



# Etude multi-longueur d'onde des galaxies lumineuses en infrarouge locales

Delphine Marcillac

## ► To cite this version:

Delphine Marcillac. Etude multi-longueur d'onde des galaxies lumineuses en infrarouge locales. Astrophysique [astro-ph]. Université Paris Sud - Paris XI, 2005. Français. NNT : . tel-00408689

**HAL Id: tel-00408689**

**<https://theses.hal.science/tel-00408689>**

Submitted on 31 Jul 2009

**HAL** is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

N° d'ordre : 8024

UNIVERSITE DE PARIS-SUD  
U.F.R. SCIENTIFIQUE D'ORSAY

THESE

présentée  
pour obtenir le grade de

**Docteur de l'Université Paris XI - ORSAY**

**Spécialité : *Astrophysique***

par

DELPHINE MARCILLAC

Sujet :

**Etude multi-longueurs d'onde  
des galaxies lumineuses en infrarouge distantes**

Soutenue le 17 Octobre 2005 devant la Commission d'examen :

|     |                             |              |
|-----|-----------------------------|--------------|
| Mme | Véronique BUAT              | Examinatrice |
| M.  | Stéphane CHARLOT            | Examineur    |
| M.  | David ELBAZ                 | Directeur    |
| M.  | Alberto FRANCESCHINI        | Rapporteur   |
| M.  | Bruno GUIDERDONI            | Rapporteur   |
| M . | Guillaume PINEAU DES FORETS | Président    |



# Résumé

---

Cette thèse présente une étude multi-longueur des galaxies lumineuses en infrarouge (LIRGs) détectées à 15 microns par ISOCAM (caméra embarquée à bord de l'observatoire européen ISO), puis à 24 microns par MIPS (caméra embarquée à bord de l'observatoire américain Spitzer). Cette population de galaxies est très importante à l'échelle cosmologique et est souvent considérée aujourd'hui comme la pierre de Rosette de l'évolution des galaxies. La première partie de cette thèse est consacrée à l'étude de l'émission des poussières de tels objets dans l'infrarouge moyen. Elle y a été comparée à celle prédite par les bibliothèques de distributions spectrales d'énergie (SEDs) étalonnées dans l'univers local ainsi qu'à un échantillon de LIRGs locales détectées par IRAS et ISO. Cette étude a montré que les LIRGs distantes et locales présentaient des émissions associées aux PAH similaires ; cependant les galaxies distantes présentent une absorption plus forte à 10 microns, qui est associée aux silicates. Cette étude a aussi montré que la combinaison infrarouge moyen + SEDs locales peut aussi être utilisée comme estimateur de la luminosité infrarouge d'une galaxie de ce type dans l'univers lointain jusqu'à un redshift de  $z=1.3$ . La seconde partie est consacrée à l'étude de la flambée de formation stellaire responsable de l'émission des poussières dans les galaxies de ce type, ainsi que l'étude de la formation stellaire récente. Cette étude a été réalisée à l'aide de spectres haute résolution ( $R=2000$  dans le référentiel au repos des galaxies) obtenus au VLT, et du code de synthèse de population stellaire GALAXEV (Bruzual & Charlot, 2003). Elle a montré que la flambée de formation stellaire avait une durée de 0.1 milliard d'années et que 10 % environ de la masse des étoiles de la galaxie se formait au cours de cette phase où la galaxie est lumineuse en infrarouge.



# Abstract

---

This thesis deals with a panchromatic study of luminous infrared galaxies (LIRGs) detected at 15 microns by ISOCAM (camera aboard ISO) and at 24 microns by MIPS (camera aboard the recently launched Spitzer satellite). These galaxies are today considered to be the Rosetta Stone of galaxy evolution since they are found to be far more numerous at high redshift and it is thought that a large part of stars seen in the local universe are born in such phases. The first part of this thesis presents a new study dedicated to dust emission of distant LIRGs in the mid-infrared range. Their dust emission has been compared to those of a local sample of LIRGs in addition to the prediction of several spectral energy distributions (SEDs) built on data available in the local universe. It has been shown that distant and local LIRGs present similar mid infrared spectral energy distribution : similar PAH bumps are detected in both local and distant LIRGs, however distant LIRGs show evidence of a stronger silicate absorption at 10 microns associated silicate grains. It also shows that distant LIRG mid infrared emission can be used together with local SEDs in order to estimate the total infrared luminosity. The second part of this thesis is dedicated to the burst of star formation and to the recent star formation history of these galaxies, which is responsible for the dust emission. This study was done thanks to a combination of high resolution spectra ( $R=2000$  in the rest frame) obtained at VLT/FORS2 and the stellar population synthesis models called GALAXEV (Bruzual & Charlot, 2003). It has been shown that the burst of star formation has a duration of about 0.1 Gyear. 10 % of the stellar content is formed during this burst of star formation.



A mes parents



# Remerciements

---

Une thèse est un long apprentissage semé d'embûches... Je souhaite remercier toutes les personnes qui m'ont fait confiance et qui m'ont aidée.

Je voudrais remercier David Elbaz pour avoir proposé ce sujet de thèse ainsi que pour m'avoir encadrée au cours de mon stage de DEA.

Je souhaite remercier Guillaume Pineau des Forêts pour m'avoir sensibilisée à l'astrophysique en license au magistère de physique d'Orsay et pour m'avoir donné de précieux conseils depuis. Merci aussi d'avoir accepté d'être mon président de jury de thèse.

Je souhaite aussi remercier Stephane Charlot pour m'avoir initiée aux codes de synthèse évolutive des galaxies et pour toute l'aide qu'il m'a apportée dans cette thématique.

Je souhaite aussi remercier Veronique Buat et Alberto Franceschini pour avoir accepté d'être les rapporteurs de ma thèse.

Je voudrais remercier mes parents qui ont toujours été à mon écoute et m'ont aidée au cours de cette période... Merci de m'avoir fait confiance et avoir accepté mon choix lorsque j'ai décidé de ne pas intégrer d'écoles d'ingénieurs pour intégrer un magistère de physique fondamentale pour faire de la physique.

Enfin je voudrais remercier mes amis thésards et non thésards pour les bons moments passés ensemble, les discussions acharnées à la cantine, les gateaux, les moments drôles et les moments farfelus associés aux derniers mois de thésards. C'était sympa de rédiger les thèse ensemble finalement! (mais pas forcément toujours très productif). Merci à John, Rapha, Merce, Sebastien, Pierre, Arnaud, Cedric, Yann, Sandrine, Renaud, Delphine, Marie, Francois, Gilles, Nicolas et puis tout mes copains de promo de DEA, Nico, tout mes copains d'escrime et de tennis qui me demandaient régulièrement à quelle page j'en étais...

Enfin, je ne peux pas finir sans remercier toutes les personnes qui m'ont permis d'enseigner : merci au CIES de Versailles, Alain Cordier, Laurent Verstraete, Delphine et toutes les personnes avec qui j'ai partagé les heures d'enseignements

Enfin je ne peux pas ne pas remercier France-Inter pour certaines de ses émissions, Jean-Sebastien Bach pour sa musique relaxante qui a fortement inspiré la fin de ma thèse, ainsi qu'Alfred et Pedro pour leur films.



# Table des matières

---

|                                           |          |
|-------------------------------------------|----------|
| <b>Introduction</b> . . . . .             | <b>1</b> |
| <b>Notations et Conventions</b> . . . . . | <b>3</b> |

## I. Les galaxies : Présentation générale

|                                                                                   |           |
|-----------------------------------------------------------------------------------|-----------|
| <b>1 Présentation des galaxies</b>                                                | <b>7</b>  |
| 1.1 Composition d'une galaxie . . . . .                                           | 7         |
| 1.2 Etude multi-longueurs d'onde des galaxies . . . . .                           | 19        |
| 1.3 Morphologie des galaxies . . . . .                                            | 23        |
| 1.4 Interaction de galaxies & Evolution des morphologies. . . . .                 | 28        |
| <b>2 Une histoire des galaxies lumineuses en IR</b>                               | <b>31</b> |
| 2.1 Des galaxies bien particulières ... . . . .                                   | 31        |
| 2.2 Une histoire des observations des galaxies lumineuses en infrarouge . . . . . | 31        |
| 2.3 Origine de l'émission infrarouge des LIRGs et des ULIRGs . . . . .            | 40        |
| <b>3 Pourquoi étudier les galaxies lumineuses en infrarouge ?</b>                 | <b>45</b> |

## II. Emission des poussières dans l'infrarouge moyen des galaxies lumineuses en infrarouge.

|                                                            |           |
|------------------------------------------------------------|-----------|
| <b>4 De l'émission infrarouge des galaxies locales ...</b> | <b>49</b> |
| 4.1 Problématique et enjeu(x). . . . .                     | 49        |
| 4.2 Présentation des différents modèles . . . . .          | 50        |
| 4.3 Comparaison des différents modèles . . . . .           | 57        |
| <b>5 ... à celle des galaxies lointaines.</b>              | <b>75</b> |
| 5.1 Catalogues utilisés . . . . .                          | 75        |
| 5.2 Etude des LIRGs et ULIRGs distantes . . . . .          | 82        |
| 5.3 ARTICLE I : . . . . .                                  | 87        |
| 5.4 ARTICLE II : . . . . .                                 | 93        |

## III. Etude de la flambée de formation stellaire responsable de l'émission des poussières.

|          |                                                                                                           |            |
|----------|-----------------------------------------------------------------------------------------------------------|------------|
| <b>6</b> | <b>Comment étudier l'histoire passée de ces galaxies ?</b>                                                | <b>113</b> |
| 6.1      | Etude de l'histoire instantanée de formation d'étoiles dans les galaxies . . . . .                        | 114        |
| 6.2      | Comment étudier cette phase de formation stellaire ? . . . . .                                            | 117        |
| 6.3      | Quelle méthode utiliser ? . . . . .                                                                       | 123        |
| <b>7</b> | <b>Etude de la flambée de formation stellaire</b>                                                         | <b>125</b> |
| 7.1      | Présentation des raies en absorption étudiées. . . . .                                                    | 126        |
| 7.2      | Echantillons de galaxies étudiés . . . . .                                                                | 130        |
| 7.3      | Amélioration de la détection des raies en absorption sur l'échantillon de galaxies<br>lointaines. . . . . | 136        |
| 7.4      | Comparaison des galaxies ISO et IRAS dans le diagramme D4000- $H\delta$ . . . . .                         | 140        |
| 7.5      | Modélisation de l'histoire de la formation stellaire. . . . .                                             | 140        |
| 7.6      | Resultats . . . . .                                                                                       | 143        |
| 7.7      | ARTICLE III . . . . .                                                                                     | 147        |
| 7.8      | ARTICLE II . . . . .                                                                                      | 167        |
|          | <b>Conclusions et perspectives . . . . .</b>                                                              | <b>187</b> |

# Table des figures

---

|      |                                                                                                                          |    |
|------|--------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------|----|
| 1.1  | Présentation des PAH et des différents modes de vibrations responsables des bandes aromatiques (voir tableau 1.3).       | 14 |
| 1.2  | Présentation des bandes aromatiques de M82.                                                                              | 15 |
| 1.3  | Émission et extinction de la Voie Lactée prédites par le modèle de Désert et al, 1990.                                   | 16 |
| 1.4  | Présentation du cycle de vie des poussières.                                                                             | 17 |
| 1.5  | Courbes d'extinction.                                                                                                    | 17 |
| 1.6  | image UV et optique de M74.                                                                                              | 20 |
| 1.7  | Images multilongueur d'onde de M81.                                                                                      | 22 |
| 1.8  | Diagramme de Hubble.                                                                                                     | 24 |
| 1.9  | Présentation de quelques courbes de rotation de galaxies spirales.                                                       | 26 |
| 2.1  | Etude multi-longueurs d'onde de quelques galaxies typiques                                                               | 32 |
| 2.2  | Limites de sensibilité d'ISOCAM, ISOPHOT, SCUBA et Spitzer.                                                              | 35 |
| 2.3  | Comptages différentiels à $15\mu$ m.                                                                                     | 38 |
| 2.4  | Fond diffus extragalactique observé de l'UV au submillimétrique.                                                         | 40 |
| 2.5  | Présentation de la partie centrale de la galaxie des Antennes à différentes longueurs d'onde.                            | 41 |
| 2.6  | Galaxie des Antennes à travers la distribution en gaz HI (bleu).                                                         | 42 |
| 4.1  | Présentation des diagrammes couleur-couleur infrarouge pour les couleurs IRAS et ISOCAM.                                 | 51 |
| 4.2  | Présentation de la bibliothèque de spectres Dale & Helou (2002).                                                         | 52 |
| 4.3  | Corrélation entre la luminosité $L_{IR}$ et la couleur IRAS R60/100.                                                     | 53 |
| 4.4  | Présentation de quelques spectres issus de la bibliothèque Lagache, Dole & Puget (LDP).                                  | 55 |
| 4.5  | Présentation des corrélations observées à 7, 12, 15 avec LIR (Elbaz et al, 2002).                                        | 55 |
| 4.6  | Présentation de la bibliothèque de spectres Chary & Elbaz (2001).                                                        | 57 |
| 4.7  | Comparaison directe des librairies dans l'infrarouge moyen.                                                              | 59 |
| 4.8  | Comparaison des distributions d'une LIRG, ULIRG et galaxie normale pour les 3 librairies.                                | 60 |
| 4.9  | Présentation des corrélations luminosité-luminosité dans l'infrarouge moyen.                                             | 61 |
| 4.10 | Présentation des corrélations luminosité-luminosité dans l'infrarouge lointain et moyen.                                 | 62 |
| 4.11 | Diagrammes couleur-couleur pour un échantillon de galaxies de l'univers local.                                           | 64 |
| 4.12 | Présentation des décompositions spectrales obtenues pour des distributions spectrales d'énergie de $10^9 L_{\odot}$ .    | 66 |
| 4.13 | Présentation des décompositions spectrales obtenues pour des distributions spectrales d'énergie de $10^{10} L_{\odot}$ . | 67 |
| 4.14 | Présentation des décompositions spectrales obtenues pour des distributions spectrales d'énergie de $10^{11} L_{\odot}$ . | 68 |

|      |                                                                                                                         |     |
|------|-------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------|-----|
| 4.15 | Présentation des décompositions spectrales obtenues pour des distributions spectrales d'énergie de $10^{12}L_{\odot}$ . | 69  |
| 4.16 | Présentation des décompositions spectrales obtenues pour des distributions spectrales d'énergie de $10^{13}L_{\odot}$ . | 70  |
| 4.17 | Présentation du rapport PAH/(PAH+VSG) à 7 et 12 $\mu\text{m}$ .                                                         | 71  |
| 4.18 | Présentation du rapport PAH 7 $\mu\text{m}$ / PAH 12 $\mu\text{m}$ .                                                    | 72  |
| 4.19 | Décomposition des PAH en une composante ionisée (rouge) et non ionisée (bleu).Figure de Frédéric Galliano.              | 73  |
| 5.1  | Image du Marano field à 15 $\mu\text{m}$ obtenue avec ISOCAM.                                                           | 77  |
| 5.2  | Image du Marano field à 24 $\mu\text{m}$ obtenue avec MIPS.                                                             | 77  |
| 5.3  | Source HDF-PM3-2 détectée à 15 $\mu\text{m}$ et à 24 $\mu\text{m}$ .                                                    | 79  |
| 5.4  | Source HDF-PM3-17 détectée à 15 $\mu\text{m}$ et à 24 $\mu\text{m}$ .                                                   | 80  |
| 5.5  | Exemple de source supprimée du catalogue.                                                                               | 81  |
| 6.1  | Principales IMF utilisées.                                                                                              | 115 |
| 6.2  | Différentes lois d'atténuation utilisées.                                                                               | 117 |
| 6.3  | Méthode de calcul d'une largeur équivalente avec la technique des indices de Lick.                                      | 122 |
| 7.1  | Evolution temporelle de H8, H9, H $\delta$ et D4000 en fonction du temps.                                               | 126 |
| 7.2  | Evolution temporelle de H $\delta$ et D4000 pour une formation stellaire de type $\text{SFR} \propto \exp(-t/\tau)$ .   | 127 |
| 7.3  | Présentation du diagramme D4000-H $\delta$ .                                                                            | 129 |
| 7.4  | Présentation du diagramme D4000-H $\delta$ .                                                                            | 129 |
| 7.5  | Présentation du diagramme D4000-H $\delta$ .                                                                            | 130 |
| 7.6  | Distribution des galaxies à flambée de formation stellaire locales.                                                     | 131 |
| 7.7  | Distribution de la luminosité infrarouge des galaxies à flambée de formations stellaires locales.                       | 132 |
| 7.8  | Distribution en magnitude des 105 objets dont des spectres ont été obtenus.                                             | 133 |
| 7.9  | Exemple de spectre optique obtenu.                                                                                      | 134 |
| 7.10 | Distribution des redshifts des galaxies du CFRS, UDSR et UDSF.                                                          | 135 |
| 7.11 | Distribution des luminosités infrarouges des galaxies du CFRS, UDSR et UDSF.                                            | 137 |
| 7.12 | Exemple de décomposition de spectre par la technique des ondelettes.                                                    | 139 |

# Liste des tableaux

---

|     |                                                                                                                       |     |
|-----|-----------------------------------------------------------------------------------------------------------------------|-----|
| 1.1 | Présentation des propriétés des différentes étoiles en fonction de leur type spectral.                                | 8   |
| 1.2 | Présentation des différents constituants du milieu interstellaire de notre Galaxie (Lequeux 2002).                    | 9   |
| 1.3 | Principales bandes d'émission des PAH dans l'infrarouge moyen (Draine 2003, Allamandola et <i>al.</i> 1989)           | 13  |
| 1.4 | Propriétés générales des différents types de galaxies.                                                                | 24  |
| 2.1 | Morphologie des galaxies lumineuses en infrarouge en fonction de leur luminosité infrarouge (Sanders & Mirabel 1995). | 33  |
| 2.2 | Présentation des différents champs observés par ISOCAM.                                                               | 37  |
| 6.1 | Paramètres des différentes IMF utilisées.                                                                             | 116 |
| 6.2 | Différentes lois d'atténuation utilisées.                                                                             | 116 |
| 6.3 | Classification des galaxies selon la classification de Dressler et al.                                                | 119 |
| 7.1 | Définition des pseudos continus et des continus pour H $\delta$ (Worthey & Ottavianni 1997) et pour H8, H9 et H10     | 129 |
| 7.2 | Comparaison de redshifts medians obtenus sur plusieurs champs étudiés par ISOCAM.                                     | 136 |
| 7.3 | Résolution de chaque échelle dans la technique des ondelettes.                                                        | 138 |



# Introduction

---

Les progrès des télescopes permirent aux astronomes du XVIII<sup>e</sup> siècle de prendre conscience qu'il existait un grand nombre d'objets diffus dans le ciel qu'ils appelèrent *nébuleuses*. Charles Messier établit une liste d'une centaine d'objets les plus brillants ; aujourd'hui elle est connue sous le nom de catalogue Messier. Au XIX<sup>e</sup> siècle, William Herschel et son fils établirent une liste de plus de 5000 objets qui devint le catalogue NGC (acronyme de Nouveau Catalogue General). Il rassemble des objets aussi hétéroclytes que des amas d'étoiles, des nuages de gaz ou des galaxies. Pourtant, quelques siècles furent nécessaires pour accepter la nature extragalactique de certaines de ces sources. En 1755, Emmanuel Kant avait déjà émis l'hypothèse que certains objets pouvaient être des *Univers-Îles* extérieurs à notre galaxie. Mais au début du XX<sup>e</sup> siècle, la communauté astrophysique est toujours divisée sur le sujet. Un télescope de 2.5 m de diamètre inauguré au Mont Wilson permet à Edwin Hubble d'observer des céphéides dans la *nébuleuse d'Andromède*, ce qui la repousse au delà des frontières connues de notre galaxie. Cet objet extragalactique est connu depuis sous le nom de *galaxie d'Andromède*. Près d'un siècle plus tard, les galaxies sont mieux connues, cependant elles restent des objets beaux mais intrigants, monstrueux mais délicats et suscitent recherche cartésienne et imagination... Probablement parce qu'elles gardent encore une large part de mystère : mystère de leur existence, mystère de leur origine, de leur évolution et de leur devenir.

La découverte des galaxies lumineuses en infrarouge dans l'univers local (IRAS, 1984) puis dans l'univers distant (ISO 1995 et Spitzer 2003) a montré à quel point nos connaissances sur l'évolution des galaxies étaient fragiles. Elle a apporté une nouvelle vision sur l'évolution des structures et des galaxies dans l'univers. Il est donc crucial de mieux comprendre ces galaxies. Mon travail de thèse s'est articulé autour de l'étude de ces galaxies à un redshift voisin de 0.5-1. A ce redshift, de tels objets sont jeunes (5-8 milliards d'années) ; A travers l'importance du fond diffus infrarouge et les comptages de galaxies infrarouges, ces objets semblent représentatifs de l'univers à cette époque.

La compréhension de ces galaxies nécessitant des allers-retours constants entre poussière, responsable de l'émission infrarouge de ces galaxies, étoiles-trou noir, reponsables du chauffage des poussières, morphologie et propriétés des galaxies, j'ai articulé ce manuscrit en trois parties. Avant d'exposer mon travail de thèse, je vais présenter une étude générale des galaxies à travers leurs différents éléments constitutifs (principalement étoiles, gaz, poussières trou noir et matière noire) ainsi que les domaines de longueur d'onde auxquels ils sont associés. Ces points constitueront le chapitre I et seront utilisés par la suite dans les chapitre IV à VII. Une présentation des observations effectuées sur les galaxies lumineuses en infrarouge permettra de mettre en évidence les propriétés atypiques de ces objets hors-norme, ainsi que leur importance à la fois en nombre et en terme d'évolution des galaxies. Cette étude est présentée au chapitre II. Le dernier chapitre de cette partie me permettra de mieux présenter la problématique de cette étude.

La seconde partie abordera l'évolution de l'émission infrarouge des poussières avec le

redshift. Nous essaierons de voir dans quelle mesure des galaxies plus jeunes, plus riches en gaz avec peut être moins de poussière ou des poussières aux propriétés un peu différentes ont une émission infrarouge qui a varié. Cette étude sera effectuée à partir de distributions spectrales d'énergie calibrées sur l'univers local, et détaillées au chapitre IV. Le chapitre V présentera une comparaison directe entre distributions spectrales d'énergie, galaxies lumineuses en infrarouge locales et distantes.

Enfin la troisième partie abordera une étude plus précise du mécanisme responsable de l'émission des poussières. Les galaxies étudiées sont représentatives d'environ 80 % des galaxies détectées à 15  $\mu\text{m}$  par ISOCAM : elles subissent une flambée de formation stellaire. L'étude de l'histoire passée de la formation stellaire de ces objets va nous permettre de quantifier la flambée de formation stellaire à la fois en terme de durée de cette phase ainsi que de quantité d'étoiles formées. Le chapitre VI aborde les diverses manières d'étudier l'histoire passée des LIRGs. Le chapitre VII détaille comment il est possible de quantifier cette phase de formation stellaire intense.

# Notations

---

Il est difficile de faire de l'astrophysique et de rédiger une thèse sans utiliser un grand nombre d'abréviations. Parfois l'alphabet ne suffit, on rajoute des exposants, des indices, des lettres grecques... C'est un peu fastidieux pour le lecteur. Au lieu de définir toutes les notations pas à pas, j'ai décidé de les présenter toutes en même temps ici dans ce chapitre quelque peu barbare. Cette méthode présente l'avantage de permettre de vérifier assez vite chaque symbole, notation ou définition.

*N.B. : Ces notations vont être valables dans tout le manuscrit sauf si une définition locale est redonnée par la suite.*<sup>1</sup>

## Quelques librairies de SEDs infrarouges...

- *DH* DH représente la librairie de distributions spectrales de Dale *et al.* (2001), Dale & Helou (2002). Elle est présentée en détail dans la section 4.2.
- *CE* CE représente la librairie de distributions spectrales d'énergie de Chary & Elbaz (2001a). Elle est présentée en détail dans la section 4.2.
- *LDP* LDP représente la librairie de distribution spectrale d'énergie Lagache *et al.* (2003, 2004). Elle est présentée en détail dans la section 4.2

## Quelques luminosités infrarouges ...

- $L_{IR}(L_{\odot})$  Luminosité infrarouge d'une galaxie entre 8 et 1000  $\mu\text{m}$ . Elle est calculée de deux manières : soit en intégrant le spectre de la galaxie, soit en utilisant la formule de Sanders & Mirabel (1996) suivante :

$$L_{IR}=6\times 10^{-3} (161.76 L_{12}(L_{\odot}) + 129 L_{25}(L_{\odot}) + 154.8 L_{60}(L_{\odot}) + 100 L_{100}(L_{\odot})).$$

- $L_{FIR}(L_{\odot})$  Luminosité dans le domaine de l'infrarouge lointain entre 40 et 500  $\mu\text{m}$ . Elle est calculée en intégrant le spectre ou par la formule de Sanders & Mirabel (1996) suivante :

$$L_{IR}=6.7\times 10^{-3} (154.8 L_{60}(L_{\odot})+100 L_{100}(L_{\odot})).$$

---

<sup>1</sup>Ce sera le cas pour  $L_7$ ,  $L_{12}$  et  $L_{15}$  dans le chapitre V.

### Quelques luminosités infrarouges en $\nu L_\nu$ ...

- $L_7(L_\odot)^a$  Luminosité dans la bande ISOCAM LW2 centrée à 7  $\mu\text{m}$ .
- $L_{12}(L_\odot)^b$  Luminosité dans la bande IRAS à 12  $\mu\text{m}$ .
- $L_{15}(L_\odot)$  Luminosité dans la bande ISOCAM LW3 centrée 15  $\mu\text{m}$ .
- $L_{24}(L_\odot)$  Luminosité dans la bande MIPS centrée 24  $\mu\text{m}$ .
- $L_{60}(L_\odot)$  Luminosité dans la bande IRAS centrée à 60  $\mu\text{m}$ .
- $L_{100}(L_\odot)$  Luminosité dans la bande IRAS centrée à 100  $\mu\text{m}$ .
- $L_{850}(L_\odot)$  Luminosité dans la bande SCUBA centrée 850  $\mu\text{m}$ .

---

<sup>a</sup>Dans le chapitre V, elle sera associée à la luminosité à travers le filtre ISOCAM LW2 centré sur à 6.75 $\mu\text{m}$ .

<sup>b</sup>Dans le chapitre V, elle sera associée à la luminosité à travers le filtre MIPS à 24  $\mu\text{m}$  centré sur à 12  $\mu\text{m}$ .

### Un modèle de poussière

- *DBP90* abréviation qui représente le modèle de Desert, Boulanger & Puget 1990.

### Corrélations dans le domaine de l'infrarouge moyen et lointain.

$$L_{IR}(L_\odot) = 11.1^{+5.5}_{-3.7} \times L_{15}^{0.998}. \quad \text{Chary \& Elbaz(2001)}$$

$$L_{IR} = 0.89^{+0.38}_{-0.27} \times L_{12}^{1.094}. \quad \text{Chary \& Elbaz(2001)}$$

$$L_{IR}(L_\odot) = 4.37^{+2.35}_{-2.13} \times L_{6.7}^{1.62} \times 10^{-6}. \quad \text{Chary \& Elbaz(2001)}$$

$$\text{SFR} (M_\odot \text{yr}^{-1}) = 1.71 \times 10^{-10} L_{IR}(L_\odot). \quad \text{Kennicutt(1998)}$$

$$L_{IR}(L_\odot) = 1.91 (\pm 0.17) L_{FIR}. \quad \text{Soifer et al., (1991)}$$

Première partie

Une histoire des galaxies ...



# CHAPITRE 1

## Présentation des galaxies

---

### Sommaire

---

|            |                                                                  |           |
|------------|------------------------------------------------------------------|-----------|
| <b>1.1</b> | <b>Composition d'une galaxie</b>                                 | <b>7</b>  |
| 1.1.1      | Les étoiles                                                      | 7         |
| 1.1.2      | Le milieu Interstellaire                                         | 9         |
| 1.1.3      | La matière Noire                                                 | 18        |
| 1.1.4      | Le trou noir central                                             | 19        |
| <b>1.2</b> | <b>Etude multi-longueurs d'onde des galaxies</b>                 | <b>19</b> |
| 1.2.1      | Domaine des X                                                    | 19        |
| 1.2.2      | Domaine ultraviolet                                              | 20        |
| 1.2.3      | Domaine visible & proche infrarouge                              | 21        |
| 1.2.4      | Domaine de l'infrarouge moyen                                    | 22        |
| 1.2.5      | Domaine de l'infrarouge lointain & submillimétrique              | 23        |
| 1.2.6      | Domaine radio                                                    | 23        |
| <b>1.3</b> | <b>Morphologie des galaxies</b>                                  | <b>23</b> |
| 1.3.1      | Les galaxies elliptiques                                         | 24        |
| 1.3.2      | Les galaxies spirales                                            | 26        |
| 1.3.3      | Les galaxies irrégulières                                        | 27        |
| <b>1.4</b> | <b>Interaction de galaxies &amp; Evolution des morphologies.</b> | <b>28</b> |

---

### 1.1 Composition d'une galaxie

#### 1.1.1 Les étoiles

Les étoiles forment la majeure partie de la matière visible d'une galaxie. Elles ont été classées en type spectral en utilisant les raies en absorption présentes dans les spectres stellaires. Ces raies sont produites dans les atmosphères des étoiles suivant la température du milieu : pour les étoiles très chaudes, les métaux sont fortement ionisés et ne produisent que peu de raies en absorption. Dès que la température diminue, les métaux se recombinent et créent des raies en absorption en arrêtant des photons dans l'atmosphère de l'étoile. Chaque type spectral rassemble les étoiles présentant les mêmes systèmes de raies en absorption, c'est à dire de même température comme le montre le tableau 1.1.

Les étoiles naissent principalement en amas (Wilson *et al.* 2003, Zhang *et al.* 2001, Fritzev. Alvensleben 1998, pour la galaxie des Antennes par exemple.) à partir des nuages moléculaires, grandes structures composées de gaz et de poussière à une température de 15-30 K. Suite à une perturbation extérieure comme une onde de choc créée par une supernova, l'onde de densité des bras spiraux ou une interaction avec une galaxie voisine, certaines parties du

| type spectral | Température<br>K | durée de vie<br>$10^6$ ans | masse<br>$M_{\odot}$ | Luminosité<br>$L_{\odot}$ |
|---------------|------------------|----------------------------|----------------------|---------------------------|
| 05            | 40000            | 1                          | 32                   | $6 \cdot 10^5$            |
| B0            | 28000            | 10                         | 16                   | $1.6 \cdot 10^4$          |
| B5            | 15500            | 100                        | 6.5                  | 600                       |
| A0            | 9700             | 500                        | 3.2                  | 60                        |
| A5            | 8100             | 1000                       | 2.1                  | 20                        |
| F0            | 7400             | 2000                       | 1.75                 | 6                         |
| F5            | 6500             | 4000                       | 1.25                 | 3                         |
| G0            | 6000             | 10000                      | 1.06                 | 1.3                       |
| G5            | 5400             | 15000                      | 0.92                 | 0.8                       |
| K0            | 4700             | 20000                      | 0.80                 | 0.4                       |
| K5            | 4000             | 30000                      | 0.69                 | 0.1                       |
| M0            | 3500             | 75000                      | 0.48                 | 0.02                      |
| M5            | 2800             | 200000                     | 0.20                 | 0.001                     |

TAB. 1.1 – Présentation des propriétés des différentes étoiles en fonction de leur type spectral.

nuage vont commencer à s’effondrer. Des étoiles vont naître.

Les étoiles de masse intermédiaire ( $2 \leq M \leq 8 M_{\odot}$ ) vont se former à travers trois grandes phases successives (André 2002, André *et al.* 1993) :

Une classification a été établie pour les jeunes étoiles. Cette classification se fonde sur l’excès de rayonnement infrarouge (IR) de 2 à 100 microns des objets jeunes. L’excès IR étant relié, de manière qualitative au moins, à la quantité de poussière circumstellaire et à leur distribution spatiale, cette classification s’interprète comme une séquence évolutive :

- *la phase préstellaire* : la formation d’étoiles débute par la fragmentation d’un nuage. Sous l’effet d’une perturbation extérieure, le cœur va s’effondrer de manière isotherme puis adiabatique. Un embryon stellaire apparaît. Pendant cette phase, une émission sera produite dans le domaine radio et micro-onde.
- *la phase protostellaire* : l’embryon stellaire accrete de la matière environnante. Les objets sont profondément enfouis dans les nuages moléculaires : ils ne sont visibles qu’à partir de l’émission des poussières qui les entourent : elles sont chauffées à une température d’environ 50 à 100 K et produisent un rayonnement autour de 100  $\mu\text{m}$ .
- *la phase pré-séquence principale* : au cours de cette phase, l’étoile se contracte de manière quasistatique. Au bout de quelques millions d’années, une grande partie du disque circumstellaire (sans doute proto-planétaire) a été éjectée et la toute nouvelle étoile va devenir directement visible en optique. Elle est alors appelée T-Tauri. Une partie du gaz qui reste autour est piégée et va émettre dans le domaine des rayons X. Ces objets ne présentent plus d’excès infrarouge important et vont bientôt déclencher les réactions nucléaires qui les feront entrer sur la séquence principale.

Pour les étoiles plus massives, les connaissances sont beaucoup moins avancées : on ne sait pas très bien comment elles se forment. Plusieurs hypothèses sont évoquées dont la coalescence de plusieurs protoétoiles, mais ces phases d’évolution ne sont pas encore clairement définies.

Dès lors, les étoiles arrivent sur la séquence principale du diagramme de Hertzsprung-Russel et vont y passer la majeure partie de leur vie. Au cours de cette phase, elles rayonnent principalement dans le domaine UV pour les plus massives, visible et proche infrarouge pour

la plupart.

Lorsqu'une étoile a brûlé 10 à 20 % de son hydrogène, son coeur ne peut plus maintenir une pression de radiation suffisante pour s'opposer à l'effondrement gravitationnel. Dès lors, l'étoile arrive en fin de vie. Le coeur va s'effondrer et dans certains cas de nouvelles réactions nucléaires vont avoir lieu si la température est suffisante. Les étoiles de faible masse vont finir en nébuleuse planétaire, leur coeur en naine blanche. Les plus massives en supernovae.

### 1.1.2 Le milieu Interstellaire

| Milieu                | Densité<br>$cm^{-3}$ | Température<br>K |
|-----------------------|----------------------|------------------|
| Atomique (HI) -froid  | $\sim 25$            | $\sim 100$       |
| Atomique (HI) -tiède  | $\sim 0.25$          | $\sim 8\,000$    |
| Moléculaire ( $H_2$ ) | $\geq 1\,000$        | $\leq 100$       |
| Ionisé - région H II  | $1\text{--}10^4$     | $\sim 10\,000$   |
| Ionisé -diffus        | $\sim 0.03$          | $8\,000$         |
| Ionisé -chaud         | $6\text{--}10^{-3}$  | $5\text{--}10^5$ |

TAB. 1.2 – Présentation des différents constituants du milieu interstellaire de notre Galaxie (Lequeux 2002).

Le milieu interstellaire est principalement constitué de gaz et de poussière. Ces deux composantes sont brassées par de grands mouvements de matière, générés par divers mécanismes violents comme les vents de supernovae, les éjections de matière des étoiles jeunes. Si le milieu interstellaire ne représente qu'une masse négligeable des galaxies, (à peine 5 % de la masse des étoiles dans la nôtre), il affecte fortement leurs propriétés ainsi et leur distribution d'énergie comme nous le verrons par la suite pour les galaxies lumineuses en infrarouge. Il joue aussi un rôle crucial dans l'évolution des galaxies en contribuant à la formation de la molécule  $H_2$  (élément primordial à la naissance de futures générations d'étoiles) ou à la naissance des étoiles.

La composition en masse du milieu interstellaire est de 70% d'hydrogène, 28% d'hélium et 2% d'éléments lourds dont le carbone, l'oxygène, le magnésium, le silicium, le soufre et le fer (Lequeux 2002). Le milieu interstellaire est soumis au rayonnement des étoiles qui affecte profondément sa composition chimique locale en ionisant et/ou dissociant certains éléments. Il est aussi soumis à un champ magnétique de quelques micro-Gauss (Bel & Leroy 1989, Rand & Lyne 1994, Rand & Kulkarni 1989) dont l'origine n'est pas très bien connue et auquel les espèces ionisées sont sensibles. Les rayons cosmiques composés de particules relativistes vont aussi ioniser localement les grains et les molécules.

### Le gaz du milieu interstellaire

Il est composé de trois phases : *la phase ionisée*, *la phase atomique* et *la phase moléculaire*. La table 1.2 détaille les principales propriétés de ces différentes phases. Elles sont surtout définies en référence à l'hydrogène, constituant majoritaire du milieu interstellaire. Le *milieu ionisé* est principalement constitué d'atomes d'hydrogène ionisés. L'énergie moyenne des photons y est supérieure à l'énergie d'ionisation de l'hydrogène<sup>1</sup> ce qui implique que dès que  $H^+$  se recombine avec un électron il est très vite ionisé. Dans le *milieu neutre*, l'énergie moyenne des photons est inférieure à l'énergie d'ionisation des atomes d'hydrogène et supérieure à celle

<sup>1</sup>13.6 eV.

de dissociation de  $H_2^2$ . Le *milieu moléculaire* est principalement constitué de  $H_2$  et l'énergie moyenne des photons ne permet plus sa dissociation. Ce schéma se révèle quelque peu simpliste dans la mesure où des espèces comme le carbone, les métaux ou les grains de poussière n'ont pas les mêmes énergies d'ionisation ou de dissociation ; elles ne peuvent exister ionisées dans le milieu neutre ou moléculaire. De plus, les rayons cosmiques de haute énergie qui sont capables d'ioniser les grains et les molécules pénètrent assez profondément dans les nuages moléculaires. La séparation entre les différentes phases se révèle donc quelque peu arbitraire.

**le milieu interstellaire ionisé :** Le gaz interstellaire peut être ionisé sous l'effet du rayonnement ultraviolet et X des jeunes étoiles, des noyaux actifs, des chocs, des particules chargées de haute énergie ou d'autres mécanismes encore mal connus. Comme le montre la table 1.2, on distingue les régions HII, nébuleuses gazeuses entourant de jeunes étoiles, le milieu interstellaire chaud, principalement issu de la dispersion des restes de supernovae, et le milieu interstellaire ionisé diffus. Les régions HII sont souvent représentées comme des zones ionisées entourant les étoiles chaudes et massives comme des associations OB. Une région HII idéale se présente sous la forme d'une sphère ionisée entourant une étoile isolée. On définit alors le rayon de Strömgren ( $r_s$ ) comme le rayon au delà duquel l'hydrogène neutre peut exister. A l'intérieur de la sphère telle que  $r \leq r_s$  (cette sphère est aussi appelée sphère de Strömgren), le milieu est presque totalement ionisé par le rayonnement de la jeune étoile. Cependant cette description n'est pas réaliste car les étoiles naissent en groupe ou amas, ce qui rend la structure des régions HII plus hétérogène et complexe. Les étoiles massives vont se former principalement dans les zones superficielles des nuages moléculaires, si bien que ces régions HII vont se répandre assez vite hors du nuage (effet champagne, Yorke *et al.* 1989). Enfin ces régions ne sont pas statiques, mais forment un front d'ionisation qui s'étend dans le milieu interstellaire.

Ces régions se refroidissent en émettant à toutes les longueurs d'onde : en optique, les raies de recombinaison de l'atome d'hydrogène et les raies interdites comme [OIII] à 4959 et 5006 Å et [OII] à 3726 et 3728 Å sont observées et permettent d'accéder aux principales caractéristiques de ces régions comme la masse d'hydrogène ionisé, la température et les abondances chimiques (Osterbrock 1989), la masse des étoiles ionisantes. On observe aussi l'émission infrarouge des poussières, l'émission UV des étoiles diffusée par les grains, l'émission continue thermique libre-libre en radio (Osterbrock 1989).

Dans notre Galaxie, comme dans la plupart des galaxies spirales, les régions HII sont principalement localisées dans les bras, ce qui montre que la formation stellaire y est plus active que dans le bulbe. Les régions HII détectées à l'échelle de notre Galaxie ou dans les galaxies voisines ont une masse inférieure à  $10^5 M_\odot$ . Des régions HII sont détectées dans des galaxies lointaines. Les instruments ne sont sensibles qu'aux régions HII les plus grandes dans les galaxies lointaines ; elles sont appelées régions HII géantes. Elles ont une masse voisine de  $10^7 - 10^9 M_\odot$ , ce qui pourrait correspondre à la formation d'amas ou de super amas d'étoiles.

Le milieu ionisé chaud provient principalement des restes de supernovae (McKee & Ostriker 1977). Il est chauffé par les ondes de choc des supernovae puis se refroidit en émettant principalement dans le domaine des rayons X (continuum et raies en émission d'éléments très fortement ionisés).

Le milieu interstellaire contient aussi du gaz ionisé diffus en dehors des régions HII ou des restes de supernovae. Ce gaz peut provenir de fuite de gaz ionisé hors des régions HII (effet champagne), de l'ionisation du gaz neutre diffus par le rayonnement UV des étoiles chaudes ou de mécanismes encore mal connus (Lequeux 2002).

---

<sup>2</sup>4.5 eV.

**Le milieu interstellaire neutre :** Un grand nombre d'éléments du milieu interstellaire neutre ont des raies de structure fine dans l'infrarouge lointain. Ces raies permettent d'accéder à la chimie et au refroidissement du milieu interstellaire grâce aux raies  $\text{CII}\lambda 157.7 \mu\text{m}$  et  $\text{OI}\lambda 63 \mu\text{m}$ . Un grand nombre d'espèces neutres comme le sodium, le calcium ou le potassium ont aussi été découverts très tôt car elles apparaissaient en absorption dans les spectres stellaires.

Cependant, le gaz neutre a surtout été étudié par la raie HI à 21 cm qui est une raie de structure hyperfine entre les deux sous niveaux  $F=0$  et  $1$  de l'état fondamental de l'atome d'hydrogène ( $n=1, l=0, J=S=\frac{1}{2}, I=\frac{1}{2}, F=I+J$ ). Cette transition a une probabilité d'émission spontanée de  $2.87 \cdot 10^{-15} \text{ s}^{-1}$ , ce qui fait d'elle une raie fortement interdite. Cette faible probabilité d'émission est compensée par la très grande quantité d'hydrogène neutre contenu dans le milieu interstellaire. Cette raie a permis de cartographier le gaz HI de notre Galaxie et de quelques galaxies proches afin d'étudier sa cinématique et sa distribution.

Le gaz HI est la composante de gaz la plus importante en masse dans la plupart des galaxies. Sa distribution spatiale dans notre Galaxie est relativement différente de celle de la phase moléculaire ( $\text{H}_2$ ) ou ionisée (HII) : alors que la densité radiale de gaz ionisé ou moléculaire décroît très fortement au delà de 10 kpc, celle de HI s'étend largement au delà du rayon visible de la galaxie (Combes 1991).

Comme le montre la table 1.2, le milieu interstellaire neutre se trouve sous la forme d'une phase tiède et peu dense, appelée phase *inter-nuage* et d'une composante plus froide appelée phase *nuage*. Alors que la première est presque uniformément distribuée, la seconde est composée de complexes de quelques dizaines de parsecs, que l'on retrouve également dans les enveloppes des nuages moléculaires. Sa distribution est extrêmement inhomogène voire fractale : elle est structurée en filaments ou nappes et pourrait être dominée par la turbulence (Scalo & Elmegreen 2004, Elmegreen & Scalo 2004).

Dans notre Galaxie, il existe aussi des nuages de gaz neutre détectés à haute latitude du plan galactique (Combes 1991). Ces nuages peuvent avoir une origine extragalactique ou venir du gaz chaud et ionisé par les supernovae du disque galactique qui retombe en se refroidissant et se recombinant.

La plupart des galaxies spirales présentent un déficit en HI au centre de la galaxie (Combes 1991), là où des nuages moléculaires ont été cartographiés. Il existe aussi des trous dans la distribution du gaz HI, qui coïncident avec des régions HII. Il faut donc interpréter ce gaz comme le réservoir qui va donner naissance à  $\text{H}_2$  et aux étoiles.

Il existe une corrélation entre la masse de gaz atomique et la morphologie des galaxies de l'univers local : alors qu'il ne représente qu'environ 1 à 2% de la masse des galaxies elliptiques, le gaz HI représente environ 10% de celle des galaxies spirales et 30% de la masse des irrégulières.

**La phase moléculaire :** Jusqu'en 1965, on ne connaissait que trois molécules dans le milieu interstellaire, aujourd'hui environ cent vingt sont connues. Un grand nombre d'entre elles viennent des enveloppes froides des étoiles AGB et sont aussi trouvées dans des comètes. Celles qu'on observe le plus fréquemment sont CO, CH,  $\text{CH}^+$ , CN, OH,  $\text{NH}_3$  et  $\text{H}_2\text{O}$  (Lequeux 2002).  $\text{H}_2$  est de loin la molécule la plus abondante, mais elle est symétrique, ne possède pas de moments dipolaires, ce qui la rend difficilement observable sauf à partir de raies vibrationnelles dans le domaine infrarouge (Rigopoulou *et al.* 2002). Elle est indirectement étudiée à travers la molécule CO, qui est l'élément le plus abondant après  $\text{H}_2$ . Comme CO est une molécule dissymétrique, elle possède un moment dipolaire et ses transitions rotationnelles peuvent être plus facilement observées dans le domaine centimétrique. On suppose que les molécules de CO sont principalement excitées par des collisions avec  $\text{H}_2$ , ce qui explique que CO soit un bon traceur de  $\text{H}_2$ .

C'est au coeur de ces nuages moléculaires que se forment les étoiles comme on l'a vu

précédemment. Une corrélation a été mise en évidence entre la luminosité CO et la luminosité dans l'infrarouge lointain (Sanders & Mirabel 1985, 1996), c'est à dire entre le gaz qui va donner naissance aux étoiles et le rayonnement associé à des étoiles très jeunes.

### La poussière

La poussière est composée de trois variétés de grains : les gros grains (BG pour *Big Grain*) probablement constitués de silicates amorphes et/ou cristallin, les petits grains (VSG pour *Very Small Grain*) en carbone amorphe et/ou graphite et une composante longtemps appelée UIB (*Unidentified Infrared Band*) et aujourd'hui associée à des combinaisons de cycles aromatiques. Ils sont connus sous le nom de *Hydrocarbures Polycycliques Aromatiques (PAH)* ou AIB pour *bandes infrarouges aromatiques*.

Les gros grains sont associés à des particules de taille supérieure à 10 nm. Leur taille maximale varie d'un modèle à l'autre mais elle est souvent comprise entre 100 (Dale & Helou, 2000) et 250 nm (Draine & Anderson 1985). Leur distribution en taille est modélisée par une loi de puissance de type  $dN/da \propto a^{-\alpha}$  avec  $\alpha$  compris entre 2.7 et 3.5 (Dale *et al.* 2001, Desert *et al.* 1990). Ces particules sont à l'équilibre thermodynamique à une température  $T_e \sim 20-40$  K avec le champ de rayonnement auquel est soumis le milieu interstellaire. C'est à dire que toute l'énergie absorbée à courte longueur d'onde dans le domaine UV, visible ou proche infrarouge est intégralement ré-émise dans l'infrarouge moyen et lointain. S'ils sont majoritairement responsables de l'émission au delà de 50  $\mu\text{m}$ , des grains à l'équilibre thermodynamique ne peuvent rendre compte des bandes en émission situées entre 1 et 15  $\mu\text{m}$ . Souvent, ils ne peuvent pas expliquer le continu des spectres dans le domaine 5-25  $\mu\text{m}$ .

Sellgren (1984) a montré que les trois nébuleuses par réflexion NGC 7023, 2023 et 2068 avaient un continu entre 1.25-4.8  $\mu\text{m}$  caractérisé par une température de couleur de 1 000 K dans une région où la température d'équilibre des grains ne pouvait dépasser 60K. Les grains responsables de cette émission furent associés à des petits grains de 10 Å de rayon environ, chauffés de manière intermittante par des photons UV. Andriesse (1978) a montré que l'émission à 10-100  $\mu\text{m}$  de M17 était dominée par des grains un peu plus petits subissant un chauffage stochastique : lorsque les grains sont plus petits, l'énergie du grain devient comparable à celle des photons incidents, et l'absorption d'un photon change significativement l'énergie interne et la température du grain. Une fois que le grain s'est désexcité en émettant un photon, son énergie interne diminue fortement et sa température aussi. Si le flux de photon n'est pas suffisant pour maintenir le grain à une certaine température (température d'équilibre), la température du grain fluctue au gré des collisions photon-grain. Sa température moyenne sera globalement supérieure à la température du milieu. On pense aujourd'hui que les petits grains ont une taille de 1.2-15  $\mu\text{m}$  (DBP1990, Dale *et al.* 2001). Les petits grains sont associés au continu dans le domaine 5-50  $\mu\text{m}$ , mais ne peuvent rendre compte des bandes en émission.

Un spectre de la nébuleuse par réflexion NGC7023 (Cesarsky *et al.* 1996c) est présenté à la figure 1.1 : on peut voir les principales bandes en émission. Un spectre des bandes d'émission de la galaxie à formation d'étoiles M82 (Laurent *et al.* 2000) est présenté à la figure 1.2 : le continuum lié à aux petits grains a été supprimé et les bandes d'émission ont été décomposées suivant des lorentziennes<sup>3</sup>.

Duley & Williams (1981) ont montré que ces bandes étaient associées à des modes de vibration des liaisons C=C ou C-H des cycles aromatiques comme le détaille la table 1.3 (inspirée de Allamandola *et al.* 1989, Draine 2003). Les PAH, acronyme de *hydrocarbures polycycliques aromatiques*, c'est à dire des molécules composées d'un grand nombre de cycles aromatiques, ont été proposés comme porteurs de ces bandes d'émission (Puget *et al.* 1985,

<sup>3</sup>Cette technique sera présentée plus en détail dans la section 4.3.3.

(Puget & Leger 1989, Allamandola *et al.* 1985) . Ce sont de petites molécules de taille inférieure à 0.4 Å composées de 50 à 1000 atomes : la figure 1.1 montre des exemples de PAH ainsi que les différents mécanismes responsables des bandes décrites à la table 1.3. Ces PAH ont été intensément étudiés par ISO (Boulanger *et al.* 1998a, Laurent *et al.* 2000, Verstraete *et al.* 2001a). Ils sont surtout observés dans les régions de photodissociation, sauf lorsque le rayonnement UV est trop intense. Les PAH sont souvent associés à de la formation stellaire (Genzel *et al.* 1998, Helou *et al.* 2000, Roussel *et al.* 2001a), mais ils sont aussi rencontrés près des noyaux actifs de galaxie si le rayonnement qu'ils reçoivent n'est pas trop dur.

| Bande<br>$\lambda_{Central}$<br>( $\mu\text{m}$ ) | liaison | mode de vibration moléculaire                                                                                                  |
|---------------------------------------------------|---------|--------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------|
| 3.3                                               | C-H     | Vibration d'élongation<br>cycle aromatique                                                                                     |
| 6.2                                               | C-C     | Vibration d'élongation<br>cycle aromatique                                                                                     |
| 7.7                                               | C-C     | Superposition de plusieurs<br>vibrations d'élongation                                                                          |
| 8.6                                               | C-H     | Vibration de flexion<br>attachée à un cycle aromatique<br>dans le plan du cycle.                                               |
| 11.3                                              | C-H     | Vibration de flexion<br>attachées à un cycle aromatique<br>hors du plan cyclique sans atome<br>d'hydrogène adjacent ("mono")   |
| 12.0                                              | C-H     | Vibration de flexion<br>attachée à un cycle aromatique<br>hors du plan cyclique.<br>2 atomes d'hydrogène adjacents ("duo")     |
| 12.6                                              | C-H     | Vibration de flexion<br>attachée à un cycle aromatique<br>hors du plan cyclique.<br>3 atomes d'hydrogène adjacents ("trio")    |
| 13.55                                             | C-H     | Vibration de flexion<br>attachée à un cycle aromatique<br>hors du plan cyclique.<br>4 atomes d'hydrogène adjacents ("quartet") |

TAB. 1.3 – Principales bandes d'émission des PAH dans l'infrarouge moyen (Draine 2003, Allamandola *et al.* 1989)

La figure 1.3 montre un spectre global d'émission des poussières avec l'émission des gros grains (pointillés-points), petits grains (traits continus) et PAH (pointillés) selon le modèle de Desert Boulanger & Puget (1990) pour une galaxie comme la nôtre : les gros grains sont responsables de la majeure partie de l'émission au delà de 60  $\mu\text{m}$ . Les PAH sont associés aux bandes d'émission situées entre 3 et 13  $\mu\text{m}$ . Entre 20 et 50  $\mu\text{m}$ , les petits grains dominent l'émission.

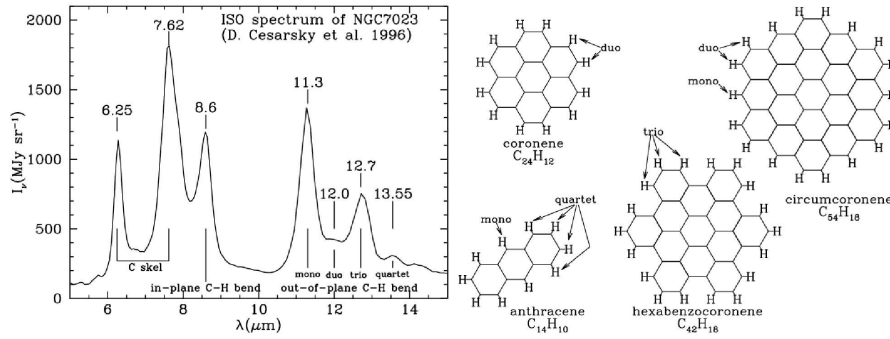


FIG. 1.1 – Présentation des PAH et des différents modes de vibrations responsables des bandes aromatiques. **Figure de gauche** : spectre de NGC7023 avec les différentes bandes en émission (Cesarsky *et al.*, 1996). **Figure de droite** : Exemple de molécules de PAH et ces différents modes de vibration responsables des bandes aromatiques (Draine *et al.* 2003).

Les grains naissent là où les conditions de pression et de température sont propices à des réactions complexes entre éléments lourds, c'est à dire dans les atmosphères froides des étoiles en fin de vie, comme les géantes, les supergéantes, les novae, les nébuleuses planétaires et les supernovae. La composition des grains varie fortement en fonction des conditions physiques qui entourent leur création. Ils sont ensuite expulsés vers le milieu interstellaire et vont évoluer tout au long de leur vie au gré des conditions physiques qu'ils vont rencontrer. Certains seront détruits par érosion, vaporisation ou fragmentation. D'autres vont croître par accréation, coagulation. Certains grains de poussière contribueront indirectement à la formation d'étoiles puisqu'ils jouent un rôle de catalyseur au cours de la formation de  $\text{H}_2$  : la majeure partie de  $\text{H}_2$  n'a pu se former en phase gazeuse dans la mesure où cette réaction n'est pas assez efficace pour rendre compte de l'abondance de l'hydrogène moléculaire détecté aujourd'hui (Gould & Salpeter 1963, Gould *et al.* 1963). On pense que les atomes d'hydrogène sont adsorbés à la surface des grains et qu'ils se déplacent par effet tunnel sur cette surface, ce qui augmente leur probabilité de rencontre. Une fois une molécule de  $\text{H}_2$  créée, elle est libérée (Katz *et al.* 1999, Duley 1996, Pirronello *et al.* 1997).

Les grains contribuent plus directement à la formation des étoiles en permettant aux nuages moléculaires de se refroidir pour donner naissance aux futures générations d'étoiles. Lorsque ces étoiles vont arriver en fin de vie, elles vont contribuer à la formation de nouveaux grains. Étoiles et poussières sont donc intimement liées puisqu'aujourd'hui la majeure partie des étoiles naît dans des cocons de poussière et les étoiles en fin de vie donnent naissance à des poussières, cette symbiose est présentée figure 1.4. Elle soulève l'épineux problème de la naissance de la première génération d'étoiles, mais cette question dépasse le cadre de ma thèse.

La poussière ne représente qu'un pourcent de la masse du milieu interstellaire ; pourtant elle affecte profondément certaines propriétés des galaxies comme leur distribution en énergie car elle est responsable de l'extinction : la poussière absorbe et diffuse le rayonnement énergétique (UV-visible-proche IR) et le ré-émet dans le domaine de l'infrarouge moyen et lointain. Cette extinction est sélective en longueur d'onde : elle affecte très fortement le domaine UV, moins fortement le domaine optique, et plus légèrement le domaine de l'infrarouge proche. Dans le cas d'une géométrie des poussières de type écrantage, c'est à dire si on regarde une étoile à travers un nuage de poussière par exemple, le spectre de l'étoile apparaît rougi.

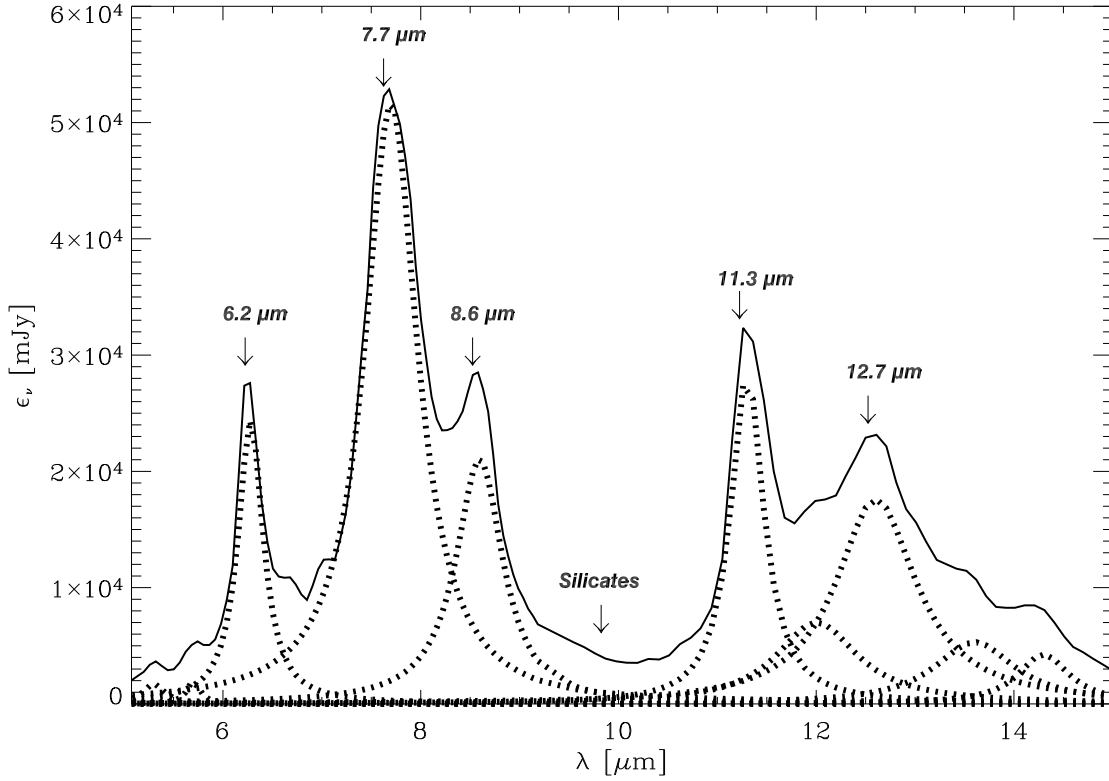


FIG. 1.2 – Présentation des bandes aromatiques de M82 (extrait de Laurent et al., 2000). Le continuum et les raies du gaz ont été retirés. La courbe en trait plein montre le spectre résultant. Les pointillés sont les ajustements de chaque bande, par une lorentzienne.

L'extinction  $A_\lambda$  associée à ce rougissement est définie par la formule 1.1 où  $I_\lambda$  est l'intensité lumineuse perçue après le nuage de poussière et  $I_o(\lambda)$  l'intensité lumineuse que l'on verrait en l'absence de poussière.

$$I_\lambda = I_o(\lambda) 10^{-A_\lambda/2.5} = I_o(\lambda) e^{-\tau_\lambda} \quad (1.1)$$

On définit aussi l'épaisseur optique qui est reliée à l'extinction par la formule 1.2.

$$\tau_\lambda = 0.921 A_\lambda. \quad (1.2)$$

L'extinction est très difficile à modéliser à l'échelle d'une galaxie car elle dépend de la longueur d'onde, de la composition des poussières, de leur taille, de leur forme, de leur distribution, de la métallicité de la région considérée, de sa compacité. L'étude de l'extinction de certaines régions de notre Galaxie, ou de galaxies proches a montré que les lois d'extinction pouvaient être très différentes. La figure 1.5 représente la loi d'extinction des nuages de Magellan et de la Voie Lactée en fonction de la longueur d'onde. L'extinction est tracée en fonction de la longueur d'onde et normalisée suivant la formule 1.3 qui représente la différence d'extinction par rapport à l'atténuation dans la bande visible V Jonhson normalisée à la différence d'extinction entre les filtres B et V Jonhson.

$$K(\lambda) = \frac{E(\lambda - V)}{E(B - V)} = \frac{A_\lambda - A_V}{A_B - A_V} \quad (1.3)$$

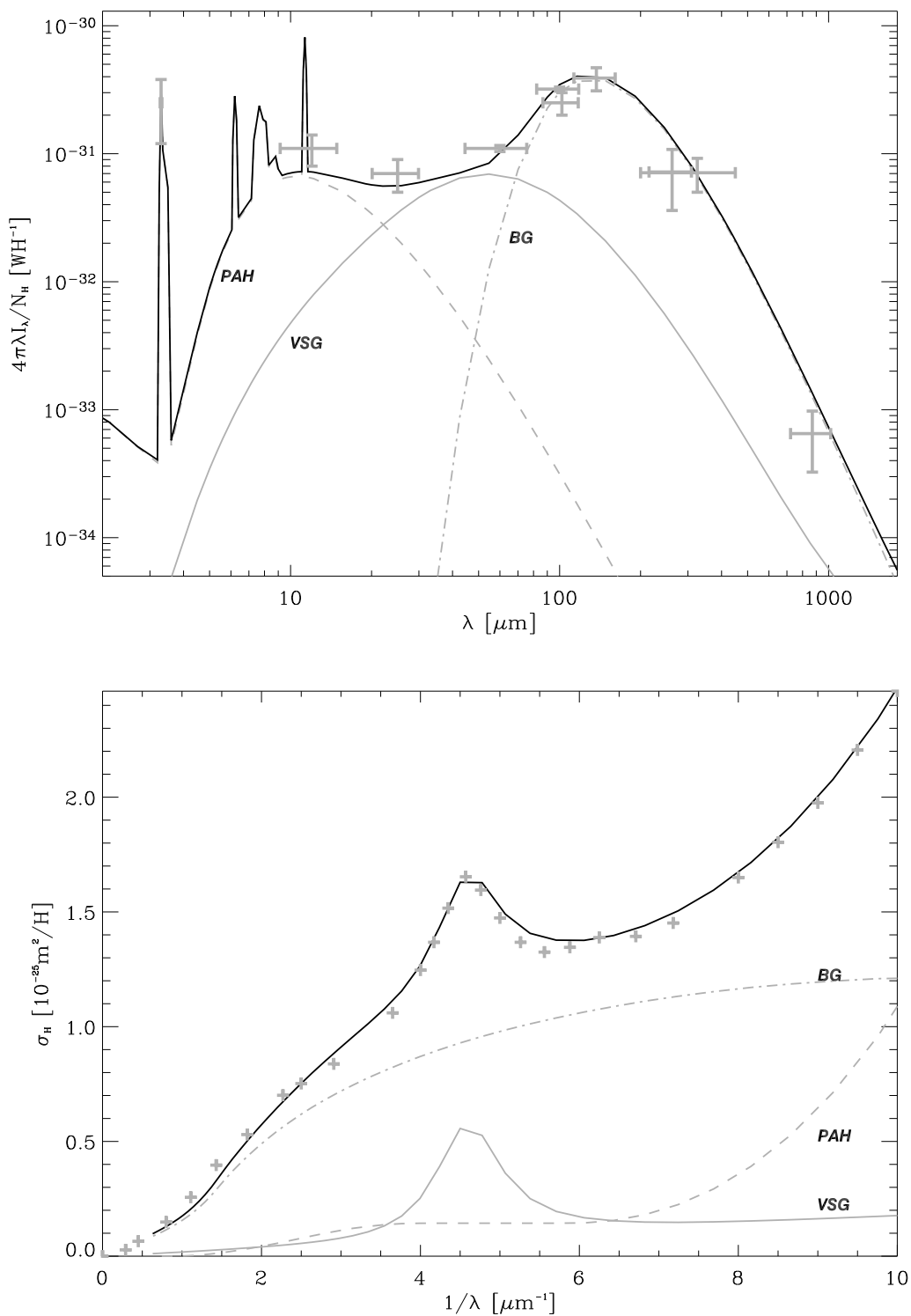


FIG. 1.3 – Émission et extinction de la Voie Lactée prédites par le modèle DBP90. Les barres d'erreur sont les observations de l'émission (voir DBP90). Les croix sur la courbe d'extinction sont les observations de Savage & Mathis, 1979. La ligne noire en trait plein représente la somme des trois composantes.  $I_\lambda$  est l'intensité de rayonnement,  $N_H$  la densité d'hydrogène,  $\sigma_H$ , la section efficace par atome d'hydrogène.

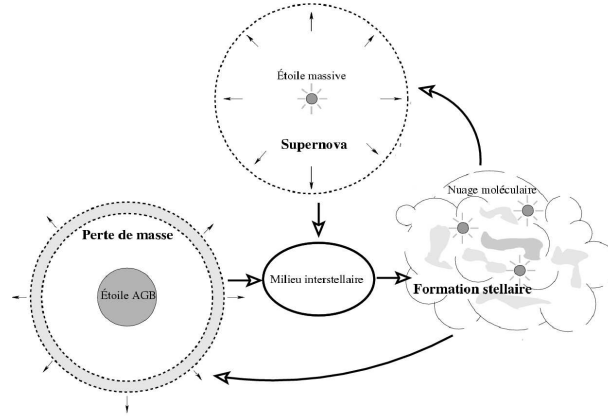


FIG. 1.4 – Présentation du cycle de vie des poussières. Figure inspirée de Galliano (2004).

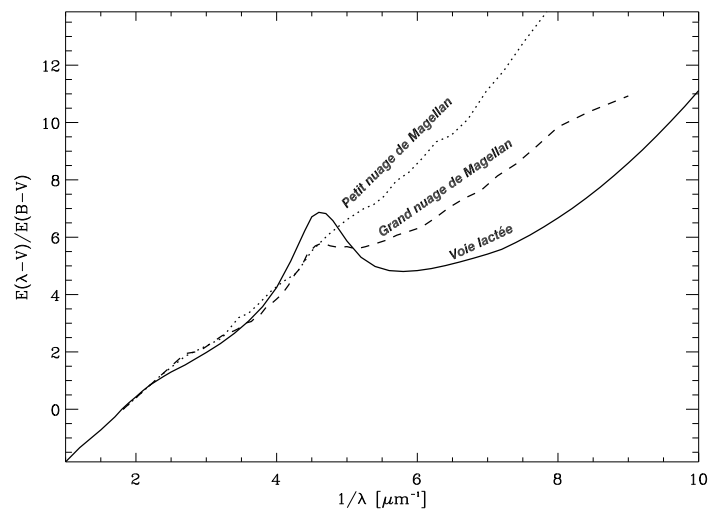


FIG. 1.5 – Courbes d'extinction de notre Galaxie (trait plein), du Grand Nuage de Magellan (tirets) et Petit Nuage de Magellan (trait en pointillés).

