

1 Fonction de luminosité des galaxies**2 Comptages de galaxies****3 Galaxies "Lyman break" et redshifts photométriques****4 Histoire cosmologique de la formation d'étoiles****5 Fond diffus cosmologique****6 densité de SFR versus densité d'étoiles****7 Rôle des noyaux actifs de galaxies**

**1 Fonction de luminosité des galaxies:
densité de galaxies (# Mpc⁻³)**

La fonction de luminosité est l'un des outils de base dans l'étude de l'évolution des galaxies. Traditionnellement notée, ϕ , elle définit le nombre de galaxies possédant une luminosité $L \pm dL$ (ou en magnitude absolue $M \pm dM$) par unité de volume comobile (par mega-parsec cube, i.e. Mpc⁻³).

Notez bien l'intérêt de raisonner en unité de volume comobile:

si on utilisait un volume propre, du fait de l'expansion de l'univers, on trouverait moins de galaxies par Mpc³ que dans l'univers local, même si le nombre & la luminosité des galaxies n'avaient pas varié. On risquerait d'interpréter cela comme une preuve d'une évolution, ce qui est faux. C'est donc pour éviter de mélanger l'évolution de l'univers avec celle des galaxies, que caractérise la fonction de luminosité, que l'on se place dans le système comobile:

$$dV(\text{comobile}) = dV(\text{propre}) \times (1+z)^3$$

On l'écrit souvent LF (luminosity function) et dans le cas de l'univers local, LLF (local luminosity function).

L'une des difficultés rencontrées dans la détermination de la LF est d'obtenir un échantillon de galaxies qui soient toutes à la même distance. Il est donc utile de la déterminer dans les amas de galaxies, car toutes les galaxies sont à la même distance. Mais le prix à payer est d'étudier une région spécifique de l'univers.

1 Fonction de luminosité des galaxies:
densité de galaxies (# Mpc⁻³)

En étudiant un échantillon de 13 amas de galaxies, Schechter (1976, ApJ 203, 297) a déterminé une forme analytique de la fonction de luminosité, dont a pu vérifier par la suite qu'elle était une excellente approximation de la LF de manière générale dans l'univers local:

$$\text{LF de Schechter : } n(L) = \Phi(L)dL = \Phi^* \left(\frac{L}{L^*}\right)^\alpha \exp\left(-\frac{L}{L^*}\right) \frac{dL}{L^*}$$

Notez bien la forme de l'équation:

- Pour les galaxies faibles, $L \ll L^*$, le terme exponentiel tend vers 1 et la fonction de luminosité devient une loi de puissance de pente α
- Pour les galaxies lumineuses, $L \gg L^*$, le terme exponentiel domine et le nombre de galaxies décroît rapidement vers zéro.

L_* : luminosité caractéristique au niveau du changement de pente de la LF. Une galaxie avec $L < 0.1L_*$ est une naine. Valeur typique: $L^* \approx 1.4 \times 10^{10} L_\odot$

ϕ_* : normalise la fonction et définit la densité moyenne de galaxies dans l'univers. Valeur typique: $\phi_* \sim 0.015 \text{ galaxies } h^3 \text{ Mpc}^{-3}$ où $h=H_0/100$

α : définit la pente de la LF du côté peu brillant. La valeur typique de $\alpha \approx -1$ étant < 0 , elle implique un grand nombre de galaxies de faible luminosité.

1 Fonction de luminosité des galaxies d'amas:
Fonction de luminosité de Schechter (1976)

La LF peut être exprimée en magnitudes absolues : $\frac{L}{L^*} = 10^{0.4(M^* - M)}$

$$\Phi(M)dM = (0.4 \ln 10) \Phi^* 10^{0.4(\alpha+1)(M^* - M)} \times \exp\left(-10^{0.4(M^* - M)}\right) dM$$

α joue sur la partie à faible luminosité, comme le montre la figure ci-dessous:

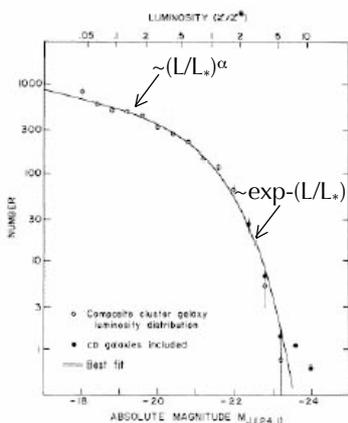
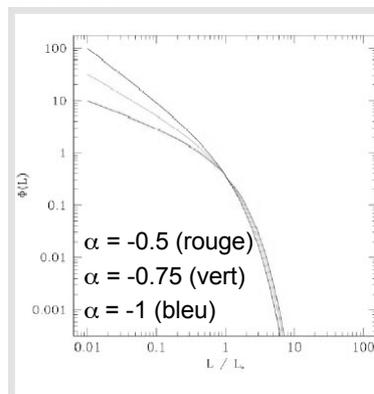


FIG. 2.—Best fit of analytic expression to observed composite cluster galaxy luminosity distribution. Filled circles show the effect of including CD galaxies in composite.

Schechter's fit to a set of 13 clusters (1976, ApJ 203, 297)



Pour les galaxies de "champ" (hors amas)

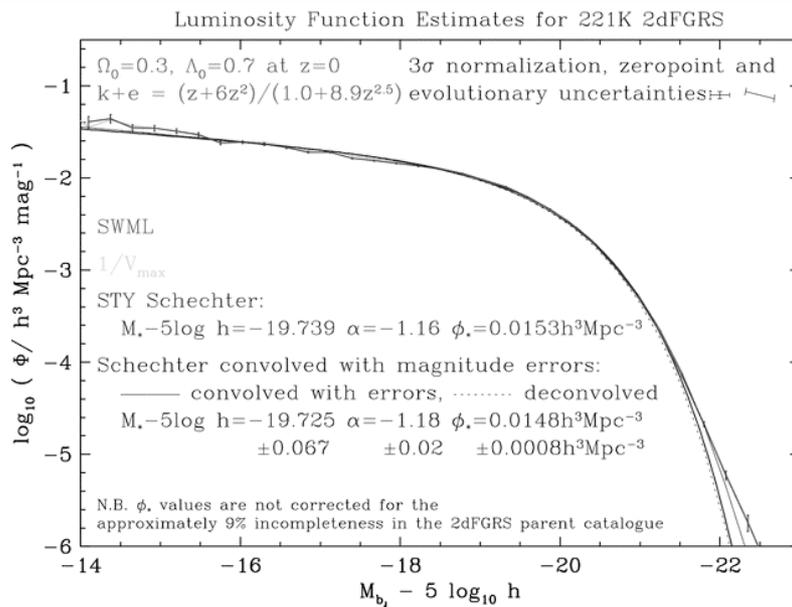
La LF de Schechter mesurée sur des amas de galaxies en 1976 reste d'actualité encore aujourd'hui et aussi bien sur les galaxies de champ que celles des amas.

