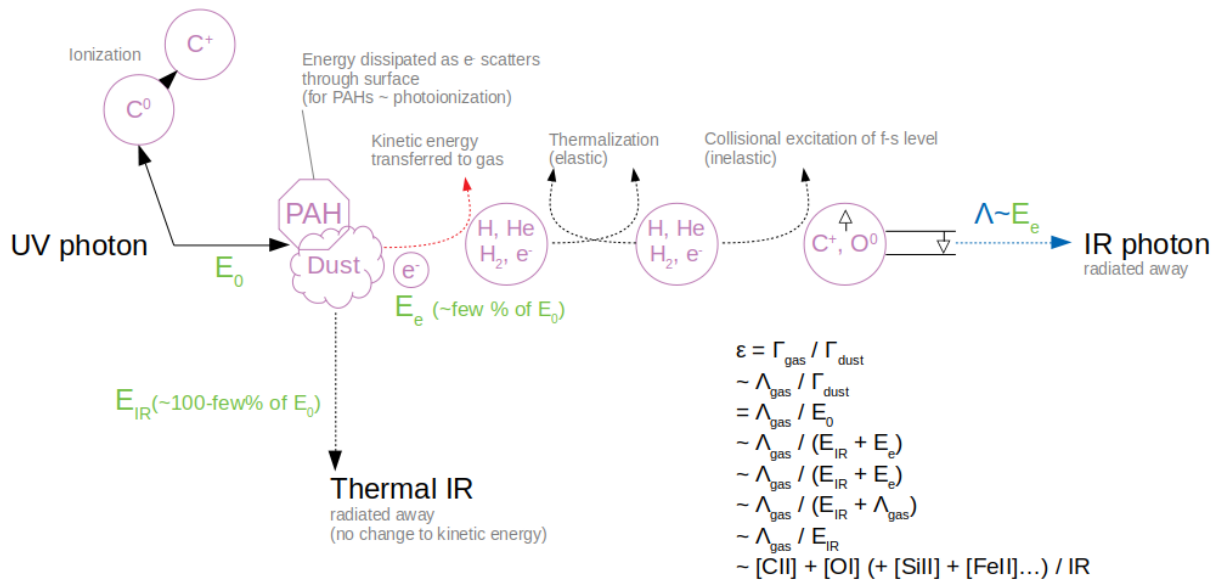


Figure 5.1: Schéma illustrant le principe du chauffage du gaz par effet photoélectrique.

5.1.1 Limites du chauffage par effet photoélectrique

J'ai initié une étude pour établir le domaine de dominance du chauffage par effet photoélectrique en fonction de la métallicité. En effet, comme nous avons déjà démontré la faible abondance de poussière dans les galaxies peu métalliques (Rémy-Ruyer et al., 2013; Rémy-Ruyer et al., 2014), et par ailleurs la faible abondance de PAHs (e.g., Wu et al. 2006), il semble évident qu'au-dessous d'une certaine métallicité, l'effet photoélectrique ne peut plus être le mécanisme de chauffage dominant.

Ce fut la motivation principale d'un stagiaire de Master 2 (G. de la Vieuville) sous ma supervision en 2016. En utilisant les données *Spitzer* et *Herschel* du DGS, nous montrons que **l'effet photoélectrique ne peut pas être un mécanisme de chauffage important pour les objets moins métalliques que $1/10 Z_{\odot}$** (Fig. 5.1). D'autres mécanismes de chauffage doivent alors être invoqués.

Ce résultat utilise une mesure approchée de l'efficacité du chauffage par effet photoélectrique, avec (C II)+(O I) comme traceur du taux de refroidissement total dans le gaz neutre qui est comparé à un traceur du chauffage du gaz. Le choix de ce dernier n'est pas trivial car l'efficacité du chauffage par effet photoélectrique dépend de la taille, de la géométrie et de la charge des grains de poussière. Les principaux responsables du chauffage sont les petits grains, plats, et non-chargés positivement (Bakes and Tielens, 1994; Weingartner and Draine, 2001b; Weingartner and Draine, 2001a). Les PAHs sont donc des candidats évidents pour tracer le chauffage et les observations montrent effectivement un très bon accord entre (C II)+(O I) et l'émission des PAHs (rapport noté ε_{PAH}) dans des sources à métallicité solaire ou modérément faible (Helou et al., 2001; Croxall et al., 2012; Lebouteiller et al., 2012b; Okada et al., 2013; Hughes et al., 2015; Chevance et al., 2016). Ces résultats suggèrent que les PAHs **tracent le chauffage du MIS neutre dans ces conditions, mais il est probable qu'ils le dominent également**. De manière globale, ces résultats suggèrent par ailleurs que l'utilisation fréquente de la luminosité IR (dominée par les grains de poussière) pour décrire et contraindre les modèles de photodissociation doit être utilisée avec prudence et que **l'émission des PAHs est une contrainte fondamentale à prendre en compte**.

Les mesures de ε_{PAH} dans le DGS atteignent des valeurs anormalement élevées dans

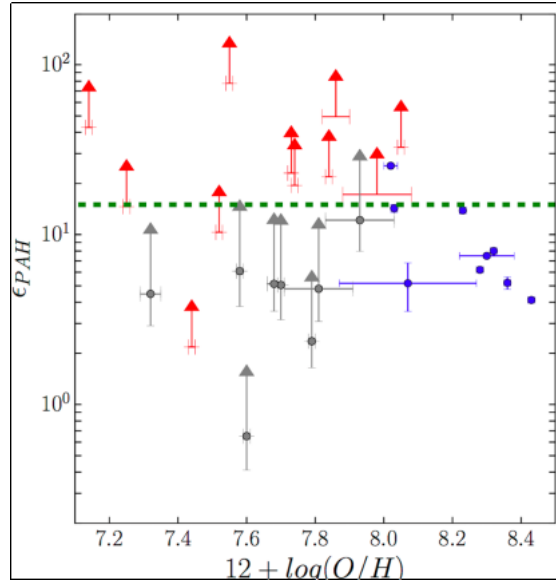


Figure 5.2: L'efficacité du chauffage par effet photoélectrique (tracée par le rapport $(C\ II)+(O\ I)$ / PAH en %, c'est-à-dire le taux de refroidissement sur la puissance absorbée qui sert au chauffage du gaz) en fonction de la métallicité pour un échantillon de galaxies naines peu métalliques. Le trait horizontal indique l'efficacité théorique maximale. Les objets les moins métalliques ont une efficacité physiquement impossible, ce qui suggère que d'autres mécanismes de chauffage doivent être envisagés.

les galaxies les plus pauvres en métaux (Fig. 5.2). Pour un champ de radiation incident monochromatique, on peut simplifier ε_{PAH} comme:

$$\varepsilon_{PAH} = \frac{1}{2} f(Z=0) \frac{h\nu - IP}{h\nu}, \quad (5.1)$$

où le facteur $1/2$ reflète la fraction typique de l'énergie incidente qui sert à l'excitation des électrons, $f(Z=0)$ est la fraction des PAHs neutres, IP le potentiel d'ionisation et $h\nu$ l'énergie des photons. Même dans un cas favorable (PAHs neutres et énergie ~ 13 eV), on atteint des efficacités qui ne dépassent pas $\sim 25\%$. Le rapport observé est bien plus grand, atteignant quasiment 100% pour certaines sources et pourrait être encore plus élevé si l'on considérait en plus (Si II) et (Fe II) comme contributions supplémentaires au refroidissement. On peut donc en conclure que **les PAHs ne dominent pas le chauffage par effet photoélectrique**. De là deux hypothèses sont possibles:

- L'effet photoélectrique domine bien le chauffage mais les PAHs n'en sont plus responsables; Les petits grains de poussière pourraient compenser.
- L'effet photoélectrique ne domine plus le chauffage dans ces sources et le rapport ε_{PAH} ne trace plus l'efficacité intrinsèque du chauffage par effet photoélectrique mais la contribution d'autres mécanismes de chauffage responsables pour l'émission de (C II) et (O I). Cette contribution est parfois appelée elle-même, selon le contexte, "efficacité" du chauffage par effet photoélectrique.

Il est alors utile d'envisager d'autres traceurs du chauffage par effet photoélectrique. Traditionnellement, on utilise l'émission totale IR, dominée par les grains de poussière. Cependant, cette émission inclut la contribution de gros grains de poussière qui ne participent que peu au chauffage du gaz par effet photoélectrique, et de plus inclut la contribution de poussières dans les régions H II, où le chauffage est dominé par la photoionisation et le refroidissement par d'autres traceurs que (C II) ou (O I). Les preuves s'accumulent pour montrer que **la contribution des poussières dans le gaz ionisé à l'émission total IR est significative, voire domi-**

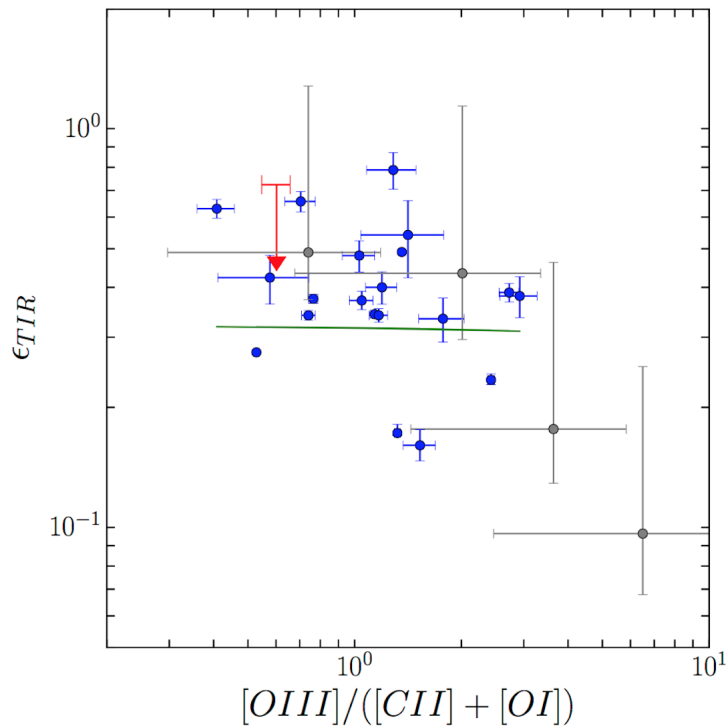


Figure 5.3: Le rapport ϵ_{TIR} , $(\text{C II})+(\text{O I}) / \text{TIR}$ (en %), dépend fortement de la contribution de la phase ionisée (poussières dans la région H II) ici tracée par $(\text{O III})/((\text{C II})+(\text{O I}))$.

nante à faible métallicité (Fig. 5.3; Lebouteiller et al. 2012a; Chevance et al. 2016; Lee et al. 2019, Lambert-Huyghe en prép.). Il faudrait alors corriger l'émission TIR pour pouvoir estimer l'efficacité par chauffage photoélectrique des grains de poussière dans la région neutre. Il est d'ailleurs à noter l'émission des PAHs est dominée par la phase neutre et que les PAHs sont probablement détruits dans le gaz ionisé (§5.2.1) et qu'une telle correction pour les PAHs n'est pas nécessaire.

Pour estimer l'émission TIR dans la phase neutre, nous avons étudié l'évolution du rapport PAH/TIR en fonction de la métallicité et du rapport $(\text{O III})/((\text{C II})+(\text{O I}))$. Le rapport PAH/TIR atteint un maximum à métallicité solaire et pour des rapports $(\text{O III})/((\text{C II})+(\text{O I}))$ faibles, c'est-à-dire dans le gaz neutre (Fig. 5.4). Si l'on fait l'hypothèse forte que PAH/TIR dans le milieu neutre ne dépend que peu de la métallicité et que les variations du rapport observé PAH/TIR sont dominés par la contribution additionnelle de TIR dans la phase ionisée, on peut alors estimer l'émission TIR dans la phase neutre seule. En faisant cette correction, les valeurs de ϵ_{TIR} , c'est-à-dire $(\text{C II})+(\text{O I}) / \text{TIR}$, sont là encore anormalement élevées ($> 15\%$ voire $> 50\%$ pour certaines sources). Ce résultat, bien qu'utilisant des hypothèses fortes qu'il reste à démontrer, suggère que les grains de poussières autres que les PAHs ne peuvent pas expliquer le chauffage du gaz qui se refroidit via (C II) et (O I) . Il faudrait invoquer d'autres mécanismes, comme les chocs ou encore la photoionisation par les rayons X.

Dans le cas de la galaxie I Zw 18, une étude spécifique et détaillée montre que le chauffage par effet photoélectrique est négligeable et que les rayons X pénétrant dans la région H I suffisent à expliquer l'intensité de (C II) et (O I) (§2.3.3, 5.1.2). Il est intéressant de constater que le rapport ϵ_{TIR} (sans correction) dans I Zw 18 est cependant assez proche de celui obtenu dans d'autres galaxies du DGS, des régions du GNM et même dans des PDRs Galactiques. Comment donc interpréter le rapport $(\text{C II})+(\text{O I}) / \text{TIR}$ observé dans I Zw 18? D'une part (C II) et (O I) sont liés à la luminosité X et, indirectement au taux de formation stellaire (§5.2.2). Pour l'émission IR, nous montrons dans Lebouteiller et al. (2017) que même sans poussière,

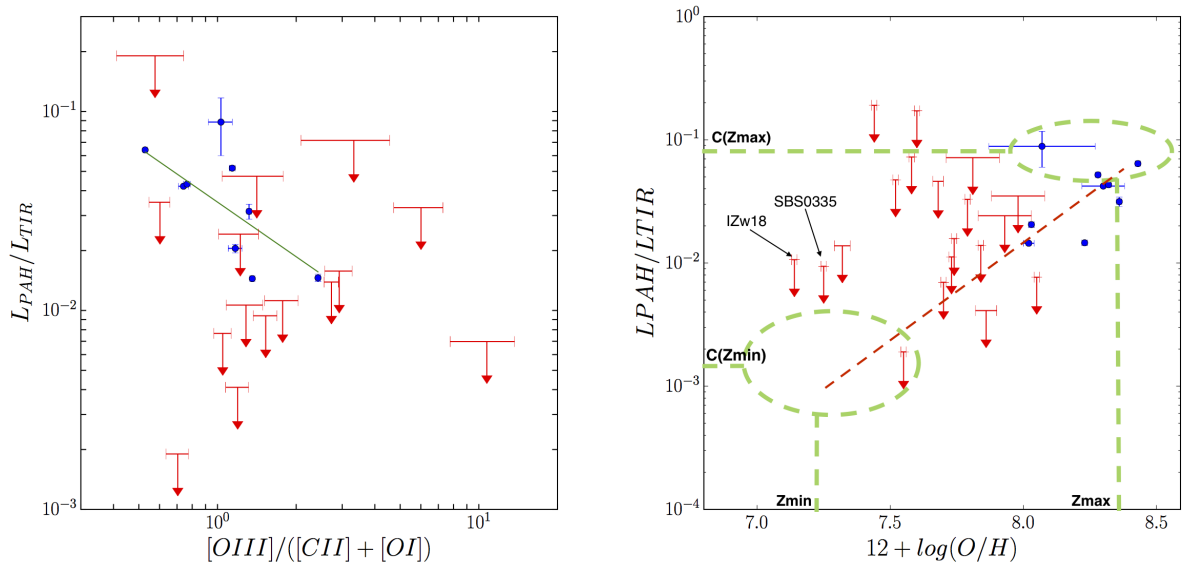


Figure 5.4: Le rapport PAH/TIR est représenté en fonction du rapport $(O III)/((C II)+(O I))$ (gauche) et de la métallicité (droite).

l'émission bremsstrahlung suffit à donner au rapport ε_{TIR} une valeur qui n'est pas extrême.

- R La relation entre luminosité IR lointain (poussières et bremsstrahlung) et le continu radio à 1.4 GHz (émission synchrotron et émission bremsstrahlung) ne semble pas dépendre de manière forte de la métallicité (Wu et al., 2008a).

Outre la contribution bremsstrahlung, l'émission des poussières dans la phase ionisée augmente l'émission IR, et cette émission est directement liée au taux de formation stellaire. L'émission de la poussière dans la région neutre est due à la source X et aux étoiles massives. Le modèle de Lebouteiller et al. (2017) montre que la contribution de l'émission IR dans la région neutre n'est que de 15%. Au bout du compte, le rapport ε_{TIR} n'implique que des mécanismes qui sont directement ou indirectement liés au taux de formation stellaire, ce qui explique ce rapport ne peut pas avoir des valeurs extrêmes même dans un environnement aussi primitif que I Zw 18. Pour obtenir un rapport ε_{TIR} extrême, il faudrait un gaz quasi-primordial, avec une émission bremsstrahlung dominant l'émission IR et un refroidissement du gaz dominé par exemple par H_2 .

5.1.2 Photoionisation par sources X

Les résultats des modèles développés pour la galaxie I Zw 18 ont de profondes implications concernant la quantité et distribution de gaz moléculaire (§2.3.3) et la topologie du MIS (§3.2.3). Ces modèles montrent indiquent que **la phase neutre n'est pas chauffée par effet photoélectrique mais par l'ionisation due aux rayons X de la source ultralumineuse X située dans l'amas stellaire** (Lebouteiller et al., 2017). Cependant, ce résultat extrême n'est possible que parce qu'I Zw 18 possède un rapport gaz-sur-poussière élevé (1000 fois supérieur à la Voie Lactée tandis que la métallicité n'est que de $1/35 Z_{\odot}$). Un rapport gaz-sur-poussière 2 – 3 fois moins élevé pourrait suffire à obtenir un chauffage par effet photoélectrique significatif voire dominant.

Comme il est par ailleurs connu que les sources X binaires massives sont plus lumineuses et plus nombreuses à faible métallicité (par ex ; Linden et al. 2010; Brorby et al. 2015), il est

possible que le chauffage par photoionisation par les rayons X soit un mécanisme assez commun dans les galaxies pauvres en métaux, et peut-être aussi à grand *redshift*.

- R** C'est l'émission du disque d'accrétion qui ionise et chauffe le MIS alentour, et ce sont donc les trous noirs dans les binaires X qui sont les principaux acteurs. Or, la faiblesse des vents stellaires à faible métallicité, due à la faible opacité, limite la perte de masse et permet d'obtenir des trous noirs plus massifs (Heap et al., 2019).

À faible métallicité le chauffage par effet photoélectrique diminue de par la plus faible abondance en poussière tandis que le chauffage par photoionisation augmente. Il s'agit maintenant d'identifier les domaines en rapport gaz-sur-poussière et luminosité X pour lesquels la photoionisation doit être prise en compte, y compris dans les simulations. C'est l'objet d'une étude qui étend l'analyse fait pour I Zw 18 à tout le DGS (§6.1).

5.1.3 Chocs

Les chocs doivent aussi être considérés comme mécanismes potentiels de chauffage. Contrairement à l'effet photoélectrique dû au champ de rayonnement UV, les sources d'énergies mécaniques sont parmi les plus incertaines et les plus difficiles à contraindre. Tandis que les raies de la molécule CO permettent de calculer le contenu en gaz moléculaire (§2), la forme du spectre d'énergie des différentes transitions CO est un outil permettant de distinguer les mécanismes d'excitation des régions de photodissociation. Nous avons ainsi mené un travail en deux volets concernant l'analyse de la distribution spectrale d'énergie des raies CO dans plusieurs régions de formation stellaire dans le GNM.

En utilisant le spectre d'énergie observé par l'instrument SPIRE/FTS à bord d'*Herschel* ainsi que plusieurs modèles (Meudon-PDR pour la photodissociation; Le Petit et al. 2006, Paris-Durham pour les chocs; Flower and Pineau des Forêts 2003), nous avons tout d'abord montré que dans une région du GNM (N 159), pourtant peuplée d'étoiles massives et de la source X la plus brillante du GNM, les nuages moléculaires sont principalement chauffés par l'effet mécanique de chocs type C de faible vitesse ($10 - 20 \text{ km s}^{-1}$) (Lee et al., 2016). Ce résultat (Fig. 5.5) confirme ceux que nous avons obtenu à plus grande échelle spatiale dans la galaxie M 83 (Wu et al., 2015) et indique que l'origine des chocs est probablement macroscopique (par ex: effets de marée). L'influence des chocs est importante seulement dans le cœur dense où CO émet, mais pas dans les régions de photodissociation dominée par l'émission de (C II) et (O I) où le principal mécanisme de chauffage est l'effet photoélectrique sur les grains de poussières et les PAHs. Les modèles PDR ne peuvent en effet pas reproduire à la fois les raies (C II), (O I), le CO et la luminosité IR et il est nécessaire de considérer un modèle combiné PDR+chocs.

Nous avons ensuite confirmé et approfondi ce résultat en analysant la région 30 Dorade du GNM (Lee et al. 2019; Fig. 5.6). Là encore, les rayons X et les rayons cosmiques ne suffisent pas à expliquer l'émission des raies CO, et le modèle final inclut une PDR de faible densité où (C II) et (O I) émettent et des fragments moléculaires denses ($\sim 10^{4-6} \text{ cm}^{-3}$) de l'ordre du parsec dont le spectre CO est expliqué par des chocs de faible vitesse ($5 - 10 \text{ km s}^{-1}$). L'analyse spatiale montre que les variations du spectre des raies CO reflètent des variations de densité et température des nuages plutôt que des variations du mécanisme ou des mécanismes d'excitation. Il semble donc difficile d'utiliser les raies CO pour étudier les sources de chauffage autres que les chocs. Ceux-ci ne sont pas dus aux sources stellaires mais probablement à l'interaction à grande échelle spatiale entre la Voie Lactée et les Nuages de Magellan.

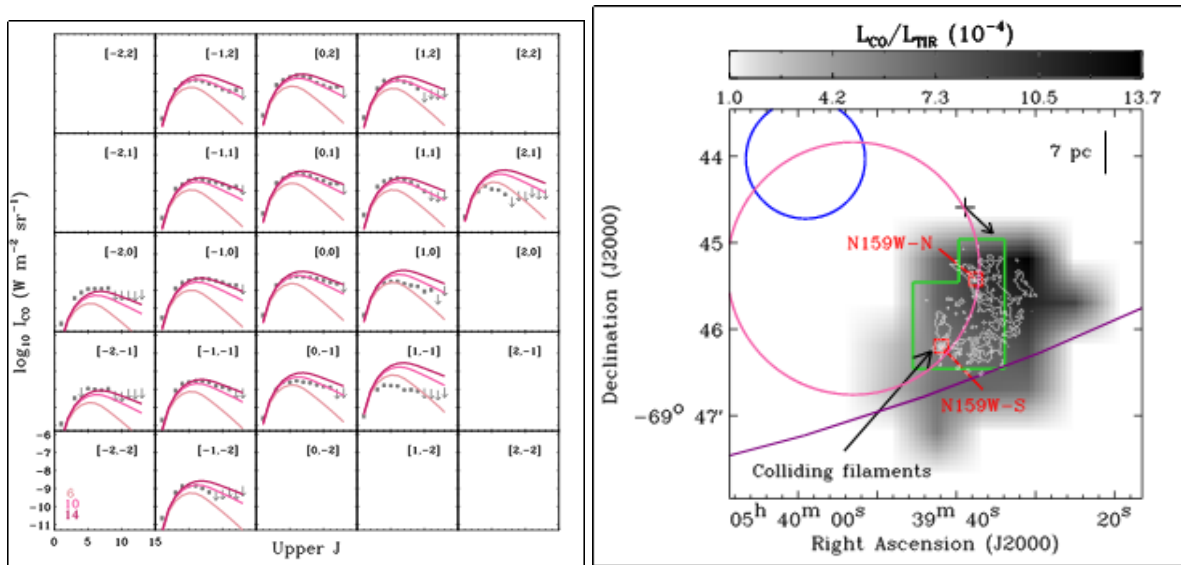


Figure 5.5: **À gauche**, illustration des spectres d'énergies des transitions CO dans la région N159 du GNM, avec l'intensité en fonction du niveau et avec les courbes indiquant différentes vitesses de chocs (Lee et al., 2016). **À droite**, la région étudiée (en vert) se trouve au bord d'une superbulle H I, mais il est probable que l'interaction entre le GNM et la Voie Lactée produise aussi des chocs de faible vitesse. Dans tous les cas, un choc à grande échelle spatiale est l'explication la plus plausible.

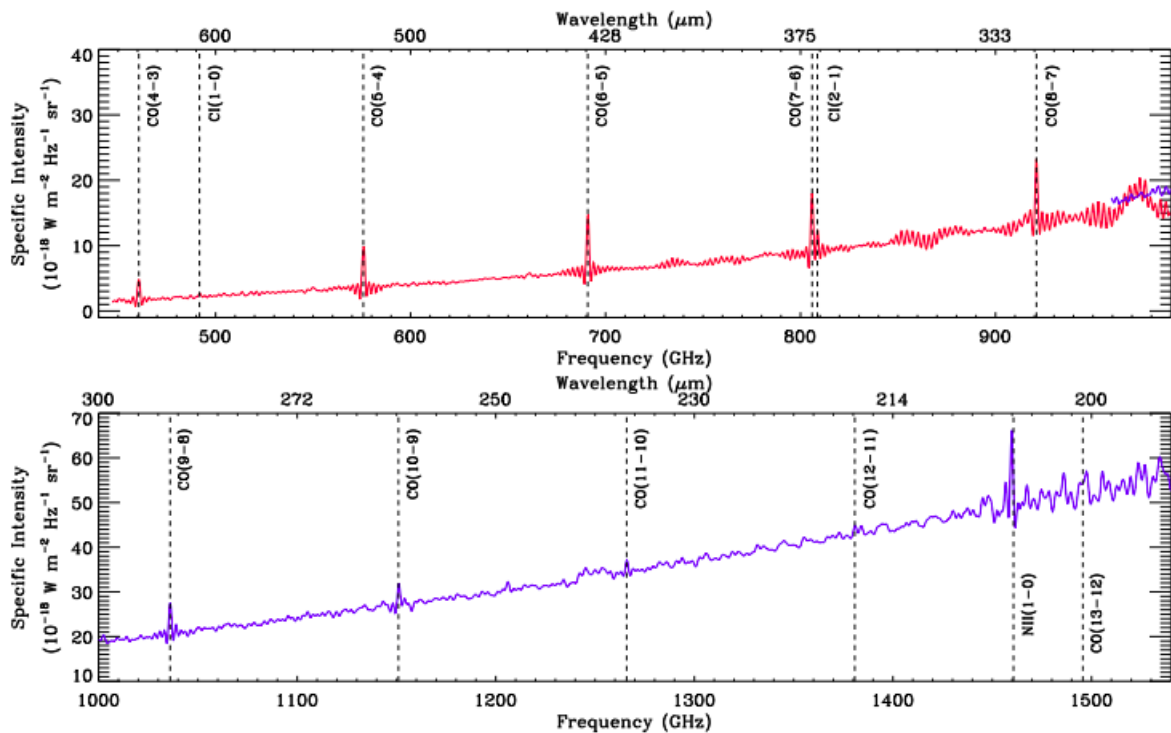


Figure 5.6: Spectre d'émission CO vers une des positions de 30Dorade (Lee et al., 2019).

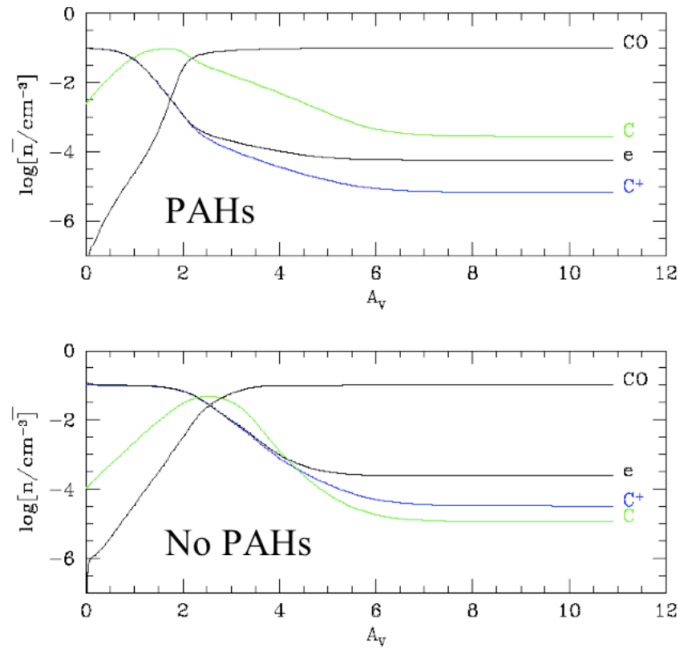


Figure 5.7: Conséquence de la présence ou non de PAHs dans une région de photodissociation (d’après les modèles de Kaufman et al. 2006).