Les lois d'extinction dans le domaine optique et proche IR ne varient pas trop des Nuages de Magellan à notre Galaxie comme le montre la figure 1.5. Elles seront présentées en détail au chapitre VI. L'extinction dans ce domaine de longueur d'onde est principalement associée aux gros grains comme le montre la figure 1.3. A plus courte longueur d'onde, la pente des lois d'extinction diverge fortement. Les PAH semblent être aujourd'hui de bons candidats pour expliquer la forte remontée de la courbe d'extinction en UV (DBP90 et figure 1.3). Une bande à 2175 Å est présente dans la courbe d'extinction de la Voie Lactée; elle est plus faible dans celle du Grand Nuage de Magellan et complètement absente dans celle du petit nuage de Magellan. Ce pic est souvent associé aux très petits grains carbonés comme le montre la figure 1.3. De manière générale, les différences d'une courbe à l'autre peuvent être liées à la métallicité qui varie d'une région à l'autre ( $Z=0.008 Z_{\odot}$  pour le Grand Nuage de Magellan et  $Z=0.002 Z_{\odot}$  pour le Petit Nuage de Magellan), à une distribution différente de taille de la poussière, à une géométrie plus compacte.

Même si le domaine de l'infrarouge moyen est moins touché par l'extinction, il présente deux bandes importantes en absorption à  $9.7 \mu\text{m}$  et  $18 \mu\text{m}$  qui sont associées à des particules de silicates. Les expériences menées en laboratoire sur des silicates montrent des absorptions à  $9.7$  et  $18 \mu\text{m}$  plus étroites que celles des spectres astrophysiques, ce qui tendrait à montrer que les silicates astrophysiques ne sont pas purs (Draine & Lee 1984).

### 1.1.3 La matière Noire

Le problème de la matière noire est né de tentatives assez divergentes d'estimation de masse des galaxies. Deux méthodes indépendantes existent pour estimer la masse des galaxies : la première est basée sur des critères dynamiques et la seconde sur la lumière émise par les galaxies. Mais les deux méthodes donnent des résultats incompatibles.

A l'échelle de la galaxie, ce problème est apparu lorsque des courbes de rotation des galaxies spirales ont été tracées<sup>4</sup>. Si la lumière était un bon indicateur de la masse, l'essentiel de celle-ci se trouverait près du centre et la vitesse de rotation augmenterait puis décroîtrait rapidement avec la distance au centre (lois de Kepler). Les courbes de rotation des galaxies spirales augmentent bien près du centre, mais ne décroissent pas aussi loin qu'elles ont pu être mesurées. Une contribution supplémentaire à la masse vient des nuages de gaz HI qui s'étendent plus loin que les étoiles, mais leur masse est insuffisante pour rendre compte des vitesses de rotation observées à grande distance du centre. Ceci implique la présence d'une quantité importante de matière dans des régions de très faible luminosité. L'essentiel de la masse est nommée *matière noire* (ou *matière sombre* ou *masse manquante*) car elle est indirectement observée aussi bien à l'échelle des galaxies qu'à celle des amas.

Les observations s'expliquent si l'on suppose que la galaxie visible est enfouie dans un gigantesque halo sombre et massif. Les simulations numériques indiquent qu'un halo sphérique stabilise les disques en particulier si le disque est légèrement gauchi en S. Certaines galaxies comme NGC4650A, présentent des anneaux formés de gaz, de poussières et d'étoiles perpendiculaires au plan de la galaxie. Ils proviennent sans doute de la collision de deux galaxies d'orientations différentes. Leur stabilité nécessite une distribution de masse sphérique parce que les vitesses de rotation sont à peu près les mêmes dans l'anneau et dans le disque à la même distance du centre. Les courbes de rotation ne permettent guère d'aller au-delà de 20 à 30 kpc, dans les meilleurs cas. Pour sonder le potentiel gravitationnel à plus grande distance, on utilise des objets nécessairement plus éloignés comme les amas globulaires ou les galaxies satellites (les deux Nuages de Magellan). Il semble bien que le halo de la Voie lactée s'étende jusqu'à 200 ou 300 kpc du centre.

<sup>4</sup>Elles seront présentées plus en détail dans la section 1.3.2.

De la matière noire est aussi évoquée à l'échelle des amas de galaxies : le gaz intra-amas est contrôlé par un potentiel gravitationnel plus massif que l'ensemble des masses de tous les objets visibles ; les galaxies d'amas ont des vitesses de dispersion plus élevées que ne le permettrait le théorème du Viriel pour les systèmes relaxés ; le strong et weak lensing confirment aussi la nécessité de matière noire à l'échelle des amas.

Si l'existence de matière noire est aujourd'hui admise, sa nature est encore très incertaine : Il semble très probable qu'une faible fraction soit formée de matière baryonique comme des astres sombres. Une autre fraction est sans doute formée de particules élémentaires de forte masse interagissant très faiblement avec les autres comme les *wimps*<sup>5</sup>.

#### 1.1.4 Le trou noir central

Aujourd'hui, on pense que toute galaxie possède un trou noir central de masse  $\sim 10^6 - 10^9 M_\odot$ . Lorsque la galaxie est pauvre en gaz et poussière, il n'est pas alimenté et reste inactif. Il n'est détectable que par les effets gravitationnels qu'il provoque. Ainsi un trou noir est présent et très peu actif au centre de notre Galaxie. Lorsque du gaz est disponible dans la galaxie et lorsqu'il est amené près du trou noir, il va être accrété : la matière environnante (gaz, poussière voire étoiles) forme un disque d'accrétion. Les forces de viscosité présentes au sein du disque font perdre à la matière son moment cinétique ; elle va progressivement se rapprocher du trou noir puis tomber dedans. Le disque d'accrétion va être chauffé à une température de  $T \sim 10^5$  K. Une partie de la matière rayonnée dans l'UV et les rayons X (Rees, 1984), l'autre en infrarouge.

Une relation a été mise en évidence entre la masse du trou noir central et la dispersion de vitesse dans le bulbe de la galaxie (formule 1.4 Tremaine *et al.* 2002).

$$M_{TN} = 10^{8.13} \left( \frac{\sigma}{200 \text{ km.s}^{-1}} \right)^{4.02} M_\odot \quad (1.4)$$

Cette relation montre le lien entre trou noir central et galaxie hôte, ce qui laisse penser une évolution commune de ces deux entités au cours du temps.

## 1.2 Etude multi-longueurs d'onde des galaxies

### 1.2.1 Domaine des X

Le domaine des X est divisé en deux parties : les *X mous* pour les longueurs d'onde comprises entre 0.1 et 2keV, et les *X durs* entre 2 et 100 keV. L'émission X des galaxies peut être associée à des sources individuelles brillantes (étoiles jeunes, étoiles binaires, supernovae et reste de supernovae, étoiles à neutrons), l'émission Bremsstrahlung du gaz et celle des noyaux actifs.

Les galaxies possédant un noyau actif montrent fréquemment une émission dans le domaine des X mous et durs associée au disque d'accrétion.

Les galaxies subissant une flambée intense de formation stellaire émettent aussi dans le domaine des X. Après un sursaut de formation d'étoiles, les étoiles plus massives que  $8 M_\odot$  donnent naissance à des supernovae de type II. L'ensemble des supernovae et des vents stellaires va alors former une super bulle de gaz chaud qui va s'étendre dans le milieu interstellaire et qui sera responsable d'une émission X plus diffuse (Chevalier & Clegg 1985). Les électrons piégés dans les magnétosphères des étoiles à neutrons sont aussi responsables d'une émission X (effet synchrotron). Les restes de supernova de type I et II sont observables dans les domaines

<sup>5</sup>Weakly Interacting Massive Particles.

radio et X environ  $10^5$  ans après l'explosion, jusqu'à ce que le reste de supernovae se mélange au milieu interstellaire.

Les binaires X sont aussi responsables d'une émission X. Ce sont des systèmes d'étoiles au sein desquels un phénomène d'accrétion transfère une fraction de la masse de l'étoile compagnon vers un objet compact à travers un disque d'accrétion. Au cours de ce processus, le gaz s'échauffe et émet dans le domaine des rayons X. Beaucoup de binaires X sont des sources transitoires visibles quelques jours en X lorsque de la matière est accrétée par l'objet compact, puis leur luminosité décroît dans un délai de quelques dizaines à quelques centaines de jours.

### 1.2.2 Domaine ultraviolet

Le rayonnement compris entre 100 et 400 nm forme le rayonnement ultraviolet. A l'échelle d'une galaxie, l'émission UV est principalement associée au rayonnement des jeunes étoiles et aux disques d'accrétion des noyaux actifs de galaxie. Même si la fraction la plus importante de cette émission est absorbée par la poussière pour être réémise à grande longueur d'onde, une petite partie est diffusée dans le domaine ultraviolet ; De plus, une partie du rayonnement est aussi directement observée. Les étoiles qui contribuent à ce continu UV (1500-2800 Å) sont massives ( $M \geq 5 M_{\odot}$ ), jeunes (quelques  $10^8$  ans au plus) et chaudes ( $T \geq 10\,000$  K). La figure 1.6 présente la galaxie spirale M74 en bande R (rouge) et à 2500 Å (bleu) : des émissions ponctuelles en UV tracent les régions HII des bras spiraux.

A cause de sa corrélation avec les étoiles jeunes, l'émission UV a souvent été utilisée pour déterminer le taux de formation d'étoiles. Plusieurs calibrations entre taux de formation d'étoiles et divers flux UV ont été présentées par Kennicutt (1983), Kennicutt *et al.* (1994), Gallagher *et al.* (1984), Leitherer & Heckman (1995), Meurer *et al.* (1995). Mais cet indicateur est fortement affecté par l'extinction et il est très difficile de le corriger proprement dans la mesure où l'extinction est difficile à mesurer et les lois d'extinction varient très fortement dans ce domaine de longueur d'onde (figure 1.5). L'ultraviolet a été utilisé pour essayer d'estimer l'ex-

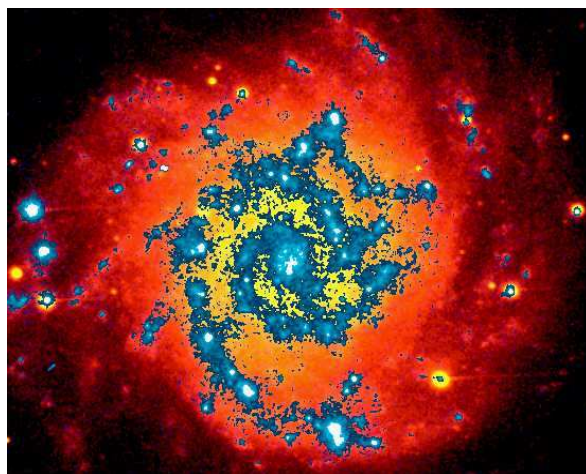


FIG. 1.6 – Image de la galaxie spirale M74. **Image rouge :** Image prise en bande V à l'observatoire du Mont Laguna à San Diego (Californie). **Image bleue :** Image prise à 2500 Å par UIT (Ultraviolet Imaging Telescope). Les détails des observations sont donnés dans (Cornett *et al.* 1994).

inction des galaxies, en particulier dans les galaxies éteintes : alors que certains pensent que l'étude des propriétés ultraviolettes/optiques suffisent pour déduire les propriétés infrarouges

des galaxies (Meurer *et al.* 1995, 1999), d'autres considèrent qu'une partie de l'information est très fortement masquée en ultraviolet/optique et que l'infrarouge apporte une information complémentaire (Hughes *et al.* 1998, Barger *et al.* 1998). Une technique appelée *loi de Meurer* relie l'extinction, l'émission ultraviolet et infrarouge des galaxies. Cette technique a été proposée pour prédire l'émission infrarouge : les spectres ultraviolet des galaxies de l'univers local sont plats en  $f_\nu$  entre 2000 et 3000 Å<sup>6</sup>, ou de façon équivalente  $f_\lambda$  est proportionnel à  $\lambda^{-2}$ , quand ils ne subissent aucune extinction. Cette propriété a été utilisée par Meurer pour suggérer que la mesure de la pente du spectre ultraviolet était une mesure de l'extinction et donc du rapport entre  $L_{FIR}$  et  $L_{UV}$  qui mesure la fraction de photons ultraviolets qui sont absorbés par la poussière et ré-émis dans l'infrarouge. Cette corrélation entre  $L_{FIR}$  et  $L_{UV}$  et  $\beta$ , où  $f_\lambda \propto \lambda^\beta$ , a été effectivement observée pour un échantillon de galaxies à flambée de formation d'étoiles modérée : plus  $\beta$  est élevé, et plus l'extinction est importante. Cependant, l'échantillon initial ne contenait que des galaxies à formation d'étoiles modérée. Une étude plus récente des mêmes auteurs a permis de montrer que les galaxies à forte formation d'étoiles sortaient de la corrélation : leur rapport  $L_{FIR}/L_{UV}$  observé est supérieur à la valeur prédite par la loi Meurer. Aujourd'hui, les données du satellite GALEX ont confirmé ce soupçon (Buat *et al.* 2005).

Cependant au cours de mon stage de DEA, j'ai montré que même si la loi de Meurer sous-estimait la luminosité infrarouge et l'extinction de ces objets, elle pouvait être utilisée pour déterminer les galaxies susceptibles d'avoir une forte luminosité infrarouge. Pour un bin de redshift donné, les galaxies avec la luminosité infrarouge déduite de l'UV ( $L_{IR}^{UV}$ ) la plus forte sont effectivement vues en infrarouge : dans le plan ( $L_{IR}^{UV}, z$ ) si on abaisse d'un facteur 6 la sensibilité d'ISOCAM, alors 80 % des objets au delà de cette limite sont effectivement vus par ISOCAM. Comme quoi la loi de Meurer n'est pas complètement fausse : elle ne renseigne pas sur la luminosité infrarouge d'un objet, mais elle indique quels objets sont susceptibles d'avoir une forte luminosité infrarouge. Tout se passe comme si au delà d'une certaine luminosité infrarouge, l'indicateur ultraviolet saturait et ne pouvait plus que donner une limite inférieure à l'émission infrarouge.

### 1.2.3 Domaine visible & proche infrarouge

Le domaine visible couvre l'émission des galaxies entre 0.4 et 0.8  $\mu\text{m}$  et l'infrarouge proche le domaine localisé jusqu'à 5  $\mu\text{m}$  environ. Le domaine optique est dominé par le rayonnement des étoiles situées sur la séquence principale : dès que les étoiles ne sont plus dans leur cocon de poussières elles émettent principalement dans le domaine UV, optique et proche infrarouge. Si les étoiles peuvent être modélisées par un corps noir, la loi de Wien nous indique que les étoiles ayant une température comprise entre 3 000 et 8000 K émettent principalement dans le domaine optique ce qui correspond aux étoiles de type A à M. Les étoiles O et B, trop chaudes n'y émettent qu'une partie plus faible de leur lumière ; les étoiles plus froides émettent principalement dans l'infrarouge proche. Ces étoiles plus froides sont souvent de faible masse ou des géantes évoluées. Ceci est mis en évidence à la figure 1.7 qui montre M81 dans le visible et le proche infrarouge (3.6  $\mu\text{m}$ ). La galaxie vue dans l'infrarouge proche présente un bulbe relativement brillant par rapport aux bras spiraux. Dans le visible au contraire, les bras spiraux sont plus brillants. Ceci confirme que le bulbe est plutôt composé de vieilles étoiles, les bras spiraux d'étoiles plus jeunes.

On peut aussi détecter la présence d'un AGN lorsque la région centrale est très lumineuse. Elle peut aussi être associée à une flambée de formation d'étoiles car les deux phénomènes peuvent coexister. Les spectres optiques sont sources d'indices concernant les propriétés des galaxies : les raies en absorption renseignent sur l'histoire passée de la formation stellaire,

<sup>6</sup>Dans le référentiel au repos des galaxies.

ce qui a été une part importante de mon travail de thèse, alors que les raies nébulaires donnent des informations sur le mécanisme d'ionisation dominant, (formation d'étoiles ou noyau actif de galaxie, Osterbrock 1989) permettent d'étudier la composition chimique et la métallicité du gaz. Les raies de Balmer en émission ( $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$ ) et  $[OII]\lambda 3727$  permettent de déterminer le taux de formation d'étoiles des galaxies. Elles sont produites par le gaz chauffé par le rayonnement UV des étoiles de moins de 20 millions d'années et massives (étoiles OB). Les étoiles moins chaudes y contribuent plus faiblement. La raie  $H\alpha$  donne une bonne indication de la formation stellaire car elle est directement corrélée au nombre d'étoiles massives (Kennicutt 1992, 1998). On peut aussi utiliser la raie interdite  $[OII]\lambda 3727$ , qui présente l'avantage considérable d'être située dans la partie bleue des spectres, ce qui la rend observable à plus grand redshift (Kennicutt 1998). Cependant, l'extinction rend toujours l'utilisation des raies en émission optique délicate, si on ne les corrige pas soigneusement. On peut corriger la raie  $H\alpha$  si on connaît le rapport  $H\beta/H\alpha$  (Osterbrock 1989). Corriger  $[OII]$  est plus délicat dans la mesure où cette raie est située dans la partie bleue du spectre, ce qui la rend plus sensible à l'extinction et qu'il est très difficile de la corriger de l'extinction dans la mesure où elle est utilisée à défaut des raies de Balmer.

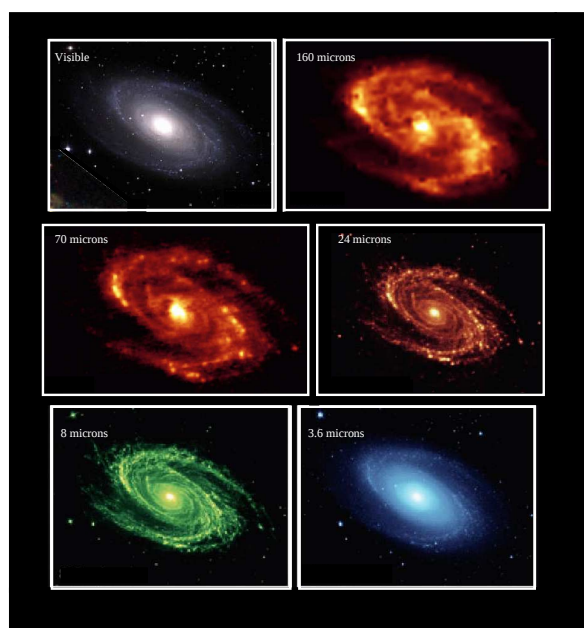


FIG. 1.7 – Images multilongueur d'onde de M81 dans le domaine visible, infrarouge proche, moyen et lointain (MIPS et IRAC). Figure inspirée de l'image NASA/JPL-Caltech/K.Gordon (University of Arizona.) et S.Wilner (Harvard-SmithsonianCfA).

#### 1.2.4 Domaine de l'infrarouge moyen

L'infrarouge moyen, associé à l'émission entre 5 et 25  $\mu\text{m}$ , a été largement étudié avec IRAS puis ISO et Spitzer : les petits grains sont responsables du continu alors que les bandes en émission sont associées aux PAH. Ce domaine de longueur d'onde permet donc l'étude des poussières chaudes. La figure 1.7 montre une émission de M81 à 8 et 24  $\mu\text{m}$ . L'émission à 8  $\mu\text{m}$  est principalement associée aux PAH, alors que celle à 24  $\mu\text{m}$  est associée aux petits grains. Dans ces deux bandes infrarouges, les bras spiraux ont une forte luminosité : l'infrarouge moyen est un traceur de la formation stellaire actuelle.

Pour les galaxies dominées par la formation d'étoiles (il existe des critères pour sélectionner ces galaxies comme nous le verrons par la suite), le taux de formation d'étoiles peut être dérivé de l'infrarouge moyen (Chary & Elbaz 2001a, Elbaz *et al.* 2002). Il est généralement plus fort que celui déduit de l'UV ou du visible.

### 1.2.5 Domaine de l'infrarouge lointain & submillimétrique

L'infrarouge lointain est souvent associé à l'émission entre 25 et 500  $\mu\text{m}$ . Le domaine submillimétrique est associé à l'émission jusqu'à 1000  $\mu\text{m}$ . L'infrarouge lointain a aussi été étudié par IRAS, ISO puis Spitzer. Les petits grains dominent l'émission jusqu'à 50  $\mu\text{m}$  environ ; au delà, les gros grains sont responsables de la majeure partie de l'émission infrarouge. La figure 1.7 présente une image de M81 à 160  $\mu\text{m}$ . A cette longueur d'onde la largeur à mi-hauteur de la PSF est plus importante, ce qui explique qu'on ait accès à moins de détail que dans le cas de l'image à 24  $\mu\text{m}$ .

Malgré la confusion plus grande à cette longueur d'onde, l'émission à 160  $\mu\text{m}$  est très bien corrélée avec l'émission dans l'infrarouge moyen. La loi de Kennicutt (1992) établit une relation entre le taux de formation d'étoiles et la luminosité infrarouge. Ce taux de formation d'étoiles présente l'avantage de ne pas être sensible à l'extinction.

Le domaine millimétrique est aussi associé à l'émission des molécules du milieu interstellaire, ce qui ne va pas concerner le cadre de cette thèse.

### 1.2.6 Domaine radio

L'émission dans le domaine radio peut être associée à divers mécanismes. La raie à 21 cm de l'atome d'hydrogène a déjà été discuté dans la section 1.1.2.

Les électrons très énergétiques produits par les restes de supernovae interagissent avec le milieu interstellaire. Ce dernier émet un continu radio produit par les électrons accélérés par des ions. Il est appelé *émission libre-libre*, *émission Bremsstrahlung*. Les restes de supernovae émettent aussi un continu non thermique associé à l'effet synchrotron. Cette émission est d'autant plus importante que la galaxie a eu une forte activité de formation d'étoiles récente.

Les galaxies ayant un noyau actif émettent souvent dans le domaine radio. Les radio-galaxies y sont de puissants émetteurs. Ces galaxies presque toujours elliptiques et souvent situées au centre des amas se caractérisent par un rayonnement radio jusqu'à 10000 fois supérieur à celui d'une galaxie normale dans les cas extrêmes. Cette émission radio présente un spectre de type synchrotron qui provient du noyau central et de deux lobes à peu près symétriques situés à des millions d'années lumière du noyau central. Ces lobes sont liés aux électrons relativistes émis par le noyau et soumis à un fort champ magnétique. Les blazars sont des objets très brillants dans le domaine radio et variables (leur luminosité pouvant varier d'un facteur 100 en quelques semaines). Ces objets étranges sont probablement des radio galaxies vues dans l'axe des lobes.

Il existe aussi une relation entre la luminosité dans le domaine infrarouge lointain et la luminosité du continu radio à 1.4 GHz que nous verrons dans le chapitre 3 et 4.

## 1.3 Morphologie des galaxies

En 1926, Hubble qui avait observé environ 900 galaxies du haut du Mont Palomar commença une étude approfondie des morphologies des galaxies. Hubble classa les galaxies en 3 types : les galaxies elliptiques, spirales et irrégulières. Un diagramme qui montre les détails de cette classification est présenté dans la figure 1.3 :

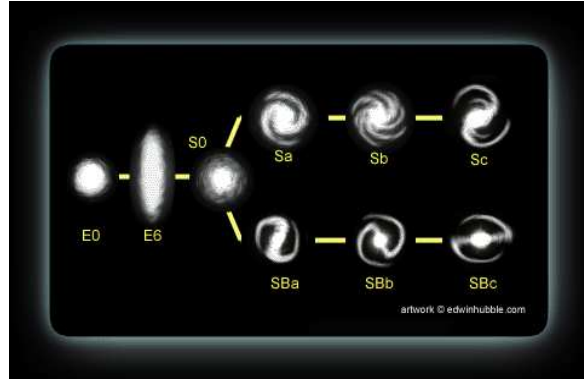


FIG. 1.8 – Diagramme de Hubble.

• les galaxies elliptiques qui sont vues sous la forme d'une ellipse de grand axe  $a$  et de petit axe  $b$ . On définit alors leur ellipticité selon la formule  $\epsilon = (a-b)/a$ .  $\epsilon$  varie de 0 à 7, ce qui classe les galaxies elliptiques de E0 à E7.

• la transition entre galaxies spirales et elliptiques a lieu au niveau des galaxies S0 aussi connues sous le nom de *galaxies lenticulaires*.

• les galaxies spirales sont séparées en deux types : les galaxies spirales barrées (SB) et les galaxies spirales normales (S). La séquence de Hubble des galaxies spirales évolue de Sa-SBa (*early type*) à Sc-SBc (*late type*) suivant des critères associés à :

1. l'importance relative du bulbe central : le rapport taille du bulbe/taille du disque décroît de a à c.
2. la forme des bras spiraux : ils sont de plus en plus ouverts de a vers c.
3. la quantité de gaz, de poussière, de régions ionisées et de jeunes étoiles : elle augmente de Sa vers Sc.
4. la luminosité : la luminosité totale décroît de Sa à Sc

| propriétés                 | spirales           | elliptiques        | irrégulières       |
|----------------------------|--------------------|--------------------|--------------------|
| masse ( $M_{\odot}$ )      | $10^9$ - $10^{12}$ | $10^5$ - $10^{13}$ | $10^6$ - $10^{11}$ |
| diamètre (kpc)             | 5-50               | 1-200              | 1-10               |
| luminosité ( $L_{\odot}$ ) | $10^8$ - $10^{11}$ | $10^6$ - $10^{12}$ | $10^6$ - $10^9$    |

TAB. 1.4 – Propriétés générales des différents types de galaxies.

La table 1.4 présente les propriétés des différents types de galaxies. Les galaxies elliptiques présentent un domaine de masse, de luminosité et de taille très important alors qu'il n'existe pas de galaxies spirales naines ou irrégulières géantes.

### 1.3.1 Les galaxies elliptiques

Elles ne représentent que 15 à 20 % des galaxies en nombre et 50 % en masse dans l'univers local (Fukugita *et al.* 1998). Les galaxies elliptiques les plus massives sont les galaxies centrales d'amas (cD acronyme de *central dominant*). Elles sont rencontrées au centre des amas denses comme l'amas de la Vierge. Leur masse hors norme est souvent associée au cannibalisme entre galaxies ; elle s'explique probablement par l'accrétion de gaz venant de galaxies voire de galaxies entières (notamment des galaxies naines), qui passent près de la galaxie centrale

puisque des traces de fusions sont souvent rencontrées parmi ces objets ( multiples noyaux, structure complexe). Les galaxies les moins massives sont aussi des galaxies elliptiques. A peine plus massives que des amas globulaires, les galaxies elliptiques naines sont difficilement détectables au delà du voisinage de notre Galaxie. Pourtant ces galaxies pourraient jouer un rôle très important dans le déclenchement des flambées de formation stellaire dont sont victimes des galaxies plus massives, ou la création de bras spiraux des galaxies.

Les galaxies elliptiques ne montrent pas de structures particulières, si ce n'est que les régions centrales sont plus brillantes que les régions plus extérieures. Ces objets principalement composés d'étoiles vieilles ne contiennent que très peu de gaz et de poussière. Ils ne montrent pas de signes de formation d'étoiles récente.

Malgré les fortes variations de masse présentées ci-dessus, la plupart des galaxies elliptiques se ressemblent fortement ; ceci se traduit par le *plan fondamental* et la relation *Faber-Jackson* : pour les galaxies elliptiques, il existe une forte corrélation entre la luminosité  $L$  de la galaxie et sa dispersion de vitesse au centre  $\sigma_0$ . Il en résulte la relation de Faber-Jackson (1976) reliant  $L$  et  $\sigma_0$  selon  $L \propto \sigma_0^4$ . On peut ainsi déterminer la distance de galaxies elliptiques indépendamment du redshift en utilisant cette relation ; cependant elle présente une dispersion et varie en fonction du domaine de luminosité (les cD par exemple ont une dispersion de vitesse  $\sigma_0$  inférieure aux prédictions  $\propto L^{1/4}$ ). Terlevich *et al.* (1981) et Tonry & Davis (1981a, b) ont proposé d'introduire un autre paramètre. Djorgovsky & Davis (1987) ont montré que les bulbes de galaxies spirales et les galaxies elliptiques obéissent à la relation 1.5 où  $R_e$  est le rayon effectif,  $\sigma_0$  la vitesse de dispersion centrale et  $\mu_e$  la brillance de surface.

$$R_e \propto \sigma_0^{1.38} \mu_e^{-0.9} \quad (1.5)$$

En utilisant la relation de Faber-Jackson, on montre que cette relation revient à  $L \propto R_e^{0.89} \sigma_0^{1.56}$ . Parallèlement Dressler *et al.* (1987) trouvaient la relation  $L \propto \sigma_0^{8/3} \mu_e^{-3/5}$ .

Cette loi est immuable pour les galaxies elliptiques. Quel sens physique a-t-elle ? Une interprétation a été présentée par Djorgovsky (1988, 1992) : si on applique le théorème du Viriel sur les galaxies elliptiques (qui sont des systèmes relaxés), on obtient l'équation 1.6 où  $M$  est la masse de la galaxie,  $\bar{R}$  le rayon moyen et  $\bar{V}^2/2$  l'énergie cinétique moyenne par unité de masse.

$$\frac{GM}{\bar{R}} = \bar{V}^2 \quad (1.6)$$

Pour une galaxie, on peut définir un rayon quelconque  $R$  suivant la définition  $R = k_r \bar{R}$  auquel va correspondre une vitesse  $V$  telle que  $V^2 = k_v \bar{V}^2$ .  $k_r$  tient compte de la structure en densité de la galaxie,  $k_v$  représente la cinématique interne et les anisotropies.

La brillance de surface est définie par la relation 1.7 où  $k_l$  reflète la structure en luminosité de la galaxie.

$$\mu = \frac{L}{k_l R^2} \quad (1.7)$$

On peut alors montrer qu'on obtient la relation 1.8 ou  $K = 1/(G k_r k_l k_v)$

$$R = K V^2 \mu^{-1} (M/L)^{-1} \quad (1.8)$$

Djorgovsky et Santiago (1992) ont remarqué que  $M/L$  et  $K$  dépendent de l'histoire passée de la formation d'étoiles des galaxies et de leur évolution. La minceur du plan fondamental créé par les paramètres ( $R_e$ ,  $\sigma_0$  et  $\mu$ ) implique une homogénéité des galaxies elliptiques en terme de structure en densité, de cinématique. Cette homogénéité n'est possible que si l'histoire passée de formation d'étoiles est similaire d'une galaxie à l'autre : les galaxies elliptiques ont

eu peu, voire pas de formation d'étoiles récentes, mais l'absence de gaz aujourd'hui est souvent interprétée par une forte formation d'étoiles très active en un temps très court dans le passé qui aurait consommé une grande partie de ce gaz.

Il existe aussi une relation couleur magnitude qui montre que plus une galaxie elliptique est brillante, plus ses couleurs sont rouges quelques soient les bandes photométriques observées. Ceci confirme un grand degré d'uniformité dans les histoires de formation stellaire (Bower *et al.* 1992).

### 1.3.2 Les galaxies spirales

Les galaxies spirales représentent environ les 2/3 des galaxies locales, mais seulement 50 % en masse. Contrairement aux galaxies elliptiques, elles sont riches en gaz, en poussière et présentent de nombreux sites de formation d'étoiles localisés dans les bras spiraux. Les masses des galaxies spirales ( $10^9 - 10^{11} M_\odot$ ) sont moins variées que celles des galaxies elliptiques car il n'existe ni galaxies spirales naines ni galaxies spirales géantes.

Elles comportent deux éléments principaux :

- un bulbe de forme ellipsoïdale ne contenant qu'une vieille population d'étoiles (population II) très peu de matière interstellaire et de jeunes étoiles ; il possède à peu près les mêmes propriétés que les galaxies elliptiques.
- un disque aplati et étendu qui contient beaucoup de matière interstellaire, de la poussière et des jeunes étoiles (population I).

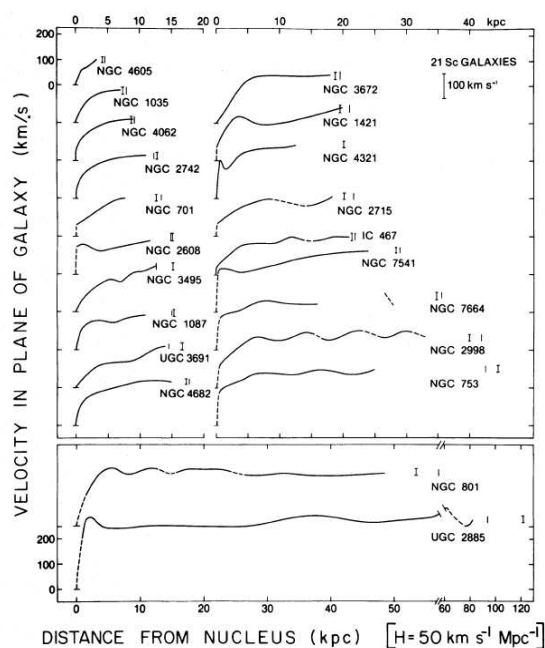


FIG. 1.9 – Présentation de quelques courbes de rotation de galaxies spirales (Rubin *et al.*, 1980).

Les galaxies spirales sont dominées par un mouvement global de rotation qui n'est pas celui d'un corps solide. La figure 1.9 extraite de Rubin *et al.* (1980) présente les courbes de rotation de galaxies spirales Sc de la classification de Hubble ; ces courbes ont été obtenues d'après les raies en émission optique du gaz ionisé. La caractéristique générale de ces courbes est une montée rapide jusqu'à environ 5 kpc, puis un palier qui se maintient jusqu'à la fin des mesures. Ces résultats ont été confirmés pour tous les types de spirales (Rubin 1980, Rubin *et al.* 1980, 1982, 1985). D'autres mesures ont été faites en étudiant le gaz HI (Bosma 1981a,

b) et confirment ce plateau à plus grande distance du centre encore. Ce plateau est aujourd'hui compris comme une preuve de la présence d'un halo de matière noire invisible dont la galaxie occupe la place centrale (voir section 1.1.3).

Les galaxies spirales présentent des bras spiraux qui peuvent avoir des propriétés assez variables comme le montre la table 1.4 (bras plus ou moins ouverts, bras plus ou moins visibles). Plusieurs idées sur l'origine des bras spiraux se sont affrontées depuis le début du siècle, mais les deux principales à s'être imposées sont la théorie des ondes de densité développée par Lindblad, et la propagation de la formation d'étoiles. En 1953, Lindblad imagine que les bras spiraux d'une galaxie pourraient être seulement une figure tournant comme un corps solide. Ces idées sont à l'origine de la théorie des ondes de densité développée mathématiquement par Lin et Shu de 1964 à 1970 : les bras spiraux ne sont pas liés à des étoiles données, mais des régions où la matière est temporairement concentrée. Ainsi, les bras peuvent se déplacer en bloc, indépendamment de la matière. Comme la densité de matière est élevée dans les bras, le gaz s'y trouve comprimé, ce qui provoque l'effondrement de nuages moléculaires et la formation d'étoiles massives et brillantes. Au contraire, entre les bras, se trouvent des régions de faible densité sans étoiles massives, ces zones sont donc moins visibles. Il est important de constater que la plupart des galaxies de l'univers local présentant une belle structure spirale sont en interaction (assez faible) avec un compagnon. Le meilleur exemple est M51 qui présente un pont de matière avec sa galaxie voisine. Tout se passe comme si la perturbation créée par un compagnon aidait la formation des bras spiraux. Une deuxième théorie liée à la propagation de la formation d'étoiles ou la formation d'étoiles contagieuse peut expliquer la présence de bras spiraux : les étoiles massives achèvent leur existence par des supernovae dont les chocs créés sur le gaz du MIS peuvent déclencher l'effondrement de nuages moléculaires et la formation de nouvelles étoiles massives. Certaines d'entre elles vont donner à leur tour des supernovae. Cette propagation peut avoir lieu sur une centaine de parsecs. Ensuite la rotation différentielle du disque de la galaxie va étirer ces régions, les enrouler et créer une structure spirale assez diffuse appelée structure spirale stochastique. Les simulations numériques de Gerola & Seiden (1978) ont montré que cette propagation de formation d'étoiles pouvait effectivement donner lieu à des bras spiraux diffus. Des études photométriques sur des galaxies ayant ces propriétés ont montré que cette structure spirale stochastique n'est observée que pour les étoiles jeunes ; elle n'est pas détectée pour les étoiles plus vieilles. Même si la première théorie semble en accord avec la majorité des galaxies spirales (ex M51) qui présentent des bras spiraux bien définis, certains objets comme NGC2841 ont des bras spiraux dont la structure s'explique mieux dans le cadre de la propagation de la formation d'étoiles.

La majorité des galaxies spirales présentent aussi une barre au centre de la galaxie : environ 2/3 des galaxies spirales sont barrées dont 1/3 fortement (classifiées SB) et 1/3 plus faiblement (SAB). Au bout de cette barre centrale naissent les bras spiraux qui ont la propriété d'être largement ouverts et moins enroulés que les galaxies non barrées. Les bras spiraux des galaxies barrées sont souvent le siège d'ondes de densité plutôt que de spirales stochastiques. Ces galaxies sont aussi plus en groupe ou en interaction (Elmegreen & Elmegreen 1983). Les interactions de galaxies semblent donc créer des interactions propices à la formation de bras spiraux. On pense aujourd'hui que les barres soient des ondes de densité stationnaires. Elles jouent un rôle importants dans l'évolution des galaxies car elles peuvent alimenter les trous noirs ou augmenter la formation stellaire (Combes et al, 1991).

### 1.3.3 Les galaxies irrégulières

Ces galaxies forment quelques pourcents des galaxies connues à petit redshift, mais dominant à plus grand redshift. Les galaxies irrégulières sont toutes les galaxies qui ne sont ni elliptiques ni spirales. Cette classe regroupe donc toutes les galaxies atypiques. La plupart du

temps, elles sont très riches en gaz et ont une morphologie difforme. Ces galaxies irrégulières sont classées en deux types :

- La classe I regroupe toutes les galaxies ayant de vagues ressemblances avec les galaxies spirales. La plus connue est le grand nuage de Magellan. Aujourd’hui on pense que ce sont des spirales avortées.
- Les galaxies irrégulières de classes II sont toutes les autres. Elles sont le plus souvent issues de collisions car elles présentent des ponts de matière, des antennes.. Parfois elles présentent beaucoup d’activité de formation d’étoiles ou très peu. Ce sont les galaxies inclassables ailleurs.

#### 1.4 Interaction de galaxies & Evolution des morphologies.

Les interactions de galaxies ne produisent que peu de chose au niveau des étoiles qui sont considérées comme du fluide non-collisionnel. Par contre le gaz et la poussière subissent souvent de fortes perturbations cinématiques et dynamiques. Larson & Tinsley (1978) avaient avancé l’idée que des interactions de marée favorisaient considérablement l’activité de formation stellaire. IRAS, ISO et Spitzer ont largement confirmé cette hypothèse : ces perturbations peuvent être à l’origine de bras spiraux, provoquer de gigantesques flambées de formation d’étoiles, alimenter des trous noir super-massifs, modifier la morphologie des galaxies, perturber la cinématique, la dynamique.

Les interactions de deux galaxies à disque de même masse sont les plus spectaculaires car les galaxies progénitrices sont souvent riches en gaz. Lorsqu’elles commencent à interagir, les bras spiraux internes se rejoignent pour créer des ponts de matière et disparaissent assez vite dans le mécanisme de fusion des galaxies. Les deux bras externes sont étirés en antennes (qui peuvent durer jusqu’à quelques milliards d’années après la collision). Aux extrémités de ces antennes se forment des complexes denses de gaz avec du gaz ionisé qui suggère de la formation d’étoiles. La signature d’antennes ou de filaments de gaz qui s’échappent de galaxies sont souvent les signes d’une interaction ou d’une fusion. Ces interactions entre galaxies de même masse<sup>7</sup> (appelées *fusions majeures* ou *major mergers* produisent les plus fortes perturbations sur les galaxies. Un des scénarii de formation des elliptiques suppose qu’une galaxie elliptique naît d’une fusion majeure de deux galaxies à disque riches en gaz. D’ailleurs la coalescence de deux galaxies à disques présentent un profil de lumière proche de celui des elliptiques (Fritze-v. Alvensleben & Gerhard 1994, Rothberg & Joseph 2004). La majeure partie du gaz est utilisée pour former des étoiles, alimenter le trou noir ou il s’échappe du système. Ensuite la galaxie est relativement passive dans la mesure où la majeure partie du gaz a été consommé au cours de l’interaction. Dès lors la formation stellaire s’arrête. Ceci peut expliquer le plan fondamental des galaxies elliptiques (voir section 1.3.1).

Or les galaxies perdaient la mémoire d’une telle phase en environ 5 milliard d’années (Bressan *et al.* 1996, Charlot *et al.*, 1998). Ce qui signifie qu’elles auraient connu cette phase au delà de  $z=1$ , c’est à dire là où on détecte des galaxies lumineuses en infrarouge .

Est ce que les galaxies lumineuses en infrarouge qui subissent une violente flambée de formation stellaire vont devenir des galaxies elliptiques ?

Les *fusions mineures* ou *minor mergers* sont responsables de perturbations plus faibles, elles peuvent être à l’origine des bras spiraux de galaxies ou activer la formation d’étoiles dans certaines régions de la galaxie. Certaines galaxies lumineuses en infrarouge présentent une structure spirale très développée avec des régions HII géantes présentes dans les bras. Est ce que ces galaxies vont devenir des galaxies spirales ?

<sup>7</sup>Soient  $m_1$  et  $m_2$  les masses des galaxies, une fusion majeure implique  $m_1 \geq 4m_2$ .

Il est admis aujourd'hui que les collisions ou interactions jouent un rôle très important dans l'évolution des galaxies. Dans les modèles de formation hiérarchiques des structures, les petites galaxies se forment en premier, fusionnent pour donner naissance à des galaxies plus grosses, puis à des amas de galaxies et des structures plus grandes. Dans ces modèles (GALICS, Hatton *et al.* 2003, Devriendt & Guiderdoni 2000, Teyssier 2002, RAMSES) les galaxies massives sont la conséquence de fusion d'un grand nombre de galaxies de taille plus petite. Quel est la place des galaxies lumineuses en infrarouge dans l'évolution des galaxies ? Le chapitre suivant a pour but de présenter plus en détail ces objets.



## CHAPITRE 2

# Une histoire des galaxies lumineuses en IR

---

### Sommaire

---

|            |                                                                            |           |
|------------|----------------------------------------------------------------------------|-----------|
| <b>2.1</b> | <b>Des galaxies bien particulières ...</b>                                 | <b>31</b> |
| <b>2.2</b> | <b>Une histoire des observations des galaxies lumineuses en infrarouge</b> | <b>31</b> |
| 2.2.1      | 1983 : IRAS                                                                | 32        |
| 2.2.2      | 1995 : ISO                                                                 | 35        |
| 2.2.3      | 2003 : Spitzer                                                             | 39        |
| 2.2.4      | Le fond diffus infrarouge.                                                 | 39        |
| <b>2.3</b> | <b>Origine de l'émission infrarouge des LIRGs et des ULIRGs</b>            | <b>40</b> |
| 2.3.1      | Une flambée de formation d'étoiles.                                        | 40        |
| 2.3.2      | Un disque d'accrétion.                                                     | 41        |
| 2.3.3      | Quel mécanisme domine la luminosité infrarouge ?                           | 42        |

---

### 2.1 Des galaxies bien particulières ...

Dans le chapitre précédent, nous avons vu que la poussière était responsable de l'émission d'une galaxie dans l'infrarouge moyen et lointain. On sait aujourd'hui que les galaxies locales ( $z \leq 0.2$ ) rayonnent en moyenne 30 % de leur énergie dans le domaine  $[8-1000] \mu\text{m}$  (Soifer & Neugebauer 1991). La figure 2.1 montre l'émission entre 0.1 et  $1000 \mu\text{m}$  d'une galaxie spirale (M 101), elliptique (NGC 5018), d'une galaxie présentant une flambée modérée de formation d'étoiles (M82) et d'une galaxie présentant une forte luminosité infrarouge. Alors que les galaxies (spirales ou elliptiques) rayonnent généralement la majeure partie de leur lumière dans le domaine optique, certaines galaxies émettent plus de 99% de leur luminosité dans l'infrarouge.

Ce type de galaxies a été découverts dans les années 1970 à partir d'observations au sol. Plus tard, les satellites IRAS et ISO ont permis de détecter un grand nombre de ces galaxies dans l'univers local puis lointain. Ils ont aussi permis de comprendre que ces galaxies jouaient probablement un rôle important dans l'évolution des galaxies.

### 2.2 Une histoire des observations des galaxies lumineuses en infrarouge

L'observation infrarouge au sol est rendue difficile par la présence de vapeur d'eau contenue dans l'atmosphère, qui rend une large partie de ce domaine opaque ; seuls quelques domaines de transparence existent en deçà de  $30 \mu\text{m}$  et dans des déserts très secs (Hawaii, Chili). Au sol, des observations extragalactiques dans le domaine infrarouge n'ont pu commencer qu'au

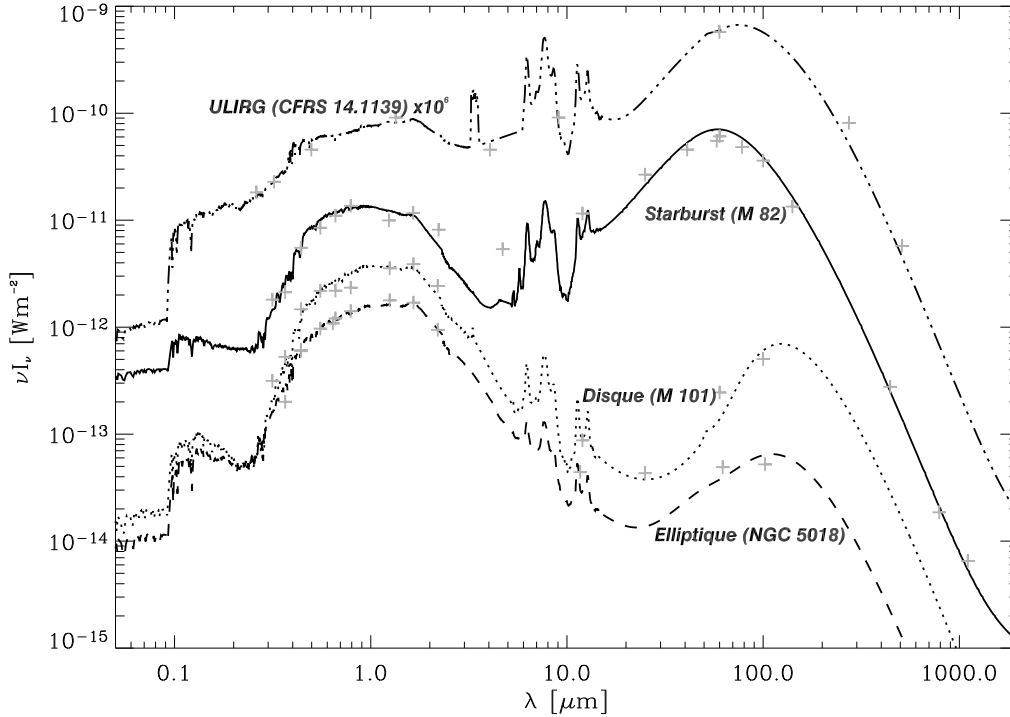


FIG. 2.1 – Etude multi-longueurs d’onde d’une galaxie spirale, elliptique, à flambée modérée et forte de formation stellaire. Figure issue de Chanial (2003).

tout début des années 1970 (Low & Kleinmann 1968, Kleinmann & Low 1970a, b). Des données dans l’infrarouge moyen ont aussi été obtenues à l’aide du KAO (Kuiper Airborne Observatory) qui a volé à 12 km d’altitude entre Mai et Novembre 1976. Il a permis de récolter l’émission infrarouge de quelques sources extragalactiques. Cependant aucun relevé du ciel n’est envisageable et ces études ne peuvent se borner qu’à quelques objets déjà connus comme M82 ou NGC1068 (Rieke & Lebofsky 1979).

### 2.2.1 1983 : IRAS

Le satellite IRAS (*InfraRed Astronomical Satellite*, Neugebauer et al., 1984) est issu d’une collaboration entre Etats-Unis, Angleterre et Pays Bas. Ce petit télescope cryogénique de 60 cm de diamètre, lancé en 1983 a permis l’observation de 96 % du ciel à 12, 25, 60 et 100  $\mu\text{m}$ . Un très grand nombre de sources infrarouges furent détectées à l’échelle du système solaire (comètes, poussières), de la galaxie (régions de formation d’étoiles, cirrus galactiques). Dans le domaine extragalactique, un catalogue de 200 000 galaxies a été légué (PSCz) : il a une résolution de 3 à 4.5 minutes d’arc et une limite de complétude de 0.5 Jy à 12, 25, 60  $\mu\text{m}$  et 1.5 Jy à 100  $\mu\text{m}$ . Parmi de modestes sources infrarouges comme des galaxies elliptiques ou spirales proches, IRAS a mis en évidence des galaxies aussi lumineuses que M82 présentée précédemment et qui rayonnent la majeure partie de leur luminosité dans le domaine infrarouge. Ces objets ont été classés en 2 catégories :

- Les *LIRGs* : acronyme de *galaxies lumineuses en infrarouge* ; elles ont une luminosité infrarouge comprise entre  $10^{11}$  et  $10^{12}L_{\odot}$ .
- les *ULIRGs* : acronyme de *galaxies ultra lumineuses en infrarouge* ; elles ont une luminosité infrarouge supérieure à  $10^{12}L_{\odot}$ .

| $L_{IR}/L_{\odot}$ | 10.5-10.99 | 11.0-11.49 | 11.5-11.99 | 12.0-12.50 |
|--------------------|------------|------------|------------|------------|
| nombres d'objets   | 50         | 50         | 30         | 40         |
| mergers            | 12 %       | 32 %       | 66 %       | 95 %       |
| paire de galaxies  | 21 %       | 36 %       | 14 %       | 0 %        |
| isolé              | 67 %       | 32 %       | 20 %       | 5 %        |

TAB. 2.1 – Morphologie des galaxies lumineuses en infrarouge en fonction de leur luminosité infrarouge (Sanders & Mirabel 1995).

Une autre classe d'objets, du nom d'hyper LIRGs, est parfois définie pour les objets qui ont une luminosité infrarouge au delà de  $10^{13} L_{\odot}$ , mais ils sont très rares. Ces objets sont souvent dominés par des AGNs.

La sensibilité d'IRAS a permis une détection complète de tous ces objets dans l'univers local.

La découverte de ces objets a quelque peu surpris dans la mesure où on pensait mieux connaître les galaxies de l'univers local. On ne pensait pas mettre en évidence un nouveau type d'objets.

Rieke & Lebofsky (1986) ont montré que :

- les galaxies elliptiques ou lenticulaires avaient une luminosité infrarouge inférieure à  $10^9 L_{\odot}$ .
- les galaxies spirales avaient plutôt une luminosité infrarouge autour de  $10^{10}$ - $10^{11} L_{\odot}$ .

Mais les LIRGs et les ULIRGs ont une luminosité infrarouge 10 à 100 fois supérieure !

Très vite, des études multi-longueur d'onde ont été menées pour essayer de mieux comprendre ces galaxies :

• **Imagerie optique & proche infrarouge** : Les contreparties optiques de ces galaxies n'ont pas montré pas de grandes différences en terme de couleur. C'est bien pour cela qu'elles étaient passées inaperçues.

Par contre, Soifer *et al.* (1984) ont montré que 12 à 25 % de ces galaxies étaient des systèmes en interaction ; Comme le montre la table 2.1, la proportion de systèmes en interaction augmente rapidement avec la luminosité infrarouge jusqu'aux sources telles que  $L_{IR} \geq 3 \times 10^{12} L_{\odot}$ , toutes classées comme systèmes subissant de fortes interactions ou des phases terminales de collisions (Lawrence *et al.* 1989, Melnick & Mirabel 1990, Kim *et al.* 1995, Clements & Baker 1996, Sanders & Mirabel 1996, Kim & Sanders 1998, Kim *et al.* 1998).

Veilleux *et al.* (2002) ont montré que 118 galaxies ULIRGs détectées par IRAS et observées en R et K ont une brillance de surface correctement reproduite par des profils de brillance de surface de galaxies elliptiques. Alors que plus de 50 % des LIRGs ou galaxies moins lumineuses en infrarouge ont une émission dominée par des régions HII, seulement 30 % des ULIRGs sont dominées par de la formation stellaire (Veilleux *et al.* 1995).

• **Spectroscopie optique & proche infrarouge** : Des suivis en spectroscopie optique ont été réalisés pour la plupart de ces galaxies, mais la résolution des spectres n'a souvent permis que la détermination du redshift ou l'étude des raies en émission. Elston *et al.* (1985) ont classifié ces objets comme des galaxies à *formation d'étoiles enfouies*. Cependant, 50 % des objets avec un fort rapport  $f_{60}/f_{100}$  ont été classés comme Seyfert (de Grijp *et al.* 1985) et 20 % comme Liners (Osterbrock & de Robertis 1985a, b). Sur un échantillon de 31 ULIRGs, Veilleux *et al.*

(1999) ont montré que 48 % des galaxies avec  $LL_{IR} \geq 10^{12.3} L_{\odot}$  sont classées comme galaxies de type Seyfert, c'est à dire dominée par un AGN.

Des études ont été réalisées par Poggianti *et al.* (2000, 2001) sur les propriétés des raies en absorption optiques des galaxies de type ULIRGs et LIRGs en démontrant que ces objets subissaient de la formation stellaire enfouie. Ces études seront présentées plus en détail dans la partie 3.

• **Imagerie dans l'infrarouge moyen & lointain :** Le KAO a permis d'avoir quelques contraintes sur la taille des régions émettrices de quelques galaxies : Becklin & Wynn-Williams (1987) ont montré qu'elle était inférieure à 500 pc pour Arp 220. Matthews et al (1987) ont montré qu'elle était inférieure à 800 pc pour Mrk231. Ces valeurs ne sont que des limites supérieures liées à la mauvaise résolution des images dans l'infrarouge lointain.

Comme on le verra dans la section 4.2, la relation reliant la luminosité infrarouge à la couleur R60/100 IRAS est très dispersée. L'introduction d'un paramètre supplémentaire associé à la taille de la région de formation d'étoiles réduit cette dispersion au niveau des incertitudes observationnelles (Chanial *et al.*, in prep).

• **Radio :** Une corrélation existe entre la luminosité radio à 1.4 GHz et la luminosité dans le domaine de l'infrarouge lointain,  $L_{FIR}$ . Elle est souvent présentée à travers le facteur  $q$  défini selon l'équation 2.1, qui se trouve être constant sur un grand domaine de luminosité infrarouge, des galaxies spirales peu actives aux ULIRGs (van der Kruit 1971, Rieke & Low 1972, Dickey & Salpeter 1984, Helou *et al.* 1985). Les régions de forte formation stellaire, i.e. lumineuses en infrarouge sont souvent des régions où un grand nombre de supernovae explosent en même temps. Elles donnent lieu à une émission radio. Comme la durée de vie des étoiles massives est très courte, la phase supernovae et émission dans le domaine infrarouge sont simultanée à l'échelle d'une galaxie. Des études radio à 1.4 GHz (Condon *et al.* 1990) et 8.5 GHz (Condon *et al.* 1991) ont montré que les galaxies avec  $L_{FIR} \leq q \times 10^{11} L_{\odot}$  avaient une émission radio dominée par une émission diffuse alors que les galaxies plus lumineuses étaient dominées par une source ultra compacte. Ils ont conclu que de ces galaxies (issus du BGS) pouvaient être modélisées par un starburst central.

$$q = \log \frac{L_{FIR}(W)}{3.75 \times 10^{12} (Hz)} \times \frac{1}{L_{\nu}^{1.4GHz}(W/Hz)} \quad (2.1)$$

• **Propriétés du gaz atomique et moléculaire :** Des études ont montré que pour un échantillon représentatif de galaxies ayant  $L_{FIR} \geq 2 \times 10^{10} L_{\odot}$  (c'est à dire  $L_{IR} \geq 4 \times 10^{10} L_{\odot}$  car  $L_{IR} = 1.91(\pm 0.17) L_{FIR}$  d'après Soifer et al, 1987), le contenu en gaz HI était de  $5 \times 10^8$  à  $3 \times 10^{10} M_{\odot}$ , mais il n'y a qu'une très faible corrélation entre  $L_{IR}$  et  $M_{HI}$  (Sanders & Mirabel 1988).

Des études ont aussi été réalisées en hydrogène moléculaire. Toutes ces galaxies se révèlent 0.7 à 20 fois plus riches en  $H_2$ . Une corrélation entre l'émission CO et la luminosité infrarouge a été trouvée (Young *et al.* 1984, 1986, Sanders & Mirabel 1985, Evans *et al.* 2002). Elle s'interprète de la manière suivante : les galaxies qui ont une forte concentration de gaz moléculaire sont souvent celles qui forment le plus d'étoiles.

• **Evolution des objets avec le redshift :** Même si ces objets ne sont pas représentatifs des galaxies de l'univers local puisque les collisions entre galaxies y sont assez rares, Kim & Sanders (1998) ont montré une forte évolution de leur densité en fonction du redshift dans l'univers local (évolution en  $\sim (1+z)^{7.6 \pm 3.2}$  pour  $z \leq 0.2$ ). Ceci laisse présager que ces galaxies peuvent être plus nombreuses à grand redshift.

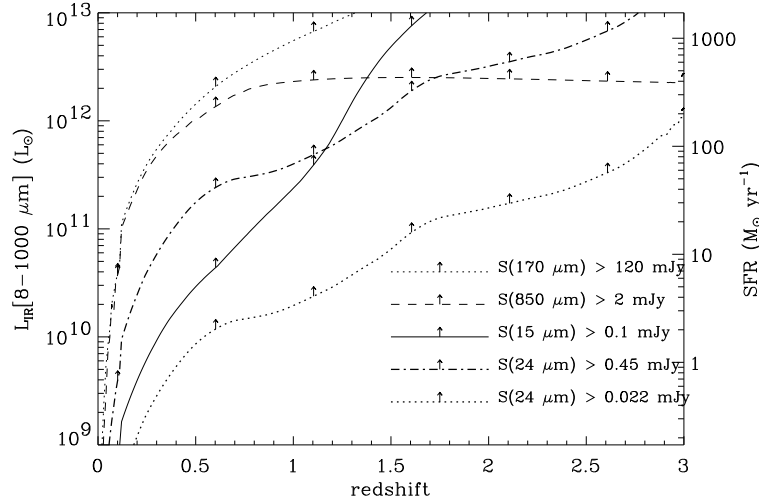


FIG. 2.2 – Limites de sensibilité de ISOCAM ( $15\mu\text{m}$ ,  $0.1\text{ mJy}$ ), ISOPHOT ( $170\mu\text{m}$ ,  $120\text{ mJy}$ ), SCUBA ( $850\mu\text{m}$ ,  $2\text{mJy}$ ) et Spitzer ( $24\mu\text{m}$ ,  $0.45\text{ mJy}$  and  $0.022\text{ mJy}$  correspondant aux limites de détection des programmes NASA de type Legacy SWIRE and GOODS). Ce diagramme a été généré en supposant que les SEDs des galaxies distantes suivent les mêmes corrélations que les galaxies locales. Nous avons utilisé la bibliothèque spectrale de Chary & Elbaz (2001). (Elbaz HDR)

### 2.2.2 1995 : ISO

ISO (acronyme de *Infrared Space Observatory*) est le premier observatoire infrarouge lancé. Issu d'une collaboration européenne, il a opéré de Novembre 1995 à Mai 1998. ISO est composé d'un miroir de  $60\text{ cm}$  de diamètre et de 4 instruments (ISOCAM, ISOPHOT, ISOSWS et ISOLWS) insérés dans un cryostat afin que l'ensemble soit refroidi entre  $2\text{K}$ . ISOPHOT (Lemke *et al.* 1996) est composée de 4 sous ensembles (deux cameras, un spectromètre et un polarimètre) qui permettent de faire de la spectrométrie basse résolution dans le domaine  $2.5\text{--}12\text{ }\mu\text{m}$  (PHOT-S), de la polarimétrie multibande et multi-ouverture sur le domaine  $3\text{--}120\text{ }\mu\text{m}$  (PHOT-P). ISOSWS et ISOLWS sont des spectromètres couvrant respectivement les domaines de  $2.5\text{--}45\text{ }\mu\text{m}$  et  $45\text{--}197\text{ }\mu\text{m}$ .

ISOCAM (Cesarsky *et al.* 1996a) est une caméra composée d'un détecteur de  $32\times 32$  pixels sensibles dans le domaine  $5\text{--}17\mu\text{m}$  et  $2.5\text{--}5\text{ }\mu\text{m}$ . Cette camera a une résolution 60 fois plus grande et une sensibilité 100 fois meilleure que celle d'IRAS et a permis de détecter les LIRGs jusqu'à  $z=1$  dans les surveys les plus profonds sans tenir compte d'une amplification gravitationnelle (voir figure 2.3).

• **Les comptages d'ISO** Les comptages permettent d'accéder de manière statistique à certaines propriétés des galaxies, comme leur évolution en nombre, en luminosité ou l'évolution de leurs propriétés globales. Le principe des comptages de galaxies consiste à quantifier le nombre de galaxies en fonction de leur luminosité.

Il existe deux types de comptages :

1. les comptages intégraux : on compte les galaxies ayant une densité de flux supérieure à  $S_\nu$  donné. Ils sont notés  $N(>S_\nu)$ .
2. les comptages différentiels : on compte les galaxies telles que la densité de flux soit entre  $S_\nu$  et  $S_\nu+dS_\nu$ . Ils sont notés  $dN(S_\nu)$ .

Que prévoient les comptages ?

Dans le cas d'un univers euclidien : on va négliger la courbure de l'espace, l'univers va être considéré comme statique donc sans expansion. On va aussi utiliser quelques hypothèses simplificatrices en considérant que les sources n'évoluent ni en nombre, ni en terme de propriétés, et surtout que l'univers n'est composé que de sources identiques de luminosité totale  $L$  et de luminosité monochromatique constante ( $L = \int L_\nu d\nu$  et  $L_\nu = 4\pi r^2 \times S_\nu$  avec  $S_\nu$  constant) sur tout le domaine de longueur d'onde. On va aussi considérer que notre détecteur n'est sensible qu'à une densité de flux comprise entre  $S_\nu$  et  $S_\nu + dS_\nu$  : il ne détectera donc que les sources situées entre  $r$  et  $r + dr$  avec  $r = \sqrt{\frac{L_\nu}{4\pi S_\nu}}$ . Si on suppose que la densité des sources est de  $N_o$  en  $Mpc^{-3}$  alors le nombre de sources détectées par notre instrument sera  $dN = N_o \times 4\pi r^2 dr$ . En combinant les équations précédentes, on montre que :

1. Les comptages différentiels de sources, i.e. nombre de sources par steradian et par unité de densité de flux avec des densités de flux comprises entre  $S_\nu$  et  $S_\nu + dS_\nu$  obéissent à l'équation :

$$dN = \frac{1}{2} N_o \left( \frac{L_\nu}{4\pi} \right)^{\frac{3}{2}} S_\nu^{-5/2} dS_\nu \quad (2.2)$$

2. Les comptages intégraux de sources, i.e. nombre de sources par steradians plus brillantes que  $S_\nu$  obéissent à l'équation :

$$N(S \geq S_\nu) = \frac{1}{3} N_o \left( \frac{L_\nu}{4\pi} \right)^{\frac{3}{2}} S_\nu^{-\frac{3}{2}} \quad (2.3)$$

Souvent on emploie les formules suivantes pour les comptages différentiels et intégraux où  $\alpha = 3/2$  :

$$\frac{dN}{dS_\nu} \propto S_\nu^{-\alpha-1} \quad (2.4)$$

$$N(S \geq S_\nu) \propto S_\nu^{-\alpha} \quad (2.5)$$

A plus grand redshift, la cosmologie de Friedman-Lemaître doit être utilisée pour tenir compte de la courbure et de l'expansion. Il est aussi nécessaire d'utiliser des spectres de sources plus réalistes ; trois effets vont alors se combiner pour affecter fortement les comptages.

Le redshift des objets décale les distributions spectrales d'énergie vers le rouge, ce qui peut entraîner une variation de la luminosité apparente de la source si le spectre de l'objet présente de fortes variations en fonction de la longueur d'onde. On parle alors de *k-correction*.

Regarder des objets à grand redshift revient à observer des objets plus jeunes. Or les propriétés spectrales des objets peuvent avoir évolué en fonction de leur âge. Ces effets d'évolution peuvent être importants surtout à grand redshift. On parle alors de *e-correction*.

Pour un objet, la densité de flux est donnée par la formule 2.6 où,  $z$  est le redshift de la source,  $\nu$  la fréquence de réception de la source,  $\nu'$  la fréquence d'émission et  $D_L$  la distance lumineuse.

$$S_\nu = \frac{(1+z)L_{\nu'}(z)}{4\pi D_L^2} \quad (2.6)$$

Si on considère que  $L_\nu$  varie en fonction de  $\lambda$ , alors :

$$S_\nu = \frac{(1+z)}{4\pi D_L^2} \frac{L_{\nu'}(0)}{L_{\nu'}(0)} \frac{L_{\nu'}(z)}{L_{\nu'}(0)} L_{\nu}(0) \quad (2.7)$$

| Region       | Name                | area<br>arcmin <sup>2</sup> | $[F_{min}, F_{max}]$<br>mJy |
|--------------|---------------------|-----------------------------|-----------------------------|
| A2390        | Ultra-Deep Survey   | 6.8 arcmin <sup>2</sup>     | [0.03, 0.2]                 |
| HDF-North    | Ultra-Deep Survey   | 27.4 arcmin <sup>2</sup>    | [0.1, 0.3]                  |
| Marano field | Ultra-Deep Survey   | 49 arcmin <sup>2</sup>      | [0.1, 1.0]                  |
| Lockman Hole | Deep Survey         | 484 arcmin <sup>2</sup>     | [0.4, 1.5]                  |
| Lockman Hole | Shallow Survey      | 0.45 deg <sup>2</sup>       | [1.2, 5]                    |
| ELAIS fields | Very Shallow Survey | 12 deg <sup>2</sup>         | [2, 50]                     |

TAB. 2.2 – Présentation des différents champs observés par ISOCAM.

$$K_\nu(z) = \frac{L_{\nu'}(0)}{L_\nu(0)} \quad (2.8)$$

$$E_\nu(z) = \frac{L_{\nu'}(z)}{L_{\nu'}(0)} \quad (2.9)$$

Le terme 2.8 représente le terme de *k-correction*. Le terme 2.9 représente le terme de *e-correction* associé à l'évolution des objets avec le redshift. On peut montrer que dans une cosmologie de Friedman-Lemaître et pour une longueur d'onde donnée, les comptages peuvent se mettre sous la forme d'une loi de puissance dans un domaine limité de flux dans le cas euclidien ou relativiste :

$$\frac{dN}{dS} = \alpha \frac{N_o}{S_o} \left( \frac{S}{S_o} \right)^{-\alpha-1} \quad (2.10)$$

$$N(S \geq S_o) = N_o \left( \frac{S}{S_o} \right)^{-\alpha} \quad (2.11)$$

On compare souvent les comptages réels au cas euclidien en traçant :

$$\frac{dN}{dS} = \alpha \frac{N_o}{S_o} \left( \frac{S}{S_o} \right)^{-\alpha-1} \times S_\nu^{5/2} \quad (2.12)$$

$$N(S \geq S_o) = N_o \left( \frac{S}{S_o} \right)^{-\alpha} \times S_\nu^{3/2} \quad (2.13)$$

**Comptages ISOCAM à 15  $\mu\text{m}$**  ISOCAM a réalisé plusieurs relevés plus ou moins profonds, dont les plus profonds atteignent 0.1 mJy à 15  $\mu\text{m}$  voire un peu plus dans certaines régions centrées sur des amas de galaxies en utilisant l'effet de lentille gravitationnelle (Metcalf *et al.* 2003). La table 2.2 présente les différents relevés extragalactiques réalisés avec ISOCAM.