En dehors de la valeur de M^* , les bandes B et K présentent des valeurs très semblables des paramètres de la fonction de luminosité.

- Bande B (Efstathiou, Ellis, Peterson 1988)
 - $\Phi^* = 0.016 \pm 0.003 \text{ h}^3 \text{ Mpc}^{-3}$
 - $M_B^* = -19.7 \pm 0.1 + 5 \log h$
 - $\alpha = -1.07 \pm 0.07$

- Bande K (Gardner et al. 1997)
 - $\Phi^* = 0.016 \pm 0.002 \text{ h}^3 \text{ Mpc}^{-3}$
 - $M_K^* = -23.1 \pm 0.2 + 5 \log h$
 - $\alpha = -0.9 \pm 0.2$

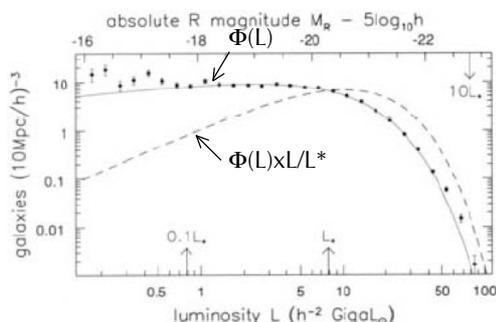
Fonction de luminosité issue du relevé à grande échelle 2dF
densité de galaxies en bande B (# Mpc^{-3})



Le poids relatif des galaxies en fonction de leur luminosité

La fonction de luminosité caractérise le nombre de galaxies par unité de volume comobile (i.e. volume propre à $z=0$). On constate qu'il existe un plus grand nombre de galaxies à faible luminosité et une chute rapide à forte luminosité.

En pratique, le fait que la LF continue de croître aux faibles luminosités sans que l'on ait détecté la luminosité de coupure implique que le nombre intégré de galaxies diverge: aux faibles luminosités $\Phi(L) \sim (L/L_*)^\alpha$ et si $\alpha < -1$, ce qui est le cas observé, l'intégrale de $\Phi(L)dL$ diverge. Mais l'intégrale du produit $\Phi(L)L$ qui donne la densité de lumière produite par les galaxies par unité de volume comobile et donc indique aussi la densité d'étoiles en masse par unité de volume comobile ne diverge pas.



Les galaxies L^* sont celles qui contribuent le plus à la densité de luminosité et donc représentent les galaxies les plus typiques et Φ^* représente leur densité.

En pratique, $\sim 50\%$ de la lumière vient des galaxies au-dessus et au-dessous de L^* .

Donc L^* représente la médiane des luminosités des galaxies définies par la LF.

Densité de luminosité totale

L'intégrale de la LF $\times L$, i.e. la densité totale de luminosité comobile est donnée par le produit de Φ^* , L^* et la fonction Γ (fonction gamma):

$$\int_0^\infty \phi(L)LdL = \int_0^\infty \phi^* L (L/L^*)^\alpha e^{-L/L^*} d(L/L^*) = \phi^* L^* \Gamma(\alpha+2)$$

$$\Gamma(\alpha) = \int_0^\infty e^{-x} x^{\alpha-1} dx; \quad \Gamma(\alpha+1) = \int_0^\infty e^{-x} x^\alpha dx$$

$$\Gamma(\alpha, y) = \int_y^\infty e^{-x} x^{\alpha-1} dx$$

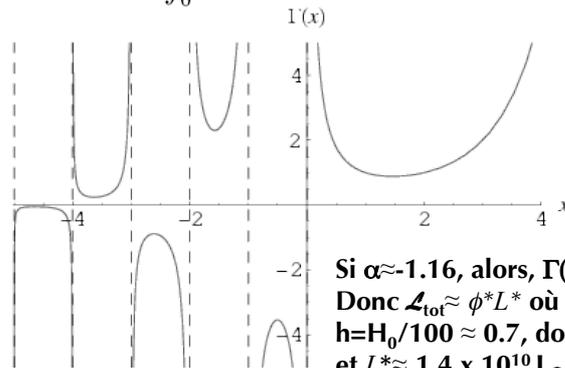
$$N_{Tot} = \int_0^\infty \phi(L)dL = N \Gamma(\alpha+1)$$

$$L_{Tot} = \int_0^\infty L \phi(L)dL = N L^* \Gamma(\alpha+2)$$

Densité de luminosité totale

L'intégrale de la LF $\times L$, i.e. la densité totale de luminosité comobile est donnée par le produit de Φ^* , L^* et la fonction Γ (fonction gamma):

$$\int_0^\infty \phi(L) L dL = \int_0^\infty \phi^* L (L/L^*)^\alpha e^{-L/L^*} d(L/L^*) = \phi^* L^* \Gamma(\alpha+2) \approx \phi^* L^*$$



Si $\alpha \approx -1.16$, alors, $\Gamma(\alpha+2) \approx \Gamma(0.84) \approx 1$
 Donc $\mathcal{L}_{\text{tot}} \approx \phi^* L^*$ où $\phi^* = 0.0153 h^3 \text{Mpc}^{-3}$. où:
 $h = H_0/100 \approx 0.7$, donc: $\phi^* = 0.00525 \text{Mpc}^{-3}$
 et $L^* \approx 1.4 \times 10^{10} L_\odot$, donc:
 $\mathcal{L}_{\text{tot}} \approx 7.3 \times 10^7 L_\odot \text{Mpc}^{-3}$

Fonction de luminosité bolométrique et IR

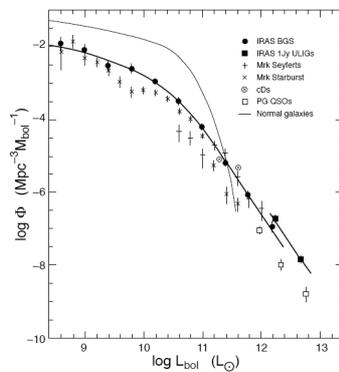
Sanders & Mirabel (1996, ARAA 34, 749) ont comparé la fonction de luminosité bolométrique des galaxies déduite de leurs magnitudes optiques avec celle dans l'IR.