5.2 Traceurs de la formation stellaire à faible métallicité

5.2.1 Abondance et photodestruction des PAHs

Les PAHs sont des molécules aromatiques principalement observées dans les régions de formation d’étoiles où elles sont chauffées de manière stochastique par les étoiles massives. Nous avons publié un atlas des PAHs dans des galaxies à flambée de formation d’étoiles qui montre en détail les bandes d’émission observables dans ces objets (Bernard-Salas et al., 2009). L’émission des PAHs a déjà été détectée jusqu’à des *redshifts* $\sim 2 - 3$, ce qui correspond au pic de formation des galaxies (par ex: Teplitz et al. 2007; Shivaie et al. 2017).

Puisque les PAHs émettent dans les régions de photodissociation, les PAHs sont potentiellement des traceurs intéressants de la formation stellaire. De plus, leur émission trace le chauffage du gaz neutre et leur contribution à l’effet photoélectrique est probablement dominante sauf dans des cas extrêmes (§5.1.1). L’abondance des PAHs dans les régions de photodissociation contrôle en partie la fraction d’électrons libres, avec d’importantes conséquences sur les émissions relatives de (C II) et (C I) (Fig. 5.7).

En outre, l’émission des PAHs des galaxies est corrélée à l’émission totale IR, ce qui nous a permis d’identifier, grâce au télescope *Spitzer*, quelques unes des galaxies les plus lumineuses jamais détectées en utilisant une relation entre l’émission des PAHs et l’émission IR totale qui correspond à l’énergie émise par les étoiles massives dans l’UV et l’optique et redistribuée dans l’IR par les grains de poussière (Sargsyan et al., 2011; Sargsyan et al., 2012; Khan et al., 2009).

L’utilisation des PAHs pour tracer la formation stellaire à plus faible métallicité est plus problématique (par ex: Calzetti et al. 2007 et l’abondance des PAHs dans de tels environnements reste mal connue (Engelbracht et al., 2005; Wu et al., 2006). Il semble désormais que les PAHs ne sont pas détectés dans les sources moins métalliques que $1/6 Z_{\odot}$, mais l’influence combinée de la faible abondance en carbone (limitant leur formation) et du champ de radiation (les détruisant) n’est pas bien contrainte.

J’ai donc cherché à comprendre l’émission des PAHs et l’influence de la métallicité

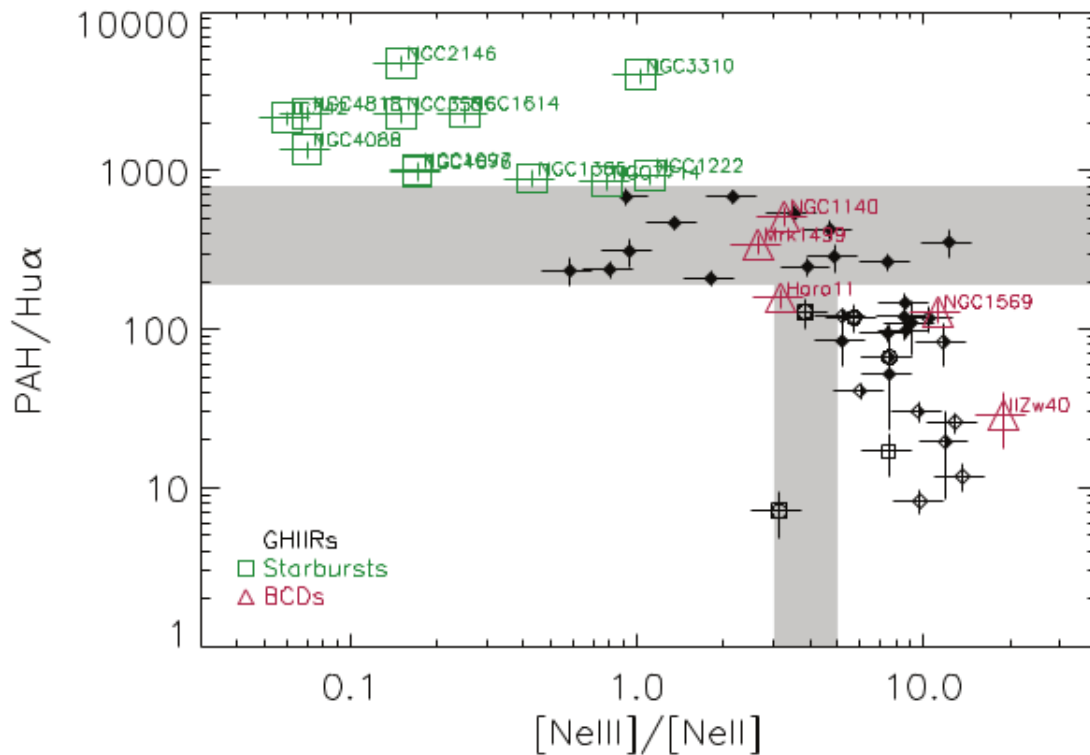


Figure 5.8: Le rapport PAH/gaz ionisé (raie de recombinaison Humphreys α) ne dépend que peu de la métallicité mais plutôt des conditions du champ de radiation, en particulier l'énergie des photons tracée ici par le rapport de raie $(\text{Ne III})/(\text{Ne II})$ (Lebouteiller et al. 2011a). Les différents points noirs représentent des PDRs et des régions ionisées dans plusieurs régions du PNM et du GNM. Les triangles représentent les galaxies bleues compactes et les carrés représentent les galaxies *starburst* (plus riches en métaux que les galaxies bleues compactes et comprenant une émission diffuse supplémentaire).

en observant avec *Spitzer* plusieurs régions H II géantes dans la Voie Lactée et dans les Nuages de Magellan. Puisque les abondances chimiques sont uniformes dans chaque région (Lebouteiller et al. 2008; §4.2), les variations de l'émission des PAHs dans une même région ne sont dues qu'aux conditions physiques locales. J'ai pu par conséquent comparer l'influence des conditions physiques dans plusieurs objets se trouvant dans des environnements chimiques différents (jusqu'à $1/5 Z_{\odot}$ pour le PNM).

Nous avons d'abord montré que les PAHs sont détruits par les photons énergétiques dans le gaz ionisé de la région NGC 3603 dans la Voie Lactée (Lebouteiller et al., 2007). Ces résultats rappellent ceux obtenus par Madden et al. (2006) avec ISO et ont permis de montrer le phénomène de photo-destruction à des échelles encore inexplorées dans une région H II géante. Ceci a été possible grâce à la meilleure résolution spatiale de *Spitzer* par rapport à ISO et aussi grâce à de nouvelles techniques d'extraction pour les sources étendues dont je suis à l'origine (résumées dans un papier spécifique: Lebouteiller et al. 2010). La même méthode a été employée pour analyser d'autres régions H II dans les Nuages de Magellan (Whelan et al., 2013).

J'ai ensuite comparé le processus de photodestruction dans divers environnements chimiques (Lebouteiller et al., 2011a). Nous trouvons que l'intensité des PAHs dépend peu de la métallicité, mais dépend des variations locales du champ de radiation (et en particulier de l'énergie des photons; Figure 5.8). Nous avons à cette occasion comparé les propriétés résolues de ces régions H II géantes avec celles de galaxies proches mais non résolues: les galaxies bleues compactes et les galaxies *starburst* (plus poussiéreuses et plus métalliques).

Les galaxies bleues compactes ont des propriétés similaires à celles du gaz ionisé dans les régions H II (voir aussi Hao et al. 2009). Puisqu'il est probable que les galaxies peu massives dans l'Univers jeune aient un champ de radiation au moins aussi énergétique que les galaxies bleues compactes, on s'attend à une détection difficile des PAHs dans ces objets. D'un autre côté, les galaxies à flambée de formation d'étoiles ont des propriétés similaires aux régions de photodissociation (PDRs) mais présentent une émission supplémentaire provenant probablement du gaz diffus neutre (voir aussi Haas et al. 2002). Une telle contamination limite l'utilisation des PAHs pour tracer le taux de formation stellaire.

Même si l'on a pu isoler l'effet du champ de radiation et de la destruction des PAHs dans le gaz ionisé dans des régions proches, et même si nos résultats suggèrent que les galaxies bleues compactes et *starburst* suivent au moins en partie cette dépendance, il est à noter que les variations de l'abondance des PAHs à l'échelle de galaxies semble dépendre plus de la métallicité que de l'intensité du champ de radiation (Galliano et al. en préparation). C'est donc à la fois le mécanisme de formation des PAHs et la dépendance du champ de radiation en fonction de la métallicité qui semble dominer l'abondance des PAHs globalement.

5.2.2 Raies de refroidissement

La plupart des raies de refroidissement peuvent être utilisées comme traceurs de la formation stellaire à condition que le chauffage du gaz soit lié à l'énergie injectée par les étoiles massives dans le MIS, soit directement (par ex: photoionisation dans les régions H II, effet photoélectrique dans le gaz neutre) soit indirectement (par ex: photoionisation par sources X compactes mais dont le nombre et la luminosité sont corrélées avec la luminosité stellaire). Le chauffage mécanique peut aussi être un mécanisme indirect lié à la formation stellaire si les chocs sont dus aux vents stellaires ou aux supernovæ plutôt qu'à des phénomènes de grandes échelles (par ex: effets de marée; §5.1.3). Mes travaux sur les raies de refroidissement en IR ont naturellement mené à des comparaisons entre leur luminosité et le taux de formation stellaire. Plus généralement, j'ai cherché à comprendre l'origine de ces raies et à comprendre le lien entre le chauffage et le refroidissement, notamment en ce qui concerne (C II) (§2.3.3).

Nos premiers résultats sur l'échantillon des galaxies naines du DGS suggèrent que (C II) $157 \mu\text{m}$ n'est pas nécessairement la raie la plus brillante dans l'IR lointain, contrairement aux galaxies plus riches en métaux (par ex: Stacey et al. 1991; Madden et al. 2011). Dans les galaxies naines, nous avons trouvé que la raie du gaz ionisé (O III) $88 \mu\text{m}$ est souvent la plus brillante, parfois même autant que la raie optique $H\alpha$. (O III) $88 \mu\text{m}$ trace un milieu plutôt diffus, et est donc très sensible à la pénétration des photons UV dans le MIS. Nos résultats sont compatibles avec l'hypothèse que le MIS est relativement plus poreux à faible métallicité, ce que j'ai mis en évidence dans une région résolue spatialement dans le GNM (Lebouteiller et al. 2012b; voir aussi §3.2). On voit alors que la raie (O III) $88 \mu\text{m}$ est potentiellement un traceur important de la formation stellaire récente, en particulier dans les galaxies lointaines. Cette raie peut être observée avec ALMA pour des *redshifts* plus grand que 2.4 (par ex: Harikane et al., 2020b) et, l'observation de galaxies proches doit permettre de mieux interpréter l'émission de (O III) à grand *redshift*.

Nous avons testé la capacité de raies de refroidissement en IR ((C II), (O I), (O III), etc...) à tracer le taux de formation stellaire dans des galaxies ultralumineuses en IR, dans des galaxies à noyau actif, et dans des galaxies spirales et naines (De Looze et al., 2014b). Nous montrons que la raie (C II) n'est pas un bon traceur du taux de formation stellaire à faible métallicité (Fig. 5.9), ce qui est vraisemblablement dû à la prédominance du milieu diffus (§3.2.3). Nous calibrons aussi l'utilisation de plusieurs raies, y compris dans les galaxies avec un noyau actif, ce qui fait suite à d'autres études spécifiques centrées sur l'utilisation de (C II) dans ces galaxies (Sargsyan et al., 2014).

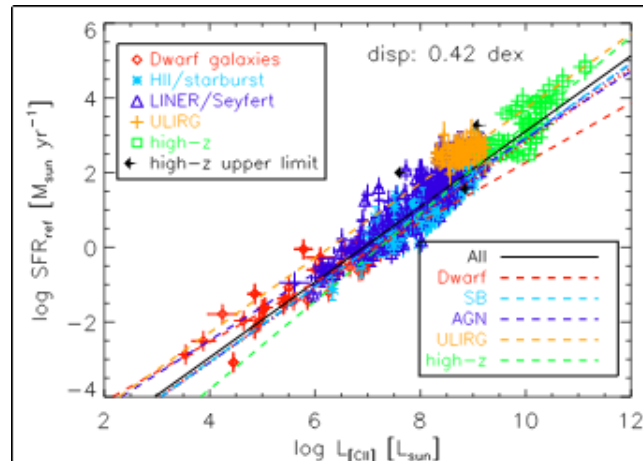


Figure 5.9: Relation entre la luminosité de la raie (C II) et le taux de formation d'étoiles dans des galaxies de divers types (De Looze et al., 2014b). La corrélation est bonne mais les galaxies peu métalliques (en rouge) sont statistiquement décalées, ce qui est dû à une contribution supplémentaire à l'émission (C II) qui n'est pas reliée au champ de rayonnement des étoiles jeunes.

Le cas de la galaxie bleue compacte I Zw 18 est une nouvelle fois intéressant à mettre en avant. Dans cette galaxie, les raies (C II) et (O I) proviennent d'un gaz neutre chauffé non pas par effet photoélectrique mais par la photoionisation d'une source X (§5.1.2). Ce résultat met en doute l'utilisation de (C II) et (O I) comme potentiels traceurs de la formation stellaire. Pourtant, le taux de formation stellaire calculé à partir de (C II) en utilisant les calibrations classiques (Fig. 5.9) n'est qu'un facteur 5 plus petit que celui calculé via $H\alpha$, $UV+24\ \mu\text{m}$ ou la luminosité radio. La nature de la source X dans I Zw 18 est mal connue, mais il est intéressant de constater qu'une corrélation existe entre le taux de formation stellaire et la luminosité des sources X binaires de grande masse (Grimm et al., 2003). Ces dernières impliquent des étoiles massives ($\gtrsim 8 M_{\odot}$) en fin de vie sur des échelles de 10^{6-7} Myr, et la corrélation observée n'est donc pas surprenante. Si l'on inclut les effets de métallicité (Linden et al., 2010; Fragos et al., 2013; Mapelli, 2013), I Zw 18 est en accord avec la relation entre le taux de formation stellaire et la luminosité X. Ainsi, même si (C II) et (O I) ne sont pas directement liés au gaz chauffé par les étoiles massives, elles peuvent cependant tracer le taux de formation stellaire.

5.3 Outflows dans les galaxies ultralumineuses en IR

En parallèle de mes recherches sur les relations entre le MIS et la formation stellaire en fonction de la métallicité, je me suis également attelé à [comparer les galaxies de divers types](#) (ultralumineuses en IR - ULIRGs, en interaction, avec noyau actif etc...) de manière à (1) isoler les effets de la métallicité et (2) mieux comprendre les traceurs du MIS et leur relation avec les composantes des galaxies. J'ai ainsi participé à de nombreux travaux sur les [spectres IR de galaxies ultralumineuses en IR](#) (avec $L_{\text{IR}} > 10^{12} L_{\odot}$), notamment via le programme HERUS (*Herschel ULIRG Survey*; PI. Farrah) pour lequel j'étais le responsable de la spectroscopie *Herschel*/PACS. HERUS est un échantillon limité en flux à $24\ \mu\text{m}$, qui fut le programme extragalactique *Herschel* le plus long du Cycle 1 avec 200h.

Les galaxies ultralumineuses en IR à *redshift* zéro sont le fruit d'une coalescence et les raies de refroidissement fournissent des diagnostics importants sur le mécanismes d'excitation (champ de radiation stellaire et/ou noyau actif) et sur la compacité des régions de formation stellaire (Farrah et al., 2013; Clements et al., 2018). Grâce aux données HERUS, nous avons par exemple étudié les *outflows* de gaz moléculaire et montré que 2/3 des galaxies ultralumineuses en IR doivent posséder un noyau actif encore relativement enfoui et non-déecté

pour expliquer les *outflows* observés (Spoon et al., 2013; González-Alfonso et al., 2017). Nous avons aussi pu faire un suivi en CO et montré que l'excitation du CO requérait d'autres mécanismes que la formation stellaire (chocs ou XDR associée au noyau actif; Pearson et al. 2016).

6. Perspectives

6.1 Propriétés et influence des sources X dans les galaxies naines

Grâce aux télescopes *Chandra* et *XMM-Newton*, la caractérisation des sources X lumineuses dans les galaxies de faible masse connaît un intérêt grandissant. Il s'agit par exemple de savoir si un noyau actif peut se former dans de telles galaxies et quelles peuvent-être les conséquences sur leur évolution future. Les trous noirs de masse intermédiaire peuvent donner des renseignements utiles sur la formation de trous noirs supermassifs tels qu'on les observe dans les galaxies massives, mais ils restent difficiles à observer et leurs signatures devraient être plus faciles à observer dans les galaxies naines (Mezcua et al., 2018).

D'autre part, comme mes travaux l'ont montré, les sources X peuvent avoir une influence profonde sur l'équilibre thermique du MIS de galaxies de très faible métallicité et avec une faible abondance de poussière (Lebouteiller et al. 2017, §5.1.2). Il est même plausible que cette influence se traduise aussi par une régulation du taux de formation stellaire, via une inhibition de la formation de nuages interstellaires froids. En parallèle, des preuves observationnelles et théoriques s'accumulent indiquant que les sources X ultralumineuses sont plus nombreuses et plus brillantes dans les galaxies peu métalliques (par ex: Mapelli 2013; Brorby et al. 2015). Il devient donc urgent de mieux comprendre l'influence de tels objets sur le MIS des galaxies pauvres en métaux, a fortiori car c'est un phénomène probablement commun pour les galaxies primordiales.

Dans les prochaines années, je compte progresser dans l'étude des sources X dans les galaxies naines, en utilisant un échantillon de galaxies naines observées par *Chandra* et *XMM-Newton*. Bien que les échantillons actuels utilisés par notre équipe incluent de nombreuses données multi-longueurs d'onde, les données X sont encore manquantes. Je m'attellerai donc dans un premier temps à rassembler les données pour obtenir le plus grand échantillon statistique possible, de manière à obtenir une large gamme de luminosité X, rapport poussière/gaz, métallicité, masse de gaz etc... Dans un second temps, je construirai les modèles à la fois des sources X et du MIS comme je l'ai fait dans Lebouteiller et al. (2017). L'étude cohérente de nombreuses galaxies requiert un outil statistique fiable que j'ai commencé à mettre en place (§3.2.4).

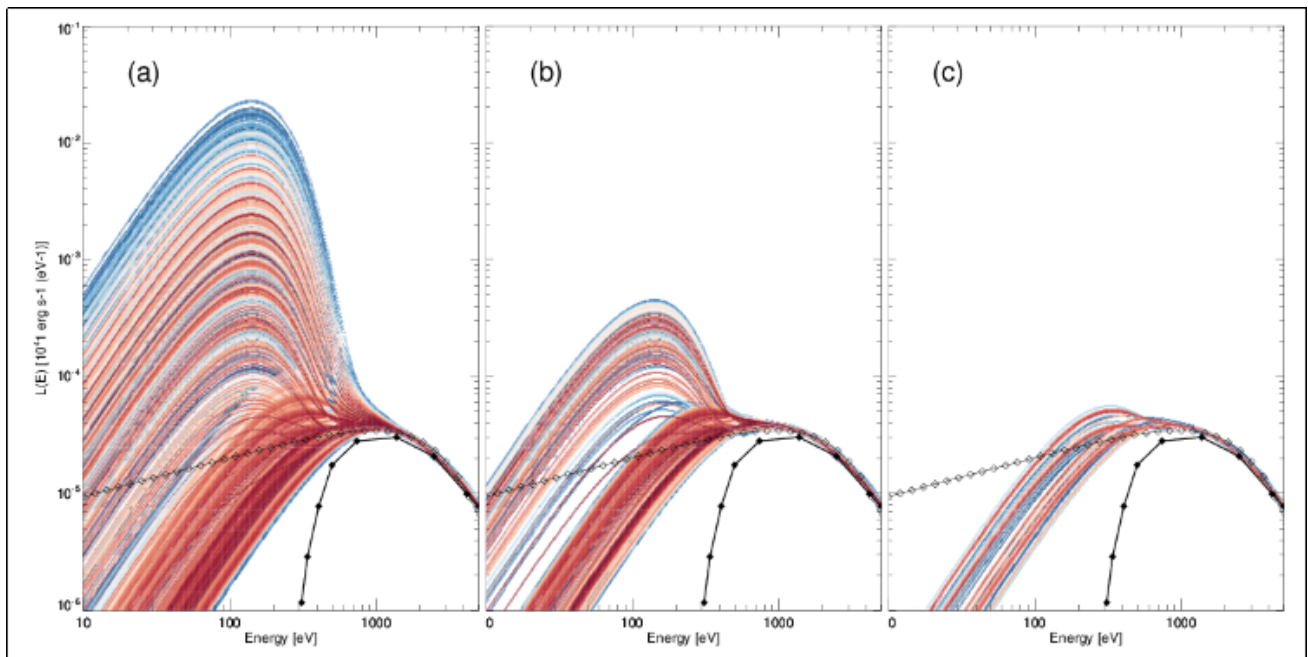


Figure 6.1: Spectre observé (absorbé) en X mous de la galaxie naine I Zw 18 (trait épais+diamants remplis), modèle d'un disque d'accrétion (tirets+diamants vides), et modèles du spectre X intrinsèque qui sont compatibles avec les observations (en couleurs) (Lebouteiller et al., 2017). **À gauche**, on peut voir tous les modèles compatibles, **au centre** ceux qui satisfont en plus à une contrainte supplémentaire sur la densité de colonne H^0 mesurée avec Hubble, et **à droite** ceux qui satisfont en plus à la limite supérieure sur l'émission de (Ne v) avec Spitzer. Cette figure montre que les signatures de la source X sur le MIS peuvent permettre de contraindre la nature de la source X (ici un disque d'accrétion). NB: le désaccord au-dessous de 120 eV est dû au fait que ces énergies ne sont pas détectées dans les observations et n'ont donc pas été modélisées.

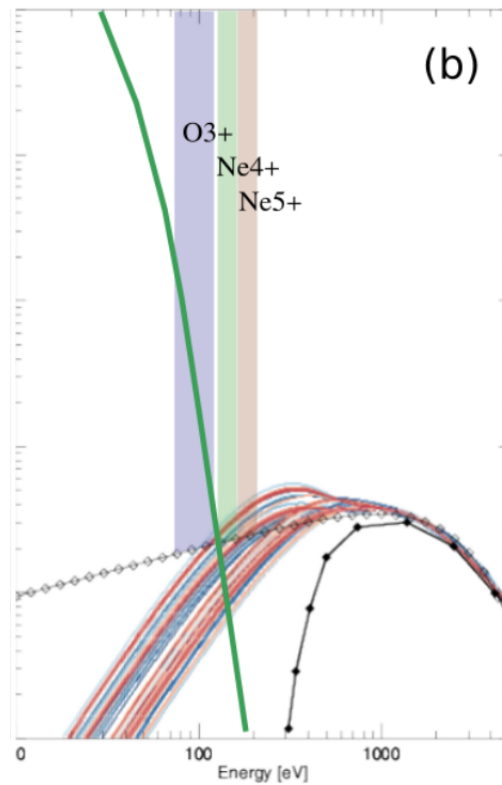


Figure 6.2: Illustration des traceurs du MIS permettant de contraindre une partie du spectre X. La courbe verte montre le spectre stellaire.

L'objectif principal sera d'identifier le **domaine de prédominance du chauffage du gaz par les rayons X** et les **conséquences sur l'histoire du taux de formation stellaire**. Un second objectif consistera à contraindre les **propriétés des sources X (nature et masse)** en utilisant leurs **signatures dans le MIS**. En effet, il apparaît que les sources X ultralumineuses sont responsables de l'émission de raies très ionisées comme (Ne v) (potentiel d'ionisation de Ne^{3+} : 97 eV), observable dans les spectres optique et IR moyen. Ainsi, j'ai montré que la modélisation complète du MIS dans IZw 18 permet de contraindre la forme du spectre X mou et donc (1) de restreindre la nature et la masse de l'objet compact et (2) de considérer un spectre intrinsèque adéquat pour la modélisation du MIS (Lebouteiller et al., 2017) (voir Figs. 6.1, 6.2).

Cette démarche qui fait le lien entre la physique des objets compacts et le MIS est une approche originale qui n'avait que peu évoluée depuis les travaux pionniers de Pakull and Angebault (1986). Il est aussi à noter qu'ATHENA (lancement prévu 2028) sera une mission tout à fait adaptée à l'observation d'objets compacts de masse intermédiaire ou de masse stellaire dans les galaxies proches et devrait permettre de distinguer entre des trous noirs et des étoiles à neutron pulsantes et accrétantes. Un des enjeux est de pouvoir apporter suffisamment de contraintes pour que les simulations aux échelle du kpc puissent prendre en compte les effets des sources X et étudier les conséquence théoriques sur le contenu en gaz moléculaire et la formation stellaire.

6.2 Formation stellaire et H₂

La question de l'importance du gaz moléculaire dans le processus de formation stellaire à faible métallicité est toujours plus pressante. Il est crucial de continuer à identifier des régions de formation stellaire où le gaz moléculaire (incluant le gaz moléculaire sombre en CO) est peu abondant, mais il est tout aussi crucial de commencer à **examiner l'évolution temporelle**

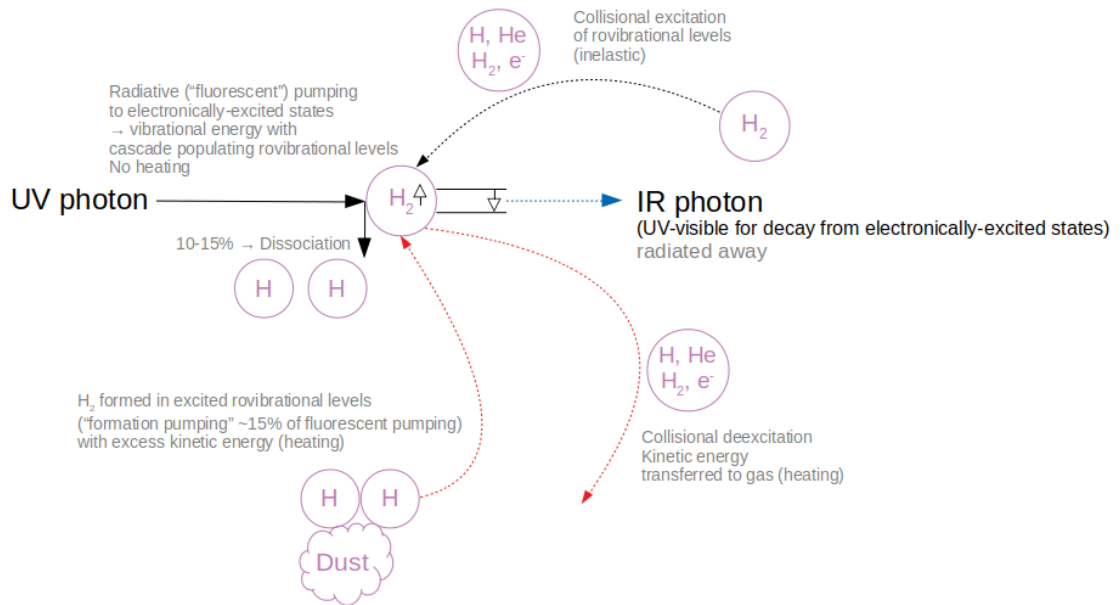


Figure 6.3: Schéma illustrant les divers processus de refroidissement et chauffage liés à la molécule H_2 .

de l'abondance de H_2 , des premiers instants où les étoiles se forment aux derniers où le nuage progéniteur est détruit (§2.1). Il faut pour cela accéder à des observations de régions nécessairement moins brillantes dans les traceurs du MIS. .

En parallèle, il faut pouvoir mieux contraindre la distribution de ce gaz moléculaire quand il est présent. Ainsi, indépendamment des contraintes sur le gaz moléculaire sombre en CO, on sait que le gaz moléculaire est présent même à très faible métallicité car il est observé directement en IR proche/moyen (§2.2.2; Fig. 6.3). Il s'agit maintenant d'étendre ces observations et détections aux autres objets extrêmes comme I Zw 18. Des observations JWST sont prévues à cet effet et plus tard avec ELT/METIS. Si le gaz moléculaire est principalement distribué en petits fragments denses, [la couche de \$H_2\$ chaud est probablement le meilleur traceur pour identifier, localiser et caractériser ces fragments.](#)

Enfin, les raies IR de H_2 sont potentiellement des traceurs prometteurs du gaz moléculaire sombre en CO puisque celui-ci émet dans une phase relativement chaude (Togi and Smith, 2016). En combinant l'échantillon du DGS, des analyses spectrales de haute qualité, et des modèles de photoionisation poussés, il devrait être possible d'évaluer H_2 en tant que traceur du gaz sombre en CO à très faible métallicité. La topologie du MIS et la présence de petits fragments est un élément essentiel à prendre en compte dans les modèles.