Les résultats des comptages sur tous les champs présentés dans le tableau 2.2 sont présentés dans la figure 2.3. Si les galaxies de l'univers lointain se comportaient comme les galaxies locales (à la fois en terme de densité, de luminosité et de propriétés), alors les comptages devraient se situer dans la zone hachurée. Les modèles reposant sur cette hypothèse sont appelés modèles sans évolution.

On peut remarquer que le nombre de sources avec un flux à 15  $\mu\text{m}$  supérieur à 2 mJy sont compatibles avec les modèles sans évolution. Par contre le nombre de sources plus faibles s'écartent largement de ces modèles et démontrent qu'il y a une forte évolution de ces galaxies.

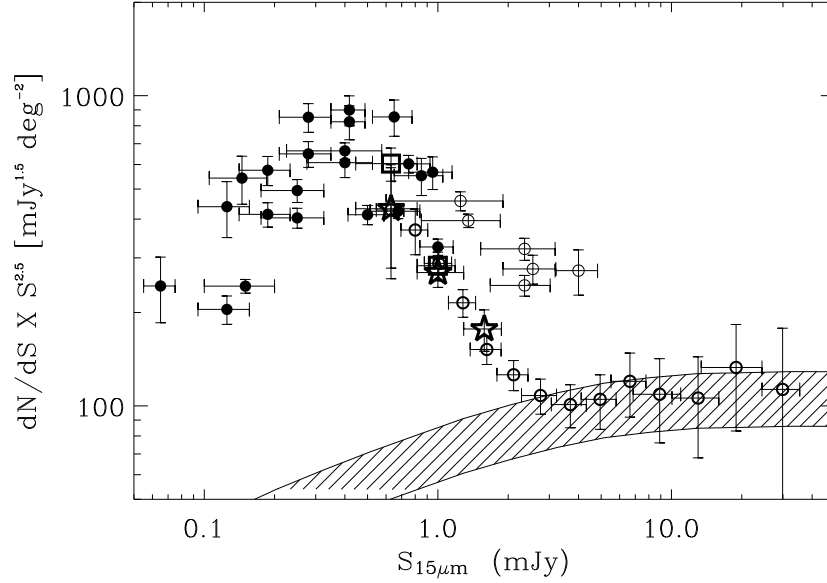


FIG. 2.3 – Comptages différentiels à  $15\mu\text{ m}$  (barres d’erreur à 68%). Les comptages ont été normalisés à une distribution euclidienne de sources sans évolution, qui suivrait une loi de puissance en  $\alpha = -2.5$ . Cette figure est une extension de la Fig.2 de Elbaz et al (1999) pour les relevés IGES (ISOCAM Guaranteed Time Extragalactic Surveys, cercles pleins et vides pour les sources inférieures et supérieures à 1 mJy respectivement, voir texte) et incluant les Hubble Deep Fields Nord et Sud ainsi que l’amas à amplification gravitationnelle Abell 2390. Ici, nous avons ajouté le relevé ELAIS-S1 (Gruppioni *et al.* 2003, , cercles gras) et la nouvelle analyse des relevés IGES du Lockman Hole Deep (Fadda *et al.* 2004, , carrés gras) et du Lockman Hole Shallow (Rodighiero et al 2004, étoiles) à partir de la “technique de Lari”. La zone hachurée représente le domaine prédit par les modèles, si on suppose aucune évolution en fonction du décalage spectral à partir de la fonction de luminosité locale (LLF) à  $12\mu\text{ m}$  (Fang *et al.* 1998) et du SED de M51 pour la correction K (et une incertitude de 20%). Cette LLF a été récemment confirmée par H.Aussel sur un échantillon plus large de galaxies IRAS (papier en preparation) ,astro-ph/0503389.

**Comptages d'ISOPHOT à 170  $\mu\text{m}$**  Les comptages à 170  $\mu\text{m}$  rejettent aussi les modèles sans évolution en densité ou en luminosité (Puget *et al.* 1999, Dole *et al.* 2001).

### Propriétés des galaxies détectées par ISO

Les suivis spectroscopiques dans le HDFN (*Hubble Deep Field North*, Aussel *et al.*, 1999), HDFN (*Hubble Deep Field South*, Franceschini *et al.*, 2003, et le Marano field (Marano *et al.* 1988a) ont montré que la distribution en redshift des galaxies responsables de l'excès de sources dans les comptages était centrée autour de  $z \sim 0.7$  pour le HDFN et  $\sim 0.6$  pour le HDFN.

La corrélation entre la luminosité radio et infrarouge trouvée dans l'univers local est respectée aussi par ces galaxies (Elbaz *et al.*, 2002). Cette corrélation sera abordée et expliquée plus en détail dans les chapitres IV et V.

#### 2.2.3 2003 : Spitzer

Spitzer (Werner *et al.* 2004) est un satellite de la NASA lancé en Aout 2003. Ce dernier se compose d'un miroir de 85 cm de diamètre et de trois instruments (IRAC, IRS et MIPS) qui permettent de faire de la spectroscopie et de l'imagerie de 3 à 160  $\mu\text{m}$ . IRAC (Fazio *et al.* 2004) est une caméra qui permet de faire de l'imagerie à 3.19-3.94, 4.00-5.02, 4.98-6.41 et 6.45-9.34  $\mu\text{m}$ , IRS (Houck *et al.* 2004) de la spectroscopie à moyenne résolution ( $\lambda/\Delta\lambda=80$  à 600), et MIPS (Rieke & MIPS Team 2004) fait de l'imagerie à 24, 70, 160  $\mu\text{m}$  ( avec des largeurs de bande de 5, 19 et 35  $\mu\text{m}$ ) et de la spectroscopie à basse résolution de 52 à 100  $\mu\text{m}$ .

La figure 2.3 montre que Spitzer a une meilleure sensibilité qu'ISO et possède des filtres (24  $\mu\text{m}$  notamment sur MIPS) plus adaptés à la détection des LIRGs et des ULIRGs à plus grand redshift ( $z=2 \sim 3$  sans lensing Lin Yan *et al.*, 2004, Le Floc'h *et al.* 2004). Ceci s'explique par la k-correction car la bande des PAHs en émission à 7  $\mu\text{m}$  dans le référentiel au repos des galaxies est obtenue à 15  $\mu\text{m}$  pour une galaxie à  $z \sim 1$ , ce qui coïncide avec un des filtres ISOCAM. A  $z \sim 2$ , cette bande est décalée à 24  $\mu\text{m}$ , ce qui correspond à la bande MIPS à 24  $\mu\text{m}$ . En conséquence, MIPS est plus sensible pour la détection des galaxies à plus grand redshift. Un grand nombre d'études et de suivis multi-longueur d'onde sont en cours. Un des premiers résultats de Spitzer a été de confirmer le grand nombre de sources infrarouges à grand redshift à travers les comptages à 24  $\mu\text{m}$  (Chary *et al.* 2004, Papovich *et al.* 2004, Dole *et al.* 2004).

#### 2.2.4 Le fond diffus infrarouge.

Un fond diffus extragalactique tenant compte de l'émission non résolue des galaxies a été prédit par Partridge & Peebles (1967a, b). Ce fond correspondrait à l'émission de toute la lumière émise par les étoiles des galaxies depuis le début de l'univers. Selon les auteurs, les galaxies se forment très tôt dans l'histoire de l'univers (quelques  $10^8$  ans après le big bang) ; elles passent assez vite par une phase très lumineuse ( 700 fois la luminosité vue aujourd'hui) où la majeure partie des métaux et des étoiles se forment. Au cours de ces phases, la luminosité de ces galaxies est dominée par l'émission UV des jeunes étoiles. Au regard de leur redshift, de telles galaxies devraient être aujourd'hui observées dans le domaine proche infrarouge. Si on ne peut pas résoudre individuellement de telles galaxies, on peut espérer détecter une émission diffuse assez forte dans le proche infrarouge. Mais c'était sans compter la poussière dans les galaxies qui réémet l'émission des jeunes étoiles dans le domaine infrarouge. Un tel fond diffus existe bel et bien. Le fond diffus infrarouge (CIRB) a été découvert en 1996 par Puget *et al.* (1996) et confirmé par Hauser *et al.* (1998) à l'aide des instruments DIRBE et FIRAS à bord du satellite COBE. Depuis il a été réévalué (Hauser & Dwek 2001) Il existe aussi un fond

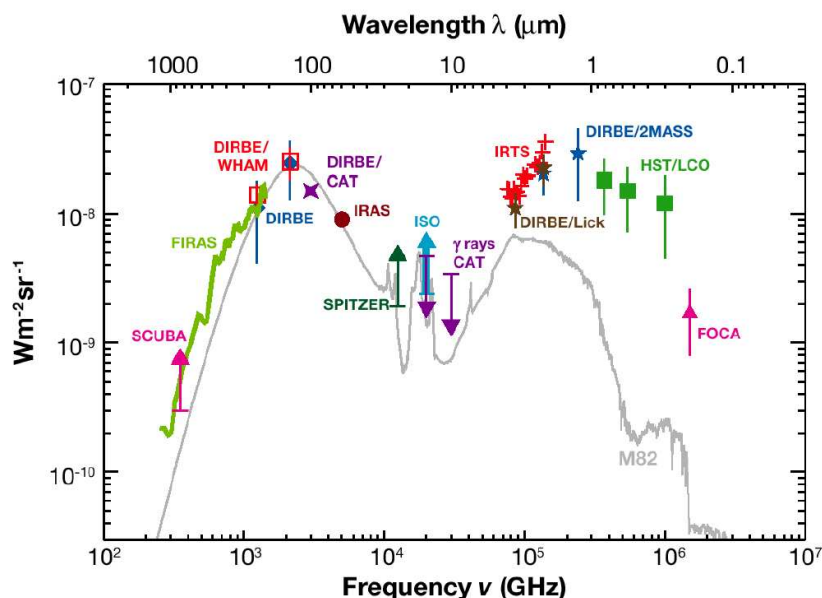


FIG. 2.4 – Fond diffus extragalactique observé de l’UV au submillimétrique. La courbe grise représente la distribution spectrale d’énergie de M82 (Chanial et al, in prep). (Lagache et al. astro-ph/0507298).

diffus optique et proche infrarouge associé à l’émission des étoiles non éteintes au cours de l’histoire de l’univers comme le montre la figure 2.2.4.

En intensité, le CIRB est le second fond diffus après le CMB. Il est ensuite suivi de près par le fond diffus optique. Alors que le fond diffus optique est associé à l’émission directe de toutes les étoiles créées depuis le début de l’univers et sorties de leur cocon de poussières, le fond diffus infrarouge témoigne de l’émission des poussières chauffées. Elbaz *et al.* (2002) ont montré que 73 % du fond diffus à 15  $\mu\text{m}$  était résolu en galaxies par les survey ISOCAM à 15  $\mu\text{m}$ .

## 2.3 Origine de l’émission infrarouge des LIRGs et des ULIRGs

Nous avons vu précédemment que l’émission de telles galaxies était dominée par l’émission des poussières. Comprendre l’émission des poussières revient aussi à découvrir leur mécanisme de chauffage. La plupart des LIRGs et ULIRGs détectées par IRAS et ISO subissent des interactions plus ou moins fortes au cours desquelles les nuages moléculaires peuvent subir des perturbations importantes qui accélèrent la formation d’étoiles ou les amènent dans le disque d’accrétion du trou noir. On pense que seuls deux mécanismes peuvent suffisamment chauffer les poussières : le disque d’accrétion d’un trou noir supermassif, et une forte flambée de formation d’étoiles.

### 2.3.1 Une flambée de formation d’étoiles.

Les interactions peuvent conduire à la naissance d’amas ou de superamas d’étoiles. Cette grande densité d’étoiles peut rayonner suffisamment pour produire une LIRG, voire une ULIRG.

Une des LIRGs les plus connues de l’univers local est la galaxie des Antennes, prototype d’une collision de deux galaxies spirales, riches en gaz. Les deux noyaux des galaxies initiales

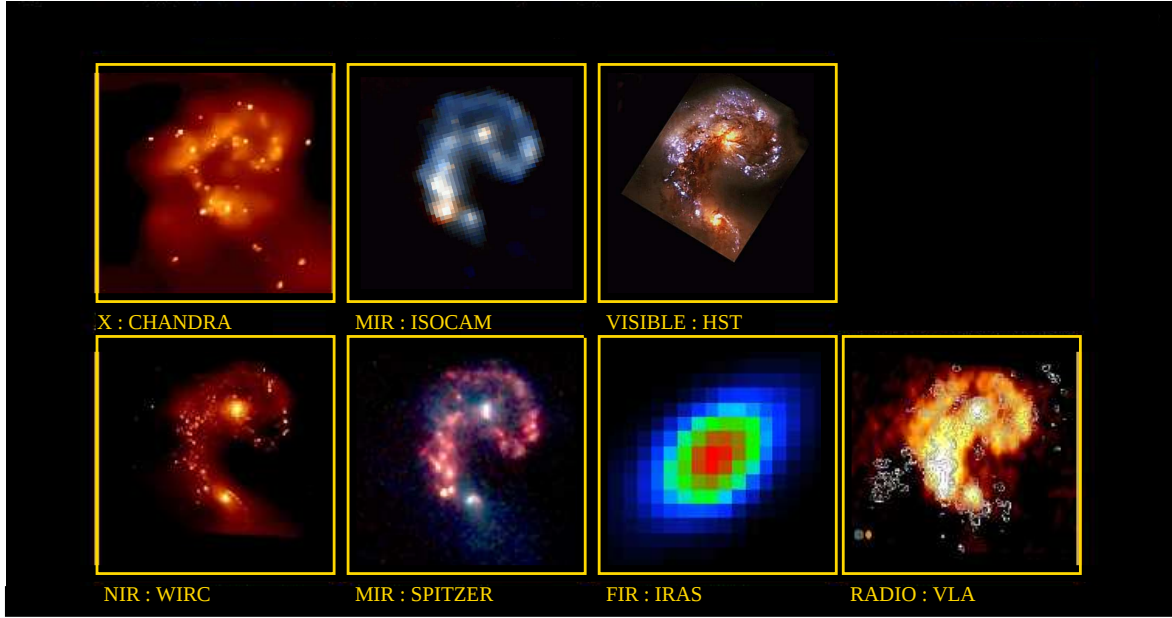


FIG. 2.5 – Présentation de la partie centrale de la galaxie des Antennes à différentes longueurs d'onde.

ne sont séparés que de quelques 6.4 kpc. La luminosité infrarouge du système a été estimée à  $10^{11} L_{\odot}$  (Mirabel *et al.* 1998). La figure 2.5 présente la distribution de gaz HI en bleu (Hibbard *et al.* 2001) de la galaxie des Antennes, superposée à une image optique. On distingue les deux noyaux des galaxies ainsi que des antennes associées à du gaz qui s'échappe du système sous forme de queues de marées.

La figure 2.6 présente des images multi-longueur d'onde de la galaxie des Antennes. Sur l'image HST, on distingue les deux noyaux très lumineux en optique, un anneau assez intense de jeunes étoiles et une région très obscure située dans la zone de recouvrement des disques des galaxies. Les images ISOCAM à  $15 \mu\text{m}$  (Mirabel *et al.* 1998, Vigroux *et al.* 1996) et IRAC ( $8 \mu\text{m}$ ) montrent que l'émission infrarouge est majoritairement associée à cette zone. Elle correspond à une nouvelle génération d'étoiles seulement visibles en infrarouge. La meilleure résolution de l'image IRAC permet de constater que l'émission associée à la zone de recouvrement des disques se décompose en grumeaux qui peuvent être associés à de gros amas d'étoiles en formation. L'image VLA présente la distribution en gaz CO, traceur de  $H_2$  (contour blanc). Le gaz moléculaire coïncide avec la zone lumineuse en infrarouge. L'émission X est associée à des superbulles issues de l'explosion d'un grand nombre de supernovae.

### 2.3.2 Un disque d'accrétion.

Il semble que la plupart des galaxies aient un trou noir supermassif en leur centre (voir premier chapitre). Dans certains cas, le trou noir supermassif peut être inactif surtout si la galaxie hôte est pauvre en gaz. Par contre dans les galaxies plus riches en gaz, ce dernier peut tomber dans un trou noir supermassif via le disque d'accrétion qui contribue à lui faire perdre son moment angulaire.

Or le disque d'accrétion est constitué de gaz émettant dans le domaine des X voire des  $\gamma$ , ce qui va chauffer le tore de poussière situé plus loin. Si le trou noir accrète suffisamment de matière, le disque d'accrétion produit un rayonnement assez énergétique.

NGC1068 est considérée comme le prototype des galaxies Seyfert II (?). C'est une galaxie spirale barrée située à 14 Mpc dont la luminosité infrarouge est estimée à quelques  $10^{11} L_{\odot}$



FIG. 2.6 – Galaxie des Antennes à travers la distribution en gaz HI (Hibbard *et al.* 2001).

(Telesco *et al.*, 1984).

Dans le domaine de l'infrarouge moyen, les propriétés des galaxies dominées par un noyau actif sont les suivantes (Laurent, thèse, Genzel *et al.*, 1998) :

- une quasi absence de PAH. Il est possible que les PAH soient détruits par le rayonnement trop dur du disque d'accrétion de l'AGN (Roche *et al.* 1991a, b, Genzel *et al.*) ou noyés dans le continu très fort des petits grains.
- un fort continuum à courtes longueurs d'onde : dans NGC1068, l'émission de l'AGN entre 5 et 15  $\mu\text{m}$  représente 50 % de toute la luminosité intégrée sur tout le spectre CUV (Laurent, these).
- la présence de silicates en absorption à 10  $\mu\text{m}$ . Il est vrai cependant que les silicates sont plus facilement détectables dans les spectres sans PAH.
- des raies en émission comme [NeIV] et [NeV]. Elles sont associées à un rayonnement très dur.

### 2.3.3 Quel mécanisme domine la luminosité infrarouge ?

Les deux mécanismes présentés ci-dessus sont intimement liés : ils nécessitent la présence de gaz (pour alimenter la formation d'étoiles ou le trou noir central) ; ils pourraient faciliter la conversion en gaz moléculaire du gaz neutre, perturber le gaz au point de le fragmenter pour former des étoiles, lui faire perdre son moment cinétique pour alimenter le trou noir.

Plusieurs critères existent pour savoir si un objet est dominé par l'un ou l'autre des phénomènes dans plusieurs domaines de longueur d'onde.

• **critères dans le domaine des X** Les données X (Chandra, XMM) dans les bandes 0.5-2 et 5-10 keV donnent de précieuses informations sur le mécanismes de chauffage des poussières (Hasinger *et al.* 2001, Fadda *et al.* 2002). Il est admis que les sources avec  $L_X \geq 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$  sont dominées par des AGN et les sources avec  $L_X \leq 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$  par des strabursts. Entre les deux, les deux mécanismes peuvent cohabiter.

Fadda et al, 2001 a estimé la contribution des AGN au fond diffus infrarouge à  $15 \mu\text{m}$  et a montré que cette contribution était inférieure à 20 %.

- **critères optiques** Les critères optiques ont été les premiers à être utilisés. Les diagrammes d'Osterbrock construits à partir des rapports de raies en émission optiques permettent de classifier les différents types d'activité des galaxies (Osterbrock, 1989). Cependant les raies en émission sont très sensibles à l'extinction, ce qui rend l'utilisation de tels diagnostics un peu délicate.

- **critères dérivés de l'infrarouge moyen** Des critères ont aussi été définis dans le domaine de l'infrarouge moyen. Ils sont basés sur le fait que les AGNs montrent un fort continu des petits grains alors que les PAHs sont très faibles voire inexistants. Les starbursts enfouis montrent le comportement contraire. En conséquence, l'étude des rapports de bande d'ISOCAM LW2 ( $5\text{-}8.5 \mu\text{m}$ ), LW3 ( $12\text{-}18 \mu\text{m}$ ) et LW4 ( $5.5\text{-}6.5 \mu\text{m}$ ) permet de créer des diagnostics sur la source d'énergie responsable de l'émission infrarouge. (Laurent *et al.*, 2000). D'autres études ont été faites sur les raies en émission, en utilisant les rapports  $[\text{NeV}]/[\text{NeII}]$ ,  $[\text{OIV}]/[\text{NeII}]$ , ou des rapports  $\text{PAH}(7.7 \mu\text{m})/\text{continu}(7\mu\text{m})$  (Genzel *et al.* 1998).

- **critère basé sur la luminosité infrarouge** La luminosité infrarouge peut renseigner sur le type de mécanisme dominant. Si les objets dont  $L_{IR} \leq 10^{11} L_{\odot}$  sont plutôt associés à des galaxies à flambée de formation stellaire, les galaxies dont  $L_{IR} \geq 3 \cdot 10^{12} L_{\odot}$  sont plutôt associées à des AGNs (Genzel *et al.* 1998).



## CHAPITRE 3

# Pourquoi étudier les galaxies lumineuses en infrarouge ?

---

Le chapitre II a montré que les galaxies de type LIRGs et ULIRGs n'étaient pas représentatives de l'univers local ; par contre, les comptages de galaxies à divers longueurs d'onde infrarouge ont montré qu'elles étaient très nombreuses à plus grand redshift et représentatives d'un univers plus jeunes.

Si la majeure partie des galaxies lumineuses en infrarouge sont associées à de la formation stellaire, alors le fond diffus infrarouge renseigne sur l'histoire de la formation d'étoiles enfouie qui a eu lieu au cours de l'histoire de l'univers. Or le fond diffus infrarouge et optique-proche infrarouge sont presque aussi intenses. A  $15\ \mu\text{m}$ , ISOCAM a résolu une large part du fond diffus infrarouge en galaxies individuelles de type LIRGs et ULIRGs qui sont dominées par de la formation d'étoiles.

Tous ces points nous amènent à penser que les LIRGs et les ULIRGs exceptionnelles dans l'univers local, ne sont que les restes d'une époque où ces objets dominaient la luminosité et ont joué un rôle important dans la formation et l'évolution des galaxies.

Si les ULIRGs sont des objets extrêmes, les LIRGs sont plus nombreuses et dominent la luminosité infrarouge, c'est pourquoi l'étude de ces objets est très importante à l'échelle cosmologique.

Quel est le devenir de telles galaxies ? Si elles sont absentes de l'univers local, que deviennent-elles de  $z=1$  à  $z=0$  ? Le chapitre I a montré que le plan fondamental des galaxies elliptiques pouvait être interprété comme une formation stellaire intense qui a laissé une galaxie passive et pauvre en gaz et poussière. Est ce que cette phase de formation intense d'étoiles observée à grand redshift correspond à la formation des elliptiques ? Le chapitre I a aussi montré que les spirales des galaxies pouvaient être provoquées par des interactions mineures. Est ce que ces galaxies correspondent à cette phase ?

Les galaxies lumineuses en infrarouge sont aujourd'hui la pierre de Rosette de l'évolution des galaxies ; il reste à la déchiffrer...



## Deuxième partie

Emission des poussières des galaxies  
lumineuses en infrarouge distantes.



# CHAPITRE 4

## De l'émission infrarouge des galaxies locales ...

---

### Sommaire

---

|            |                                            |           |
|------------|--------------------------------------------|-----------|
| <b>4.1</b> | <b>Problématique et enjeu(x).</b>          | <b>49</b> |
| <b>4.2</b> | <b>Présentation des différents modèles</b> | <b>50</b> |
| <b>4.3</b> | <b>Comparaison des différents modèles</b>  | <b>57</b> |
| 4.3.1      | Comparaison en terme de flux               | 58        |
| 4.3.2      | Comparaison en terme de couleur            | 63        |
| 4.3.3      | Comparaison des rapports entre PAH et VSG. | 63        |

---

### 4.1 Problématique et enjeu(x).

Est ce que les galaxies LIRGs et ULIRGs détectées par ISO et Spitzer ont les mêmes propriétés que les LIRGs/ULIRGs locales détectées par IRAS ? Le but de cette partie est de répondre en partie à cette question dans le domaine de l'infrarouge moyen.

Pourquoi étudier ce domaine de longueurs d'onde ?

La luminosité infrarouge totale peut être estimée à partir de la radio à travers le paramètre  $q$ , l'infrarouge lointain et l'infrarouge moyen. Pour  $z \leq 1.5$ , l'infrarouge lointain et submillimétrique sont moins sensibles. De plus la large PSF des instruments dans ce domaine de longueur d'onde est un handicap. Le domaine radio est moins sensible que le domaine de l'infrarouge moyen et reste assez sensible aux AGNs. L'infrarouge moyen est donc un domaine de longueurs d'onde privilégié. Peut-on toujours l'utiliser comme traceur de la luminosité infrarouge totale à plus grand redshift, c'est à dire au delà de  $z \sim 0.7$  ?

L'émission dans l'infrarouge moyen est associée aux PAHs et au continu de la poussière chaude. Dans l'univers local, l'émission des PAHs est corrélée avec la luminosité infrarouge totale. Est ce vrai à plus grand redshift ? Est ce que les propriétés des PAHs y sont les mêmes ? Est ce que la poussière chaude est aussi corrélée avec la luminosité infrarouge ? Est-elle mieux ou moins bien corrélée que les PAHs ?

Ces dernières années, plusieurs librairies ont été construites pour modéliser l'émission infrarouge des galaxies. Certaines d'entre elles sont le résultat d'une approche phénoménologique basée sur l'étude des galaxies locales (Chary & Elbaz 2001b, Lagache *et al.* 2003, 2004), d'autres modélisent plus finement l'émission infrarouge des poussières (Dale *et al.* 2001, Dale & Helou 2002). Les librairies sont souvent utilisées à des fins cosmologiques pour déterminer l'évolution du taux de formation d'étoiles moyen des galaxies, de la fonction de luminosité des galaxies, les différences d'évolution des populations de galaxies normales, de LIRGs et d'ULIRGs. Sont-elles utilisables à plus grand redshift ?

Le but de cette partie est d'aborder l'évolution de l'émission dans l'infrarouge moyen des LIRGs et ULIRGs distantes. Pour ce faire, le premier chapitre va être consacré à une étude détaillée que j'ai menée sur ces trois bibliothèques citées ci-dessus. Le but est de voir dans quelle mesure les bibliothèques reproduisent les flux, les couleurs et les rapports de composantes des galaxies locales. Le second chapitre va être consacré à l'émission dans l'infrarouge moyen des galaxies lointaines. Je vais présenter deux catalogues que j'ai réalisés à partir desquels je comparerai alors indirectement puis directement l'émission dans l'infrarouge moyen des LIRGs distantes et locales.

## 4.2 Présentation des différents modèles

### Librairie Dale & Helou (DH)

La librairie de Dale et Helou est composée de 64 distributions spectrales d'énergie (SEDs). Les détails de construction sont donnés Dale *et al.* (2001), Dale & Helou (2002). Cette librairie est basée sur les couleurs IRAS et ISOCAM des galaxies, c'est à dire qu'elle cherche à reproduire les rapports  $f_{\nu}^{12\mu m} / f_{\nu}^{25\mu m}$ ,  $f_{\nu}^{60\mu m} / f_{\nu}^{100\mu m}$  et  $f_{\nu}^{7\mu m} / f_{\nu}^{15\mu m}$  (respectivement R12/25, R60/100 et R7/15 par la suite).

Les diagrammes couleur/couleur R12/25 ou R7/15 en fonction de R60/100 (figure 4.1) montrent que les galaxies n'ont pas n'importe quelles couleurs, mais qu'elles sont localisées sur une séquence particulière moyennant une dispersion d'environ 0.3 dex. Les données présentées dans les diagrammes couleur-couleur (4.1) sont issues de Chary & Elbaz (2001b). R60/100 est d'autant plus petit que R7/15 et R12/25 sont grands. Ceci peut être interprété en terme d'intensité de rayonnement au sein de la galaxie : le flux à 12  $\mu m$  est associé à la fois aux PAHs et aux petits grains, celui à 25  $\mu m$  aux petits grains seulement, celui à 60  $\mu m$  aux petits et gros grains et celui à 100  $\mu m$  essentiellement aux gros grains. Nous avons vu dans le chapitre 1.1 que les gros grains sont à l'équilibre thermodynamique alors que les autres particules plus petites sont chauffées stochastiquement. Ces couleurs permettent d'étudier de manière grossière le rapport entre quantité de particules chauffées stochastiquement et particules à l'équilibre thermodynamique. Lorsque le champ de radiation est faible, la bande à 12  $\mu m$  est dominée par les PAHs et celle à 25  $\mu m$  par les petits grains mais le continu des petits grains est relativement faible car peu de particules sont chauffées stochastiquement. La température d'équilibre des gros grains est aussi plus petite, ce qui implique un faible R60/100 et un fort R12/25. Réciproquement un fort champ de rayonnement augmentera le continu des particules chauffées stochastiquement ainsi que la température d'équilibre des gros grains, R60/100 sera relativement fort et R12/25 plus faible (Helou 1986). Du fait de ces corrélations, une seule des trois couleurs suffit à caractériser le champ de rayonnement, c'est pourquoi Dale & Helou ont paramétrisé leur librairie en terme de rapport R60/100. Le choix de R60/100 paraît plus naturel dans la mesure où il est directement relié à la température des gros grains, principaux contributeurs de l'émission infrarouge totale. La couleur R7/15 suit une évolution assez similaire. On peut noter que l'évolution de R7/15 est voisine de 0.1 dex pour R60/100  $\leq$  -0.2, alors que cette évolution est plus forte par la suite. Pour les galaxies froides à normales, l'émission à 7  $\mu m$  est dominée par les PAHs, et le continu des petits grains est relativement faible, ce qui explique un rapport R7/15 presque constant.

Leurs spectres théoriques ont été construits à partir des propriétés des 3 composantes de poussière, en utilisant une version améliorée du modèle de Desert Boulanger & Puget 1990 (DBP90 par la suite). Pour chaque spectre l'intensité du champ de rayonnement,  $U$ , est fixée. Les gros grains ont une distribution en taille de type  $n(a) \propto a^{-\alpha}$  avec  $a_{min}=15nm$  et

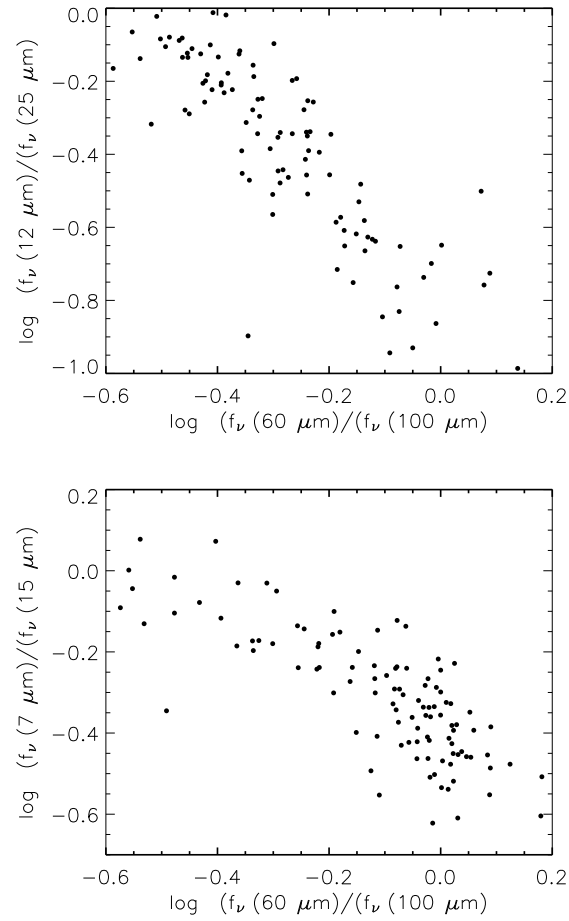


FIG. 4.1 – Présentation des diagrammes couleur-couleur infrarouge pour les couleurs IRAS et ISOCAM. Les données sont extraites de l'échantillon présenté dans Chary & Elbaz (2001).

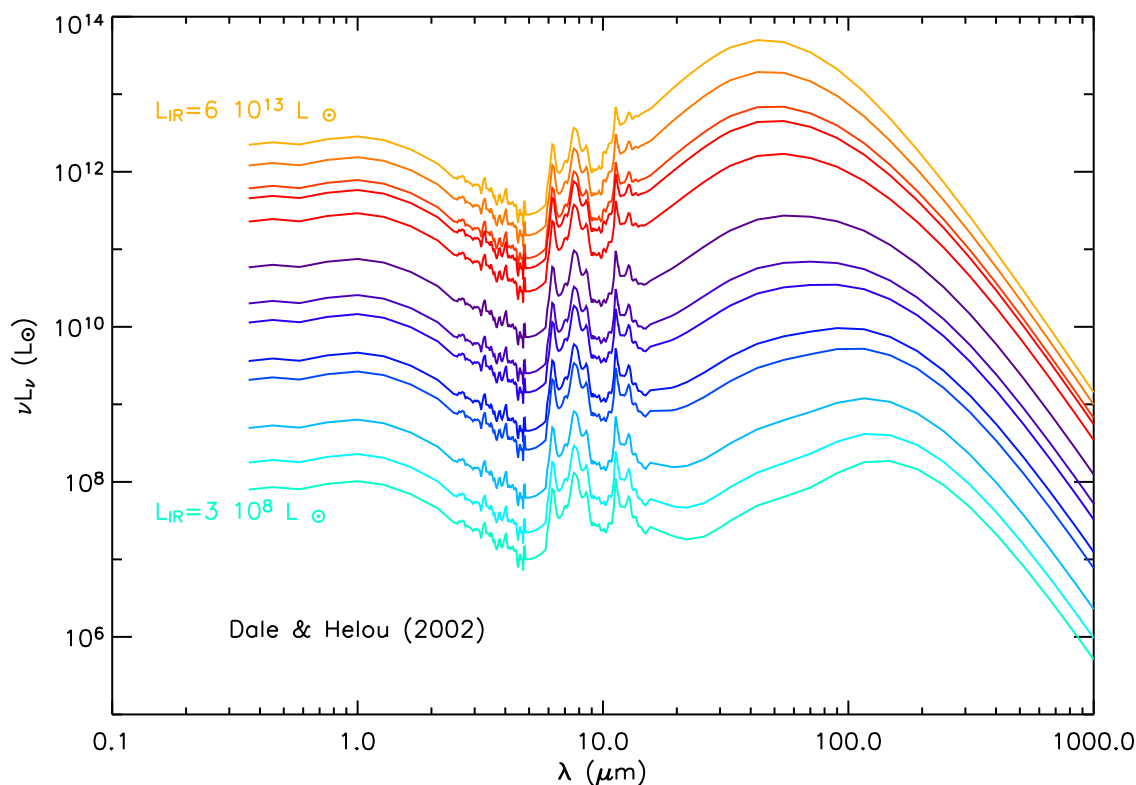


FIG. 4.2 – Présentation de quelques spectres issus de la bibliothèque Dale & Helou (2002) pour les luminosités infrarouges suivantes :  $6 \times 10^{13} L_{\odot}$ ,  $2 \times 10^{13} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{13} L_{\odot}$ ,  $6 \times 10^{12} L_{\odot}$ ,  $2 \times 10^{12} L_{\odot}$ ,  $3 \times 10^{11} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{11} L_{\odot}$ ,  $6 \times 10^{10} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{10} L_{\odot}$ ,  $8 \times 10^9 L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^9 L_{\odot}$ ,  $5 \times 10^8 L_{\odot}$  et  $3 \times 10^8 L_{\odot}$ .

$a_{max}=110\text{nm}$  avec  $\alpha = 2.9$ . Leur émission est modélisée par une loi de type corps gris.

L'émission des petits grains est associée à une loi de type corps gris modifié qui varie selon l'intensité du champ de rayonnement.

La modélisation des PAHs a évolué depuis DBP90; aujourd'hui on pense que le rapport entre bandes de PAHs ne varie pas fortement pour les galaxies normales<sup>1</sup>. Les PAHs ont été introduits de manière artificielle à l'aide d'un unique spectre moyen de galaxies normales pour lesquelles l'émission des petits grains est négligeable (Helou *et al.* 2000). Cependant il y a quelques évidences de destruction/disparition de l'émission des PAHs lorsqu'ils sont soumis à un rayonnement très dur (AGN ou étoiles OB très proches Boulanger *et al.* 1988, Cesarsky *et al.* 1996b, Contursi *et al.* 1998) ou dans les objets sous métalliques (Galliano *et al.* 2005b, a, Madden *et al.* 2005). Dale & Helou ont choisi d'ajouter un coefficient qui diminue la composante de PAHs pour un fort champ de rayonnement.

Dans une galaxie, il y a une distribution d'intensités de rayonnement, avec une pondération plus forte affectant les fortes intensités pour les galaxies avec une formation d'étoiles très active et les intensités plus faibles pour les galaxies plus modérées. Les distributions spectrales d'énergie finales ont été construites à partir de combinaisons linéaires des distributions spectrales d'énergie construites précédemment.

Les couleurs de la librairie finale ont été comparées aux données du *ISO Key PROJECT*

<sup>1</sup> Les galaxies normales sont les galaxies de métallicité quasi solaire avec une luminosité infrarouge  $\leq 10^{11} L_{\odot}$  associée à une formation d'étoiles modérée. Elles ne présentent pas d'activité liée à l'AGN.

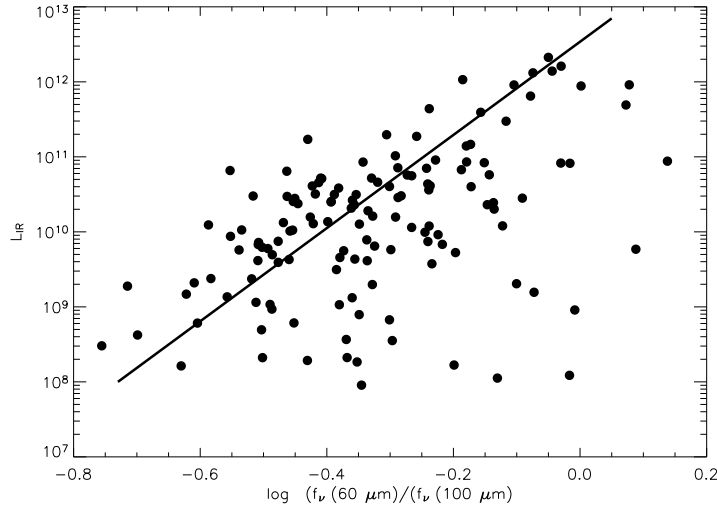


FIG. 4.3 – Corrélation entre la luminosité  $L_{IR}$  et la couleur IRAS R60/100 présentée à partir des données issues de Elbaz *et al.* (2001). Le trait noir est l’ajustement présenté dans Soifer & Neugebauer (1991).

*on the interstellar medium of normal galaxies* (Helou 1986, Dale *et al.* 2000). Cet échantillon réunit environ soixante galaxies ayant des morphologies variées. Elles ont une activité de formation d’étoiles modérée et leur luminosité infrarouge est associée à de la formation d’étoiles. Les couleurs de la librairie sont en bon accord avec celle des observations.

Ces SEDs sont définies en terme de rapport R60/100, c’est à dire en intensité de rayonnement. Nous allons utiliser cette librairie pour déduire une luminosité infrarouge totale à partir d’un flux dans l’infrarouge moyen et lointain. Il est nécessaire de calibrer cette librairie en luminosité infrarouge. Pour cela, nous avons converti R60/100 en  $L_{IR}$  en utilisant un ajustement à partir des données (Soifer & Neugebauer 1991). Cependant cette corrélation présente une certaine dispersion comme le montre la figure 4.3.

La librairie de Dale et Helou est finalement composée de 64 SEDs avec  $L_{IR}$  variant de  $9 \times 10^7$  à  $2 \times 10^{14} L_{\odot}$ . 13 spectres de luminosité infrarouge [ $6 \times 10^{13} L_{\odot}$ ,  $2 \times 10^{13} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{13} L_{\odot}$ ,  $6 \times 10^{12} L_{\odot}$ ,  $2 \times 10^{12} L_{\odot}$ ,  $3 \times 10^{11} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{11} L_{\odot}$ ,  $6 \times 10^{10} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{10} L_{\odot}$ ,  $8 \times 10^9 L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^9 L_{\odot}$ ,  $5 \times 10^8 L_{\odot}$ ,  $3 \times 10^8 L_{\odot}$ ] sont présentés dans la figure 4.2. On peut effectivement constater que pour les galaxies avec une formation d’étoiles modérée ( $L_{IR} \sim 10^9 - 10^{10} L_{\odot}$ ) ont une émission des gros grains maximale autour de  $100 \mu\text{m}$  ; le continu des petits grains est assez faible autour  $15\text{-}40 \mu\text{m}$ . Les galaxies avec une forte formation d’étoiles ( $L_{IR} \sim 10^{12} - 10^{13} L_{\odot}$ ) ont un pic d’émission des gros grains qui domine autour de  $60\text{-}70 \mu\text{m}$  avec un fort continu des petits grains à plus courte longueur d’onde. Si on associe l’émission des gros grains à un corps noir de température unique, la loi de Wien montre que des galaxies avec un pic dans l’infrarouge lointain à  $150 \mu\text{m}$  ( $L_{IR} \sim 10^8 L_{\odot}$ ) auraient des gros grains à une température d’équilibre de 20K, alors que les galaxies avec un pic maximal à  $50 \mu\text{m}$  ( $L_{IR} \sim 10^{13} L_{\odot}$ ) auraient des gros grains à  $T=60 \text{ K}$ .

### Librairie Lagache, Dole et Puget (LDP)

Cette librairie est un ensemble de distributions spectrales d’énergie de galaxies construites avec le minimum de paramètres libres pour être utilisée dans un modèle reproduisant les comptages extragalactiques. Tous les détails de cette librairie sont donnés dans Lagache *et al.*

(2003, 2004). Cette librairie comprend 46 spectres paramétrisés en luminosité infrarouge totale ( $7 \times 10^8 L_{\odot}$  à  $3 \times 10^{13} L_{\odot}$ ) là où DH utilisaient une couleur. L'hypothèse sous jacente est de considérer que la luminosité infrarouge est un bon indicateur de l'activité de la galaxie et du champ de rayonnement.

Des distributions spectrales d'énergie de LIRGs et d'ULIRGs ont été modélisées par Maffei (1994) en utilisant le modèles de DBP90. Ces spectres ont été repris et améliorés, notamment dans l'infrarouge moyen où la composante PAH a été remplacée par le spectre moyen utilisé par Dale & Helou. Cette librairie reproduit correctement les couleurs IRAS des galaxies, c'est à dire le rapport  $f_{12}/f_{25}$  en fonction du rapport  $f_{60}/f_{100}$ , et aussi la couleur  $f_{60}/f_{850}$  (SCUBA) en fonction  $f_{60}/f_{100}$ .

Une série complémentaire de SEDs associée à des galaxies dites *normales et froides*, c'est à dire qui émettent moins de la moitié de leur énergie dans le domaine infrarouge a été créée; comme ce n'est pas le cas des échantillons des galaxies que j'ai étudiées au cours de ma thèse et qui seront présentées dans le chapitre suivant, nous ne l'avons pas utilisée.

Cette bibliothèque a récemment été modifiée par les auteurs (le flux à  $7 \mu\text{m}$  a été augmenté et celui à  $12 \mu\text{m}$  diminué) pour mieux reproduire les comptages MIPS à  $24 \mu\text{m}$  (Lagache *et al.* 2004). Comme on le verra par la suite, cette nouvelle librairie ne reproduit plus très bien la couleur R7/15 des galaxies. Ce point est délicat dans la mesure où c'est principalement dans ce domaine que nous l'utiliserons par la suite. Quelques spectres sont présentés à la figure 4.4. Ils ne paraissent pas très différents de la librairie précédente, mais on peut constater que la bande d'émission des PAHs à  $7 \mu\text{m}$  est beaucoup plus prononcée que celle à  $12 \mu\text{m}$ .

### Librairie de Chary et Elbaz (CE)

Cette librairie est composée de 105 spectres paramétrisés en luminosité infrarouge; cette dernière variant de  $2 \times 10^8$  à  $4 \times 10^{13} L_{\odot}$  (Chary & Elbaz, 2001).

Le principe de construction de cette librairie repose sur des corrélations qui existent dans l'infrarouge moyen et lointain; Les luminosité à 7 (ISOCAM), 12 (IRAS), 15 (ISOCAM), 60 (IRAS), 100 (IRAS),  $850 \mu\text{m}$  (SCUBA) et  $L_{IR}$  sont corrélées alors qu'il n'existe aucun lien entre les luminosités infrarouges et optiques des galaxies.

Un échantillon de 154 galaxies détectées par ISOCAM (7 et  $15 \mu\text{m}$ ), IRAS (12, 25, 60 et  $100 \mu\text{m}$ ) a été assemblé (Chanial, 2004). Il comprend une partie des galaxies utilisées pour les modèles de DH, mais un grand nombre d'entre elles ont été reréduites (Chanial *et al.*, in prep). Cet échantillon comprend des galaxies très différentes en terme de morphologie (spirales, naines, fusions de galaxies, galaxies en interaction), d'activité (spirales avec une formation d'étoiles faible jusqu'à des galaxies à flambées de formation stellaire). Ces galaxies à petit redshift ( $z \leq 0.1$ ) seront considérées par la suite comme l'échantillon de galaxies locales.

La figure 4.5d présente la corrélation entre la luminosité infrarouge et la luminosité à  $7 \mu\text{m}$  ( $L_7$ ). Cette dernière est majoritairement associée à l'émission des PAHs. Cette corrélation montre que la luminosité à  $7 \mu\text{m}$  peut être utilisée comme traceur de l'émission infrarouge totale d'une galaxie qui est pourtant dominée par l'émission des gros grains. La figure 4.5b montre la corrélation entre la luminosité à 12 ( $L_{12}$ ) et 15 ( $L_{15}$ )  $\mu\text{m}$ . Cette dernière est principalement centrée sur le continu des petits grains, alors que l'émission des PAHs y est négligeable. L'émission à  $12 \mu\text{m}$  est en partie associée à l'émission des PAHs ( $11.3$  et  $12.7 \mu\text{m}$ ) et partiellement à l'émission des petits grains. Cette corrélation montre que l'émission à  $15 \mu\text{m}$ , dominée par les petits grains est corrélée avec l'émission à  $12 \mu\text{m}$ . La figure 4.5a présente la corrélation entre les luminosités à 7 et  $15 \mu\text{m}$ . Ces différentes corrélations démontrent un point très fort : l'émission des petits grains, des PAHs et des gros grains ne sont pas indépendantes mais plutôt bien corrélées. En réalisant un ajustement, on peut définir des lois <sup>2</sup> reliant  $L_{IR}$ ,

<sup>2</sup>Ces corrélations n'ont été calibrées que pour des galaxies locales, c'est à dire à des galaxies pour lesquelles

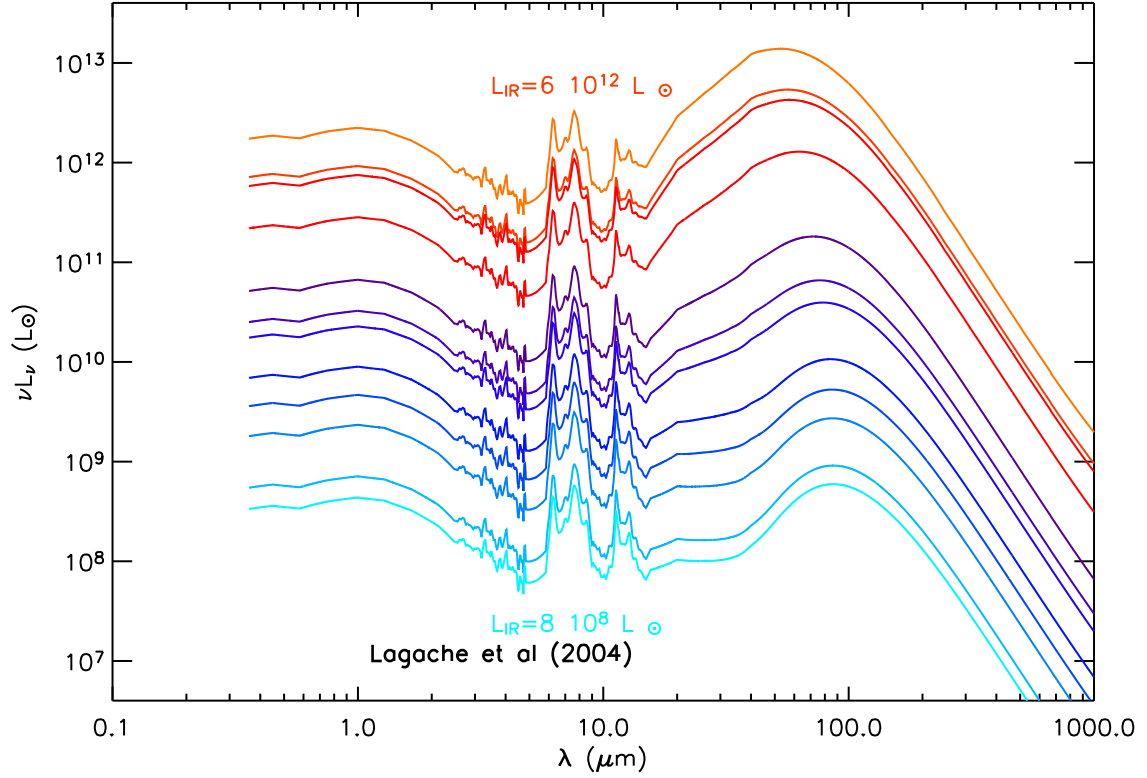


FIG. 4.4 – Présentation de quelques spectres issus de la bibliothèque Lagache, Dole & Puget (LDP) pour les luminosités infrarouges suivantes :  $6 \times 10^{13} L_{\odot}$ ,  $2 \times 10^{13} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{13} L_{\odot}$ ,  $6 \times 10^{12} L_{\odot}$ ,  $2 \times 10^{12} L_{\odot}$ ,  $3 \times 10^{11} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{11} L_{\odot}$ ,  $6 \times 10^{10} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{10} L_{\odot}$ ,  $8 \times 10^9 L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^9 L_{\odot}$  et  $8 \times 10^8 L_{\odot}$ .

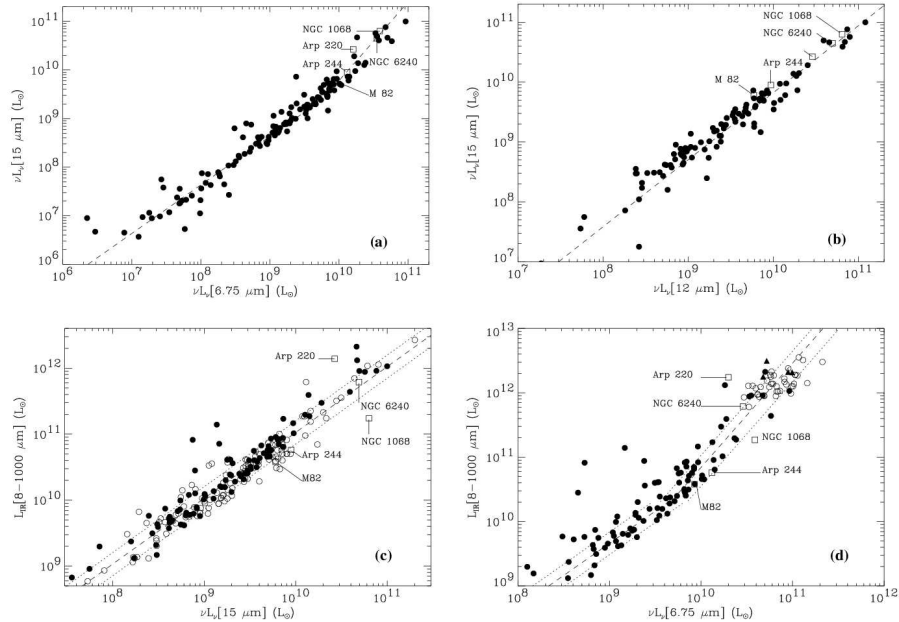


FIG. 4.5 – Présentation des corrélations observées à 7, 12, 15 avec LIR (Elbaz et al, 2002).

$L_7$ ,  $L_{12}$ ,  $L_{15}$  comme le montrent les relations 4.1 (Chary & Elbaz, 2001).

$$\begin{aligned} L_{IR} &= 11.1^{5.5}_{-3.7} \times L_{15\mu m}^{0.998} \\ L_{IR} &= 0.89^{0.38}_{-0.27} \times L_{12\mu m}^{1.094} \\ L_{IR} &= 4.37^{2.35}_{-2.13} \times L_{6.7\mu m}^{1.62} \end{aligned} \quad (4.1)$$

Une fois la luminosité infrarouge obtenue, un taux de formation d'étoiles peut être déduit en utilisant la loi établie par Kennicutt(1998) :  $SFR (M_{\odot} yr^{-1}) = 1.71 \times 10^{-10} L_{IR}(L_{\odot})$ .

La librairie de distributions spectrales d'énergie de Chary & Elbaz est basée sur ces corrélations. L'hypothèse sous-jacente est de penser qu'une distribution spectrale est entièrement déterminée si on connaît seulement un flux à une longueur d'onde donnée.

L'échantillon de galaxies présenté précédemment a été classé par tranche de luminosité à 15  $\mu m$ . Dans chaque tranche, un flux moyen à 7, 12, 25, 60, 100 et 850  $\mu m$  a été déterminé. Des distributions spectrales théoriques ont été construites afin d'interpoler entre ces flux. Elles ont été créées à partir de quatre spectres de galaxies : Arp 220 (cas extrême d'ULIRGs), NGC6090 (prototype des LIRGs), M82 (prototype des galaxies présentant des flambées de formation d'étoiles modérée) et M51 (prototype des galaxies normales). Un grand nombre de données en bandes larges sont disponibles pour ces galaxies (elles sont données en détail dans Silva *et al.* 1998). Des ajustements à partir de ces données ont été réalisées dans Silva *et al.* (1998) afin de déterminer des distributions spectrales d'énergie complètes dans le domaine 0.1-1000  $\mu m$  en utilisant un code de synthèse de population stellaire. Comme les PAHs ne sont pas modélisés de manière satisfaisante, Chary & Elbaz ont remplacé la partie infrarouge moyen de ces quatre spectres théoriques par les spectres obtenus par ISOCAM (Charmandaris *et al.* 1999, Roussel *et al.* 2001b, Laurent *et al.* 2000).

Une fois les quatre spectres obtenus, ils ont été utilisés pour générer des spectres théoriques ; les quatre spectres ont été partitionnés en deux moitiés : 4 à 20  $\mu m$  (infrarouge moyen) et 20 à 1000  $\mu m$  (infrarouge lointain). Ces deux séries de spectres ont été interpolées pour obtenir des spectres à luminosités intermédiaires. Dans l'infrarouge lointain, les spectres de Dale *et al.* (2001) ont été rajoutés. Pour une luminosité à 15  $\mu m$  donnée, les deux demi-distributions spectrales d'énergie présentant le meilleur accord avec les données moyennes obtenues aux différentes longueurs d'onde ont été assemblées puis le spectre résultant a été placé dans la librairie finale avec la luminosité infrarouge correspondante.

La bibliothèque spectrale de Chary et Elbaz a été créée afin de respecter les corrélations infrarouges trouvées dans l'univers local, mais aucune propriété directement liée à l'émission des poussières n'a été introduite.

Cette bibliothèque de spectres repose sur l'utilisation de quatre galaxies de chaque classe pour générer les fits. Même si dans la bibliothèque finale, chaque classe de galaxies n'est pas reproduite directement par un objet mais par une combinaison linéaire de tous les objets affectée de pondérations différentes, on peut se demander si ces 4 galaxies forment une base suffisamment complète pour définir les propriétés infrarouges des galaxies. Si les flux moyen à 7, 12, 15, 25, 60, 100 et 850  $\mu m$  sont définis à partir d'un échantillon raisonnable de galaxies et contraignent correctement ces SEDs, les flux aux longueurs d'onde intermédiaires sont beaucoup moins bien contraints. Enfin, l'échantillon de galaxies utilisé ne comporte pas un nombre important de LIRGs et d'ULIRGs car ces objets sont rares dans l'univers local, ce qui fragilise les distributions spectrales obtenues dans ces domaines de luminosité.

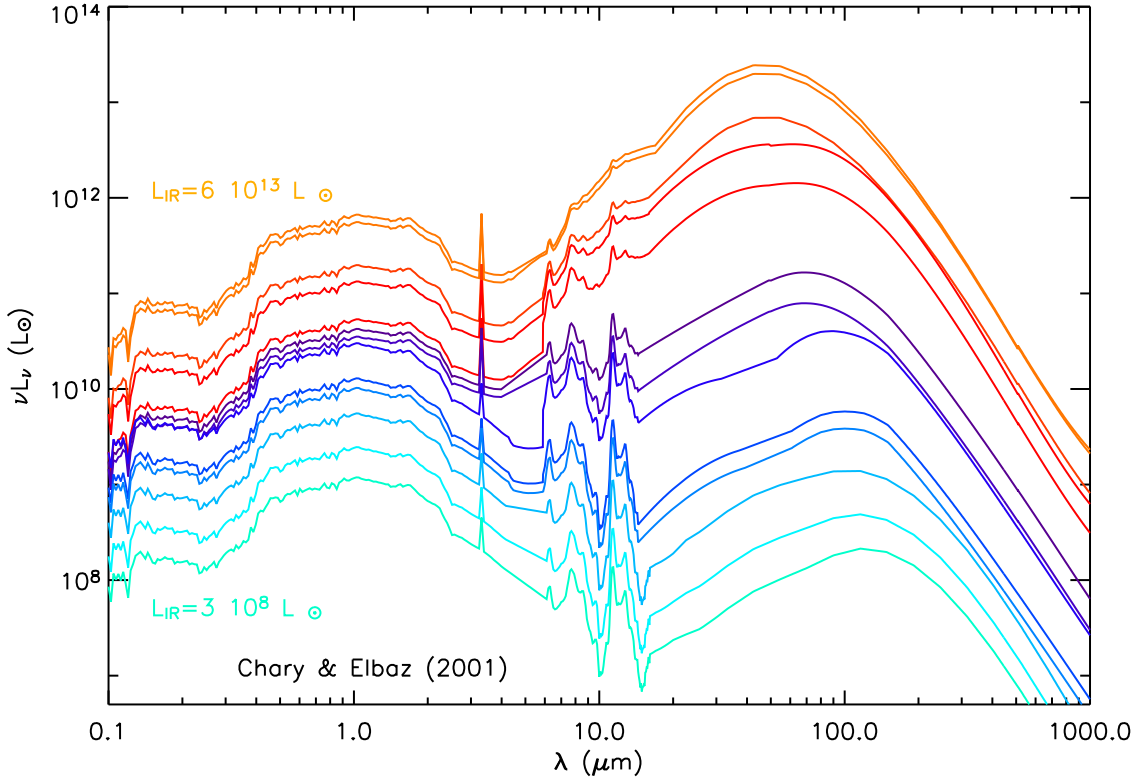


FIG. 4.6 – Présentation de quelques spectres issus de la bibliothèque Chary & Elbaz (CE) pour les luminosités infrarouges suivantes :  $6 \times 10^{13} L_{\odot}$ ,  $2 \times 10^{13} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{13} L_{\odot}$ ,  $6 \times 10^{12} L_{\odot}$ ,  $2 \times 10^{12} L_{\odot}$ ,  $3 \times 10^{11} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{11} L_{\odot}$ ,  $6 \times 10^{10} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{10} L_{\odot}$ ,  $8 \times 10^9 L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^9 L_{\odot}$ ,  $8 \times 10^8 L_{\odot}$  et  $3 \times 10^8 L_{\odot}$ .

La librairie de CE est présentée à la figure 4.6. L'émission des PAHs évolue très fortement avec  $L_{IR}$  : à faible luminosité infrarouge ils sont dominants, alors que dans le domaine des ULIRGs, ils sont complètement noyés par le continu des petits grains. Ce comportement extrême n'est pas visible dans les autres librairies.

### 4.3 Comparaison des différents modèles

Nous avons vu précédemment les différents principes de construction de chaque librairie. La figure 4.7 présente un agrandissement des différentes distributions spectrales d'énergie obtenues dans l'infrarouge moyen. Quelques différences ont été signalées dans la section précédente. Elle sont résumées ci dessous :

- Le fort continu des petits grains noie l'émission des PAHs à forte luminosité infrarouge dans CE alors qu'il est plus modéré dans les autres librairies.
- L'émission des PAHs à 7 et 12  $\mu\text{m}$  varie assez fortement d'une librairie à l'autre.
- La figure 4.8, où différentes SEDs des trois librairies sont superposées pour trois luminosités différentes, montre que pour un même flux à 7  $\mu\text{m}$ , un écart important existe pour les flux situés dans le domaine 15-25  $\mu\text{m}$ . Cet écart augmente avec la luminosité infrarouge. Pour les LIRGs et les ULIRGs, CE présente les flux les plus forts dans le domaine 15 à 25  $\mu\text{m}$ , LDP les flux les moins forts et DH présente des flux intermédiaires

Aujourd'hui, l'infrarouge moyen, notamment l'émission à  $15\ \mu\text{m}$  avec ISOCAM, à  $16\ \mu\text{m}$  avec IRS et à  $24\ \mu\text{m}$  avec MIPS, est utilisé pour déduire des luminosités infrarouges totales, mais le fait que des bibliothèques associées à une même luminosité infrarouge prédisent un flux à  $12$  ou  $15\ \mu\text{m}$  différent peut semer un doute sur la précision de l'estimation de la luminosité infrarouge. Il est nécessaire de mieux quantifier cette incertitude.

Je vais comparer plus quantitativement les différences entre bibliothèques : chaque bibliothèque est bâtie sur des contraintes spécifiques (des flux pour CE et des couleurs pour DH et LDP). Comment se comportent-elles vis à vis des autres contraintes ?

Une chose est de reproduire un flux à une longueur d'onde donnée, une autre est d'attribuer le bon rapport entre composantes de poussière. Ainsi contraindre le rapport PAHs /petits grains à  $7$  ou  $12\ \mu\text{m}$  peut amener une contrainte supplémentaire dans le domaine  $15\text{--}25\ \mu\text{m}$ , où les petits grains seront presque les seuls à émettre. Nous allons déterminer les rapports de composantes de poussières pour ces trois bibliothèques et les comparer à un échantillon de galaxies observées.

#### 4.3.1 Comparaison en terme de flux

Le but de cette partie est de prendre la contrainte qui a été choisie pour générer CE, à savoir les corrélations luminosité-luminosité. La figure 4.10 présente ces corrélations pour l'échantillon de galaxies locales avec les trois bibliothèques (CE en rouge, DH en vert, LDP en bleu). La courbe noire de chaque diagramme représente un ajustement polynomial d'ordre deux des luminosités en fonction de  $L_{IR}$ .

- **Corrélation  $L_{IR}/L_7$  :**

C'est la corrélation qui montre la plus grande dispersion dans les données et les plus gros écarts dans les modèles. L'écart le plus important se produit dans le domaine des LIRGs et des ULIRGs. A  $L_{IR}$  fixée, LDP présente un flux à  $7\ \mu\text{m}$  deux à cinq fois plus fort que les galaxies observées, ceci sur tout le domaine de luminosité infrarouge. DH est en meilleur accord avec les données à l'exception des luminosités  $L_{IR} \geq 10^{11} L_{\odot}$  où  $L_7$  est environ trois fois trop fort pour une luminosité infrarouge donnée. CE est intermédiaire entre LDP et DH jusqu'à  $L_{IR} = 5 \times 10^{11} L_{\odot}$  ; au-delà  $L_7$  est plus faible pour une luminosité infrarouge donnée, ce qui est en meilleur accord avec le fit des données puisque l'écart entre données et modèles est inférieur à 40 %.

Cependant on ne sait pas si l'inflexion constatée dans les données est réelle à cause du faible nombre d'objets dans ce domaine de longueur d'onde. La dispersion entre les modèles et les données atteignent un facteur 10 à  $10^{12} L_{\odot}$  et un facteur 2 à  $10^{11} L_{\odot}$ .

- **Corrélations  $L_{IR}/L_{12}$  et  $L_{IR}/L_{15}$  :**

Ces corrélations présentent une dispersion plus faible jusqu'à  $L_{IR} \sim 2\text{--}3 \times 10^{11} L_{\odot}$ , au delà, il existe peu de données et la dispersion de ces données est plus forte, ce qui peut expliquer les différences entre modèles.

- **Corrélations  $L_{IR}/L_{25}$ ,  $L_{IR}/L_{60}$  et  $L_{IR}/L_{100}$  :**

Les galaxies ne montrent quasiment pas de dispersion, et les modèles sont quasiment superposés.

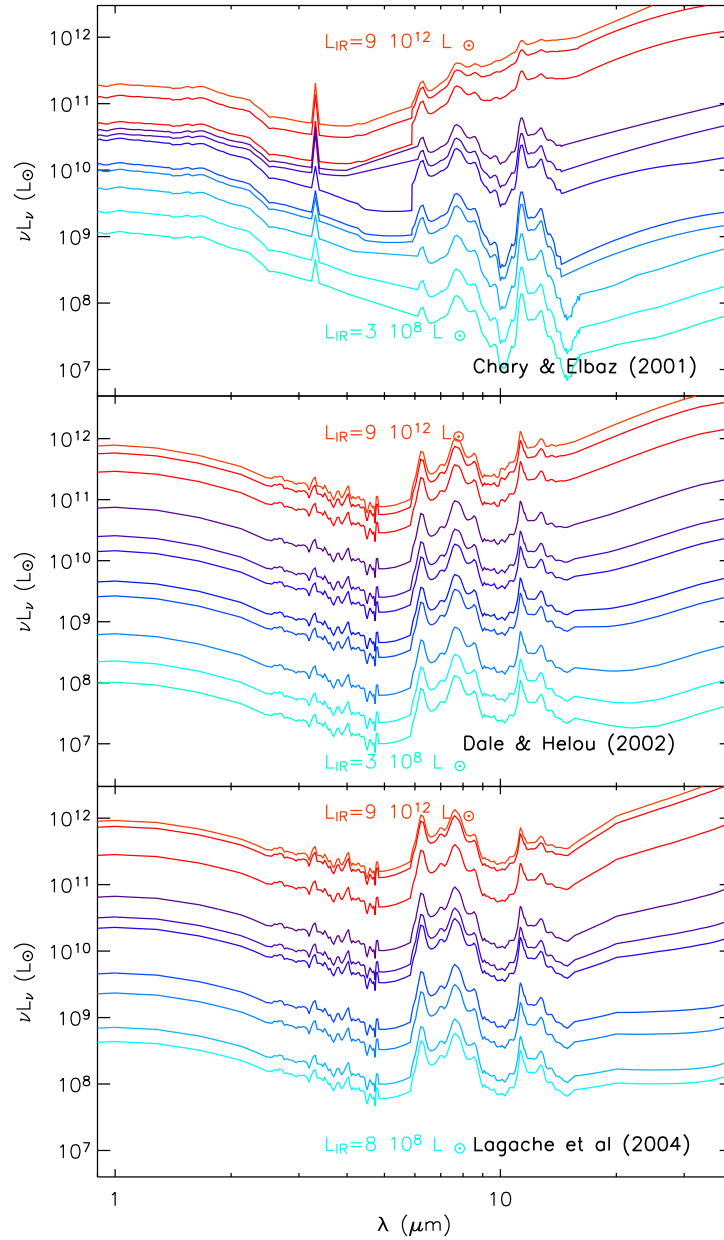


FIG. 4.7 – Comparaison directe des 3 librairies dans l'infrarouge moyen pour les luminosités infrarouges suivantes  $9 \times 10^{12} L_{\odot}$ ,  $6 \times 10^{12} L_{\odot}$ ,  $2 \times 10^{12} L_{\odot}$ ,  $2 \times 10^{11} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{11} L_{\odot}$ ,  $6 \times 10^{10} L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^{10} L_{\odot}$ ,  $8 \times 10^9 L_{\odot}$ ,  $1 \times 10^9 L_{\odot}$ ,  $8 \times 10^8 L_{\odot}$ ,  $3 \times 10^8 L_{\odot}$ . **haut** : CE **milieu** : DH **bas** : LDP.