Au-delà de $L=10^{11.3} L_\odot$, l'émission IR domine. En pratique, les galaxies qui possèdent de telles luminosités sont des starbursts ou AGNs qui rayonnent plus de 90 % de leur luminosité dans l'IR, on les appelle :

"luminous IR galaxies" (LIRGs) quand $11 \leq \log(L_{\text{IR}}/L_\odot) < 12$, où $L_{\text{IR}} = L(8-1000\mu\text{m})$

"ultra-luminous IR galaxies" (ULIRGs) quand $12 \leq \log(L_{\text{IR}}/L_\odot) < 13$

"hyper-luminous IR galaxies" (HyLIRGs) quand $13 \leq \log(L_{\text{IR}}/L_\odot)$



Dans l'univers local, l'ensemble des galaxies lumineuses dans l'IR, i.e. LIRGs+ULIRGs (pas de HyLIRGs locales), ne produisent que 2 % de la totalité de la fonction de luminosité, mais dans l'univers lointain, elles dominent progressivement la luminosité bolométrique intégrée des galaxies par unité de volume comobile et jouent donc un rôle important dans le recensement de l'histoire de la formation stellaire de l'univers.

2 Comptages de galaxies

Dans la pratique, la fonction de luminosité est compliquée à déterminer car elle requière la détermination des redshifts des galaxies et dans l'univers distant, on doit appliquer la correction-K pour remonter à une longueur d'onde au repos donnée. Il est plus facile de représenter le nombre de galaxies par unité de surface en fonction de leur magnitude apparente ou de leur densité de flux, ce que l'on appelle une courbe de comptages de galaxies ("galaxy counts" ou "number counts").

Si l'on représente le nombre de galaxies par intervalle de densité de flux, on parle de "comptages différentiels", i.e. dN/dS .

Dans le cas où l'on représente le nombre de galaxies plus brillantes qu'une densité de flux représentée en abscisse, on parle de "comptages intégraux", i.e. $N(\geq S)$.

où:

- N= nombre de galaxies par arcminutes carrées (ou degrés carrés, stéradians)
- S= densité de flux dans la bande observée.

Comptages euclidiens

On suppose que:

- les sources suivent une fonction de luminosité (LF) où leur nombre par unité de volume et pour une luminosité L donnée est: $N(L)dL$
- les sources sont distribuées de manière homogène dans un univers euclidien

Les sources qui peuvent être détectées dans un sondage profond du ciel de limite de sensibilité, S_{lim} (densité de flux), doivent être plus proches que: $d_{lim} = (L/4\pi S_{lim})^{1/2}$

Le nombre de sources plus brillantes que S_{lim} dans l'angle solide Ω du relevé est:

$$N(\geq S, L)dL = (\Omega/3) d_{lim}^3 N(L) dL = (\Omega/3) (L/4\pi S_{lim})^{3/2} N(L) dL \quad (\text{si } \Omega=4\pi \rightarrow (4\pi/3)d_{lim}^3)$$

En intégrant sur l'ensemble des luminosités:

$$N(\geq S_{lim}) = \frac{\Omega}{3(4\pi)^{3/2}} S^{-3/2} \int L^{3/2} N(L) dL$$

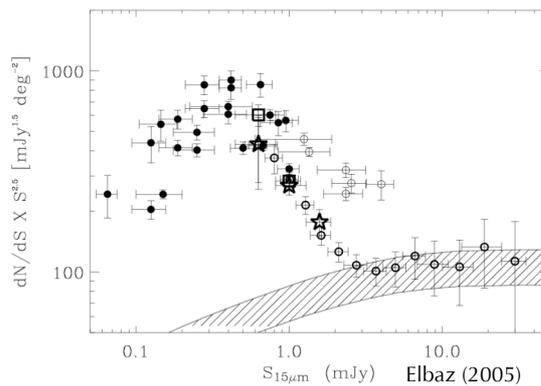
On voit donc que $N(\geq S)$ est proportionnel à $S^{-3/2}$, indépendamment de la forme de la fonction de luminosité (origine de la puissance de S: -1/2 pour la dilution de distance, 3 pour l'augmentation de volume, en fonction de la distance de la galaxie => 3/2).

En termes de magnitude apparente: $N(\leq m) \sim 10^{0.6m}$.

Les comptages différentiels se déduisent par simple dérivée: $dN/dS \sim S^{-5/2}$.

Comptages de galaxies dans l'infrarouge

On représente en général les comptages différentiels normalisés par rapport à la formule euclidienne qui représente ce que l'on verrait dans un univers euclidien sans évolution dans le temps. Si l'univers était euclidien, on attendrait une droite horizontale, mais en incluant la relativité et la correction K, on a dessiné ci-dessous les comptages pour un univers sans évolution dans la zone hachurée. Il s'agit ici de comptages réalisés avec la caméra ISOCAM (du satellite ISO) à 15 μm (IR moyen). On voit clairement apparaître un excès important de galaxies aux faibles densités de flux, donc aux grandes distances.



Des comptages à la densité de luminosité

Sans aller jusqu'à connaître avec précision la fonction de luminosité dans chaque bande photométrique et pour chaque redshift, on peut calculer la densité de luminosité intégrée produite par les galaxies dans un intervalle de redshift donné si l'on trouve une technique pour deviner le redshift d'une galaxie avec une précision meilleure que la taille de l'intervalle de redshift.