Que ce soit pour l'observation de sources faibles, de petits fragments H_2 , ou pour détecter H_2 directement et indirectement (par: via la molécule HD), les futurs observatoire IR (JWST, *Origins*, ELT) auront un rôle important à jouer. À ceci il faut aussi ajouter les possibilités offertes par l'étude des profils de vitesse de raies comme (C II) et (O I) avec SOFIA/GREAT. Les observations CO (par ex: ALMA) et H I (par ex: ASKAP) permettent d'envisager plusieurs comparaisons intéressantes qui peuvent contribuer à la compréhension de l'origine de (C II) et de son pouvoir de diagnostic, en particulier en ce qui concerne le gaz sombre en CO (§2.3).

6.3 Construction de nouveaux modèles et nouveaux échantillons

Alors que *Spitzer* et *Herschel* ont révolutionné nos connaissances du gaz et de la poussière dans les galaxies de faible métallicité, il est temps de propager et généraliser les efforts faits pour modéliser et comprendre les mécanismes responsables de l'émission des traceurs IR. Il faut ainsi chercher à obtenir une méthode globale qui considère d'autres contraintes. Dans l'étude de Lebouteiller et al. (2017) nous avons commencé à utiliser les contraintes optiques et IR simultanément, avec des synergies évidentes:

- Les deux domaines donnent accès à (Ne v) qui trace la présence et influence des sources X.
- He II (optique) et (O IV) (IR) tracent la partie extrême-UV du spectre incident.
- L'IR donne accès au gaz neutre.
- Les raies excités par collisions en optique et IR ont des densités critiques différentes, permettant de mieux contraindre la structure du gaz.
- L'étude combinée IR+optique permet de mieux prendre en compte l'extinction dans les modèles.
- Les raies de H₂ les plus brillantes se trouvent en IR moyen et proche.

Il est maintenant important de rassembler ces différents traceurs pour un grand échantillon de galaxies très pauvres en métaux, en saisissant les opportunités données par les relevés actuels et futurs (SDSS, Euclid...) permettant d'identifier de nombreuses et nouvelles sources et de mieux échantillonner les paramètres physiques (Fig. 1.8).

La multiplication de nouveaux traceurs est une aubaine pour les modèles à condition que la configuration des différentes composantes soit suffisamment réaliste (§3.2). Les modèles utilisant uniquement les raies optiques ou IR sont rarement analysés a posteriori pour s'assurer que les paramètres déduits fournissent un accord pour les traceurs à d'autres longueurs d'onde. De la même manière, les valeurs prédites par les modèles pour des traceurs observés mais non-détectés sont rarement vérifiées. Idéalement, **il faut générer un spectre synthétique incluant tous les traceurs considérés dans le modèle pour le comparer aux observations**. C'est une étape difficile mais nécessaire que je compte mettre en place prochainement.

Il faut aussi être prudent quant à l'utilisation de modèles simples avec une population stellaire centrale et des profils de densité ou pression simplifiés, surtout quand ceux-ci doivent prédire des quantités qui dépendent de la structure globale d'une galaxie, comme la fraction d'échappement des galaxies. Ainsi, les modèles présentés jusqu'alors (§3.2) considèrent essentiellement que les traceurs du gaz neutre et du gaz ionisé d'une galaxie à flambée de formation d'étoiles correspondent à une région H II géante. Dans beaucoup de cas, en particulier dans le DGS, cette hypothèse est tout à fait valable, mais il faut aussi envisager plusieurs populations stellaires avec une histoire de formation stellaire distincte et la présence de gaz diffus ionisé et neutre. Par exemple, dans les secteurs bornés par la matière, il est clair que les photons s'échappant effectivement de la région H II vont à terme interagir avec un gaz diffus dont la distribution est assez mal connue. Les observations *Hubble* que j'ai obtenues récemment doivent par exemple permettre de mesurer le taux de refroidissement du gaz neutre dans les régions de formation d'étoiles mais aussi dans le milieu diffus (§2.3.4).

On voit par ailleurs que **ces modèles se rapprochent petit à petit des simulations de galaxies et il est intéressant de constater que, tandis que les simulations améliorent progressivement le transfert radiatif et les mécanismes de chauffage du MIS, les modèles de photoionisation et photodissociation améliorent progressivement leur traitement des différentes phases et de leur topologie**. Il est important, je pense, de continuer dans ces deux voies simultanément pour que chaque domaine profite des résultats et avancées de l'autre. Enfin, les modèles développés initialement pour les galaxies proches sont de plus en plus utilisés pour les galaxies à grand *redshift* à mesure que des observatoires comme ALMA ou IRAM/NOEMA donnent

accès à des raies comme (O III) et (C II). Les outils que j'ai mis en place (§7.5) ont été pensés pour être appliqués non pas seulement aux galaxies proches mais aussi aux observations de galaxies lointaines. L'implémentation de modèle topologiques 1D est également une alternative intéressante aux modèles 3D (par ex: Ercolano et al. 2003) qui requièrent une connaissance a priori de la distribution des sources ionisantes et du gaz.

6.4 Formation stellaire dans les Nuages de Magellan

J'ai commencé depuis quelques années à m'intéresser au processus-même de la formation stellaire, à petite échelle spatiale, dans les filaments de poussières et gaz dense tels qu'*Herschel* les a découvert (par ex: André et al. 2010). Je m'intéresse par exemple à la formation d'étoiles massives provoquée par la collision de filaments détectés en CO avec ALMA, comme nous l'avons montré dans le GNM (Fukui et al., 2015; Indebetouw et al., 2013). Je fais aussi partie du relevé DeGAS-MC (PI. Galametz) qui cherche à mesurer le gaz dense dans les Nuages de Magellan via HCN et HCO⁺ qui sont potentiellement de bien meilleurs traceurs du gaz dense où les étoiles se forment que CO (Galametz et al., 2020). Ces diverses collaborations m'ont mené à réfléchir à la mesure de la fonction de masse des coeurs pré-stellaires dans les Nuages de Magellan, pour comparer à la Voie Lactée et ainsi étudier la fragmentation des nuages et l'efficacité de la formation stellaire en fonction de la métallicité.

Alors que la plupart de mes travaux concernent des régions peuplées d'étoiles jeunes et massives et leur impact sur le MIS, l'observation des proto-étoiles ou des proto-amas dans les galaxies très peu métalliques en est encore à ses balbutiements. Les régions observées par ALMA dans les Nuages de Magellan sont cependant de plus en plus nombreuses, y compris dans plusieurs propositions dont je suis le principal investigateur ou co-investigateur (§2.2.1). Toutefois, ces observations sont pour la plupart destinées à l'observation de CO et non du gaz plus dense associé plus directement à la formation stellaire. D'autre part, ces premières observations n'avaient pas forcément pour objectif de cartographier les filaments de gaz moléculaire tels qu'on les observe dans la Voie Lactée et encore moins mesurer la distribution de masse des coeurs pré-stellaires. Les nouvelles observations de 30 Dorade ont ouvert la voie à l'étude des filaments dans un environnement autre que la Voie Lactée (Indebetouw et al., 2020). Il est maintenant urgent d'étendre ces études à des régions qui ne sont pas dominées par un amas stellaire massif comme 30 Dorade, de façon à mesurer la fonction de masse des coeurs, et de pouvoir d'isoler et d'étudier l'influence de l'environnement (en particulier métallicité et chocs). Les résultats de Motte et al. (2018), montrant que la fonction de masse des coeurs ne serait pas la même pour des régions formant des étoiles massives (suggérant un mélange de différents environnements pour recouvrir la fonction de masse complète), doivent désormais pouvoir être transposés aux régions du Grand Nuage de Magellan.

6.5 Implication et contribution aux futures missions

6.5.1 Infrarouge: JWST, SPICA, *Origins*, ELT/METIS

Mes travaux utilisent les observations (pour la plupart spectroscopiques) comme contraintes pour les modèles de photoionisation et photodissociation. Je considère qu'il est donc important de préparer au mieux les prochaines missions, en particulier spatiales.

Dans un premier temps, JWST fournira de nouvelles contraintes pour les galaxies proches déjà étudiées avec *Spitzer* ou *Herschel*, avec, par exemple, les observations de (Ne V) (§5.1.2) ou H₂ (§2.2.2). De plus, JWST permettra l'observation de traceurs optiques à grand redshift et il sera intéressant de tester les modèles mis en place pour les galaxies proches (§3.2.4).

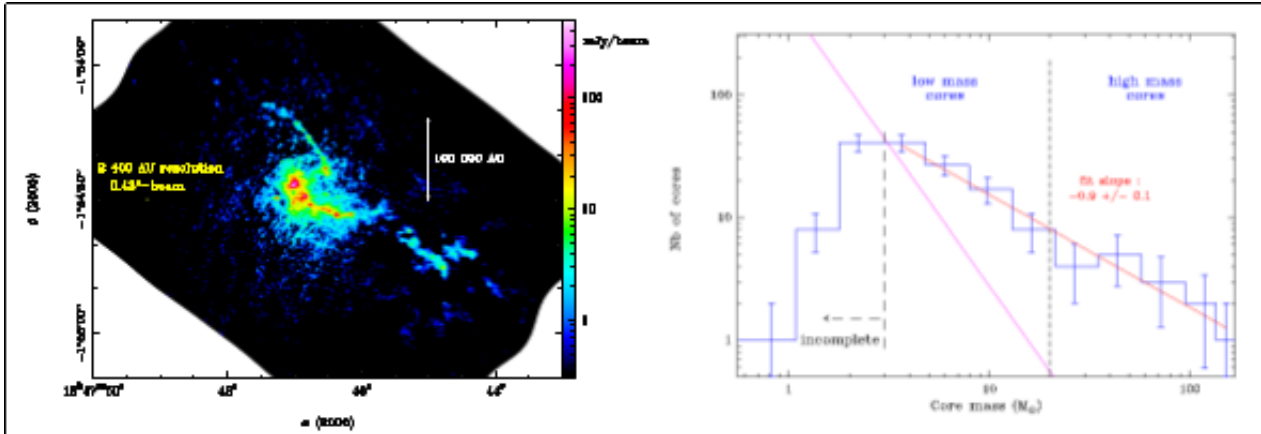


Figure 6.4: La région W43-MM1 (gauche: image ALMA 1.3mm de 3 pc \times 2 pc) contient des centaines de coeurs avec un rayon typique de 2000 AU. À droite, fonction de masse des coeurs du proto-amas (histogramme en bleu; Motte et al. 2018). Dans cette région "mini-starburst", la fonction de masse est plus plate que d'autres fonctions de masse observées dans des régions plus calmes, et plus plate que la fonction de masse initiale (Salpeter, 1955).

Bien que je ne sois pas impliqué officiellement dans JWST, la base de données CASSIS des observations spectroscopiques *Spitzer* a été pensée pour permettre aux futurs observateurs de JWST/MIRI et NIRSpec de préparer les futurs échantillons, de compléter ceux existants et de dégager des tendances à explorer (§7.1, 7.2). De plus, les méthodes d'extraction optimale que j'ai développées pour les modules basse- et haute-résolution de l'IRS sur *Spitzer* peuvent être applicables à l'instrument MIRI.

J'étais impliqué dans la mission SPICA (*SP*ace *I*nfrared *T*elelescope for *C*osmology and *A*strophysics; Roelfsema et al. 2018) qui devait fournir à la communauté IR un télescope que l'on pourrait imaginer comme un *Herschel* ultrasensible avec une couverture spectroscopique continue de l'IR moyen à l'IR lointain. J'étais responsable du groupe de travail concernant le MIS de faible métallicité au sein du groupe travaillant sur les galaxies proches (van der Tak et al., 2018). La mission SPICA était candidate à l'appel M5 de l'ESA et pré-sélectionnée parmi les trois dernières missions candidates. L'ESA a cependant annulé la candidature avant le choix final, de manière inexplicable et inexplicée¹, laissant de jeunes astrophysiciens dans le doute quant à leur futures implications et investissements, et aussi dans le doute quant à la réelle pertinence d'un dossier scientifique pour une mission scientifique quand les décisions sont prises indépendamment. La mission *Origins* proposée par la NASA pour Astro2020 est similaire en certains points à SPICA et pourraient permettre des diagnostics importants concernant en particulier les galaxies peu métalliques à la formation stellaire latente, *Herschel* n'ayant pu observer que des objets brillants dominés par une formation stellaire active.

Enfin, l'ELT doit fournir plusieurs instruments qui permettront une étude détaillée de régions de formation stellaire dans les galaxies proches, dans le visible jusqu'à l'IR proche avec METIS. L'une des applications les plus intéressantes pour les galaxies peu métalliques sera probablement de caractériser à haute résolution spectrale et angulaire les fragments H_2 auparavant identifiés avec JWST (§2.2.2). Une autre application consisterait à établir des diagnostics sur le MIS de galaxies à grand *redshift* avec METIS et l'ELT en général, en utilisant les mêmes techniques utilisées dans l'IR pour les galaxies proches.

¹<https://www.nature.com/articles/d41586-020-03288-z>

6.5.2 Ultraviolet: LUVOIR/POLLUX

Si l'IR lointain pourrait être un domaine qui ne sera plus disponible avant longtemps si les missions *Origins* ou Spektr-M (Millimetron) ne sont pas financées, c'est déjà le cas de l'UV lointain depuis le télescope FUSE (1999-2007) qui faisait lui-même suite à IUE et *Copernicus*.

Le domaine de l'UV lointain est particulièrement utile pour étudier les sources chaudes, en profitant d'un fond relativement peu brillant par rapport aux autres longueurs d'onde, et pour étudier les spectres au repos pour comparaison avec les galaxies à grand *redshift* en optique (par ex: pour le continu Lyman, ou Lyman- α). Cependant, le domaine UV est surtout riche en information sur le MIS. C'est tout simplement le domaine de longueur d'onde qui contient le plus grand nombre de raies d'H, de H₂ et de métaux. L'UV lointain est ainsi le domaine de choix pour étudier le MIS, mais aussi le MCG et le MIG. Les traceurs les plus importants sont H I, H₂, D, CO, CH, C II, C II*, O VI...

Bien que l'instrument COS sur *Hubble* continue à démontrer l'importance de l'UV avec de nombreux résultats à la clé, il faut aussi préparer le futur. Je contribue à la potentielle implication française pour le télescope LUVOIR (Large UltraViolet and InfraRed telescope; proposé par la NASA; The LUVOIR Team 2019), qui serait le véritable successeur de *Hubble* après 2030 (c'est-à-dire un observatoire multi-longueurs d'onde à longue durée de vie). L'instrument proposé par la France est le spectroscopie POLLUX (Bouret et al., 2018; Muslimov et al., 2018) qui permet une résolution jusqu'à $R \sim 10^5$, avec en outre une fonction polarimétrique. Par l'intermédiaire du groupe de travail sur le milieu interstellaire et intergalactique dont je suis responsable, je promeus en particulier l'utilisation de la spectroscopie à haute-résolution pour mesurer les abondances chimiques et les conditions physiques du gaz dans la Voie Lactée et dans les galaxies peu métalliques de l'Univers proche, par l'intermédiaire de plusieurs papiers blancs (Lebouteiller et al., 2019a; Lebouteiller et al., 2019c; Roman-Duval et al., 2019; Gry et al., 2019). En ce qui concerne l'observation du MIS des galaxies proches, LUVOIR et POLLUX permettraient de mesurer les densités de colonne vers des étoiles individuelles et avec une grande résolution spectrale (ce qui ne peut être fait que dans les Nuages de Magellan avec HST) et ainsi pallier aux nombreux biais (Sect. 4.1.2). Grâce à LUVOIR nous pouvons espérer atteindre le même niveau de détail sur la physique du MIS que ce que l'on connaît dans la Voie Lactée (par ex: Jenkins et al. 2000; Jenkins and Tripp 2011; Jenkins and Gry 2020).

Nous proposons une contribution à LUVOIR via le CNES, mais une contribution peut aussi être envisagée via l'ESA dans le cadre de Voyage 2050. Une autre mission spécifique à l'UV, EUVO, est proposée pour Voyage 2050 (Gomez de Castro et al., 2019), ce qui démontre l'intérêt de la communauté pour ce domaine. Enfin, plusieurs autres missions UV sont proposées par différents pays pour faire le lien entre le présent et le futur représenté par LUVOIR ou EUVO, avec notamment WSO-UV, CASTOR ou encore CETUS.

7. Produits pour la communauté

7.1 CASSIS: atlas spectral IR

Spitzer (Werner et al., 2004) est l'un des quatre "Grands Télescopes" de la NASA avec *Hubble*, *Chandra* et *Compton*. Avec trois instruments (MIPS et IRAC pour la photométrie et IRS pour la spectroscopie), *Spitzer* a permis de nombreuses avancées dans des domaines variés, des objets du système solaire à l'Univers lointain. Le spectrographe IRS (Houck et al., 2004), observant entre 5 et 38 μm à deux résolutions spectrales ($R \approx 60 - 127$ et 600), a été opérationnel pendant la mission cryogénique, de 2003 à 2009. Une illustration de la versatilité de l'IRS est donnée par quelques uns des résultats les plus marquants qui furent possible grâce à cet instrument, résultats notamment obtenus au cœur de la mission :

- **Physique stellaire**: séquence spectrale naines M \rightarrow T, relation entre mode de pulsation des étoiles AGBs et composition chimique dans étoiles du Groupe Local, spectres de naines brunes (Cushing et al. 2006, Roellig et al. 2004, Groenewegen et al. 2009, Matsuura et al. 2006, Sloan et al. 2016, Scholz et al. 2007).
- **Milieu interstellaire et formation d'étoiles**: molécules polycycliques aromatiques (PAHs) dans les galaxies et lien avec formation stellaire, présence d'eau dans sources extragalactiques, découverte confirmée des fullerènes y compris dans des sources extragalactiques, chimie de la poussière dans les galaxies, premières cartes spectrales en IR dans Voie Lactée et galaxies proches, absence de PAHs dans galaxies de très faible métallicité (Smith et al. 2007, Brandl et al. 2006, Herczeg et al. 2014, Misawa et al. 2009, Sellgren et al. 2010, Cami et al. 2010, García-Hernandez et al. 2010, Roussel et al. 2007, Stierwalt et al. 2014, Wu et al. 2006).
- **Planétologie**: composition de la comète Deep Impact et d'astéroïdes, atmosphères exoplanètes et système planétaires (Knutson et al. 2009, Meyer et al. 2004, Swain et al. 2008, Reidemeister et al. 2009, Lisse et al. 2009, Emery et al. 2006, Descamps et al. 2011).
- **Galaxies**: mise en évidence d'un faible taux de formation stellaire et présence d'AGN dans galaxies *early-type*, galaxies non-ULIRGs en IR au-delà de l'Univers Local, détections sources spectroscopiques à $z > 5$, caractérisation des galaxies ULIRGs, submillimétriques et quasars, identification et classification AGN via bandes PAHs, lien AGN - formation stellaire, outflows moléculaires, taux de cristallinité dans milieux extragalac-

tiques (Armus et al. 2007, Veilleux et al. 2009, Weedman et al. 2005, Maiolino et al. 2007, Sturm et al. 2011, Rupke et al. 2005, Fischer et al. 2010, Pope et al. 2008, Spoon et al. 2006).

- **Amas de galaxies:** réservoir de gaz chauffé par chocs et refroidis par H_2 dans le quintet de Stephan (Cluver et al. 2010, Xu et al. 2008).
- **Objets compacts:** structure AGN, restes de SNe (Mor et al. 2009, Temim et al. 2006, Matsuura et al., Hewitt et al. 2009).
- **Environnement circumstellaire:** disques de débris, outflows stellaires (Chen et al. 2006, 2007, Noriega-respo et al. 2004)
- **Proto-étoiles:** processus physiques à l'origine de l'évolution des disques, observations de glaces, molécules organiques et eau, propriétés de l'accrétion et des outflows, prédominance du refroidissement par H_2 ou H_2O dans disques, formation de planétésimaux, étoiles T-Tauri (Matt & Pudritz 2008, Watson et al. 2016, Neufeld et al. 2006 Arnold et al. 2011, Pontoppidan et al. 2008, Brown et al. 2007, Boogert et al. 2004, Furlan et al. 2006, McClure et al. 2010, Sargent et al. 2006, 2009, Olofsson et al. 2013, Koch et al. 2017, Furlan et al. 2006, Calvet et al. 2005, Kessler-Silacci et al. 2006, Espaillat et al. 2007).

Les progrès effectués dans chacun de ces thèmes ont été possibles grâce au domaine de longueur d'onde riche en traceurs dans le domaine de l'IRS. La diversité des spectres IR moyen est particulièrement remarquable pour les galaxies et objets proto-stellaires. Les principaux traceurs accessibles sont en particulier :

- **Raies du gaz ionisé** par étoiles O et B ((Ne II), (Ne III), (S III), (S IV), (Fe III)...), par les étoiles Wolf-Rayet ((O IV)) et par les sources X ((Ar IV), (Ne V)),
- **Raies du gaz neutre/région de photodissociation/chocs:** (Fe II), (Si II), qui sont des refroidisseurs importants dans les environnements peu abondants en poussière mais aussi (S I) et (Ni II).
- **Molécules et glaces:** H_2 chaud, CO_2 , H_2O , OH, HCN, C_2H_2 , SiC, MgS, molécules aromatiques polycycliques/aliphatiques...
- **Poussière:** composantes carbone / silicate.

Beaucoup de ces traceurs seront à nouveau disponibles avec JWST mais il est important de constater que les sources déjà observées par *Spitzer*, qui sont pour beaucoup trop brillantes pour JWST, seront de fait complémentaires en vue d'analyse d'échantillons dans le domaine de longueur d'onde commun, c'est-à-dire $5 - 28 \mu m$. La fenêtre $28 - 38 \mu m$, quant à elle (incluant notamment des raies du gaz ionisé (Fe III), (S III), (Ne III) et des raies des régions de photodissociation ou chocs (Fe II), (Si II) ainsi que plusieurs bandes moléculaires), n'est ou ne sera disponible à nouveau que grâce au télescope aéroporté SOFIA (mais avec une faible sensibilité) et potentiellement à la mission candidate Origins (NASA). Par conséquent, il n'est pas surprenant que les données *Spitzer*/IRS continuent d'être publiées actuellement à un rythme encore soutenu (plus de 40 citations par an actuellement pour le papier séminal Houck et al. 2004).

Pour ces raisons j'ai créé dès 2011 la base de données CASSIS qui contient les données IRS et les spectres extraits via un *pipeline* entièrement automatisé. Grâce à la compréhension approfondie des détecteurs et des propriétés optiques de l'instrument IRS acquise au fur et à mesure de la mission, CASSIS fournit des spectres de qualité publiable qui ne requièrent que peu de connaissances préalables pour être utilisés. CASSIS propose aux utilisateurs une version choisie automatiquement selon la taille de la source (qui dicte la méthode d'extraction) ou la brillance du fond (qui dicte la méthode de soustraction du fond). Le *pipeline* utilise une technique d'extraction avec source d'étalement empirique sur-échantillonnée (Lebouteiller et al., 2010) pour calculer la position des sources avec une erreur plus petite que la taille d'un pixel et ainsi produire un spectre avec le rapport signal-sur-bruit maximal atteignable. De nombreux diagnostics sont présentés dans l'interface permettant de comprendre le choix du

produit proposé ou de télécharger des produits alternatifs pour des utilisations spécifiques.

Les principales étapes du *pipeline* sont au niveau image détecteur :

- identification des mauvais pixels,
- combinaison des expositions,
- soustraction du fond (émission zodiacale, émission milieu interstellaire très étendue galactique ou non) selon plusieurs méthodes, la méthode finale étant choisie *a posteriori* une fois les sources fortuites et contaminantes identifiées et le spectre extrait.

Et pour l'extraction des spectres :

- calcul de la position et de l'étendue spatiale de la source,
- méthode d'extraction du flux, soit "intégrée" pour sources compactes/étendues, soit "optimale" (pondérée par le profil spatial) pour sources ponctuelles,
- calibration en flux (y compris pour sources partiellement étendues) et correction d'effets optiques (par exemple artefacts d'interférences entre les couches du détecteur),
- combinaison spectres obtenus à différentes positions sur le détecteur.

Le *pipeline* est en constante amélioration. Les spectres basse-résolution ont connu trois mises à jour majeures depuis 2011. Les méthodes d'extraction pour la basse-résolution sont figées mais l'algorithme d'identification et de correction des mauvais pixels et la soustraction du fond en particulier a subi plusieurs modifications pour obtenir le meilleur rapport signal-sur-bruit possible en particulier pour les objets du ciel profond (flux < 1 mJy). Le *pipeline* pour les spectres échelles haute-résolution est quant à lui particulièrement complexe (basé sur une fonction d'étalement spatiale empirique calculée à partir de spectres observés sous-échantillonnés dans une ouverture étroite) et une seule version a été publiée en 2015. La soustraction d'observations de fonds dédiés n'est pas encore implémentée, alors qu'elle permettrait d'obtenir des spectres encore moins bruités en particulier pour les spectres haute-résolution. De plus, la calibration en flux pour les sources "partiellement" étendues spatialement (c'est-à-dire ni ponctuelles ni infiniment étendues), souvent ignorée dans les *pipeline*, a été intégrée récemment mais n'est pas encore accessible publiquement.

Le fait que le *pipeline* et l'atlas correspondant ne soient pas encore figés est lié à une volonté d'améliorer les produits au fur et à mesure des progrès dans les méthodes numériques et statistiques et en vue des futures missions IR. Ainsi, alors même que le *pipeline* n'est pas encore finalisé, les produits disponibles via CASSIS sont depuis plusieurs années des références pour obtenir des spectres de qualité publiable. La seule alternative pour les utilisateurs est l'archive *Spitzer Heritage Survey*¹ aux États-Unis qui fournit des spectres de moindre qualité (Fig. 7.1). Le *pipeline* de CASSIS permet actuellement d'obtenir des spectres qui sont équivalents aux extractions manuelles d'utilisateurs IRS avancés.

Le site internet associé à CASSIS² permet la recherche par coordonnées, par programme ou numéro d'observations et permet aussi la recherche d'une liste de sources. Le spectre présenté par défaut aux utilisateurs est choisi automatiquement par le *pipeline* et de multiples diagnostics sont disponibles (Fig. 7.2). La version finale est choisie selon la taille de la source et la brillance du fond. L'utilisateur est parfois, si le *pipeline* l'a jugé nécessaire, encouragé à vérifier les produits alternatifs. Pour cette raison, nous encourageons les utilisateurs à nous contacter directement lorsque de grands échantillons doivent être analysés car nous pouvons alors apporter des solutions sur-mesure.

L'une des solutions que nous proposons déjà est de pouvoir accéder, par demande, à l'atlas complet sous la forme d'une base de données qui inclut les spectres eux-mêmes (c'est-à-dire dont les tables incluent chaque élément spectral: longueur d'onde, flux, divers

¹<http://sha.ipac.caltech.edu/applications/Spitzer/SHA/>

²<http://cassis.sirtf.com>

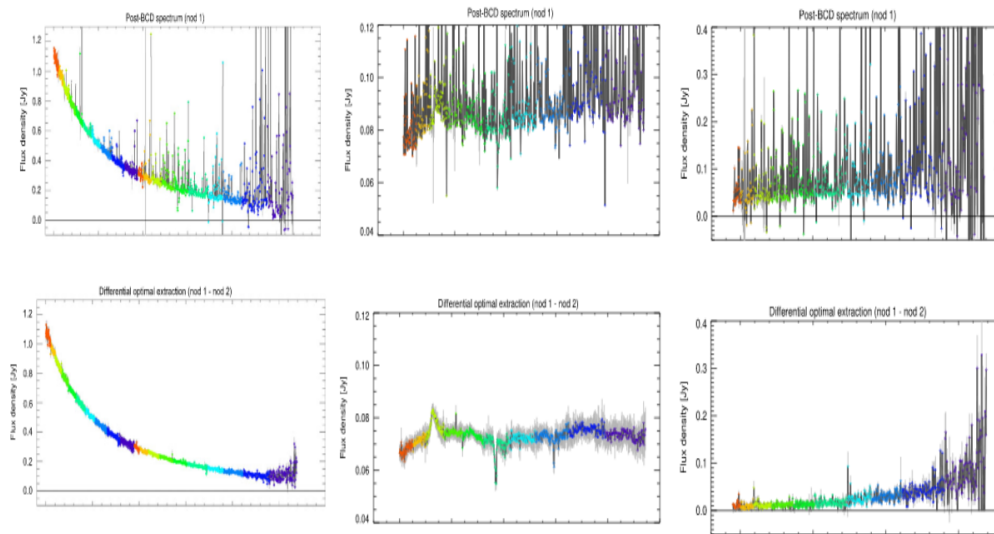


Figure 7.1: Spectres IRS haute-résolution de l'étoile ξ Draconis (**gauche**), de l'étoile AGB MSX SMC209 dans le Petit Nuage de Magellan (**centre**) entre 10 et 38 μm et de la galaxie faible 2MASSX J10394598+6531034 (**droite**) entre 18 et 38 μm . Les panneaux du **haut** montrent les spectres obtenus via l'archive Spitzer Heritage Survey et les spectres du **bas** montrent les spectres CASSIS.