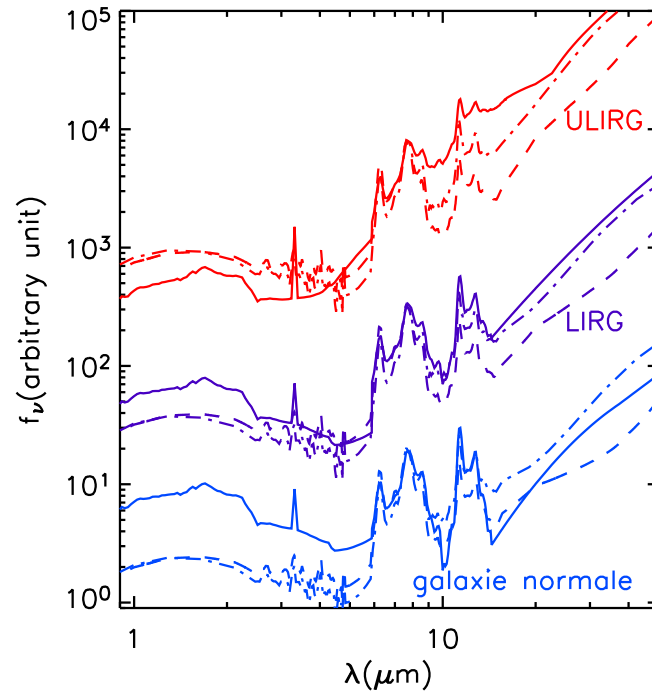


FIG. 4.8 – Comparaison des distributions spectrales d'énergie d'une galaxie normale ( $L_{IR} \sim 10^{10} L_{\odot}$ ), d'une LIRG ( $L_{IR} \sim 5 \times 10^{11} L_{\odot}$ ), d'une ULIRG ( $L_{IR} \sim 5 \times 10^{12} L_{\odot}$ ). **trait plein** : CE, **pointillés** : LDP, **pointillés-points** : DH.

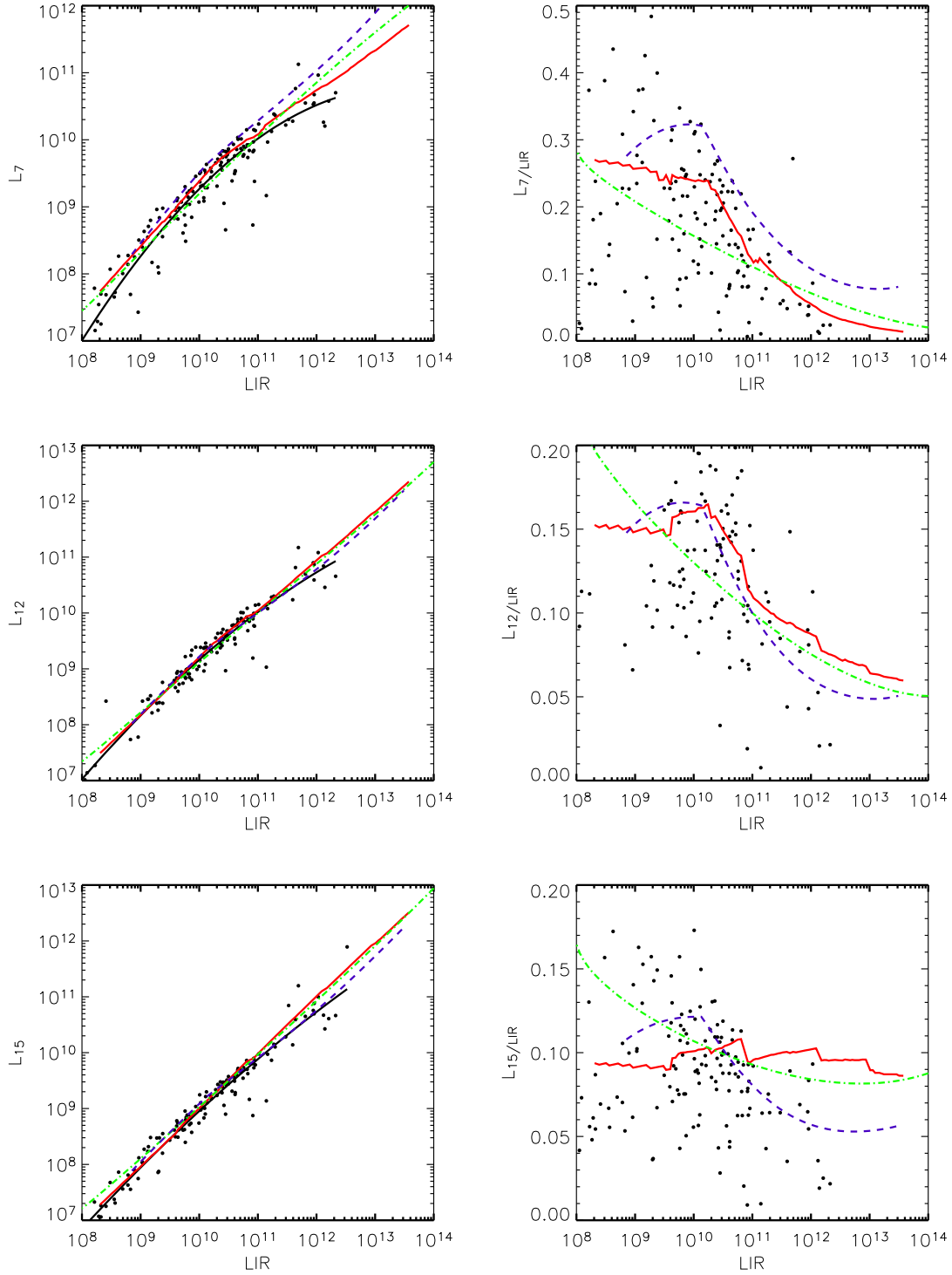


FIG. 4.9 – Présentation des corrélations luminosité-luminosité dans l'infrarouge moyen. bleue : LDP, rouge : CE, vert : DH. noir : ajustement polynomial d'ordre 2.

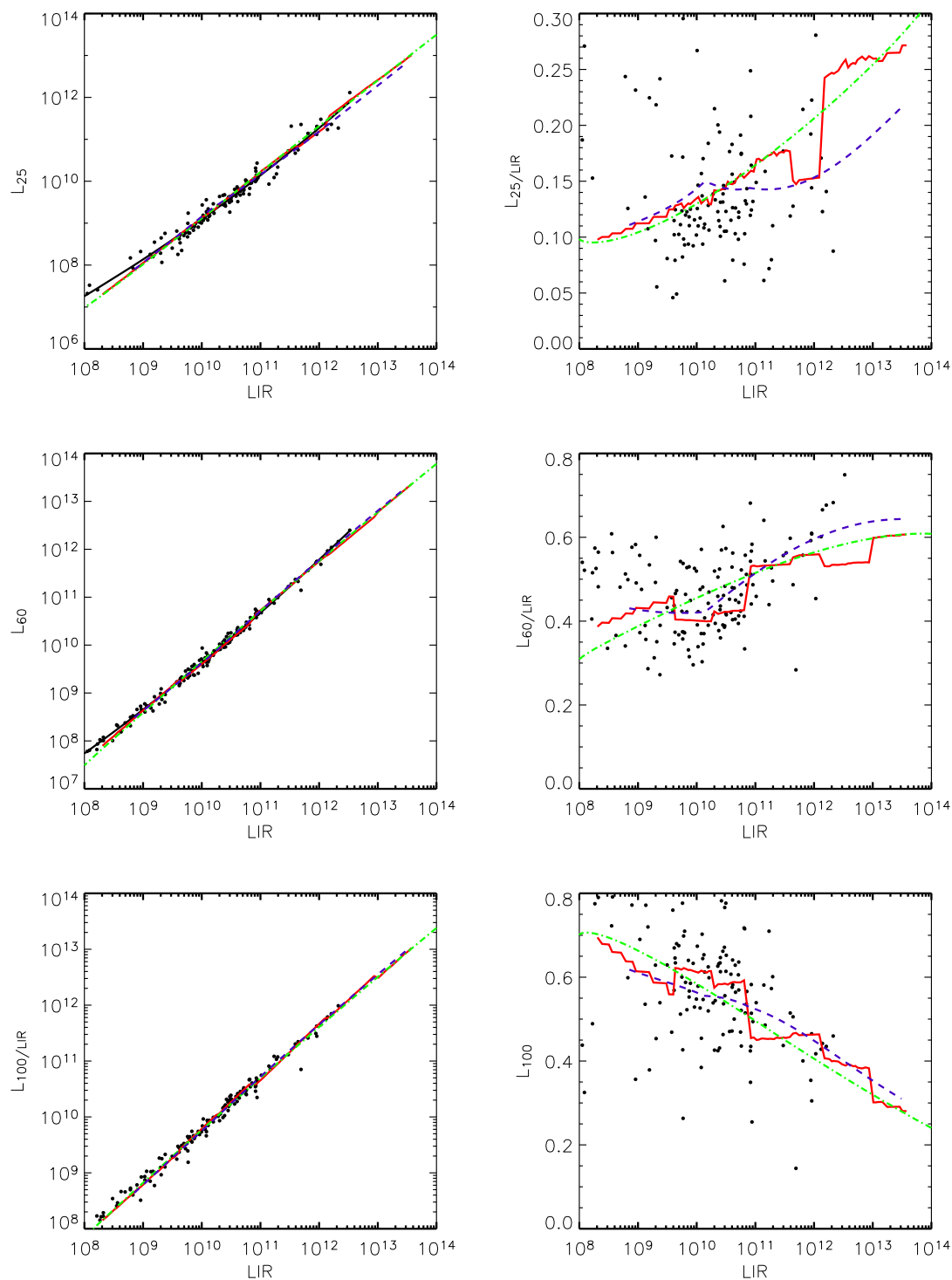


FIG. 4.10 – Présentation des corrélations luminosité-luminosité dans l'infrarouge lointain et moyen. bleu : LDP, rouge : CE, vert : DH. noir : ajustement polynomial d'ordre 2.

*En conclusion, les dispersions les plus fortes en terme de données comme les différences les plus importantes d'un modèle à l'autre sont observées à 7, 12 et 15  $\mu\text{m}$ .*

*En terme de données, l'écart est de 40 % sur tout le domaine infrarouge (Chary & Elbaz, 2001).*

*Le modèle LDP présente les écarts les plus forts avec les données ; ils peuvent atteindre un facteur 5 à 10 à 7  $\mu\text{m}$ .*

*Si on utilise  $L_7$ ,  $L_{12}$  ou  $L_{15}$  pour déterminer  $L_{IR}$ , l'incertitude varie d'un facteur 2 à 3 suivant l'utilisation de CE ou DH qui présente les meilleurs accords avec les données.*

#### 4.3.2 Comparaison en terme de couleur

Les couleurs ont été utilisées pour construire LDP et DH.

La figure 4.11 présente deux diagrammes couleur-couleur. Il s'agit des diagrammes de la figure 4.1, sur lesquels les librairies ont été ajoutées. Le premier représente R12/25 en fonction R60/100. Si DH et LDP reproduisent plutôt bien les couleurs des galaxies locales, CE ne peut les reproduire correctement toutes les valeurs.

Le second diagramme présente la couleur R7/15 en fonction de R60/100. LDP présente une couleur R7/15 0.2 à 0.3 dex plus bleue que les données. Ce point est déjà mis en évidence dans la figure 4.10 où à luminosité donnée, LDP présentait le plus fort L7 et le plus petit L15 des trois librairies. CE présente de fortes discontinuités non physiques. De plus, lorsque la couleur R60/100  $\geq -0.15$ , R7/15 est jusqu'à 0.6 dex trop rouge. Ceci peut s'expliquer par l'inflexion observée chez CE dans la corrélation  $L_7-L_{IR}$  de la figure 4.10. DH reproduit plutôt mieux ces corrélations même si à R60/100 fixé, R7/15 est un peu trop bleu (0.1 à 0.15 dex). En fait DH a été calibrée sur un échantillon de galaxies recalibré depuis (Roussel *et al.* 2001b, Chanical *et al.*, *in prep.*), ce qui explique ce petit décalage.

*Aucune librairie ne reproduit parfaitement les couleurs. Cependant, DH montre le meilleur accord avec les couleurs des galaxies observées dans l'infrarouge moyen.*

#### 4.3.3 Comparaison des rapports entre PAH et VSG.

Un point important est de reproduire le bon flux à une longueur d'onde donnée, un autre est de reproduire la bonne contribution des différentes composantes de poussière. Je vais ici décomposer chaque spectre en une composante PAH et VSG. Le but de cette partie est d'étudier les rapports PAH/VSG et PAH/PAH des modèles et des galaxies locales. Ces galaxies présentent des spectres CVF d'ISOCAM et des bandes larges IRAS. Cet échantillon est composé de galaxies spirales locales (Roussel *et al.* 2001), de galaxies à flambées de formation stellaire (Laurent *et al.* 2000) et de galaxies naines (Madden *et al.* 2005).

#### Décomposition spectrale

Chaque spectre de chaque librairie a été décomposé dans le domaine 5-16  $\mu\text{m}$  en une composante PAH, une composante petits grains. La méthode utilisée ici a été développée par Galliano (2004) et inspirée de Boulanger *et al.* (1998b), Verstraete *et al.* (2001b), Laurent *et al.* (2000). Le principe est de décomposer chaque raie associée aux PAHs par une Lorentzienne. Utiliser une Lorentzienne se justifie si on suppose que la largeur des raies des PAHs

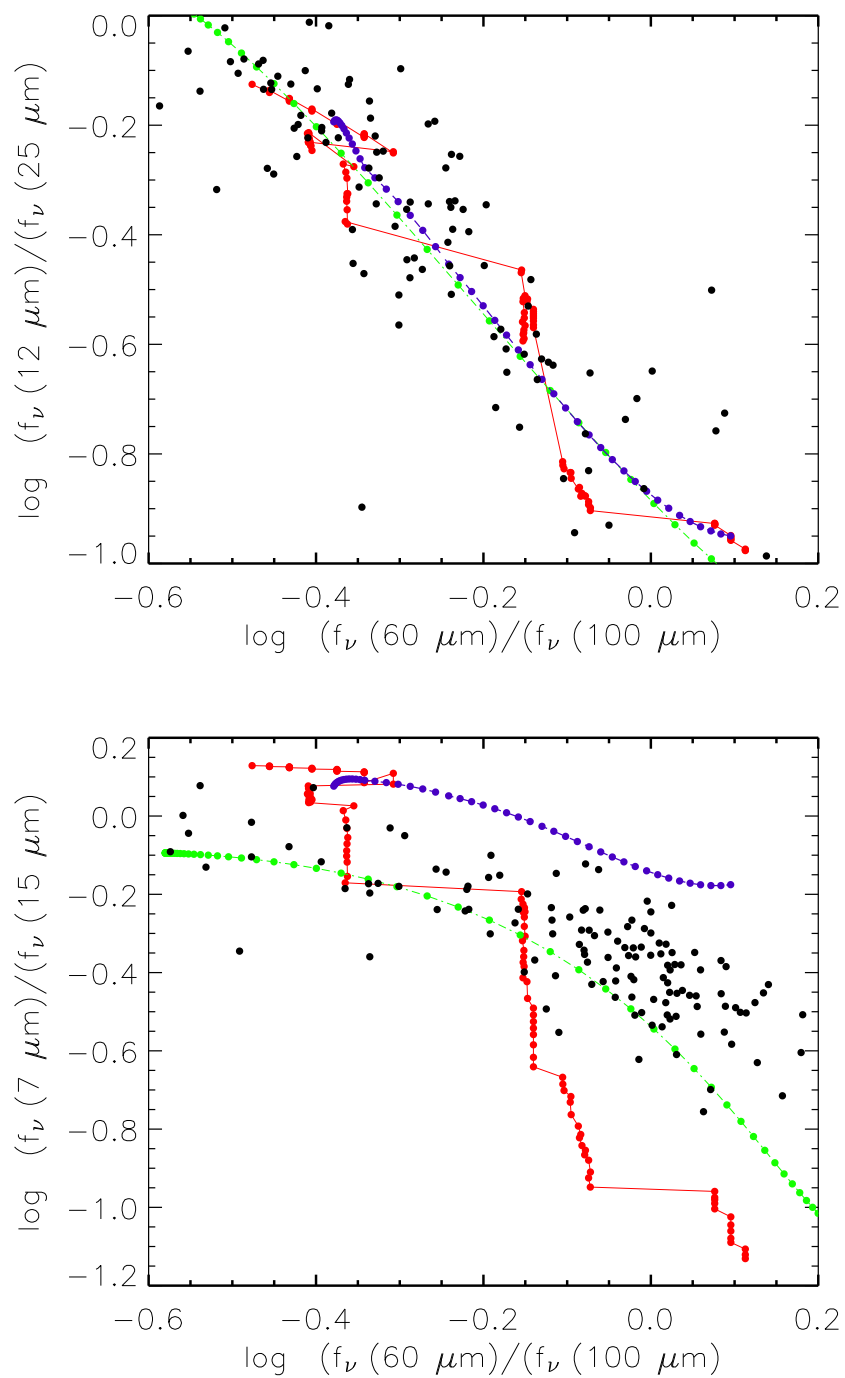


FIG. 4.11 – Diagrammes couleur-couleur pour un échantillon de galaxies de l'univers local.  
bleue : LDP, rouge : CE, vert : DH

est directement reliée à la largeur intrinsèque d'émission de particules chauffées à haute température. De plus l'utilisation d'un ajustement gaussien nécessite l'utilisation de deux raies supplémentaires assez larges et peu physiques à 7.3 et 11.9  $\mu\text{m}$  pour reproduire les spectres dominées par l'émission des PAHs (Boulanger et al, Boissel, Cesarsky 1998). Or ces raies ne sont jamais observées en laboratoire.

Des exemples de décompositions sont présentés pour une luminosité de  $10^9$  (fig. 4.12),  $10^{10}$  (fig. 4.13),  $10^{11}$  (fig. 4.14),  $10^{12}$  (fig. 4.15), et  $10^{13} L_{\odot}$  (fig. 4.16). Chaque figure comprend trois spectres décomposés : CE en haut, DH au milieu et LDP en bas. Les flux sont donnés en unité arbitraire. La comparaison des trois distributions spectrales d'énergie à  $L_{IR}$  donnée montre que la principale différence se produit au niveau du continu des petits grains. A  $L_{IR} \leq 10^9 L_{\odot}$ , aucun continu n'est nécessaire pour CE alors qu'un continu faible est présent pour les deux autres librairies. Au delà de  $L_{IR}=10^{11} L_{\odot}$ , CE nécessite un continu plus fort que les autres librairies. Ceci montre la forte évolution du continu en fonction de la luminosité infrarouge ; il est possible que le continu dans le domaine 15-20  $\mu\text{m}$  soit surestimé comme le suggère la figure 4.8. Cette propriété ainsi que l'émission des PAHs vont être quantifiés par la suite.

#### Rapport PAH/VSG à 7 et 12 $\mu\text{m}$

La figure 4.17a présente l'évolution du rapport PAH/(PAH + VSG) à 12  $\mu\text{m}$ . LDP et DH présentent un rapport assez proche (autour de 50 %) qui varie faiblement en fonction de la luminosité infrarouge. CE présente une très forte variation : jusqu'à  $L_{IR} \sim 2 \times 10^{10} L_{\odot}$ , les PAH dominent complètement. Cela est visible dans la figure 4.12 ( $L=10^9 L_{\odot}$ ) et 4.13 ( $L=10^{10} L_{\odot}$ ) où un continu vraiment très faible par rapport à celui des autres librairies est nécessaire. Pour  $L_{IR} \geq 6 \times 10^{10} L_{\odot}$ , l'évolution du rapport est assez rapide en passant de 80 % pour  $L_{IR} \sim 10^{11} L_{\odot}$  à 20 % pour  $L_{IR} \sim 10^{13} L_{\odot}$ . Ceci s'explique par le fort continu de petits grains qui est présent à forte luminosité infrarouge dans CE.

L'échantillon de galaxies présenté ici est composé de 20 objets utilisés dans Galliano *et al.* (2005b, a), Madden *et al.* (2005) qui ont des morphologies variées (mergers, interaction de galaxies, spirales, naines). Il reproduit les corrélations  $L_{IR}-L_7$  et  $L_{IR}-L_{12}$  et peut donc être considéré comme assez représentatif des propriétés des galaxies à ces longueurs d'onde. On peut constater que le rapport PAH/(PAH + VSG) à 12  $\mu\text{m}$  de ces galaxies est voisin de 50 %, ce qui les rend plus en accord avec DH et LDP.

La figure 4.17b présente l'évolution du rapport PAH/(PAH + VSG) à 7  $\mu\text{m}$ . Jusqu'à  $L_{IR} \sim 3 \times 10^{11} L_{\odot}$ , les trois librairies présentent un rapport PAH/(PAH + VSG) similaire (90 à 100 %). Ici le rapport PAH/(PAH + VSG) des galaxies est en bon accord avec les librairies. Ce qui est normal dans la mesure où le continu des petits grains est faible puisqu'il démarre à ces longueurs d'onde. Au delà de  $L_{IR} \sim 3 \times 10^{11} L_{\odot}$ , les PAHs contribuent moins fortement chez CE, ce qui s'explique aussi par le fort continu déjà vu précédemment. Même si aucune galaxie observée n'entre dans ce domaine de luminosité, on peut penser que cette chute est un peu trop forte et serait en désaccord avec des données.

#### Librairies et métallicité

Les quatre galaxies situées aux faibles luminosités sont en désaccord avec les trois librairies dans les diagrammes 4.17. Ceci peut s'expliquer par le fait qu'elles ont une métallicité largement subsolaire ( $\leq 0.4 Z_{\odot}$ ). Il est regrettable que nous n'ayons pas de galaxies de faible luminosité et de métallicité solaire pour comparer, mais on peut penser qu'une des limites des librairies est liée à la métallicité. A trop faible métallicité, c'est à dire pour des objets jeunes et peu évolués, ces librairies sont inappropriées. Or de tels objets vont être plus nombreux à

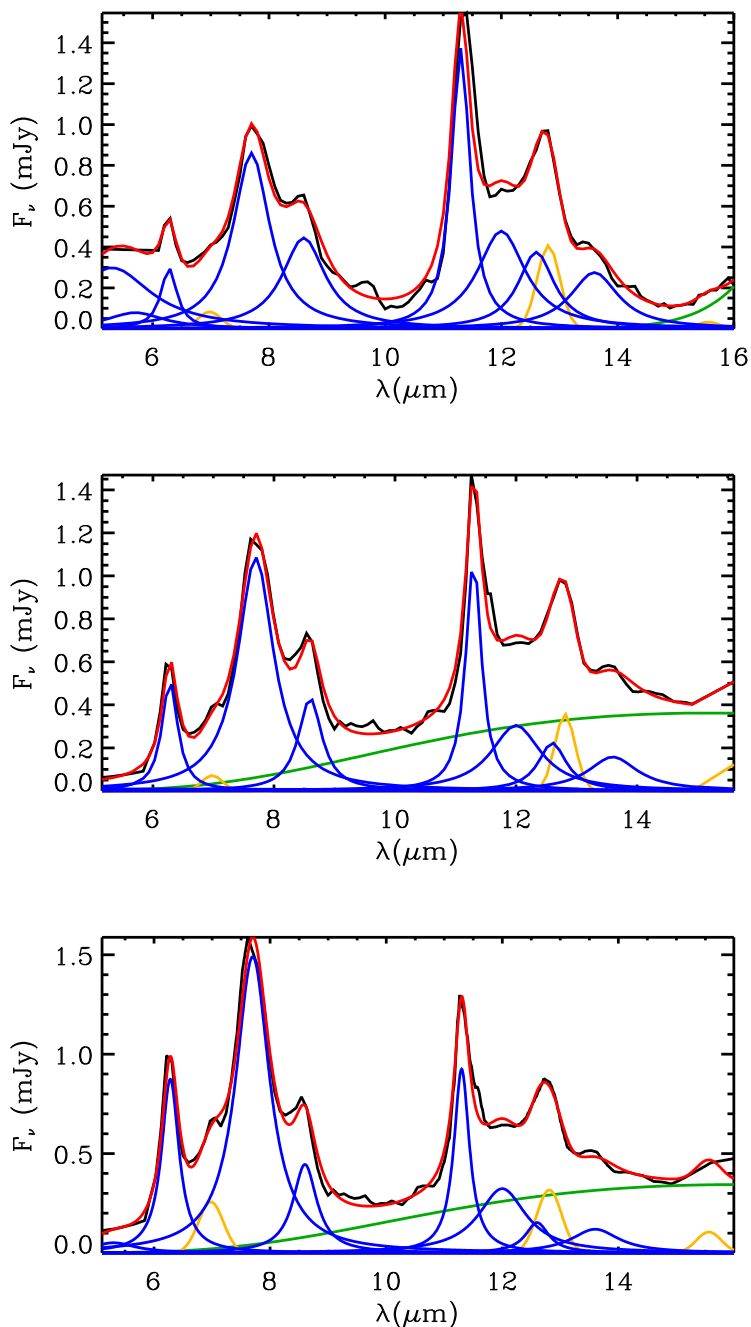


FIG. 4.12 – Présentation des décompositions spectrales obtenues pour des distributions spectrales d'énergie de  $10^9 L_{\odot}$ . bleu : PAHs. jaune : raies ioniques. vert : continu de la poussière chaude. rouge : spectre reconstitués à partir de la décomposition. noir : spectre initial. **haut** : CE, **milieu** : DH, **bas** : LDP.

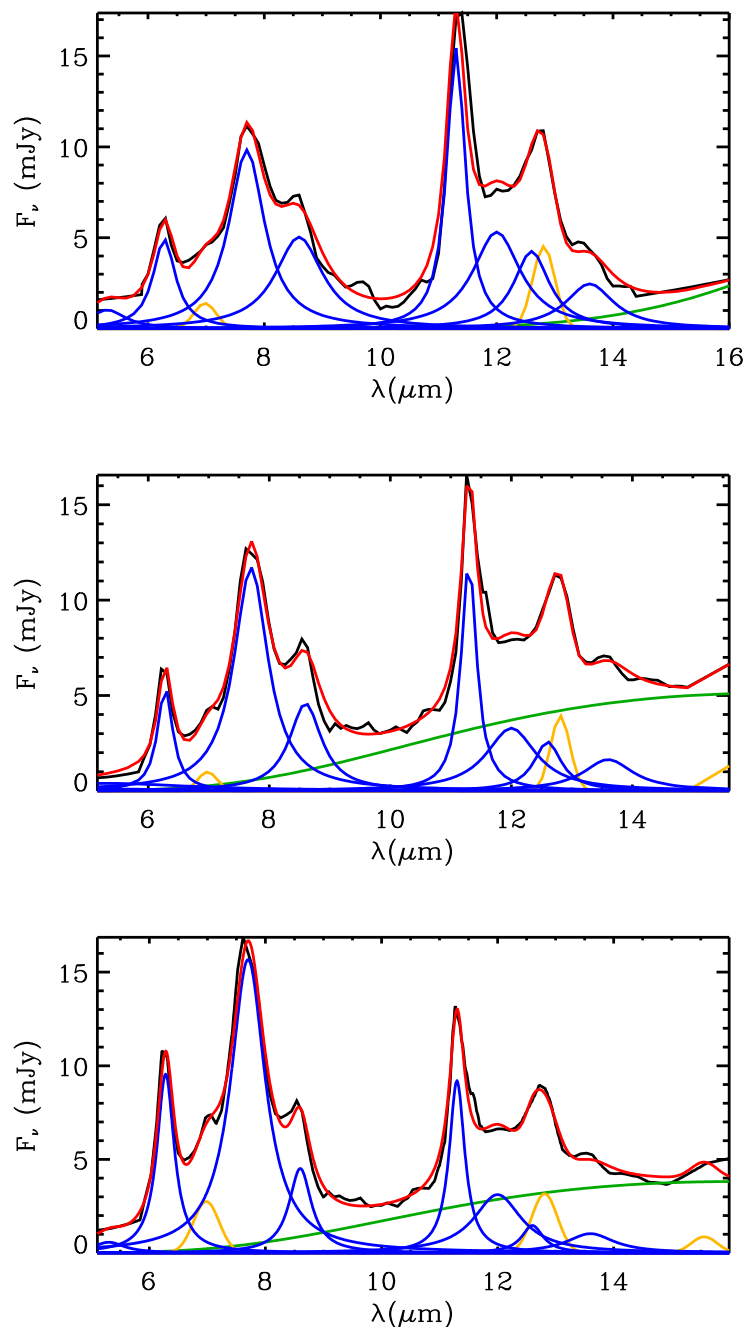


FIG. 4.13 – Présentation des décompositions spectrales obtenues pour des distributions spectrales d'énergie de  $10^{10} L_{\odot}$ . bleu : PAHs. jaune : raies ioniques. vert : continu de la poussière chaude. rouge : spectre reconstitués à partir de la décomposition. noir : spectre initial. **haut** : CE, **milieu** : DH, **bas** : LDP.

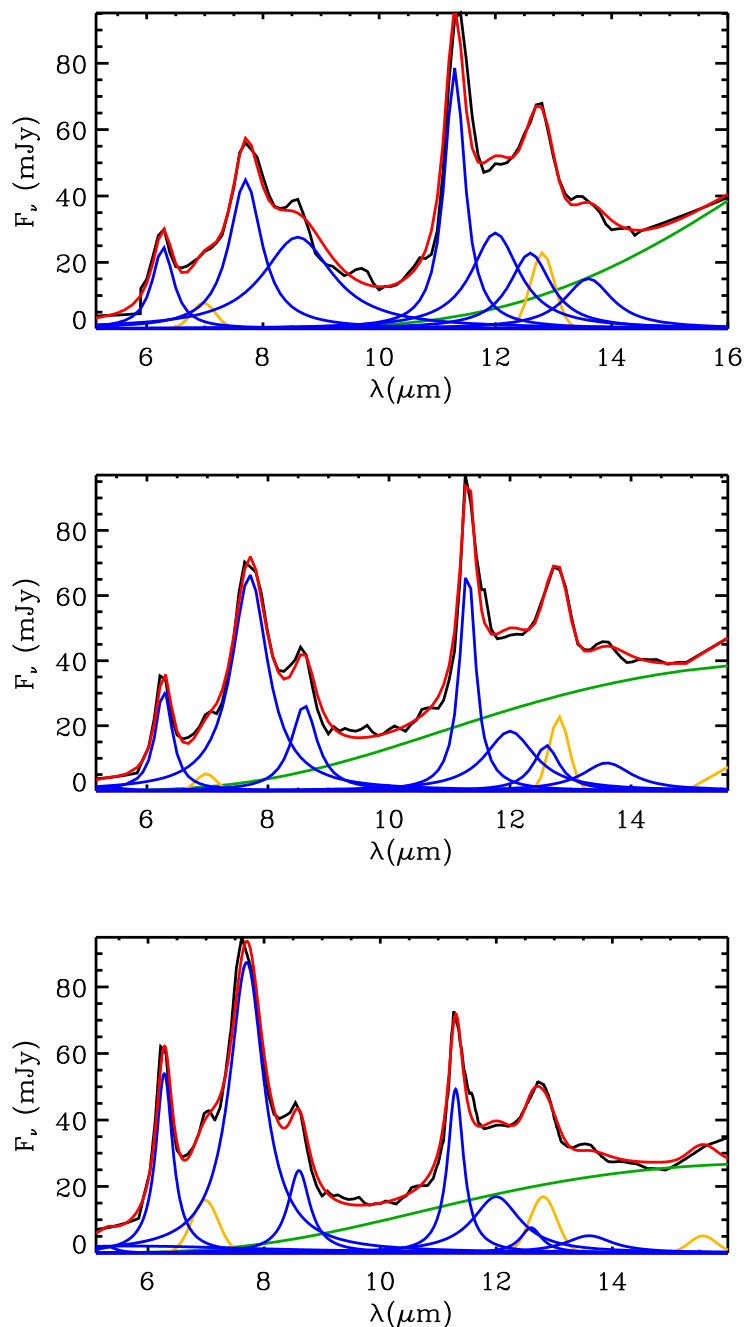


FIG. 4.14 – Présentation des décompositions spectrales obtenues pour des distributions spectrales d'énergie de  $10^{11} L_{\odot}$ . bleu : PAHs. jaune : raies ioniques. vert : continu de la poussière chaude. rouge : spectre reconstitués à partir de la décomposition. noir : spectre initial. **haut** : CE, **milieu** : DH, **bas** : LDP.

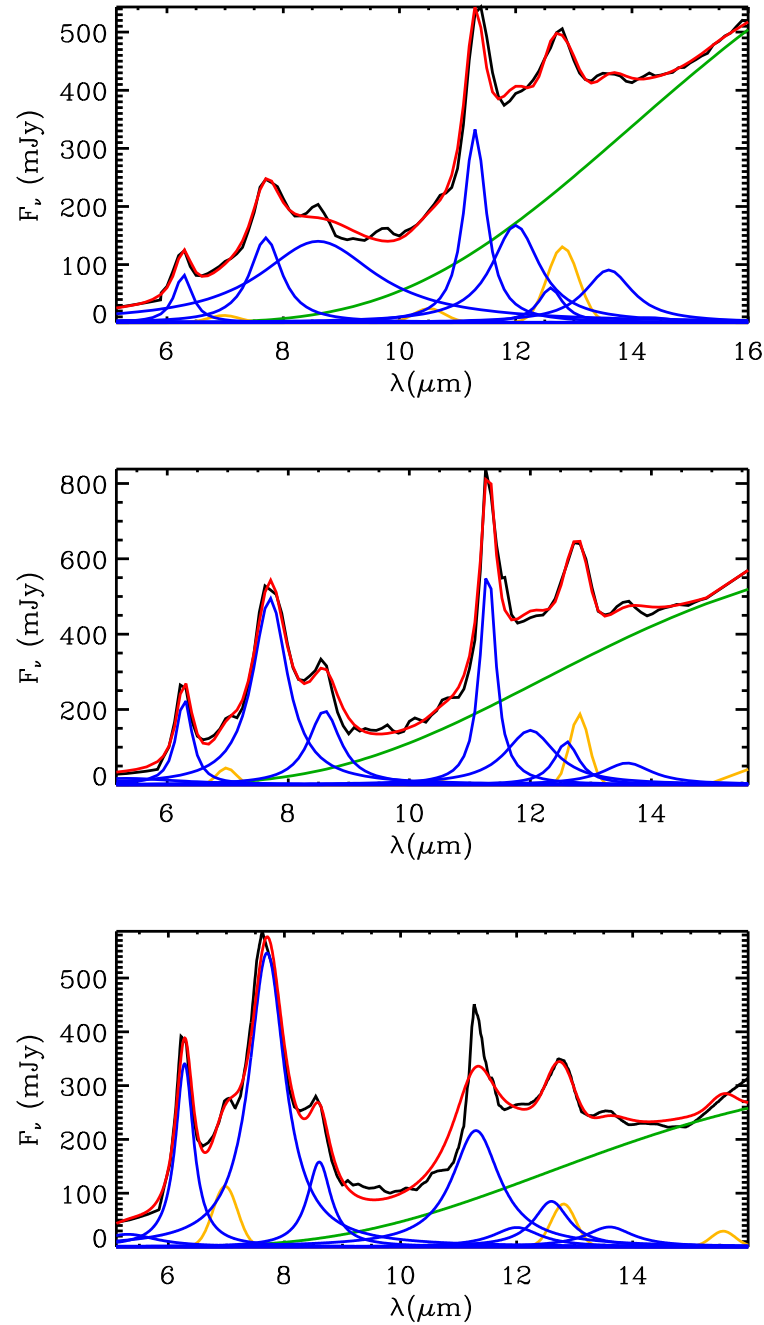


FIG. 4.15 – Présentation des décompositions spectrales obtenues pour des distributions spectrales d'énergie de  $10^{12} L_{\odot}$ . bleu : PAHs. jaune : raies ioniques. vert : continu de la poussière chaude. rouge : spectre reconstitués à partir de la décomposition. noir : spectre initial. **haut** : CE, **milieu** : DH, **bas** : LDP.

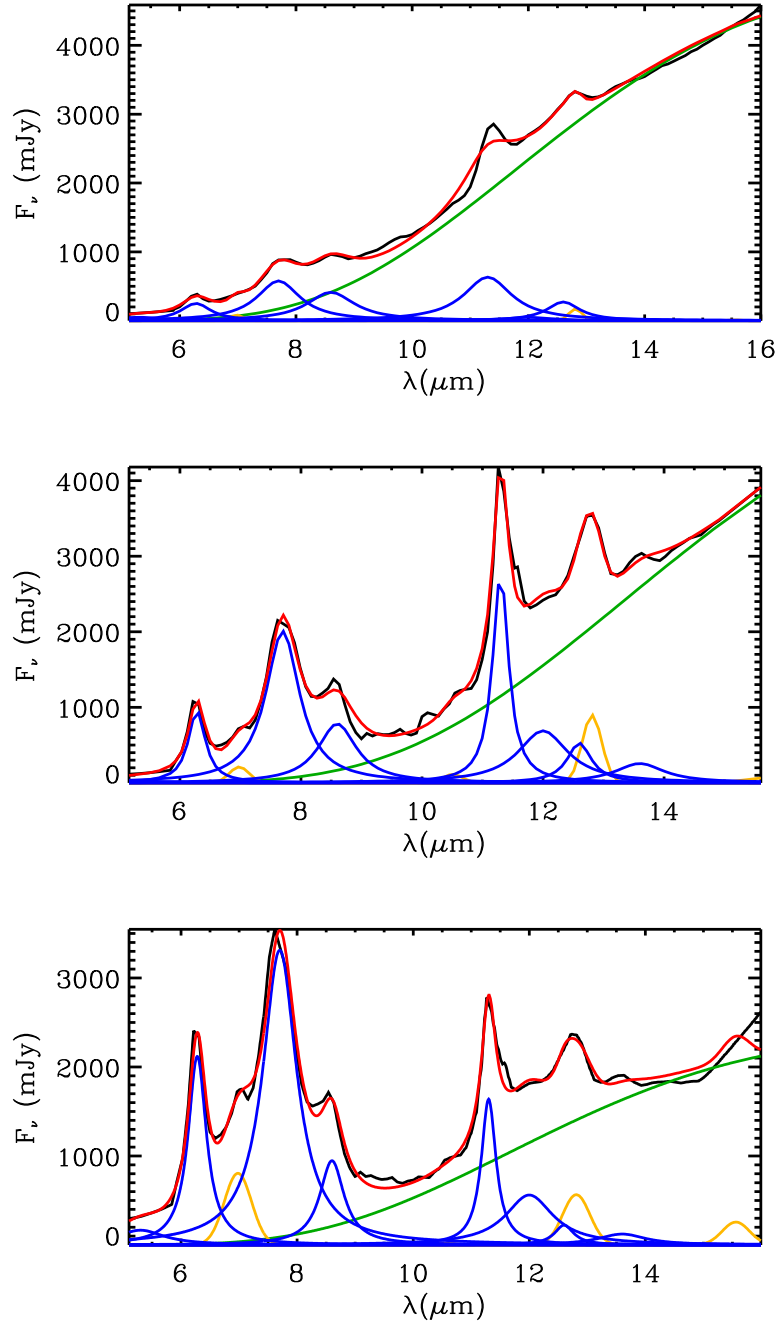


FIG. 4.16 – Présentation des décompositions spectrales obtenues pour des distributions spectrales d'énergie de  $10^{13} L_{\odot}$ . bleu : PAHs. jaune : raies ioniques. vert : continu de la poussière chaude. rouge : spectre reconstitués à partir de la décomposition. noir : spectre initial. **haut** : CE, **milieu** : DH, **bas** : LDP.

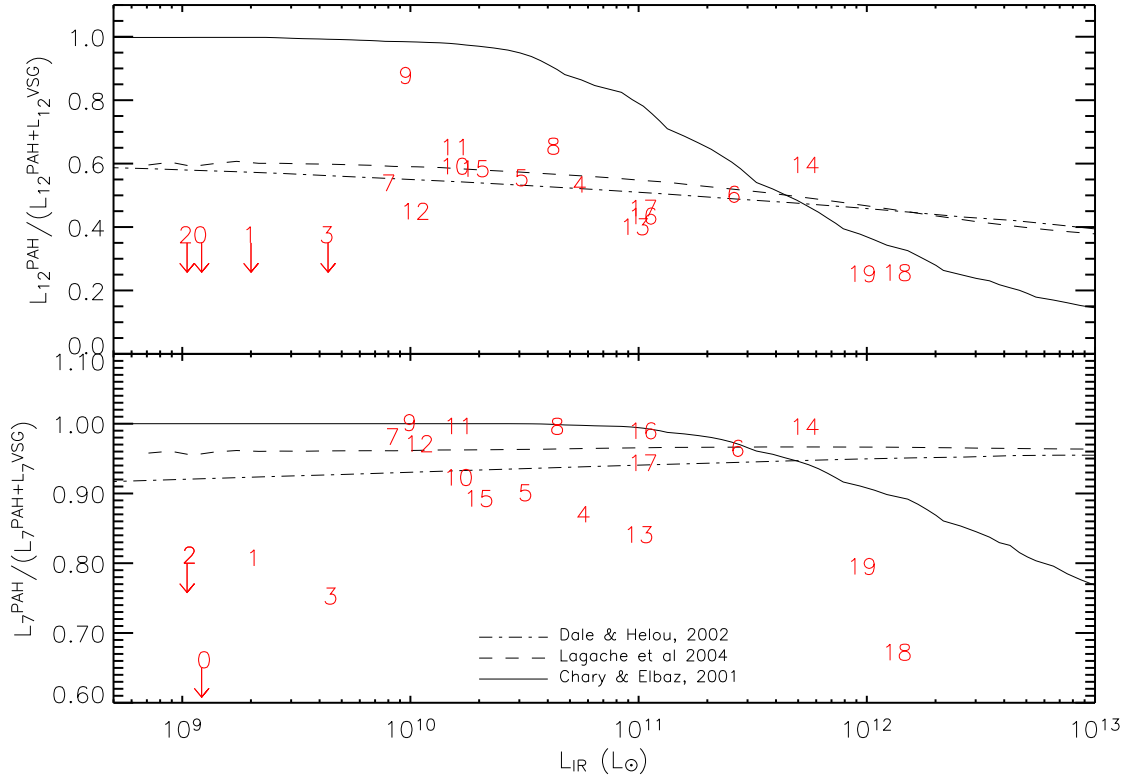


FIG. 4.17 – Présentation du rapport PAH/(PAH+VSG) à 7 et 12  $\mu\text{m}$ . **0** : SBS 0335 ( $0.03 Z_{\odot}$ ) **1** : IIZw 40 ( $0.2 Z_{\odot}$ ), **2** : NGC 5253 ( $0.2 Z_{\odot}$ ), **3** : NGC 1140 ( $0.4 Z_{\odot}$ ), **4** : NGC 520, **5** : M 51, **6** : NGC 3256, **7** : Cen A, **8** : M 82, **9** : IC 342 (central starforming region), **10** : NGC 6946, **11** : NGC 253, **12** : Circinus, **13** : NGC 1365, **14** : NGC 6240, **15** : M 83, **16** : (Mirabel *et al.* 1998, zone de recouvrement des disques des galaxies), **17** : noyau de NGC 4038 (Mirabel *et al.* 1998). Les galaxies de 4 à 17 ont une métallicité entre 0.6 et  $2 Z_{\odot}$ , alors que celle des galaxies de 0 à 3 est  $\leq 0.4 Z_{\odot}$ .

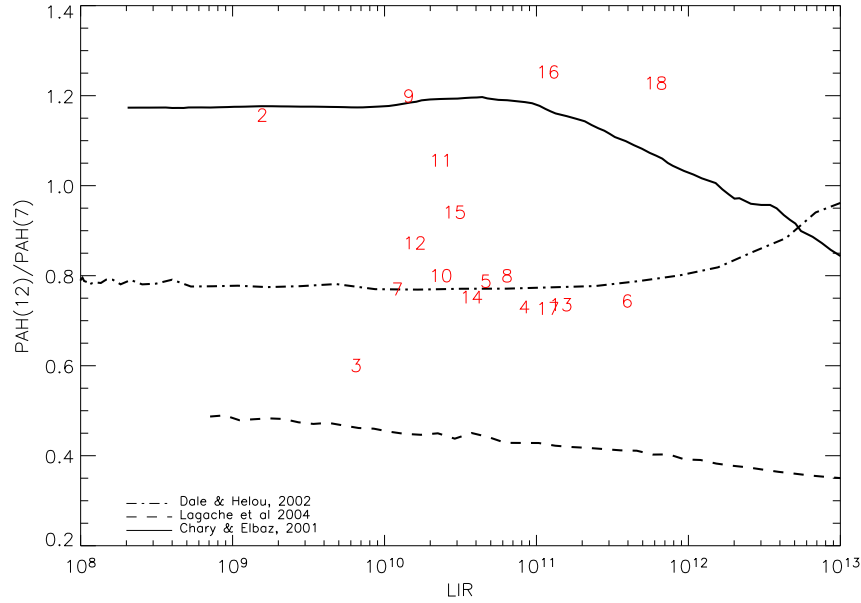


FIG. 4.18 – Présentation du rapport PAH  $7\ \mu\text{m}$  / PAH  $12\ \mu\text{m}$ . **2** ngc5253 **3** ngc1140 **4** ngc520 **5** m51 **6** ngc3256 **7** cenA **8** m82 **9** ic342 **10** ngc6946 **11** ngc253 **12** circinus **13** ngc1365 **14** ngc613 **15** m83 **16** NGC 4038/39 (Mirabel *et al.* 1998, zone de recouvrement des disques des galaxies), **17** noyau de la galaxie NGC 4038 (Mirabel *et al.* 1998) **18** NGC6240 Les galaxies de 4 à 17 ont une métallicité entre 0.6 et  $2\ Z_{\odot}$ , alors que celle des galaxies de 0 à 3 est  $\leq 0.4\ Z_{\odot}$ .

grand redshift... Il serait nécessaire de faire une étude détaillée pour déterminer une limite de ces bibliothèques en terme de métallicité et de redshift car ces objets peuvent être proches de galaxies primordiales.

### Rapport PAH $12\ \mu\text{m}$ / PAH $7\ \mu\text{m}$

Le rapport des PAHs à  $7$  et  $12\ \mu\text{m}$  (PAH7/12) est étudié figure 4.19 : CE prévoit un fort rapport PAH7/12 qui décroît avec  $L_{IR}$ . LDP montre un rapport plus faible, voisin de 0.4 qui évolue faiblement avec  $L_{IR}$ . DH montre un comportement intermédiaire entre ces deux bibliothèques. Malgré une forte dispersion des données, elles sont plus en accord avec DH. Globalement LDP prévoit un rapport trop faible.

Le rapport PAH7/12 peut s'interpréter en terme de PAHs ionisés et non ionisés comme le montre la figure 4.19 : les pics des PAHs ionisés est plus fort  $6.2$ ,  $7.7$  et  $8.6\ \mu\text{m}$ , alors que les PAHs non ionisés dominent l'émission à  $11.3$  et  $12.7\ \mu\text{m}$ . L'ionisation des PAHs varie d'une galaxie à l'autre en fonction du champ de rayonnement, certainement de la métallicité, de la géométrie de la région, de son activité de formation d'étoiles (Galliano *et al.*).

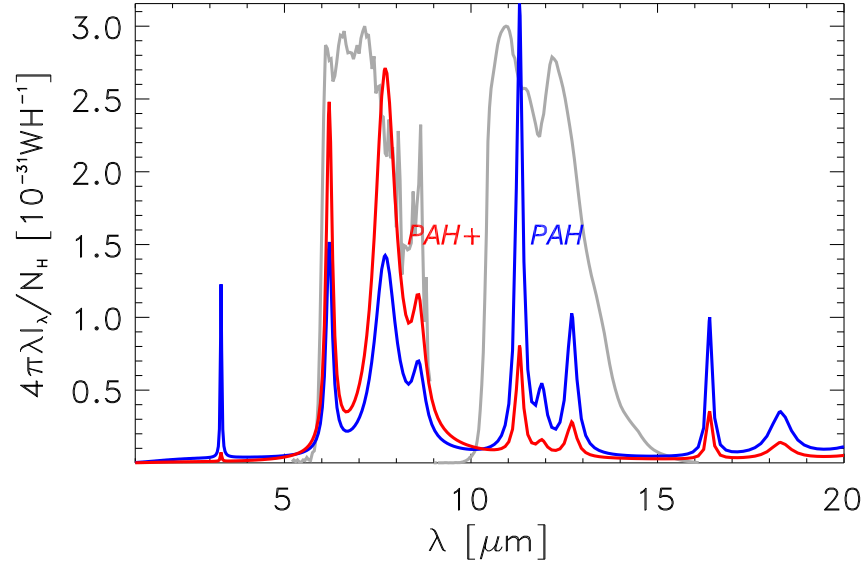


FIG. 4.19 – Décomposition des PAH en une composante ionisée (rouge) et non ionisée (bleu). Figure de Frédéric Galliano.

- En terme de rapport de composantes de poussière à 7 et 12  $\mu\text{m}$ , DH et LDP présente un meilleur accord avec les données de l'univers local.
- A forte luminosité infrarouge CE présente un continu des petits grains jusqu'à 20 % trop fort à 7  $\mu\text{m}$  et à 12  $\mu\text{m}$ . Aux petites luminosités infrarouges, il est jusqu'à 40 % trop faible à 12  $\mu\text{m}$ .
- L'effet de la métallicité peut rendre délicate l'utilisation de telles bibliothèques à grand redshift ou à des fins cosmologiques si on confirme que la métallicité joue un rôle important. Cependant les modèles peuvent être utilisés jusqu'à  $z \sim 1$  car les LIRGs et ULIRGs ont une métallicité voisine de la métallicité solaire jusqu'à ce redshift (Liang *et al* 2004).



## CHAPITRE 5

# ... à celle des galaxies lointaines.

---

### Sommaire

---

|                                                                                              |           |
|----------------------------------------------------------------------------------------------|-----------|
| <b>5.1 Catalogues utilisés</b>                                                               | <b>75</b> |
| 5.1.1 galaxies du marano field                                                               | 75        |
| 5.1.2 galaxies du GOODS-N                                                                    | 76        |
| <b>5.2 Etude des LIRGs et ULIRGs distantes</b>                                               | <b>82</b> |
| 5.2.1 Des PAH sont nécessaires dans les galaxies jusqu'à $z \sim 1$ .                        | 82        |
| 5.2.2 Les différents estimateurs de $L_{IR}$ sont cohérents entre eux jusqu'à $z \sim 1.3$ . | 82        |
| 5.2.3 Comparaison LIRGs locales LIRGs distantes                                              | 85        |
| <b>5.3 ARTICLE I :</b>                                                                       | <b>87</b> |
| <b>5.4 ARTICLE II :</b>                                                                      | <b>93</b> |

---

Etudions maintenant les LIRGs et ULIRGs distantes. Ont-elles évolué ? La première section est consacrée à la réalisation des catalogues de galaxies distantes, la seconde résume les principaux résultats obtenus dans cette comparaison et renvoie aux sections suivantes où deux articles rendent compte en détail de ces études.

### 5.1 Catalogues utilisés

#### 5.1.1 galaxies du marano field

Le Marano field est une région d'un degré carré située dans l'hémisphère sud ( $\alpha(2000)=03^h 15^m 09^s$ ,  $\delta(2000)=-55^{\circ} 13' 57''$ ). Elle a été choisie historiquement par Marano pour détecter des quasars (Marano *et al.* 1988b, Zitelli *et al.* 1992). Depuis, elle a été étudiée dans plusieurs domaines de longueur d'onde :

- domaine des X : Une image ROSAT de  $60 \times 10^3$  secondes a permis de détecter 60 AGNs qui ont été confirmés spectroscopiquement ensuite (Zitelli *et al.* 1992, Zamorani *et al.* 1999). Depuis, XMM a permis une détection de 400 sources supplémentaires (Lamer *et al.* 2003).
- domaine radio : ATCA (Australia Telescope Compact Array) a permis une détection radio à 1.4 et 2.4 GHz avec une limite de détection de 0.2 mJy (Gruppioni *et al.* 1997, 1999)
- domaine optique : des images en bande U, B, V et R ont été obtenues au NTT (Zamorani *et al.* 1999).
- domaine de l'infrarouge moyen : observation à  $15 \mu\text{m}$  avec ISOCAM.

Le champ observé par ISOCAM à  $15\ \mu\text{m}$ , a une taille  $30' \times 30'$ . Il est complet à 80 % pour les objets plus lumineux que  $250\ \mu\text{Jy}$ . La partie centrale, appelée UDSF (acronyme de *Ultra Deep Survey Firback*) a fait l'objet d'un relevé plus profond dont la limite de complétude est de 80 % à  $140\ \mu\text{Jy}$ . Cette partie centrale de taille de  $7' \times 7'$ , a donné lieu à un catalogue de 119 sources avec une limite de détection supérieure à 3 sigma.

De la spectroscopie optique a été réalisée sur 27 de ces galaxies à l'aide de FORS2 au VLT. 24 de ces sources ont un redshift spectroscopique (Liang *et al.* 2004). Ces galaxies ont été choisies parce que leur luminosité infrarouge est dominée par une flambée de formation stellaire et non par un noyau actif de galaxie<sup>1</sup>.

Pendant sa phase de test, MIPS, imageur à  $24\ \mu\text{m}$  embarqué à bord de Spitzer a observé les 2/3 du Marano field avec une limite de complétude de 80 % à  $170\ \mu\text{Jy}$ . Une intercorrélacion a été réalisée entre les 24 galaxies précédentes et le catalogue de galaxies détectées à  $24\ \mu\text{m}$ . Parmi ces 24 galaxies, 16 ont une contrepartie MIPS évidente. La distance maximale d'intercorrélacion est ici de 4 secondes d'arc. Elle se justifie de la manière suivante :

1. La largeur à mi-hauteur de la PSF<sup>2</sup> est de 4.6 secondes d'arc (Okumura 1998).
2. Les pixels physiques d'ISOCAM ont une taille de 6 secondes d'arc. Cependant la précision astrométrique de l'image finale de l'*UDSF* a pu être améliorée dans la mesure où plusieurs images du champ ont été obtenues en décalant légèrement la caméra. Des simulations sur le positionnement des sources ont été réalisées afin d'obtenir une astrométrie de l'ordre de 4 secondes d'arc. Cependant, quelques distorsions résiduelles peuvent affecter localement l'astrométrie.
3. L'image MIPS présente une très bonne astrométrie. Les différences astrométriques entre image MIPS à  $24\ \mu\text{m}$  et image optique est inférieure à 1 secondes d'arc.

Les incertitudes de positionnement des sources ISOCAM et MIPS sont donc majoritairement dues à ISOCAM. Une distance d'intercorrélacion maximale de 4 secondes d'arc peut paraître faible au regard des incertitudes évoquées ci-dessus. A l'époque où cette inter-corrélacion a été faite et où le papier correspondant a été soumis, nous n'avions pas accès à l'image MIPS. Nous n'avons donc pas pu vérifier des associations douteuses.

La figure 5.2 présente les 16 galaxies étudiées. Ce ne sont pas les galaxies les plus brillantes, mais celles qui sont responsables de l'excès de sources dans les comptages à  $15\ \mu\text{m}$  et d'une partie du fond diffus infrarouge.

Les résultats préliminaires correspondant à ces galaxies font l'objet d'une publication (Elbaz *et al.* 2005).

### 5.1.2 galaxies du GOODS-N

GOODS, acronyme de "*Great Observatories Origins Deep Survey*" est un des programmes de Spitzer (Dickinson *et al.*, in prep). Il regroupe un grand nombre d'observations de multiples instruments (IRAC, MIPS et IRS sur Spitzer, Dickinson et al, in prep, ACS, Giavalisco et al, in prep, XMM-Newton, VLT). Son but est d'étudier l'évolution des galaxies à travers leur croissance en masse, l'évolution de leurs populations stellaires ou la contribution AGN/formation d'étoiles. GOODS couvre environ 300 minutes d'arc carre, sur deux champs centrés sur le *Hubble Deep Field North (HDFN)* et le *Chandra Deep Field South (CDFS)*.

• Le *HDFN* a été choisi à haute latitude galactique ( $\alpha(2000)=12^h 36^m 49.4^s$   $\delta(2000)=62^{\text{deg}} 12' 58.0''$ ) pour les raisons suivantes :

- une extinction faible ( $E(B-V) \sim 0$ ).
- une faible densité colonne d'hydrogène ( $\log(N_H)=20.24$ ).

<sup>1</sup>cette classification a été établie à partir de détection dans les X.

<sup>2</sup>Point Spread Function

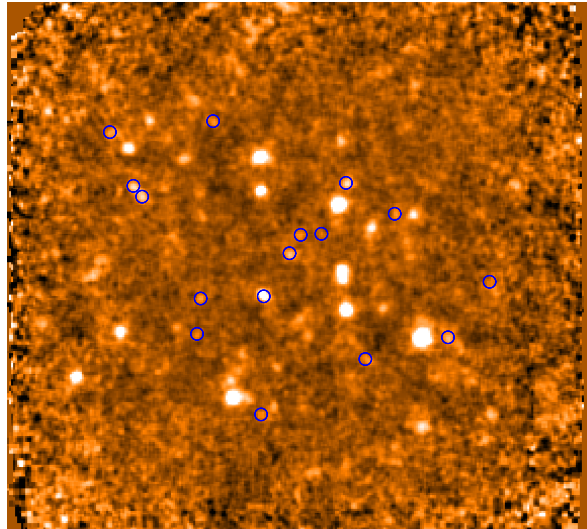


FIG. 5.1 – Image du Marano field à  $15\ \mu\text{m}$  obtenue avec ISOCAM (Elbaz et al., in prep). Les cercles bleus sont associés aux galaxies étudiées.

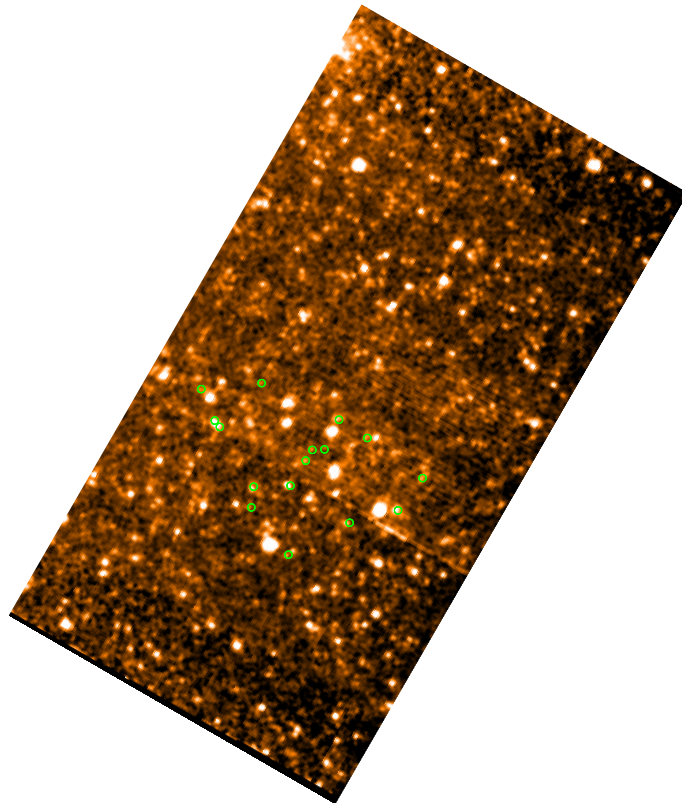


FIG. 5.2 – Image du Marano field à  $24\ \mu\text{m}$  obtenue avec MIPS (Le Floc'h et al). Les cercles verts sont associés aux galaxies étudiées.

- aucun cirrus galactique infrarouge détecté dans les cartes IRAS à 100  $\mu\text{m}$ .
- aucune galaxie proche, étoile brillante, amas de galaxies ou source intense dans les quelques degrés autour.
- champ continuellement visible dans l'hémisphère nord, ce qui a permis un suivi plus rapide par les instruments au sol et des observations HST.

4 images ont été prises par le HST pendant 10 jours consécutifs dans les bandes F300W, F450W, F606W et F814W. Elles ont une limite de détection de 27.6 (F300W), 28.1 (F450W), 28.7 (F606W) et 28.0 (F814W). Plus tard il a été étendu à des champs annexes appelées *flanking fields* pour augmenter la superficie du champ initial. Aujourd'hui, le *HDFN* est souvent associé à l'ensemble des champs. Ici, les données MIPS ont été utilisées en plus des données ISOCAM obtenues sur le champ *HDFN propre + flanking fields*.

- Le CDFS, situé dans l'hémisphère sud a été choisi dans la mesure où CHANDRA a réalisé une image très profonde de  $10^6$  secondes, mais il n'a pas été étudié par ISOCAM.

Le catalogue ISOCAM à 15  $\mu\text{m}$  du HDFN (Aussel *et al.* 1999) qui comporte 99 sources pour lesquelles le flux varie entre 86 à 355  $\mu\text{mJy}$  a été intercorrélé avec :

- le catalogue MIPS 24  $\mu\text{m}$  du champs GOODS-N centré sur le HDFN (Chary *et al.*, 2004) ; il comporte environ 5000 sources avec une densité de flux supérieure à 20  $\mu\text{Jy}$ .
- le catalogue optique de galaxies ayant un redshift spectroscopique (Giavalisco *et al.*, 2004) ; il comprend 2323 sources.
- le catalogue de galaxies détectées à 8.5 GHz et 1.4 GHz. Un catalogue à 1.4 GHz VLA a été obtenu par (Richards, 2000, Richards *et al.*, 1998). Morrison *et al.*, (in prep) a créé un nouveau catalogue en améliorant la sensibilité du catalogue initial, ce qui a augmenté le nombre de sources détectées initialement.

Tous les catalogues ont été intercorrélés en même temps.

Les distributions spectrales d'énergie calibrées sur l'univers local ne montrent pas de grosses différences entre l'émission à 15 et 24  $\mu\text{m}$  (moins d'un facteur 10) ; Même si on étudie des galaxies plus distantes avec des propriétés peut être un peu différentes, on ne s'attend pas à avoir des galaxies avec des flux à 15 et 24  $\mu\text{m}$  très différents. En conséquence, les galaxies détectées par ISOCAM, doivent aussi être détectées par MIPS avec un bon rapport signal sur bruit. Seules ont été prioritairement utilisées les galaxies MIPS avec un rapport signal sur bruit plus grand que 3 pour l'intercorrélation MIPS-CAM, (c'est à dire qu'une contrepartie MIPS à d'abord été cherchée parmi ces objets). Ceci n'est vrai que parce qu'on cherche des contreparties de sources ISOCAM et que la sensibilité d'ISOCAM est plus faible que celle de MIPS (Il existe donc un grand nombre de sources détectées par MIPS et non vues par ISOCAM). Une distance maximale d'intercorrélation de 6 secondes d'arc a été autorisée entre une source ISOCAM et sa contrepartie MIPS. Cette valeur est ici raisonnable dans la mesure où les images et les contours ISOCAM sont disponibles pour ce champ, ce qui permettra une vérification à l'oeil de toutes les sources.

Une intercorrélation CAM/optique a été réalisée sans qu'aucune contrainte ne soit apportée sur la contrepartie optique. Pourtant la k-correction d'ISOCAM empêche la détection de galaxies avec  $z \geq 1.5$ , ce qui permet souvent l'obtention d'un redshift spectroscopique. L'attribution d'une contrepartie optique à une source ISOCAM est parfois délicate dans la mesure où ces galaxies sont souvent dans des groupes ou des surdensités de galaxies. Une vérification à l'oeil est de toute façon nécessaire, ce critère sera vérifié à ce moment là.

Pour certaines galaxies, il existe une contrepartie radio à 8.5 et/ou 1.4 GHz. Comme l'astrométrie de MIPS est plus précise, les contreparties à 24  $\mu\text{m}$  ont été utilisées pour l'intercorrélation.

Quelques exemples de sources sont présentées par la suite. Pour chacune d'entre elles, la légende est la suivante :

- l'image optique en bande z du champ GOODS ; elle est issue de ACS à bord du HST.

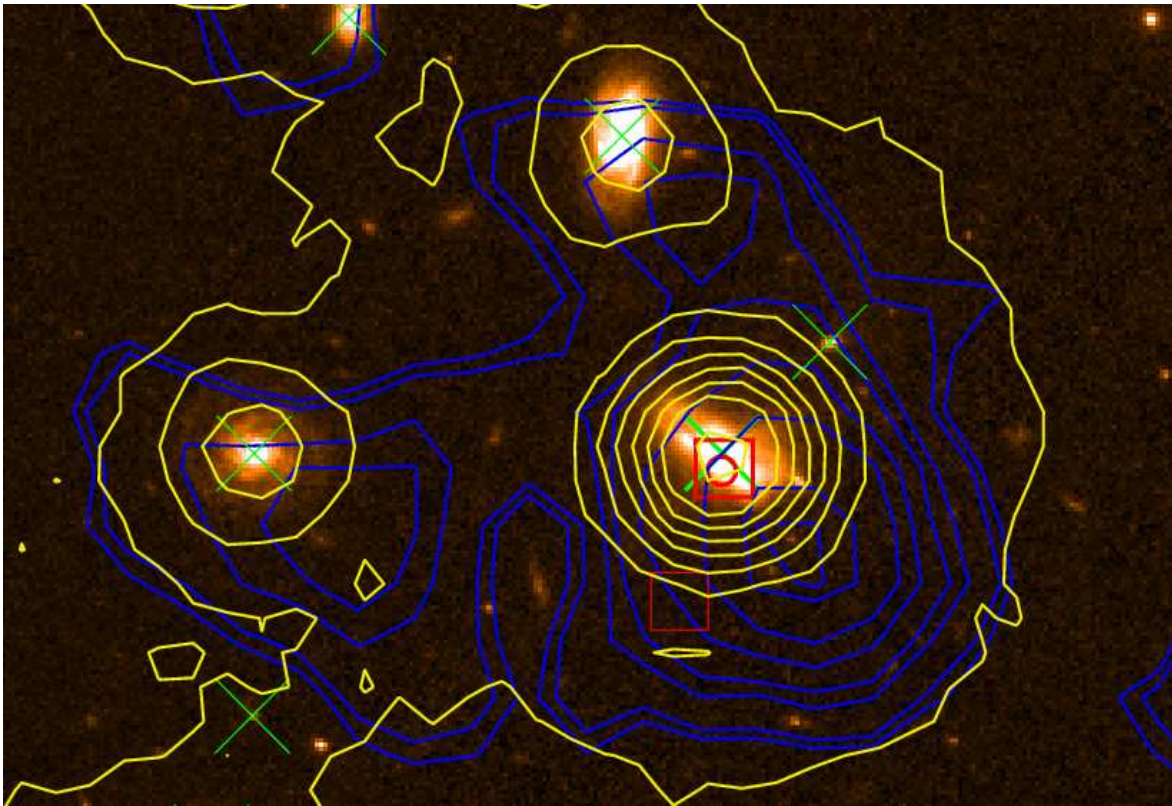


FIG. 5.3 – Source HDF-PM3-2 détectée à  $15\ \mu\text{m}$  par ISOCAM (contours bleus), à  $24\ \mu\text{m}$  par MIPS (contours jaunes), à 1.4 GHz (carré rouge), à 8.5 GHz (rond rouge). Son redshift est de 0.46 (croix verte). L'image a une taille de  $33'\times 17'$ .