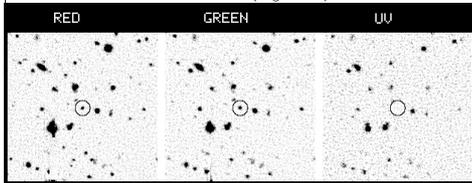
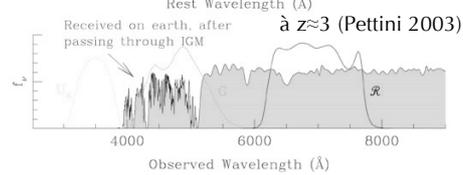
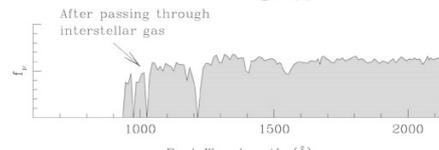
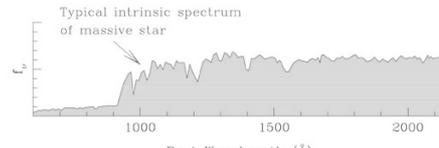
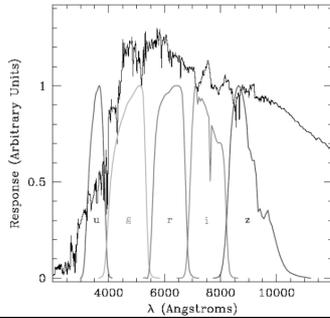
Cette technique a été développée au cours des dernières années. En particulier, la détection de galaxies à des redshifts de $z \sim 3$ ou 4 par la technique de la discontinuité de Lyman, ou plus généralement par la technique des redshifts photométriques.

Il s'agit, en réalité, de limites inférieures à la densité de luminosité comobile puisque les relevés sont limités par leur sensibilité et n'échantillonnent qu'une fraction de la fonction de luminosité des galaxies. De plus, les galaxies les plus lumineuses sont vues jusqu'à des redshifts supérieurs aux moins lumineuses, ce qui peut jouer un rôle important quand on calcule une densité de luminosité totale dans un grand intervalle de redshift du fait du manque de précision sur le redshift (et de la statistique limitée quand la surface couverte est petite). On doit alors pondérer chaque luminosité par un facteur qui dépend du volume jusqu'où une luminosité peut être observée:

$$\text{la densité de luminosité} = \mathcal{L}(\lambda) = \sum_i \frac{L_i(\lambda)}{V_{max,i}} \quad \text{où} \quad V_{max} = \int_{z_{min}}^{z_{max}} \frac{dV}{dz} dz$$

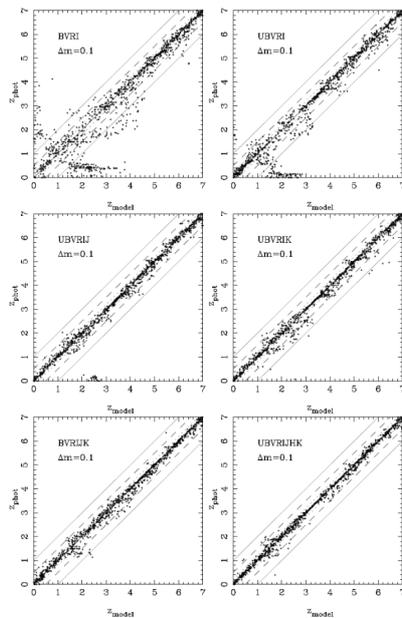
Les galaxies à discontinuité de Lyman ou LBG (Lyman Break Gal.)

- Galaxie Lyman-break: $(U-G) > 1.0 + (G-R) \text{ \& } (G-R) < 1.2 \text{ \& } R < 25.5$ (pour follow-up spectroscopique, Steidel et al. 1999)
- Ex.: Dans 1000 Mpc^3 , boîte à $z \sim 2.5$, il y a 10 galaxies Lyman-break avec $R < 25.5$ (le nombre de galaxies diminue pour $z \sim 3-4$)

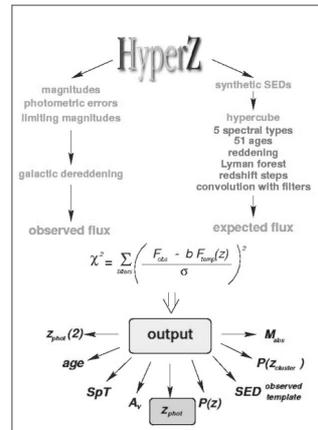


Galaxies-J1 - David Elbaz

Les redshifts photométriques



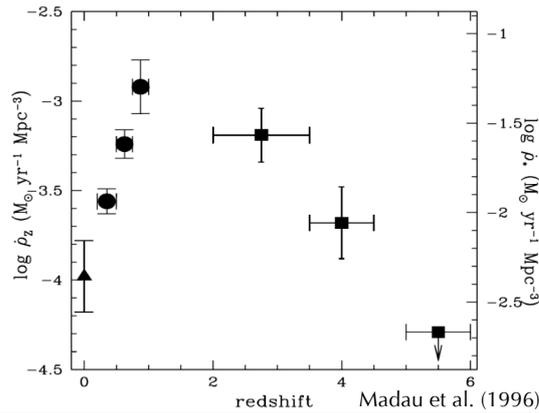
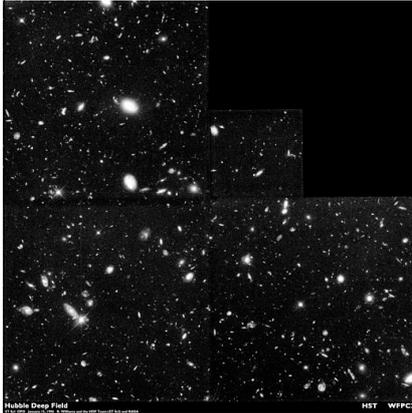
D'une manière plus générale, on utilise les discontinuités de Balmer et de Lyman pour obtenir une estimation du redshift des galaxies faibles, et donc difficiles d'accès en spectroscopie, à l'aide des leurs magnitudes en bandes larges. Plusieurs programmes sont accessibles pour réaliser ces calculs, dont HyperZ (Bolzonella, Miralles, Perro, 2000, <http://webast.ast.obs-mip.fr/hyperz>)



Galaxies-J1 - David Elbaz

4 Histoire cosmologique de la formation d'étoiles

La densité de luminosité UV se mesure en $L_{\odot}\text{Mpc}^{-3}$, elle peut être traduite en terme de densité de formation d'étoiles en $M_{\odot}\text{yr}^{-1}\text{Mpc}^{-3}$, en utilisant le coefficient de conversion $L(\text{UV}) \rightarrow \text{SFR}$ de Kennicutt (1998). Mais il ne s'agit que d'une limite inférieure pour deux raisons: (i) on ne détecte que les galaxies les plus lumineuses, (ii) une fraction importante de la luminosité UV intrinsèque des étoiles d'une galaxie est absorbée par la poussière et réémise dans l'IR. En utilisant les LBG du HDFN (Hubble Deep Field Nord, image la plus profonde du ciel, jusqu'à une magnitude de 29), Madau et al. (1996) ont dérivé la première histoire cosmique de la formation d'étoiles, appelée "Madau plot", d'après une étude de la densité de $L(\text{UV})$ par Lilly et al. (1996).