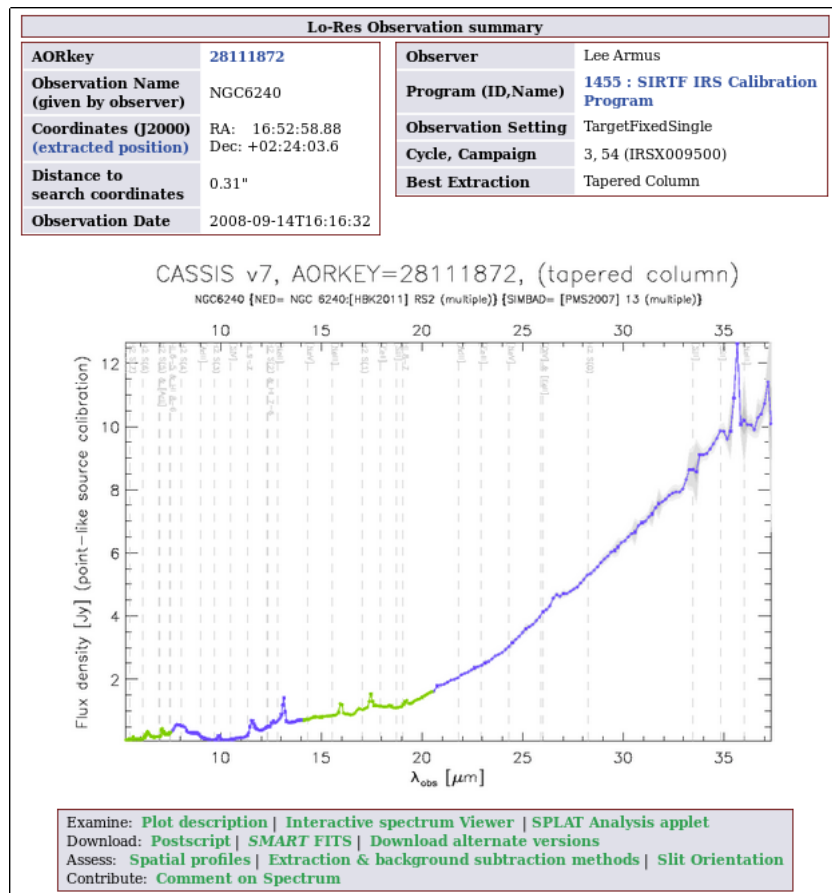


Figure 7.2: Exemple de spectre disponible via l'interface web de CASSIS. Le pipeline choisit automatiquement la meilleure méthode d'extraction, et divers diagnostics sont disponibles concernant l'étendue spatiale de la source, le niveau de détection etc... (Lebouteiller et al., 2011a; Lebouteiller et al., 2015).

types d'erreurs), ce qui permet de faire des requêtes complexes, comme par exemple:

- sélectionner toutes les observations à *redshift* entre 1 et 2 et avec une densité de flux entre 16 et 17 μm supérieure à 10 mJy,
- sélectionner toutes les observations avec flux intégré entre 10.4 et 10.6 μm (avec soustraction du continu) supérieur à $10^{-17} \text{ W m}^{-2}$,
- sélectionner tous les spectres qui ressemblent à un spectre donné (observation ou modèle), dans un domaine de longueur d'onde restreint ou sur tout le domaine de l'IRS.

Ce type de requête permet par exemple d'identifier en quelques instants toutes les sources observées par *Spitzer* qui ont potentiellement une émission correspondant aux bandes des fullerènes (découverte faite assez tardivement).

L'intérêt de la communauté pour l'atlas CASSIS peut être quantifié de deux façons :

- Le nombre de citations des publications références (Lebouteiller et al. 2010; Lebouteiller et al. 2015 pour le pipeline basse- et haute-résolution respectivement) est stable à environ 35/an et a augmenté pour atteindre 260 citations en 2021 pour un instrument qui était hors d'opération depuis 8 ans. Ces chiffres reflètent l'intérêt de la communauté pour publier des données IRS car de nombreux résultats scientifiques sont encore disponibles. Il est d'ailleurs intéressant de constater que les publications de présentation de CASSIS atteignent le même niveau de citations que le papier séminal de l'IRS Houck et al. 2004, ce qui indique clairement que la plupart des publications actuelles sur les données IRS utilisent CASSIS.
- Le nombre de connections au site internet est globalement en augmentation constante, que ce soit pour le nombre de visiteurs uniques (~ 500 en moyenne par mois actuellement) ou pour le nombre de pages visitées (~ 10000 en moyenne), malgré quelques attermoissements dus à la migration de l'Université de Cornell à celle de Rochester. Ces chiffres reflètent à la fois l'intérêt pour publier des données IRS comme expliqué ci-dessus, mais aussi pour les utiliser afin de préparer les missions futures, d'où la constante augmentation qui est probablement due à l'intérêt grandissant pour la mission JWST.

Au-delà même de la moisson des résultats IRS et de la préparation à JWST, les observations *Spitzer* resteront des références soit pour comparaison ou pour complétion d'échantillons futurs et nous pensons que l'intérêt porté à la base de données restera important au moins tout au long de la mission JWST. Les objectifs scientifiques de JWST, en particulier ceux qui requièrent des diagnostics spectroscopiques, sont directement reliés à ceux de *Spitzer*, comme par exemple :

- **Formation des disques et des planètes** : distinction des glaces dans les disques à divers âges, formation de planétésimaux et planètes, la résolution spatiale des chocs et l'influence du champ magnétique et de la turbulence, rôle des outflows dans la durée de l'accrétion, composition atmosphères exoplanètes etc...
- **Environnements extragalactiques** : spectroscopie stellaire au-delà du Groupe Local, la résolution des outflows moléculaires dans les galaxies, influence des noyaux actifs, taux de cristallinité de la poussière en fonction de l'environnement, tests des modèles de noyaux actifs enfouis, mesure d'abondances chimiques etc...

Enfin, d'un point de vue technique, il est important de pérenniser l'expertise sur l'extraction optimale pour les détecteurs IR via la documentation et le support aux utilisateurs car ces techniques seront à nouveau utiles pour JWST en particulier pour MIRI (§7.3).

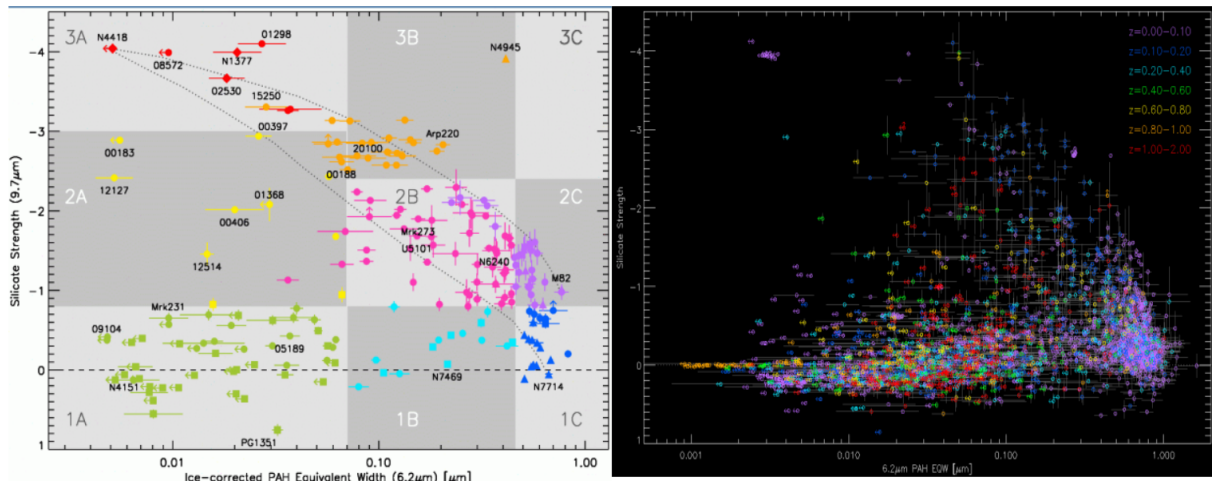


Figure 7.3: **Gauche** : classification spectrale de Spoon et al. (2007) des galaxies en IR moyen basée sur l'absorption/émission des silicates (ordonnée) et la largeur équivalente de la bande PAH à $6.2\ \mu\text{m}$ (abscisse). Le diagnostic permet de séparer les noyaux actifs enfouies (en haut à gauche), les starbursts (en bas à droite) et les sources actives où la poussière est chaude et morcelée et distribuée de manière non-uniforme (en bas à gauche). **Droite** : mise à jour grâce à IDEOS où les sources sont coloriées par le redshift, montrant l'augmentation par un facteur 10 de l'échantillon initial.

7.2 IDEOS: base de données des traceurs IR dans les sources extragalactiques

Le projet IDEOS (*Infrared Database of Extragalactic Observables from Spitzer* ; PI H. Spoon, Université de Cornell, co-I Leboutteiller) rassemble les mesures de 18 raies, 14 bandes de PAHs et plusieurs bandes de molécules/poussières spécifiques dans environ 4000 sources extragalactiques extraites par CASSIS (§7.1). Ces mesures doivent servir à créer des critères de sélections pour ALMA et JWST et compiler des résultats synoptiques pour des grands échantillons. Des mesures de photométries synthétiques sont aussi calculées pour JWST/MIRI.

Le projet IDEOS a permis, en tant qu'étape intermédiaire, de mesurer les redshifts spectroscopiques, fournissant parfois des redshifts jusqu'alors inconnus et précisant des redshifts jusqu'alors obtenus via la photométrie (Hernán-Caballero et al., 2015). Ces mesures de redshifts ont depuis été intégrées dans la base de données extragalactique NED³ et font aussi partie de l'atlas CASSIS en tant que paramètre qui peut faire l'objet d'une requête (§7.1). Le projet IDEOS illustre l'utilisation de CASSIS pour analyser des échantillons de manière systématique en faisant appel aux spectres déjà extraits (Fig. 7.3). Un autre projet, S3AGA (PI L. Hao), combine les diagnostics SDSS et *Spitzer* pour calculer l'extinction des noyaux actifs et les propriétés des galaxies hôtes de noyaux actifs.

7.3 SMART/AdOpt: extraction de sources complexes

L'algorithme d'extraction SMART/AdOpt présenté dans Leboutteiller et al. (2010) est suffisamment versatile pour effectuer des extractions complexes avec *Spitzer*/IRS, permettant une extraction optimale de multiples sources, ponctuelles ou non, en présence ou non d'une émission étendue spatialement (Figs. 7.4, 7.5). Cet outil permet même l'extraction de sources ne se trouvant pas dans l'ouverture et ne contribuant au signal observé que par intermédiaires des ailes d'ordre élevé de l'anneau d'Airy du profil spatial.

³<https://ned.ipac.caltech.edu/>

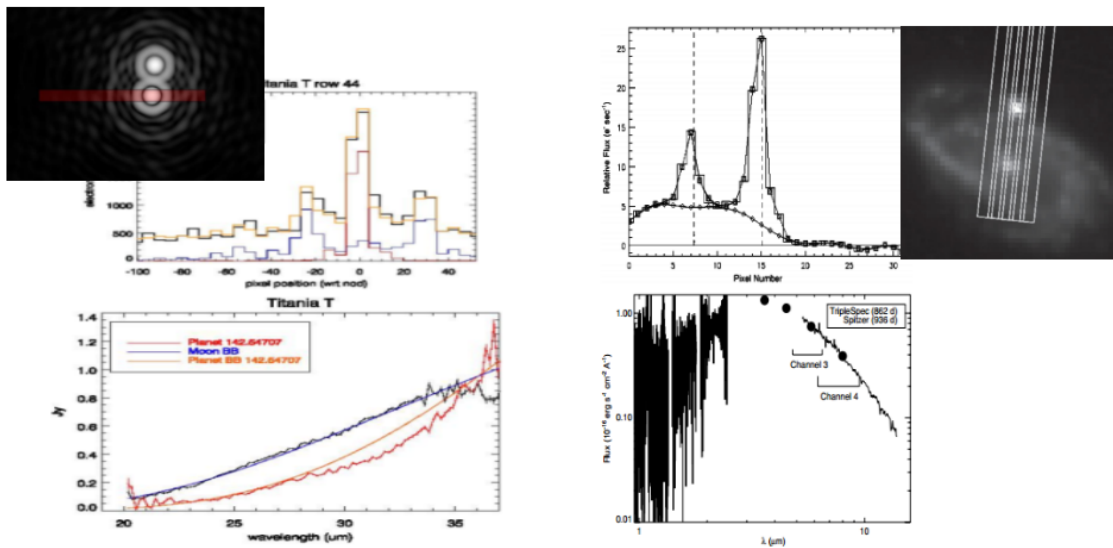


Figure 7.4: **Gauche** : extraction de la lune Titania d'Uranus (Lunine et al. en préparation). Les profils spatiaux d'Uranus (bleu) et de Titania (rouge) sont montrés en haut où l'on voit que la planète, bien qu'elle se trouve en dehors de l'ouverture (ouverture en rouge dans l'image plus haut avec la planète en haut et la lune dans l'ouverture), contamine le signal total observé (noir). La décomposition a été possible grâce à l'algorithme d'extraction optimale présenté dans Leboutellier et al. (2010). Les spectres extraits sont montrés en bas, avec une division par un facteur de 150 pour celui de la planète. **Droite** : extraction de la supernova SN 2005ip (Fox et al., 2010). Le profil spatial est montré en haut, le spectre en bas et les positions relatives à droite. Le profil spatial montre le noyau de la galaxie à gauche, la supernova à droite, et l'émission étendue due à la galaxie hôte. Le spectre de la supernova est obtenu sans contamination.

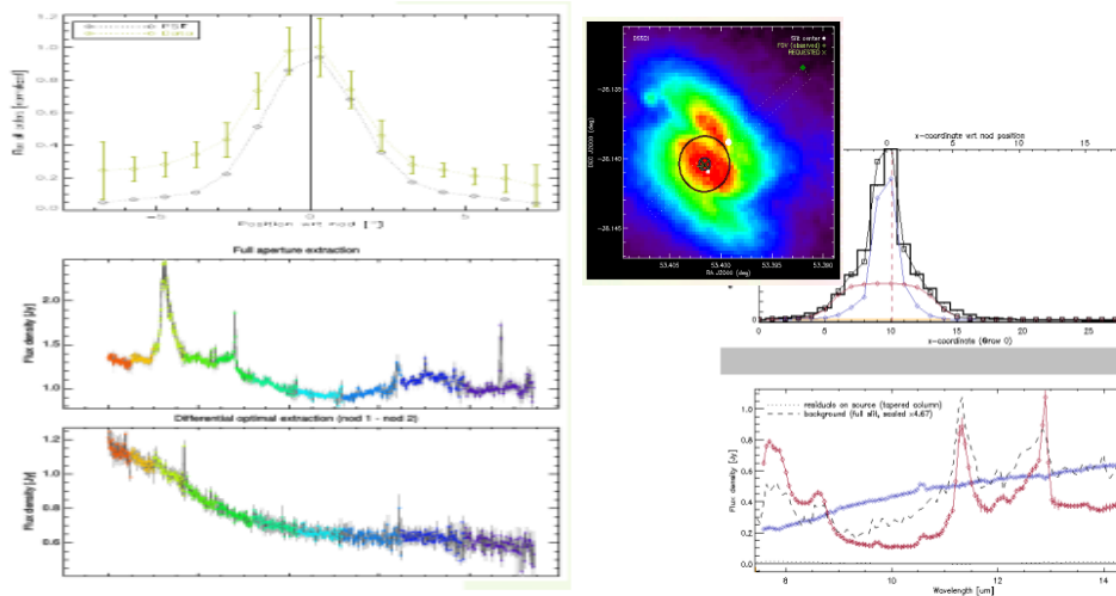


Figure 7.5: **Gauche** : Profil spatial de l'étoile Herbig Ae/Be HD 36917 en haut. L'émission correspond à une source ponctuelle (étoile) et une émission étendue (enveloppe circumstellaire). L'algorithme d'extraction optimale permet de séparer les deux composantes simultanément, produisant deux spectres : l'enveloppe et ses PAHs en haut et l'étoile en bas (non publié). **Droite** : Même principe mais pour la galaxie NGC 1365 et son noyau. On peut recouvrer le spectre plat du noyau actif et le spectre starburst de la galaxie hôte (non publié).

Ceci est possible grâce à la création d'une fonction d'étalement de source sur-échantillonnée (développée pour la première fois pour *Spitzer*/IRS dans les modules basse- et haute-résolution), obtenue par reconstruction d'image avec un paramètre de régularisation. Une calibration en flux spécifique a été calculée et j'ai aussi dû prendre en compte des effets peu ou pas étudiés dans l'IRS comme l'illumination du fond du détecteur par des signaux transitoires ou encore la réponse intra-pixel. Outre le gain en rapport signal-sur-bruit (par un facteur ≈ 2 ; Fig. 7.1) par rapport aux autres méthodes d'extraction, l'extraction optimale que j'ai développée permet donc de considérer des configurations qui ont longtemps été considérées sans espoir (Figs. 7.4, 7.5).

7.4 PACSman: réduction des données *Herschel*/PACS

L'instrument *Herschel*/PACS est un spectromètre utilisant un réseau de détecteurs échantillonnant spatialement et spectralement. J'ai développé des outils pour améliorer la réduction des données spectroscopiques de PACS, et pour l'analyse des cartes spectrales. Ces outils, présentés dans Lebouteiller et al. (2012b) sont regroupés dans une série de routines sous le nom PACSman:

- Correction des signaux transitoires (généralement dus aux rayons cosmiques). Les signaux transitoires sont observés après un changement soudain de flux reçu par un pixel, qu'il soit due à un rayon cosmique ou à une source d'étalonnage lumineuse observée précédemment. Cet outil utilise un algorithme multirésolution pour corriger les transitoires à longue échelle temporelle, tandis qu'il utilise l'ajustement de la courbe exponentielle pour les transitoires à courte échelle temporelle (Fig. 7.6).
- Ajustement spectral des raies, avec la capacité de traiter plusieurs millions de points de données. La routine peut modéliser les franges si nécessaire. L'ajustement peut

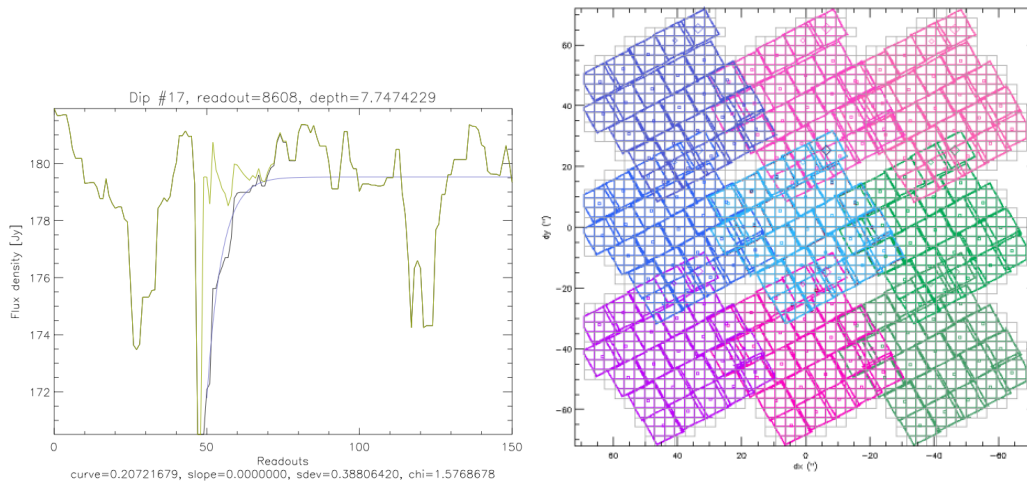


Figure 7.6: **Gauche** : Exemple de correction des effets transitoires sur les détecteurs PACS. Le signal en noir est le signal brut, avec des sautes de flux et une transition lente vers le flux normal. Le signal en vert est après correction. **Droite** : Exemple de projection de carte PACS. Plusieurs empreintes sont combinées sur une sous-grille sur-échantillonnée.

être effectué soit sur un seul pixel spatial (spaxel), soit sur le signal combiné de plusieurs spaxels.

- Production de cartes 2D à partir du cube 3D, avec la projection du flux des empreintes individuelles. Les cartes projetées permettent d'atteindre le meilleur échantillonnage spatial possible en projetant des observations sur une sous-grille commune plus fine (Fig. 7.6).
- Plusieurs autres outils permettent aux utilisateurs d'examiner la distribution spatiale des traceurs.

PACSman a été utilisé par plusieurs programmes clés de *Herschel*, avec 28 publications dans des journaux à comité de lecture.

7.5 MULTIGRIS: recherche de solutions dans grille

Le code MULTIGRIS est en cours de développement. MULTIGRIS permet la recherche de solution en tant que combinaisons linéaires de composantes à partir d'une grille quelconque, le tout dans un cadre statistique bayésien. J'ai mis en application cette recherche pour des grilles Cloudy pour contraindre la topologie du MIS. Les détails sur ce code sont donnés dans §3.2.4.



Rapport d'encadrement

| | | |
|-----------|--|------------|
| 8 | Introduction | 109 |
| 9 | Période post-doctorale | 111 |
| 9.1 | Université de Cornell | |
| 9.2 | CEA | |
| 10 | En tant que chargé de recherche ... | 113 |
| 11 | Suivi des doctorants | 115 |
| 12 | Encadrements officiels | 117 |
| 12.1 | Stage Master 2 | |
| 12.2 | Thèse | |

8. Introduction

Puisque ce manuscrit doit démontrer la capacité à diriger des recherches, et après avoir, j'espère, montré que mes travaux sont significatifs et les perspectives intéressantes, ce dernier chapitre est consacré aux divers encadrements effectués à différents niveaux et au cours des années.

Mon regard sur la physique, la chimie et les mathématiques s'est ouvert au Lycée, période à laquelle je cherchais à dépasser la simple résolution de problèmes en essayant de comprendre pourquoi le problème était posé et en quoi le problème et sa solution n'étaient qu'une partie d'un tout qu'il était possible d'explorer entre autres dans les livres de vulgarisation. Je dois beaucoup à quelques professeurs qui ont changé ma manière de raisonner (en particulier M. Naïmi et M. Lasseur au Lycée Saint-François de Sales à Alençon), et j'ai souvent cherché par la suite à convertir cette expérience en essayant de la partager avec des étudiants à des niveaux inférieurs par l'intermédiaire de cours particuliers depuis le Lycée jusqu'à la Maîtrise.

Mon objectif était d'une part d'aider ces étudiants à améliorer leur niveau à court terme (ou parfois maintenir leur haut niveau) et d'autre part de les aider à acquérir sur le long terme une méthode de réflexion qui leur servirait en permanence quels que soient les problèmes posés. C'est ce que j'ai cherché à faire, notamment au sein de l'organisme de soutien scolaire Complétude pendant plusieurs années.

Cette envie de partager des méthodes de pensée critique s'est plus tard développée pendant la période de thèse lors de laquelle j'ai de plus appris à mener une réflexion sceptique, ouverte d'esprit, mais quand bien même dirigée vers une stratégie et des objectifs clairs. Je dois bien entendu beaucoup à mon directeur de thèse, Daniel Kunth, qui est à mon sens un modèle de chercheur qui a toujours allié de manière équilibrée les collaborations nationales et internationales et aussi les méthodes traditionnelles et modernes de l'astrophysique, tout cela dans une atmosphère toujours détendue qui a toujours laissé la place à la patience, à la réflexion et aux contrepèteries. Certains conseils me servent encore à corriger les défauts qu reviennent au galop et je les transmets désormais, comme par exemple lors de l'écriture d'un papier: ne pas faire d'implicite, et aussi ne pas avoir plus d'une idée par phrase (mais en avoir au moins une!).

9. Période post-doctorale

Après la thèse, mon parcours de chercheur m'a amené à interagir et collaborer à de nombreuses reprises avec des étudiants en stage ou en thèse, tout d'abord lors de mes post-doctorats, à l'Université de Cornell aux États-Unis et au CEA en France.

9.1 Université de Cornell

Lors de mes deux post-doctorats à l'Université de Cornell (2005-2009 et 2013) aux États-Unis d'Amérique, je fus en charge de quatre étudiants autour de projets liés au télescope spatial *Spitzer*:

- **A. Wilkins** (majeure physique, 2005) pour un stage de licence sur l'étude de cartes spectrales de nébuleuses planétaires d'un programme PI *Spitzer*. Co-encadrement avec J. Bernard-Salas. Actuellement cadre du comité Science, Espace et Technologie à la Chambre des Représentants à Washington (États-Unis).
- **Y. Tang** (spécialité informatique, 2005) pour un stage d'apprentissage sur la conversion du logiciel d'extraction et analyse de données spectroscopiques *Spitzer* SMART¹ en Python.
- **P. Zivick** (stage d'été, 2013) pour l'analyse des observations *Spitzer* des lunes d'Uranus. Cette étude a permis d'extraire pour la première fois les spectres IR moyen des lunes d'Uranus pour contraindre leur température et la présence de glaces en vue de futures observations avec JWST (Zivick et al., 2014). Actuellement en doctorat à l'Université de Virginie.
- **C. Goes** (majeure physique 2013-14) pour un stage de licence sur la première implémentation d'une fonction de source ponctuelle sur-échantillonnée pour les spectrographes haute-résolution échelle de *Spitzer*. Ce projet a apporté une contribution majeure au pipeline haute-résolution CASSIS, avec une publication dont le stagiaire est troisième auteur (Lebouteiller et al., 2015). Actuellement chercheur en écosystèmes de *blockchain*.

Ces expériences furent personnellement très enrichissantes d'une part car elles intervenaient

¹Spectroscopic Modeling Analysis and Reduction Tool; <https://irs.sirtf.com/IRS/SmartRelease>

peu de temps après le doctorat et alors qu'un sens critique et sceptique était nouvellement découvert, et d'autre part car l'encadrement des étudiants requérait un planning strict et ordonné tout en répondant aux attentes des étudiants et aux impératifs de leur cursus spécifique (physique ou informatique).

C'est aussi lors de mon séjour à Cornell que j'ai commencé à conseiller des étudiants en thèse (en particulier [Y. Wu](#) sous la direction officielle de J. R. Houck; soutenance 2007), mais avec une participation alors relativement mineure. Cette période fut globalement très instructive car me sensibilisant à un système d'éducation, une gestion de la thèse (avec une implication très graduelle dans la recherche) et des attentes très différentes en comparaison du système français.

Enfin, j'ai rencontré à Cornell nombre de chercheurs qui ont influencé mon parcours dont le directeur de notre groupe Jim Houck, qui m'a enseigné quelques maximes connues qui resteront toujours en mémoire: "*Low hanging fruits first!*", "*No need to polish a cannonball...*", "*Better is the enemy of good enough*", "*If you can't explain it simply then you don't understand it*"... Je dois aussi à Jim Houck de m'avoir donné l'opportunité de travailler sur des spectres d'émission en infrarouge alors que je n'avais connu jusque là que les spectres d'absorption en ultraviolet... Je compris bien plus tard que ce choix n'avait pas dû être trivial, mais qu'il avait prévu l'essor des observations multi-longueurs d'onde des galaxies et la nécessité d'obtenir une vision globale qui allie les différentes phases du MIS et les différents processus physiques.

9.2 CEA

Lors de mon post-doctorat au Commissariat à l'Énergie Atomique (CEA), mes responsabilités sont devenues plus importantes avec des encadrements très actifs bien que non-officiels de plusieurs doctorants et étudiants en maîtrise:

- [D. Cormier](#) (thèse 2010-2012; sous la direction officielle de S. Madden). Rôle de conseiller pour les observations spectroscopiques *Herschel*/PACS et *Spitzer* de galaxies naines peu métalliques.
- [A. Rémy-Ruyer](#) (thèse 2011-2013; direction S. Madden). Mon rôle a consisté à participer à la détermination de la masse de gaz atomique et moléculaire pour le calcul du rapport poussière/gaz, ainsi qu'à définir la stratégie d'étude des paramètres déterminés à partir du continu de poussière (champ de radiation, température des grains, et indirectement taux de formation stellaire) afin de comparer les galaxies de différentes métallicité (Rémy-Ruyer et al., 2013; Remy-Ruyer, 2013; Rémy-Ruyer et al., 2014; Rémy-Ruyer et al., 2015a). Actuellement en CDD à Airbus.
- [M. Chevance](#) (stage M2 2013; direction S. Madden). Mon rôle a consisté à préparer les données spectroscopiques de la région 30 Dorade dans le Grand Nuage de Magellan. Nous avons déterminé l'origine de la raie (C II) $157 \mu\text{m}$ dans les régions de photodissociation, puis calculé certaines conditions physiques qui servaient de pistes pour une future thèse avec des modèles plus approfondis. Actuellement en post-doctorat à Heidelberg après une thèse au Laboratoire AIM.