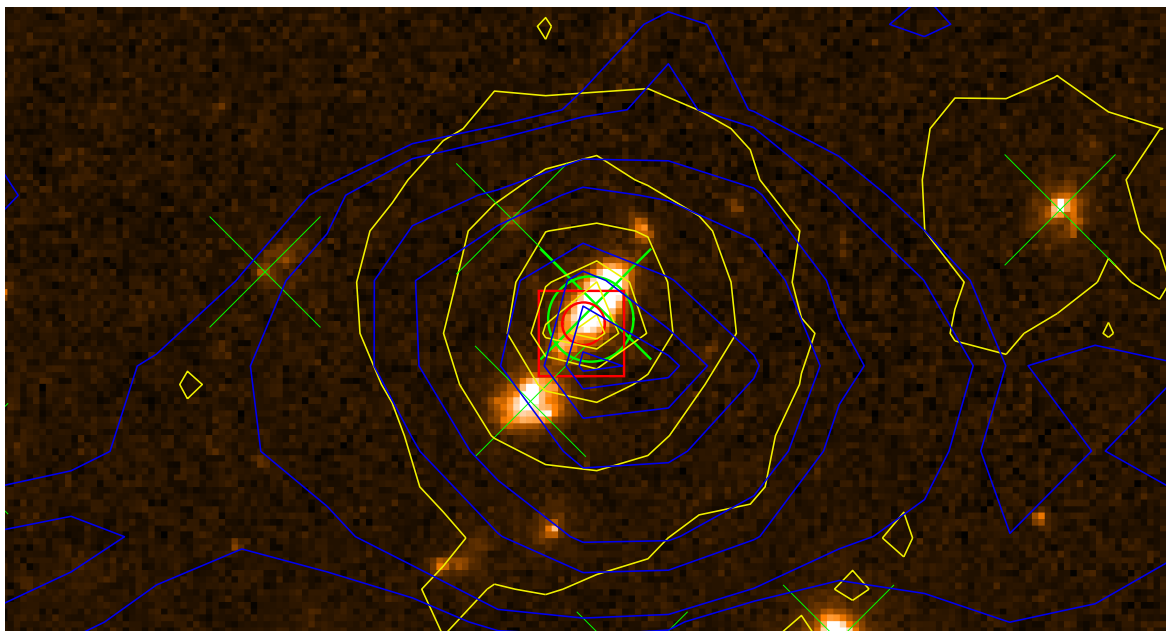


FIG. 5.4 – Source HDF-PM3-15 détectée à  $15\ \mu\text{m}$  par ISOCAM (contours bleus), à  $24\ \mu\text{m}$  par MIPS (contours jaunes), à 1.4 GHz (carré rouge), à 8.5 GHz (rond rouge). Les croix vertes sont associées à des sources qui ont un redshift spectroscopique. L'image a une taille de  $11' \times 7'$ .

- les contours de l'image MIPS sont superposés en jaune.
- les contours de l'image ISOCAM sont superposés en bleu.
- le carré rouge est associé à une détection à 1.4 GHz (lorsqu'elle existe).
- le rond rouge est associé à une détection à 8.5 GHz (lorsqu'elle existe).
- la croix verte est associée à un redshift spectroscopique.

Le figure 5.3 présente une source pour laquelle aucun problème n'apparaît vraiment. On peut voir un décalage de 3.85 secondes d'arc entre l'image ISOCAM et MIPS, lié à la distorsion résiduelle. Les contours ISOCAM et MIPS sont presque circulaires, ce qui tend à montrer qu'il n'y a qu'une seule source détectée dans les deux images infrarouges. En tenant compte de l'incertitude liée à l'astrométrie, on peut conclure qu'une galaxie et une seule est détectée par MIPS, ISOCAM ; elle possède un redshift spectroscopique de 0.46, un flux à 1.4 et 8.5 GHz.

La figure 5.4 montre un problème fréquemment rencontré pour les galaxies ISOCAM. Ici, deux contreparties optiques de la source ISOCAM sont possibles, elles sont situées à moins de 2.8 secondes d'arc l'une de l'autre et sont en interaction ( $z = 0.5560$  et  $0.5563$ ). Les contours MIPS et ISOCAM sont relativement circulaires, ce qui laisse présager qu'une des deux sources seulement émet dans l'infrarouge moyen. Laquelle ? Comme l'image MIPS a une meilleure astrométrie, elle va nous guider. Les contours MIPS sont centrés sur la galaxie du haut : c'est elle qui va être considérée comme la contrepartie optique. Comme les deux sources optiques ont le même redshift, une telle erreur d'identification n'est pas vraiment problématique pour notre étude.

Les principaux problèmes rencontrés sont :

- Sources ISOCAM ou/et MIPS blindée(s) : Une source ISOCAM ou MIPS est dite blindée lorsque ses contours ne sont pas circulaires et qu'ils se décomposent en deux ou plusieurs lobes situés à quelques secondes d'arc les uns des autres. On retrouve souvent des sources optiques près de ces lobes. Il est alors nécessaire de ré-étudier soigneusement les multiples sources

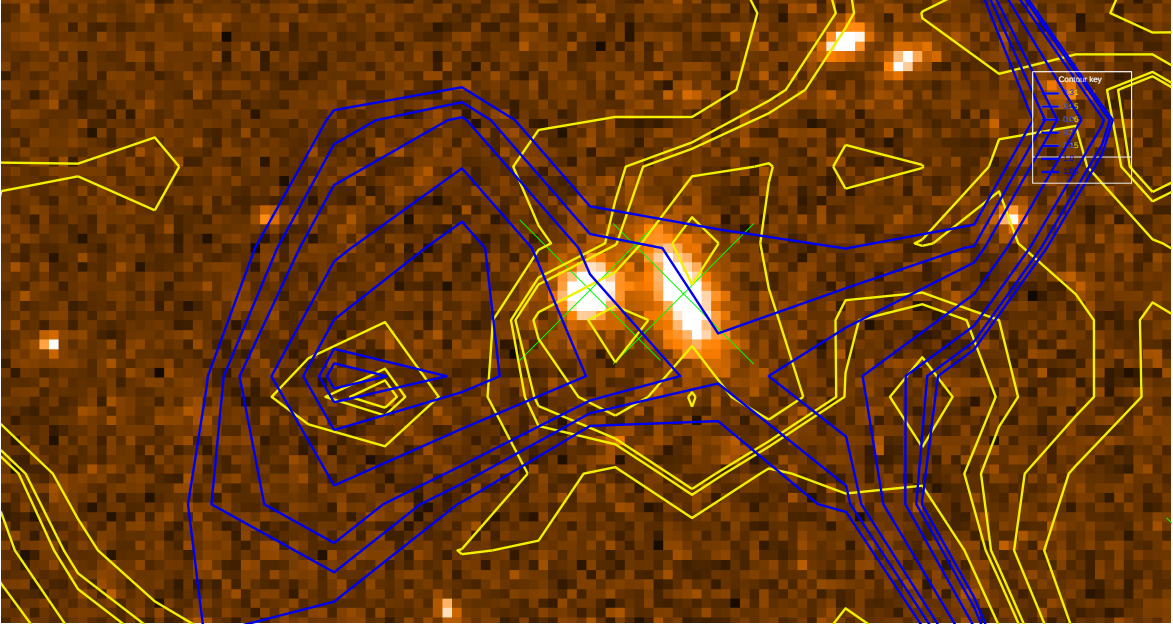


FIG. 5.5 – Source détectée à  $15\ \mu\text{m}$  par ISOCAM (contours bleus), à  $24\ \mu\text{m}$  par MIPS (contours jaunes), à  $1.4\ \text{GHz}$  (carré rouge), à  $8.5\ \text{GHz}$  (rond rouge). Les croix vertes sont associées à des sources qui ont un redshift spectroscopique. L'image a une taille de  $11' \times 7'$ .

en leur attribuant un flux (Aussel *et al.* 1999). Sinon, ces sources doivent être éliminées du catalogue.

- Plusieurs sources optiques possibles : Un exemple idéal a été présenté précédemment. Il existe des cas similaires avec des contreparties optiques beaucoup moins évidentes. La sensibilité d'ISOCAM favorise des galaxies brillantes situées à un redshift  $z \leq 1.5$  comme contrepartie optique. Bien sur il y a des exceptions, mais il est raisonnable de penser que si plusieurs galaxies optiques sont situées à moins de 6 secondes d'arc de la source ISOCAM, les galaxies brillantes et plus proches seront statistiquement plus probables comme contreparties. Cependant, le moindre doute sur la contrepartie optique qui influençait le redshift a conduit à supprimer la source du catalogue final.

- Pas de redshift spectroscopique : nous n'avons pas utilisé de redshift photométrique. Les redshifts photométriques (c'est à dire des redshifts estimés à partir d'ajustement de distributions spectrales d'énergies) sont statistiquement fiables sur un échantillon de galaxies mais pas assez pour des galaxies individuelles. Nous n'avons gardé que les galaxies ISOCAM ayant une contrepartie optique avec un redshift spectroscopique.

La source associée à l'image 5.5 montre un exemple de source à éliminer : la source MIPS est blindée car elle montre deux sous-systèmes très proches de deux sources optiques alors qu'une seule source est présente dans le catalogue final à  $24\ \mu\text{m}$ . La source ISOCAM ne montre pas de contours circulaires, ce qui laisse présager la contribution de plusieurs sources au flux à  $15\ \mu\text{m}$ . On ne sait pas trop si on doit attribuer la source ISOCAM aux sources optiques situées à 3.8 secondes d'arc du centre du contour ISOCAM car il est superposé à une source très faible, sans contrepartie optique et détectée par MIPS. De plus les sources optiques ont des redshifts très différents, à savoir 0.35 et 1. C'est une source à éliminer.

Les AGNs détectés par Fadda *et al.* (2002) ont été retirés de ce catalogue. Le catalogue final est composé de 59 galaxies.

## 5.2 Etude des LIRGs et ULIRGs distantes

Les deux échantillons de galaxies présentés précédemment ont servi à étudier les propriétés des LIRGs et ULIRGs distantes dans l'infrarouge moyen. Plusieurs questions se posent en effet, notamment depuis le lancement de Spitzer : Peut-on toujours utiliser les distributions spectrales d'énergie calibrées dans l'univers local pour les galaxies distantes ?

Est ce que leurs modélisations dans l'infrarouge moyen sont encore valables ? A-t-on une idée d'où s'arrête cette validité ?

Comment se comparent les galaxies distantes et lointaines dans le domaine de l'infrarouge moyen ?

Peut on détecter une évolution entre les LIRGs distantes et locales ?

*Les résultats concernant l'évolution des propriétés des LIRGs et des ULIRGs dans l'infrarouge moyen sont présentés ci-dessous. L'article intitulé "Observational evidence of the presence of PAHs in distant Luminous Infrared Galaxies using ISO and Spitzer" est publié dans A&A. Il est présenté dans la section 5.3. L'article intitulé "Mid infrared properties of distant infrared luminous galaxies" est soumis à A&A. Il est présenté en section 7.8*

*Cette section présente un résumé des principaux résultats mis en évidence.*

### 5.2.1 Des PAH sont nécessaires dans les galaxies jusqu'à $z \sim 1$ .

Une étude préliminaire des galaxies du Marano field a été publiée dans l'article intitulé "Observational evidence of the presence of PAHs in distant Luminous Infrared Galaxies using ISO and Spitzer" présenté à la section 5.3 .

*Pour la plupart des galaxies étudiées, des PAHs à  $7 \mu\text{m}$  sont nécessaires pour expliquer que les densités de flux à  $15 \mu\text{m}$  soient supérieures à celles à  $24 \mu\text{m}$ . Ces densités de flux correspondent à une émission à  $8$  et  $12 \mu\text{m}$  dans le référentiel au repos pour des galaxies à  $z \sim 1$ . Ceci montre que les PAHs sont présents à ces redshifts. Ceci avait déjà été suggéré indirectement par les comptages MIPS à  $24 \mu\text{m}$  (Lagache et al. 2004), mais cette étude l'a montré plus directement sur un petit nombre de galaxies. Cependant les PAHs dans ces galaxies peuvent avoir des propriétés un peu différentes ou un peu plus de silicates et doivent être étudiés plus précisément.*

### 5.2.2 Les différents estimateurs de $L_{IR}$ sont cohérents entre eux jusqu'à $z \sim 1.3$ .

Cette partie aborde la première série de questions : dans l'univers local, les distributions spectrales d'énergie sont utilisées pour déduire une luminosité infrarouge totale à partir d'une seule densité de flux. Sur tout le domaine de luminosité infrarouge, cette méthode amène une incertitude de l'ordre de 40 %, mais elle est un peu supérieure dans le domaine des LIRGs

et des ULIRGs. Nous allons vérifier si cette méthode peut toujours être utilisée à plus grand redshift.

La luminosité peut être estimée de trois manières différentes :

1. *Utilisation d'un flux à 15  $\mu\text{m}$  et des librairies présentées au chapitre précédent* : on suppose qu'un seul flux donné à une longueur d'onde donnée permet de déterminer la distribution spectrale d'énergie d'une galaxie et sa luminosité infrarouge ; cette propriété étant étendue à tout le domaine de l'infrarouge moyen. Le spectre de la librairie qui correspondrait au spectre de l'objet est celle qui minimise le  $\chi^2$  : tous les spectres de la librairie sont mis au redshift de la source ; les flux dans la bande spectrale considérée sont calculés pour tous les spectres ; le spectre de l'objet est défini comme le spectre de la bibliothèque pour lequel le  $\chi^2$  est le plus faible ; le spectre obtenu est ensuite normalisé à la valeur observée.
2. *Utilisation de flux à 15 et 24  $\mu\text{m}$  et des librairies présentées au chapitre précédent* : La seule différence réside dans le  $\chi^2$  où deux flux sont introduits. Comme les flux MIPS à 24  $\mu\text{m}$  ont une barre d'erreur plus faible que les flux d'ISOCAM, le  $\chi^2$  est dominé par le flux à 24  $\mu\text{m}$ .
3. *Utilisation d'un flux radio à 1.4 ou 8.5 GHz* : La corrélation présentée dans le chapitre 2 qui relie la luminosité dans l'infrarouge lointain  $L_{FIR}$  et la luminosité à 1.4 GHz,  $L_{1.4GHz}$  à travers le paramètre  $q$ <sup>3</sup> est ici utilisée.  $L_{FIR}$  peut être converti en  $L_{IR}$  en utilisant la relation  $L_{IR} = 1.91 \pm (0.17) \times L_{FIR}$  (?). (Yun *et al.* 2001, Condon 1992) ont montré que  $q = 2.34 \pm 0.01$ . (Elbaz *et al.* 1999, Appleton, P.N. 2004) Elbaz *et al.*, 1999 ont montré que les galaxies jusqu'à  $z \sim 1$  suivait cette corrélation avec une dispersion plus large.

Les deux premières méthodes permettent de comparer les densités de flux à 15 et 24  $\mu\text{m}$  comme estimateur de  $L_{IR}$ . La troisième méthode va plutôt servir de référence<sup>4</sup>. Pour les méthodes 1 et 2, la luminosité infrarouge a été estimée à partir des trois librairies. Une comparaison des trois méthodes est présentée dans l'article intitulé *Mid infrared properties of distant infrared luminous galaxies from GOODS* à la section 5.3. Un résumé des résultats est présenté ci dessous :

Soit :

- $L_{IR}^{radio}$ , la luminosité infrarouge déduite de la radio à 1.4 et/ou 8.5 GHz.
- $L_{IR}^{15}$ , la luminosité infrarouge déduite de la densité de flux à 15  $\mu\text{m}$ .
- $L_{IR}^{24}$ , la luminosité infrarouge déduite de la densité de flux à 15 et 24  $\mu\text{m}$  mais dominée par la valeur à 24  $\mu\text{m}$ .

On constate que les différentes méthodes donnent des luminosités infrarouges cohérentes entre elles pour DH et CE (figure 5 du papier "Mid infrared properties of distant infrared luminous galaxies from GOODS"), ce qui tend à montrer que l'émission de ces galaxies dans l'infrarouge moyen n'a pas trop évolué et peut toujours être utilisée comme traceur de  $L_{IR}$  à plus grand redshift :

<sup>3</sup>Pour rappel :

$$q = \log_{10} \left( \frac{L_{FIR}(W)}{3.75 \times 10^{12} (Hz)} \frac{1}{L_{1.4GHz}(WHz^{-1})} \right) \quad (5.1)$$

<sup>4</sup>Cette référence n'est qu'une référence de substitution dans la mesure où seule l'estimation de  $L_{IR}$  à partir de l'infrarouge lointain serait une technique de référence même si les galaxies distantes semblent suivre la corrélation  $L_{FIR}$ - $L_{1.4GHz}$ . De plus, la relation  $L_{FIR}$ - $L_{IR}$  a été établie dans l'univers local.

• comparaison de  $L_{IR}^{15}$  et  $L_{IR}^{24}$  :

*Pour les LIRGs et les ULIRGs de l'échantillon, la bibliothèque de Dale & Helou donne les meilleurs résultats avec un écart de l'ordre de 40 % entre les différentes luminosités infrarouges déduites de 15 et 24  $\mu$ m. Cette dispersion est du même ordre de grandeur que la dispersion entre les luminosités infrarouges déduites du MIR et des données IRAS pour les galaxies locales. Elle est homogène pour les LIRGs et les ULIRGs avec cette bibliothèque (figure 5 du papier).*

*Par contre la librairie Chary & Elbaz conduit à une surestimation de 30 % de  $L_{IR}^{15}$  par rapport à  $L_{IR}^{24}$  et à une dispersion plus grande ( $L_{IR}^{15}/L_{IR}^{24}=1.3^{+0.9}_{-0.6}$  dernière ligne du tableau 2 de l'article). Ceci s'interprète par une sous estimation des densités de flux autour de 8  $\mu$ m par rapport aux densités de flux à 12  $\mu$ m dans le référentiel de l'observateur.*

*La librairie LDP conduit à une estimation de LIR qui varie d'un facteur 2 suivant qu'on utilise la densité de flux à 15 ou 24  $\mu$ m. Ceci s'explique par un flux à 7  $\mu$ m trop fort et un flux à 12  $\mu$ m trop faible ; ceci s'était traduit par une couleur R7/15 en désaccord avec l'échantillon de galaxies locales au chapitre précédent.*

• comparaison de  $L_{IR}^{15}$ ,  $L_{IR}^{24}$  et  $L_{IR}^{radio}$  :

*L'écart entre les luminosités est de 40 % lorsqu'on compare  $L_{IR}^{radio}$  et  $L_{IR}^{24}$  déduit de DH ou CE, alors qu'il monte jusqu'à 100 % si on compare  $L_{IR}^{radio}$  à  $L_{IR}^{15}$  en utilisant CE (table1). Donc les densités de flux à 24  $\mu$ m sont de meilleurs estimateurs de  $L_{IR}$  que les densités de flux à 15  $\mu$ m.*

*Dans le domaine de redshift [0-1], le flux à 15  $\mu$ m dans le référentiel au repos d'une galaxie est associé à l'absorption des silicates et aux queues des lorentziennes des PAHs à 9.7  $\mu$ m à  $z \sim 0.5$  et principalement à l'émission des PAHs à  $z \sim 0$  ou 1. L'absorption des silicates n'est pas très bien connue et n'est pas modélisée dans les distributions spectrales d'énergie. Les décompositions spectrales du chapitre précédent ont d'ailleurs été réalisées de manière satisfaisante sans silicate en absorption. Mais si des silicates sont présents dans les galaxies, ils peuvent être responsable d'une certaine dispersion. A 24  $\mu$ m la situation est bien différente dans la mesure où l'émission est associée aux poussières chaudes pour  $z \leq 1.2$ , qui sont bien prises en compte dans les modèles.*

*Il est cependant nécessaire d'améliorer la modélisation des librairies autour de 10  $\mu$ m car les galaxies observées à plus grand redshift à 24  $\mu$ m vont avoir une émission dans le domaine des silicates dans le référentiel au repos.*

Pour essayer de mieux comprendre cet écart entre  $L_{IR}^{15}$  et  $L_{IR}^{24}$ , nous avons essayé de comparer directement les propriétés dans l'infrarouge moyen des galaxies locales et distantes à partir de diagramme luminosité luminosité.

### 5.2.3 Comparaison LIRGs locales LIRGs distantes

Comme on l'a vu précédemment, les LIRGs et les ULIRGs n'ont pas énormément évolué en terme de propriétés dans l'infrarouge moyen. La k-correction va ici être utilisée afin de comparer l'absorption des silicates, l'émission des PAH et le continu des petits grains pour les galaxies locales et distantes. Le but de cette section est de comparer directement les LIRGs/ULIRGs locales et distantes. Cette étude est présentée en détail dans la section 5 du papier intitulé "*Mid infrared properties of distant infrared luminous galaxies from GOODS*". Un résumé des résultats est présenté ci dessous :

• **Etude de l'évolution de la luminosité à  $12 \mu\text{m}$  ( $L_{12}$ ) en fonction de celle à  $7 \mu\text{m}$  ( $L_7$ ) dans le référentiel au repos des galaxies locales et distantes :**

- Nous avons sélectionné les galaxies distantes situées dans le domaine de redshift 0.8-1.25 pour que leurs flux à  $24 \mu\text{m}$  MIPS ( $15 \mu\text{m}$  ISOCAM LW3) correspondent à un flux à  $12 \mu\text{m}$  IRAS ( $7 \mu\text{m}$  ISOCAM) dans leur référentiel propre.
- Pour les galaxies locales, ces deux luminosités correspondent aux filtres IRAS à  $12 \mu\text{m}$  et ISOCAM-LW2 à  $7 \mu\text{m}$  <sup>5</sup>.

Les figures 7 de l'article correspondent à cette étude.

• **Etude de l'évolution de la luminosité à  $15 \mu\text{m}$  ( $L_{15}$ ) en fonction de celle à  $10 \mu\text{m}$  ( $L_{10}$ ) dans le référentiel au repos des galaxies locales et distantes :**

- La k-correction nous impose de prendre des galaxies situées à  $0.4 \leq z \leq 0.8$ . L'émission à  $10 \mu\text{m}$  est centrée sur l'absorption des silicates, celle à  $15 \mu\text{m}$  sur le continu des petits grains. Ce domaine est très critique car les silicates sont mal pris en compte dans les modèles, et les bibliothèques n'ont pas été contraintes à cette longueur d'onde.
- Pour les galaxies locales, ces deux luminosités correspondent au filtre ISOCAM à  $15 \mu\text{m}$  et à un nouveau filtre dont le flux a été construit à partir des flux à  $15$  et  $12 \mu\text{m}$  avec les filtres ISOCAM et IRAS<sup>6</sup>.

Les figures 8 de l'article présentent la corrélation  $L_{10}$ - $L_{15}$  pour ces galaxies locales et distantes.

---

<sup>5</sup>Une correction liée au fait que les deux systèmes de filtre ne sont pas rigoureusement les mêmes a été appliquée

<sup>6</sup>Une correction liée au fait que les deux systèmes de filtre ne sont pas rigoureusement les mêmes a été appliquée

Résultats :

- Les galaxies locales et distantes présentent des propriétés très similaires comme le montre les figures 7 et 8. Les galaxies distantes sont plus lumineuses, mais ceci est lié à un biais observationnel. Elles sont dans le prolongement des ajustements réalisés pour les galaxies locales en terme de  $L_7$  versus  $L_{12}$  et  $L_{10}$  versus  $L_{15}$ .

- Une comparaison avec les trois bibliothèques précédentes montre que celle de Dale & Helou présente le meilleur accord avec les données, celle de Chary & Elbaz surestime  $L_{12}/L_7$ , alors que celle de Lagache, Dole & Puget sousstime  $L_{12}/L_7$  et surestiment  $L_{10}/L_{15}$ .

- Une étude détaillée des galaxies distantes montre une légère évolution des propriétés des galaxies en terme de rapport de  $L_7/L_{12}$  et  $L_{10}/L_{15}$ . En effet, les galaxies locales présentent un  $L_{10}/L_{15}$  et un  $L_{12}/L_7$  plus petits.

Plusieurs hypothèses peuvent expliquer ce comportement : l'évolution du rapport  $L_7/L_{12}$  peut être associée à des PAH plus ionisés. J'ai déjà évoqué ce point au chapitre précédent pour expliquer les variations des rapports de PAH à 7 et 12  $\mu\text{m}$ . Une ionisation plus forte des PAHs peut venir d'une métallicité plus faible, d'une géométrie de la région de formation d'étoiles différente ou de la taille des grains.

L'évolution du rapport  $L_{10}/L_{15}$  peut être associée à une présence plus forte des silicates en absorption dans les galaxies à flambée de formation d'étoiles distantes. Dans l'univers local, ils ne sont facilement détectables que pour des galaxies présentant un noyau actif ou des galaxies peu métalliques, là où les PAHs sont plus faibles. Ils sont difficiles à mettre en évidence dans les spectres des galaxies à flambée de formation d'étoiles locales (Sturm et al voir article) à cause des forts pics de PAH détectés de part et d'autres de l'absorption à 10  $\mu\text{m}$ ; ce qui peut conduire à une surestimation de cette absorption. D'ailleurs aucune absorption des silicates n'a été introduite au cours de la décomposition des spectres des modèles dans le chapitre précédent. Par contre, si les galaxies distantes sont plus compactes, elles peuvent produire une absorption plus forte des silicates suivant la géométrie des poussières.

Cependant cette étude ne porte que sur des bandes larges MIPS, ISO ou IRAS. Des spectres IRS de tels objets sont désormais nécessaires pour étudier plus en détails ces différents points. C'est d'ailleurs le but d'une des propositions d'observation Spitzer soumise et acceptée dans le cadre de GOODS. Cependant la sensibilité d'IRS ne permet de sonder que les ULIRGs et

les LIRGs les plus lumineuses.

### 5.3 ARTICLE I :

“Observational evidence for the presence of PAHs in distant Luminous Infrared Galaxies using ISO and Spitzer”.

publié dans A&A.



A&A 434, L1–L4 (2005)  
 DOI: 10.1051/0004-6361:200500095  
 © ESO 2005

**Astronomy  
&  
Astrophysics**

Letter to the Editor

## Observational evidence for the presence of PAHs in distant Luminous Infrared Galaxies using ISO and *Spitzer*

D. Elbaz<sup>1</sup>, E. Le Floc'h<sup>2</sup>, H. Dole<sup>3</sup>, and D. Marcillac<sup>1,\*</sup>

<sup>1</sup> DSM/DAPNIA/Service d'Astrophysique, CEA/SACLAY, 91191 Gif-sur-Yvette Cedex, France  
 e-mail: delbaz@cea.fr

<sup>2</sup> Steward Observatory, University of Arizona, 933 N Cherry Av., 85721 Tucson, AZ, USA

<sup>3</sup> Institut d'Astrophysique Spatiale, Bât. 121, Université Paris-Sud, 91405 Orsay Cedex, France

Received 5 November 2004 / Accepted 1 March 2005

**Abstract.** We present ISOCAM 15  $\mu\text{m}$  and MIPS 24  $\mu\text{m}$  photometry of a sample of 16 distant Luminous Infrared Galaxies (LIRGs) characterized by a median luminosity  $L_{\text{IR}} \sim 2 \times 10^{11} L_{\odot}$  and redshift  $z = 0.7$  (distributed from  $z = 0.1$  to  $1.2$ ). While some sources display 24/15  $\mu\text{m}$  flux ratios also consistent with a featureless continuum dominating their mid-infrared (MIR) spectral energy distributions (SEDs), the presence of prominent emission features such as the Polycyclic Aromatic Hydrocarbons is clearly required to explain the observed colors for more than half of the sample. As a result, a general good agreement is observed between the data and predictions from the local starburst-dominated SEDs that have been used so far to constrain IR galaxy evolution. This is consistent with the star-forming nature of LIRGs derived from previous works, even though our approach cannot rule out the dominance of an AGN in some cases. Our study also supports the possibility of tracing the total IR luminosity of distant galaxies (up to  $z \sim 1$ ) from their MIR emission.

**Key words.** galaxies: evolution – infrared: galaxies – galaxies: starburst

### 1. Introduction

The excess of faint sources in the deep extragalactic surveys performed in the MIR to sub-millimeter with their associated redshift distributions when available, together with the shape and intensity of the cosmic IR background (CIRB, Puget et al. 1996), which measures the extragalactic IR light radiated above 3  $\mu\text{m}$  and is at least equal to the UV to near-IR extragalactic background light (Gispert et al. 2000; Hauser & Dwek 2001), suggest that a large fraction of the UV radiation of young stars was reprocessed by dust in the mid to far IR range over the Hubble time. The cosmic star formation history – the star formation rate (SFR) per unit comoving volume as a function of redshift – would be dominated by intense star formation phases, during which the bulk of the UV light is reprocessed by dust in the IR with a rapid decline of the SFR density since  $z \sim 1$  and a flat or possibly slow increase from  $z \sim 5$  to 1 (Chary & Elbaz 2001; Lagache et al. 2004, and references therein). These models called “backward evolution models” because they evolve the local luminosity function in the MIR as a

function of redshift, assume that the shapes of distant SEDs in the MIR remain similar to the ones observed in local galaxies and are directly related to the total IR luminosity.

The goal of the present study is to check the validity of this assumption up to  $z \sim 1$  by combining data from ISOCAM (Cesarsky et al. 1996a), the MIR camera onboard the Infrared Space Observatory (ISO, Kessler et al. 1996), and MIPS, the Multiband Imaging Photometer for *Spitzer* (Rieke et al. 2004) onboard the *Spitzer* Space Telescope (Werner et al. 2004). Studying the MIR shape of distant galaxies is particularly relevant since direct FIR observations are rapidly confusion limited and strongly affected by moderate sensitivity limits. On the other side of the peak of the IR SED, sub-millimeter observations are presently limited to the detection of ultra-luminous IR galaxies (ULIRGs) above  $z \sim 2$  (Chapman et al. 2003). In the near future, before the launch of Herschel and the advent of ALMA, the best constraints on the evolution of luminous IR galaxies (LIRGs), i.e. galaxies with  $L_{\text{IR}} \geq 10^{11} L_{\odot}$ , as a function of redshift and on their role in the global evolution of galaxies will exclusively come from the MIR. Around  $z = 0.7$ , LIRGs are too faint to be measured through direct spectroscopy in the MIR with the infrared spectrograph (IRS, Houck et al. 2004a) onboard *Spitzer*. The only remaining technique to constrain the MIR shape of distant LIRGs is therefore to combine MIR measurements for LIRGs located at different redshifts, hence spanning a larger range of rest-frame wavelengths.

\* Based on observations collected with the Spitzer Space Telescope (which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology under NASA contract 1407) and on observations with ISO (an ESA project with instruments funded by ESA Member States (especially the PI countries: France, Germany, The Netherlands and the UK) with the participation of ISAS and NASA).

L2

D. Elbaz et al.: Evidence for PAHs in LIRGs w/ ISO and Spitzer

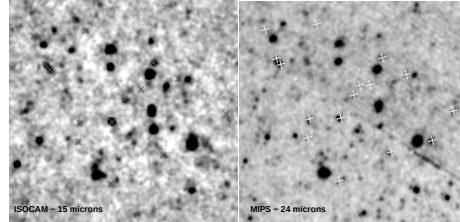
In the present study, a redshift range of  $z = 0.1\text{--}1.2$  allowed us to study the  $5$  to  $25\text{ }\mu\text{m}$  rest-frame part of the MIR SEDs. In this wavelength range (see Genzel & Cesarsky 2000), the SED is dominated by the combination of broad emission lines, generally interpreted as due to polycyclic aromatic hydrocarbons (PAHs), and of the continuum emission of stochastically heated “very small grains” of dust transiently heated to temperatures of the order of  $200\text{ K}$ . The thermal emission of “big grains” of dust heated to  $\sim 40\text{ K}$  also contributes partly to the MIR emission but peaks in the FIR (between  $80$  and  $100\text{ }\mu\text{m}$  typically) and contains the bulk of the luminosity radiated by galaxies above  $3\text{ }\mu\text{m}$ . Finally, hot dust emission due to dust heated by an active galaxy nucleus (AGN) can also contribute to and sometimes even dominate the MIR spectrum of a galaxy. Before deriving the IR luminosity for a galaxy that will be used to compute its SFR, one must start by making sure that its MIR SED is not polluted by the AGN emission. The presence of PAHs as well as a rapid decline of the continuum emission below  $5\text{ }\mu\text{m}$  strongly suggests a star formation origin for the emission (Genzel & Cesarsky 2000, and references therein). Local LIRGs are rarely affected by an AGN, contrary to ULIRGs above  $10^{12.3} L_{\odot}$ . Using a combination of template SEDs and deep X-ray surveys with XMM-Newton and Chandra, Fadda et al. (2002) derived an upper limit to the contribution of an AGN to the MIR light radiated by ISOCAM selected LIRGs up to  $z \sim 1$  of  $20\%$ .

The MIR emission of local star forming galaxies – at  $6.75$ ,  $12$  and  $15\text{ }\mu\text{m}$  – was proven to correlate, with some scatter, with the total IR one, i.e. from  $8$  to  $1000\text{ }\mu\text{m}$ , which is largely dominated by the FIR component (Chary & Elbaz 2001; Elbaz et al. 2002). However, the validity of these correlations in the more distant universe has not yet been established. Galaxies were less metal rich in the past. Their shape and compactness evolving with time might also affect their SEDs. Local galaxies SEDs do present some variations in the MIR as a function of metallicity. The metal-deficient ( $Z = Z_{\odot}/41$ ) blue compact dwarf galaxy SBS 0335-052, for example, is bright in the MIR range but still does not show any sign of the presence of the PAH features which the authors interpret as an effect of the destruction of their carriers by the very high UV energy density (Thuan et al. 1999; Houck et al. 2004b).

Throughout this paper, we will assume  $H_0 = 70\text{ km s}^{-1}\text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_{\text{matter}} = 0.3$  and  $\Omega_{\Lambda} = 0.7$ .

## 2. Sample selection and data reduction

A  $30' \times 30'$  field was imaged by ISOCAM at  $15\text{ }\mu\text{m}$  in the Marano FIRBACK region centered on (3h13m10s,  $-55^{\circ}03'39''$ ), about two thirds of which is covered by a larger MIPS- $24\text{ }\mu\text{m}$  image of  $1.4^{\circ} \times 0.7^{\circ}$  with a  $80\%$  completeness limit of  $170\text{ }\mu\text{Jy}$ . The central part of this field ( $7' \times 7'$ , UDSF for “ultra-deep survey firback”) was covered down to an  $80\%$  completeness limit of  $140\text{ }\mu\text{Jy}$  at  $15\text{ }\mu\text{m}$  with ISOCAM, a depth similar to the MIPS one (see Fig. 1). The ISOCAM- $15\text{ }\mu\text{m}$  UDSF belongs to the ISOCAM Guaranteed Time Extragalactic Surveys (IGTES, Elbaz et al. 1999). Six overlapping mosaics were performed in the micro-scanning mode of ISOCAM for a total of  $2.7\text{ h}$  of integration per sky pixel and leading to a



**Fig. 1.** Left: ISOCAM  $15\text{ }\mu\text{m}$  image of the Marano FIRBACK field (central part of the ultra-deep survey,  $7' \times 7'$ ) down to an  $80\%$  completeness limit of  $140\text{ }\mu\text{Jy}$ . Black X represent the positions of the common sources with MIPS plotted in Fig. 2. Right: MIPS  $24\text{ }\mu\text{m}$  image of the same field down to an  $80\%$  completeness limit of  $170\text{ }\mu\text{Jy}$ . White X represent the position of ISOCAM sources.

final projected map with  $2''$  pixels. The data were reduced using PRETI (Starck et al. 1996) and the transient correction as well as the assessment of the completeness limit were computed by Monte Carlo simulations with fake sources of known flux densities in the real images.

The  $24\text{ }\mu\text{m}$  observations were performed during the MIPS commissioning phase (IOC/SV) in November 2003. The scan map AOT was used, with an half-array overlap to cover about  $1300\text{ Sq. Arcmin}$  with high redundancy (20) and to get an integration time per sky pixel of about  $230\text{ s}$  (Papovich et al. 2004). The data were reduced using the *Spitzer* Science Center Pipeline and the BCD products (Basic Calibrated Data, Pipeline version S10.0.3) were downloaded from the *Spitzer* archive<sup>1</sup>. PSF-fitting photometry was performed using DAOPHOT (Stetson 1987) with IRAF<sup>2</sup>.

For the present study, we used a sample of 16 galaxies detected with both ISOCAM and MIPS at  $15$  and  $24\text{ }\mu\text{m}$  respectively and identified with crosses in Fig. 1. This set of galaxies was extracted from a larger sample of ISOCAM selected galaxies for which medium resolution ( $R = 1200$ ) VLT-FORS2 spectra were obtained (Liang et al. 2004) in the “Marano FIRBACK” field. Oxygen abundances were obtained for half of them with values of  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  ranging from  $8.4$  to  $9$ . With a median stellar mass of  $5 \times 10^{10} M_{\odot}$  and redshift of  $z \sim 0.7$ , they are among the most massive galaxies in this redshift range but exhibit metallicities about twice smaller than their nearby counterparts suggesting that they will produce about half of their metals from  $z = 1$  to  $0$  (Liang et al. 2004). Finally, it must be noted that even though no direct FIR measurement exists for this sample of galaxies at present, there is indirect evidence that the MIR-FIR correlations remain valid up to  $z \sim 1$ . Indeed, MIR and radio measurements provide consistent predictions for the FIR luminosity of distant galaxies up to  $z \sim 1$  (Elbaz et al. 2002; Appleton et al. 2004).

<sup>1</sup> <http://archive.spitzer.caltech.edu>, PID: 718.

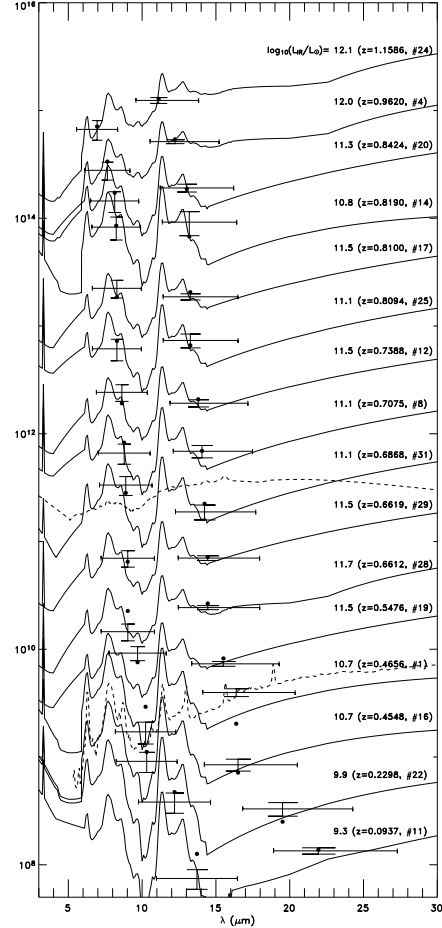
<sup>2</sup> IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under the cooperative agreement with the National Science Foundation.

### 3. Discussion

Figure 2 presents the 15 and 24  $\mu\text{m}$  luminosities of the 16 galaxies detected with ISOCAM and MIPS in the UDSF fitted by a library of template SEDs from Chary & Elbaz (2001). This library of 100 template SEDs, from  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) = 8.5$  to 13.5, was generated between 0.1 and 1000  $\mu\text{m}$  to reproduce the trend observed for local galaxies between MIR and FIR luminosities. The MIR (4–20  $\mu\text{m}$ ) part was produced by interpolating between the ISOCAM CVF spectra of four prototypical galaxies (Arp 220, NGC 6090, M 82 and M 51), hence all SEDs contain PAH features. Because the 6.75, 12 and 15  $\mu\text{m}$  luminosities of a local galaxy correlate with its total IR luminosity,  $L_{\text{IR}}$ , it is possible to use a single MIR measurement to derive  $L_{\text{IR}}$ , and therefore a SFR, for nearby galaxies. In “backward evolution models”, such as Chary & Elbaz (2001), the 15  $\mu\text{m}$  luminosity function is evolved as a function of redshift to reproduce the observed galaxy counts and the CIRB, assuming that a template SED is uniquely determined by a given 15  $\mu\text{m}$  luminosity. To fill the gaps between the observed 6.75, 12 and 15  $\mu\text{m}$  correlations, the templates interpolated for all total IR luminosities were used. We used the same technique to derive  $L_{\text{IR}}^{15}$  from  $L_{15}$  (measured with ISOCAM),  $L_{\text{IR}}^{24}$  from  $L_{24}$  (measured with MIPS) and  $L_{\text{IR}}^{15-24}$  from the combination of  $L_{15}$  and  $L_{24}$ . First, the 100 template SEDs were redshifted at the redshift of a given galaxy among the 16 and a flux density was determined at 15  $\mu\text{m}$  using the filter response of ISOCAM. Second, the SED which 15  $\mu\text{m}$  flux density was the closest to the observed one was selected and normalized to reach the observed 15  $\mu\text{m}$  flux density. The total IR luminosity of this galaxy is  $L_{\text{IR}}^{15}$ . Using the same strategy, we computed  $L_{\text{IR}}^{24}$ . Lastly, we selected the SED which minimized the  $\chi^2$  of the observed 15 and 24  $\mu\text{m}$  flux densities with their associated error bars and derived a third luminosity,  $L_{\text{IR}}^{15-24}$ . The MIR luminosities in the rest-frame of the galaxies (crosses proportional to the filter width and error bar on the flux density) are compared to the SEDs used to compute  $L_{\text{IR}}^{15-24}$  in Fig. 2 and their associated MIR luminosities (filled circles).

The values of  $L_{\text{IR}}$  derived by the three techniques are equal with a 1- $\sigma$  dispersion of only 20%, which confirms the robustness of this technique. Hence on average, the combination of both instruments will affect the predicted  $L_{\text{IR}}$  values with a 20% dispersion only with respect to the use of only one of the two instruments. Hence the global shape of the template SEDs is such that it can be used to predict with this accuracy the other MIR value, suggesting that the SEDs did not vary very much since  $z \sim 1$ . In the “starburst” regime, i.e. below  $L_{\text{IR}} = 10^{11} L_{\odot}$ , the template SEDs do not provide a good fit to the galaxy “#1” ( $z = 0.4656$ ,  $\log[L_{\text{IR}}/L_{\odot}] = 10.7$ ), which behaves very similarly to NGC 7714 (Brandl et al. 2004) as shown in dashed line in Fig. 2. The dispersion observed even among local galaxies, for example in the MIR–FIR correlations already suggested that an ideal library of template SEDs would have to include a variation of shapes for each  $L_{\text{IR}}$  bin.

The bold SED in the middle of Fig. 2 presents a strong evidence for the presence of the 7.7  $\mu\text{m}$  PAH feature, band or complex. The rest-frame 9  $\mu\text{m}$  luminosity of this  $10^{11.1} L_{\odot}$  galaxy ( $z \sim 0.7$ ) is 1.8 times larger than the 14  $\mu\text{m}$  one, which is nat-

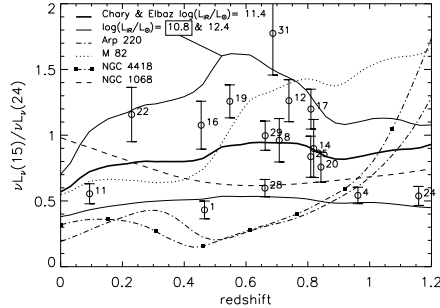


**Fig. 2.** All SEDs sorted (from top to bottom) by decreasing redshift. The SEDs are shifted by an arbitrary offset in  $\nu L_{\nu}$  for visibility; wavelengths are rest-frame. ISOCAM 15  $\mu\text{m}$  and MIPS 24  $\mu\text{m}$  luminosities are reported with the filter bandwidth and the 1- $\sigma$  uncertainty. The label indicates the logarithm of the IR luminosity as well as the redshift and ID of each source, e.g. ID #4 is the galaxy UDSF04 in Liang et al. (2004). The filled circles are the luminosities that would be measured in both filters for the plotted SED from the library of template SEDs of Chary & Elbaz (2001). Bold dashed line on gal.#31: SED of the AGN NGC 1068 normalized to best fit the measured 15 and 24  $\mu\text{m}$  luminosities of the galaxy. Dashed line on gal.#1: SED of NGC 7714 (Brandl et al. 2004).

ural when PAHs are present but rules out a hot dust continuum emission as the one locally observed in individual HII regions (such as M 17, Cesarsky et al. 1996b), dwarf galaxies (Thuan et al. 1999) or even Compton-thick Seyfert 2's (such as

L4

D. Elbaz et al.: Evidence for PAHs in LIRGs w/ ISO and Spitzer



**Fig. 3.** The observed colors  $\nu L_\nu(15)/\nu L_\nu(24)$  derived from our sample (open circles and vertical error bars, with numbers referring to IDs from Fig. 2), compared with the predictions for different object types such as the Seyfert 2 prototype NGC 1068, two enshrouded IR-luminous systems with deep silicate absorption (Arp 220 and NGC 4418), M 82 ( $\log(L_{\text{IR}}/L_\odot) = 10.6$ ) and three template SEDs from Chary & Elbaz (2001, plain lines; the lowest line corresponds to  $\log(L_{\text{IR}}/L_\odot) = 12.4$ ).

NGC 1068, bold dashed line in Fig. 2; Le Floch et al. 2001). The SEDs were sorted as a function of increasing redshift in Fig. 2 in order to illustrate the effect of the k-correction which acts as a low resolution spectrograph by shifting the broadband ISOCAM and MIPS filters to lower wavelengths with increasing redshift. The good quality of the fit was obtained without allowing the luminosity of the template SEDs to vary which illustrates the very good agreement with observations at 5–25  $\mu\text{m}$  rest-frame.

The templates from Chary & Elbaz (2001) are therefore consistent with the observed 24/15  $\mu\text{m}$  colors of distant sources considered as a whole. However it is worth mentioning that they do not provide a unique solution for every galaxy of the sample, since some of them can also be fitted by a feature-less continuum (e.g., ID #25 in Fig. 2). This issue is explored with more details in Fig. 3 (similar to Fig. 1 of Charmandaris et al. 2004) where we compare the colors derived from our sources with what would be observed as a function of redshift for different object types such as the Seyfert 2 prototype NGC 1068, two enshrouded IR-luminous systems with deep silicate absorption (Arp 220; Elbaz et al. 2002; NGC 4418; Spoon et al. 2001), M 82 and three template SEDs (as in Fig. 2). The comparison shows that galaxies with  $\nu L_\nu(15)/\nu L_\nu(24) \leq 0.8$  can indeed be explained by power-law spectra with no significant contribution from PAHs. This fitting degeneracy results in an additional uncertainty in the extrapolation to the total IR luminosity (typically a factor of 2), and it also indicates that our approach is not sufficient in itself to discriminate between starbursts and AGNs. Nonetheless, a non negligible fraction of sources at  $z \sim 0.2\text{--}0.8$  (~40–50%) exhibit  $\nu L_\nu(15)/\nu L_\nu(24)$  colors larger than ~1. The latter can not be reproduced by SEDs without strong emission features redshifted in the ISOCAM band and boosting the flux at 15  $\mu\text{m}$ . As predicted by the starburst-dominated templates, these colors are therefore the telltale signature for the presence of PAHs in the distant Universe.

#### 4. Conclusion

We have shown that by combining ISO and Spitzer in the photometric mode, it was possible to constrain the MIR SED of distant galaxies too faint to be subject to direct spectroscopy in the MIR. Deep images with both instruments and at similar depths (140 and 170  $\mu\text{Jy}$  at 15 and 24  $\mu\text{m}$ ) do detect the same objects which illustrates the robustness of both instruments. The combination of 15 and 24  $\mu\text{m}$  flux densities measured with ISOCAM and MIPS was used to constrain the rest-frame 5–25  $\mu\text{m}$  part of the SED of a sample of 16 LIRGs with  $z \sim 0.1\text{--}1.2$ , taking advantage of the k-correction. Similar studies with larger statistics will become feasible soon by combining MIPS 24  $\mu\text{m}$  with IRS 16  $\mu\text{m}$  peak-up imaging. Even though some sources were found to be either consistent with a starburst or an AGN-dominated SED, a significant fraction of our sample shows clear evidence for the presence of the broad bump associated to the 7.7  $\mu\text{m}$  PAH feature in emission and for the silicate feature in absorption centered at 9.7  $\mu\text{m}$ . Local template SEDs fitting the correlations between MIR and FIR luminosities provide an overall good fit to the distant LIRGs supporting the possibility to use them in models fitting galaxy counts and deriving a cosmic star formation history using a “backward evolution” of the MIR luminosity function.

**Acknowledgements.** We are particularly grateful to B. Brandl and H. Spoon for providing us with material used in this work. E.L.F. thanks the MIPS project which is supported by NASA through the Jet Propulsion Laboratory, subcontract #960785. D.E. thanks the support from the CNES.

#### References

- Appleton, P. N., Fadda, D., Marleau, F. R., et al. 2004, *ApJS*, 154, 147
- Brandl, B. R., Devost, D., Higdon, S. J. U., et al. 2004, *ApJS*, 154, 188
- Cesarsky, C., Abert, A., Agnès, P., et al. 1996a, *A&A*, 315, L32
- Cesarsky, D., Lequeux, J., Abert, A., et al. 1996b, *A&A*, 315, L309
- Chapman, S., Blain, A., Ivison, R., & Smail, I. 2003, *Nature*, 422, 695
- Charmandaris, V., Uchida, K. I., Weedman, D., et al. 2004, *ApJS*, 154, 142
- Chary, R. R., & Elbaz, D. 2001, *ApJ*, 556, 562
- Elbaz, D., Cesarsky, C. J., Fadda, D., et al. 1999, *A&A*, 351, L37
- Elbaz, D., Cesarsky, C. J., Chantal, P., et al. 2002, *A&A*, 384, 848
- Fadda, D., Flores, H., Hasinger, G., et al. 2002, *A&A*, 383, 838
- Genzel, R., & Cesarsky, C. 2000, *ARA&A*, 38, 761
- Gispert, R., Lagache, G., & Puget, J.-L. 2000, *A&A*, 360, 1
- Hauser, M., & Dwek, E. 2001, *ARA&A*, 37, 249
- Houck, J., Roellig, T., van Cleve, J., et al. 2004a, *ApJS*, 154, 18
- Houck, J., Charmandaris, V., Brandl, B., et al. 2004b, *ApJS*, 154, 211
- Kessler, M., Steinz, J., Anderegg, M., et al. 1996, *A&A*, 315, L27
- Lagache, G., Dole, H., Puget, J.-L., et al. 2004, *ApJS*, 154, 112
- Le Floch, E., Mirabel, I. F., Laurent, O., et al. 2001, *A&A*, 367, 487
- Liang, Y., Hammer, F., Flores, H., et al. 2004, *A&A*, 423, 867
- Papovich, C., Dole, H., Egami, E., et al. 2004, *ApJS*, 154, 70
- Puget, J.-L., Abert, A., Bernard, J.-P., et al. 1996, *A&A*, 308, L5
- Rieke, G. H., Young, E. T., Engelbracht, C. W., et al. 2004, *ApJS*, 154, 25
- Spoon, H., Keane, J. V., Tielens, A. G. G. M., Lutz, D., & Moorwood, A. F. M. 2001, *A&A*, 365, L353
- Starck, J.-L., Aussel, H., Elbaz, D., et al. 1999, *A&AS*, 138, 365
- Stetson, P. B. 1987, *PASP*, 99, 191
- Thuan, T. X., Sauvage, M., & Madden, S. 1999, *ApJ*, 516, 783
- Werner, M. W., Roellig, T. L., Low, F. J., et al. 2004, *ApJS*, 154, 1

## 5.4 ARTICLE II :

“Mid infrared properties of distant infrared luminous galaxies”.

publié dans A&A.



*Astronomy & Astrophysics* manuscript no.  
(DOI: will be inserted by hand later)

August 11, 2005

## Mid infrared properties of distant infrared luminous galaxies <sup>★</sup>

D. Marcillac<sup>1</sup>, D. Elbaz<sup>1</sup>, R.R. Chary<sup>2</sup>, M. Dickinson<sup>3</sup>, F. Galliano<sup>4</sup> and G. Morrison<sup>3</sup>

<sup>1</sup> DSM/DAPNIA/Service d'Astrophysique, CEA/SACLAY, 91191 Gif-sur-Yvette Cedex, France

<sup>2</sup> Spitzer Science Center, California Institute of Technology, MC 220-06, Pasadena, CA 91125, USA

<sup>3</sup> National Optical Astronomy Observatory, 950 North Cherry Street, Tucson, AZ 85719, USA

<sup>4</sup> Observational Cosmology Laboratory, NASA Goddard Space Flight Center, Greenbelt MD 20771, USA

Received : Accepted :

**Abstract.** We present evidence that mid infrared (MIR) measurements remain good tracers of the total infrared luminosity,  $L(\text{IR})$ , hence star formation rate (SFR), of galaxies up to  $z \sim 1.3$ . We use the deep MIR images from the Infrared Space Observatory (ISO) and the Spitzer Space Telescope in the Northern field of the Great Observatories Origins Deep Survey (GOODS-N) together with VLA radio data to compute three independent estimates of  $L(\text{IR})$ . The three values are consistent with each other with a  $1-\sigma$  dispersion of 40%. We use the  $k$ -correction as a tool to probe different parts of the MIR spectral energy distribution (SED) of galaxies as a function of their redshift and find that on average distant galaxies present MIR SEDs very similar to local ones. However, the  $24\ \mu\text{m}$  observations provide a better agreement with the radio by 20%, which suggests that the warm dust continuum is a better tracer of the SFR than the broad emission features due to polycyclic aromatic hydrocarbons (PAHs). Some evidence is found for an evolution of the MIR SED of galaxies favoring stronger PAH emission with increasing redshift and slightly stronger absorption around  $\lambda \sim 10\ \mu\text{m}$  possibly due to silicate absorption. If confirmed through direct spectroscopy, such an effect should be considered when deriving cosmic star formation histories of dust-obscured galaxies. A stronger emission from PAHs in distant IR luminous galaxies could be produced if the star formation regions in these galaxies were less compact than in local luminous and ultra-luminous IR galaxies, where they can be destroyed by the intense radiation field. We test three commonly used SED libraries built to reproduce the color-luminosity correlations of local galaxies, and find that they do fit our data but that some refinement is needed regarding the relative intensities of PAHs, warm dust continuum and silicate absorption.

**Key words.** Galaxies: evolution – Infrared: galaxies – Galaxies: starburst

### 1. Introduction

Luminous infrared phases – during which galaxies radiated the bulk of their light in the infrared (IR) and were producing stars at rates larger than  $20\ M_{\odot}\ \text{yr}^{-1}$  – played a dominant role in the cosmic star formation history (CSFH) and in the production of the cosmic infrared background (CIRB) (Chary & Elbaz 2001; Elbaz et al. 2002, 1999; Xu et al. 2003; Franceschini et al. 2001, 2003; Lagache et al. 2004; Chary et al. 2004; Papovich et al. 2004). Those studies suggest that at least half of present-day stars were formed in “infrared luminous galax-

ies”, which we define here as the combination of luminous (LIRGs,  $10^{11} L_{\odot} \leq L(\text{IR}) < 10^{12} L_{\odot}$ ) and ultra-luminous (ULIRGs,  $L(\text{IR}) \geq 10^{12} L_{\odot}$ ) infrared galaxies. Indeed, the comoving density of mid ( $15\ \&\ 24\ \mu\text{m}$ ) and total IR luminosities ( $L(\text{IR}) = L[8-1000\ \mu\text{m}]$ ) due to infrared luminous galaxies was about 70 times larger at  $z \sim 1$  than it is today (LeFloc'h et al. 2005; Chary & Elbaz 2001). However, existing instruments do not allow to measure directly  $L(\text{IR})$  and one must rely on correlations between some limited wavelength ranges and  $L(\text{IR})$  to derive its value as well as the obscured star formation rate (SFR) that it quantifies (Kennicutt 1998).

$L(\text{IR})$  can be derived from a single mid IR (MIR) measurement for local galaxies with a 68% uncertainty of 30-40% depending on the MIR wavelength (see Figs.1&2 from Chary & Elbaz (2001)). Similarly, the radio continuum exhibits an impressive correlation with  $L(\text{IR})$  over four orders of magnitude with an uncertainty of only 5% over nearly 2000 galaxies (Yun et al. 2001). However, it must be noted that when limited to the 162 infrared lu-

Send offprint requests to: D. Marcillac, email: marcilla@cea.fr

<sup>★</sup> Based on observations collected with the Spitzer Space Telescope (which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology under NASA contract 1407) and on observations with ISO (an ESA project with instruments funded by ESA Member States (especially the PI countries: France, Germany, the Netherlands and the United Kingdom) with the participation of ISAS and NASA)

minous galaxies of the sample of Yun et al. (2001), this dispersion rises to 46 % and becomes therefore comparable to the one observed in the mid versus total IR luminosities. The origin of both correlations, linking the radio and MIR to L(IR), is not yet completely understood since several physical processes are generally advocated to explain the emission in both domains.

It is generally admitted that the radio emission is produced by synchrotron radiation from relativistic electrons and free-free emission from HII regions, most of the energy required for the acceleration of electrons being produced by the supernova remnants of stars more massive than  $8 M_{\odot}$ , which also dominate the ionization in H II regions. However, whether this is enough to explain the extent of the correlation remains a matter of debate.

The correlation between mid and far IR luminosities of galaxies is more direct since both are produced by the re-emission of UV photons by dust, but the physics of the emitting sources is quite complex. Above  $60 \mu\text{m}$ , the radiation of a galaxy is dominated by the grey body emission of “big dust grains” reaching an equilibrium temperature of 20–50 K. At shorter wavelengths, the spectrum of a galaxy results from the combination of :

- the continuum emission due to warm dust grains stochastically heated, fluctuating around temperatures of a few hundred degrees. The carriers associated to this emission are commonly considered to be Very Small Grains (Desert et al. 1990, VSG).
- the PAH (polycyclic aromatic hydrocarbon) bands due to stochastically heated molecules producing broad features in emission at 3.3, 6.2, 7.7, 8.6, 11.3 and  $12.7 \mu\text{m}$ .
- the absorption features due to silicates and centered at 9.7 and  $18 \mu\text{m}$ .

Comparisons of the sensitivities of MIR, far IR, sub-millimeter and radio surveys, all of which are nearly insensitive to dust extinction, have shown that the MIR was the best technique to detect LIRGs up to  $z \sim 2$  while sub-millimeter surveys were the most efficient, due to a negative k-correction, to detect ULIRGs up to very large redshifts (Elbaz et al. 2002; Elbaz & Cesarsky 2003). Deep radio surveys provided a picture consistent with the one issued from the MIR but to a shallower depth (Haarsma et al. 2000; Elbaz et al. 2002; Elbaz & Cesarsky 2003). As a result, it is crucial to determine whether MIR properties of distant infrared luminous galaxies are similar to local ones and whether the MIR can or cannot be used as a tracer of star formation in the distant universe. This is the goal of the present paper.

We will first compare the  $L(\text{IR})$  derived independently from three tracers, namely the radio continuum at 1.4 and/or 8.5 GHz, the  $15 \mu\text{m}$  flux density from ISOCAM (Cesarsky et al. 1996) onboard the Infrared Space Observatory (Kessler et al. 1996, ISO) and the  $24 \mu\text{m}$  flux density from MIPS (Rieke et al. 2004) onboard the Spitzer Space Telescope (Werner et al. 2004). The two MIR wavelengths combined with the k-correction effect will be used to probe different parts of the MIR SED of the distant galaxies and therefore constrain the relative con-

tribution of the three major sources of MIR light : VSGs, PAHs and Silicate absorption. Using a similar strategy, Elbaz et al. (2005) and Teplitz et al. (2005) showed evidence that the MIR SED distant LIRGs did exhibit PAH features in emission. We will extend this work statistically and by producing a direct comparison of the positions of local and distant galaxies in luminosity-luminosity diagrams at the same rest-frame wavelengths. This will allow us to test a possible variation of the relative roles played by the previous three ingredients of MIR SEDs which would have strong implications on the derivation of the CSFH.

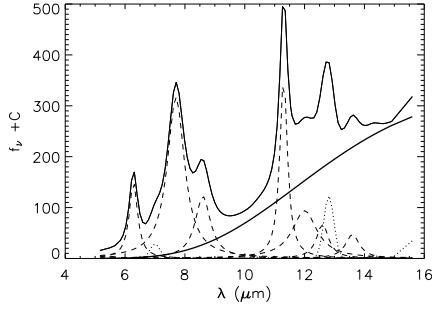
While the derivation of L(IR) from a radio measurement depends only on the radio-FIR correlation and radio slope, which is well constrained for star forming galaxies, it is strongly dependant on the library of template SEDs that is chosen when using the MIR. Hence we will compare three commonly used SED libraries – CE (Chary & Elbaz 2001), DH (Dale & Helou 2002) and LDP (Lagache et al. 2004) – which present some noticeable differences in terms of the relative contribution of the three major sources of MIR light.

We adopted a  $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_M = 0.3$ ,  $\Omega_{\Lambda} = 0.7$  cosmology throughout this paper.

## 2. Sample

The sample consists of 58 IR luminous galaxies detected with ISOCAM and MIPS, including a subsample of 18 radio-detected galaxies, located in the Great Observatories Origins Deep Survey in the Northern hemisphere (GOODS-N) centered on the Hubble Deep Field North (HDFN). GOODS is a NASA Legacy Survey with Spitzer (Dickinson et al., in prep.) and with the Hubble Space Telescope (HST) Advanced Camera for Surveys (ACS) (Giavalisco et al. 2004). Radio data for the GOODS-N field were originally obtained by Richards (2000) using the VLA. Here, we use a new re-reduction of these data (Morrison et al., in preparation), which improves on the sensitivity of the Richards (2000) catalogs and provides a few additional faint radio detections.

The size of the sample is limited by the depth of the ISOCAM catalog at  $15 \mu\text{m}$  (Aussel et al. 1999). This catalog is complete at the 85 % level down to  $100 \mu\text{Jy}$  but a total of 95 sources are detected down to  $\sim 10 \mu\text{Jy}$  among which 81 % have a spectroscopic redshift (Cohen et al. 2000; Wirth et al. 2004). We used a revised version of the Aussel et al. (1999) catalog: when two or more ISOCAM galaxies were closer than 12 arcsec, a deblending technique was applied using as a priori position the position of the best candidate optical counterparts (H. Aussel, private communication). Only those sources with negligible residuals after subtracting the deconvolved sources to the original image were kept in the final catalog. However, due to the limited spatial resolution of ISOCAM, PSF FWHM of 4.6 arcsec (Okumura 1998), and the relatively high density of sources, some of the faintest ISOCAM sources still exhibited non symmetrical contours which could be attributed to more than one optical counterpart. After extracting



**Fig. 1.** Demonstration of the decomposition method on the template galaxy with  $L(IR) = 9 \times 10^{11} L_{\odot}$ , in the DH library. The spectrum (thin line) is fitted with the linear combination of a hot grain continuum (bold line), PAH bands (dashed lines) and ionic lines (dotted lines).

those, the final catalog consists of 63 galaxies, all of which possess a MIPS counterpart (we did not find any ISOCAM source undetected with MIPS). Finally, we removed from the sample the five active galactic nuclei (AGN) that were identified from their X-ray emission (Fadda et al. 2002; Alexander et al. 2002). We produced (G.Morrison) a revised version of the radio catalog of Richards (2000) which includes an extra population of faint objects. The final sample is described in Tables 3, 4.

The astrometry of the MIPS  $24 \mu\text{m}$  images is good to  $0.2''$  based on a cross correlation with the IRAC images. Fewer than 10 sources, none of which is relevant for this paper, are extended in the MIPS images which have a spatial resolution of  $5.7''$  (PSF FWHM). Furthermore, almost all  $24 \mu\text{m}$  sources (down to  $\sim 30 \mu\text{Jy}$ ,  $5\text{-}\sigma$ ) are found to have an IRAC  $3.6 \mu\text{m}$  counterpart.  $24 \mu\text{m}$  fluxes were determined by fitting a  $24 \mu\text{m}$  PSF at the position of the IRAC sources, using a technique similar to DAOPHOT. The technique will be described in greater detail in the GOODS MIPS catalog paper (Chary et al. 2005, in prep.). This technique alleviates the effect of confusion noise and provides a direct association between the  $24 \mu\text{m}$  source and its shorter wavelength counterpart.

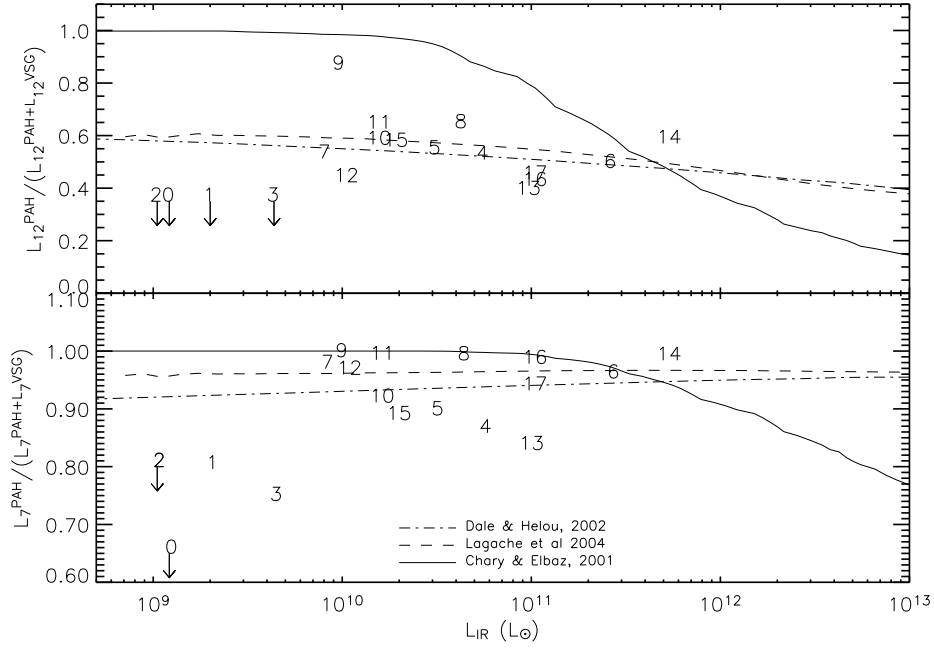
The sample of local galaxies which will be compared to the distant luminous infrared galaxies consists of 154 galaxies ( $z \leq 0.1$ ) with flux densities measured at 12, 25, 60 and  $100 \mu\text{m}$  with IRAS, 7 and  $15 \mu\text{m}$  with ISOCAM, and in the radio continuum at 1.4 GHz for a subsample of the galaxies as described in Chary & Elbaz (2001) and Elbaz et al. (2002).

### 3. Total IR luminosity and SED libraries

#### 3.1. SED libraries and decomposition between VSGs and PAHs

We briefly summarize in the following the origin of the three libraries of template SEDs – CE, DH, LDP – (see Fig. 3) and we refer the reader to the associated papers for more details. While the CE templates were built to reproduce the observed local luminosity-luminosity correlations from 7 to  $850 \mu\text{m}$ , the DH ones were designed to fit the observed color-color relationships between local galaxies. As we wanted to compare the three libraries, we have attributed a fixed  $L(IR)$  for each of the 64 DH templates from the observed correlation between  $L(IR)$  and the IRAS  $f_{\nu}^{60}/f_{\nu}^{100}$  ratio (Soifer et al. 1991). Although this correlation presents a large dispersion, we found that the resulting SEDs (with  $L(IR) = 2.1 \times 10^9 - 2.2 \times 10^{14} L_{\odot}$ , see Fig. 3) also fit the luminosity-luminosity correlations used by CE with a comparable quality fit. The shape of the 46 LDP starburst templates ( $L(IR) = 3 \times 10^9 - 6 \times 10^{12} L_{\odot}$ ) in the MIR present the smallest evolution with  $L(IR)$ . They result from a revision by LDP of the Lagache et al. (2003) templates where the contribution of  $7 \mu\text{m}$  emission was increased in order to allow a better fit of the MIPS-24 number counts. Another 46 normal templates were also built by Lagache et al. (2003) to reproduce the population of spiral galaxies which radiate more than half of their energy in the optical. Since infrared luminous galaxies do not fall in this category, we did not use these SEDs for the estimation of  $L(LIR, MIR)$ . However, we will present their location in the MIR color-color diagrams of Sect. 5.