Galaxies-J1 - David Elbaz

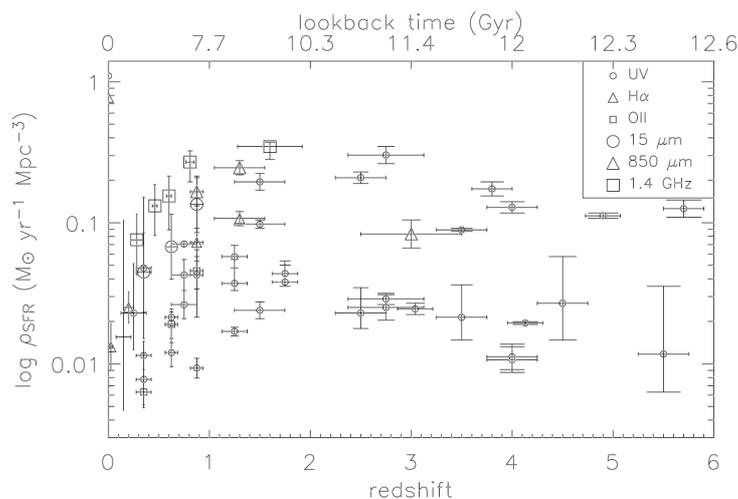
Galaxies et cosmologie

Page 17

Histoire cosmologique de la formation d'étoiles

En réalité, si l'on prend en compte toutes les études et tous les estimateurs de formation d'étoiles, le "Madau plot" devient plus complexe...

La première incertitude relève des effets d'extinction.



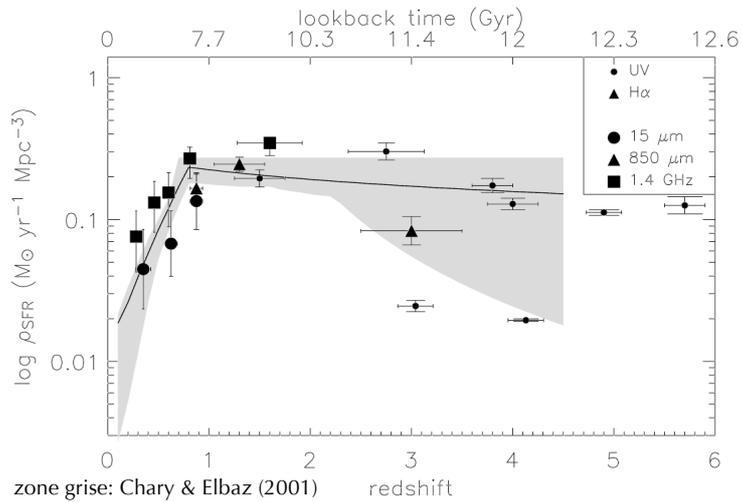
Galaxies-J1 - David Elbaz

Galaxies et cosmologie

Page 18

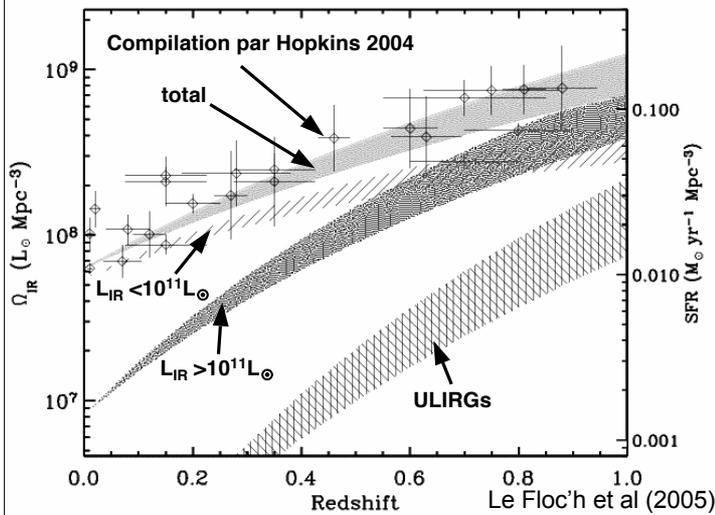
Histoire cosmologique de la formation d'étoiles

Une fois ces effets pris en compte, les données observationnelles deviennent plus cohérentes.



Histoire cosmologique de la formation d'étoiles: rôle des LIRGs & ULIRGs

La densité de luminosité bolométrique due aux (U)LIRGs était ~ 70 x supérieure à $z \sim 1$
 $L_{IR}(z=0) \sim 7.8 \times 10^6 L_{\odot} \text{Mpc}^{-3} \rightarrow L_{IR}(z=1) \sim 500 \times 10^6 L_{\odot} \text{Mpc}^{-3}$ LIRGs & ULIRGs
 Chary & Elbaz (2001), Le Floc'h et al (2005)



Les LIRGs
dominent la
formation stellaire à
 $z \geq 0.6$

A $z=1$:
LIRGs = 60 %
ULIRGs = 10 %

Le rôle cosmologique de la poussière

D'autres observations vont dans le même sens:

-excès de sources dans les comptages sub-millimétriques à 450 et 850 μm avec la matrice de bolomètres SCUBA au JCMT et MAMBO à 1.2 mm au télescope de 30 m de l'IRAM.

-idem dans l'infrarouge lointain avec la caméra MIPS à bord de Spitzer et ISOPHOT d'ISO à 90, 160 μm .

- les observations les plus profondes ont été réalisées dans l'IR moyen grâce à la meilleure résolution spatiale qui permet d'éviter les problèmes de "confusion" à 15 μm avec ISOCAM et à 24 μm avec MIPS.