Ces encadrements successifs sont l'occasion de remercier une troisième personne outre D. Kunth et J. Houck à qui je dois beaucoup, Suzanne Madden, qui me permis de m'impliquer totalement dans le fonctionnement du groupe tout en me donnant son soutien pour poursuivre plus avant ma carrière de chercheur.

10. En tant que chargé de recherche

Après avoir été débuté ma carrière de chercheur au CNRS, mon rôle de co-encadrant est devenu encore plus significatif avec notamment des décisions stratégiques concernant les objectifs de thèses, la redéfinition de certains objectifs ou encore la proposition de nouveaux objectifs:

- [M. Chevance](#) (thèse 2014-2016; direction S. Madden). Co-encadrement effectif 30%, définition et réalisation des projets. La thèse consiste à étudier la structure des régions de photodissociation dans la région 30 Dorade du Grand Nuage de Magellan (Chevance et al., 2016; Chevance et al., 2020b). Mon rôle a consisté, entre autre, à établir les modèles (stratégie et réalisation) avec les codes de photoionisation/photodissociation Cloudy et Meudon PDR, ainsi qu'à extraire les cartes spectrales *Spitzer*. Grâce à ces modèles et à une représentation du MIS en 3D, nous avons démontré pour la première fois la fragmentation du gaz moléculaire via les modèles (Chevance et al., 2016; Chevance, 2016). Actuellement en post-doctorat à Heidelberg.
- [F. L. Polles](#) (thèse 2015-2017; direction S. Madden). Co-encadrement effectif 50%, définition et réalisation des projets. J'ai participé à la construction des modèles de photoionisation Cloudy avec en particulier l'adaptation à une topologie du MIS plus réaliste (absorption des photons ionisant dans des structures filamentaires à faible facteur de couverture). Nous avons montré des biais malconnus jusqu'alors concernant le calcul des conditions physiques à différentes échelles spatiales, et montré que les modèles de galaxies non-résolues spatialement doivent nécessairement inclure plusieurs phases gazeuses (Polles et al., 2019). Actuellement en post-doctorat au SOFIA *Science Center* à NASA Ames.
- [A. Lambert-Huyghe](#) (thèse 2018-2021; direction S. Madden). Co-encadrement effectif 50%, définition et réalisation des projets. La thèse consiste à identifier les mécanismes à l'origine de l'émission de traceurs infrarouges dans des régions de formations d'étoiles des Nuages de Magellan. Mon rôle est de contribuer aux modèles de photoionisation et à l'interprétation des données spectroscopiques.
- [D. Hu](#) (thèse 2019-2021; direction F. Galliano). Rôle de conseiller pour les observations spectroscopiques, en particulier *Spitzer*.

Dans chacune des thèses ci-dessus, au-delà des aspects purement techniques concernant la gestion de données spectroscopiques et des modèles de photoionisation et photodissociation, ce fut aussi pour moi la première occasion de prendre part à la concrétisation d'une thèse, en participant à la proposition du sujet, à l'élaboration du projet dans sa globalité, à l'encadrement quotidien, aux réunions ponctuelles pour faire l'état des lieux et orienter au mieux le travail, et à l'aboutissement, que ce soit avec le manuscrit et la participation à la décision du plan et aux corrections et avec la soutenance et la participation à la construction de la présentation en passant par les répétitions.

Enfin, j'ai fait partie en 2016 pour la première fois d'un comité de soutenance de thèse pour [A. Vidal-Garcia](#) (IAP; 2016; direction S. Charlot) en tant qu'examinateur pour une thèse portant sur la modélisation et l'interprétation de la distribution spectrale d'énergie des galaxies primordiales dans l'UV.

11. Suivi des doctorants

Je fais partie du groupe de suivi des doctorants au Laboratoire AIM au CEA depuis 2015 et suis son responsable depuis 2021. Ce comité rassemble la direction et des chercheurs permanents aux parcours variés (maître de conférence / engagé au CEA / recruté au CNRS). Pour chacun des doctorants, mon rôle est celui de responsable du comité de thèse, de correspondant régulier pour les problèmes personnels ou professionnels, et souvent aussi de tuteur et conseiller scientifique. Il s'agit aussi d'établir un échange permanent non seulement avec les doctorants mais aussi les directeurs de thèse.

J'ai ainsi assuré le suivi de 4 – 6 doctorants par an depuis 2015 (et d'autres en tant que seconde personne experte dans le comité de thèse), de leur premier jour dans nos murs pour aider leur intégration, à la soutenance, en passant par les comités de thèse et réunions régulières informelles.

J'ai réalisé que les cas personnels de chaque doctorant, bien qu'étant tous différents, pouvaient néanmoins être rassemblés en plusieurs catégories de questions liées le plus souvent à des inquiétudes ou des incompréhensions. J'ai ainsi décidé d'écrire une foire-aux-questions destinées aux stagiaires en Master 2 et aux doctorants quelle que soit leur année¹ (voir extrait en §15), en collaboration avec le groupe de suivi d'AIM. Ce document est utile à plusieurs titres car il permet aux doctorants de se rassurer (n'étant pas les seuls à se poser ces questions) tout en apportant des solutions pratiques à certaines des questions qui les agitent en début et fin de thèse notamment.

Cette expérience de suivi des doctorants, avec en particulier l'observation des relations entre doctorants et directeurs de thèse, m'a peu à peu persuadé que j'étais prêt à encadrer directement une thèse. Cette réalisation a coïncidé avec mes recherches qui autorisent des propositions de sujets de stage et de thèse basées sur des résultats qui demandent à être explorés plus avant.

¹<http://irfu.cea.fr/Pisp/vianney.lebouteiller/#orgaa5a257>

12. Encadrements officiels

12.1 Stage Master 2

Assez rapidement après avoir été engagé au CNRS, j'ai voulu proposer et devenir responsable d'un projet. La première étape dans ce sens fut de proposer un stage de M2. Le stage a été fructueux pour l'étudiant [G. de la Vieuville](#) (actuellement en thèse à Toulouse sur l'époque de la réionisation avec VLT/MUSE) et a permis d'apporter une contribution importante à notre compréhension du chauffage du MIS dans les galaxies primitives. Nous démontrons que, contrairement à la Voie Lactée, le chauffage du gaz par effet photoélectrique sur les grains de poussière est inefficace dans les galaxies de faible métallicité ($\lesssim 1/10 Z_{\odot}$), indiquant que d'autres mécanismes fondamentaux doivent être considérés (en particulier chauffage par les rayons X; § 5).

12.2 Thèse

À l'issue d'un projet particulièrement important pour moi et aux implications profondes, j'ai voulu proposer un sujet de thèse. Ce sujet concerne la nature et l'influence des sources énergétiques compactes sur les propriétés du MIS (ionisation, chimie, contenu en gaz moléculaire etc...) et sur la formation d'étoiles dans les galaxies primitives. Ce sujet est à la croisée des observations spectroscopiques et de la modélisation multi-phase du MIS, avec un accent prononcé sur les méthodes statistiques pour extraire les densités de probabilités des différents paramètres d'une grille aux nombreuses dimensions. Le sujet fournit des perspectives intéressantes quant aux observations futures IR de galaxies externes (avec JWST et ELT) ou encore aux observations de sources ultralumineuses en X dans les galaxies proches (avec ATHENA).

[L. Ramambason](#) a obtenu une bourse du Ministère de l'Enseignement Supérieur, de la Recherche et de l'Innovation pour effectuer cette thèse après avoir fait un stage de M2 avec D. Schaerer à Genève sur un autre sujet lié au MIS (échappement des photons ionisant dans des galaxies du relevé SDSS). En ce qui me concerne, c'est une étape particulièrement importante car il s'agit désormais d'être presque seul responsable de l'épanouissement d'une personne, et de penser au projet de thèse dans sa globalité plutôt que par succession

de contributions plus ou moins ponctuelles comme j'avais pu le faire jusqu'alors.

J'entrevois cette thèse comme un travail de supervision dans un premier temps, mais surtout comme une collaboration avec une chercheuse en formation dans un second temps. Ainsi, j'essaie de donner les bases pratiques, de guider les réflexions pour mener une recherche critique et indépendante, et j'espère faire en sorte que le doctorant m'apportera autant que ce que je peux moi-même apporter sur le long terme, ce qui signifiera que la thèse a été un succès.

IV

Appendices

| | | |
|-----------|--|------------|
| 13 | Niveaux électroniques | 121 |
| 14 | Acronymes | 129 |
| 15 | Foire-aux-questions pour doctorants | 131 |
| | Bibliography | 145 |



13. Niveaux électroniques

Dans cette section je rassemble quelques figures qui indiquent les niveaux principaux en IR et UV d'espèces abondantes ainsi que les densités critiques.

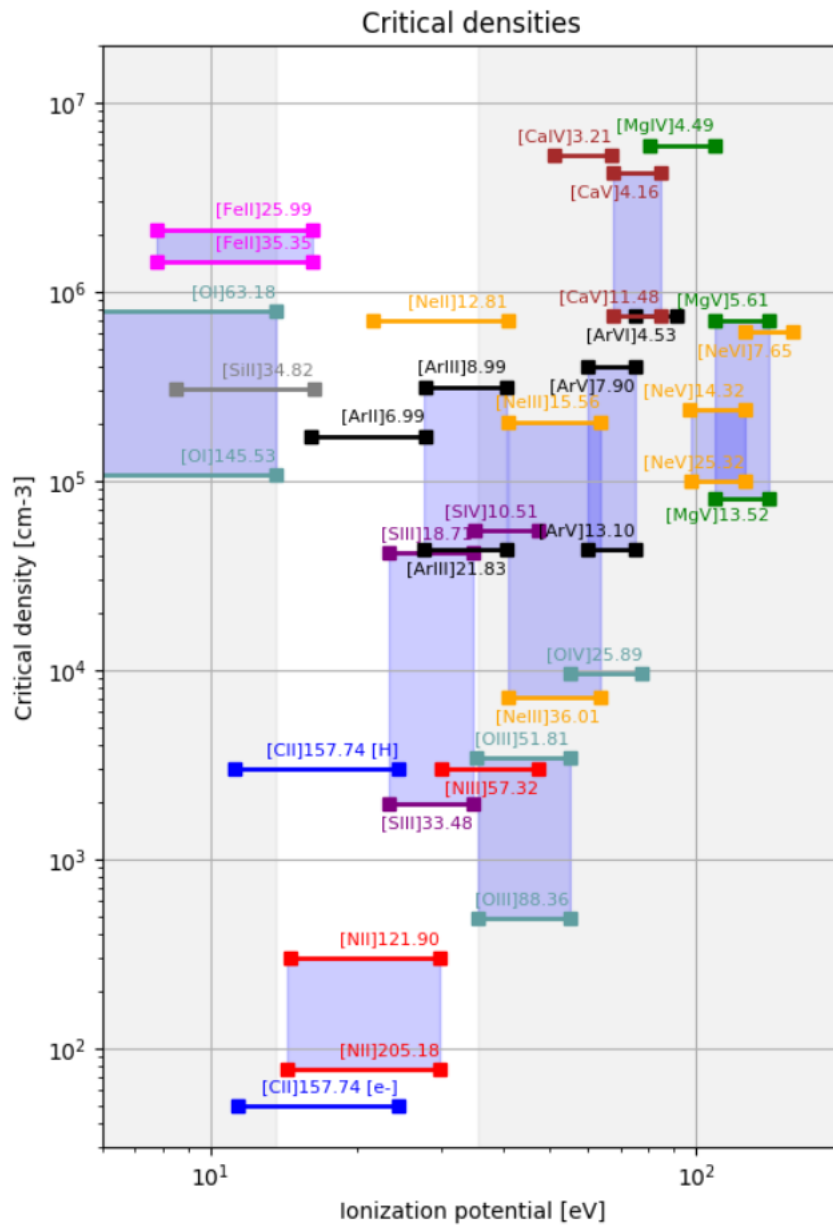


Figure 13.1: Densité critique en fonction du potentiel d'ionisation pour diverses espèces et transitions en IR.

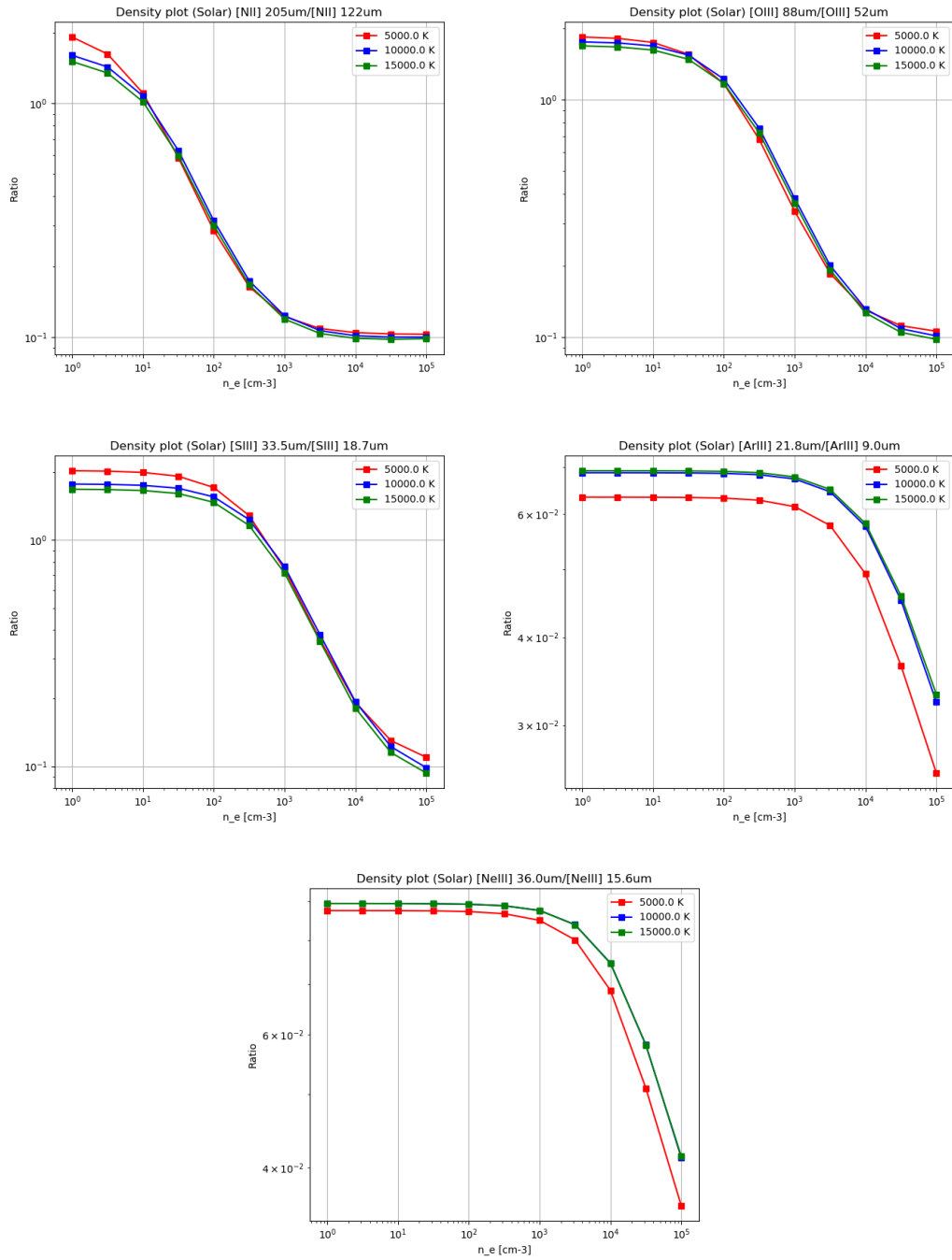


Figure 13.2: *Diagnostics de densité avec les raies IR moyen.*

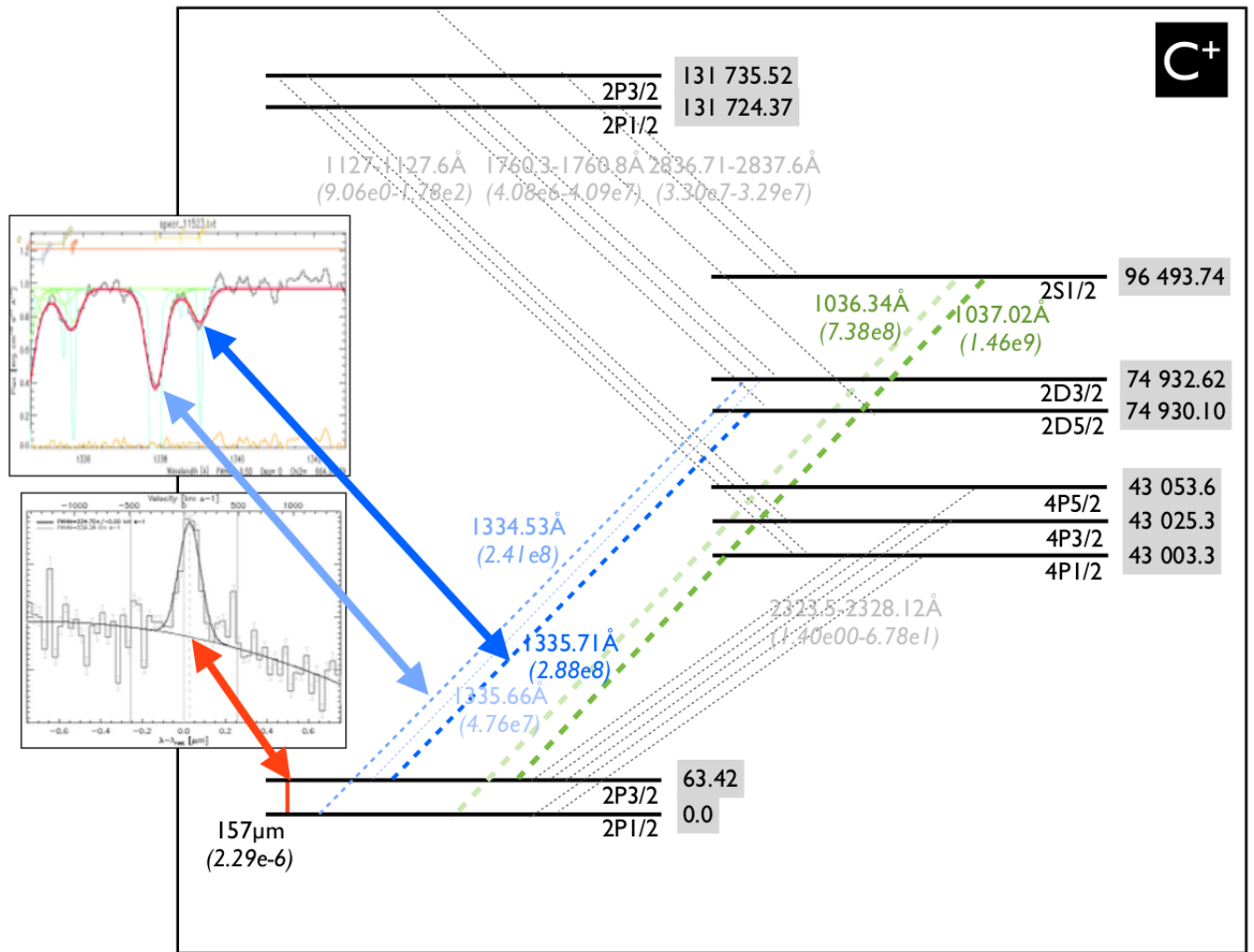
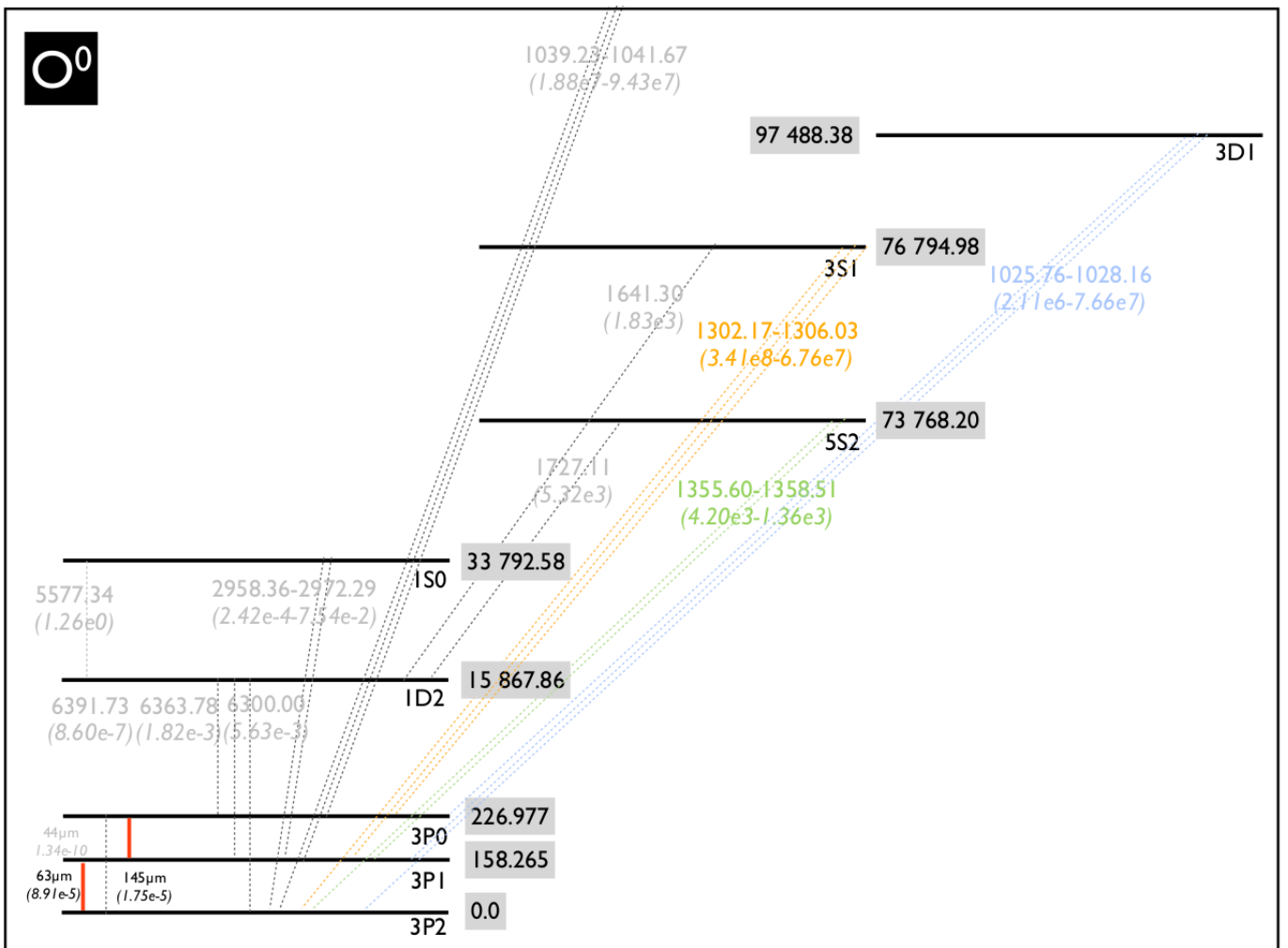
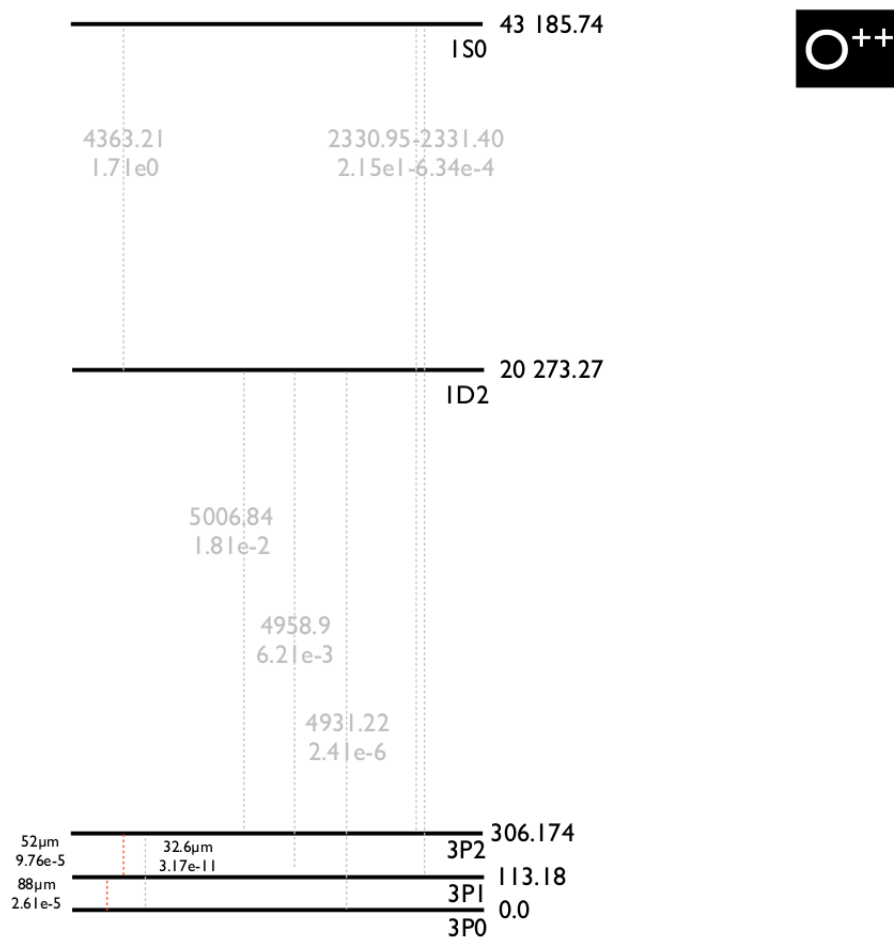


Figure 13.3: Niveaux électroniques de l'ion C⁺.

Figure 13.4: Niveaux électroniques de l'atome O^0 .

Figure 13.5: Niveaux électroniques de l'ion O^{2+} .

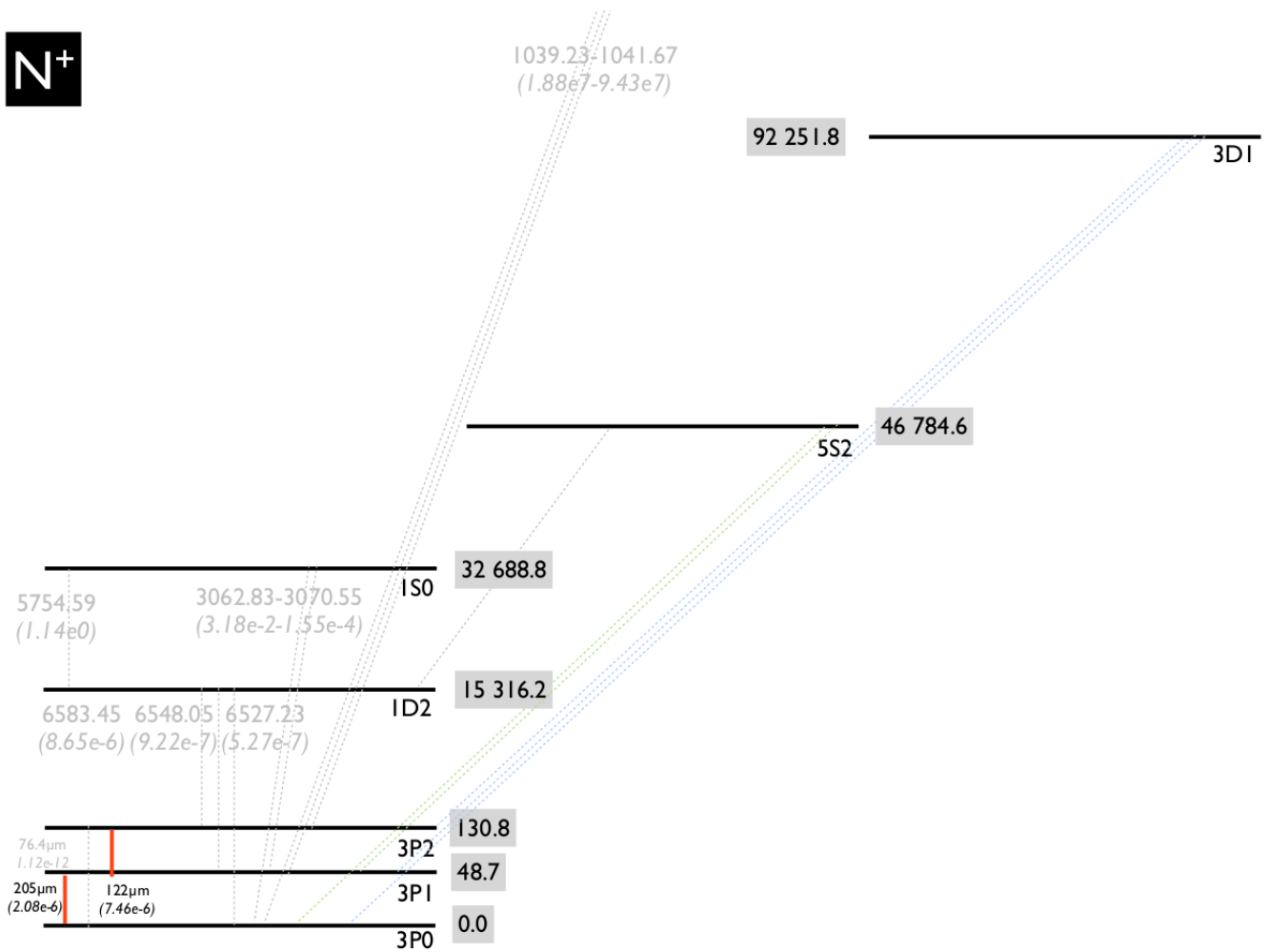


Figure 13.6: Niveaux électroniques de l'ion N⁺.