We have used the method of Verstraete et al. (2001) and Galliano et al. (2005) to decompose each SED from all three libraries into the sum of broad emission lines at 5.3, 5.7, 6.2, 7.7, 8.6, 11.3, 12.0, 12.7, 13.6 and  $14.3 \mu\text{m}$  due to PAHs and warm dust continuum due to VSGs, hereafter called the PAH and VSG contributions. The emission features were produced by using Lorentz profiles (as proposed by Boulanger et al. 1998; Verstraete et al. 2001), whose widths and intensities are free parameters. The VSG continuum was modeled with a modified black body,  $\propto B_{\nu}(T) \times \nu^{\beta}$ ,  $\beta = 1$  being the emissivity; the temperature,  $T$ , and the intensity of this component are free to vary, in order to minimise the  $\chi^2$  of the fit. The decomposition of the DH SED with  $L(IR) = 9 \times 10^{11} L_{\odot}$  is presented in Fig. 1. This technique provides excellent fits for all SEDs regardless of luminosity and without introducing a silicate feature in absorption at  $9.7 \mu\text{m}$ . The presence of a trough around  $10 \mu\text{m}$  that is visible mostly in the CE SEDs below  $5 \times 10^{11} L_{\odot}$  (Fig. 3) is perfectly reproduced by the depression between the right wing of the  $8.6 \mu\text{m}$  feature and the left wing of the  $11.3 \mu\text{m}$  one. It has been shown by various authors that the MIR SED of local star forming galaxies can be reproduced in the absence of silicate absorption at  $9.7 \mu\text{m}$  which is difficult to separate from PAH bands when the latter are intense (e.g. Sturm et al. 2000). PAHs are always strong in the



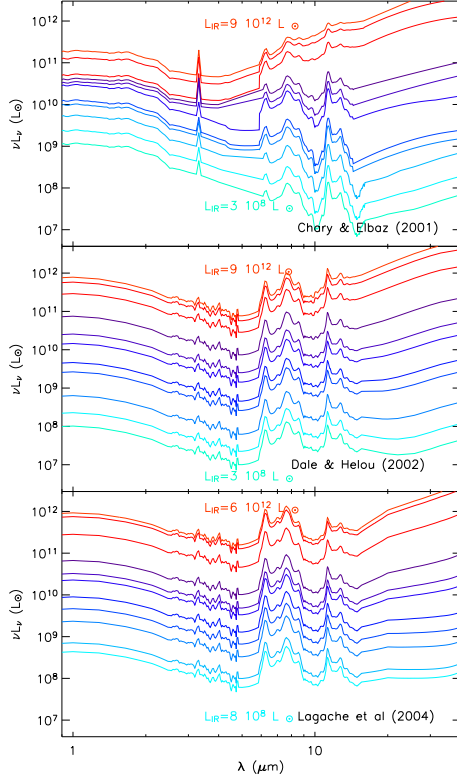
**Fig. 2.** Evolution of the  $L_{PAH}/(L_{PAH}+L_{VSG})$  with  $L(IR)$  at  $7\mu m$  (up) and  $12\mu m$  (down). Sample of galaxies : **0**: SBS 0335 ( $0.03 Z_{\odot}$ ) **1**: IIZw 40 ( $0.2 Z_{\odot}$ ), **2**: NGC 5253 ( $0.2 Z_{\odot}$ ), **3**: NGC 1140 ( $0.4 Z_{\odot}$ ), **4**: NGC 520, **5**: M 51, **6**: NGC 3256, **7**: Cen A, **8**: M 82, **9**: IC 342 (central starforming region), **10**: NGC 6946, **11**: NGC 253, **12**: Circinus, **13**: NGC 1365, **14**: NGC 6240, **15**: M 83, **16**: NGC 4038/39 (Mirabel et al. 1998, overlapping region of the Antennae galaxies), **17**: nucleus of NGC 4038 (Mirabel et al. 1998). Galaxies number 4 to 17 have metallicities between  $0.6$  and  $2 Z_{\odot}$  while galaxies number 0 to 3 have metallicity  $\leq 0.4 Z_{\odot}$  as indicated within parenthesis.

three SED libraries both around  $7\mu m$  and  $12\mu m$ , except for the most luminous galaxies in the CE library, but this is also where no trough is noticeable (see Fig. 2).

This decomposition allows to follow the relative contribution of each component of the SEDs, i.e. PAHs and VSGs, as a function of wavelength for all SEDs and to study its evolution with  $L(IR)$ . We computed this evolution with  $L(IR)$  in two passbands centered on the two strongest PAH features at  $7$  and  $12\mu m$ . These two passbands correspond to the rest-frame central wavelengths probed by the ISOCAM- $15\mu m$  and MIPS- $24\mu m$  filters at  $z = 1$ . The two components for each passband are hereafter called  $L_{PAH}^{7\mu m}$ ,  $L_{VSG}^{7\mu m}$  and  $L_{PAH}^{12\mu m}$ ,  $L_{VSG}^{12\mu m}$ . The DH and LDP libraries present a similar behavior (see Fig. 2), i.e. very little variation of the contribution of PAHs to these bands over the whole range of total IR luminosities: PAHs are responsible for  $\sim 90\%$  ( $\sim 50\%$ ) of the light in the  $7\mu m$  ( $12\mu m$ ) band.

On the contrary, while the contribution of PAHs remains larger than  $80\%$  in the  $7\mu m$  band for the CE library, it becomes smaller than that of the VSGs in the  $12\mu m$  band  $L(IR) = 5 \times 10^{11} L_{\odot}$ , and reaches  $20\%$  for the highest luminosities. A direct comparison to a sample of local galaxies for which both ISOCAM spectroscopy and IRAS broadband fluxes are available suggests that the behavior of the DH and LDP templates is more representative of the  $7$ - $12\mu m$  color for local galaxies (Fig. 2). These local galaxies are constituted of local spirals (Roussel et al. 2001), starbursts (Laurent et al. 2000) and dwarf galaxies (Madden et al. 2005) observed with the Circular Variable Filter of ISOCAM. Note that the LDP templates provide a ratio of the  $12$  over  $7\mu m$  flux densities which does not vary with luminosity, contrary to what is observed for local galaxies, and is twice smaller than the observed average ratio (see Sect. 5).

In Fig. 2, galaxies number 4 to 17 have metallicities between  $0.6$  and  $2 Z_{\odot}$ , typical of relatively massive galax-



**Fig. 3.** Evolution of the SED templates with respect to the infrared luminosity in the 3-30  $\mu\text{m}$  range **Up** : Chary & Elbaz SED templates (2001) **Center** : Dale & Helou SED templates (2002) **Down** : Lagache et al (2004)

ies at  $0 < z < 1$ . Four galaxies (numbers 0 to 3 in Fig. 2), have metallicity lower than  $0.4 Z_{\odot}$ . Their properties may reflect those of very distant, more primeval galaxies, for which local SED libraries might not be relevant to derive total IR luminosities (see Galliano et al. (2003, 2005); Engelbracht et al. (2005)).

### 3.2. Derivation of the total infrared luminosity (8–1000 $\mu\text{m}$ )

The correlations between the far (40–120  $\mu\text{m}$ ,  $L_{\text{FIR}}$ ) or total IR (8–1000  $\mu\text{m}$ ,  $L(\text{IR})$ ) luminosity with the radio and MIR can be used to derive independent estimates of  $L(\text{IR})$  that we will call:  $L(\text{IR}, \text{radio})$  and  $L(\text{IR}, 15)$  or  $L(\text{IR}, 24)$ , for the ISOCAM-15 and MIPS-24 passbands.  $L_{\text{FIR}}$  and  $L(\text{IR})$  are related by Eq. 1 computed from the Bright Galaxy Sample (Soifer et al. 1987) data, the definitions of

Helou et al. (1988) for  $L_{\text{FIR}}$  and Sanders & Mirabel (1996) for  $L(\text{IR})$ :

$$L_{\text{IR}} = 1.91(\pm 0.17) \times L(\text{FIR}). \quad (1)$$

For the radio-FIR correlation, we used a q-parameter of 2.34 as defined in Eq. 2 (Condon 1992; Yun et al. 2001):

$$q = \log_{10} \left( \frac{L(\text{FIR})(\text{W})}{3.75 \times 10^{12} (\text{Hz})} \frac{1}{L_{1.4\text{GHz}} (\text{WHz}^{-1})} \right). \quad (2)$$

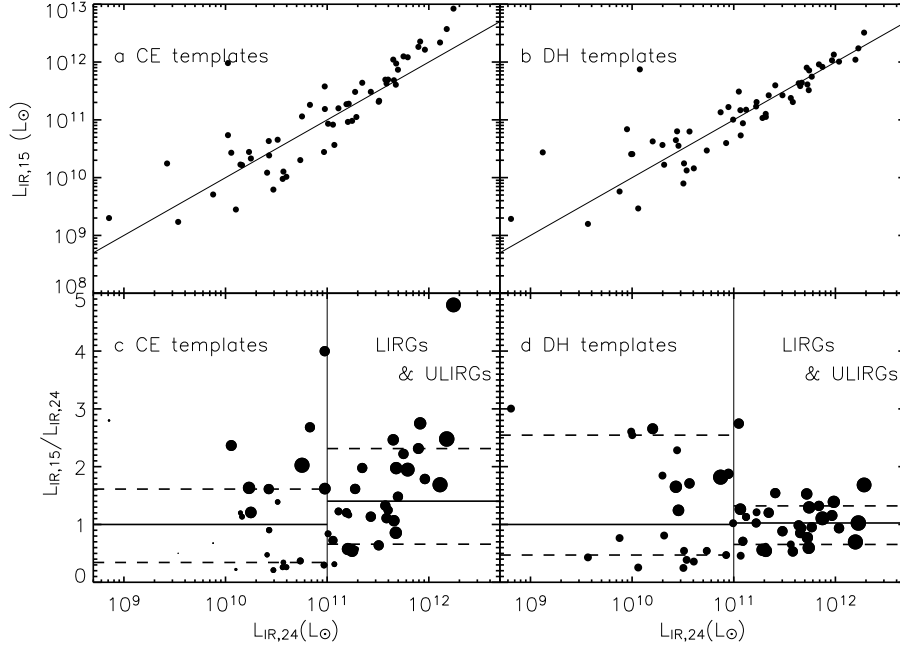
The rest-frame 1.4 GHz monochromatic luminosity was derived from the observed 1.4 or 8.5 GHz flux densities assuming a radio spectral slope for star forming galaxies of  $\alpha = 0.8 \pm 0.15$ , (Yun et al. 2001,  $S_{\nu} \propto \nu^{-\alpha}$ ).

To derive  $L(\text{IR})$  from the MIR (15 and/or 24  $\mu\text{m}$ ), we used the strategy advocated in Chary & Elbaz (2001): each one of the template SEDs of all templates is redshifted at the distance of the observed source, then the SED which MIR flux density is the closest to the observed one is used to derive its  $L(\text{IR})$  after being normalized to the exact observed flux density.

### 4. Global consistency of the 15 $\mu\text{m}$ , 24 $\mu\text{m}$ and radio star formation indicators

The 15 and 24  $\mu\text{m}$  passbands probe different sources of MIR emission at the median redshift of the distant IR luminous galaxies of  $z \sim 0.85$ . At this distance, the 15  $\mu\text{m}$  band samples the PAH emission centered around 7.7  $\mu\text{m}$  while the 24  $\mu\text{m}$  band measures the combined emission from VSGs and the 11.3 and 12.7  $\mu\text{m}$  bands. However, both measurements provide consistent values for  $L(\text{IR})$  (see Fig. 4) with a median ratio of 1 and an rms of 40% when using the DH library (LIRGs/ULIRGs only, i.e. third line of Table 1). This dispersion is the same as the MIR versus  $L(\text{IR})$  one for local galaxies which suggests that the MIR SED of galaxies did not strongly evolve with redshift and that an  $L(\text{IR})$  can safely be derived from the MIR up to  $z \sim 1$ , if validated using the radio.

The 18 galaxies of the sample for which both MIR and radio data are available are located at redshifts between  $0.3 < z < 1.3$ . The total IR luminosity derived from 24  $\mu\text{m}$  and the radio are consistent within 40% (rms defined as the 68% confidence level, see Fig. 5), in agreement with previous studies (Elbaz et al. 2002; Garrett 2002; Gruppioni et al. 2003; Appleton et al. 2004). The median ratio of  $L(\text{IR}, \text{MIR})$  over  $L(\text{IR}, \text{radio})$  is  $\sim 1$  (see Table 2) but the dispersion around this value depends on the MIR wavelength that is used and on the library of template SEDs. Note that the 40% dispersion of  $L(\text{IR}, \text{MIR})/L(\text{IR}, \text{radio})$  is comparable to the 46% dispersion for  $L(\text{FIR})/L(\text{IR}, \text{radio})$  found for the 162 local IR luminous galaxies of Yun et al. (2001) and Reddy & Yun (2004). Hence, the agreement between MIR and radio derived total IR luminosities at  $z \sim 1$  is at least as good as in the local universe, which suggests that the SED of



**Fig. 4.** **a** :  $L_{IR,15}$  as a function of  $L_{IR,24}$  for the SED of CE; **b** : Evolution of the ratio  $L_{IR,15}/L_{IR,24}$  with respect to  $L_{IR,24}$  for the SED of CE; **c** :  $L_{IR,15}$  as a function of  $L_{IR,24}$  for the SED of DH; **d** : Evolution of the ratio  $L_{IR,15}/L_{IR,24}$  with respect to  $L_{IR,24}$  for the SED of DH; the size of the circles is proportionnal to  $z$ .

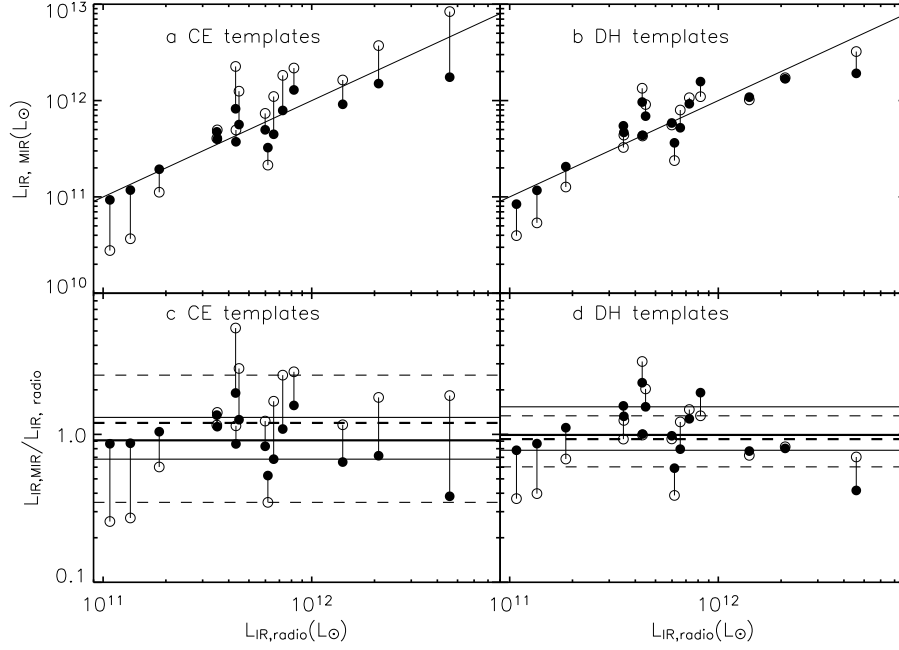
|                                   | $z$                    | $L(IR,15)/L(IR,24)$  |                     |                     |
|-----------------------------------|------------------------|----------------------|---------------------|---------------------|
|                                   |                        | CE                   | DH                  | LDP                 |
| all galaxies                      | $0.84^{+0.17}_{-0.38}$ | $1.21^{+0.7}_{-0.7}$ | $1.0^{+0.8}_{-0.4}$ | $0.5^{+0.7}_{-0.2}$ |
| $L(IR,24) < 10^{11} L_{\odot}$    | $0.48^{+0.41}_{-0.23}$ | $1.1^{+0.8}_{-0.8}$  | $1.2^{+0.8}_{-0.8}$ | $0.9^{+0.2}_{-0.9}$ |
| $L(IR,24) \geq 10^{11} L_{\odot}$ | $0.85^{+0.29}_{-0.10}$ | $1.3^{+0.9}_{-0.6}$  | $1.0^{+0.4}_{-0.4}$ | $0.5^{+0.2}_{-0.2}$ |

**Table 1.** Median and 68 % dispersion (around the median) of the ratio  $L(IR,15)/L(IR,24)$  estimated with the SED of CE, DH and LDP.

galaxies in the IR was not strongly different at  $z \sim 1$  from what it is today.

The  $24 \mu\text{m}$  passband gives the lowest dispersion, with an rms of  $\sim 30$  and  $40\%$  for the CE and DH libraries respectively. At  $15 \mu\text{m}$ , the dispersion becomes as large as  $100\%$  for the CE library and  $60\%$  for DH. The very good agreement of  $L(IR,24)$  with  $L(IR,\text{radio})$  supports the idea that the radio remains a robust SFR indicator up to  $z \sim 1.3$ , which in turns implies that the  $15 \mu\text{m}$  passband is a less robust indicator than the  $24 \mu\text{m}$  one. Since the median redshift of those galaxies is  $z \sim 0.85$ , this suggests that the warm dust continuum is a better tracer than PAHs.

If we now compare the results obtained with different SED libraries, we find that the  $L(IR,15)$  derived from the CE library is  $30\%$  larger than  $L(IR,24)$  and that the ratio of both luminosities presents a dispersion between  $60$  and  $90\%$  (see Table 1). The major difference between the CE and DH libraries is the progressive dilution of PAHs by the VSG continuum as a function of increasing  $L(IR)$  for the CE SEDs (see Fig. .3) If this dilution were to be excessive or if PAHs were to be stronger than predicted by this library then one would expect the CE SEDs to overestimate the  $L(IR)$  derived from a flux density measured around the peak of PAHs emission around  $8 \mu\text{m}$ . This would explain the excess ratio of  $L(IR,15)$  over  $L(IR,24)$ . And indeed,



**Fig. 5.** Comparison of the total IR luminosity (8–1000  $\mu\text{m}$ ) derived from the radio (from the 1.4 and/or 8.5 GHz bands) and the MIR at 15  $\mu\text{m}$  (open circles) and 24  $\mu\text{m}$  (filled circles). Figs a,c and Figs b,d were produced using the CE and DH libraries of template SEDs respectively, to derive  $L_{\text{IR},\text{MIR}}$ . The solid line in Figs a,b is the one-to-correlation between the two  $L(\text{IR})$ . The solid and dashed lines in Figs c,d represent the median (thick lines) and  $1-\sigma$  (68 %) dispersion (thin line) around this median for the 24 (solid) and 15  $\mu\text{m}$  (dashed) data respectively.

| $z$                                                | $L(\text{IR}, \text{MIR})/L(\text{IR}, \text{radio})$ |                     |                     |                     |                     |                     |
|----------------------------------------------------|-------------------------------------------------------|---------------------|---------------------|---------------------|---------------------|---------------------|
|                                                    | 15 $\mu\text{m}$                                      |                     | 24 $\mu\text{m}$    |                     |                     |                     |
|                                                    | CE                                                    | DH                  | LDP                 | CE                  | DH                  | LDP                 |
| $10^{11} \leq L(\text{IR}) \leq 10^{12} L_{\odot}$ | $0.85^{+0.4}_{-0.4}$                                  | $1.2^{+1.4}_{-0.8}$ | $1.0^{+0.6}_{-0.5}$ | $0.6^{+0.3}_{-0.3}$ | $1.0^{+0.3}_{-0.2}$ | $1.1^{+0.4}_{-0.3}$ |

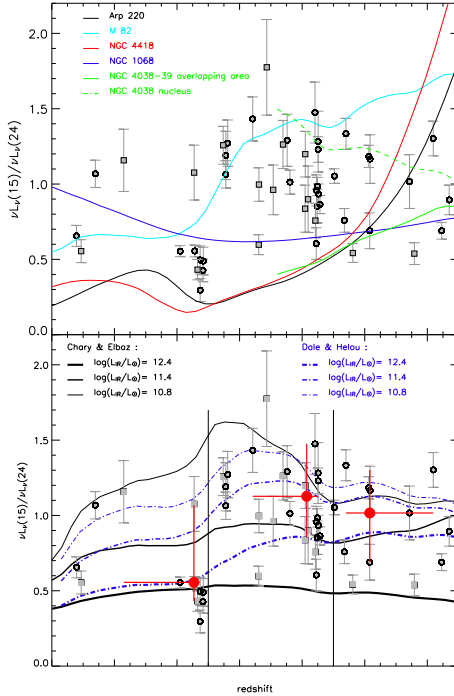
**Table 2.** Median and 68 % dispersion around the median of the ratio  $L(\text{IR}, \text{MIR})/L(\text{IR}, \text{radio})$  estimated with the template SEDs of CE, DH and LDP.

when compared to an independent tracer of  $L(\text{IR})$ , the radio, we find that  $L(\text{IR}, 15)/L(\text{IR}, \text{radio})$  is 20 % larger than one, with a dispersion larger than with the DH library (see Table 2).

When computed using the LDP library,  $L(\text{IR}, 24)$  is twice larger than  $L(\text{IR}, 15)$  (see Table 1). The origin of this discrepancy is opposite to the one with CE, i.e. the strength of PAHs around  $\lambda \sim 8 \mu\text{m}$  (in the rest-frame of the  $z \sim 0.85$  galaxies) is too strong for these luminosities. Indeed the  $L(\text{IR}, \text{MIR})$  predicted with the LDP library exhibit a systematic offset with respect to  $L(\text{IR}, \text{radio})$  (see

Table 2). To avoid confusion, we did not plot those points in Fig. 5. This discrepancy results from a too high emission around the 7.7  $\mu\text{m}$  PAH feature and a too faint continuum plus PAH emission around 12  $\mu\text{m}$ . Note that LDP designed their library in order to better reproduce the 24  $\mu\text{m}$  galaxy counts observed with Spitzer. Hence, the redshift evolution of the CSFH derived from those models will be affected by the use of a revised library of template SEDs accounting for the present results.

Finally, we note that the three galaxies with redshifts close to  $z \sim 0.5$  – for which  $L(\text{IR}, \text{radio}) \sim 3 \times 10^{11} L_{\odot}$  –



**Fig. 6.**  $\nu L_{15}^{15\mu m}/\nu L_{24}^{24\mu m}$  as a function of the redshift. **Black and grey circles** : our distant sample of galaxies. **black and grey square** : data presented in (Elbaz et al. 2005)

exhibit a  $L(IR, 15)/L(IR, radio)$  ratio lower than 1 both for CE and DH (Fig. 5). At  $z \sim 0.5$ , the  $15\mu m$  passband probes the  $10\mu m$  trough in the rest-frame which might be underestimated by those templates. The number of galaxies at this redshift for which both MIR and radio data are available is too small in the present sample to derive any strong conclusion. However, we will address this point by comparing the MIR sample to local galaxies in the next Section.

### 5. Testing the redshift dependence of mid-infrared SEDs

In order to check whether distant and local luminous IR galaxies exhibit consistent MIR properties, we have selected two redshift bins ( $z \sim 0.6$  and 1) such that the  $15$  and  $24\mu m$  passbands probe rest-frame wavelengths for which data on local galaxies are already available. Local and distant galaxies are represented with filled triangles and circles respectively in the Figs. 7, 8. We distinguish three domains in luminosity for "normal" galaxies, "LIRGs" and "ULIRGs", corresponding to  $L(IR)$  greater

than  $10^{10}$ ,  $10^{11}$  and  $10^{12} L_{\odot}$  respectively. In both figures, the median ratio of the luminosities for local and distant galaxies are marked with dark triangles and circles respectively. The  $1\sigma$  error bars were computed by quadratically adding a poissonian error and an error computed to include 68 % of the galaxies in each bin. We will center the discussion on the normal and LIRG populations due to a lack of objects outside of these domains. We will start by presenting the redshift evolution of the observed  $15$  over  $24\mu m$  color as a test for the presence of PAHs in distant galaxies.

#### 5.1. Testing the presence of PAHs in distant galaxies using the $15$ over $24\mu m$ ratio

In Fig. 6a, we compare the location of the GOODS-N galaxies (circles) in the  $24$  over  $15\mu m$  luminosity ratio versus redshift space to several prototypical local SEDs. This figure reproduces the Fig.3 of Elbaz et al. (2005) from which the square points are taken. The closest starburst M82 ( $L(IR) = 4 \times 10^{10} L_{\odot}$ ), the merging system of the Antennae (NGC 4038-39; LIRG,  $L(IR) = 1.4 \times 10^{11} L_{\odot}$ , Mirabel et al. (1998)), the highly obscured LIRGs NGC 4418 (Spoon et al. 2001), the classic, but atypical, ULIRG, Arp 220 (Charmandaris et al. 1999) and the Compton thick Seyfert II NGC 1068 (Le Floc'h et al. 2001) are compared to our distant LIRGs.

The templates can be divided into three families:

1. *Starbursts.* M 82 and the overlapping region of the Antennae galaxies Mirabel et al. (1998); Vigroux et al. (1996): both SEDs do globally fit the data but tend to overestimate the  $L_{15}/L_{24}$  ratio above  $z = 0.5$ , which could either be explained by a too faint warm dust continuum or a too weak silicate feature in absorption.
2. *Heavily obscured starbursts:* Arp 220, NGC 4418 and the nucleus of NGC 4038. NGC 4418 is associated to a very embedded AGN or compact starburst (Evans et al, 2003). The MIR spectrum shows a strong silicate absorption without a strong evidence of PAH features (Spoon et al, 2001). The MIR spectrum of Arp 220 shows characteristics of a highly obscured continuum with silicate absorptions (like NGC4418) and a starburst component characterized by PAH emission (like M83) (Spoon et al, 2004). All three cases predict a too low value for  $L_{15}/L_{24}$  at  $z \leq 0.9$  and too strong at  $z \geq 1.1$ . This is probably due to a too strong silicate absorption and possibly also warm dust continuum.
3. *Active galactic nucleus (AGN).* NGC 1068 harbors a central black hole with a circumnuclear starburst. 75 % of the MIR emission is dominated by the AGN emission (Le Floc'h et al, 2001). The MIR spectrum is dominated by a strong continuum, without PAH. Its  $L_{15}/L_{24}$  ratio is a too weak for 68 % of the sample due to its too flat SED and absence of PAH features in emission.

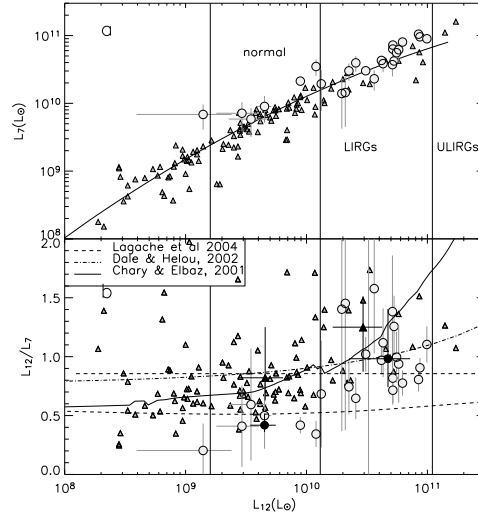
In Fig. 6b, we have indicated three bins of redshift (0–0.5, 0.5–0.9, 0.9–1.3) which correspond approximately to three bins in luminosity because of selection effects:  $[3 \times 10^8 - 3 \times 10^{11}]$ ,  $[3 \times 10^9 - 7 \times 10^{11}]$  and  $[10^{10} - 3 \times 10^{12}] L_{\odot}$ . The large dispersion of the data does not only reflect a variation in their luminosities but also the range of dust properties and geometries for all galaxies, already found in the local universe. In each bin, the red dot is associated to the median value of the data with an error bar including 68% of the sample. The position of the red dots confirms the conclusion of Elbaz et al. (2005) that the  $L_{15}/L_{24}$  ratio increases from  $z \sim 0.2$  to 0.7 due to the entrance of the  $7 \mu\text{m}$  PAH bump in the ISOCAM- $15 \mu\text{m}$  band.

The template SEDs from CE and DH are represented for three luminosities,  $L(IR) = 10^{10.8}$  (thin line),  $10^{11.4}$  (thick line) and  $10^{12.4}$  (very thick line)  $L_{\odot}$ . The global behaviour of the data is well represented by both families of synthetic templates. However, for the CE templates, the  $z = 0.5-0.9$  bin is best fitted by galaxies less luminous than LIRGs while the observed galaxies are predominantly LIRGs. This confirms the previous statement that in the CE templates, the PAHs emission in IR luminous galaxies is underestimated, while this is not the case of the DH templates.

### 5.2. $L_{12}$ versus $L_7$

At  $z \sim 1$ , the 15 and  $24 \mu\text{m}$  observations measure rest-frame wavelengths of approximately 7.5 and  $12 \mu\text{m}$ , respectively. We will designate the rest-frame luminosities at these wavelengths as  $L_7$  and  $L_{12}$ .  $L_7$  measures the “PAH bump” centered on the  $7.7 \mu\text{m}$  dominant PAH feature, while  $L_{12}$  measures a combination of the 11.3 and  $12.7 \mu\text{m}$  PAH bands with the warm dust continuum due to VSGs, as well as some contribution from the silicate feature in absorption, if any. We may compare  $L_7$  and  $L_{12}$  for the high-redshift galaxies to data for local ( $z \sim 0$ ) galaxies observed with ISOCAM-LW2, centered at  $6.75 \mu\text{m}$ , and IRAS  $12 \mu\text{m}$  respectively. Fig. 9a shows the rest-frame wavelengths observed by the 15 and  $24 \mu\text{m}$  bands at  $z \sim 1$  as grey shaded regions, and compares them to the ISOCAM-LW2 and IRAS  $12 \mu\text{m}$  bandpasses for local galaxies. The comparison between local and distant galaxies at these wavelengths is presented in Fig. 7. The redshifted ISOCAM and MIPS filters do not exactly match the observed ISOCAM and IRAS filters used for local galaxies. A correction factor was therefore applied to the local sample of galaxies to compute their luminosities in those bands. We computed this correction factor using the libraries of local SED templates. We found that the corrections are always smaller than 20% and that the choice of CE or DH was affecting this correction by less than 5%.

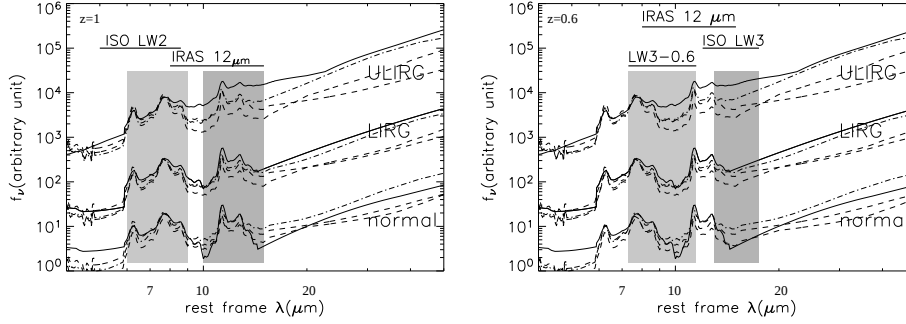
We extracted a subsample of 116 galaxies from the local sample, all of which have flux measurements at both 7 and  $12 \mu\text{m}$ . The distant sample was made of 26 distant



**Fig. 7.** Comparison of the rest-frame 7 and 12  $\mu\text{m}$  luminosities of local (filled triangles) and  $z \sim 1$  ( $0.8 \leq z \leq 1.25$ , filled circles) galaxies.  $L_7$  and  $L_{12}$  correspond to  $\nu L_{\nu}$  at these central wavelengths for the local- ISOCAM- $6.75 \mu\text{m}$  and IRAS- $12 \mu\text{m}$  passbands - and  $z \sim 1$  - rest-frame bands corresponding to the observed ISOCAM- $6.75 \mu\text{m}$  and MIPS- $24 \mu\text{m}$  - galaxies. Two domains of luminosities are defined by vertical lines (see text) where the local and distant galaxies are compared. (a)  $L_7$  as a function of  $L_{12}$ . The plain line is a polynomial of degree 2 fit to the local sample alone. (b)  $L_{12}/L_7$  ratio as a function of  $L_{12}$ . The median ratio for local and distant galaxies are respectively indicated with dark triangles and circles in both luminosity bins. The lines indicate the prediction for the CE (plain line), DH (dash dot line), LDP cold (thick dashed line) and starburst (dashed line) templates.

galaxies with a flux at 15 and  $24 \mu\text{m}$  and located in the 0.8–1.25 redshift range in the redshift range  $0.8 < z < 1.25$ , with median redshift  $z = 0.90$ .

The comparison of  $L_7$  and  $L_{12}$  for local and distant galaxies (Fig. 7a) shows that both populations follow the same global trend, i.e. that there is no strong evolution of MIR SEDs in this range of wavelengths and redshifts. However, nearly all  $z \sim 1$  galaxies lie above the polynomial fit of degree 2 to the local sample (solid line in Fig. 7a). This effect is more visible in Fig. 7b where the  $L_{12}/L_7$  is plotted as a function of  $L_{12}$ . Distant galaxies exhibit a stronger  $L_7$  or a lower  $L_{12}$  with respect to local ones. This effect is stronger for normal galaxies than for LIRGs. If due to a stronger emission from PAHs relative to other components, this could result from a more diffuse origin of the MIR emission of distant galaxies. Indeed,



**Fig. 9.** Relative positions of the ISOCAM-15  $\mu\text{m}$  and MIPS-24  $\mu\text{m}$  bands for galaxies located at  $z \sim 1$  (a) and  $0.6$  (b) with respect to the observed ISOCAM-LW2, LW3 and IRAS-12  $\mu\text{m}$  bands. represented in the plots is  $f_\nu$  in arbitrary units as a function of  $\lambda$ . Origin of the template SEDs at 3 different luminosities ( $L(\text{IR}) = 10^{10} L_\odot$ , "normal",  $10^{11} L_\odot$ , "LIRG" and  $10^{12} L_\odot$ , "ULIRG"): CE (Solid line), DH (Dash-dotted line), LDP (Dashed line: Starburst template, thick dashed line "cold" template).

when star formation is concentrated in compact HII regions, PAHs are destroyed by the hardness of the stellar radiation field. An extreme example of this is given by Arp 220, where PAHs are nearly absent. On the contrary, if star formation takes place in more diffuse regions then one might expect stronger PAH emission. Although it has never been measured, the gas mass fraction of distant LIRGs is probably larger than in local ones and the mechanism required to trigger its strong SFR may therefore be less violent. The study of the compactness of the star formation region of distant galaxies should allow to test this hypothesis, but no data are available at present to produce such study. Note also that a stronger trough at 10  $\mu\text{m}$  (with or without a contribution of silicates in absorption) could decrease  $L_{12}$  and therefore also  $L_{12}/L_7$ , but this trough is only partly present in the  $L_{12}$  passband.

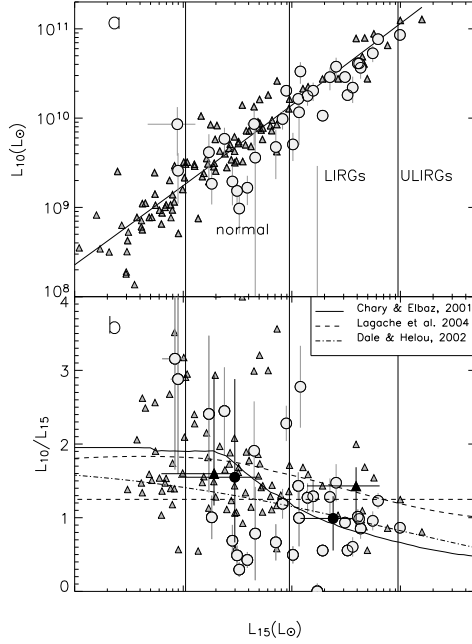
The  $L_{12}/L_7$  versus  $L_{12}$  trend is globally fitted by the CE and DH libraries but not the LDP one, which systematically underestimates  $L_{12}/L_7$  over all luminosities. This observation confirms the excess PAH emission, already discussed in Sect. 4, for this library. Finally, we note that the CE library presents a rapid increase of  $L_{12}/L_7$  with increasing luminosity in the IR luminous regime and that the  $L(\text{IR})$  derived using this library might be overestimated by up to 50% for distant galaxies. This can be explained by the same cause discussed in the previous section, i.e. the underestimated emission of PAHs around 8  $\mu\text{m}$  in this library.

### 5.3. $L_{10}$ versus $L_{15}$

At  $z \sim 0.6$ , the 15 and 24  $\mu\text{m}$  observations measure rest-frame wavelengths of approximately 9.4 and 15  $\mu\text{m}$ , respectively. We will designate these rest-frame luminosities as  $L_{10}$  and  $L_{15}$ . While both  $L_{10}$  and  $L_{15}$  contain emission

from the VSG warm dust continuum, only  $L_{10}$  is affected by the silicate absorption feature. Hence, the flux ratio of these two bands helps to quantify the strength of the silicate absorption. We may compare  $L_{15}$  for high-redshift galaxies to data for local ( $z \sim 0$ ) galaxies observed with ISOCAM-LW3, centered at 15  $\mu\text{m}$ . There is no direct observation of  $L_{10}$  for local galaxies, but we may derive it from a combination of observations with ISOCAM-LW2 and IRAS-12  $\mu\text{m}$  as described below. We will designate this synthetic bandpass as "LW3-0.6". We illustrate the local and redshifted bandpasses for the  $z \sim 0.6$  sample in Fig. 9b. The comparison between local and distant galaxies at these wavelengths is presented in Fig. 8.

We have compared a sample of 115 local galaxies with measured 12 and 15  $\mu\text{m}$  flux densities to 35 distant galaxies with  $z \sim 0.6$  ( $0.4 \leq z \leq 0.8$ ). In order to probe the wavelength range associated to the 10  $\mu\text{m}$  feature, we constructed a synthetic passband centered at 10  $\mu\text{m}$  using a combination of the ISOCAM-LW3 (12–18  $\mu\text{m}$ ) and IRAS-12  $\mu\text{m}$  (8–15  $\mu\text{m}$ ) filters. The passband of the synthetic filter was chosen to reproduce the rest-frame wavelength range probed by the ISOCAM-LW3 filter for a galaxy located at  $z \sim 0.6$ , i.e. centered at 9.4  $\mu\text{m}$  and therefore close to the 10  $\mu\text{m}$  feature. We found that a combination of the ISOCAM-LW3 and IRAS-12  $\mu\text{m}$  filters could provide an estimate of the synthetic passband (hereafter called LW3-0.6) flux density with an accuracy of 20%. We optimized this combination for CE and DH templates independently but found that the difference between both computations is only 10% (see Eq. 3 computed for galaxies which  $L(\text{IR}) \geq 4.7 \times 10^{10} L_\odot$ ). The LW3-0.6 filter is represented with a line in fig. 9. At  $z = 0.6$ , the MIPS-24  $\mu\text{m}$  passband is roughly equivalent to the rest-frame ISOCAM-LW3 filter; however, we calculated a filter correction to take into account the k-correction and the dif-



**Fig. 8.** Comparison of the rest-frame 10 and 15  $\mu\text{m}$  luminosities of local (filled triangles) and  $z \sim 0.6$  ( $0.4 \leq z \leq 0.8$ , filled circles) galaxies.  $L_{15}$  corresponds to  $\nu L_\nu$  at this central wavelength for the ISOCAM-15  $\mu\text{m}$  and MIPS-24  $\mu\text{m}$  passbands for local and  $z \sim 0.6$  galaxies respectively.  $L_{10}$  corresponds to the rest-frame emission measured in the ISOCAM-15  $\mu\text{m}$  band at  $z \sim 0.6$  and was derived from a combination of the IRAS-12  $\mu\text{m}$  and ISOCAM-15  $\mu\text{m}$  bands for local galaxies (see Eq. 3). (a)  $L_{10}$  as a function of  $L_{15}$ . The plain line is a polynomial of degree 2 fit to the local sample alone (here equivalent to a linear fit). (b)  $L_{10}/L_{15}$  as a function of  $L_{15}$ . The median ratio for local and distant galaxies are respectively indicated with dark triangles and circles in both luminosity bins. The lines indicate the prediction for the CE (plain line), DH (dash dot line), LDP cold (thick dashed line) and starburst (dashed line) templates.

ference of filter shapes. The correction is estimated at 10 % when using the DH templates and 30 % for CE.

$$\begin{aligned} L_{LW3-0.6}^{CE} &= 1.64_{-0.42}^{+0.14} \times L_{12} - 0.74_{-0.13}^{+0.70} \times L_{15} \\ L_{LW3-0.6}^{DH} &= 1.72_{-0.06}^{+0.02} \times L_{12} - 0.71_{-0.02}^{+0.04} \times L_{15} \end{aligned} \quad (3)$$

Here again, as in Sect. 5.2, distant galaxies (light grey circles) follow the trend traced by local galaxies (filled triangles), hence confirming that no strong evidence is found

for an evolution of the MIR SED of galaxies with redshift (see Fig. 8). However, distant galaxies exhibit a systematically lower  $L_{10}/L_{15}$  ratio with respect to local ones which could result from either a deeper trough around 10  $\mu\text{m}$ , possibly due to a stronger silicate feature in absorption, or to a stronger VSG continuum emission. This last possibility would be harder to reconcile with the previous result obtained in Sect. 5.2, since it would result in a larger  $L_{12}/L_7$  for distant galaxies, hence opposite to what is observed.

## 6. Discussion and conclusions

We have presented a comparison of the mid infrared (MIR) and radio properties of local and distant galaxies (up to  $z \sim 1.3$ ) with peculiar emphasis on IR luminous galaxies, i.e. LIRGs and ULIRGs. Our goal was to validate or invalidate the possibility to derive a total IR luminosity,  $L(\text{IR})$ , hence a star formation rate (SFR), on the sole basis of a measured flux density in the MIR for those galaxies. We derived three  $L(\text{IR})$  using independently the measured ISOCAM-15  $\mu\text{m}$ , MIPS-24  $\mu\text{m}$  and VLA-1.4 GHz flux densities and found that all three luminosities were consistent at the 40 % confidence level, i.e. an uncertainty similar to the one measured for the local MIR-FIR and radio-FIR correlations for IR luminous galaxies. This first result obtained for a sample of 58 galaxies with redshifts up to  $z \sim 1.3$ , and a sub-sample of 18 galaxies detected in the radio, suggests that the MIR can be used as a tracer of the SFR of distant actively star forming galaxies. However, the  $L(\text{IR})$  computed from the 15  $\mu\text{m}$  is less reliable than the 24  $\mu\text{m}$  by 10-20 % in comparison to the radio derived one. This result suggests that the warm dust continuum is a better tracer of the SFR than is the PAH emission.

The redshift evolution of the 24 over 15  $\mu\text{m}$  color presents a bump around  $z \sim 0.7$  as one would expect with the entrance of PAH emission centered around 7.7  $\mu\text{m}$  in the 15  $\mu\text{m}$  passband. This behavior reinforces previous studies by Elbaz et al. (2005) and Teplitz et al. (2005) which were also interpreted as evidence for the presence of PAHs in distant IR luminous galaxies.

A comparison of the rest-frame luminosities of local and distant galaxies at 7, 10, 12 and 15  $\mu\text{m}$  confirmed the consistent behavior of MIR SEDs as a function of redshift. However, some indication of an evolution was found at the  $\sim 30$  % level. Distant galaxies exhibit a smaller  $L_7/L_{12}$  and  $L_{10}/L_{15}$  which may result from a more intense emission due to broad emission lines produced by PAHs and a stronger 10  $\mu\text{m}$  trough possibly due to silicate absorption. Such conclusions could only be robustly confirmed from direct MIR spectroscopy but if they were exact, then they could reveal a different nature of distant IR luminous galaxies with respect to local ones. If they are younger, hence more gas rich, distant IR luminous galaxies may experience strong starbursts under less violent triggering mechanisms than local ones, i.e. minor mergers or even tidal interactions instead of major mergers. As a re-

sult, the regions of star formation could be less compact and PAHs less destroyed.

We tested three commonly used libraries of template SEDs— CE (Chary & Elbaz 2001), DH (Dale & Helou 2002) and LDP (Lagache et al. 2004) – in which the relative weight of the emission due to broad emission lines from PAHs with respect to warm dust continuum due to VSGs increases from CE to DH and to LDP.

The LDP library predicts values for  $L(\text{IR})$  which are 40 % too low from the measured  $15\,\mu\text{m}$  flux density and 30 % too large from the  $24\,\mu\text{m}$  one, with respect to the radio ones. They also exhibit the largest dispersion and inconsistency between  $L(\text{IR},15)$  and  $L(\text{IR},24)$ . This is mostly due to a too strong emission due to PAHs around  $8\,\mu\text{m}$  and, to a lesser extent, to a lack of evolution of MIR SEDs as a function of  $L(\text{IR})$ .

The CE and DH libraries both provide robust fits to both local and distant galaxies but we find evidence for more PAH emission in IR luminous galaxies than predicted in the CE SEDs. As a result, the CE library would predict too large  $L(\text{IR})$  for distant galaxies by 20-30 %. If, as suggested above, distant galaxies do exhibit a stronger PAH emission than local ones, then both libraries need to be revised and the CE library would overestimate  $L(\text{IR})$  up to 50 % for ULIRGs.

Finally, we wish to note that other effects might play a role in affecting the shape of MIR SEDs of distant galaxies such as their metallicity and the ionization level of their PAHs. The metallicity of  $z \sim 1$  IR luminous galaxies was found to be 0.5–1 solar by Liang et al. (2004), hence not strongly different from local galaxies, although about twice below the metallicity of massive galaxies like them. At last, one of the important factors to be considered in the study of distant objects will be related to their compactness which may not only affect their silicate absorption but also dust temperature in the far infrared (Chanial et al. 2005; Wang & Helou 1992). Some of these issues will be addressed in the near future with Spitzer IRS spectroscopy and  $16\,\mu\text{m}$  imaging combined with MIPS  $24\,\mu\text{m}$  imaging, but we will have to wait for the launch of the Herschel satellite in 2007, and later on ALMA, for the direct determination of  $L(\text{IR})$ .

## References

- Alexander, D. M., Aussel, H., Bauer, F. E., et al. 2002, *ApJ*, 568, L85
- Appleton, P. N., Fadda, D. T., Marleau, F. R., et al. 2004, *ApJS*, 154, 147
- Aussel, H., Cesarsky, C. J., Elbaz, D., & Starck, J. L. 1999, *A&A*, 342, 313
- Boulanger, F., Boissel, P., Cesarsky, D., & Ryter, C. 1998, *A&A*, 339, 194
- Cesarsky, C. J., Abergel, A., Agnese, P., et al. 1996, *A&A*, 315, L32
- Chanial, P., Flores, H., Guiderdoni, B., et al. 2005, *A&A in prep*
- Charmandaris, V., Laurent, O., Mirabel, I., et al. 1999, *Ap&SS*, 266, 99
- Chary, R., Casertano, S., Dickinson, M. E., et al. 2004, *ApJS*, 154, 80
- Chary, R. & Elbaz, D. 2001, *ApJ*, 556, 562
- Cohen, J. G., Hogg, D. W., Blandford, R., et al. 2000, *ApJ*, 538, 29
- Condon, J. J. 1992, *ARA&A*, 30, 575
- Dale, D. A. & Helou, G. 2002, *ApJ*, 576, 159
- Desert, F.-X., Boulanger, F., & Puget, J. L. 1990, *A&A*, 237, 215
- Elbaz, D. & Cesarsky, C. J. 2003, *Science*, 300, 270
- Elbaz, D., Cesarsky, C. J., Chanial, P., et al. 2002, *A&A*, 384, 848
- Elbaz, D., Cesarsky, C. J., Fadda, D., et al. 1999, *A&A*, 351, L37
- Elbaz, D., Le Floch, E., Dole, H., & Marcillac, D. 2005, *A&A*, 434, L1
- Engelbracht, C. W., Gordon, K. D., Rieke, G. H., et al. 2005, *ApJ*
- Fadda, D., Flores, H., Hasinger, G., et al. 2002, *A&A*, 383, 838
- Franceschini, A., Aussel, H., Cesarsky, C. J., Elbaz, D., & Fadda, D. 2001, *A&A*, 378, 1
- Franceschini, A., Berta, S., Rigopoulou, D., et al. 2003, *A&A*, 403, 501
- Galliano, F., Madden, S. C., Jones, A. P., Wilson, C. D., & Bernard, J.-P. 2005, *A&A*, 434, 867
- Galliano, F., Madden, S. C., Jones, A. P., et al. 2003, *A&A*, 407, 159
- Garrett, M. A. 2002, *A&A*, 384, L19
- Giallisco, M., Ferguson, H. C., Koekemoer, A. M., et al. 2004, *ApJ*, 600, L93
- Gruppioni, C., Pozzi, F., Zamorani, G., et al. 2003, *MNRAS*, 341, L1
- Haarsma, D. B., Partridge, R. B., Windhorst, R. A., & Richards, E. A. 2000, *ApJ*, 544, 641
- Helou, G., Khan, I. R., Malek, L., & Boehmer, L. 1988, *ApJS*, 68, 151
- Kennicutt, R. C. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kessler, M. F., Steinz, J. A., Anderegg, M. E., et al. 1996, *A&A*, 315, L27
- Lagache, G., Dole, H., & Puget, J.-L. 2003, *MNRAS*, 338, 555
- Lagache, G., Dole, H., Puget, J.-L., et al. 2004, *ApJS*, 154, 112
- Laurent, O., Mirabel, I. F., Charmandaris, V., et al. 2000, *A&A*, 359, 887
- Le Floch, E., Mirabel, I. F., Laurent, O., et al. 2001, *A&A*, 367, 487
- LeFloch, E., Papovich, C., Dole, H., et al. 2005, *ApJ*
- Liang, Y. C., Hammer, F., Flores, H., et al. 2004, *A&A*, 423, 867
- Madden, S. C., Galliano, F., Jones, A. P., & Sauvage, M. 2005, *A&A*, *submitted*
- Mirabel, I. F., Vigroux, L., Charmandaris, V., et al. 1998, *A&A*, 333, L1
- Okumura, K. 1998, *ESA PSF Reports*

- Papovich, C., Dole, H., Egami, E., et al. 2004, *ApJS*, 154, 70
- Reddy, N. A. & Yun, M. S. 2004, *ApJ*, 600, 695
- Richards, E. A. 2000, *ApJ*, 533, 611
- Rieke, G. H., Young, E. T., Engelbracht, C. W., et al. 2004, *ApJS*, 154, 25
- Roussel, H., Vigroux, L., Bosma, A., et al. 2001, *A&A*, 369, 473
- Sanders, D. B. & Mirabel, I. F. 1996, *ARA&A*, 34, 749
- Soifer, B. T., Neugebauer, G., Graham, J. R., et al. 1991, *ApJ*, 381, L55
- Soifer, B. T., Sanders, D. B., Madore, B. F., et al. 1987, *ApJ*, 320, 238
- Spoon, H. W. W., Keane, J. V., Tielens, A. G. G. M., Lutz, D., & Moorwood, A. F. M. 2001, *A&A*, 365, L353
- Sturm, E., Lutz, D., Tran, D., et al. 2000, *A&A*, 358, 481
- Teplitz, H., Charmandaris, V., Chary, R., et al. 2005, *ApJ*(in press, astro-ph/0507558)
- Verstraete, L., Pech, C., Moutou, C., et al. 2001, *A&A*, 372, 981
- Vigroux, L., Mirabel, F., Altieri, B., et al. 1996, *A&A*, 315, L93
- Wang, Z. & Helou, G. 1992, *ApJ*, 398, L33
- Werner, M. W., Roellig, T. L., Low, F. J., et al. 2004, *ApJS*, 154, 1
- Wirth, G. D., Willmer, C. N. A., Amico, P., et al. 2004, *AJ*, 127, 3121
- Xu, C. K., Donas, J., & GALEX Science Team. 2003, American Astronomical Society Meeting Abstracts, 203.
- Yun, M. S., Reddy, N. A., & Condon, J. J. 2001, *ApJ*, 554, 803

14

Marillac et al.: Mid infrared properties of distant infrared luminous galaxies

| ID  | RA<br>(J2000) | DEC<br>(J2000) | z     | f <sub>15 μm</sub><br>μJy         | f <sub>24 μm</sub><br>μJy | f <sub>8.5</sub><br>μJy | f <sub>1.4</sub><br>μJy | L <sub>IR</sub> <sup>radio</sup><br>[L <sub>⊙</sub> ] | L(IR,24) [L <sub>⊙</sub> ] |       |       | L(IR,15) [L <sub>⊙</sub> ] |       |       |
|-----|---------------|----------------|-------|-----------------------------------|---------------------------|-------------------------|-------------------------|-------------------------------------------------------|----------------------------|-------|-------|----------------------------|-------|-------|
| (1) | (2)           | (3)            | (4)   | (5)                               | (6)                       | (7)                     | (8)                     | (10)                                                  | CE                         | DH    | LDP   | CE                         | DH    | LDP   |
| 1   | 189.1308136   | 62.1871071     | 1.013 | 355 <sup>+40</sup> <sub>-40</sub> | 480±6                     | –                       | 26.07                   | 11.63                                                 | 11.91                      | 11.98 | 12.15 | 12.35                      | 12.12 | 11.87 |
| 2   | 189.1436157   | 62.2037354     | 0.457 | 448 <sup>+60</sup> <sub>-60</sub> | 1290±9                    | 39.20                   | 243.04                  | 11.78                                                 | 11.51                      | 11.56 | 11.69 | 11.33                      | 11.37 | 11.41 |
| 3   | 189.1438751   | 62.2114830     | 1.219 | 363 <sup>+60</sup> <sub>-60</sub> | 446±5                     | 38.50                   | 178.62                  | 12.66                                                 | 12.24                      | 12.28 | 12.43 | 12.92                      | 12.50 | 12.22 |
| 4   | 189.1456909   | 62.2068138     | 0.562 | 267 <sup>+60</sup> <sub>-60</sub> | 336±6                     | –                       | –                       | –                                                     | 11.21                      | 11.22 | 11.34 | 11.27                      | 11.30 | 11.22 |
| 5   | 189.1536102   | 62.1931000     | 0.079 | 300 <sup>+60</sup> <sub>-60</sub> | 732±9                     | 11.60                   | –                       | 9.41                                                  | 9.53                       | 9.56  | 9.48  | 9.23                       | 9.20  | 9.22  |
| 6   | 189.1663666   | 62.2139931     | 0.846 | 295 <sup>+60</sup> <sub>-60</sub> | 493±6                     | –                       | 55.41                   | 11.77                                                 | 11.69                      | 11.76 | 11.94 | 11.86                      | 11.74 | 11.57 |
| 7   | 189.1924133   | 62.1951141     | 1.016 | 125 <sup>+41</sup> <sub>-41</sub> | 290±5                     | –                       | 21.04                   | 11.54                                                 | 11.67                      | 11.73 | 11.88 | 11.60                      | 11.51 | 11.26 |
| 8   | 189.1926117   | 62.2576752     | 0.851 | 418 <sup>+52</sup> <sub>-52</sub> | 544±8                     | –                       | 40.94                   | 11.65                                                 | 11.75                      | 11.83 | 11.98 | 12.09                      | 11.95 | 11.78 |
| 9   | 189.2012482   | 62.2408028     | 0.139 | 307 <sup>+48</sup> <sub>-48</sub> | 460±6                     | –                       | –                       | –                                                     | 9.88                       | 9.88  | 9.78  | 9.71                       | 9.76  | 9.72  |
| 10  | 189.2062225   | 62.2353172     | 0.752 | 150 <sup>+45</sup> <sub>-35</sub> | 186±6                     | –                       | –                       | –                                                     | 11.18                      | 11.22 | 11.33 | 11.27                      | 11.23 | 11.04 |
| 11  | 189.2102509   | 62.2212448     | 0.851 | 157 <sup>+45</sup> <sub>-45</sub> | 196±6                     | –                       | –                       | –                                                     | 11.27                      | 11.34 | 11.45 | 11.48                      | 11.42 | 11.22 |
| 12  | 189.2071533   | 62.2203903     | 0.474 | 115 <sup>+40</sup> <sub>-40</sub> | 371±10                    | 14.00                   | 48.95                   | 11.13                                                 | 11.07                      | 11.06 | 11.14 | 10.56                      | 10.73 | 10.64 |
| 13  | 189.2129822   | 62.1753387     | 0.410 | 341 <sup>+42</sup> <sub>-42</sub> | 984±9                     | 14.00                   | 94.20                   | 11.26                                                 | 11.28                      | 11.31 | 11.41 | 11.04                      | 11.10 | 11.12 |
| 14  | 189.2157745   | 62.2317200     | 0.556 | 151 <sup>+36</sup> <sub>-36</sub> | 203±6                     | –                       | –                       | –                                                     | 11.00                      | 10.99 | 11.06 | 10.93                      | 11.00 | 10.88 |
| 15  | 189.2217255   | 62.1880875     | 0.935 | 174 <sup>+33</sup> <sub>-33</sub> | 367±6                     | –                       | –                       | –                                                     | 11.65                      | 11.72 | 11.87 | 11.68                      | 11.61 | 11.35 |
| 16  | 189.2223816   | 62.1944351     | 1.270 | 180 <sup>+36</sup> <sub>-36</sub> | 322±6                     | 12.60                   | 73.97                   | 12.32                                                 | 12.17                      | 12.22 | 12.35 | 12.57                      | 12.23 | 11.95 |
| 17  | 189.2245483   | 62.2151070     | 0.642 | 179 <sup>+31</sup> <sub>-31</sub> | 200±6                     | –                       | –                       | –                                                     | 11.11                      | 11.12 | 11.22 | 11.19                      | 11.17 | 11.03 |
| 18  | 189.2407684   | 62.2486877     | 0.849 | 225 <sup>+23</sup> <sub>-23</sub> | 366±8                     | 9.40                    | –                       | 11.63                                                 | 11.57                      | 11.63 | 11.75 | 11.69                      | 11.63 | 11.43 |
| 19  | 189.2457886   | 62.2025566     | 0.852 | 157 <sup>+16</sup> <sub>-16</sub> | 269±6                     | –                       | –                       | –                                                     | 11.42                      | 11.47 | 11.58 | 11.48                      | 11.42 | 11.22 |
| 20  | 189.2496338   | 62.2472992     | 0.761 | 295 <sup>+43</sup> <sub>-43</sub> | 466±6                     | –                       | 41.97                   | 11.54                                                 | 11.59                      | 11.66 | 11.83 | 11.69                      | 11.64 | 11.46 |
| 21  | 189.2744446   | 62.1983376     | 0.903 | 431 <sup>+34</sup> <sub>-34</sub> | 655±8                     | –                       | 57.63                   | 11.86                                                 | 11.89                      | 11.96 | 12.12 | 12.26                      | 12.02 | 11.86 |
| 22  | 189.1266937   | 62.2024765     | 0.457 | 145 <sup>+48</sup> <sub>-48</sub> | 95±5                      | –                       | –                       | –                                                     | 10.51                      | 10.44 | 10.42 | 10.65                      | 10.80 | 10.72 |
| 23  | 189.1399536   | 62.2222900     | 0.845 | 122 <sup>+40</sup> <sub>-40</sub> | 323±7                     | –                       | –                       | –                                                     | 11.50                      | 11.58 | 11.69 | 11.31                      | 11.30 | 11.04 |
| 24  | 189.1552277   | 62.2263107     | 0.847 | 184 <sup>+50</sup> <sub>-50</sub> | 106±5                     | –                       | –                       | –                                                     | 10.97                      | 11.04 | 11.11 | 11.57                      | 11.48 | 11.31 |
| 25  | 189.1619263   | 62.2160149     | 1.143 | 155 <sup>+50</sup> <sub>-50</sub> | 244±7                     | –                       | –                       | –                                                     | 11.79                      | 11.87 | 11.99 | 12.08                      | 11.91 | 11.64 |
| 26  | 189.1758118   | 62.2627182     | 0.857 | 459 <sup>+60</sup> <sub>-60</sub> | 850±8                     | 22.70                   | 126.45                  | 12.14                                                 | 11.96                      | 12.03 | 12.21 | 12.21                      | 12.00 | 11.85 |
| 27  | 189.1788483   | 62.2046394     | 0.454 | 49 <sup>+36</sup> <sub>-36</sub>  | 114±5                     | –                       | –                       | –                                                     | 10.56                      | 10.51 | 10.48 | 10.10                      | 10.24 | 10.10 |
| 28  | 189.1858521   | 62.2180252     | 0.484 | 33 <sup>+11</sup> <sub>-11</sub>  | 108±5                     | –                       | –                       | –                                                     | 10.56                      | 10.53 | 10.50 | 9.98                       | 10.12 | 9.97  |
| 29  | 189.2092285   | 62.2111397     | 0.474 | 22 <sup>+10</sup> <sub>-10</sub>  | 119±7                     | –                       | –                       | –                                                     | 10.47                      | 10.50 | 10.45 | 9.79                       | 9.90  | 9.78  |
| 30  | 189.2199860   | 62.2483215     | 0.089 | 42 <sup>+9</sup> <sub>-9</sub>    | 32±7                      | –                       | –                       | –                                                     | 8.37                       | 8.38  | 8.29  | 8.47                       | 8.36  | 8.50  |
| 31  | 189.2266083   | 62.2429657     | 0.577 | 51 <sup>+75</sup> <sub>-31</sub>  | 104±6                     | –                       | –                       | –                                                     | 10.73                      | 10.73 | 10.77 | 10.30                      | 10.46 | 10.24 |
| 32  | 189.2276459   | 62.1909523     | 0.254 | 42 <sup>+26</sup> <sub>-26</sub>  | 173±6                     | –                       | –                       | –                                                     | 10.10                      | 10.05 | 9.95  | 9.45                       | 9.47  | 9.46  |
| 33  | 189.2387543   | 62.2166634     | 0.474 | 60 <sup>+23</sup> <sub>-23</sub>  | 30±7                      | –                       | –                       | –                                                     | 10.16                      | 9.99  | 9.93  | 10.21                      | 10.40 | 10.24 |
| 34  | 189.2483521   | 62.1982346     | 1.020 | 48 <sup>+56</sup> <sub>-40</sub>  | 117±6                     | –                       | –                       | –                                                     | 11.24                      | 11.31 | 11.40 | 10.98                      | 11.05 | 10.70 |
| 35  | 189.2680359   | 62.2462730     | 2.211 | 80 <sup>+74</sup> <sub>-19</sub>  | 376±4                     | –                       | –                       | –                                                     | 13.32                      | 12.90 | 12.66 | 13.47                      | 13.32 | 12.81 |
| 36  | 189.2693481   | 62.2415276     | 0.560 | 72 <sup>+16</sup> <sub>-16</sub>  | 173±5                     | –                       | 26.45                   | 11.03                                                 | 10.96                      | 10.92 | 11.00 | 10.44                      | 10.59 | 10.44 |
| 37  | 189.2847595   | 62.2147064     | 0.838 | 115 <sup>+11</sup> <sub>-11</sub> | 81±6                      | –                       | –                       | –                                                     | 10.83                      | 10.94 | 10.98 | 11.25                      | 11.22 | 11.01 |
| 38  | 189.2052155   | 62.1968956     | 0.960 | 75 <sup>+71</sup> <sub>-19</sub>  | 86±6                      | –                       | –                       | –                                                     | 10.97                      | 11.06 | 11.12 | 11.18                      | 11.16 | 10.89 |
| 39  | 189.2165527   | 62.2336655     | 0.558 | 50 <sup>+29</sup> <sub>-20</sub>  | 3±6                       | –                       | –                       | –                                                     | 9.424                      | 9.120 | 9.161 | 10.24                      | 10.43 | 10.22 |
| 40  | 189.2310486   | 62.2198830     | 0.954 | 23 <sup>+10</sup> <sub>-11</sub>  | 23±8                      | 11.80                   | –                       | 11.85                                                 | 10.24                      | 10.45 | 10.26 | 10.33                      | 10.55 | 10.20 |

**Table 3.** Description of the sample. The ISOCAM (f<sub>15 μm</sub>) and MIPS (f<sub>34 μm</sub>) flux densities are given with their 68 % error bars. f<sub>1.4</sub> and f<sub>8.5</sub> are the 1.4 and 8.5 GHz flux densities from Morrison et al. (in prep.). The logarithm of the total IR luminosities were derived using the recipes described in the paper. (continuing in Table 4).

Table 4. Continuation of Table 3.

| ID  | RA          | DEC        | z     | $f_{15\mu\text{m}}$ | $f_{24\mu\text{m}}$ | $f_{8.5}$ | $f_{1.4}$ | $L_{\text{IR}}^{\text{radio}}$ | $L(\text{IR},24) [L_{\odot}]$ |       |       | $L(\text{IR},15) [L_{\odot}]$ |       |       |
|-----|-------------|------------|-------|---------------------|---------------------|-----------|-----------|--------------------------------|-------------------------------|-------|-------|-------------------------------|-------|-------|
| (1) | (2)         | (3)        | (4)   | (5)                 | (6)                 | (7)       | (8)       | (10)                           | CE                            | DH    | LDP   | CE                            | DH    | LDP   |
| 41  | 189.2338257 | 62.2250175 | 1.244 | $26^{+10}_{-13}$    | 19±9                | –         | –         | –                              | 10.75                         | 10.87 | 10.77 | 11.05                         | 11.13 | 10.77 |
| 42  | 189.1941833 | 62.1803780 | 0.940 | $295^{+40}_{-40}$   | 354±7               | –         | 47.40     | 11.81                          | 11.64                         | 11.71 | 11.87 | 12.04                         | 11.90 | 11.67 |
| 43  | 189.1533661 | 62.2037392 | 0.848 | $202^{+50}_{-50}$   | 379±5               | –         | –         | –                              | 11.58                         | 11.65 | 11.79 | 11.62                         | 11.58 | 11.35 |
| 44  | 189.2059937 | 62.2213860 | 1.238 | $101^{+40}_{-40}$   | 3±7                 | –         | –         | –                              | 10.02                         | 10.07 | 10.13 | 11.98                         | 11.87 | 11.55 |
| 45  | 189.2614288 | 62.2338943 | 1.246 | $144^{+20}_{-20}$   | 334±8               | –         | 30.39     | 11.91                          | 12.11                         | 12.19 | 12.28 | 12.33                         | 12.04 | 11.77 |
| 46  | 189.1583710 | 62.1882019 | 1.017 | $212^{+55}_{-75}$   | 291±5               | –         | –         | –                              | 11.67                         | 11.74 | 11.89 | 11.97                         | 11.85 | 11.58 |
| 47  | 189.2758789 | 62.2258720 | 0.752 | $86^{+20}_{-20}$    | 138±7               | –         | –         | –                              | 11.05                         | 11.08 | 11.16 | 10.91                         | 10.94 | 10.71 |
| 48  | 189.1595612 | 62.1975403 | 0.841 | $212^{+55}_{-55}$   | 230±3               | –         | –         | –                              | 11.34                         | 11.40 | 11.54 | 11.64                         | 11.59 | 11.37 |
| 49  | 189.1715393 | 62.2392883 | 0.518 | $76^{+10}_{-71}$    | 50±6                | –         | –         | –                              | 10.42                         | 10.29 | 10.25 | 10.38                         | 10.56 | 10.44 |
| 50  | 189.1748047 | 62.2015877 | 0.432 | $52^{+10}_{-09}$    | 83±5                | –         | –         | –                              | 10.40                         | 10.31 | 10.25 | 10.08                         | 10.22 | 10.09 |
| 51  | 189.1822815 | 62.2325401 | 0.201 | $50^{+33}_{-33}$    | 14±6                | –         | –         | –                              | 8.85                          | 8.81  | 8.73  | 9.30                          | 9.28  | 9.30  |
| 52  | 189.2253876 | 62.2318687 | 0.850 | $47^{+81}_{-09}$    | 39±5                | –         | –         | –                              | 10.42                         | 10.56 | 10.55 | 10.63                         | 10.79 | 10.48 |
| 53  | 189.2584381 | 62.2231522 | 0.409 | $83^{+76}_{-19}$    | 46±7                | –         | –         | –                              | 10.14                         | 10.00 | 9.927 | 10.22                         | 10.40 | 10.27 |
| 54  | 189.1679382 | 62.2253952 | 0.483 | $36^{+11}_{-15}$    | 135±6               | –         | –         | –                              | 10.59                         | 10.60 | 10.58 | 10.01                         | 10.16 | 10.00 |
| 55  | 189.1706696 | 62.2282715 | 1.016 | $24^{+10}_{-12}$    | 16±6                | –         | –         | –                              | 10.23                         | 10.43 | 10.27 | 10.44                         | 10.64 | 10.31 |
| 56  | 189.1799927 | 62.1967506 | 1.007 | $48^{+57}_{-10}$    | 113±5               | –         | –         | –                              | 11.20                         | 11.28 | 11.35 | 10.96                         | 11.03 | 10.69 |
| 57  | 189.1922150 | 62.2130051 | 0.901 | $31^{+11}_{-14}$    | 11±8                | –         | –         | –                              | 10.05                         | 10.20 | 10.10 | 10.43                         | 10.62 | 10.31 |
| 58  | 189.2837219 | 62.2130814 | 0.654 | $89^{+79}_{-20}$    | 15±7                | –         | –         | –                              | 10.02                         | 9.95  | 9.91  | 10.73                         | 10.83 | 10.64 |



Troisième partie

Etude de la flambée de formation  
stellaire



## CHAPITRE 6

# Comment étudier l'histoire passée de ces galaxies ?

---

### Sommaire

---

|            |                                                                                 |            |
|------------|---------------------------------------------------------------------------------|------------|
| <b>6.1</b> | <b>Etude de l'histoire instantanée de formation d'étoiles dans les galaxies</b> | <b>114</b> |
| <b>6.2</b> | <b>Comment étudier cette phase de formation stellaire ? . . . . .</b>           | <b>117</b> |
| 6.2.1      | Des galaxies IRAS ... . . . .                                                   | 118        |
| 6.2.2      | ...aux galaxies d'amas. . . . .                                                 | 118        |
| 6.2.3      | Des amas globulaires ... . . . .                                                | 120        |
| 6.2.4      | .. aux codes de synthèse de populations stellaires . . . . .                    | 121        |
| <b>6.3</b> | <b>Quelle méthode utiliser ? . . . . .</b>                                      | <b>123</b> |
| 6.3.1      | Amas ou synthèse de population stellaire ? . . . . .                            | 123        |
| 6.3.2      | Indices de Lick ou continu global ? . . . . .                                   | 123        |

---

Maintenant que nous avons comparé les propriétés de l'évolution de l'émission des poussières dans le domaine radio-infrarouge, cette partie va être dédiée à l'étude de la formation stellaire de ces galaxies et à la flambée de formation stellaire responsable de l'émission des poussières.