Toutes ces observations convergent vers une conclusion unique:

la majeure partie de la formation stellaire passée a subi une forte absorption par la poussière

Mais le détail de l'histoire reste à construire:

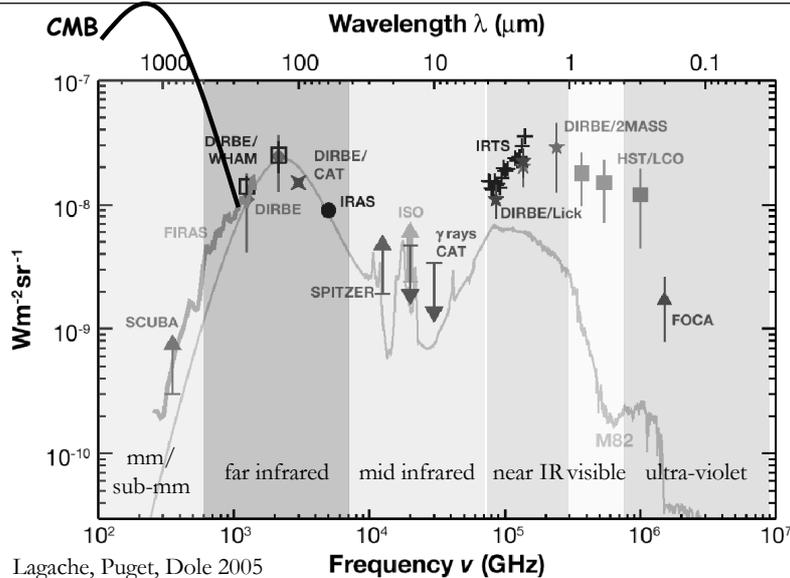
-quels types de galaxies (Sp, E) étaient des LIRGs dans le passé ?

-quel est le mécanisme d'allumage de la formation d'étoiles ?

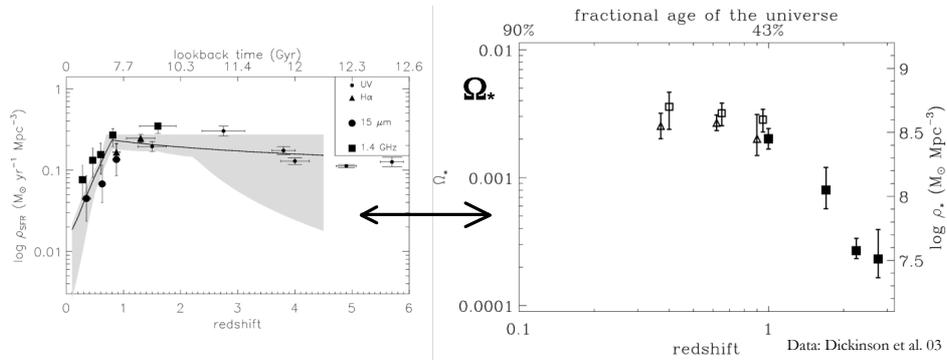
-quel est le poids des AGNs (noyaux actifs de galaxies) ?

-les propriétés spectrales des galaxies distantes sont-elles comparables à celles des galaxies locales ? Sinon, comment dériver leurs luminosités bolométriques et SFR ?

5 Fond diffus extragalactique:
~50 % IR - 50 % UV-opt-NIR

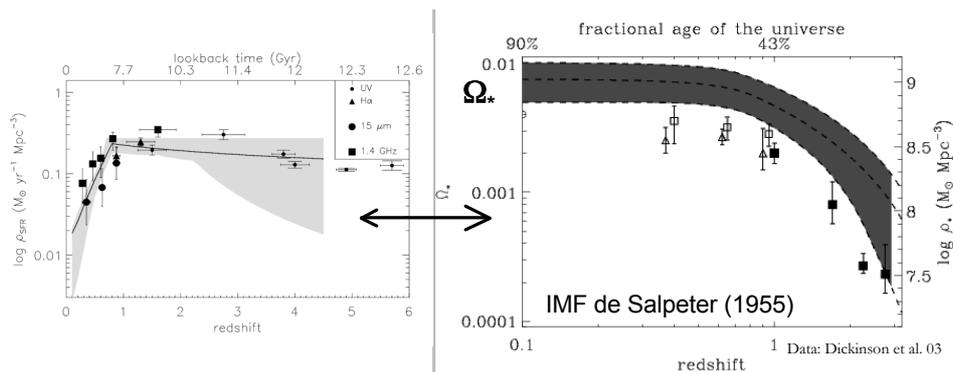


6 densité de SFR versus densité d'étoiles



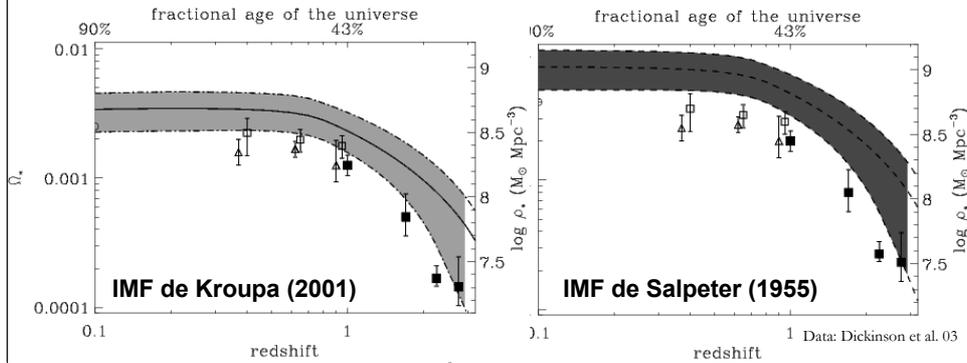
Ω_* = density of stars / critical density of the universe
 ($\rho_c = 1.4 \times 10^{11} M_{\odot} \text{ Mpc}^{-3}$)