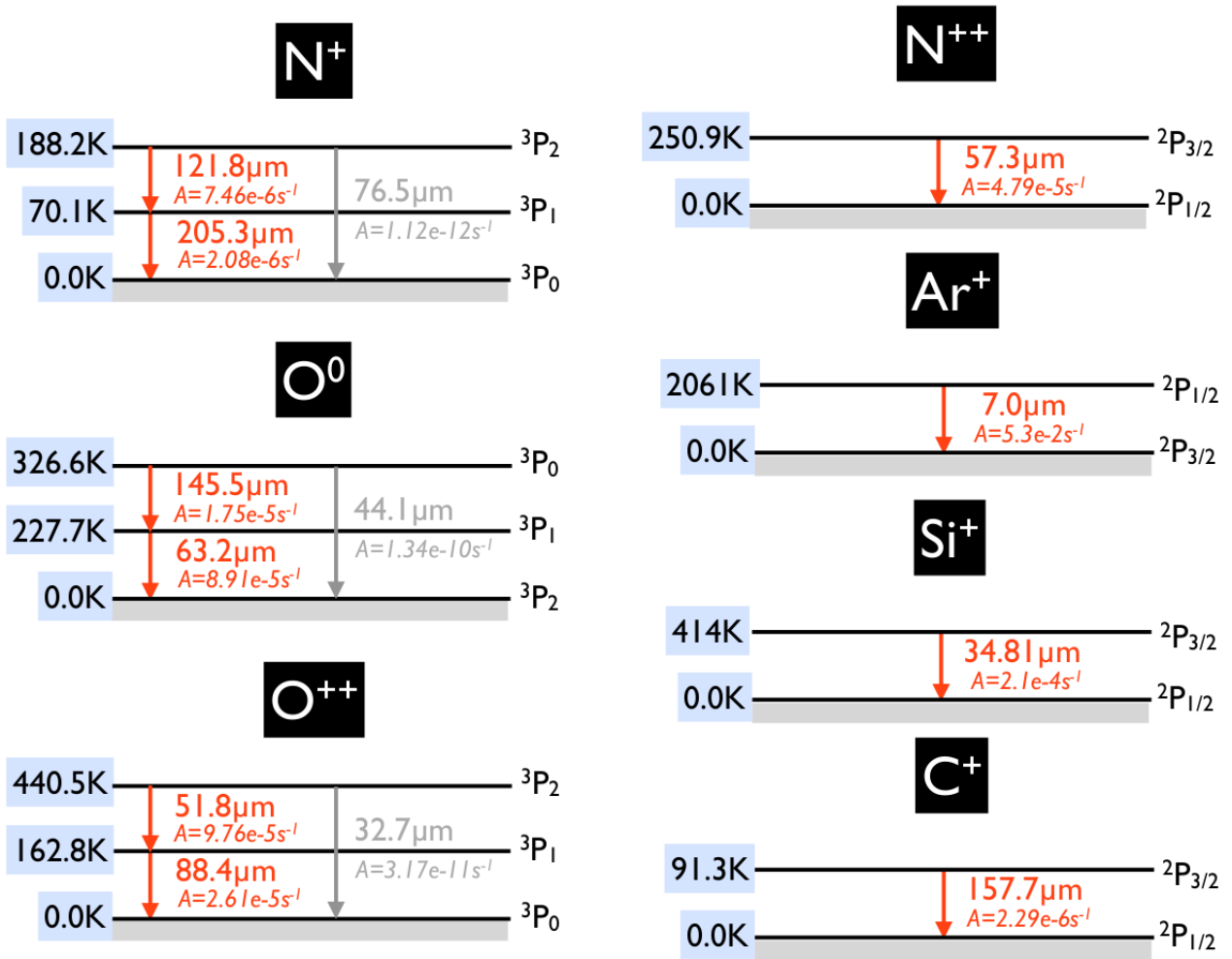


Figure 13.7: Niveaux électroniques de plusieurs autres ions.




14. Acronymes

| | |
|-----------|---|
| COS | <i>Cosmic Origins Spectrograph</i> , instrument à bord du HST |
| DGS | <i>Dwarf Galaxy Survey</i> (Madden et al., 2013) |
| ELT | <i>Extremely Large Telescope</i> |
| FUSE | <i>Far-UV Spectroscopic Explorer</i> |
| GNM | Grand Nuage de Magellan |
| HST | <i>Hubble Space Telescope</i> |
| IR | Infrarouge |
| IRS | <i>Infrared Spectrograph</i> |
| JWST | <i>James Webb Space Telescope</i> |
| UV | Ultraviolet |
| MCG | Milieu circumgalactique |
| MIG | Milieu intergalactique |
| MIS | Milieu interstellaire |
| MULTIGRIS | <i>Multi-component probabilistic grid search</i> |
| PACS | <i>Photodetector Array Camera and Spectrometer</i> , instrument sur <i>Herschel</i> |
| PDR | <i>Photodissociation region</i> |
| PNM | Petit Nuage de Magellan |
| SMART | <i>Spectroscopic Modeling Analysis and Reduction Tool</i> |
| XDR | <i>X-ray dominated region</i> |

Table 14.1: Acronymes utilisés

15. Foire-aux-questions pour doctorants

 Le texte ci-dessous est tiré d'un document PDF envoyé aux stagiaires et doctorants du Laboratoire AIM - Département d'Astrophysique. Le document complet (disponible en français et en anglais) est disponible ici: <http://irfu.cea.fr/Pisp/vianney.lebouteiller/>

Foire-Aux-Questions pour les stagiaires, doctorants et futurs docteurs

Document écrit par V. Lebouteiller, M. González, A. Maury, J. Rodriguez, E. Le Floch, P. Delbourgo, A. Decourchelle (Laboratoire AIM – CEA, Saclay)

15.1 Objectifs de ce document

Ce document, bien qu'il soit destiné majoritairement aux doctorants (qui débutent ou non), est aussi pertinent pour ceux et celles à tous niveaux qui ont pour objectif de faire une thèse en astrophysique, et donc en particulier aussi pour les étudiants en Master 2.

La table des matières, et la lecture complète du document, pourront vous paraître quelque peu « alarmant », car nous avons concentré ici les quelques questions principales que les doctorants se posent régulièrement avant et au cours de la thèse, et les inquiétudes correspondantes. De fait, ce document est une Foire-aux-Questions précisément parce que ces questions et inquiétudes reviennent très souvent. Toutes ces questions sont non seulement légitimes mais utiles à se poser car la remise en question est toujours nécessaire et bénéfique dans le fonctionnement de la recherche, y compris pour une thèse.

Si vous avez l'intention de faire une thèse et lisez pour savoir à quoi vous attendre, ce document vous permettra de vous préparer et de faire les bons choix quant au sujet de thèse et à l'encadrement. Avant de débiter une thèse, il est important de savoir le contexte général de la recherche et le contexte local (supervision, équipes etc...). Ainsi, soyez-sûr d'avoir les idées suffisamment claires sur les questions suivantes en particulier:

- Ai-je une bonne connaissance du laboratoire, du directeur de thèse et de l'équipe?
- Sais-je comment la recherche fonctionne en pratique et comment elle est évaluée?

- Suis-je prêt à m'engager pour trois ans et suis-je au courant des perspectives qui s'offrent à moi en fin de thèse?

Si vous êtes en thèse actuellement, ce document vous permettra de réaliser que vous n'êtes pas seuls et que bien d'autres doctorants (la très grande majorité) sont passés par toutes ces phases sans pour autant échouer! D'ailleurs vous verrez que les questions que vous pourrez vous poser sont non seulement anticipées, mais nous essayons d'y apporter quelques conseils ou mieux, parfois, quelques solutions. Une thèse est un projet de longue haleine qui demande beaucoup d'efforts et une implication personnelle importante. Le travail, les publications, les présentations, le manuscrit, et la soutenance qui sont produits seront autant de concrétisations qui vous rendront bien sûr fiers, mais plus généralement, la thèse peut conditionner votre bien-être général (ayez d'autres occupations et une vie sociale à côté!). Certaines informations sont plus ou moins pertinentes au début ou à la fin de la thèse. Cependant, les informations plutôt pertinentes à la fin doivent être lues dès le début, pour que vous puissiez anticiper le déroulement de la thèse. Idéalement, nous pensons qu'il est utile de parcourir ce document chaque année.

 Par la suite, nous utilisons le terme « directeur » de thèse au sens neutre pour se référer à la fonction et non à la personne.

Ainsi donc, la thèse est une aventure fantastique et riche, mais vous vous posez peut-être quelques questions... ?

15.2 Contacts

| | |
|---|---|
| Directeur/ice(s) de thèse | Premier contact pour la science, et, selon, les affinités personnelles, premier contact pour partager ses inquiétudes générales. |
| Correspondant promotion (éventuellement) / Comité de thèse / Tuteurs | Le correspondant promotion est un chercheur permanent vous offrant une oreille et une vision indépendantes sur votre recherche, et aussi sur les relations entre vous et votre directeur et votre groupe. |
| Responsables École Doctorale | Contacts au niveau du laboratoire pour votre École Doctorale, préparation des auditions... |
| Représentants doctorants au laboratoire | Doctorants eux-mêmes, ils organisent des rencontres entre tous les doctorants du laboratoire. Ils participent aussi au conseil de laboratoire pour y représenter les doctorants. Contacts importants pour comparer votre expérience et profiter des conseils des doctorants plus avancés. |
| Représentants doctorants pour l' École Doctorale | Assistent notamment aux auditions et jurys pour l'attribution des bourses du Ministère aux étudiants M2. |
| Responsable Post-doctorants | Contact utile pour connaître les post-doctorants et profiter de leur expérience pendant et après leur thèse. |

À votre arrivée, vous rencontrerez rapidement votre tuteur promotion et les différents représentants vous seront présentés. D'autre part, il vous sera demandé de remplir une fiche d'entrée pour vous permettre de rencontrer la direction, les secrétaires et les responsables informatique et sécurité.

À noter également que les responsables de l'École Doctorale sont bien sûr aussi disponibles dans les cas où la situation le demande, par exemple en ce qui concerne les dernières étapes (manuscrit, jury, soutenance...).

15.3 En quoi une thèse est-elle différente d'un stage?

La plupart d'entre vous auront fait un stage de recherche, le plus souvent d'environ 3 mois. Vous pensez donc avoir une idée plus ou moins précise du fonctionnement d'un laboratoire et de l'activité scientifique d'un groupe. Se faire une idée sur son futur sujet de thèse est plus délicat, et se faire une idée du fonctionnement-même de la recherche encore plus. Le stage portait sur un sujet spécifiquement conçu de telle manière que tous les outils soient déjà plus ou moins prêts, tous les concepts en place, et répondre à une question donnée avec un résultat globalement anticipé.

La thèse, bien qu'accompagnée également par un sujet qui peut sembler plus ou moins spécifique et détaillé, comporte plusieurs éléments qui sont fondamentalement différents par rapport au stage. C'est une évidence, mais par rapport au stage, la thèse est un travail sur la longueur, et il faut être suffisamment bien organisé pour jongler avec les différentes tâches (réunions, voyages, publications, enseignement...) et pour toujours garder à l'esprit les objectifs à atteindre. Le rythme en thèse est donc très différent de celui en stage et il vous faudra acquérir une certaine autonomie pour gérer votre temps au mieux. Parce qu'une thèse est beaucoup plus longue qu'un stage et parce qu'il existe une part d'incertitude liée au caractère novateur d'une thèse, vous serez peut-être amené à vous ressentir des résultats négatifs comme des frustrations ou même des « échecs » (cf. Q : « *ai-je fait le bon choix ?* »). Partager son expérience et acquérir à terme suffisamment de recul et d'objectivité sur votre thèse et sur le fonctionnement de la recherche sont parmi les meilleures solutions pour se rassurer.

En outre, bien que les concepts soient plus ou moins bien définis dans le sujet de thèse, il est fréquent de devoir redéfinir les objectifs, ou de devoir donner une nouvelle interprétation aux données. Les résultats de la thèse ne peuvent tout simplement pas être tous anticipés (sinon l'on n'aurait pas besoin de faire une thèse sur le sujet!). Une thèse est donc évolutive et il n'est pas rare que le sujet/titre au bout des 3 ans soit sensiblement différent de celui proposé au départ. Ces ajustements se font soit par une suggestion du directeur de thèse, soit par concertation entre vous, votre directeur de thèse et potentiellement votre groupe, soit encore parce que vous aurez pris l'initiative vous-même, en accord avec votre directeur de thèse. À un certain point dans la thèse, vous serez d'ailleurs l'expert sur le sujet, et vous serez la personne la mieux placée pour prendre telle ou telle décision, ce qui n'était pas forcément le cas pendant le stage. De manière plus pratique, certains outils interprétatifs avancés n'existent pas forcément encore lorsqu'on débute sa thèse, contrairement au stage, et vous aurez probablement à développer les vôtres à partir de peu ou rien.

Le stage de recherche est à mi-chemin entre un travail d'étudiant et de recherche. Cependant, le travail qui vous est demandé en thèse est un vrai travail de chercheur et rien ne vous différenciera des chercheurs permanents si ce n'est votre expérience. La thèse est un sujet novateur dont vous serez les premiers à en voir les résultats et les réponses aux questions posées à la base (avant même le directeur de thèse). La manière de travailler pendant la thèse est aussi amenée à évoluer. Dans un premier temps le travail sera plus ou moins "scolaire", comme un stage (très) approfondi, mais il évoluera très vite vers un travail où se mêlent: prise d'initiatives, création d'outils, présentation des travaux et des motivations, décisions aux conséquences importantes sur les résultats, exploration de la littérature, réflexion personnelle sur les grandes questions à aborder qui définiront et identifieront votre thèse

en particulier, et bien d'autres choses encore. En résumé, vers la 2ème année il faudra nécessairement vous approprier le sujet et vous imprégner des tenants et des aboutissants.

Au cours de votre thèse, vous découvrirez tous ces nouveaux aspects et vous pouvez en être ravi ou inquiet. Il est fréquent tout au long de la thèse d'avoir des hauts et des bas, et la thèse est aussi un défi personnel à bien des égards qui est très différent de vos précédentes années d'études. Il arrive ainsi que des doctorants soient à la peine après des années universitaires (et des notes) pourtant remarquables. Inversement, il n'est pas rare que des étudiants à la peine pendant le processus « scolaire » de l'université s'épanouissent complètement pendant la thèse.

Dans tous les cas, il faut partager le plus possible avec les autres doctorants dès le début, avec les post-doctorants, avec les chercheurs du laboratoire d'accueil. Il ne faut pas hésiter à poser des questions sur le fonctionnement de la recherche en général (institut/laboratoire, national ou au niveau international).

15.4 Comment bien choisir son directeur de thèse ?

Les thèses se déroulent d'autant de manières qu'il y a d'encadrants, de doctorants et de sujets de thèse – raison pour laquelle il est important de conserver un regard critique lorsque l'on se compare à des collègues doctorants – et le choix de l'encadrant est donc primordial, tout autant que le sujet de thèse.

À l'un des extrêmes on trouve les encadrements particulièrement rigides et/ou exigeants¹, avec une pression constante et des attentes qui apparaissent très élevées. À l'autre extrême on trouve des encadrements plutôt flexibles qui accordent (parfois même requièrent) beaucoup plus d'indépendance et ce parfois dès le début de la thèse, ce qui peut être tout aussi déstabilisant.

Il faut choisir son directeur de thèse selon ses affinités et la relation mutuelle qui pourra s'établir, tout en restant honnête avec soi-même (par exemple, rien ne sert de se prétendre totalement autonome – même si c'est tentant -- si l'on sait que l'on préfère voir son encadrant tous les jours). Cela dit, il faut aussi garder l'esprit ouvert, et par exemple, un encadrement qui semble très exigeant peut être décourageant au moment de choisir son directeur, mais pourra tout à fait résulter en pratique en une expérience positive et fructueuse. Cependant une combinaison néfaste serait un encadrement très exigeant alliant une attitude de défiance qui varie de manière anormalement exagérée au gré des résultats obtenus et de l'effort fourni et qui résulte en un environnement désagréable.

Il faut donc choisir son directeur de thèse en connaissance de cause et s'assurer avant de débiter la thèse que les conditions seront favorables. Pour prendre du recul le plus vite possible sur la nature de l'encadrement, il faut évidemment échanger le plus possible avec les potentiels futurs encadrants, parler aux doctorants actuels et anciens, se renseigner sur ceux qui ont fini et leur expérience d'après-thèse, et aussi ne pas hésiter à parler à différentes personnes (représentants doctorants, groupe de suivi des doctorants, etc...).

Tout au long de la thèse, les comportements de chacun peuvent évoluer, et il est possible que le type d'encadrement (rigide, flexible, ajouts de réunions régulières etc.) soit amené à évoluer en conséquence.

¹On parle ici d'exigences qui entrent dans le cadre normal d'une thèse en bonne intelligence avec l'École Doctorale.

15.5 Qu'attend-on de moi en thèse, quelles sont mes responsabilités?

Vous avez accepté de faire une thèse dans un institut d'accueil donné. L'obtention des bourses doctorales n'étant pas chose aisée, votre première responsabilité est donc d'honorer votre contrat. Certains sujets de thèse ont fait l'objet d'une demande de bourse spéciale (CIFRE, CFR, etc...) pour laquelle le directeur de thèse, le laboratoire d'accueil et l'école doctorale ont investi beaucoup d'effort et de temps. Ces bourses spécifiques sont attribuées de manière personnelle, ce qui implique une certaine responsabilité de la part du doctorant une fois le sujet accepté. Dans tous les cas, une bourse vous a été attribuée car vous le méritez. Votre contrat peut être facilement mené à bien, avec ou sans ajustements, si vous discutez souvent avec votre directeur de thèse et, selon les besoins, avec les différents correspondants (voir en haut). Ci-dessous et dans tout ce document vous trouverez peut-être le reflet de certaines de vos inquiétudes, et vous trouverez aussi les raisons de vous rassurer.

Il faut se rappeler que le doctorat est une activité professionnelle de trois ans à temps plein, avec toutes les responsabilités qui en incombent. Du matériel sera mis à votre disposition, par le laboratoire ou par votre groupe, pour lequel vous serez également responsable. Il faut aussi prendre conscience que votre projet de recherche s'inscrit dans des collaborations à plus ou moins grande échelle et de la même manière que votre travail dépend plus ou moins directement d'autres projets menés par d'autres personnes, l'inverse est aussi vrai.

Encadrement

Dans les premiers mois, et dans certains cas, il est normal que l'encadrement puisse vous paraître quelque peu rigide. C'est une manière de débiter la thèse dans de bonnes conditions et de permettre au directeur de thèse d'adapter peu à peu son encadrement en fonction des méthodes de travail, des relations entre vous, etc...

L'encadrement évoluera – plus ou moins rapidement – vers une vraie collaboration synergique entre vous, votre directeur de thèse et aussi les autres membres de votre équipe. Vous deviendrez peu à peu l'expert sur votre sujet, et vous serez ainsi capable de faire preuve d'initiative et d'indépendance. Cependant, à terme et selon votre directeur de thèse et/ou votre groupe, la manière dont vous êtes encadré peut vous sembler trop rigoureuse ou au contraire trop flexible. Dans tous les cas, il faut en parler à votre directeur de thèse dans un premier temps, et éventuellement à votre groupe et aux différents correspondants.

Quelle que soit la nature de votre encadrement, ce que l'on attend de vous en tant que doctorant est de mener à bien un sujet de recherche. Il y a beaucoup de manières d'y parvenir, mais il faut toujours prendre en compte l'objectif final.

Allier collaboration et travail individuel

L'environnement général de la recherche est certes collaboratif mais le travail pratique est essentiellement individuel. La collaboration intervient à différents niveaux: les idées motivantes et la préparation du travail pratique sont souvent le fruit d'une réflexion collective, et les efforts pratiques sont mis en commun à terme pour aboutir à un objectif ou résultat global (par ex: calculs, modèles ou figures pour une publication à plusieurs auteurs). Cependant, le travail pratique est le plus souvent décomposé en efforts fortement individuels, dans le sens où, même si l'on recherche bien sûr l'aide auprès de différentes personnes à différents moments, le chercheur est, en définitive, seul en face de son ordinateur ou de son expérience et concrétise les réflexions pour obtenir des résultats.

Communication

Il est important et attendu qu'en parallèle de votre travail de recherche, vous fassiez connaître vos résultats, et l'on s'attend donc à ce que vous communiquiez avec votre groupe

(par exemple à l'occasion de réunions de groupe), avec le laboratoire (par exemple lors des séminaires) et avec la communauté (par exemple via des publications et conférences). On peut d'ailleurs aussi ajouter la vulgarisation, bien que ce soit un choix plus personnel. La communication scientifique est une composante essentielle de la recherche. Il ne faut pas en avoir peur, car on apprend petit à petit comment communiquer. Attention, on ne vous demandera pas d'être un communicant à la manière des représentants commerciaux! Il faut « simplement » apprendre à parler en public, suffisamment bien pour se faire comprendre. Bien communiquer peut prendre plusieurs années, il ne faut absolument pas s'en inquiéter.

Il faudra faire particulièrement attention à adapter son discours au format de la présentation (par ex : durée) et à l'audience. Alors qu'une succession de figures pourraient suffire pour une réunion de groupe, ce n'est pas le cas pour toutes les autres présentations et on ne peut pas supposer systématiquement que l'audience est déjà familière avec tel ou tel concept (de plus c'est en expliquant des concepts apparemment simples ou apparemment bien compris qu'on s'aperçoit qu'ils ne le sont pas tant que ça, ce qui favorise la réflexion... !) et on ne peut pas laisser l'audience trier les idées et identifier les messages importants. Il faut donc guider l'audience en expliquant successivement le contexte, les questions importantes en suspens qui motivent le travail, l'état des lieux (résultats des différents groupes), les pistes envisagées, les résultats et les perspectives. On essaiera aussi de formuler un message d'une ou deux phrases qui résume ce qu'il faut retenir de chaque diapositive, et le cas échéant de l'écrire de manière concise.

Il est bien sûr important de profiter des réunions de groupe ou des journal-clubs pour s'habituer à présenter ses propres travaux mais on peut aussi considérer que ces réunions sont adaptées à la restitution de papiers références dans le domaine, que ce soit par les doctorants, post-doctorants ou permanents. Pour les doctorants, l'intérêt est multiple : s'approprier la bibliographie essentielle assez tôt et être capable de répondre à des questions les concernant, resituer le projet de thèse vis-à-vis de l'état de l'art, et faire un rappel qui ne peut qu'être utile à tous, aux doctorants comme aux permanents !

Les communications se font soit en français (réunion de groupe, discussions entre chercheurs, rencontres nationales, ...), et aussi souvent en anglais (publications à comité de lecture, conférences, ...). On n'attend pas de vous que vous parliez anglais couramment, ni au début de votre thèse ni à la fin. Par contre, il faudra faire l'effort d'obtenir un niveau intermédiaire qui permettra de pouvoir parler et pouvoir comprendre. La première publication en anglais et la première présentation orale en anglais sont souvent difficiles, mais vous êtes aidés par vos collègues dans les deux cas. Des cours d'anglais sont aussi proposés pour ceux/celles d'entre vous qui préfèrent un apprentissage bien encadré plutôt qu'un apprentissage sur le tas.

Pendant votre stage de recherche, vous avez peut-être eu l'occasion de débiter la rédaction d'une publication, et vous aurez normalement à écrire une ou deux publications pendant votre thèse. La première publication écrite peut être une expérience difficile à cause de la langue, du langage (concis, rigoureux, logique²) et des commentaires du comité de lecture qui peuvent parfois paraître cinglants. Il est important de rapidement passer outre les possibles rancœurs envers les comités et en général envers les personnes qui seront amenées à critiquer votre travail (y compris donc les personnes de votre propre groupe !). Cette étape de critique est essentielle à l'accomplissement et l'amélioration de votre travail, il faut donc savoir accepter les critiques et les intégrer de la manière la plus constructive et «généreuse » possible. De manière générale, il est souvent sain de dissocier le

²Très schématiquement, on notera qu'il est important de structurer les publications de manière à faire apparaître une séquence d'objectifs scientifiques qui servent un fil conducteur (et non pas une séquence de résultats ou de méthodes dont on fera un bilan ultérieurement). À chaque moment, le lecteur doit savoir où l'on se place au sein de la stratégie globale du travail, comment la partie du texte s'insère dans cette stratégie, quelles sont les avancées associées aux objectifs scientifiques et quelles sont les étapes ultérieures.

plus possible ce qui touche aux travaux et ce qui touche à la personne, même si la thèse est évidemment un projet personnel et une expérience humaine à bien des égards.

Missions et voyages

Pour certains sujets de thèse, il peut vous être demandé de partir en mission, en France ou à l'étranger, pendant plusieurs semaines/mois parfois. Il est aussi possible que vous ayez un codirecteur de thèse, là encore en France ou à l'étranger. Dans tous ces cas, les voyages peuvent être perçus de manière très différente suivant votre personnalité et suivant l'environnement et les conditions dans lesquelles votre mission se déroulera (longueur, endroit, ...). Alors que partir en conférence une ou deux fois dans l'année pour une semaine n'est pas très contraignant en soi, partir en mission prolongée peut l'être. Au cours de vos réunions initiales avec votre futur directeur de thèse, vous aurez sans doute déjà défini le déroulement de la thèse avec les missions longues (potentielles) déjà anticipées. La thèse peut toujours être aménagée et, votre thèse débutée, il ne faut absolument pas hésiter à en reparler de temps à autre à votre directeur ou aux différents correspondants.

15.6 Comment la thèse est-elle évaluée?

Le diplôme de thèse est un diplôme particulier car il n'est pas « standardisé », dans le sens où ce n'est pas un examen avec des exercices et problèmes imposés à chacun permettant de comparer les résultats. D'une part chaque thèse étant à la pointe de la recherche est nécessairement très spécifique (sujet, équipe, outils déjà en place ou non. . .). D'autre part, le diplôme de thèse couronne une formation par la recherche plutôt qu'un examen. Ainsi, une thèse est évaluée comme un projet de recherche limité dans le temps, et donc avec outils d'évaluation adaptés pour la recherche.

En premier lieu, il est important de démontrer certaines compétences au fur et à mesure que la thèse progresse, comme d'avoir un regard critique sur les résultats, être capable de collaborer de manière productive, faire preuve d'autonomie, d'initiative, de curiosité et de persévérance. Il faut aussi être capable de « digérer » et synthétiser les travaux des autres sur son sujet et bien sûr aussi de synthétiser ses propres travaux. Le directeur de thèse est normalement le mentor permettant de développer ou d'améliorer ces compétences, mais d'autres personnes du laboratoire et le comité de thèse peuvent aussi accompagner et guider le cas échéant.

Au-delà de ces compétences générales (et exportables à d'autres domaines), la production scientifique est centrale. Le terme de « production » est souvent utilisé dans le sens implicite de *production de résultats qui sont positifs*, ce qui est extrêmement limité. Premièrement, la nature de la production diffère d'un sujet à l'autre, et il n'est pas toujours facile de décrire un « résultat » (R&D, sujets conceptuels...). Deuxièmement, un résultat n'est pas toujours positif, et pourtant il contribue toujours aux avancées du domaine et mène la voie aux autres, surtout en recherche fondamentale où de multiples pistes doivent être suivies et testées. Un résultat dit « négatif » est en réalité un résultat qui pourrait démontrer qu'une piste est erronée, non-porteuse, ou bien qui interdit de futures voies de recherche. Il faudrait donc plutôt parler d'un résultat important mais pas nécessairement positif : autrement dit, le résultat répond-t-il à une question importante (soit elle anime déjà votre domaine soit vous proposez qu'elle le devrait) et apportez-vous suffisamment de preuves nouvelles pour contribuer à faire avancer la solution?