Les LIRGs et ULIRGs sont exceptionnelles en terme de luminosité infrarouge, mais elles présentent des couleurs optiques similaires aux autres galaxies. Etudier l'histoire de la formation d'étoiles dans les galaxies est un projet faramineux. Aussi faramineux que l'étude de sites archéologiques majeurs. L'approche est assez similaire : comment connaître l'histoire d'une galaxie à travers ce qu'il en reste ? Comment déduire ce qu'il s'est passé à travers ce qui existe encore ? C'est à la fois comprendre comment une galaxie évolue au cours du temps, comprendre dans quelle mesure son évolution stellaire est liée à son environnement et à ses propriétés intrinsèques.

Le but de cette partie est de quantifier la flambée de formation stellaire des LIRGs, c'est à dire d'étudier ce qui s'est passé dans le dernier milliard d'années. L'accès à cette durée pourrait nous permettre de mieux comprendre le ou les mécanismes responsables du déclenchement de cette phase de formation stellaire. Est ce qu'une flambée de formation stellaire est un événement court associé à une phase de rencontre de galaxies ? Est-ce un événement plus long ? Des âges variés ont été évoqués comme quelques  $10^7$  ans (Alonso-Herrero *et al.* 2000, Forster Schreiber *et al.* 2003) ou quelques  $10^8$ , voire  $10^9$  ans (Poggianti *et al.*, 2000).

Est ce qu'au cours de la phase de collisions les galaxies subissent plusieurs flambées de formation stellaires successives ?

Combien d'étoiles sont formées au cours de cette phase de formation d'étoiles ? Le but de ce chapitre est de présenter les différentes méthodes que nous avons utilisées ainsi que

les inconvénients qu'elles présentent. La méthode finalement choisie est présentée au chapitre suivant qui résume les résultats obtenus et renvoie aux articles décrivant ce travail.

## 6.1 Etude de l'histoire instantanée de formation d'étoiles dans les galaxies

Lorsqu'une galaxie est active en terme de formation stellaire, elle présente généralement des caractéristiques spectrales ou photométriques assez facilement reconnaissables dans plusieurs domaines de longueurs d'ondes<sup>1</sup> ; on peut alors déduire un taux de formation d'étoiles actuel, associé à ce qui s'est passé dans les derniers  $10^6$ - $10^7$  ans avant l'observation. Même si cet intervalle de temps paraît long, il constitue la formation d'étoiles instantanée à l'échelle de temps de ces objets.

Différents indicateurs ont déjà été présentés dans le cadre de l'étude multi-longueurs d'ondes des galaxies de la partie 1.2. Ici, je vais juste les comparer et présenter les principales difficultés rencontrées lors de leur utilisation. Ils sont donnés dans le référentiel au repos des galaxies.

- Le continu UV est propice à l'étude de la formation stellaire, car il est associé au rayonnement des étoiles jeunes, chaudes ( $M \geq 5 M_\odot$ ) et de durée de vie courte. On a longtemps cru cet indicateur très puissant, notamment parce que le domaine UV est facilement accessible dans l'optique ou le proche infrarouge au moins pour  $z \leq 4$  grâce à la *k-correction*, ce qui n'est pas le cas de la plupart des autres indicateurs. Il fut utilisé pour déduire l'histoire de la formation stellaire à l'échelle de l'univers jusqu'à un redshift de 5 (Lilly *et al.* 1996, Madau *et al.* 1996, 1998), mais s'est révélé être très sensible à l'atténuation. On sait aujourd'hui qu'il est faiblement sensible à la formation stellaire enfouie qui représente la majeure partie de la formation stellaire de l'univers et les galaxies étudiées sont les prototypes de ces objets.

- Les raies nébulaires vont permettre de déterminer l'histoire actuelle de formation d'étoiles des galaxies parce qu'elles sont associées au refroidissement des nébuleuses gazeuses chauffées par des étoiles plus massives et donc un peu plus jeunes que dans le cas du continu UV. Les raies les plus courantes sont celles de la série de Balmer ( $H\alpha$ ,  $H\beta$ ) ou [OII]. Ces raies sont plus sensibles à l'atténuation que le continu stellaire dans le même domaine de longueur d'onde.

- L'infrarouge moyen et lointain sont aussi de bons indicateurs de formation d'étoiles lorsque l'activité de la galaxie est liée à de la formation d'étoiles. Cet indicateur permet d'accéder directement aux étoiles encore enfouies dans des régions où existent encore des fragments de nuages moléculaires et de poussières ayant contribué à leur naissance. La durée de vie d'un tel nuage est mal connue et dépend de sa taille, de l'activité de formation d'étoiles de la région, de la galaxie, du continu en gaz et probablement d'autres paramètres. Différentes lois permettent de convertir les luminosités dans l'infrarouge moyen et lointain en luminosité infrarouge,  $L_{IR}$ <sup>2</sup> ; la loi de Kennicutt (1992) permet de convertir  $L_{IR}$  en taux de formation d'étoiles.

$$SFR(M_\odot/an) = 1.71 \times 10^{-10} L_{IR}(L_\odot) \quad (6.2)$$

- L'émission du continu radio d'une galaxie peut aussi être utilisée (voir chapitre IV et V).

Tous ces indicateurs présentent plusieurs inconvénients : l'IMF, distribution en masse initiale des étoiles, l'atténuation et la k-correction. Il est presque impossible de s'affranchir de

<sup>1</sup>Des réserves doivent être apportées si l'atténuation est vraiment trop forte.

<sup>2</sup>Corrélations dans l'infrarouge moyen :

$$\begin{aligned} L_{IR} &= 11.1_{-3.7}^{5.5} \times L_{15\mu m}^{0.998} \\ L_{IR} &= 0.89_{-0.27}^{0.38} \times L_{12\mu m}^{1.094} \\ L_{IR} &= 4.37_{-2.13}^{2.35} \times L_{6.7\mu m}^{1.62} \end{aligned} \quad (6.1)$$

l'utilisation de la fonction de masse initiale : ces méthodes reposent sur la détection directe (UV) ou indirecte (optique-IR-radio) d'étoiles ou de supernovae jeunes. Cependant les étoiles jeunes ne dominent pas la masse d'étoiles formées à un instant donné car elle est dominée par les étoiles de faible masse ou de masse intermédiaire. Il est donc nécessaire de calibrer ces "taux de formation d'étoiles massives" en "taux globaux de formation d'étoiles".

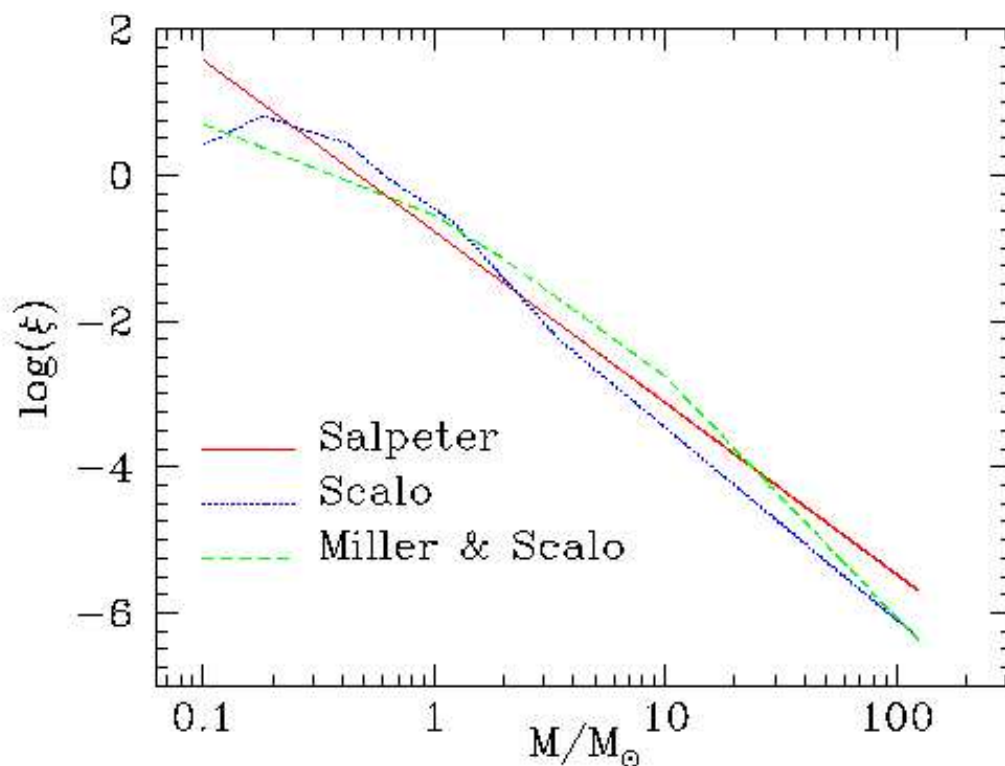


FIG. 6.1 – Principales IMF utilisées : IMF de Salpeter (rouge), IMF de Scalo (bleu) et IMF de Miller & Scalo (vert).

On ne sait pas quel processus définit l'IMF à l'échelle du nuage moléculaire, ni si l'IMF est universelle. C'est pourquoi plusieurs IMF peuvent être utilisées dont celle de Salpeter (Salpeter 1955, 1959), Scalo et Miller et Scalo (Miller & Scalo 1979). Elles sont souvent décrites par des lois de puissance de type  $\varphi(M) \propto M^{-(1+x)}$ . Les principales IMF sont présentées à la table 6.1 et à la figure 6.1. La loi de Salpeter peut conduire à une formation trop importante d'étoiles massives par rapport aux autres étoiles, comme on peut le voir à la figure 6.1, ce qui entraîne une sous-estimation du taux global de formation stellaire ; la loi de Scalo, au contraire, pourrait entraîner la formation d'un trop grand nombre d'étoiles de faible masse par rapport aux étoiles massives et une surestimation du taux de formation stellaire. La loi de Miller et Scalo est intermédiaire et permet de limiter ces deux problèmes. Ces indicateurs de formation stellaire se révèlent être très sensibles à la pente de l'IMF, ce qui pose un problème sur la précision des calibrations des différents indicateurs de formation d'étoiles.

L'autre problème de taille est lié à l'atténuation. Certains indicateurs sont plus sensibles que d'autres ; certains sont aussi plus facilement corrigéables. L'atténuation affecte plus sévèrement les courtes longueurs d'onde, le domaine UV y est donc plus sensible. De manière générale, l'atténuation se corrige assez mal car elle est difficile à mesurer. Les raies optiques en émission sont très sensibles à l'atténuation : selon certaines hypothèses de physique atomique, les rapports de raies de Balmer sont tabulés et ne varient pas. Si une variation est observée

| IMF             | $M_i$ | $M_f$ | x     |
|-----------------|-------|-------|-------|
| Salpeter        | 0.10  | 125   | 1.35  |
| Scalo           | 0.10  | 0.18  | -2.60 |
|                 | 0.18  | 0.42  | 0.001 |
|                 | 0.42  | 0.62  | 1.75  |
|                 | 0.62  | 1.18  | 1.08  |
|                 | 1.18  | 3.50  | 2.50  |
|                 | 3.50  | 125   | 1.63  |
| Miller et Scalo | 0.10  | 1.00  | 0.25  |
|                 | 1.00  | 2.00  | 1.00  |
|                 | 2.00  | 10.0  | 1.30  |
|                 | 10.0  | 125   | 2.30  |

TAB. 6.1 – Paramètres des différentes IMF utilisées.

dans un spectre, elle est associée à l'atténuation (Osterbrock, 1989). Cette correction nécessite la présence d'au moins deux raies de la série de Balmer dans le spectre. Elle augmente aussi très fortement les barres d'erreur car la mesure de rapports de raies est souvent incertaine. On utilise une loi d'extinction/atténuation pour corriger les continus stellaires des spectres dans le domaine UV-proche-infrarouge. <sup>3</sup>

| lois d'extinction/atténuation |                                   |
|-------------------------------|-----------------------------------|
| Voie Lactée                   | loi de Allen (1976)               |
|                               | Seaton (1979), Fitzpatrick (1986) |
| Grand Nuage de Magellan       | Fitzpatrick (1986)                |
| Petit Nuage de Magellan       | Prevot <i>et al.</i> (1984)       |
|                               | Bouchet <i>et al.</i> (1985)      |
| Starburst                     | Calzetti <i>et al.</i> (2000)     |

TAB. 6.2 – Différentes lois d'atténuation utilisées.

Les lois d'extinction/atténuation utilisées sont toutes issues d'observations des galaxies proches ou de régions de notre galaxie ; celle de la Voie Lactée est la plus utilisée. La loi d'extinction du Grand Nuage de Magellan est utilisée pour les galaxies irrégulières ayant une métallicité solaire ou intermédiaire ; celle du Petit Nuage de Magellan permet de modéliser des galaxies de métallicité plus faible. La loi d'atténuation de Calzetti *et al.* (2000) est utilisée pour les galaxies à flambée de formation stellaire. Cette loi, qui est une moyenne de quelques lois d'atténuation des galaxies à flambée modérée de formation d'étoiles de l'univers local, ne présente pas de pic à 2175 Å. Elle est parfois corrigée de manière arbitraire en supposant que  $\tau_V=1, 2$  ou 3 lorsqu'elle ne peut pas être estimée<sup>4</sup>. L'infrarouge moyen est très peu sensible à l'atténuation, le continu radio n'y est pas sensible, ces indicateurs sont donc plus fiables.

Malheureusement, les incertitudes liées aux calibrations des données, à l'IMF et à l'atténuation ont souvent rendu les indicateurs de formation stellaire incompatibles entre eux. Pourtant, on ne peut pas étudier tous les objets à la même longueur d'onde, la *k-correction* sondant le spectre à plus courte longueur d'onde dans le référentiel des objets à grand redshift

<sup>3</sup>Pour rappel :

$$A(\lambda) = -2.5 \log \frac{F_{\lambda}^{obs}}{F_{\lambda}^{int}} \quad (6.3)$$

<sup>4</sup>Cette correction est basée sur des corrections moyennes observées sur des champs similaires.

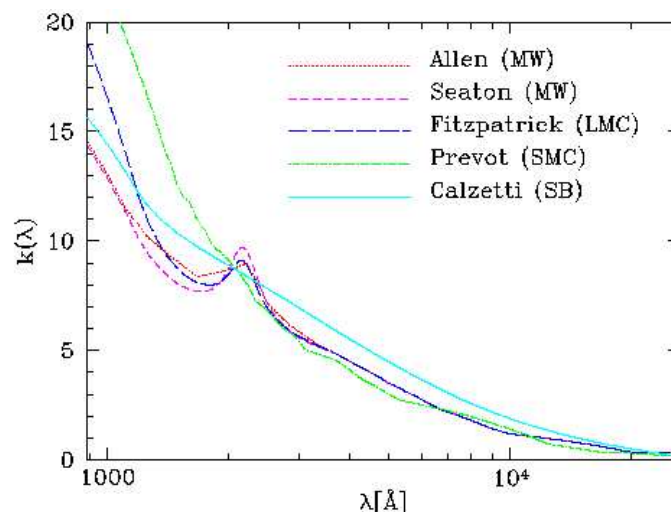


FIG. 6.2 – Différentes lois d’extinction utilisées : loi d’extinction de la Voie Lactée (rouge et rose), du Petit (vert) et Grand (bleu) Nuages de Magellan et loi d’atténuation de galaxies à flambée de formation d’étoiles locales (bleu).

là où l’atténuation est plus forte. Elle a rendu difficile une homogénéisation des calibrations des différents indicateurs.

La loi de Kennicutt montre que les LIRGs ont un taux de formation stellaire supérieur à  $17 M_{\odot}/\text{an}$  et les ULIRGs un taux supérieur à  $171 M_{\odot}/\text{an}$ . Pour les LIRGs, (Flores *et al.* 2004) ont montré que lorsque les raies de Balmer en émission étaient soigneusement corrigées de l’absorption sous-jacente et de l’atténuation, elles conduisaient à une estimation du taux de formation d’étoiles en accord avec celui déduit de l’infrarouge.

Si différents indicateurs de formation stellaires montrent la présence d’une flambée de formation d’étoiles, il reste à quantifier cette phase. Peut-on estimer la durée de cette phase de formation stellaire ?

## 6.2 Comment étudier cette phase de formation stellaire ?

Si l’activité instantanée de formation stellaire est abordable malgré quelques embûches, étudier l’histoire antérieure est plus compliqué. Les vestiges sont rares et difficiles à détecter. Imaginons un sursaut instantané de formation d’étoiles sans atténuation : au début les étoiles O et B dominent la luminosité et le continu stellaire du spectre optique pendant moins de  $10^8$  ans ; elles ne produisent que très peu de raies en absorption. Ces étoiles disparaissent assez vite<sup>5</sup> en donnant naissance à des supernovae. Les étoiles “A” deviennent alors les plus brillantes et dominent le continu. Ces étoiles produisent des raies en absorption qui vont pouvoir encore nous renseigner sur cette flambée de formation stellaire, mais elles sont nettement moins lumineuses (voir tableau 1.1), ce qui rend difficile la détection de raies en absorption : si les raies en émission sont souvent relativement fortes et facilement détectables<sup>6</sup>, la détection de raies en absorption nécessitent une bonne détection du continu stellaire. Cela nécessite souvent un certain nombre d’heures d’intégration au télescope (2 heures par objet pour des galaxies

<sup>5</sup> $10^6$  à  $10^8$  ans après la flambée instantanée de formation d’étoiles.

<sup>6</sup>Si les raies en émission sont facilement détectables, mesurer leur flux est parfois plus compliqué car il faut tenir compte de l’absorption sous-jacente des étoiles aux mêmes longueurs d’onde cf these de doctorat de Nicolas Gruel et Hammer *et al.* (2001).

de magnitude  $R_{AB} \sim 22$  à  $z \sim 0.7$  au VLT, Liang *et al.* 2004).

Quelques études ont été faites sur ces raies en absorption. Les études présentées ci-dessous détaillent plusieurs méthodes et techniques que nous avons utilisées pour étudier l'histoire passée des LIRGs.

### 6.2.1 Des galaxies IRAS ...

Peu d'études ont été faites sur les raies en absorption des premiers suivis spectroscopiques des galaxies IRAS. La principale raison réside dans la résolution des spectres, qui autorise la détermination de redshift, mais qui limite souvent la possibilité de résoudre le continu stellaire.

### 6.2.2 ...aux galaxies d'amas.

Les galaxies d'amas ont souvent été étudiées à cause des interactions très fortes qu'elles ont subi avec les galaxies voisines. Alors que l'environnement ne semblent pas influencer très fortement les galaxies de champ<sup>7</sup>, les études concernant les galaxies d'amas montrent que ces dernières ont eu une évolution beaucoup plus rapide à cause des interactions multiples avec les galaxies voisines, le gaz du milieu intra-amas ou encore le potentiel gravitationnel de l'amas.

Lorsqu'une galaxie tombe dans le potentiel d'un amas, son gaz, peut être arraché de la composante stellaire par interaction avec le milieu intra-amas. Le gaz qui lui reste peut être perdu ou convertit en étoiles au cours des multiples interactions avec d'autres galaxies (harassment, merging) ou avec le potentiel gravitationnel de l'amas. Une galaxie qui tombe dans un amas va donc subir de fortes évolutions morphologiques et dynamiques. Butcher & Oemler (1978) ont constaté une augmentation importante de la proportion de galaxies bleues dans les amas lorsque  $z$  augmente (*effet Butcher Oemler*). Les galaxies spirales sont aussi plus présentes dans les amas distants, alors qu'elles sont souvent plus absentes dans les amas locaux ; on pense que les divers processus décrits ci-dessus les transforment en galaxies elliptiques (*Butcher Oemler morphologique*). Enfin, une galaxie d'amas subit un grand nombre d'interactions qui sont susceptibles d'accélérer la formation d'étoiles jusqu'à épuisement du réservoir de gaz. On voit effectivement que des mécanismes similaires ont lieu dans les galaxies de champ comme la perte de matière dans les antennes créées dans les collisions de galaxies, l'accélération de la formation stellaire au cours des interactions. A terme, il est possible que les galaxies d'amas montrent le devenir des galaxies de champ et que les interactions répétées qu'elles subissent donnent lieu à des phases de type LIRGs ou ULIRGs dans les amas.

Ces études ont rejailli sur les galaxies détectées par IRAS...

Les spectres optiques des galaxies d'amas ont été étudiés et classés (Dressler *et al.* 1999) suivant :

- présence ou absence de la raie  $[O II]\lambda 3727\text{\AA}$  en émission qui quantifie l'histoire actuelle de formation stellaire.
- présence ou absence de la raie de Balmer  $H\delta$  ( $\lambda=4101\text{\AA}$ ) en absorption. Cette raie est qualitativement associée à la formation stellaire qui a eu lieu entre 100 millions d'années et deux derniers milliards d'années (Poggianti & Barbaro, 1997).

La classe des galaxies "e" rassemble toutes les galaxies possédant une raie [OII] forte. Elle est divisée en "e(a)", "e(b)" et "e(c)" (Dressler *et al.* 1999) . Les galaxies e(a) présentent à la fois de fortes raies  $H\delta$  et [OII], alors que les galaxies e(c) ont une raie de Balmer moins forte. Les "e(b)" ne présentent que la raie [OII]. La classe des galaxies *k* rassemble toute les

<sup>7</sup>Même si ponctuellement quelques galaxies de l'univers local sont en collision ou en interaction, ces objets ne sont pas représentatifs de l'univers local.

galaxies avec de faibles raies en absorption. Aucune raie en émission n'est détectable dans ces spectres. La classe des galaxies  $k+a/a+k$  regroupe les spectres avec de fortes raies de Balmer en absorption sans raies en émission.

| type    | [O II]              | H $\delta$ |
|---------|---------------------|------------|
| k       | Absente             | $\leq 3$   |
| k+a/a+k | Absente             | $\geq 3$   |
| e(c)    | présente, $\leq 40$ | $\leq 4$   |
| e(a)    | présente            | $\geq 4$   |
| e(b)    | $\geq 40$           | absente    |

TAB. 6.3 – Classification des galaxies selon la classification de Dressler et al.

Dressler *et al.* (1999) ont montré que les amas de galaxies à  $z \sim 0.4-0.5$  étaient composés de galaxies  $k+a/a+k$  et e(a). Les galaxies  $k+a/a+k$  sont communément interprétées comme des objets passifs, ayant eu un épisode de formation d'étoiles qui s'est arrêté longtemps avant l'observation. Il est difficile de quantifier très précisément cet épisode, car plusieurs paramètres entrent en jeu comme l'atténuation, la métallicité de la galaxie, son histoire antérieure. De tels objets sont passifs et représentent la majeure partie des galaxies d'amas de l'univers local.

Les galaxies e(a) représentent 10 % des galaxies d'amas à ces redshifts. Ces objets ont d'abord été interprétés comme des objets *post-starburst*, qui finissent un épisode de formation stellaire : les raies en absorption sont les reliques d'un épisode de formation d'étoiles intense survenu entre quelques dizaines de millions d'années et deux milliards d'années avant l'observation (Poggianti & Barbaro, 1997) alors que les faibles raies en émission trahissent de la formation stellaire résiduelle. Cette interprétation est basée sur des modèles d'évolution stellaire sans poussière et donc sans atténuation. Poggianti & Wu (2000a), Wu *et al.* (1998) ont montré que les galaxies e(a) de l'univers local sont majoritairement rencontrées dans des systèmes en interaction ou en collision : en outre, ces galaxies sont souvent détectées par IRAS. Les galaxies "e(a)" représentent 40 % des objets du catalogue de Liu & Kennicutt (1995) sont des objets e(a). Ce catalogue regroupe des galaxies en phase de collision ou d'interactions fortes, alors qu'elles ne représentent que 7 à 8 % des galaxies de champ dans l'univers local (Zabludoff *et al.* 1996, Shethman *et al.* 1996, Kennicutt 1992). De telles propriétés spectrales sont donc souvent associées à des objets très enfouis, détectés par IRAS ou ISO. En présence de poussière, les propriétés des galaxies "e(a)" sont à réinterpréter : la formation stellaire ne s'y est pas arrêtée, mais l'atténuation qui diminue très fortement les raies en émission, masque la formation d'étoiles actuelle ; elle n'est pas résiduelle mais très active et enfouie... ce qui montre que ces galaxies ne sont pas des objets qui ont fini une phase de formation d'étoiles (Poggianti & Wu 2000a). Ce critère ne permet pas de sélectionner de manière univoque les galaxies à flambée de formation stellaire enfouies à partir de critères optiques. Parmi un échantillon de galaxies avec  $L_{IR}/L_{\odot} \geq 11.5$ , seulement 56 % ont un spectre typique de e(a), 25 % de e(c), 10 % e(b), 10% d'AGN (Poggianti & Wu 2000b). Dans le CFRS, Flores *et al.* (1999) ont montré que 71 % des galaxies détectées à 15  $\mu\text{m}$  et ayant un spectre optique sont des e(a) avec  $z_{\text{moyen}} = 0.76$ .

Pour en savoir plus sur l'histoire passée des LIRGs, il faut quantifier plus précisément la durée de la phase infrarouge de ces objets, la quantité d'étoiles formées en tenant compte de l'atténuation. A l'époque la qualité des spectres de ces objets et les modèles limitaient la possibilité d'aller plus loin. Le développement de télescopes à large surface collectrice ainsi que l'amélioration de la sensibilité des détecteurs a permis d'obtenir des spectres de meilleure qualité. La meilleure détection de raies en absorption a permis une interprétation plus poussée des spectres des objets.

### 6.2.3 Des amas globulaires ...

Une manière d'aller plus loin consiste à quantifier les différentes populations d'étoiles présentes au sein des galaxies pour avoir accès au rapport étoiles jeunes / vieilles. Ce paragraphe présente la méthode développée dans la thèse de Nicolas Gruel. Elle repose sur l'hypothèse d'une évolution de la formation stellaire par flambées successives de formation d'étoiles. Le principe est de décomposer la galaxie sur une base d'amas globulaires. Le but n'est pas de déterminer les proportions d'étoiles jeunes (âge  $\leq 10^6$  ans), intermédiaires ( $10^6 \text{ ans} \leq \text{âge} \leq 10^8$  ans) et vieilles. Si la grille d'amas est suffisamment complète, il est possible de trouver une "*combinaison linéaire*" d'amas afin de reproduire le spectre de la galaxie considérée et de donner un âge à chacun des épisodes de formation stellaire. La base d'amas utilisée est extraite de (Bica & Alloin 1986a, b). Elle comporte 63 amas des Nuages de Magellan dont la résolution spectrale est de 11 Å ; Leurs spectres couvrent le domaine 3780 à 8500 Å, ce qui permet la détection d'un grand nombre de raies en absorption. La comparaison entre amas globulaires et spectres de galaxies La technique la plus utilisée consiste à mesurer des largeurs équivalentes dont la formule est donnée par l'intégrale 6.4, où  $\lambda_i$  et  $\lambda_f$  sont les longueurs d'onde qui correspondent au domaine d'intégration,  $f_c(\lambda)$  représente le continu et  $f(\lambda)$  le spectre observé. La largeur équivalente représente l'aire située entre  $f_c$  et  $f_\lambda$ .

$$EW = \int_{\lambda_i}^{\lambda_f} \frac{f_c(\lambda) - f(\lambda)}{f_c(\lambda)} d\lambda. \quad (6.4)$$

La difficulté rencontrée réside dans le positionnement du continu. Il est impossible d'avoir accès au continu réel de la source dans la mesure où les raies sont très proches et se superposent. La technique du continu global, définie par Bica & Alloin (1986a, b) a été utilisée. Le continu  $f_c$  est défini comme une interpolation linéaire entre divers points "pivots" pris à des longueurs d'onde fixes où les raies en absorption/émission affectent le plus faiblement les spectres des objets. Une amélioration détaillée dans la thèse de Nicolas Gruel consiste à placer ce continu pas à pas en tenant compte d'éventuel mauvais pixels. Pour chaque amas de la grille présentée précédemment, une série de largeurs équivalentes ont été mesurées et tabulées, ce qui est équivalent à une grille âge-métallicité de largeur équivalente. Il reste à réaliser un ajustement entre les largeurs équivalentes mesurées sur la galaxie et celle de la grille.

Quelques limitations sont cependant à noter :

- La première concerne le continu. Même si un positionnement à l'oeil est une amélioration considérable, il n'est pas si facile à placer. Il nécessite l'utilisation de spectres de bonne qualité au moins sur tout le domaine de longueur d'onde 3500-5100 Å, parce que le continu est positionné de manière globale. Une erreur de positionnement peut influencer la détermination de plusieurs largeurs équivalentes<sup>8</sup> ; d'où le nom de cette méthode. Le positionnement du continu est aussi subjectif, ce qui affecte aussi la mesure des largeurs équivalentes.
- L'utilisation d'amas globulaires est un peu problématique dans la mesure où on doit connaître très précisément leur âge et leur métallicité. De plus certains spectres d'amas peuvent être pollués par des étoiles hors séquences principales. En outre il est difficile d'avoir une grille d'amas globulaires suffisamment complète, notamment pour les objets sous métalliques.
- Si l'IMF est introduite de manière naturelle puisqu'elle est contenue dans les amas, la question de l'universalité de l'IMF est toujours posée. Est elle la même pour tous les amas dans tous les environnements ? A-t-elle été la même au cours de toute l'histoire

---

<sup>8</sup>Jusqu'à 50 % dans certains cas.

de la formation stellaire de la galaxie étudiée ? Si utiliser des amas dispense à priori de définir une IMF, les problèmes liés à l'IMF restent malheureusement sous-jacents.

- L'atténuation n'est pas introduite car elle est directement contenue dans les amas. Cependant, on sait qu'elle varie en fonction de la galaxie, de l'environnement, de la métallicité, qu'elle change d'une région à l'autre des galaxies locales. Les LIRGs que nous allons étudier sont très éteintes et on ne sait pas si l'atténuation des amas des Nuages de Magellan sont représentatifs de l'atténuation de ces objets.
- Un dernier problème se pose sur l'unicité de la solution obtenue sur une base d'amas incomplète.

L'étape suivante est une étude similaire qui utilise une base d'objets de référence plus complète. Cette étape va être franchie avec l'arrivée de gros projets observationnels qui vont nécessiter le développement ou l'amélioration d'outils plus puissants comme les codes de synthèse de populations stellaires.

#### 6.2.4 .. aux codes de synthèse de populations stellaires

Le "*Sloan Digital Sky Survey ou SDSS*" a eu pour but d'obtenir de la photométrie en bande u, g, r, i et z d'environ 1/4 du ciel et de la spectroscopie pour environ 700 000 galaxies de l'univers local avec une résolution de 2.5 Å dans le but de mieux connaître la structure et les propriétés de l'univers local (York *et al.* 2000, Fukugita *et al.* 1996). Parallèlement des progrès importants ont été réalisés dans les codes de synthèse de population stellaire, codes qui ont pour but de suivre l'évolution des propriétés spectrales d'une galaxie en fonction de l'histoire de la formation stellaire. Les progrès concernent principalement la modélisation des étoiles en fin de vie (étoiles AGB) et la qualité et la résolution des bibliothèques stellaires utilisées dans ces codes (10 à 20 Å pour Bruzual & Charlot, 1993 contre 3 Å dans le domaine optique (Bruzual & Charlot, 2003)).

Une des approches du SDSS a été de combiner la spectroscopie haute résolution à GALAXEV, premier code à utiliser une librairie haute résolution, qui couvre un grand domaine de métallicité et de luminosité (STELIB, Le Borgne *et al.*, 2002). Cette bibliothèque contient 250 étoiles de métallicité  $Z/Z_{\odot}$  de 0.005 à 2.5 pour les types spectraux de O5 à M9 et pour les classes de luminosité de I à V. Mêmes si les étoiles chaudes sous métalliques sont sous représentées et les étoiles très froides faiblement représentées, l'utilisation de cette librairie dans les modèles permet d'obtenir des spectres synthétiques de même résolution que les spectres du SDSS<sup>9</sup>.

Ces études sont basées sur l'étude d'une combinaison des raies en absorption afin d'étudier les derniers milliards d'années d'histoire de formation stellaire. La méthode consiste ici en une comparaison entre spectres de galaxies synthétiques et observés, mais une autre technique a été utilisée pour mesurer les largeurs équivalentes des raies en absorption : la technique des indices de Lick (Worthey & Ottaviani 1997, Worthey *et al.* 1994). Le principe n'est pas de positionner un continu global sur tout le spectre, mais des *pseudo-continus* de part et d'autres des raies à mesurer. Un exemple est présenté à la figure 6.3. Deux *pseudo-continus* sont calculés dans les deux zones hachurées de part et d'autres de la raie : chaque point noir est le point moyen obtenu ; le continu  $f_c$  est défini par une interpolation linéaire de ces deux points. La largeur équivalente est mesurée dans la zone grise.

Dans cette technique, le continu est plus local, ce qui entraîne un positionnement plus près de  $f_{\lambda}$ , la largeur équivalente mesurée est plus petite ; les domaines d'intégration ne sont pas les mêmes ; Les résultats des deux techniques ne pourront pas être comparés par la suite.

Cette technique de mesure de raies en absorption présente des avantages et des inconvénients :

<sup>9</sup>Une bibliothèque plus complète a récemment été introduite

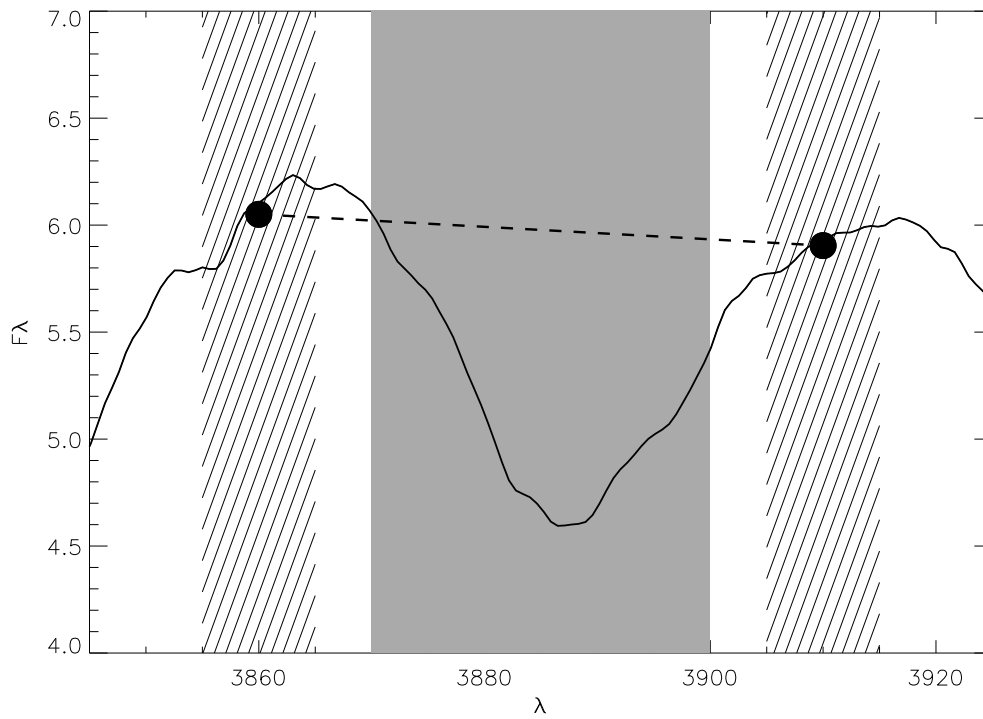


FIG. 6.3 – Méthode de calcul d'une largeur équivalente avec la technique des indices de Lick : **trait plain** : spectre d'une galaxie  $f_\lambda$ ; **aires hachurées** : domaine de calcul des pseudos-continus; **trait en pointillés** : continu  $f_c$ ; **aire grisée** : domaine de calcul de la largeur équivalente.

- la mesure d’une largeur équivalente locale et ne dépend pas de mauvais pixels ou mauvaise soustraction du ciel qui interviennent plus loin dans le spectre, ce qui n’était pas le cas avec la méthode du continu global.
- cette méthode est rapidement mise en oeuvre car elle s’automatise très vite alors que la technique du continu global nécessite un positionnement visuel et s’applique plutôt à un petit nombre d’objets qu’à un gros échantillon.
- La mesure d’une largeur équivalente n’est pas subjective car le positionnement des pseudos-continus est automatique.
- mais les *pseudo-continus* peuvent être affectés par des effets de métallicité notamment pour les galaxies vieilles et métalliques, ce qui empêche de mesurer une raie en absorption au sens strict du terme. Ce point sera abordé dans le chapitre suivant.

L’utilisation d’une technique basée sur les indices de Lick permet l’étude d’un grand nombre de spectres. L’approche de Kauffmann *et al* (2003) a été de générer un grand nombre de spectres théoriques avec une multitude d’histoire de formation d’étoiles possibles (200 000) et de déterminer statistiquement les propriétés de la formation d’étoiles dans les galaxies locales.

## 6.3 Quelle méthode utiliser ?

Toutes les méthodes et techniques précédentes ont été utilisées (continu global ou local, amas ou codes de synthèse de population stellaire). Je vais essayer d’expliquer quelle méthode nous avons privilégiée ainsi que les raisons qui nous ont amenés à faire ce choix.

### 6.3.1 Amas ou synthèse de population stellaire ?

- Utiliser GALAXEV permet une grande flexibilité quant aux choix des paramètres libres concernant l’histoire de la formation stellaire. Il est aussi possible de tenir compte en détail de l’atténuation, ce qui va être nécessaire dans le cadre de nos galaxies.

- La base des amas n’est pas assez complète. Une base incomplète ou erronée peut amener à une mauvaise estimation des différentes population stellaire. Il est possible de rajouter des amas synthétisés à partir de code de synthèse de population stellaire, mais on perd alors tout le bénéfice de la méthode dans la mesure où on est obligé de fixer de manière arbitraire les nombreux paramètres utilisés dans ces modèles. De plus l’utilisation de bases mixtes, composées à la fois de spectres synthétiques et observées peut engendrer des biais.

Plusieurs codes de synthèse de population stellaire sont disponibles (GALAXEV Bruzual A. & Charlot 1993, Bruzual & Charlot 2003) et PEGASE (Projet d’Etude des GALaxies parSynthèse Evolutive Fioc & Rocca-Volmerange 1997). Nous avons testé PEGASE pour certaines raies en absorption mais la librairie haute résolution ( $R=10\,000$  entre 4000 et 6000 Å) incluse dans PEGASE ne couvrait pas un domaine de longueur d’onde assez large. Nous avons donc utilisé GALAXEV.

### 6.3.2 Indices de Lick ou continu global ?

Comment réaliser des mesures sur les spectres ? Il est possible d’utiliser un continu global (méthode des amas globulaires) ou la méthode des indices de Lick. Nous avons utilisé cette dernière méthode pour plusieurs raisons :

- si nous mesurons les indices de la même manière que dans le SDSS, une comparaison directe sera possible.
- les spectres sur lesquels nous travaillons sont pollués par les raies du ciel, ce qui rend souvent difficile le positionnement d’un continu global.

Cependant les indices de Lick présente le problème d'être sensibles à la métallicité et il est possible que la méthode du continu global soit plus approprié. Des études sont en cours.

## CHAPITRE 7

# Etude de la flambée de formation stellaire

---

### Sommaire

---

|            |                                                                                                       |            |
|------------|-------------------------------------------------------------------------------------------------------|------------|
| <b>7.1</b> | <b>Présentation des raies en absorption étudiées.</b>                                                 | <b>126</b> |
| 7.1.1      | La discontinuité à 4000 Å.                                                                            | 126        |
| 7.1.2      | Raies de Balmer en absorption.                                                                        | 127        |
| 7.1.3      | Présentation du diagramme D4000-H $\delta$ .                                                          | 128        |
| <b>7.2</b> | <b>Echantillons de galaxies étudiés</b>                                                               | <b>130</b> |
| 7.2.1      | Echantillon de galaxies de l'univers local                                                            | 130        |
| 7.2.2      | Echantillon de galaxies de l'univers lointain                                                         | 131        |
| <b>7.3</b> | <b>Amélioration de la détection des raies en absorption sur l'échantillon de galaxies lointaines.</b> | <b>136</b> |
| <b>7.4</b> | <b>Comparaison des galaxies ISO et IRAS dans le diagramme D4000-H<math>\delta</math>.</b>             | <b>140</b> |
| <b>7.5</b> | <b>Modélisation de l'histoire de la formation stellaire.</b>                                          | <b>140</b> |
| 7.5.1      | Présentation du code de synthèse de population stellaire.                                             | 141        |
| 7.5.2      | Adaptation à la formation stellaire des galaxies des LIRGs                                            | 142        |
| 7.5.3      | Métallicité et dispersion de vitesse                                                                  | 142        |
| 7.5.4      | Modélisation de la poussière.                                                                         | 142        |
| <b>7.6</b> | <b>Resultats</b>                                                                                      | <b>143</b> |
| <b>7.7</b> | <b>ARTICLE III</b>                                                                                    | <b>147</b> |
| <b>7.8</b> | <b>ARTICLE II</b>                                                                                     | <b>167</b> |

---

Le chapitre précédent a montré que la méthode la plus appropriée pour étudier la flambée de formation stellaire était celle développée dans (Kauffmann *et al.* 2003). Cependant elle est adaptée à l'étude de galaxies locales avec une formation stellaire faible et doit être adaptée à l'étude de galaxies à flambée de formation stellaire. Ce chapitre s'articule autour des principales difficultés rencontrées au cours de cette étude. La section 1 présente les raies en absorption étudiées dans le cadre de cette méthode ainsi que la définition des indices associés. Nous avons aussi essayé de généraliser cette méthode aux raies de Balmer d'ordre supérieur H8 ( $\lambda 3889\text{\AA}$ ) et H9 ( $\lambda 3835\text{\AA}$ ) ; ils sont présentés dans cette section. La section 2 présente les échantillons de galaxies étudiées : le premier est composé de galaxies locales détectées par IRAS (Pasquali *et al.*, astroph/0506383) ; le second est composé de galaxies ISOCAM. La première difficulté rencontrée a été de détecter correctement les raies en absorption et ont nécessité l'utilisation d'outils à base d'analyse en ondelettes qui sont détaillés dans la section 3. La section 4 permettra de mettre en évidence une comparaison directe des galaxies locales et distantes en utilisant les indices présentés dans la section 1. Les principales difficultés rencontrées résident dans l'adaptation de la technique utilisée par Kauffmann *et al.* (2003) à des

galaxies enfouies et seront détaillées dans la section 5. Elles ont été faites en collaboration avec Stéphane Charlot. Les résultats qui en découlent seront présentés dans la section suivante.

## 7.1 Présentation des raies en absorption étudiées.

### 7.1.1 La discontinuité à 4000 Å.

La discontinuité à 4000 Å a été très étudiée dans la mesure où elle est la caractéristique la plus visible des spectres optiques des galaxies (Bruzual A. 1983, Hamilton 1985, Poggianti & Barbaro 1997, Balogh *et al.* 1999). Elle est ainsi facilement identifiable et mesurable notamment sur les spectres de galaxies à basse résolution. Cette discontinuité est créée par une série de raies en absorption localisées juste avant 4000 Å dans les étoiles de durée de vie supérieure à 1 milliard d'années. Plusieurs méthodes existent pour la mesurer ; on utilise généralement des rapports de flux pris de chaque côté de la discontinuité. La définition de Balogh et al 1999 où  $D4000 = \langle f_\nu(4000-4100 \text{ Å}) \rangle / \langle f_\nu(3850-3950 \text{ Å}) \rangle$  est très utilisée : elle est moins sensible à l'atténuation car les intervalles de longueur d'onde qui permettent de calculer les valeurs moyennes sont plus étroits.

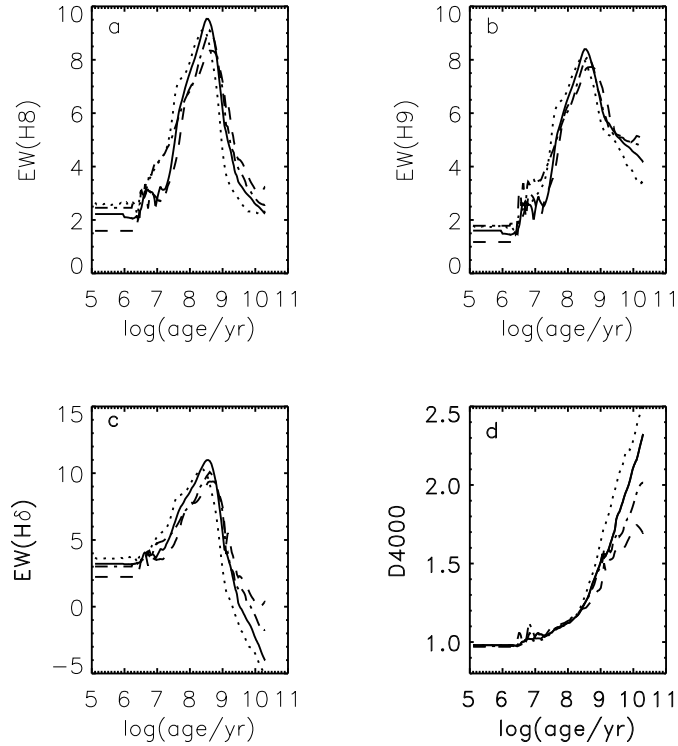


FIG. 7.1 – Evolution temporelle de H8, H9, Hδ et D4000 pour une flambée de formation stellaire instantanée, synthétisée avec GALAXEV (Bruzual & Charlot, 2003). 4 métallicités ont été utilisées pour chaque figure : le trait continu représente  $Z=0.02=Z_\odot$ , les pointillés  $Z=0.05=2.5Z_\odot$ , les points-tirets  $Z=0.008=Z_\odot/2.5$  et les pointillés :  $Z=0.004=Z_\odot/5$ .

Prenons l'exemple de la formation d'étoiles instantanée. Un diagramme de la figure 7.1 montre l'évolution temporelle de D4000 en fonction de la métallicité ( $Z=0.02=Z_\odot$ -ligne en trait continu-,  $Z=0.05=.5Z_\odot$  - points -,  $Z=0.008=Z_\odot/2.5$  - points-tirets -,  $Z=0.004=Z_\odot/5$  - tirets -). D4000 ne fait que croître au cours du temps : il nous renseigne donc sans équivoque

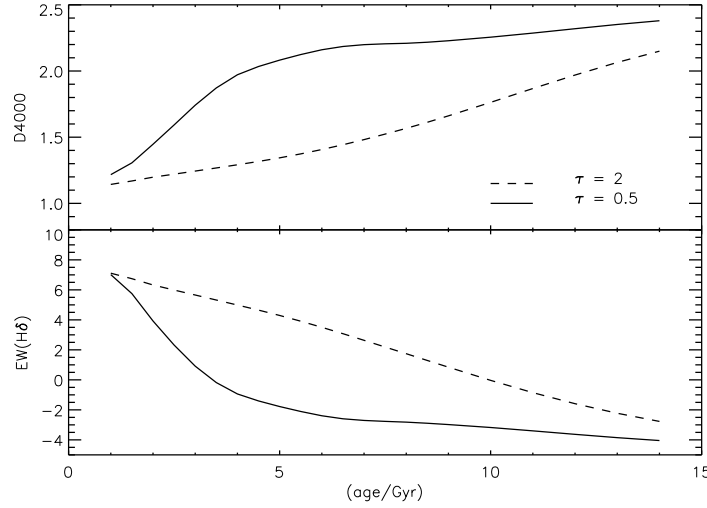


FIG. 7.2 – Evolution temporelle de H $\delta$  et D4000 pour une formation stellaire de type  $\text{SFR} \propto \exp(-t/\tau)$  avec  $\tau=2$  (pointillés) et  $\tau=0.5$  (trait continu). La métallicité est solaire. GALAXEV (Bruzual & Charlot, 2003).

sur l'âge des étoiles qui dominent la région des 4000 Å, cependant sa variation est d'autant plus forte que les étoiles sont vieilles. Il est donc plus sensible aux étoiles vieilles. Au delà de 6 milliard d'années, cet indice est assez sensible à la métallicité puisque pour un âge donné, il peut varier de 15 % sur le domaine de métallicité  $[0.4Z_{\odot}, 2.5Z_{\odot}]$  qui est celui de nos galaxies (Liang *et al.*, 2004) ; Au contraire, en dessous d'un milliard d'années, l'influence de la métallicité est inférieure à 7 %. Dans le cas de galaxies avec une flambée de formation stellaire, les étoiles jeunes vont rapidement dominer D4000 et induire un D4000 faible comme on le verra par la suite ; la métallicité aura donc une influence de l'ordre de 7 %. Prenons le cas plus réaliste d'une formation d'étoiles de type  $\text{SFR} \propto \exp(-t/\tau)$ . La figure 7.2 représente deux exemples pour  $\tau=2$  (pointillés) et  $\tau=0.5$  (trait continu). On peut considérer que la formation stellaire d'une galaxie spirale pourrait être représentée avec  $\tau=2$  et celle d'une galaxie elliptique par  $\tau=0.5$ . Ce type de formation stellaire va être utilisé par la suite pour modéliser la formation d'étoiles passée des LIRGs dans les derniers milliards d'années.

Au delà d'un milliard d'années, la galaxie avec  $\tau=2$  a donc une activité de formation stellaire plus faible car elle a formé la majorité de ses étoiles très tôt. Dans les deux cas on peut constater que D4000 augmente au cours du temps. Les étoiles jeunes et chaudes se forment continûment et s'opposent à cette évolution. Cependant, au fur et à mesure, le rapport étoiles vieilles/jeunes augmente, ce qui explique l'augmentation progressive de D4000.

D4000 nous indique l'âge de la population qui domine l'émission autour de 4000 Å. Cependant, il est plus sensible et varie beaucoup plus fortement pour les étoiles vieilles. Il est donc nécessaire de le combiner à un autre indicateur plus sensible aux étoiles jeunes.

### 7.1.2 Raies de Balmer en absorption.

Elles sont majoritairement produites par les étoiles de type A, puis par les étoiles un peu plus froides (F, K et G). Au delà la température des atmosphères stellaires est trop froide pour offrir des conditions propices à leur formation. Les raies de Balmer d'ordre supérieur (H8 et H9) sont intéressantes à étudier car elles sont situées à plus courte longueur d'onde et sont donc plus facilement accessibles dans les spectres des objets distants.

Les indices de Lick ont été présentés comme le choix le plus approprié pour mesurer ces raies dans le cadre de notre étude, mais il existe plusieurs définition pour  $H\delta$ . La définition la plus utilisée est celle de Worthey & Ottaviani (1997), car la largeur équivalente de  $H\delta$  est moins sensible à l'atténuation. Il n'existait pas de définition pour les raies de Balmer d'ordre supérieur H8 et H9. J'ai donc défini des pseudos continus et un continu pour chaque indice en m'aidant des fenêtres définies par Bica & Alloin (1986). Tous ces indices sont présentés à la table 1.3.

Dans GALAXEV, les raies en émission ne sont pas modélisées ; pourtant, aux longueurs d'onde associées aux raies de Balmer en absorption, les spectres observés présentent une combinaison de raies en émission issues des nébuleuses gazeuses et des raies en absorption produites par les atmosphères stellaires. Avant d'étudier directement les raies en absorption sur les spectres, il est nécessaire de les corriger des raies en émission. Deux techniques existent pour retirer les raies en émission. On peut réaliser un ajustement des raies en émission puis les retirer numériquement, mais cette méthode nécessite de bien résoudre ces raies en émission ; or la faiblesse des raies de Balmer d'ordre supérieur, leur forte atténuation et le rapport signal sur bruit empêchent une détection claire de ces dernières. L'autre technique consiste à utiliser les rapports théoriques entre raies de Balmer tabulés par Osterbrock (1989) et les raies en émission  $H\beta$  ou  $H\gamma$ , pour prédire les raies en émission théoriques et les retirer (Kauffmann *et al.* 2003). Cependant, il est nécessaire ici de corriger ces raies en émission théoriques de l'atténuation avant de les soustraire au spectre. Nous avons utilisé l'atténuation estimée à partir des raies de Balmer (Liang *et al.*, 2004) et la loi d'atténuation de Calzetti *et al.* (2000). Elle apporte une correction de  $H\delta$  et H8 inférieure à 20 % en largeur équivalente.

La figure 7.1 montre l'évolution de H8, H9 et  $H\delta$  en fonction de la métallicité pour une formation stellaire instantanée. Leur évolution n'est pas monotone ; la largeur équivalente des raies est minimale jusqu'à quelques  $10^7$  ans. Au-delà, elle augmente pour devenir maximales autour de quelques centaines de millions d'années, ce qui correspond au moment où les étoiles A dominent l'émission du continu. Lorsque ces dernières laissent place aux étoiles F puis G, une diminution des largeurs équivalentes est observée. Barbaro & Poggianti (1997) ont souligné l'influence de la métallicité sur  $H\delta$ . La figure 7.1, montre que l'écart est de l'ordre de 1 à 2 Å pour les raies de Balmer à un âge de 6 milliard d'années, et de 1 Å pour une population entre 0.1 et 1 milliard d'années, ce qui amène une différence de l'ordre de 10 %, dans le dernier cas.

On peut remarquer que les largeurs équivalentes de  $H\delta$  deviennent négatives au-delà de quelques milliards d'années. Ceci s'explique par le comportement de raies métalliques qui entourent  $H\delta$ . En effet, les fenêtres 4058-4082 Å et 4124-4150 Å sont dominées par des absorptions de l'élément FeI (Bica & Alloin 1986a). Or les pseudos-continus de  $H\delta$  présentés dans la table 7.1 sont définis dans ces zones et sont donc très sensibles à cet élément. Pour des populations vieilles, les raies métalliques sont plus fortes, ce qui abaisse les pseudos-continus et donc le continu  $f_c$ , qui se retrouve alors en dessous de la raie en absorption  $H\delta$ . C'est ce qui explique les valeurs négatives. H8 est moins sensible à la métallicité dans la mesure où les pseudos-continus ont été définis pour être moins affectés. Les fenêtres d'absorption (Bica & Alloin 1986a) qui entourent H8 sont : 3814-3862 Å dominée par H9 et 3908-3952 Å dominée par CAIIK. Les pseudos-continus ont été choisis pour déborder le moins possible sur ces fenêtres et donc limité la sensibilité à la métallicité des pseudos-continus

### 7.1.3 Présentation du diagramme D4000- $H\delta$ .

Les figures 7.3 et 7.4 présentent la combinaison de ces deux indices. Les chiffres représentent les âges des objets en milliard d'années. Les galaxies avec une formation stellaire continue présentent une évolution monotone, au contraire de la flambée de formation stel-

| Nom         | pseudos continus (Å) |                 | Mesure de l'indice(Å) |
|-------------|----------------------|-----------------|-----------------------|
| $H\delta_A$ | 4041.60-4079.75      | 4128.50-4161.00 | 4083.50-4122.25       |
| H9          | 3810-3820            | 3855-3865       | 3825-3845             |
| H8          | 3855-3865            | 3905-3915       | 3870-3900             |

TAB. 7.1 – Définition des pseudos continus et des continus pour  $H\delta$  (Worthey & Ottavianni 1997) et pour H8, H9 et H10

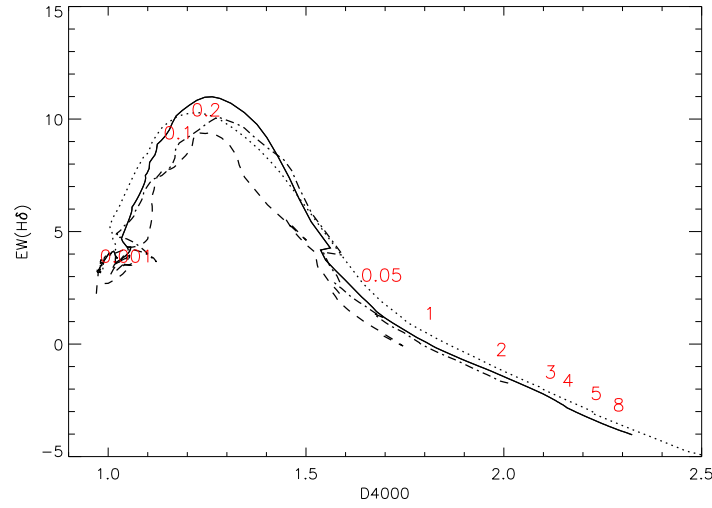


FIG. 7.3 – Présentation du diagramme D4000- $H\delta$  pour une flambée de formation stellaire instantanée. GALAXEV (Bruzual & Charlot, 2003).

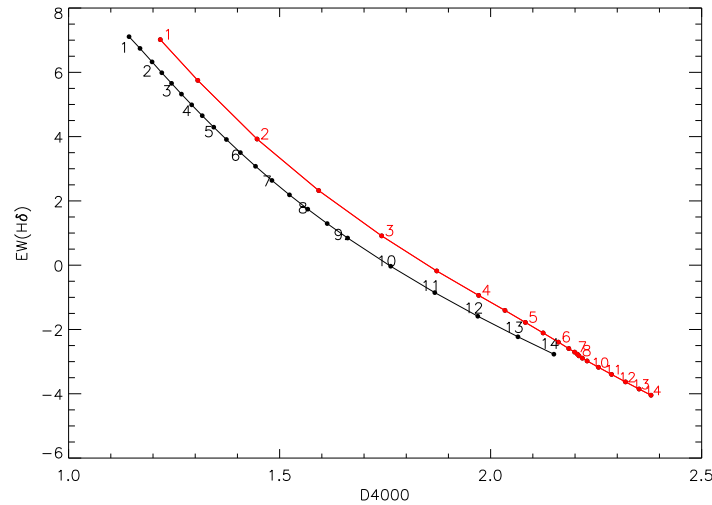


FIG. 7.4 – Présentation du diagramme D4000- $H\delta$ . Les deux galaxies présentées ici ont une formation stellaire de type  $SFR(t) \propto \exp(-t/\tau)$ . gris :  $\tau=0.5$ . noir :  $\tau=2$ . GALAXEV (Bruzual & Charlot, 2003).

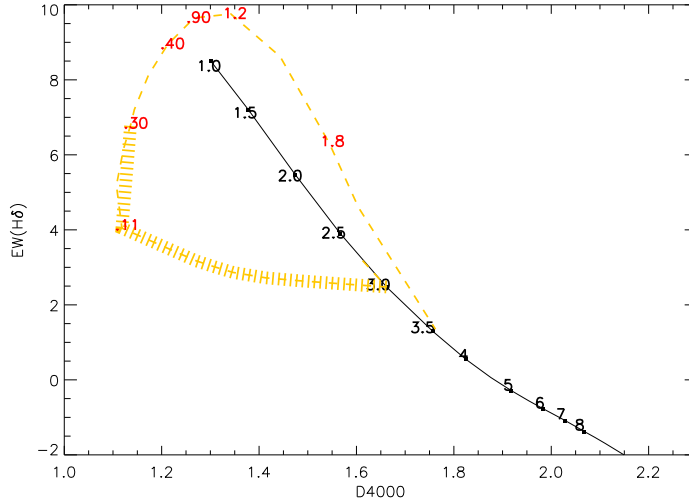


FIG. 7.5 – Présentation du diagramme D4000- $H\delta$  pour une flambée de formation stellaire de durée 0.3 milliard d'années et formant 10 % de la masse des étoiles, ajoutée à l'âge de 3 milliard d'années à une formation continu ( $\tau=1/3$ ). Les âges en noir sont associés à la galaxie avec une formation continue. Les ages en gris sont associés au temps écoulé depuis la flambée de formation stellaire. La boucle associée à la flambée de formation stellaire dure environ  $2 \times 10^9$  ans. GALAXEV (Bruzual & Charlot, 2003).

laire. Dans ce dernier cas, on peut constater une évolution très rapide dans le premier milliard d'années, alors qu'elle est plus lente par la suite. Ceci montre que ce diagramme est sensible à l'histoire très récente des galaxies.

La figure 7.5 présente une formation stellaire typique qui est attendue pour nos galaxies étudiées : une flambée de formation stellaire ajoutée à une formation d'étoiles continue. Le trait plein de la figure 7.5 montre l'évolution d'une galaxie modélisée avec une formation stellaire exponentielle ( $\tau=1/3$ ) avant la flambée de formation stellaire. A 3 milliard d'années, une flambée de formation stellaire de durée 0.3 milliard d'années et qui forme 10 % de la masse des étoiles est rajoutée (domaine hachuré de la courbe). La galaxie parcourt alors une boucle dans le diagramme  $H\delta$ -D4000 qui dure environ 2 milliards d'années avant de rejoindre la séquence de la formation continue. Après un à deux milliards d'années, une galaxie ayant subi un sursaut de formation stellaire ou une formation continue se trouve dans la même région du diagramme D4000- $H\delta$ , ce qui montre qu'il y a une dégénérescence dans ce diagramme qui ne permet d'étudier que les deux derniers milliard d'années au maximum. Une boucle identique est observée dans le diagramme D4000- $H8$  ce qui montre la similarité des deux diagrammes ; je vais donc me concentrer par la suite sur le diagramme D4000- $H\delta$ . L'article présenté dans la section 7.7 présente les résultats pour les deux diagrammes.

## 7.2 Echantillons de galaxies étudiés

### 7.2.1 Echantillon de galaxies de l'univers local

Une intercorrélation entre les spectres des galaxies du SDSS (212 000 galaxies avec  $14.5 \leq r \leq 17.77$ , Brinchman et al., 2004) et le catalogue de galaxies IRAS<sup>1</sup> a été réalisée par Pasquali *et al.*, astro-ph/0506383. Des critères assez voisins de ceux utilisés pour les intercorrélations

<sup>1</sup>IRAS Faint Source Catalogue, <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/Gator>

des catalogues infrarouges MIPS et ISOCAM ont été utilisés ici. Une distance maximale d'intercorrélation de 1 minute d'arc a été choisie ; elle reflète principalement l'incertitude sur la position des sources IRAS. Lorsqu'une source IRAS était entourée de plusieurs sources SDSS à moins d'une minute d'arc, elle a été éliminée du catalogue final pour éviter une mauvaise identification de la source optique. Les galaxies ont ensuite été classées en AGN ou galaxies à flambée de formation stellaire en utilisant les diagnostics de raies nébulaires  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$  en fonction de  $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ . Cette classification a pu être établie lorsque chaque raie en émission a été détectée avec un rapport signal sur bruit plus grand que 3. Le catalogue final est composé de 1621 galaxies dont 951 galaxies dominées par une flambée de formation stellaire. Les figures 7.6 et 7.7 représentent la distribution en redshift et en luminosité infrarouge des galaxies à flambées de formation stellaire de l'échantillon. Toutes ces galaxies appartiennent à l'univers local et sont majoritairement composées de LIRGs et de galaxies un peu moins lumineuses. Il n'y a que 19 ULIRGs. Ce catalogue servira d'objets de référence pour comparaison avec les galaxies distantes.

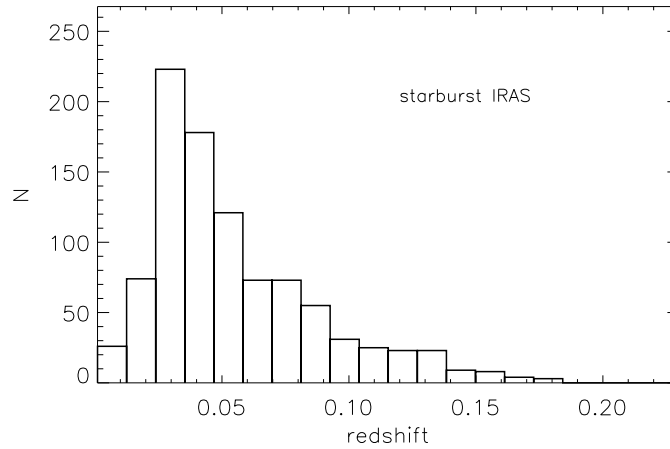


FIG. 7.6 – Distribution en redshift des galaxies SDSS possédant une contrepartie IRAS et classées comme galaxies à flambée de formation stellaire selon les raies nébulaires optiques.