6 densité de SFR versus densité d'étoiles



Avec une IMF de Salpeter:
 sur-production par un facteur ~ 2 des étoiles locales

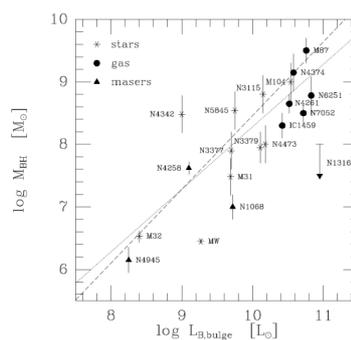
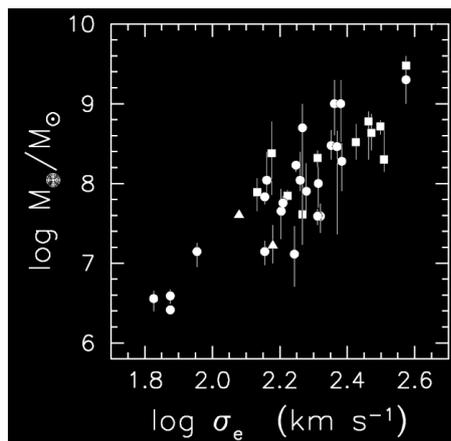
6 densité de SFR versus densité d'étoiles



Avec une IMF de Kroupa:
meilleur accord du SFR et de Ω_* mais toujours sur-production
d'étoiles... IMF \neq dans starbursts?... AGN ?

7 Rôle des noyaux actifs de galaxies (AGNs): la loi de Magorrian

Toutes les galaxies possèdent un trou noir (BH, black hole) central dont la masse est
reliée à la masse du bulbe galactique (loi de Magorrian).



$$M_{\text{BH}} = 1.5 \times 10^8 \sigma_{200}^4 M_{\odot}$$

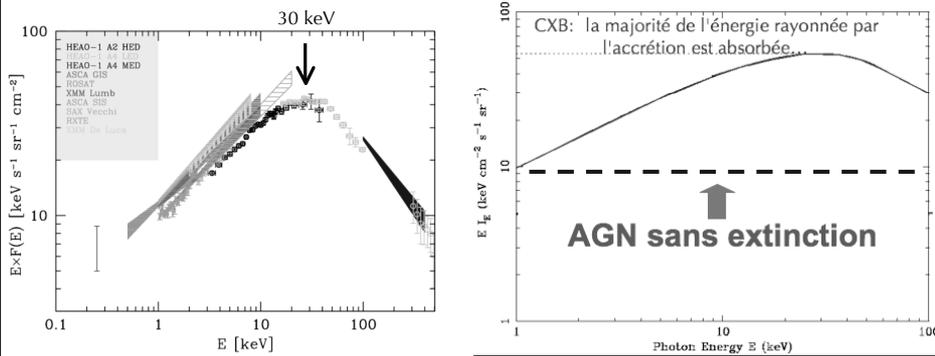
où $\sigma_{200} = \sigma / 200 \text{ km s}^{-1}$

masse du trou noir (BH): $M_{\text{BH}} = 0.2 \% M_{\text{bulbe}}$

Gebhardt et al. (2000), Ferrarese & Merritt (2000) c.f. Magorrian (1998)

7 Rôle des noyaux actifs de galaxies (AGNs): les AGNs "Compton thick"

- On observe un fond diffus cosmologique dans le domaine des X (cosmic X-ray bkg, CXB) qui pique autour de 30 keV.
- Mais on s'attendrait à une distribution plate si la luminosité X des AGNs sans extinction...
- La seule explication possible: l'extinction. Celle-ci résulterait naturellement de la nature des AGNs dans le cadre du modèle unifié. Selon ce modèle, les différentes propriétés observées des AGNs s'expliquent par leur orientation sur la ligne de visée et par la présence d'un tore gaz moléculaire + poussière dans la région centrale qui absorbe la lumière centrale et peut même absorber les hautes énergies dans les cas dit "épais de Compton" ou "Compton thick" ($N_H \geq 10^{24} \text{cm}^{-2}$).

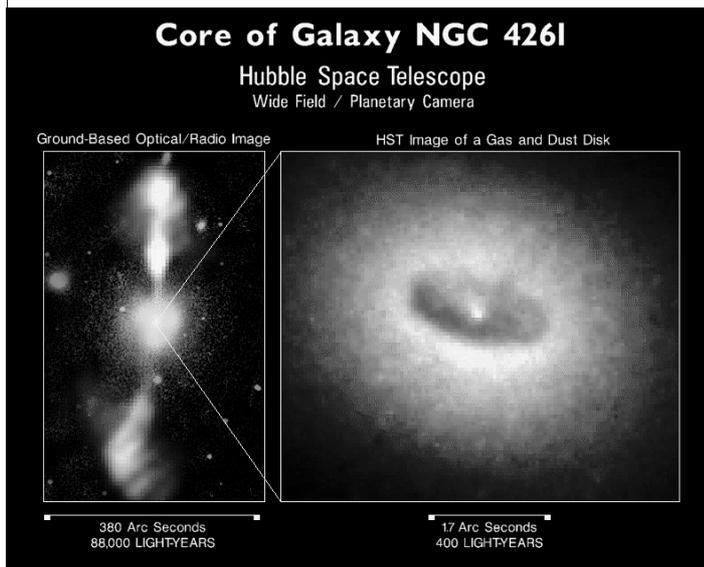


Galaxies-J1 - David Elbaz

Galaxies et cosmologie

Page 27

AGNs et tore de poussière: l'origine du "modèle unifié"