Ces résultats obtenus, il reste encore à les évaluer objectivement et à les « mûrir », de façon à savoir s'ils sont, d'une part importants, et d'autre part amènent suffisamment de nouveauté au domaine (en notant qu'il est parfois important de réitérer un résultat déjà mentionné

plusieurs fois pour le valider statistiquement). Une partie de ce travail est à faire par le doctorant, le directeur et l'équipe, grâce à la bibliographie et aux discussions avec d'autres experts. Ensuite, il faut confronter ces résultats au « monde extérieur », par l'intermédiaire de conférences (y compris séminaires) et publications. Les conférences sont certes des événements de communication, mais le contenu prime toujours sur la forme, et c'est aussi et surtout l'occasion de partager avec des experts nationaux ou internationaux pour jauger ses résultats.

Les publications sont souvent l'avènement d'un résultat original, important et mûri (c'est-à-dire débattu via une approche Cartésienne). La qualité d'une publication est difficile à évaluer et l'on se base principalement sur (1) la validation par les pairs, (2) la publication dans un journal dont l'éditeur et la sélection des pairs sont reconnus, et (3) les citations de la publication. Pour une personne donnée, le nombre de publications est souvent utilisé faute d'avoir d'autres moyens de mesure, mais il n'offre qu'une vision très limitée : certains résultats feront l'objet d'une publication longue qui fera référence pour de nombreuses années tandis que certains résultats feront l'objet d'une publication courte et « à courte portée ». À la fin de la thèse, ce n'est pas le nombre de publications qui décidera si la thèse est bonne ou mauvaise mais il est cependant attendu que suffisamment de résultats soient obtenus pour avoir au moins une publication. De plus, être co-auteur de plusieurs publications démontrent une capacité de collaboration qui est aussi importante.

Par ailleurs il est important de définir ce que l'on entend par publication. Si dans la majorité des cas il s'agit effectivement d'articles dans des revues « standard » à comité de lecture (A&A, ApJ, ...) le medium de communication peut varier d'un type de travail de thèse à l'autre. Le cas le plus évident est celui d'une thèse instrumentale, ou du moins en lien avec un instrument dans un grand projet, où des publications dans A&A et autres ne sont pas le but, ni pertinentes, mais au contraire ici, des notes techniques, documents internes à la collaboration seront bien plus importants, et donc ce sont ceux-ci qu'il sera important d'évaluer.

Dans tous les cas un article (premier auteur) est donc un processus long, qui part depuis la position d'un problème/question jusqu'à sa description totale (mise en contexte, protocole expérimental et/ou théorique, résultat, interprétation dans un cadre plus vaste en confrontation avec la littérature sur le sujet). C'est donc bien souvent un chapitre conséquent de la thèse qui s'étale au moins sur une demi-année pour les résultats les plus rapidement obtenus. Il faut ajouter à cela le processus de soumission/acceptation de la publication qui prend au moins plusieurs semaines. Il est donc, et contrairement à certaines idées préconçues, extrêmement rare qu'un article soit écrit et accepté dans les premiers mois de la thèse. De la même manière, il est par conséquent encore plus difficile, voire quasi-impossible, d'avoir une publication *acceptée* avant la fin d'un stage de M2. Une publication qui n'est que soumise et pas encore acceptée n'a pas été évaluée et ne présage donc rien de l'importance du résultat. Il arrive parfois qu'une publication acceptée accompagne un stage, mais c'est le plus souvent associé à un projet « clés en main », qui ne reflète pas la démarche de formation par la recherche et qui n'est donc pas une introduction ou un test significatif aux compétences nécessaires pour la recherche. Si un stage doit être explicitement sanctionné par une publication, c'est non pas l'évaluation d'un examen qui s'applique mais bel et bien l'évaluation de la recherche avec ses propres temps caractéristiques.

En résumé, une thèse réussie est un projet de recherche qui aura conduit le doctorant à travailler de manière critique, autonome *et* collaborative, avec à la clé des résultats nouveaux, importants et mûris. La fin de la thèse est formalisée par le manuscrit validé par les rapporteurs et la soutenance validée par le jury et le rapport de soutenance, le jury se portant garant que la thèse est de fait méritée. Plus tard, en post-doctorat ou dans les concours, vous serez souvent amenés à être comparés à d'autres docteurs. Les

différents aspects de l'évaluation d'une thèse décrits ci-dessus seront retenus, avec d'autres paramètres additionnels et cruciaux : la reconnaissance dans le domaine, l'expérience, le taux moyen de publication ou encore l'adéquation au poste (vis-à-vis de l'équipe, du laboratoire, du projet, des outils...), mais c'est une autre histoire... !

15.7 Au secours, mon sujet de thèse ne me convient pas!

Le sujet de thèse a été proposé avec certaines orientations (plus ou moins de théorie, de modélisation, de simulation, d'observations ou d'instrumentation, ...). Au cours de vos premières rencontres avec votre futur directeur de thèse, il est admis soit que vous avez été en accord avec ces orientations soit que, le sujet étant suffisamment flexible, votre directeur vous aura déjà proposé de modifier les orientations selon votre parcours et vos intérêts. Le directeur de thèse, le groupe dans lequel vous travaillez et plus généralement le laboratoire d'accueil, partent donc tous du principe que ces orientations vous conviennent. Il est tout à fait normal de faire l'expérience des montagnes russes, en étant tout à tour excité par les résultats, convaincu du choix que vous avez fait puis déçu et démotivé en questionnant et culpabilisant tout et tout le monde.

Élargir son horizon pendant la thèse

Cela dit, au fur et à mesure de votre thèse, vous allez peut-être vous rendre compte que telle ou telle orientation vous plaît d'avantage. Il est normal de ne pas savoir dès le départ quelle est l'orientation qui vous conviendra sur le long terme. Certains chercheurs établis changent d'orientation dans leur carrière, ce qui n'est pas du tout anormal. Changer d'orientation *pendant* sa thèse est cependant un peu plus délicat car il s'agit d'un sujet déjà défini sur 3 ans, et les ré-orientations peuvent parfois affaiblir le sujet initial ou amener à des retards importants qui compliquent l'aboutissement du projet. Plutôt que de réorienter sa thèse, il faut garder à l'esprit qu'il peut être utile de développer peu à peu certains contacts ou certaines collaborations au sein du laboratoire d'accueil ou dans d'autres laboratoires, qui permettront sur le long terme de découvrir de nouvelles disciplines dans l'astronomie.

D'autre part, si vous êtes intéressés par l'enseignement, vous avez tout à fait la possibilité de faire une charge de mission d'enseignement³ pendant votre thèse (par exemple pour pouvoir postuler aux postes de Maître de Conférences). Enfin, il faut aussi se rappeler que, si un post-doctorat est envisagé, celui-ci est une très bonne occasion de s'essayer à quelque orientation différente après la thèse.

Réorientation

Dans certains cas (par ex : problèmes avec observations, compétition avec autre équipe...), si le sujet est suffisamment flexible et selon les responsabilités qui accompagnent la thèse, il est possible de réorienter le sujet de thèse en tant que tel. Dans tous les cas, il faut s'habituer à parler ouvertement à son directeur de thèse et à ne pas focaliser toutes ces discussions sur la science elle-même, mais en profiter pour partager vos inquiétudes. Également dans tous les cas où une inquiétude surgit, une communication, peut-être d'abord avec les collègues doctorants puis avec les différents correspondants (voire liste en haut), est essentielle et contribuera à faire évoluer les choses dans le bon sens. En particulier, les différents points de contacts dans le laboratoire vous conseilleront grâce à leur expérience dans l'encadrement et les interactions avec des doctorants au fil des années. N'attendez pas qu'il soit trop tard pour parler !

³Attention si vous voulez enseigner pendant la première année de thèse, il faut postuler aux "monitorats"/vacations dès la fin de l'année universitaire pour la rentrée suivante !

15.8 Pourquoi (et comment) participer à la vie du laboratoire?

Que ce soit le personnel administratif, la direction, les chercheurs, les ingénieurs ou les étudiants, tous participent à faire vivre le laboratoire. Pendant votre thèse, vous passerez environ 3 ans à côtoyer ces personnes chaque jour, et vous pourrez contribuer à faire de votre institut un endroit où l'atmosphère amicale et studieuse permet à chacun de trouver sa place et de travailler dans les meilleures conditions.

Vie sociale

Les différentes journées d'accueil organisées devront vous permettre de mieux connaître votre environnement de travail ainsi que le fonctionnement hiérarchique de l'institut/du laboratoire. Au cours de votre thèse, vous aurez de multiples occasions de partager votre expérience lors des petits-déjeuners entre doctorants, de discuter avec les différents collègues lors de pauses café, lors du petit-déjeuner d'avant-séminaire et lors de divers événements annuels. Les déjeuners à la cantine sont aussi l'occasion d'échanger et discuter (par exemple avec les autres doctorants) – les membres de votre équipe ne vous feront pas de reproches si vous ne les accompagnez pas tous les jours !

Séminaires et conférences

Outre la vie sociale dans le laboratoire, il est important de participer à la vie intellectuelle de celui-ci. Une excellente manière de s'épanouir non seulement socialement mais aussi intellectuellement est d'assister aux séminaires (séminaire labo, séminaire post-doc, ...), conférences, réunions de groupe, journal-club doctorants et bien sûr soutenances de thèse de vos collègues doctorants. Votre sujet de thèse étant très spécifique, il sera parfois difficile de mettre en perspective votre travail, surtout en première année. Or, les motivations de votre sujet se retrouveront souvent, plus ou moins directement, dans d'autres travaux, et il est utile de prendre connaissance des points de vue existants pour mieux établir le vôtre. Vous serez aussi amenés à découvrir de nombreux domaines d'études, et bien qu'ils puissent être différents du votre, ces domaines sont autant de perspectives que vous pourrez décider d'explorer plus tard selon vos intérêts ! D'autre part, il serait dommage d'arriver au bout de la thèse et se rendre compte que l'on ne possède, paradoxalement, qu'une faible culture astrophysique. Les séminaires offrent une occasion toute faite pour élargir vos connaissances. Il faut ainsi réaliser qu'une solide culture astrophysique n'est pas seulement un moyen de briller en société mais permet surtout d'acquérir des connaissances qui pourront faire la différence lors d'entretiens pour obtenir, par exemple, une bourse post-doctorale. Arriver à cerner les percées majeures dans l'astrophysique et à comprendre les voies vers lesquelles l'astrophysique moderne se dirige ou devrait se diriger sont aussi des compétences remarquables.

Il ne faut pas du tout s'inquiéter de ne pas comprendre les sujets présentés en séminaire ou en conférence. Au début, on ne comprend que l'introduction générale, c'est-à-dire les 2-3 premières diapositives. C'est seulement au fil des années, pendant et bien après la thèse, et après avoir assisté à de nombreux séminaires et conférences, que l'on commence à mieux comprendre des présentations sur d'autres sujets. Si vous avez « décroché » au niveau scientifique lors d'une présentation, rappelez-vous que vous pouvez toujours en profiter pour vous inspirer de la manière dont le sujet est présenté, pour vos présentations futures, et surtout, vous saurez identifier rapidement les choses à ne pas faire !

15.9 Ai-je fait le bon choix?

Il est tout à fait normal de se poser des questions pendant sa thèse, et normal de se remettre en question. C'est surtout fréquent au début de la thèse ('suis-je vraiment fait pour cela?') ou vers la fin ('dois-je continuer au-delà?'). Il ne faut pas voir ces questions comme un signe de malaise, mais plutôt comme une remise en question utile (et nécessaire!). Il se passe parfois du temps avant que vous ne réalisiez que votre thèse vous intéresse vraiment, car on peine souvent au début ou on ne comprend pas suffisamment les enjeux scientifiques. Au début l'on est souvent empêtré dans des détails techniques qui nous empêchent de resituer son sujet de manière plus globale et d'avoir suffisamment de recul pour réaliser que le sujet est de fait important et motivant.

Ne pas se poser de questions implique que vous continuiez exactement avec les mêmes motivations initiales, les mêmes outils et la même façon de travailler, ce qui peut inhiber votre épanouissement intellectuel et restreindre votre horizon scientifique. Il est donc normal et utile de parfois s'adapter après une telle remise en question. Les incertitudes et inquiétudes qui peuvent apparaître pendant la thèse ne sont pas toujours facilement explicables à quelqu'un qui ne connaît pas le monde académique. Pour cette raison, il faut s'habituer dès le début de la thèse à comparer son expérience avec les autres et à chercher le plus de conseils possibles de la part des membres du laboratoire, même dans les cas où ce n'est « que » pour se rassurer et non régler un problème important.

Pendant la thèse, vous serez probablement amené à vivre des situations d'« échecs » ou du moins de résultats pas aussi excitant qu'escomptés au départ (manips, article refusé, retours d'expérience très négatifs...), peut-être même parfois pour la première fois dans votre cursus. Ces situations sont le plus souvent normales car être à la pointe de la recherche implique forcément de se placer dans des situations de doute où l'échec est envisageable et participe aux avancées, même s'il est parfois difficile de l'accepter et de le valoriser. Plus généralement, la recherche est un processus où le doute et le scepticisme est omniprésent et utilisé à bon escient pour progresser.

Faire une thèse ne vous engage pas à continuer dans le monde académique ou universitaire. Aussi ne faut-il pas supposer que c'est ce que l'on attend forcément de vous ! Une fois commencée, la thèse fait partie intégrante de votre projet professionnel. Le programme de formation pendant la thèse doit être choisi de manière à enrichir ou à adapter ce projet professionnel, ainsi qu'à bien anticiper l'après-thèse (voir question suivante). Mener à bien la thèse est donc important même si l'on choisit de ne pas continuer dans le monde de la recherche. Il s'agira ainsi de montrer, lors de futurs entretiens d'embauche, que l'on a pu faire aboutir le projet de thèse, ce qui dénote à la fois une persévérance évidente et le respect d'un contrat accepté, en plus des nombreuses compétences acquises, qui sont de plus en plus demandées (voir suite). Le projet de thèse étant défini sur une durée déterminée, mener à bien une thèse signifie donc une réussite de ce projet, quel que soit le parcours choisi après la thèse.

Dans le cas où la thèse est une étape qui doit permettre de devenir chercheur, enseignant-chercheur ou ingénieur de recherche, cela reste un projet professionnel, avec un programme de formation adaptée. Les différents interlocuteurs (autres doctorants, correspondants, directeurs de thèse etc...) sont là pour vous aider à prendre les meilleures décisions selon votre profil et vos intérêts.

15.10 Comment concilier thèse et enseignement?

Tout d'abord, inscrivez-vous dès que possible aux formations pédagogie car elles seront utiles dès le début !

Missions complémentaires

Les missions complémentaires regroupent les missions d'enseignement (anciennement monitorats), les missions dans les domaines de la diffusion scientifique et les missions d'expertise. Ces missions sont d'excellentes occasions de valoriser des compétences qui pourront vous être utiles au-delà de la thèse.

Chaque université est libre de fixer le nombre exact d'heures d'enseignement de la mission complémentaire, avec un maximum de 64 h/an. Pour plus d'informations sur les missions doctorales sont disponibles via les écoles doctorales⁴. Dans tous les cas, quand une mission est envisagée, il faut s'assurer que cela soit autorisé par votre contrat doctoral. La candidature aux missions se fait au printemps, et, afin d'enseigner dès la première année, il faut donc prévoir une candidature avant de savoir si votre thèse sera financée ou non, avec tous les problèmes que cela implique (il ne faut cependant pas hésiter à candidater à plusieurs universités). C'est toutefois une possibilité à considérer en effet car enseigner dès la première année peut permettre de « libérer » la troisième année, qui est la compliquée à gérer. Si une mission n'est pas possible, il reste possible d'effectuer des vacances d'enseignement.

Il n'est pas rare que les contrats de missions d'enseignement soient prêts et signés après le début des enseignements (de même pour la rémunération). Il ne faut pas hésiter à insister et s'assurer auprès de l'administration de l'université que le dossier est bien en cours, qu'il n'y a pas de pièces manquantes et que la situation sera réglée prochainement. Pour quelconque problème, cherchez le soutien de votre école doctorale et de vos correspondants.

Pour les détenteurs de l'agrégation, une mission d'enseignement d'une durée minimale de deux ans (2x64h) permet normalement la validation du stage de l'agrégation (contacter le rectorat pour confirmation des règles).

La formation doctorale tient compte de l'activité d'enseignement pendant la thèse (missions ou vacances) sous la forme d'une équivalence. Selon l'école doctorale, une formation pédagogique peut aussi être requise.

Lorsque le parcours professionnel n'est pas encore clair et que l'enseignement fait partie des possibilités (en tant que tâche principale ou non), il est parfois tentant de « trop » s'impliquer dans la mission d'enseignement pendant la thèse. Or, il faut se rappeler que, de la même manière que le contrat d'enseignement implique un certain nombre d'heures de travail, le contrat de thèse implique le reste ! On s'attend donc à ce que vous honoriez votre contrat doctoral dans sa globalité.

Qualification aux fonctions de Maître de conférence (MCF)

La qualification est nécessaire pour postuler aux fonctions de Maître de conférence. Les critères retenus pour valider une qualification sont (1) avoir soutenu sa thèse avant mi-décembre de l'année de la candidature, (2) avoir au moins une publication premier auteur relevant de la section 34 (Astronomie et Astrophysique) du Comité National des Universités (CNU), et (3) avoir déjà effectué des enseignements. Il n'existe pas de nombre d'heures minimum nécessaires, mais si vous avez peu enseigné, il faudra faire valoir votre dossier. Dans tous les cas, il est demandé de démontrer votre intérêt pour l'enseignement. Il est aussi tenu compte des missions de diffusion scientifique (conférences grand public, interventions

⁴En particulier: <https://ecole-doctorale.obspm.fr/fr/Etapes/Missions>

en milieu scolaire, etc. . .) et de l'encadrement ou co-encadrement d'étudiants. Pour les candidats étrangers, il est demandé une bonne maîtrise de la langue française.

En pratique, pour une demande de qualification, il faut s'inscrire entre septembre et octobre sur le site Galaxie⁵. Il est alors possible de téléverser sur le site tous les documents constitutifs du dossier jusqu'à mi-décembre. La section du CNU se réunit ensuite vers février pour statuer sur les demandes de qualification, les résultats sont connus quelques semaines plus tard.

La qualification obtenue en début de l'année N est valable jusqu'au 31 décembre de l'année N+4. Vous pouvez ainsi postuler à tous les concours MCF dont la date de clôture des candidatures est le / avant le 31 décembre de l'année N+4. Il est donc recommandé de refaire une demande de qualification en automne N+3.

Une fois la qualification obtenue, elle permet de candidater à des postes de MCF de n'importe quelle autre section. Par exemple, une qualification en section 34 vous permet de candidater à des postes relevant de la section 29 et inversement. Il existe une mailing-list⁶ du ministère qui permet d'être prévenu automatiquement par e-mail lorsqu'un nouveau poste répondant à des critères donnés est ouvert au concours.

Attention, le numéro de candidat attribué lors de la demande de qualification MCF est à conserver avec soin. C'est ce même numéro qui sert pour toutes vos candidatures aux postes de MCF. Et si vous êtes reçu à un de ces concours, c'est toujours ce même numéro qui vous sera demandé des années plus tard pour faire votre demande de qualification pour être Professeur des Universités et vos candidatures pour les postes associés.

Pour plus d'informations sur la qualification, voir la FAQ du portail Galaxie: https://www.galaxie.enseignementsup-recherche.gouv.fr/ensup/cand_FAQ_qualification.htm#57

15.11 Comment bien anticiper l'après-thèse?

Chaque doctorant conçoit une idée plus ou moins précise de l'après-thèse (continuation dans la recherche, communication scientifique, enseignement, domaine privé, ...). Vers le milieu de la thèse, la réflexion doit commencer. Cette remise en question est délicate, car l'on part d'un état d'esprit stable (études, doctorat, projet sur 3 ans) vers un état d'esprit instable où vos idées peuvent changer du tout au tout. Au terme de la thèse, vous aurez acquis un certain nombre de compétences que vous ne devez pas sous-estimer. Entre autres choses: travailler en groupe, mener à bien un projet, mener à bien plusieurs projets simultanément avec une gestion du temps et des ressources, encadrer quelqu'un (par exemple un stagiaire ou un doctorant moins avancé), prendre des initiatives, faire preuve d'indépendance et d'originalité, savoir communiquer en public, savoir communiquer dans une autre langue, mener à bien des collaborations internationales, etc... Toutes ces compétences doivent être prises en compte⁷ quand vous penserez à l'avenir et à ce que la thèse vous aura apporté.

Si vous désirez continuer dans la recherche, vous devrez le plus souvent partir en post-doctorat. Les post-doctorats se font souvent à l'étranger. Ce n'est pas toujours le cas cependant, et une fraction non négligeable de doctorants choisissent de faire un post-doctorat en France. Les post-doctorats sont extrêmement enrichissants. Entre autres choses, un post-doctorat permet de prendre du recul sur son travail de thèse, d'apprendre à collaborer à distance, jongler avec les projets, apprendre une autre manière de travailler ou

⁵<https://www.galaxie.enseignementsup-recherche.gouv.fr/ensup/candidats.html>

⁶https://galaxie.enseignementsup-recherche.gouv.fr/antares/newsletter_01.jsp

⁷Si une reconversion dans le monde privé est envisagée, vous pouvez par exemple vous présenter comme un manager de projet.

de voir les choses, et acquérir une certaine indépendance d'esprit. Il est à noter qu'une expérience à l'étranger est une "compétence" valorisable non seulement dans le monde académique mais aussi dans l'industrie, et choisir de faire un post-doctorat est donc une voie à ne pas négliger (malgré les contraintes de mobilité évidentes).

Une reconversion vers un autre domaine est un choix personnel et vous serez guidés, si besoin est, dans votre choix par les différents correspondants. Des réseaux socio-professionnels vous permettent dès le début de la thèse d'entrer en contact avec des anciens doctorants qui depuis ont soit continué dans la recherche ou se sont reconvertis.

Dans tous les cas, mais en particulier quand un post-doctorat est considéré, il est d'important de penser à préparer un dossier (état des recherches, projet de recherche, publications, CV, etc. . .) suffisamment tôt, de sorte que quand une annonce intéressante se présente, le dossier soit suffisamment poli. Le premier dossier est souvent fastidieux, mais une fois écrit, les suivants n'ont besoin "que" d'être mis à jour, ce qui fait gagner beaucoup de temps. Il ne faut pas hésiter à postuler à des annonces qui sont pertinentes mais semblent parfois trop éloignées scientifiquement, pour plusieurs raisons: (1) faire connaître son nom et son dossier, (2) "tester" son dossier, (3) les annonces sont parfois vagues et le thème final retenu peut varier suivant le profil des candidats qui postulent et (4) avoir des bonnes surprises. . . !

Il faut dès le début de la thèse penser à une formation adaptée aux ambitions professionnelles (avec une certaine flexibilité et ouverture si ces dernières restent encore vague). Garder à l'esprit les formations INSTN (nombreuses formation scientifiques, à noter en particulier «Encadrer et Valoriser la thèse»).

Bibliographie

Articles

- Abel, N. P. and G. J. Ferland (2006), in: *ApJ* 647.1, pp. 367–373, eprint: astro-ph/0604210.
- André, Ph. et al. (2010), in: *A&A* 518, L102, p. L102, arXiv: 1005.2618.
- Aravena, M. et al. (2016), in: *ApJ* 833.1, 71, p. 71, arXiv: 1607.06772.
- Bakes, E. L. O. and A. G. G. M. Tielens (1994), in: *ApJ* 427, p. 822.
- Bendo, G. J. et al. (2012), in: *MNRAS* 419.3, pp. 1833–1859, arXiv: 1109.0237.
- Berg, Trystyn A. M. et al. (2019), in: *MNRAS* 488.3, pp. 4356–4369, arXiv: 1907.07703 [astro-ph.GA].
- Bernard Salas, J. et al. (2001), in: *A&A* 367, pp. 949–958.
- Bernard-Salas, J. et al. (2009), in: *ApJS* 184.2, pp. 230–247, arXiv: 0908.2812.
- Bernard-Salas, J. et al. (2015), in: *A&A* 574, A97, A97, arXiv: 1501.07747.
- Bigiel, F. et al. (2008), in: *AJ* 136.6, pp. 2846–2871, arXiv: 0810.2541.
- Bisbas, T. G. et al. (2012), in: *MNRAS* 427.3, pp. 2100–2118, arXiv: 1209.1091 [astro-ph.SR].
- Bolatto, Alberto D. et al. (2013), in: *ARA&A* 51.1, pp. 207–268, arXiv: 1301.3498.
- Boquien, M. et al. (2012), in: *A&A* 539, A145, A145, arXiv: 1201.2405 [astro-ph].
- Boquien, M. et al. (2013), in: *A&A* 554, A14, A14, arXiv: 1303.1178.
- Braine, J. et al. (2012), in: *A&A* 544, A55, A55, arXiv: 1207.3243.
- Bresolin, Fabio et al. (2016), in: *ApJ* 830.2, 64, p. 64, arXiv: 1607.06840.
- Brinchmann, J. et al. (2008), in: *A&A* 485.3, pp. 657–677, arXiv: 0805.1073.
- Brorby, M. et al. (2015), in: *MNRAS* 448.4, pp. 3374–3381, arXiv: 1502.03443.
- Bruhweiler, Fred C. et al. (2003), in: *AJ* 125.6, pp. 3082–3096, arXiv: astro-ph/0303442 [astro-ph].
- Burgarella, D. et al. (2005), in: *MNRAS* 360.4, pp. 1413–1425, eprint: astro-ph/0504434.
- Calzetti, D. et al. (2007), in: *ApJ* 666.2, pp. 870–895, arXiv: 0705.3377.
- Cannon, John M. et al. (2005), in: *ApJ* 618.1, pp. 247–258, arXiv: astro-ph/0409318 [astro-ph].
- Cannon, John M. et al. (2011), in: *ApJ* 739.1, L22, p. L22, arXiv: 1105.4505 [astro-ph.CO].
- Casasola, V. et al. (2020), in: *A&A* 633, A100, A100, arXiv: 1911.09187 [astro-ph.GA].
- Cen, Renyue and Jeremiah P. Ostriker (1999), in: *ApJ* 519.2, pp. L109–L113, eprint: astro-ph/9903207.
- Chevance, M. et al. (2016), in: *A&A* 590, A36, A36, arXiv: 1603.03573.