$$D = 10^8 \text{ ly}$$

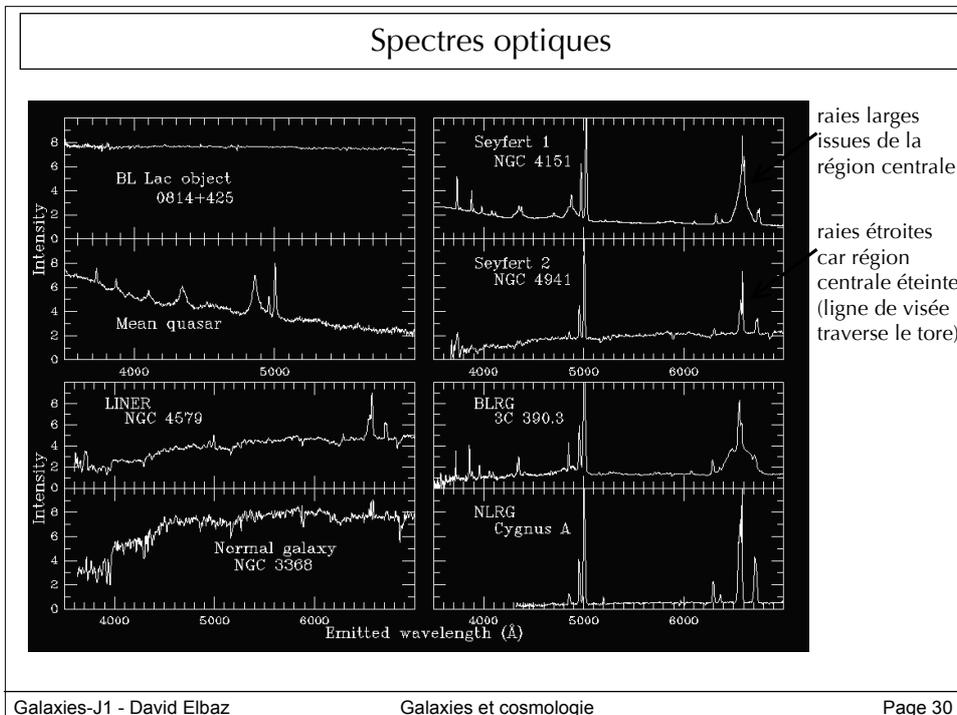
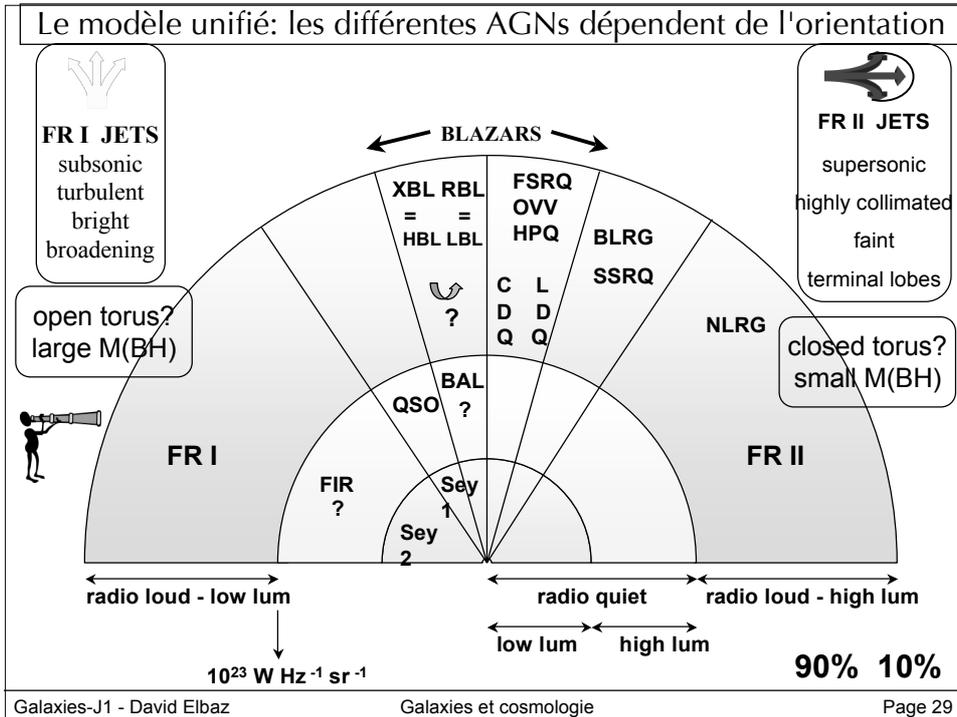
$$M_{\text{BH}} = 1.2 \cdot 10^9 M_{\odot}$$

$$M_{\text{torus}} = 10^5 M_{\odot}$$

Galaxies-J1 - David Elbaz

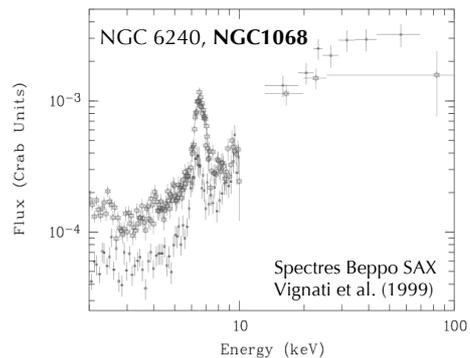
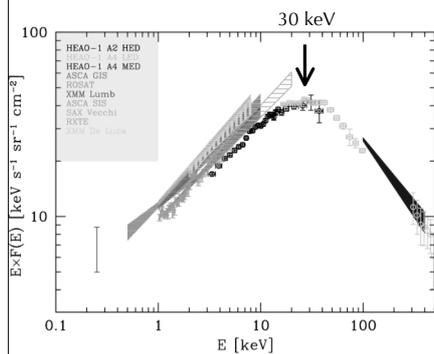
Galaxies et cosmologie

Page 28



7 Rôle des noyaux actifs de galaxies (AGNs): les AGNs "Compton thick"

- Les AGNs les plus enfouis sont dits "Compton thick" (Matt et al. 2000). Ils possèdent une densité de colonne d'hydrogène $N_H \geq 10^{24} \text{ cm}^{-2}$. A $z \approx 0$, ~50 % des AGNs sont "Compton thick" ($N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$) et une % plus grande est attendue à plus grand z pour expliquer le CXB.
- Les satellites X actuels, XMM-Newton et Chandra observent jusqu'à 10 et 8 keV
- Ils ne permettent donc pas de résoudre directement le fond diffus X dur à 30 keV, mais l'extrapolation des AGNs qu'ils détectent montrent que plus de 80 % du fond <2 keV a probablement été résolu en galaxies. Cependant, une fraction pouvant aller jusqu'à 50 % du CXB à 30 keV pourrait être produite par des AGNs manqués par ces satellites (Worsley et al. 2005), telle que la galaxie NGC 1068 dont le spectre a été réalisé grâce au satellite Beppo SAX jusqu'à ~100 keV.
- De telles AGNs peuvent contribuer au pic du CXB si elles sont à $z \approx 1$ et les sondages profonds du satellite Chandra les rateraient au-delà de $z=0.5$!



Galaxies-J1 - David Elbaz

Galaxies et cosmologie

Page 31