- Chevance, Mélanie et al. (2020a), in: *MNRAS*, arXiv:2004.09516, arXiv:2004.09516, arXiv: 2004.09516 [astro-ph.GA].
- Chevance, Mélanie et al. (2020b), in: *Space Sci. Rev.* 216.4, 50, p. 50, arXiv: 2004.06113 [astro-ph.GA].
- Chonis, Taylor S. et al. (2011), in: *AJ* 142.5, 166, p. 166, arXiv: 1109.0019 [astro-ph.GA].
- Ciesla, L. et al. (2012), in: *A&A* 543, A161, A161, arXiv: 1204.4726 [astro-ph.CO].
- (2013), in: *A&A* 550, C1, p. C1.
- Cigan, Phil et al. (2016), in: *AJ* 151.1, 14, p. 14, arXiv: 1509.08935.
- Clements, D. L. et al. (2018), in: *MNRAS* 475.2, pp. 2097–2121, arXiv: 1712.04843.
- Cormier, D. et al. (2012), in: *A&A* 548.19818, A20, A20, arXiv: 1209.0804.
- Cormier, D. et al. (2014), in: *A&A* 564, A121, A121, arXiv: 1401.0563.
- Cormier, D. et al. (2015), in: *A&A* 578, A53, A53, arXiv: 1502.03131.
- Cormier, D. et al. (2017), in: *MNRAS* 468.1, pp. L87–L91, arXiv: 1702.08467.
- Cormier, D. et al. (2019), in: *A&A* 626, A23, A23, arXiv: 1904.08434.
- Croxall, Kevin V. et al. (2012), in: *ApJ* 747.1, 81, p. 81, arXiv: 1201.1016.
- da Cunha, Elisabete et al. (2008), in: *MNRAS* 388.4, pp. 1595–1617, arXiv: 0806.1020.
- de Blok, W. J. G. et al. (2016), in: *AJ* 152.2, 51, p. 51, arXiv: 1604.08777.
- de La Vieuville, G. et al. (2019), in: *A&A* 628, A3, A3, arXiv: 1905.13696 [astro-ph.GA].
- De Looze, I. et al. (2012), in: *MNRAS* 423.3, pp. 2359–2373, arXiv: 1204.1264.
- De Looze, Ilse et al. (2014a), in: *A&A* 571, A69, A69, arXiv: 1409.3857.
- De Looze, Ilse et al. (2014b), en, in: *A&A* 568, A62, A62, arXiv: 1402.4075.
- De Vis, P. et al. (2019), in: *A&A* 623, A5, A5, arXiv: 1901.09040.
- Didelon, P. et al. (2015), in: *A&A* 584, A4, A4, arXiv: 1510.09175 [astro-ph.SR].
- Efstathiou, A. et al. (2014), in: *MNRAS* 437.1, pp. L16–L20, arXiv: 1309.7005.
- Engelbracht, C. W. et al. (2005), in: *ApJ* 628.1, pp. L29–L32, eprint: astro-ph/0506214.
- Ercolano, B. et al. (2003), in: *MNRAS* 340.4, pp. 1136–1152, arXiv: astro-ph/0209378 [astro-ph].
- Esteban, C. et al. (2004), in: *MNRAS* 355.1, pp. 229–247, arXiv: astro-ph/0408249 [astro-ph].
- Esteban, César et al. (2009), in: *ApJ* 700.1, pp. 654–678, arXiv: 0905.2532 [astro-ph.CO].
- Fahrion, K. et al. (2017), in: *A&A* 599.4, A9, A9, arXiv: 1611.02039.
- Farrah, D. et al. (2010), in: *ApJ* 717.2, pp. 868–877, arXiv: 1005.3540.
- Farrah, D. et al. (2013), in: *ApJ* 776.1, 38, p. 38, arXiv: 1308.4165 [astro-ph.CO].
- Ferland, G. J. et al. (2016), in: *RMxAA* 52, p. 261, arXiv: 1605.03634 [astro-ph.SR].
- Ferland, G. J. et al. (May 30, 2017), in: *RMxAA* 53, pp. 385–438, arXiv: 1705.10877 [astro-ph.GA].
- Flower, D. R. and G. Pineau des Forêts (2003), in: *MNRAS* 343.2, pp. 390–400.
- Ford, George P. et al. (2013), in: *ApJ* 769.1, 55, p. 55, arXiv: 1303.6284 [astro-ph.CO].
- Fox, Ori D. et al. (2010), in: *ApJ* 725.2, 1768–1778, pp. 1768–1778, arXiv: 1005.4682.
- Foyle, K. et al. (2013), in: *MNRAS* 432.3, pp. 2182–2207, arXiv: 1304.3128.
- Fragos, T. et al. (2013), en, in: *ApJ* 764.1, 41, p. 41, arXiv: 1206.2395.
- Fukui, Yasuo et al. (2015), in: *ApJ* 807.1, L4, p. L4, arXiv: 1503.03540.
- Fukui, Yasuo et al. (2019), in: *ApJ* 886.1, 14, p. 14, arXiv: 1811.00812.
- Galametz, M. et al. (2013), in: *MNRAS* 431.2, pp. 1596–1617, arXiv: 1302.2825.
- Galametz, M. et al. (2016), in: *MNRAS* 456.2, pp. 1767–1790, arXiv: 1511.07457.
- Galametz, M. et al. (2020), in: *A&A* 643, A63, A63, arXiv: 2009.00431 [astro-ph.GA].
- Galliano, F. et al. (2011), in: *A&A* 536, A88, A88, arXiv: 1110.1260.
- Galliano, Frédéric (2018), in: *MNRAS* 476.2, pp. 1445–1469, arXiv: 1801.06660.
- Galliano, Frédéric et al. (2018), in: *ARA&A* 56, pp. 673–713, arXiv: 1711.07434.
- Gao, Yu and Philip M. Solomon (2004), in: *ApJ* 606.1, pp. 271–290, arXiv: astro-ph/0310339 [astro-ph].
- García-Rojas, Jorge and César Esteban (2007), in: *ApJ* 670.1, pp. 457–470, arXiv: 0707.3518 [astro-ph].
- Glover, Simon C. O. and Paul C. Clark (2012), in: *MNRAS* 426.1, pp. 377–388, eprint: 1203.4251.

- Gomez de Castro, Ana I. et al. (2019), in: *arXiv e-prints*, arXiv:1911.00769, arXiv:1911.00769, arXiv: 1911.00769 [astro-ph.SR].
- González-Alfonso, E. et al. (2017), in: *ApJ* 836.1, 11, p. 11, arXiv: 1612.08181.
- Gordon, Karl D. et al. (2014), en, in: *ApJ* 797.2, 85, p. 85, arXiv: 1406.6066.
- Grimm, H. J. et al. (2003), in: *MNRAS* 339.3, pp. 793–809, arXiv: astro-ph/0205371 [astro-ph].
- Gry, Cecile et al. (2019), in: *BAAS* 51.3, 254, p. 254, arXiv: 1903.06250.
- Haas, M. et al. (2002), in: *A&A* 385.3, pp. L23–L26.
- Hao, L. et al. (2009), in: *ApJ* 704.2, pp. 1159–1173, arXiv: 0908.4084.
- Harikane, Yuichi et al. (2020a), in: *ApJ* 896.2, 93, p. 93, arXiv: 1910.10927 [astro-ph.GA].
- Harikane, Yuichi et al. (2020b), in: *ApJ* 902.2, 117, p. 117, arXiv: 2005.11078 [astro-ph.GA].
- Helou, G. et al. (2001), in: *ApJ* 548.1, pp. L73–L76.
- Hernán-Caballero, A. et al. (2015), in: *ApJ* 803.2, 109, p. 109, arXiv: 1502.05820.
- Hernandez, Svea et al. (2020), in: *ApJ* 892.1, 19, p. 19, eprint: 2002.07831.
- Hernandez, Svea et al. (2021), in: *ApJ* 908.2, 226, p. 226, arXiv: 2012.12933 [astro-ph.GA].
- Hony, S. et al. (2015), in: *MNRAS* 448.2, pp. 1847–1862, arXiv: 1501.03634.
- Houck, J. R. et al. (2004), in: *ApJS* 154.1, pp. 18–24, arXiv: astro-ph/0406167 [astro-ph].
- Hughes, T. M. et al. (2015), in: *A&A* 575, A17, A17, arXiv: 1410.6156.
- Hunter, D. A. et al. (2001), in: *ApJ* 553.1, pp. 121–145, arXiv: astro-ph/0012354 [astro-ph].
- Hunter, Deidre A. et al. (2012), in: *AJ* 144.5, 134, p. 134, arXiv: 1208.5834 [astro-ph.GA].
- Indebetouw, R. et al. (2013), in: *ApJ* 774.1, 73, p. 73, arXiv: 1307.3680.
- Indebetouw, Rémy et al. (2020), in: *ApJ* 888.2, 56, p. 56, arXiv: 1912.11515 [astro-ph.GA].
- Jenkins, E. B. and T. M. Tripp (2011), en, in: *ApJ* 734.1, 65, p. 65, eprint: 1104.2323.
- Jenkins, E. B. et al. (2000), in: *ApJ* 538.1, pp. L81–L85, eprint: astro-ph/0004409.
- Jenkins, Edward B. and Cécile Gry (2020), in: *ApJ* 902.1, 15, p. 15, arXiv: 2009.00677 [astro-ph.GA].
- Jones, A. G. et al. (2015), in: *MNRAS* 448.1, pp. 168–187, arXiv: 1412.7344.
- Kaaret, P. and H. Feng (2013), en, in: *ApJ* 770.1, 20, p. 20, arXiv: 1304.6731.
- Kamenetzky, J. et al. (2012), in: *ApJ* 753, 70, p. 70, arXiv: 1205.0006.
- Karczewski, O. Ł. et al. (2013), in: *MNRAS* 431.3, pp. 2493–2512, arXiv: 1302.5430.
- Kaufman, M. J. et al. (2006), in: *ApJ* 644, pp. 283–299.
- Kennicutt, R. C. and N. J. Evans (2012), in: *ARA&A* 50, pp. 531–608, arXiv: 1204.3552.
- Kewley, Lisa J. and Sara L. Ellison (2008), in: *ApJ* 681.2, pp. 1183–1204, arXiv: 0801.1849 [astro-ph].
- Khan, S. A. et al. (2009), in: *ApJ* 706.1, pp. 319–327, arXiv: 0909.5367.
- Kirk, J. M. et al. (2015), in: *ApJ* 798, 58, p. 58, arXiv: 1306.2913.
- Kobulnicky, H. A. and E. D. Skillman (1997), in: *ApJ* 489.2, pp. 636–655.
- Krumholz, M. R. (2012), in: *ApJ* 759.1, 9, p. 9, arXiv: 1208.1504.
- (2013), in: *MNRAS* 436.3, pp. 2747–2762, arXiv: 1309.5100.
- Krumholz, M. R. et al. (2011), in: *ApJ* 731.1, 25, p. 25, arXiv: 1101.1296.
- Kunth, D. and G. Östlin (2000), in: *A&A Rev.* 10.1-2, pp. 1–79, arXiv: astro-ph/9911094 [astro-ph].
- Kunth, D. and W. L. W. Sargent (1986), in: *ApJ* 300, pp. 496–499.
- Kunth, D. et al. (1994), in: *A&A* 282, pp. 709–716.
- Langer, W. D. et al. (2014), in: *A&A* 561, A122, A122, eprint: 1312.3320.
- Le Petit, F. et al. (2006), in: *ApJS* 164.2, pp. 506–529, arXiv: astro-ph/0602150 [astro-ph].
- Lebouteiller, V. et al. (2004), in: *A&A* 415.1, pp. 55–61, eprint: astro-ph/0310599.
- Lebouteiller, V. et al. (2005), in: *A&A* 443.2, pp. 509–517, arXiv: astro-ph/0507404 [astro-ph].
- Lebouteiller, V. et al. (2006), in: *A&A* 459.1, pp. 161–174, arXiv: astro-ph/0608445 [astro-ph].
- Lebouteiller, V. et al. (2007), in: *ApJ* 665.1, pp. 390–401, arXiv: 0704.2068.
- Lebouteiller, V. et al. (2008), in: *ApJ* 680.1, 398–419, pp. 398–419, arXiv: 0710.4549.
- Lebouteiller, V. et al. (2009), in: *A&A* 494.3, pp. 915–932, arXiv: 0812.2911.
- Lebouteiller, V. et al. (2010), in: *PASP* 122.888, p. 231, arXiv: 0910.1846 [astro-ph.IM].
- Lebouteiller, V. et al. (2011a), in: *ApJS* 196.1, 8, p. 8, arXiv: 1108.3507 [astro-ph.IM].

- Lebouteiller, V. et al. (2011b), in: *ApJ* 728.1, 45, p. 45, arXiv: 1012.1728.
- Lebouteiller, V. et al. (2012a), in: *A&A* 546, A94, A94, arXiv: 1209.1023.
- Lebouteiller, V. et al. (2012b), in: *A&A* 548, A91, A91, arXiv: 1209.6057.
- Lebouteiller, V. et al. (2013), in: *A&A* 553, A16, A16, arXiv: 1302.4746.
- Lebouteiller, V. et al. (2015), in: *ApJS* 218.2, 21, p. 21, arXiv: 1506.07610.
- Lebouteiller, V. et al. (Feb. 23, 2017), in: *A&A* 602.45, A45, A45, arXiv: 1702.07377 [astro-ph.GA].
- Lebouteiller, V. et al. (2019a), in: *arXiv e-prints*, arXiv:1909.03056, arXiv:1909.03056, arXiv: 1909.03056 [astro-ph.GA].
- Lebouteiller, V. et al. (2019b), in: *A&A* 632, A106, A106, arXiv: 1911.03280 [astro-ph.GA].
- Lebouteiller, Vianney et al. (2019c), in: *BAAS* 51.3, 157, p. 157.
- Lecavelier des Etangs, A. et al. (2004), in: *A&A* 413.1, pp. 131–137, eprint: astro-ph/0309766.
- Lee, H. and E. D. Skillman (2004), in: *ApJ* 614.2, pp. 698–715, arXiv: astro-ph/0406571 [arXiv:astro-ph].
- Lee, M.-Y. et al. (2016), in: *A&A* 596, A85, A85, arXiv: 1606.04290.
- Lee, M. Y. et al. (2019), in: *A&A* 628, A113, A113, arXiv: 1905.10051 [astro-ph.GA].
- Lemoine, M. et al. (2002), in: *ApJS* 140.1, pp. 67–80.
- Levrier, F. et al. (2012), in: *A&A* 544, A22, A22, arXiv: 1205.5689.
- Linden, T. et al. (2010), en, in: *ApJ* 725.2, pp. 1984–1994, eprint: 1005.1639.
- López-Sánchez, Á. R. et al. (2007), in: *ApJ* 656.1, pp. 168–185, eprint: astro-ph/0609498.
- Madden, S. C. (2000), in: *New Astr. Rev.* 44.4-6, pp. 249–256, arXiv: astro-ph/0002046 [astro-ph].
- Madden, S. C. et al. (1997), in: *ApJ* 483.1, pp. 200–209.
- Madden, S. C. et al. (2006), in: *A&A* 446.3, pp. 877–896, eprint: astro-ph/0510086.
- Madden, S. C. et al. (2013), in: *PASP* 125.928, p. 600, eprint: 1305.2628.
- Madden, S. C. et al. (2020), in: *A&A* 643, arXiv:2009.00649, A141, arXiv: 2009.00649 [astro-ph.GA].
- Mahy, L. et al. (2017), in: *A&A* 599, A61, A61, arXiv: 1611.07257 [astro-ph.SR].
- Malhotra, S. et al. (2000), in: *ApJ* 543.2, pp. 634–643, eprint: astro-ph/0006328.
- Mapelli, M. (2013), en, in: *ArXiv e-prints*, p. 4, arXiv: 1302.2238.
- Marzke, R. O. and L. N. da Costa (1997), in: *AJ* 113, p. 185.
- Matsuura, M. et al. (2015), in: *ApJ* 800, 50, p. 50, arXiv: 1411.7381 [astro-ph.SR].
- Meixner, M. et al. (2013), in: *AJ* 146.3, 62, p. 62.
- Mentuch Cooper, E. et al. (2012), in: *ApJ* 755.2, 165, p. 165, arXiv: 1206.2989.
- Mezcua, M. et al. (2018), in: *MNRAS* 478, pp. 2576–2591, arXiv: 1802.01567.
- Mookerjea, B. et al. (2016), in: *A&A* 586, A37, A37, arXiv: 1512.00904.
- Moos, H. W. et al. (2000), in: *ApJ* 538.1, pp. L1–L6, arXiv: astro-ph/0005529 [astro-ph].
- Motte, F. et al. (2018), in: *Nature Astronomy* 2, pp. 478–482, arXiv: 1804.02392 [astro-ph.GA].
- Nagao, T. et al. (2011), in: *A&A* 526, A149, A149, arXiv: 1012.2471 [astro-ph.CO].
- Naslim, N. et al. (2015), in: *MNRAS* 446, pp. 2490–2504, arXiv: 1407.7658.
- Nicholls, David C. et al. (2012), in: *ApJ* 752.2, 148, p. 148, arXiv: 1204.3880 [astro-ph.GA].
- O’Halloran, B. et al. (2008), in: *ApJ* 681.2, 1205–1214, pp. 1205–1214, arXiv: 0803.3000.
- Okada, Y. et al. (2013), in: *A&A* 553.2011, A2, A2, arXiv: 1303.2030.
- Okada, Y. et al. (2015), in: *A&A* 580.Lmc, A54, A54, arXiv: 1506.01860.
- Okada, Y. et al. (2019), in: *A&A* 621, A62, A62, arXiv: 1808.08826.
- Oliveira, J. M. et al. (2019), in: *MNRAS*, p. 2408, arXiv: 1910.01980 [astro-ph.SR].
- Omont, A. et al. (1996), in: *A&A* 315, pp. 1–10.
- Onaka, T. et al. (2018), in: *ApJ* 853, 31, p. 31, arXiv: 1712.00932.
- Pakull, M. W. and L. P. Angebault (1986), in: *Nature* 322.6079, pp. 511–517.
- Parkin, T. J. et al. (2012), in: *MNRAS* 422.3, pp. 2291–2301, arXiv: 1202.5323.
- Parkin, T. J. et al. (2013), en, in: *ApJ* 776.2, 65, p. 65, arXiv: 1308.3702.
- Parkin, T. J. et al. (2014), in: *ApJ* 787, 16, p. 16, arXiv: 1404.0403.
- Pearson, C. et al. (2016), in: *ApJS* 227, 9, p. 9, arXiv: 1610.06206.
- Peimbert, A. (2003), in: *ApJ* 584.2, pp. 735–750, arXiv: astro-ph/0208502 [astro-ph].
- Péquignot, D. (2008), in: *A&A* 478.2, pp. 371–385, arXiv: 0710.5082.

- Pereira-Santaella, M. et al. (May 23, 2017), in: *MNRAS* 470, pp. 1218–1232, arXiv: 1705.08367 [astro-ph.GA].
- Pérez-Montero, E. (2017), in: *PASP* 129.4, p. 043001, arXiv: 1702.04255.
- Péroux, Céline and J. Christopher Howk (2020), in: *ARA&A* 58.1, annurev, annurev.
- Pilbratt, G. L. et al. (2010), in: *A&A* 518, L1, p. L1, arXiv: 1005.5331.
- Pineda, J. L. et al. (2014), in: *A&A* 570, A121, A121, eprint: 1409.0537.
- Pineda, J. L. et al. (2017), in: *ApJ* 839, 107, p. 107, arXiv: 1704.00739.
- Poglitsch, A. et al. (1996), en, in: *ApJ* 462.1, p. L43.
- Polles, F. L. et al. (2019), in: *A&A* 622, A119, A119, arXiv: 1810.03633.
- Pustilnik, S. A. et al. (2020), in: *MNRAS* 492.1, pp. 1078–1090, arXiv: 1912.06740 [astro-ph.GA].
- Recchi, S. et al. (2001), in: *MNRAS* 322.4, pp. 800–820, arXiv: astro-ph/0002370 [arXiv:astro-ph].
- Recchi, S. et al. (2002), in: *A&A* 384, pp. 799–811, eprint: astro-ph/0112450.
- Rémy-Ruyer, A. et al. (2013), in: *A&A* 557, A95, A95, arXiv: 1309.1371.
- Rémy-Ruyer, A. et al. (2014), in: *A&A* 563, A31, A31, arXiv: 1312.3442.
- Rémy-Ruyer, A. et al. (2015a), in: *A&A* 582, A121, A121, arXiv: 1507.05432.
- Rémy-Ruyer, A. et al. (2015b), in: *A&A* 573, C1, p. C1.
- Requena-Torres, M. A. et al. (2016), in: *A&A* 589, A28, A28, arXiv: 1602.07719.
- Rieschick, A. and G. Hensler (2003), in: *Ap&SS* 284.2, pp. 861–864, eprint: astro-ph/0302383.
- Roelfsema, P. R. et al. (2018), in: *PASA* 35, e030, e030, arXiv: 1803.10438 [astro-ph.IM].
- Roman-Duval, J. et al. (2014), in: *ApJ* 797, 86, p. 86, arXiv: 1411.4552.
- Rubin, R. H. et al. (2011), in: *MNRAS* 410, pp. 1320–1348, arXiv: 1008.2736.
- Rubio, M. et al. (2015), in: *Nature* 525.7568, pp. 218–221, arXiv: 1603.04736.
- Saigo, K. et al. (2017), in: *ApJ* 835, 108, p. 108, arXiv: 1604.06010.
- Salpeter, E. E. (1955), in: *ApJ* 121, p. 161.
- Salvatier, John et al. (2016), in: *PeerJ Computer Science* 2, e55.
- Samsonyan, A. et al. (2016), in: *ApJS* 226.1, 11, p. 11, arXiv: 1608.02277.
- Sánchez Almeida, J. et al. (2014), in: *ApJ* 783.1, 45, p. 45, arXiv: 1401.1985.
- Sargsyan, L. et al. (2011), in: *ApJ* 730.1, 19, p. 19, arXiv: 1101.3876.
- Sargsyan, L. et al. (2012), in: *ApJ* 755.2, 171, p. 171, arXiv: 1206.5435 [astro-ph.CO].
- Sargsyan, L. et al. (2014), in: *ApJ* 790.1, 15, p. 15, arXiv: 1405.5759.
- Scalo, J. and B. G. Elmegreen (2004), in: *ARA&A* 42.1, pp. 275–316, arXiv: astro-ph/0404452 [astro-ph].
- Schneider, N. et al. (2012), in: *A&A* 542, L18, p. L18, arXiv: 1203.6307 [astro-ph.GA].
- Shi, Yong et al. (2015), in: *ApJ* 804.1, L11, p. L11, arXiv: 1504.01453 [astro-ph.GA].
- Shi, Yong et al. (2020), in: *ApJ* 892.2, 147, p. 147, eprint: 2002.10209.
- Shivaei, I. et al. (2017), in: *ApJ* 837, 157, p. 157, arXiv: 1609.04814.
- Skibba, R. A. et al. (2012), in: *ApJ* 761.1, 42, p. 42, eprint: 1210.7812.
- Smith, M. W. L. et al. (2012), in: *ApJ* 756.1, 40, p. 40, arXiv: 1204.0785.
- Spoon, H. W. W. et al. (2007), in: *ApJ* 654.1, pp. L49–L52, arXiv: astro-ph/0611918 [astro-ph].
- Spoon, H. W. W. et al. (2013), in: *ApJ* 775.2, 127, p. 127, arXiv: 1307.6224.
- Stacey, G. J. et al. (1991), in: *ApJ* 373, pp. 423–444.
- Stasińska, G. (2005), in: *A&A* 434.2, pp. 507–520, arXiv: astro-ph/0501574 [astro-ph].
- Stasińska, Grazyna (2019), in: *arXiv e-prints*, arXiv:1906.04520, arXiv:1906.04520, arXiv: 1906.04520 [astro-ph.GA].
- Tarantino, Elizabeth et al. (2021), in: *arXiv e-prints*, arXiv:2104.13452, arXiv:2104.13452, arXiv: 2104.13452 [astro-ph.GA].
- Taylor, C. L. et al. (1998), in: *AJ* 116.6, pp. 2746–2756, eprint: astro-ph/9808210.
- Telfer, R. C. et al. (2002), in: *ApJ* 579.2, pp. 500–516, arXiv: astro-ph/0207301 [astro-ph].
- Tenorio-Tagle, G. (1996), in: *AJ* 111, p. 1641.
- Tepitz, H. I. et al. (2007), in: *ApJ* 659.2, pp. 941–949, arXiv: astro-ph/0701409 [astro-ph].

- The LUVUOIR Team (2019), in: *arXiv e-prints*, arXiv:1912.06219, arXiv:1912.06219, arXiv: 1912.06219 [astro-ph.IM].
- Thomas, A. D. et al. (2019), in: *ApJ* 874, 100, p. 100, arXiv: 1902.06368.
- Thuan, T. X. and G. E. Martin (1981), in: *ApJ* 247, pp. 823–848.
- Thuan, T. X. et al. (1996), in: *ApJ* 463, p. 120.
- Thuan, T. X. et al. (2002), in: *ApJ* 565.2, pp. 941–951.
- (2005), in: *ApJ* 621.1, pp. 269–277, eprint: astro-ph/0411460.
- Togi, A. and J. D. T. Smith (2016), in: *ApJ* 830.1, 18, p. 18, eprint: 1607.08036.
- Tokuda, Kazuki et al. (2018), in: *arXiv e-prints*, arXiv:1811.04400, arXiv:1811.04400, arXiv: 1811.04400.
- Torrey, Paul et al. (2019), in: *MNRAS* 484.4, pp. 5587–5607, arXiv: 1711.05261 [astro-ph.GA].
- Tremonti, C. A. et al. (2004), in: *ApJ* 613.2, pp. 898–913, arXiv: astro-ph/0405537 [astro-ph].
- Tsamis, Y. G. et al. (2003), in: *MNRAS* 338, pp. 687–710, eprint: astro-ph/0209534.
- Turner, J. L. et al. (2015), in: *Nature* 519, pp. 331–333, arXiv: 1503.05254.
- Turner, J. L. et al. (June 29, 2017), in: *ApJ* 846, 73, p. 73, arXiv: 1706.09944 [astro-ph.GA].
- Vale Asari, N. et al. (2016), in: *MNRAS* 460.2, pp. 1739–1757, arXiv: 1605.01057.
- van der Tak, F. F. S. et al. (2018), in: *PASA* 35, e002, e002, arXiv: 1711.11327.
- Vanzi, L. et al. (2011), in: *A&A* 534, A70, A70, arXiv: 1108.5377.
- Vermeij, R. and J. M. van der Hulst (2002), in: *A&A* 391.3, pp. 1081–1095.
- Vika, M. et al. (2017), in: *A&A* 597, A51, A51, arXiv: 1609.03040.
- Walsh, J. R. and J.-R. Roy (1989), in: *MNRAS* 239, pp. 297–324.
- Walter, Fabian et al. (2003), in: *Nature* 424.6947, pp. 406–408, arXiv: astro-ph/0307410 [astro-ph].
- Wang, L. et al. (2011), in: *MNRAS* 411.3, pp. 1809–1818, arXiv: 1010.3846.
- Weedman, D. et al. (2012), in: *ApJ* 761.2, 184, p. 184, arXiv: 1211.0683 [astro-ph.CO].
- Weingartner, J. C. and B. T. Draine (2001a), in: *ApJ* 548.1, pp. 296–309, arXiv: astro-ph/0008146 [astro-ph].
- (2001b), in: *ApJS* 134.2, pp. 263–281, arXiv: astro-ph/9907251 [astro-ph].
- Werner, M. W. et al. (2004), in: *ApJS* 154.1, pp. 1–9, arXiv: astro-ph/0406223 [astro-ph].
- Whelan, D. G. et al. (2013), in: *ApJ* 771.1, 16, p. 16, eprint: 1306.2327.
- Wilson, C. D. et al. (2013), in: *ApJ* 776, L30, p. L30, arXiv: 1309.6338.
- Wolfe, A. M. et al. (2005), in: *ARA&A* 43.1, pp. 861–918, arXiv: astro-ph/0509481 [astro-ph].
- Wolfire, M. G. et al. (2010), in: *ApJ* 716.2, pp. 1191–1207, eprint: 1004.5401.
- Wu, R. et al. (2015), in: *A&A* 575, A88, A88, arXiv: 1412.1880.
- Wu, Y. et al. (2006), in: *ApJ* 639.1, pp. 157–172, eprint: astro-ph/0510856.
- Wu, Y. et al. (2007), in: *ApJ* 662.2, pp. 952–958, arXiv: astro-ph/0703283 [astro-ph].
- Wu, Y. et al. (2008a), in: *ApJ* 676.2, 970–977, pp. 970–977, arXiv: 0711.4363.
- Wu, Y. et al. (2008b), in: *ApJ* 673.1, 193–202, pp. 193–202, eprint: 0710.0003.
- Zafar, T. et al. (2013), in: *A&A* 556, A141, A141, arXiv: 1307.0602 [astro-ph.CO].

Autres sources

- Aloisi, A. et al. (2007), in: *Stellar Populations as Building Blocks of Galaxies*, ed. by Alexandre Vazdekis and Reynier Peletier, vol. 241, IAU Symposium S241, pp. 310–314, eprint: astro-ph/0702216.
- Bouret, Jean-Claude et al. (2018), in: *Proc. SPIE*, vol. 10699, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 106993B, arXiv: 1805.10021 [astro-ph.IM].
- Chevance, M (2016), PhD thesis, Université Sorbonne Paris Cité - Université Paris.Diderot.
- Cormier, D (2012), PhD thesis, Université Paris Diderot.
- Esteban, C. et al. (2018), in: *Chemical Abundances in Gaseous Nebulae*, ed. by G. Hägele et al., p. 23, arXiv: 1612.03633.

- Heap, S. R. et al. (2019), in: *Radiative Signatures from the Cosmos*, ed. by K. Werner et al., vol. 519, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 267.
- Lebouteiller, Vianney (2005), Theses, Université Pierre et Marie Curie - Paris VI.
- Madden, S. C. et al. (2011), in: *EAS Publications Series*, ed. by M. Röllig et al., vol. 52, *EAS Publications Series*, pp. 95–101, arXiv: 1105.1006.
- Morisset, Christophe (2013), ascl: 1304.020.
- Muslimov, E. et al. (2018), in: *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, vol. 10699, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, p. 1069906, arXiv: 1805.09067 [astro-ph.IM].
- Rauch, M. (2000), in: *Clustering at High Redshift*, ed. by A. Mazure et al., vol. 200, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 255.
- Remy-Ruyer, Aurelie (2013), PhD thesis.
- Rieschick, A. and G. Hensler (2000), in: *Cosmic Evolution and Galaxy Formation: Structure, Interactions, and Feedback*, ed. by J. Franco et al., vol. 215, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 130, eprint: astro-ph/0005079.
- Roman-Duval, Julia et al. (2019), in: *BAAS*, vol. 51, p. 458, arXiv: 1903.08993.
- Zivick, P. et al. (2014), in: *American Astronomical Society Meeting Abstracts #223*, vol. 223, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, p. 247.07.