### 7.2.2 Echantillon de galaxies de l'univers lointain

#### Présentation des données

L'échantillon de galaxies lointaines est composé d'objets issus de trois champs différents :

- l'UDSF (*“Ultra Deep Survey Firback”*). Ce champ de  $9' \times 9'$ , de limite de complétude de 80 % à  $140 \mu\text{m}$  a déjà été présenté à la section 5.1.1. Les galaxies détectées par ISOCAM à  $15 \mu\text{m}$  ont été étudiées dans la partie précédente. 36 galaxies ont été positionnées sur le masque de ce champ : 27 sources détectées par ISOCAM à  $15 \mu\text{m}$  et 9 galaxies de champ.
- l'UDSR (*“Ultra Deep Field Rosat”*). Ce champ  $9' \times 9'$  est situé à  $\alpha(2000) = 03^h 15^m 09^s$ ,  $\delta = -55^\circ 13' 57''$ . Il a été observé par ROSAT et XMM-Newton dans le domaine des X (?). Le masque de champ comprend 29 sources détectées par ISOCAM et 6 sources de champ.
- le CFRS  $3^h$  (Canada France Redshift Survey), de  $10' \times 10'$ , combine des données dans les domaines infrarouge, radio, et optique ainsi que de la spectroscopie optique. 70 sources ISOCAM ont été détectées à  $15 \mu\text{m}$  avec un flux compris entre 170 et  $2100 \mu\text{Jy}$  (Flores

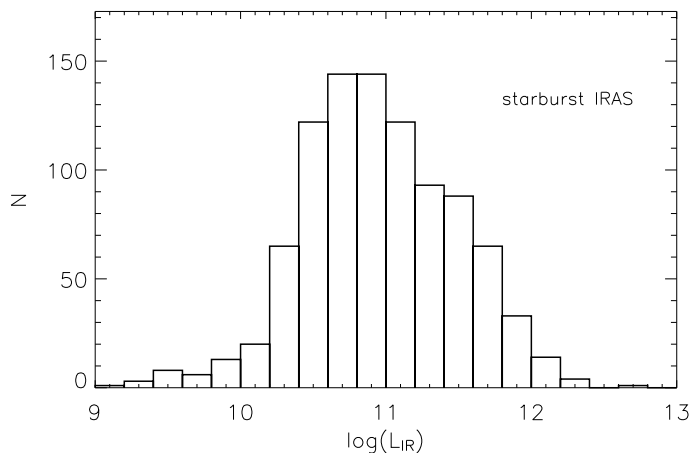


FIG. 7.7 – Distribution en luminosité infrarouge ( $L_{IR}$ ) des galaxies SDSS possédant une contrepartie IRAS et classées comme galaxies à flambée de formation stellaire selon les raies nébulaires optiques.

et al, 2004). 34 sources ont été placées dans le masque : 25 d'entre elles sont détectées par ISOCAM et 9 sont des galaxies de champ.

Ces champs ont été choisis pour leur faible contamination galactique. Des galaxies non détectées par ISOCAM à  $15\ \mu\text{m}$  ont été introduites afin de remplir les masques d'observation dans des régions où aucune galaxie ISOCAM n'était détectée. Au total 105 galaxies ont donc été observées. Leur distribution en magnitude est donnée par la figure 7.8 pour chaque champ.

### Présentation des spectres & première réduction des données.

Les spectres ont été obtenus au cours de 3 nuits d'observation au VLT avec l'instrument FORS2. Les grismes R600 et I600 ont été utilisés afin d'avoir une couverture spectrale de 5000 et 9200 Å dans le référentiel de l'observateur, ce qui permet de détecter les principales raies optiques et la discontinuité de Balmer des galaxies dont le redshift est situé entre  $\sim 0.4$  et  $\sim 1.5$ . Dans la section V.1, on a vu que la sensibilité d'ISOCAM ne permettait guère de détecter des galaxies à plus grand redshift.

Les fentes des masques utilisés ont une taille de  $1.2'' \times 10''$  et la résolution des spectres obtenus est de 5 Å dans le référentiel de l'observateur. Les spectres ont été réduits et calibrés à l'aide du logiciel IRAF (Liang et al, 2004). Les spectres ont ensuite été lissés suivant une technique présentée par Gruel et al. (2002), Hammer et al. (2005) : elle consiste à appliquer deux lissages successifs par une fenêtre de 7 puis 15 pixels pour augmenter le rapport signal sur bruit des spectres ; cependant nous avons développé une technique pour améliorer les raies en absorption.

Un spectre typique est présenté à la figure 7.9 : Il montre les principales raies en émission et en absorption.

### Quelques propriétés de l'échantillon de galaxies étudié :

- **Distribution en redshift :**

La figure 7.10 présente la distribution en redshift des objets de chaque champ puis de l'ensemble de l'échantillon. La table 7.2 présente les redshifts spectroscopiques médians obtenus dans les différents champs observés par ISOCAM à  $15\ \mu\text{m}$  pour lesquels de la spectroscopie

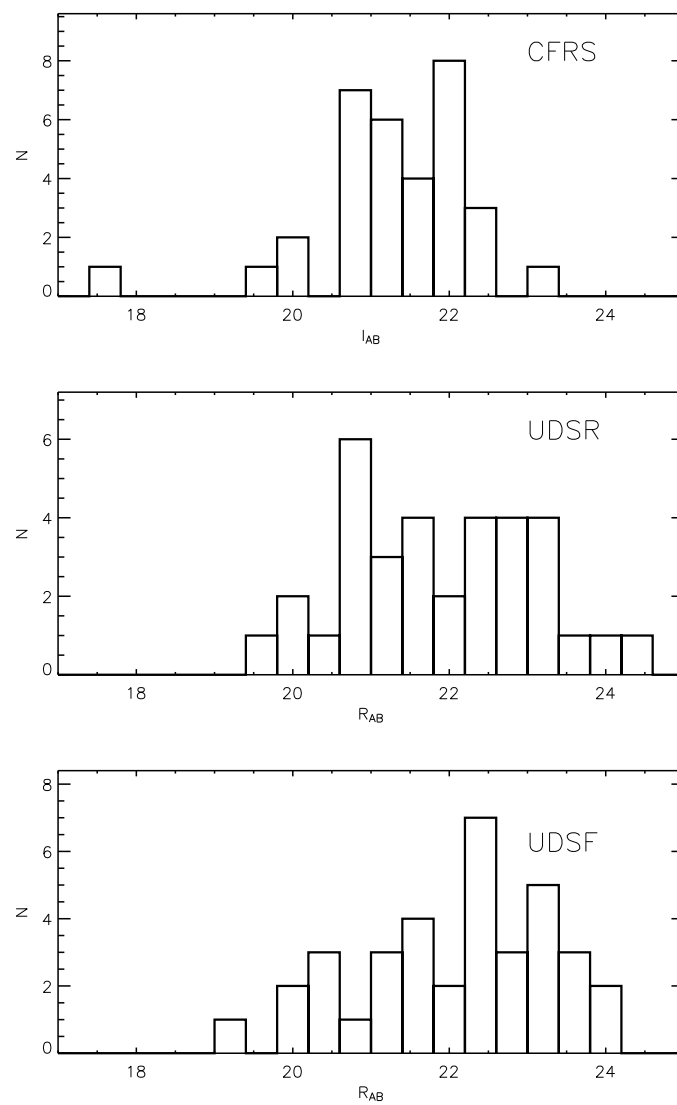


FIG. 7.8 – Distribution en magnitude des 105 objets dont des spectres ont été obtenus.

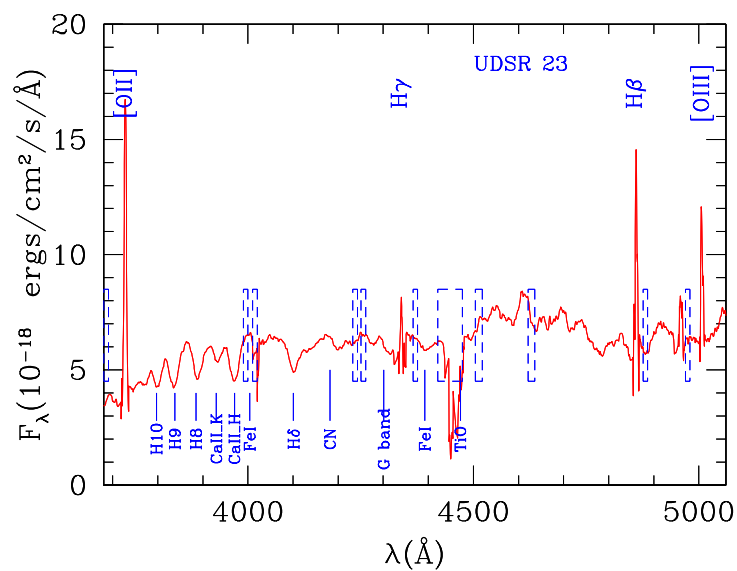


FIG. 7.9 – Exemple de spectre optique obtenu. On distingue nettement les raies en émission [OII], [OIII] H $\beta$  qui témoigne d'une activité de la galaxie, ainsi que les raies en absorption de la série Balmer ( H $\delta$ , H8, H9, H10) qui seront utilisées par la suite. (Liang *et al.*, 2004)

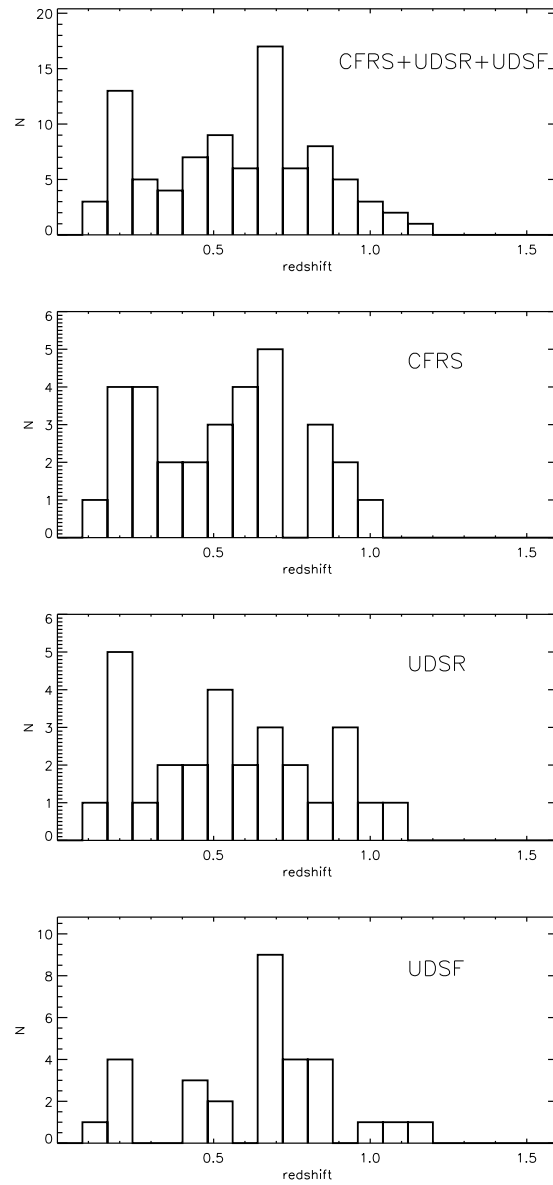


FIG. 7.10 – Distribution des redshifts des galaxies du CFRS, UDSR et UDSF.

optique a été réalisée. Dans nos trois champs les distributions en redshift sont assez différentes, ceci se reflète aussi sur les redshifts médians des six champs présentés table 7.2. Le faible nombre d'objets et la variance cosmique peuvent expliquer ce résultat.

| champs              | redshift median |
|---------------------|-----------------|
| CFRS                | 0.525           |
| UDSR                | 0.521           |
| UDSF                | 0.698           |
| échantillon complet | 0.587           |
| CFRS14 <sup>h</sup> | 0.7             |
| HDFN                | 0.585           |
| HDFS                | 0.6             |

TAB. 7.2 – Comparaison des redshifts medians d'échantillons de galaxies détectées par ISO-CAM et qui ont un redshift spectroscopique. CFRS, UDSR, UDSF (Liang et al, 2004), CFRS 14<sup>h</sup> (Flores et al, 1999), HDFN (Aussel et al, 1999), HDFS (Franceschini et al. 2003).

#### • Distribution en luminosité infrarouge $L_{IR}$ :

Une luminosité infrarouge a été déduite des densités de flux à 15  $\mu\text{m}$  en utilisant les distributions spectrales d'énergie présentées dans la partie précédente. Les librairies CE et DH prédisent des luminosités infrarouges compatibles puisque le rapport  $L_{IR,CE}^{15}/L_{IR,DH}^{15} = 1(\pm 0.20)^2$ , mais présentent des effets systématiques suivant le domaine de luminosité des objets ( $L_{IR,CE}^{15}$  est supérieur à  $L_{IR,DH}^{15}$  pour les LIRGs et inférieur pour les galaxies plus faibles - voir partie II).

### 7.3 Amélioration de la détection des raies en absorption sur l'échantillon de galaxies lointaines.

Nous avons utilisé les programmes d'ondelettes développés par Jean Luc Starck (Starck & Murtagh 1994, Starck *et al.* 2002). Les spectres à haute résolution sont nécessaires pour séparer raies en émission et en absorption sous-jacente aux mêmes longueurs d'onde; mais ils sont trop bruités pour laisser apparaître les raies en absorption et les étudier directement. Il est donc nécessaire d'augmenter le rapport signal sur bruit de ces structures. Le lissage comme celui présenté précédemment permet bien d'améliorer le rapport signal sur bruit, mais il n'est pas optimal en n'éliminant que le bruit à haute fréquence. Un filtrage multi-échelle à base d'ondelettes permet d'enlever le bruit sur différentes échelles, et donc à une fréquence plus basse que la technique de lissage précédemment utilisée. Le but des paragraphes suivants est d'introduire très succinctement la théorie des ondelettes et de l'appliquer aux spectres optiques.

La théorie des ondelettes est indissociable de la théorie des transformées de Fourier. La transformée de Fourier est une opération mathématique qui consiste à décomposer une fonction sur une base de sinus et de cosinus de fréquences différentes. Elle a été très utilisée lorsque l'algorithme de transformation rapide a été mis au point<sup>3</sup>. Les transformées de Fourier ont de nombreuses applications dont les plus connues sont la résolution de certaines classes d'équations différentielles, la mécanique quantique où position et quantité de mouvement sont variables conjuguées, ou le traitement d'image. Cependant, comme les sinus et les cosinus sont

<sup>2</sup>Rapport median avec erreur à 1- $\sigma$ .

<sup>3</sup>Il a considérablement diminué les temps de calcul en réduisant de  $n^2$  à  $n \log n$  le nombre de calculs nécessaires pour effectuer la transformée de Fourier d'un signal contenant  $n$  valeurs

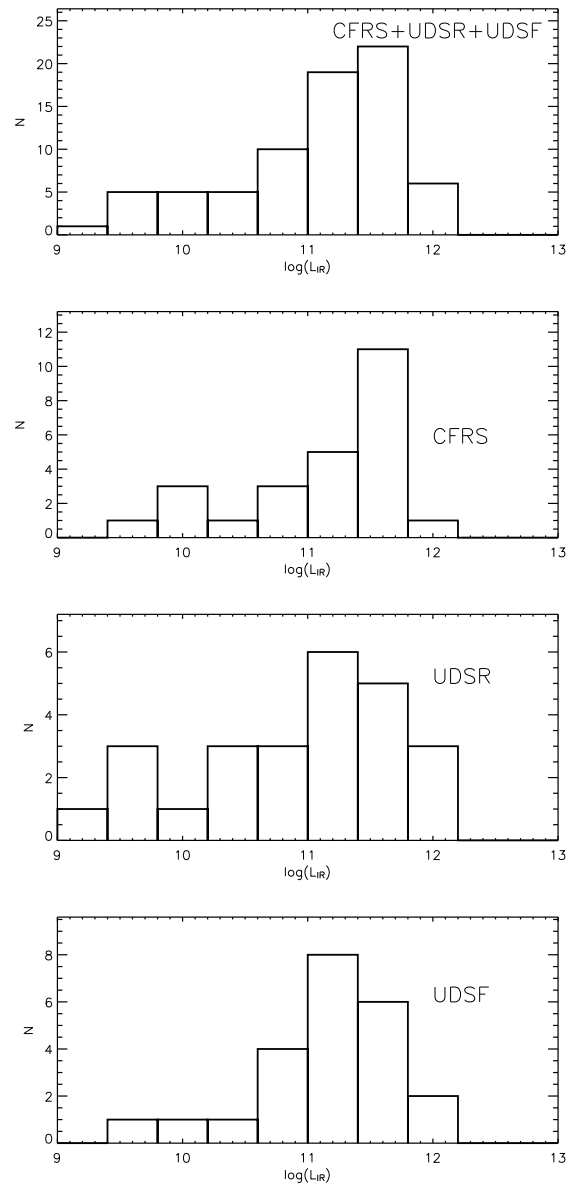


FIG. 7.11 – Distribution des luminosités infrarouges des galaxies du CFRS, UDSR et UDSF.

des fonctions à support infini, l'analyse de Fourier est adaptée à des signaux stationnaires, ce qui n'est pas le cas des spectres. L'analyse en ondelettes qui décompose un signal sur une base de fonctions à support fini, est ici mieux adaptée. Une famille d'ondelettes est un ensemble de fonctions de type  $\psi(\mathbf{a}\mathbf{x} + \mathbf{b})$ , où  $\mathbf{a}$  permet de dilater l'ondelette et  $\mathbf{b}$  de la translater. L'ondelette  $\psi$  est une fonction de moyenne nulle. L'analyse en ondelettes consiste à déterminer un ensemble de coefficients  $c(\mathbf{a}, \mathbf{b})$  associés au signal  $f$ , où

$$c(\mathbf{a}, \mathbf{b}) = \int_{-\infty}^{+\infty} \mathbf{f}(\mathbf{t})\psi(\mathbf{a}\mathbf{t} + \mathbf{b})d\mathbf{t} \quad (7.1)$$

En général on utilise une transformée de Fourier discrète, où  $\psi(\mathbf{a}\mathbf{t} + \mathbf{b})$  est remplacé par  $\psi(2^k t + \mathbf{b})$  avec  $k$  entier, ce qui revient à translater et dilater l'onde selon des valeurs discrètes. L'ondelette utilisée ici est une ondelette B3-Spline <sup>4</sup>.

Soit un spectre  $(\lambda, f_\lambda)$ ,  $\lambda$  ayant un pas de 0.7 Å. Nous avons utilisé 8 échelles ; la table 7.3

| k | résolution en pixels | résolution en Å |
|---|----------------------|-----------------|
| 7 | 128                  | 89.6            |
| 6 | 64                   | 44.8            |
| 5 | 32                   | 22.4            |
| 4 | 16                   | 11.2            |
| 3 | 8                    | 5.6             |
| 2 | 4                    | 2.8             |
| 1 | 2                    | 1.4             |
| 0 | 1                    | 0.7             |

TAB. 7.3 – Résolution de chaque échelle dans le cas d'une galaxies dont le spectre haute résolution a une résolution de 2 Å dans le référentiel au repos

donne la résolution de chaque échelle en nombre d'éléments physiques ( $2^k$ ) et en Å. Chaque échelle doit être interprétée de la manière suivante : l'échelle  $k$  rassemble l'ensemble des éléments de résolution comprise entre  $2^k$  et  $2^{k-1}$ . Elle est ensuite filtrée et on ne garde que le signal détecté au dessus de 3 sigmas dans l'espace des ondelettes, cette étape permet d'éliminer le bruit à toutes les échelles.

Les spectres sont ensuite reconstruits à partir des échelles 7 à 4. Ce choix n'est pas arbitraire dans la mesure où il correspond à une résolution de 11.2 Å. Les fenêtres correspondant à des raies en absorption dans la technique des amas globulaires (Bica & Alloin, 1986) présentée au chapitre précédent est basée sur des spectres de résolution voisine de 11 Å, alors que les spectres qui ont servi à définir les pseudos-continus et continus des indices de Lick avaient une résolution de 8 à 10 Å (Worthey & Ottaviani, 1997). En outre, la figure 7.12<sup>5</sup> présente une recomposition d'un signal à partir des différentes échelles. On peut voir que les raies en absorption sont mieux reproduites par la composition des échelles 7+6+5+4. L'utilisation des échelles supplémentaires rajoute des structures de taille trop petite par rapport aux raies en absorption<sup>6</sup>. Cette méthode n'est pas optimisée pour la détection de raies en émission et de structure de taille plus petite que 11 Å.

<sup>4</sup>Chapeau mexicain à support compact.

<sup>5</sup>Dans cette figure, je n'ai pas mis de filtrage à 3 sigmas dans chaque échelle pour montrer que la somme de toutes les échelles redonnent bien le spectre final.

<sup>6</sup>notamment aux raies de Balmer en absorption.

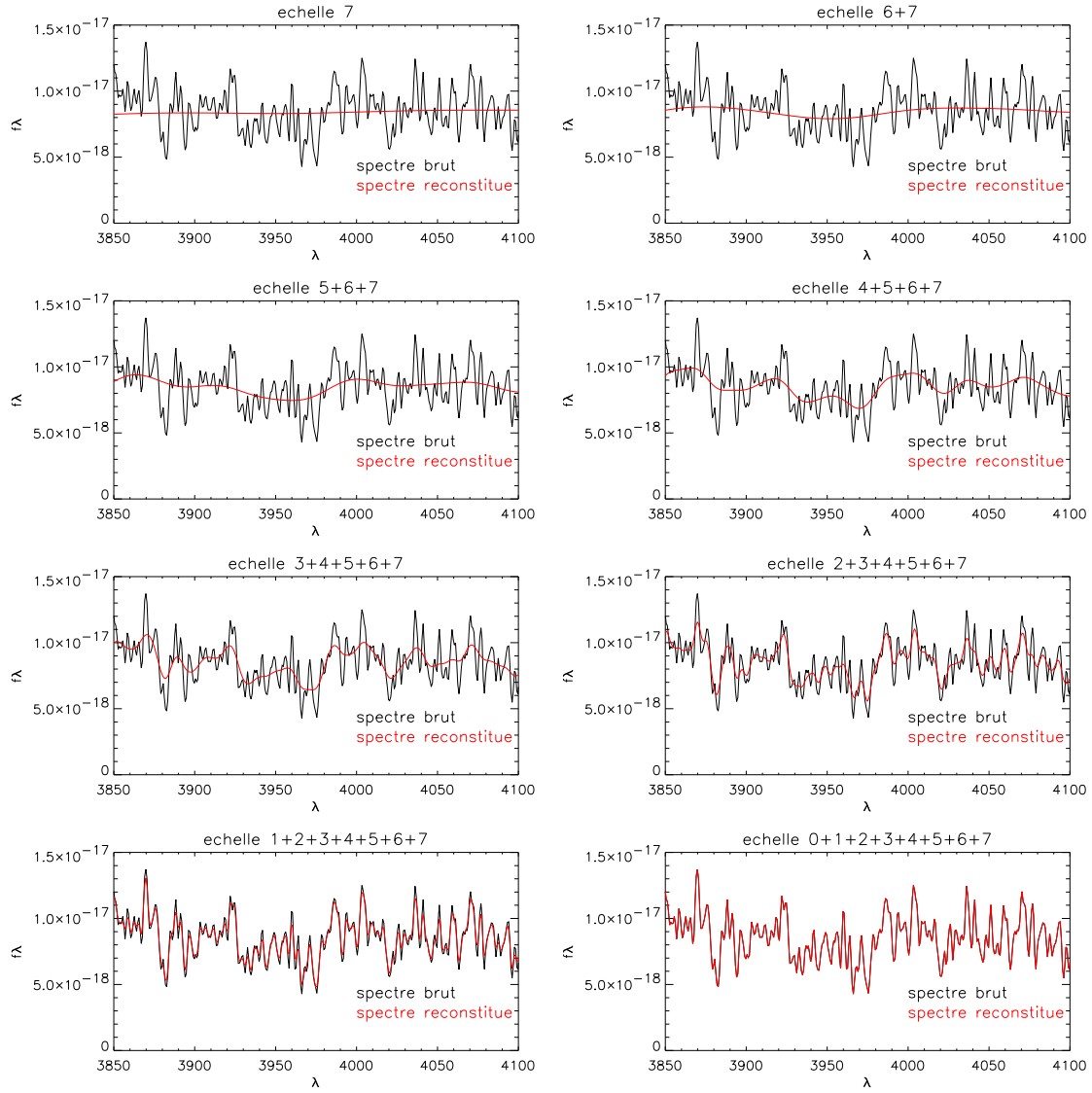


FIG. 7.12 – Exemple de décomposition de spectre par la technique des ondelettes.

## 7.4 Comparaison des galaxies ISO et IRAS dans le diagramme D4000-H $\delta$ .

La comparaison des galaxies ISOCAM IRAS et les galaxies du SDSS est présentée dans l'article de la section 7.7. Voici les principales caractéristiques :

*Les galaxies IRAS et ISO sont situées dans le même domaine dans le diagramme D4000 versus H $\delta$  (figure 4 du papier) , ce qui montre une similarité des propriétés des galaxies LIRGs de l'univers local et jusqu'à un redshift de 1 dans ce diagramme ; Ces LIRGs sont situées à petits D4000 et grands H $\delta$  par rapport aux galaxies de champ (SDSS) ; ces deux indices montrent la présence d'une population importante d'étoiles jeunes et notamment de type A-F, ce qui témoigne d'une formation stellaire récente très active dans les deux cas.*

*Les galaxies LIRGs IRAS sont parmi les plus massives par bin de D4000 dans le diagramme masse des galaxies-D4000. (Franceschini et al. 2003) montre que les galaxies ISOCAM dans le même domaine de redshift et de luminosité ont une masse médiane de  $7 \times 10^{10} M_{\odot}$  dans le HDFs. En tenant compte de cette valeur, les galaxies ISOCAM sont aussi parmi les plus massives et sont dans la même région que les galaxies IRAS. Pourtant, ces objets sont situés à  $z \sim 0.7$  et ont un âge maximal de 7 milliard d'années. Ceci confirme une certaine similarité des propriétés des galaxies LIRGs dans l'univers local et lointain en terme de masse, de propriétés de formation stellaire.*

Pour essayer de mieux connaître l'histoire des galaxies détectées par ISOCAM, nous allons utiliser un programme dérivé de GALAXEV et une approche bayésienne afin de mieux quantifier l'épisode de formation stellaire expérimenté par ces galaxies.

## 7.5 Modélisation de l'histoire de la formation stellaire.

J'ai déjà utilisé GALAXEV dans le cadre des sections précédentes, mais je vais le présenter plus en détail pour expliquer la modélisation adoptée pour les LIRGs. GALAXEV (Bruzual A. & Charlot 1993, Bruzual & Charlot 2003) permet de suivre l'évolution photométrique et spectroscopique de différentes populations stellaires à des âges de quelques  $10^5$  à quelques  $10^{10}$  ans en fonction de l'histoire du taux de formation d'étoiles, la vitesse de dispersion c'est à dire la masse des galaxies et la métallicité. La bibliothèque de spectres stellaires implémentée a une résolution de 3 Å sur tout le domaine 3200 à 9500 Å (Le Borgne *et al.* 2003). L'utilisation d'une telle bibliothèque a fait de GALAXEV un outil très important permettant d'étudier soigneusement les raies stellaires en absorption. Cependant la technique des indices de Lick revient à dégrader la résolution des spectres puisque les pseudos-continus et les indices sont estimés à partir de fenêtres de largeurs 10 à 20 Å.

Nous avons utilisé un code Monte-Carlo dérivé de GALAXEV et utilisé dans Kauffmann *et al.* (2003) afin de générer un grand nombre d'histoires de formation stellaires différentes, le but étant d'adopter une approche Bayésienne. Le principe du programme ainsi que les adaptations nécessaires sont présentées ci-dessous.

### 7.5.1 Présentation du code de synthèse de population stellaire.

Le taux de formation d'étoiles  $\varphi$  est une variable importante dans les codes de synthèse de population stellaire. La plupart du temps, on considère une galaxie comme un système isolé. Le taux de formation d'étoiles est alors la quantité de gaz qui se transforme en étoiles à un instant donné.

$$\varphi(t) \propto \frac{-df_{\text{gaz}}}{dt} \quad \text{avec} \quad f_{\text{gaz}} = \frac{M_{\text{gaz}}(t)}{M_{\text{gaz}}(t=0)}. \quad (7.2)$$

Schmidt émet l'hypothèse que le taux de formation d'étoiles dans la galaxie obéissait à la loi 7.3.

$$\varphi(t) \propto f_{\text{gaz}}^n \quad \text{où } n \approx 1.2. \quad (7.3)$$

Si on suppose que la masse totale est constante et que la matière éjectée par les étoiles peut être instantanément réutilisée, on obtient une équation différentielle sur  $f_{\text{gaz}}$ . En approximant  $n=1^7$ , on obtient l'expression suivante :

$$\varphi(t) = \varphi_0 \exp^{-\frac{t}{\tau}} \quad (7.4)$$

Cette vision du taux de formation stellaire est un peu simpliste dans la mesure où les galaxies ne sont pas des systèmes isolés mais elle est la plus courante. Des interactions les amènent à convertir leur gaz en étoiles de manière plus ou moins rapide (formation d'étoiles faible ou flambée de formation stellaire) et efficace. Au cours de collisions entre galaxies, du gaz s'échappe du système sous forme d'antennes (NGC4038/39). Lorsqu'il y a une interaction entre une galaxie et un petit compagnon (M51), le gaz du petit compagnon peut être accrété par le potentiel gravitationnel de la galaxie massive.

Du gaz va donc être gagné par la galaxie. Le réservoir de gaz va donc varier au cours du temps. L'évolution du taux de formation stellaire n'est pas strictement monotone. Elle permet aussi de reproduire des formations de type elliptique pour  $\tau$  grand et plutôt spirale pour  $\tau$  petit. De plus on a vu que le diagramme D4000-H $\delta$  n'étaient sensibles qu'à l'histoire de la formation stellaire des deux derniers milliards d'années.

A un âge  $t_{\text{form}}$ , qui correspond à l'âge de la galaxie, le spectre de la galaxie ainsi que les indices sont calculés. Le taux de formation d'étoiles à un instant donné est  $\varphi(t)$ . On suppose que la distribution en masse des étoiles formées par la suite ne dépend pas du temps, ce qui permet de postuler que le nombre d'étoiles de masse  $m$ , formées à un instant  $t$  est donné par la formule suivante :

$$f(m, t) = \varphi(m)\psi(t) \quad (7.5)$$

Pour des étoiles formées il y a  $t-\tau$ , seules celles dont la masse est inférieure à la masse critique émettent toujours. Cette contribution est donnée par la formule 7.6 où  $s(m, Z, \tau)$  est le spectre d'une galaxie de masse  $m$ , de métallicité  $Z$ , à l'instant  $\tau$ .

$$L(t - \tau) = \psi(t - \tau) \int_0^{m_c} dm \varphi(m) s(m, Z, \tau) \quad (7.6)$$

Le spectre intégré de toutes les étoiles de la galaxie est obtenu à l'aide de la formule 7.7

$$F_{\text{spectre}}(t) = \int_0^t L(t - \tau) d\tau \quad (7.7)$$

---

<sup>7</sup>ce qui ne contredit pas trop la valeur précédente dans la mesure où la barre d'erreur est importante

### 7.5.2 Adaptation à la formation stellaire des galaxies des LIRGs

Dans le cas de galaxies à flambée de formation stellaire, il est nécessaire de tenir compte de 2 populations : une formation stellaire sous jacente et la population responsable de la flambée de formation stellaire. La première est modélisée par une formation d'étoiles de type  $\text{SFR} \propto \exp(-\gamma t)$ .  $\gamma$  est défini selon une distribution plate entre 0 et 3. Cette approche permet de reproduire un grand nombre d'histoires de formation stellaire possible par le passé, ce qui permet de reproduire le lieu géométrique où peuvent se situer les galaxies avant une flambée de formation stellaire.

Dans nos simulations de Monte-Carlo adaptée aux galaxies, 80 % des objets subissent une flambée de formation stellaire en plus d'une formation continue. Cette dernière démarre à  $t_1$ , a une durée  $dt$  ;  $fb$  représente la fraction d'étoiles qui se forme au cours de cette flambée de formation stellaire.  $t_1$  doit être choisi de telle sorte que les galaxies aient une flambée de formation stellaire en cours au moment où on les observent, ce qui impose  $(t_{\text{form}} - t_1)$  inférieur à la durée de la flambée de formation stellaire. Les galaxies locales présentent des durées de flambée de formation qui peuvent être estimées à quelques dizaines de millions d'années (Alonso-Herrero *et al.* 2000, Forster Schreiber *et al.* 2003). Comme les galaxies distantes sont supposées être plus riches en gaz on peut envisager des durées plus longues. Poggianti & Wu (2000b) ont émis l'hypothèse que les raies de Balmer fortes étaient expliquées par une flambée de formation stellaire qui pouvait être plus longue (quelques  $10^8$  à  $2 \times 10^9$  ans). Nous avons utilisé une distribution plate en logarithme du temps dont les valeurs limites sont entre  $10^7$  ans et  $10^9$  ans. Ces valeurs ont été ajustées au fur et à mesure des simulations. La fraction d'étoiles formée au cours de la flambée de formation stellaire varie entre 0 (pour les galaxies sans flambées de formation stellaire) et 1.

Cette approche a nécessité d'introduire des pas de temps plus court dans le code pour tenir compte proprement de cette flambée de formation stellaire ainsi que de vérifier la convergence numérique du programme pour ces pas de temps plus court.

### 7.5.3 Métallicité et dispersion de vitesse

Dans la section précédente, j'ai mentionné que l'influence de la métallicité serait faible à petit D4000 là où se situent nos galaxies. La métallicité du gaz a été déterminée dans Liang *et al.* (2004). Elle est supérieure à  $0.5 Z_{\odot}$ . Dans la simulation de Monte-Carlo, la métallicité des LIRGs a été tiré au hasard sur une distribution plate entre  $0.5 - 1.5 Z_{\odot}$ .

La dynamique des étoiles de la galaxie qui introduit un élargissement des raies en absorption. Elle est introduite à travers une convolution entre le spectre final et une dispersion de vitesse tirée de manière aléatoire entre 100 et 300 km/s.

### 7.5.4 Modélisation de la poussière.

Il est nécessaire d'introduire soigneusement l'atténuation dans la mesure où on va modéliser l'histoire de la formation stellaire enfouie dans les galaxies. Dans GALAXEV, cette étape a lieu en même temps que la synthèse évolutive, mais par soucis de clarté, j'ai choisi de la présenter séparément.

L'atténuation a souvent été négligée ou modélisée de manière très précaire. La modélisation la plus courante repose sur un écran uniforme positionné entre la galaxie et l'observateur ; Un tel écrantage ne fait pas varier la mesure de largeurs équivalentes puisque le continu et la raie situés aux mêmes longueurs d'onde sont affectés de la même manière par l'atténuation ;

Est il normal que des largeurs équivalentes ne soient pas affectées ? Si on prend une formation continue à laquelle on rajoute une flambée instantanée de 10 masses solaires à un instant donné. Plaçons nous au moment du burst de formation d'étoiles. En l'absence d'atténuation

ou en présence d'une atténuation de type écrantage, les étoiles O et B dominent le continu et les largeurs équivalentes des raies en absorption sont très petites. Cependant il y a une contradiction dans la mesure où ces étoiles sont aussi très enfouies et passent la majeure partie de leur temps entourées de poussière et de restes de nuage moléculaire. Elles sont donc plus éteintes que les étoiles plus vieilles, notamment les étoiles A-F et devraient donc moins contribuer au continu. En tenant compte de ce phénomène, les étoiles O et B contribuent moins fortement et diluent plus faiblement les raies en absorption des étoiles plus vieilles. Leurs largeurs équivalentes sont donc plus fortes... Les largeurs équivalentes dépendent donc de l'atténuation.

Ce type de modélisation ne permet pas non plus de rendre compte simultanément des différentes observations suivantes.

1. le rapport  $\frac{H\alpha}{H\beta}$  : Les raies sont produites par des étoiles O et B qui sont très jeunes et qui ne sont pas encore sorties de leur nuage moléculaire.
2. le rapport entre le continu UV et le continu infrarouge lointain : dans la réalité, l'émission IR est le résultat de l'absorption de certains photons UV et optique par les poussières, ces dernières réémettant cette énergie en IR. Le rapport UV/IR peut donc s'interpréter comme le rapport entre les photons non arrêtés par la poussière versus les photons arrêtés.
3. la pente UV.
4. la largeur équivalente des raies  $H\alpha$ .

Des modèles plus raffinés peuvent être utilisés : en effet la poussière n'est pas forcément un écran mais elle fait partie intégrante de la galaxie au même titre que les étoiles. La loi définie par Charlot & Fall (2000) a été utilisée dans GALAXEV. Il y a donc deux types d'atténuation pour les étoiles. La loi de Charlot & Fall (2000) est bimodale :

- les étoiles très jeunes (plus jeune que  $\tau'$  sont soumises à une atténuation de type  $\tau = \tau_1 (\lambda/0.55\mu m)^{(-n)}$ . On considère qu'elles sont encore enfouies dans le nuage moléculaire.
- Les étoiles un peu plus vieilles dont le nuage moléculaire a été en partie détruit sont directement dans le milieu interstellaire sans nuage et poussière. Elles sont alors soumises à une atténuation de type  $\tau = \tau_2 (\lambda/0.55\mu m)^{(-n)}$ .

Les valeurs de  $\tau'$  et  $n$  ont été choisies pour que les différentes observables présentées précédemment soient statistiquement reproduites.  $\tau'$  s'interprète comme la durée de vie du nuage moléculaire.

Dans la figure 4 on constate que les galaxies IRAS et ISO sont superposées aux galaxies du SDSS à bas D4000, ce qui pose un problème crucial car les galaxies du SDSS ne sont pas dominées par de la formation stellaire. Après de nombreuses simulations nous nous sommes rendus compte que l'atténuation était responsable de ce point. Des galaxies avec une forte atténuation et une formation d'étoiles forte peuvent avoir les mêmes valeurs de D4000 et  $H\delta$ ,  $H8$  et  $H9$  que des galaxies non éteintes avec une formation stellaire modérée. En conséquence, les simulations du SDSS présentées dans Kauffmann *et al.* (2003) pour lesquelles l'atténuation n'était pas considérée, peuvent être utilisées seulement pour les galaxies non éteintes, c'est à dire pour la majorité des galaxies IRAS et non pour les galaxies de type IRAS et ISO. Le diagramme D4000- $H\delta$  est donc sensible à l'atténuation contrairement à ce qui est indiqué dans Kauffmann *et al.* (2003).

## 7.6 Resultats

Cette section présente les résultats de la modélisation. Ils sont détaillés dans l'article présenté dans la section suivante.

7 paramètres sont nécessaires pour générer un spectre dans la modélisation précédente. Nous n'utilisons que la mesure de deux indices. En réalité  $t_{\text{form}}$  et  $\gamma$  ne sont pas des paramètres que l'on va chercher à contraindre, mais plutôt qui vont permettre de sonder l'ensemble du lieu géométrique où se situent les galaxies qui ont une formation continue avant d'introduire la flambée de formation stellaire. Elle permet de tenir compte de toutes les histoires possibles. La figure 10 du papier présente l'influence de la vitesse de dispersion, la métallicité, de l'atténuation. L'influence de la vitesse de dispersion est négligeable. La métallicité et l'atténuation ont une influence importante, mais inférieure aux barres d'erreur liées à la mesure des indices. Les paramètres qui ont les influences les plus importantes sont ceux correspondant à l'histoire de la formation stellaire située dans le dernier milliard d'années, c'est à dire la durée de la flambée de formation stellaire et la fraction d'étoiles formées ; ce sont eux qui vont créer la boucle liée à la formation stellaire montrée dans la section 3.3. Au premier ordre donc, les paramètres les plus influents sont la durée de la flambée de formation stellaire et la fraction d'étoiles formée ; les autres paramètres comme la métallicité et l'atténuation ou la dispersion de vitesse ont une influence plus faible que les barres d'erreur et vont être intégrés au barres d'erreur des résultats.

Nous avons généré une simulation de 200 000 histoires possibles de formation stellaire. Pour chaque galaxie nous avons estimé les paramètres du burst en utilisant la même approche bayésienne que Kauffmann *et al.* (2003) : pour chaque modèle, un  $\chi^2$  a été calculé selon la formule 7.8.

$$\chi^2 = \left( \frac{H\delta^{\text{obs}} - H\delta^{\text{sim}}}{\sigma(H\delta^{\text{obs}})} \right)^2 + \left( \frac{D4000^{\text{obs}} - D4000^{\text{sim}}}{\sigma(D4000^{\text{obs}})} \right)^2 \quad (7.8)$$

Pour un paramètre donné, la probabilité que ce modèle soit le bon est proportionnel à  $\exp(-\chi^2/2)$ . Une distribution de probabilité peut alors être construite pour estimer la valeur des durées de burst et les fractions d'étoiles formées. Pour chaque galaxie, les résultats sont donnés dans l'article. La même procédure a été établie pour H8 aussi.

Voici un résumé des résultats :

*Les spectres VLT-FORS2 de 22 galaxies présentent un rapport signal sur bruit suffisant pour permettre une mesure correcte des indices correspondant aux raies de Balmer en absorption. Cet échantillon est représentatif de l'échantillon initial dans la mesure où il couvre un domaine de redshift compris entre 0.3 et 0.8 ainsi que tout le domaine de luminosité infrarouge des LIRGs. Nous avons réussi à contraindre les paramètres concernant la flambée de formation stellaire de ces objets, ce qui représente un pas important dans la compréhension des LIRGs :*

• **Durée du burst :** *Nous avons utilisé les largeurs équivalentes de deux raies de Balmer en absorption, H8 et H $\delta$ , dont nous avons comparé les résultats issus des diagrammes H8/D4000 et H $\delta$ /D4000. Si l'on suppose que la durée de la phase de flambée de formation d'étoiles, donc de la phase LIRG, est unique, alors la dispersion que nous observons est centrée sur celle-ci. Si tel n'était pas le cas, il faudrait tenir compte de la probabilité plus forte de détecter une flambée longue qu'une courte et pondérer nos résultats pour calculer la valeur médiane. Nous nous sommes placés ici dans le cadre de la première hypothèse et nous trouvons avec H8 une durée de  $1.0^{+2.1}_{-0.4} \times 10^8$  ans, centrée sur la valeur médiane et dont la dispersion correspond à 68 % des cas observés. La valeur obtenue avec H $\delta$  est cohérente avec celle-ci, mais présente une dispersion plus large, i.e.  $1.5^{+6}_{-1} \times 10^8$  ans. Rappelons tout d'abord que H8 (3889 Å) étant plus bleue que H $\delta$  (4101 Å), elle se situe dans une région moins bruitée du spectre, ce qui peut expliquer une partie de cette plus grande dispersion, mais qu'il faut aussi pondérer par le fait que la raie H $\delta$  est plus forte que la raie H8. Cependant, il existe aujourd'hui un débat concernant la robustesse de l'indicateur H $\delta$  qui est liée à la présence de raies métalliques, principalement du fer, dans le voisinage de la raie, qui affectent fortement les pseudo-continua et qui expliquent en particulier pourquoi la largeur équivalente de H $\delta$  devient négative aux grands âges. Des études récentes (Korn et al. 2005, Thomas et al. 2004) ont suggéré que les modèles représentaient de manière incomplète le comportement de cette région du spectre s'ils ne prenaient pas en compte leur dépendance en fonction du rapport d'abondance Mg/Fe, qui est lui-même une trace indirecte de l'histoire passée des galaxies. Ces résultats restent contestés et au jour d'aujourd'hui, le débat reste ouvert. En contrepartie, la raie H8 ne présente pas ce type d'inconvénients et semble donc plus robuste, ce que semble confirmer la plus faible dispersion des valeurs obtenues avec cet indicateur. Cependant, H8 n'a pas encore été étudié de manière aussi complète que H $\delta$ , ce qui explique que nous ayons continué de considérer les deux indicateurs comme illustration des incertitudes actuelles sur ces mesures.*

• **Fraction d'étoiles formées durant le burst :** *Les distributions de probabilités ne convergent que pour un nombre limité de galaxies pour la détermination du rapport entre la masse d'étoiles nées depuis le début du burst et celle de la galaxie (nous entendons ici la masse stellaire actuelle, i.e. masse d'étoiles lumineuses plus rémanentes). Une valeur médiane a été estimée à de 4% pour 7 galaxies en utilisant  $H8/D4000$  et 8% pour 14 galaxies avec  $H\delta/D4000$  avec de très fortes dispersions.*

*Ce rapport est plus difficile à estimer car il nécessite d'avoir accès au rapport étoiles jeunes/vieilles. Lorsque la flambée de formation stellaire débute, les étoiles vieilles sont encore visibles et ce paramètre peut être estimé. Par contre, lorsque la flambée domine, il est plus difficile d'avoir accès aux étoiles vieilles et de quantifier précisément ce rapport. Les résultats obtenus précédemment doivent donc être interprétés comme une limite inférieure de la fraction d'étoiles formée au cours de la flambée de formation stellaire.*

• **Cohérence de la durée et de la fraction d'étoiles formées pour les LIRGs distantes :** *Nous avons vu que la durée de la phase LIRG pouvait être déterminée avec une valeur de l'ordre de  $10^8$  ans. D'autre part, le taux de formation stellaire des LIRGs a été déterminé à l'aide de leur émission en infrarouge moyen et en utilisant la corrélation entre infrarouge moyen et lointain discutée en première partie de cette thèse. La valeur médiane de ce taux est de  $50 M_{\odot}/\text{an}$ . Si ce taux reste constant au cours de la flambée, nous en déduisons qu'une LIRG produit en moyenne  $5 \times 10^9 M_{\odot}$  d'étoiles, ce qui représente 10 % de la masse médiane des LIRGs dans le HDFs (Franceschini et al. 2003). Cette valeur est cohérente avec les limites inférieures calculées précédemment et se trouve aussi être en accord avec la masse de gaz moléculaire trouvée dans les LIRGs locales (voir chapitre 2.2.1 et Sanders & Mirabel 1988), ce qui montre une cohérence entre LIRGs distantes et locales.*

• **Multiple burst dans le dernier milliard d'années ?** *L'étude de l'histoire passée au-delà de 1 milliard d'années n'est pas possible avec une étude du type  $H8/D4000$ , puisque la mémoire d'une flambée disparaît au bout de cette durée. Cependant si on introduit un autre burst dans le modèle, précédant le burst actuel au cours du dernier milliard d'années, celui-ci laisse une trace. Nous avons ainsi déterminé la probabilité d'une flambée de formation stellaire antérieure, qui est inférieure à 20 % pour 80 % de l'échantillon. Il est cependant nécessaire que ces galaxies aient subi plusieurs phases LIRG au cours de leur existence si l'on veut rendre compte de leur grande densité autour de  $z \sim 1$  et de leur rôle intégré dans la production du fond diffus infrarouge. En pratique, si les LIRGs ont effectivement produit plus de 50 % des étoiles de l'univers local (Elbaz et al. 2002), alors il a fallu que leurs galaxies progénitrices aient subi plusieurs phases de ce type au cours de leur existence (cf Hammer et al. 2005).*

## 7.7 ARTICLE III

“The star formation history of luminous infrared galaxies”.

sous presse astro-ph/0605642



## The star formation history of luminous infrared galaxies

D. Marcillac<sup>1,8</sup>, D. Elbaz<sup>1</sup>, S. Charlot<sup>2,3</sup>, Y. C. Liang<sup>4,5</sup>, F. Hammer<sup>5</sup>, H. Flores<sup>5</sup>, C. Cesarsky<sup>6</sup>, A. Pasquali<sup>7</sup>

<sup>1</sup> DSM/DAPNIA/Service d'Astrophysique, CEA/SACLAY, 91191 Gif-sur-Yvette Cedex, France  
e-mail: marcilla, elbaz@cea.fr

<sup>2</sup> Max-Planck-Institut für Astrophysik, Karl-Schwarzschild-Strasse 1, Garching D-85748, Germany

<sup>3</sup> Institut d'Astrophysique de Paris, CNRS, 98 bis Boulevard Arago, Paris 75014, France  
e-mail: charlot@iap.fr

<sup>4</sup> National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, No.20A Datun Road, Chaoyang District, Beijing 100012, P. R. China  
e-mail: ycliang@bao.ac.cn

<sup>5</sup> GEPI, Observatoire de Paris, Section de Meudon, 92195 Meudon Cedex, France  
e-mail: hector.flores, francois.hammer@obspm.fr

<sup>6</sup> ESO, Karl-Schwarzschild Strasse 2, D85748 Garching bei Munchen, Germany  
e-mail: ccesarsk@eso.org

<sup>7</sup> Max-Planck-Institut fuer Astronomie, Koenigstuhl 17, D-69117 Heidelberg, Germany  
e-mail: pasquali@phys.ethz.ch

<sup>8</sup> Current address: Steward Observatory, University of Arizona, 933, N. Cherry Avenue, Tucson, AZ 85721, USA  
e-mail: dmarci@as.arizona.edu

Received ...; accepted ...

### ABSTRACT

**Aims.** We constrain the past star formation histories of a sample of 25 distant ( $z \sim 0.7$ ) luminous infrared galaxies (LIRGs) detected with the mid infrared cameras ISOCAM and MIPS onboard the ISO and Spitzer satellites.

**Methods.** We use high resolution VLT-FORS2 spectroscopy in addition to a comprehensive library of 200,000 model optical spectra to derive Bayesian likelihood estimates of the star formation histories of these galaxies based on the analysis of Balmer absorption lines and the 4000 Å break.

**Results.** The locus of distant LIRGs in the diagram defined by  $H\delta_A$  and D4000 is roughly comparable to that of local LIRGs observed with IRAS, suggesting that no trend for an evolution is detected between the local and distant LIRGs. We obtain similar results when using either the H8 or the  $H\delta_A$  Balmer absorption-line indices in combination with D4000.

We compute a birthrate parameter ( $b = \text{SFR} / \langle \text{SFR} \rangle$ ) of  $4 \pm 1$ , confirming that the distant LIRGs are currently experiencing a major phase of star formation. The most likely duration of the bursts is  $0.10^{+0.16}_{-0.06}$  Gyr, during which the LIRGs produce  $\sim 5\text{--}10\%$  of their current stellar mass. No evidence is found for successive starbursts on the scale of a few times  $10^7$  yr, such as those predicted by some numerical simulations of major mergers. However, the large number density of those galaxies suggest that they could experience between two and four LIRG phases until the present epoch. This scenario is not consistent with the formation of the  $z \sim 0.7$  LIRGs through the continuous star formation characterizing isolated spiral galaxies as has been argued independently based on their morphology. Instead, minor mergers, tidal interactions or gas accretion remain plausible triggering mechanisms for more than half of the distant LIRGs which do not harbor the morphology of major mergers.

**Key words.** Galaxies: evolution – Infrared: galaxies – Galaxies: starburst

### 1. Introduction

Luminous infrared (IR) galaxies, i.e. galaxies radiating more than  $\sim 90\%$  of their light above  $5\mu\text{m}$ , have been suggested to provide important constraints on galaxy formation and evolution. They are considered to be the main cause of the cosmic infrared background (CIRB) and major contributors to the evo-

lution with redshift of the cosmic star formation rate (CSFR) of galaxies (Elbaz et al. 2002, Chary & Elbaz 2001, see also the review by Lagache *et al.* 2005). The role of luminous IR galaxies (LIRGs for  $10^{11} L_{\odot} \leq L_{\text{IR}} = L[8\text{--}1000\mu\text{m}] < 10^{12} L_{\odot}$ ) and ultra-luminous IR galaxies (ULIRGs for  $L_{\text{IR}} \geq 10^{12} L_{\odot}$ ) in the local universe could be neglected since they only produce about 6% of the integrated IR emission of local galaxies, hence 2% of their bolometric luminosity (Soifer & Neugebauer 1991). But they rapidly evolve with redshift and dominate the CSFR above

Send offprint requests to: D. Marcillac, email: marcilla@as.arizona.edu

$z \sim 0.6$  (Le Floc'h et al. 2005). IRAS extragalactic surveys already suggested that their number density evolved rapidly with redshift ( $\sim (1+z)^{7.6 \pm 3.2}$  up to  $z \sim 0.2$ ; Kim & Sanders, 1998). This rapid evolution was later on confirmed up to  $z \sim 1$  with ISOCAM and ISOPHOT onboard ISO at 15 and 170  $\mu\text{m}$  (see Elbaz et al. 2005 and references therein), above  $z \sim 2$  using SCUBA at 850  $\mu\text{m}$  (Smail et al. 2001, Blain et al. 1999) and in the intermediate redshift range with MIPS onboard Spitzer at 24  $\mu\text{m}$  (Chary et al. 2004, Papovitch et al. 2004, Le Floc'h et al. 2005). However, little is known about the characteristics of the starbursts themselves, e.g. the amount of stars born during the burst, the burst duration, and even less about the physical processes responsible for the intense activity of these galaxies. One of the major reasons for this lack of information comes from their nature itself, i.e. the strong dust obscuration of their optical light.

In a previous paper (Liang et al. 2004, hereafter Paper I), we presented an analysis of the emission line properties of the galaxies. The star formation rates (SFR) derived from the Balmer emission lines ( $H\alpha$  and/or  $H\beta$ , plus  $H\gamma$  to derive dust attenuations) were corrected for dust attenuation and found to be consistent with the ones derived from the mid IR (MIR) using the technique described in Chary & Elbaz (2001). This study showed that LIRGs in general are not completely obscured by dust and that the use of high-resolution optical spectroscopy ( $\Delta\lambda/\lambda = 2000$ , in the rest-frame of the objects) could be used to derive intrinsic luminosities, hence SFR, in rough agreement with the IR-derived SFR, by minimizing the contamination by sky emission lines and allowing to better correct for underlying photospheric absorption lines. However, the consistent derivation of the signal-to-noise ratio on the intrinsic luminosities lead to large uncertainties on the measured visual attenuation. Moreover, there is evidence for some completely obscured star formation as found in the most luminous objects studied in Flores et al. (2004) or in Cardiel et al. (2003). The limited statistics of those studies clearly calls for an extension of the sample of distant LIRGs, with good S/N on the optical continuum and high spectral resolution, to robustly determine which fraction of the star formation taking place in LIRGs and ULIRGs is completely obscured by dust. However Hopkins *et al.* (2003) showed that  $\text{SFR}([\text{OII}])$ ,  $\text{SFR}(1.4 \text{ GHz})$ , and  $\text{SFR}(\text{FIR})$  are in very good agreement for a larger sample of local infrared galaxies detected with IRAS and spectroscopically observed with the Sloan Digital Sky Survey (SDSS).

In the present paper, we wish to address the problem from another angle: stars less massive, hence with longer lifetimes, than those responsible for the emission lines standardly used to derive the optical SFR of galaxies can escape their parent giant molecular cloud (GMC) and their spectral signature might be used to derive key parameters concerning the starburst. The  $H\alpha$  light used to derive a SFR is dominantly produced by the ionizing photons arising from stars more massive than  $\sim 10 M_{\odot}$ , with lifetimes shorter than 3 Myr. Those stars never escape their parent GMC (average lifetime of 10 Myr) and the dense regions of very strong extinction, contrary to the A and F stars which are the main contributors to the Balmer absorption lines and the 4000 Å break.

We use these signatures of the optical continuum to compare distant LIRGs to nearby IRAS galaxies or synthetic spectra generated with the Bruzual & Charlot (2003) model. We find a signature of the starbursts in the D4000- $H\delta$  diagram and use it to derive the burst properties.

Paper I indirectly confirmed the strong role played by LIRGs in the CSFR history with the derivation of gas metallicities in distant LIRGs twice smaller than the one measured in present-day galaxies of equal absolute B band magnitude. This result suggested that these galaxies produced about half of their metals between  $z \sim 1$  and today. It was also suggested that such a large metal production, as well as the large contribution of LIRGs to the CSFR and CIRB, could not result from a single burst phase in the galaxies harboring LIRG phases and hence that those galaxies must have experienced a series of LIRG phases in their lifetime. This possibility is tested in the present paper.

Finally we note that, based on optical spectra, no evidence was found in Paper I for a dominant contribution from active galactic nuclei (AGNs) in the sample of 76 distant LIRGs for which a spectroscopic redshift was determined. This confirmed the previous result from Fadda et al. (2001) that AGNs were contributing to less than 20% of the MIR light of distant LIRGs, as shown by their soft to hard X-ray radiation measured with the Newton and Chandra X-ray observatories.

In this paper, we study the stellar spectra of a sample of 25 LIRGs with a median redshift of  $\bar{z} = 0.7$  using high-resolution spectroscopy with the FORS2 instrument at the VLT ( $\Delta\lambda/\lambda = 1200$ , equivalent to 2000 in the rest-frame of the galaxies). This sample is smaller than in Paper I because higher signal-to-noise ratios are required to study the continuum emission in comparison to the emission lines. All galaxies are detected at 15  $\mu\text{m}$  with ISOCAM and the 11 galaxies located in one of the three fields are also detected at 24  $\mu\text{m}$  with the MIPS camera onboard Spitzer (Papovich et al. 2004, Elbaz et al. 2005). We show that both indicators provide consistent estimates of the total IR luminosity of the galaxies, hence also the SFR (see also Elbaz et al. 2005, Marcillac et al. 2005 for a more detailed study).

Sect.2 presents the sample selection and the wavelet decomposition technique that we used to analyze the spectra. Sect.3 describes the method used in this paper to study the SFR history of the galaxies, namely the Balmer absorption line  $H\delta_A$  (4101 Å) versus 4000 Å break position of the galaxies, as previously done by Kauffmann et al. (2003) for the Sloan Digital Sky Survey (SDSS). We extended the method used in Kauffmann et al. (2003) to the high order Balmer line  $H8$  (3889 Å) and  $H9$  (3835 Å) which are easier to detect in distant galaxies due to the k-correction. The comparison of local and distant LIRGs in this parameter space is discussed in Sect.4 while the model used to generate Monte Carlo realizations of 200,000 spectra with different star formation histories is presented in Sect.5. The results are presented in Sect.6 and discussed in the last Section.

Throughout this paper, we will assume  $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_{\text{matter}} = 0.3$  and  $\Omega_{\Lambda} = 0.7$ .

| Object<br>Slit | RA<br>(J2000) | DEC<br>(J2000) | z      | H8            | H $\delta$ <sub>A</sub> | D4000           | F <sub>v</sub> <sup>15<math>\mu</math>m</sup><br>$\mu$ Jy | F <sub>v</sub> <sup>24<math>\mu</math>m</sup><br>$\mu$ Jy | log( $\frac{L_{IR}}{L_{\odot}}$ ) | SFR <sub>IR</sub><br>$M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ |
|----------------|---------------|----------------|--------|---------------|-------------------------|-----------------|-----------------------------------------------------------|-----------------------------------------------------------|-----------------------------------|--------------------------------------------------|
| (1)            | (2)           | (3)            | (4)    | (5)           | (6)                     | (7)             | (8)                                                       | (9)                                                       | (10)                              | (11)                                             |
| UDSR08         | 3 14 55.20    | -55 20 31.0    | 0.7291 | 3.8 $\pm$ 0.5 | 4.2 $\pm$ 0.9           | 1.11 $\pm$ 0.02 | 236 $\pm$ 75                                              | –                                                         | 11.44 $\pm$ 0.24                  | 46.7                                             |
| UDSR09         | 3 14 56.10    | -55 20 08.0    | 0.3884 | 1.4 $\pm$ 0.4 | –                       | 1.74 $\pm$ 0.03 | 609 $\pm$ 87                                              | –                                                         | 11.20 $\pm$ 0.08                  | 27.2                                             |
| UDSR10         | 3 14 43.90    | -55 21 35.0    | 0.6798 | 4.3 $\pm$ 0.6 | 8.4 $\pm$ 0.7           | 1.25 $\pm$ 0.03 | 495 $\pm$ 91                                              | –                                                         | 11.78 $\pm$ 0.13                  | 102.9                                            |
| UDSR14         | 3 14 43.30    | -55 20 11.0    | 0.8150 | 4.7 $\pm$ 0.4 | 3.9 $\pm$ 0.4           | 1.15 $\pm$ 0.02 | 200 $\pm$ 69                                              | –                                                         | 11.48 $\pm$ 0.27                  | 52.0                                             |
| UDSR20         | 3 14 41.10    | -55 18 40.0    | 0.7660 | 6.9 $\pm$ 0.5 | 6.5 $\pm$ 0.8           | 1.19 $\pm$ 0.02 | 214 $\pm$ 72                                              | –                                                         | 11.44 $\pm$ 0.25                  | 47.0                                             |
| UDSR23         | 3 14 32.10    | -55 19 02.0    | 0.7094 | 4.9 $\pm$ 0.4 | 4.7 $\pm$ 0.3           | 1.15 $\pm$ 0.02 | 271 $\pm$ 80                                              | –                                                         | 11.48 $\pm$ 0.22                  | 51.8                                             |
| UDSF06         | 3 13 30.20    | -55 04 04.0    | 0.6928 | 4.3 $\pm$ 1.3 | –                       | 1.27 $\pm$ 0.06 | 150 $\pm$ 75                                              | 180 $\pm$ 22                                              | 11.09 $\pm$ 0.49                  | 21.0                                             |
| UDSF07         | 3 13 17.30    | -55 05 16.0    | 0.7014 | 3.6 $\pm$ 0.9 | 4.2 $\pm$ 0.7           | 1.17 $\pm$ 0.04 | 154 $\pm$ 32                                              | 198 $\pm$ 27                                              | 11.12 $\pm$ 0.15                  | 22.6                                             |
| UDSF12         | 3 13 07.70    | -55 05 26.0    | 0.7388 | 7.6 $\pm$ 0.9 | –                       | 1.29 $\pm$ 0.06 | 331 $\pm$ 58                                              | 420 $\pm$ 30                                              | 11.64 $\pm$ 0.11                  | 74.7                                             |
| UDSF16         | 3 13 08.0     | -55 04 18.0    | 0.4548 | –             | 3.7 $\pm$ 0.6           | 1.25 $\pm$ 0.01 | 138 $\pm$ 29                                              | 205 $\pm$ 26                                              | 10.55 $\pm$ 0.11                  | 6.0                                              |
| UDSF17         | 3 13 08.60    | -55 03 57.0    | 0.8100 | 6.2 $\pm$ 0.3 | 6.7 $\pm$ 0.4           | 1.22 $\pm$ 0.02 | 257 $\pm$ 47                                              | 343 $\pm$ 23                                              | 11.62 $\pm$ 0.12                  | 72.0                                             |
| UDSF18         | 3 13 16.5     | -55 02 27.0    | 0.4620 | –             | 4.7 $\pm$ 0.8           | 1.17 $\pm$ 0.01 | 170 $\pm$ 44                                              | –                                                         | 10.68 $\pm$ 0.10                  | 8.2                                              |
| UDSF19         | 3 13 09.80    | -55 03 08.0    | 0.5476 | 4.8 $\pm$ 1.0 | 3.9 $\pm$ 1.2           | 1.32 $\pm$ 0.05 | 611 $\pm$ 90                                              | 778 $\pm$ 40                                              | 11.62 $\pm$ 0.09                  | 71.4                                             |
| UDSF28         | 3 12 51.80    | -55 02 57.0    | 0.6612 | 2.9 $\pm$ 0.6 | –                       | 1.47 $\pm$ 0.04 | 321 $\pm$ 35                                              | 861 $\pm$ 37                                              | 11.49 $\pm$ 0.06                  | 53.1                                             |
| UDSF29         | 3 12 50.20    | -55 02 59.0    | 0.6619 | 4.1 $\pm$ 1.3 | –                       | 1.37 $\pm$ 0.06 | 354 $\pm$ 66                                              | 568 $\pm$ 28                                              | 11.54 $\pm$ 0.11                  | 59.6                                             |
| UDSF20         | 3 13 19.00    | -55 01 42.0    | 0.8424 | 2.8 $\pm$ 0.7 | –                       | 1.33 $\pm$ 0.04 | 117 $\pm$ 25                                              | 248 $\pm$ 21                                              | 11.19 $\pm$ 0.16                  | 26.7                                             |
| UDSF31         | 3 12 44.00    | -55 03 21.0    | 0.6868 | 4.5 $\pm$ 1.1 | 5.6 $\pm$ 1.1           | 1.44 $\pm$ 0.06 | 193 $\pm$ 38                                              | 174 $\pm$ 28                                              | 11.24 $\pm$ 0.14                  | 29.9                                             |
| CFRS02         | 3 02 52.01    | +00 10 33.0    | 0.6172 | 6.9 $\pm$ 1.0 | 5.9 $\pm$ 1.2           | 1.30 $\pm$ 0.10 | 582 $\pm$ 114                                             | –                                                         | 11.75 $\pm$ 0.12                  | 95.8                                             |
| CFRS06         | 3 02 49.08    | +00 10 1.8     | 0.6169 | 3.8 $\pm$ 0.4 | 5.0 $\pm$ 0.3           | 1.21 $\pm$ 0.02 | 370 $\pm$ 95                                              | –                                                         | 11.50 $\pm$ 0.17                  | 53.5                                             |
| CFRS08         | 3 02 46.29    | +00 13 53.6    | 0.7154 | 4.0 $\pm$ 0.3 | 5.9 $\pm$ 0.9           | 1.24 $\pm$ 0.03 | 360 $\pm$ 95                                              | –                                                         | 11.65 $\pm$ 0.17                  | 75.7                                             |
| CFRS10         | 3 02 44.57    | +00 12 20.1    | 0.5276 | 5.6 $\pm$ 0.6 | 5.9 $\pm$ 1.2           | 1.03 $\pm$ 0.04 | 220 $\pm$ 95                                              | –                                                         | 11.01 $\pm$ 0.40                  | 17.7                                             |
| CFRS11         | 3 02 42.31    | +00 12 9.5     | 0.6895 | –             | 2.5 $\pm$ 0.7           | 1.15 $\pm$ 0.04 | 425 $\pm$ 110                                             | –                                                         | 11.70 $\pm$ 0.16                  | 85.4                                             |
| CFRS14         | 3 02 40.44    | +00 14 3.8     | 0.4652 | 4.6 $\pm$ 0.5 | 6.5 $\pm$ 0.5           | 1.10 $\pm$ 0.02 | 172 $\pm$ 117                                             | –                                                         | 10.69 $\pm$ 0.58                  | 8.4                                              |
| CFRS16         | 3 02 38.80    | +00 14 17.5    | 0.8274 | 3.3 $\pm$ 1.0 | –                       | 1.30 $\pm$ 0.05 | 444 $\pm$ 100                                             | –                                                         | 11.99 $\pm$ 0.15                  | 166.7                                            |
| CFRS29         | 3 02 29.41    | +00 12 59.8    | 0.8804 | 7.3 $\pm$ 1.4 | –                       | 1.13 $\pm$ 0.05 | 370 $\pm$ 103                                             | –                                                         | 11.98 $\pm$ 0.20                  | 163.6                                            |

**Table 1.** Description of the distant LIRGs sample. The technique used to compute the equivalent widths of H $\delta$ , H8, H9, H10 and the 4000 Å break (D4000) is described in Sect. 2.3.  $L_{IR}$  and SFR<sub>IR</sub> were derived using the Chary & Elbaz (2001) technique.

## 2. Sample selection and data reduction

### 2.1. Sample selection

The sample of distant LIRGs was selected from three deep ISOCAM 15  $\mu$ m surveys and is described in Paper I. 105 galaxies were selected on the basis of their 15  $\mu$ m flux density in three different regions of the southern hemisphere, hence avoiding strong contamination by cosmic variance: the ISOCAM Ultra-Deep Surveys in the FIRBACK (UDSF) and ROSAT (UDSR) fields and the CFRS 3<sup>h</sup> field. All three fields were selected for their low cirrus contamination and high galactic latitude. The UDSF (9'×9') is located at the center of the “far infrared background” survey at 175  $\mu$ m with ISOPHOT onboard ISO (‘FIRBACK’; Puget et al. 1999, Lagache & Dole 2001). The UDSR is centered at the position of a deep ROSAT survey (Zamorani et al. 1999). The UDSR and UDSF are both close to the position of the so-called ‘Marano Field’ originally selected for an optical survey of quasars (Marano et al. 1988), but are separated by 21' with respect to each other. The third field is one of the Canada France Redshift Survey fields (CFRS 3<sup>h</sup>) combining deep infrared, optical and radio data as well as spectra from the MOS multiobject spectrograph on the 3.6m CFHT.

ISOCAM sources were selected to span the whole flux density range of the three surveys whose 80 % completeness limits are 150  $\mu$ Jy for the UDSF and UDSR and 250  $\mu$ Jy for the CFRS 3<sup>h</sup>, while the detection limits are 50  $\mu$ Jy (UDSF, UDSR) and 170  $\mu$ Jy (faintest sources in the regime below complete-

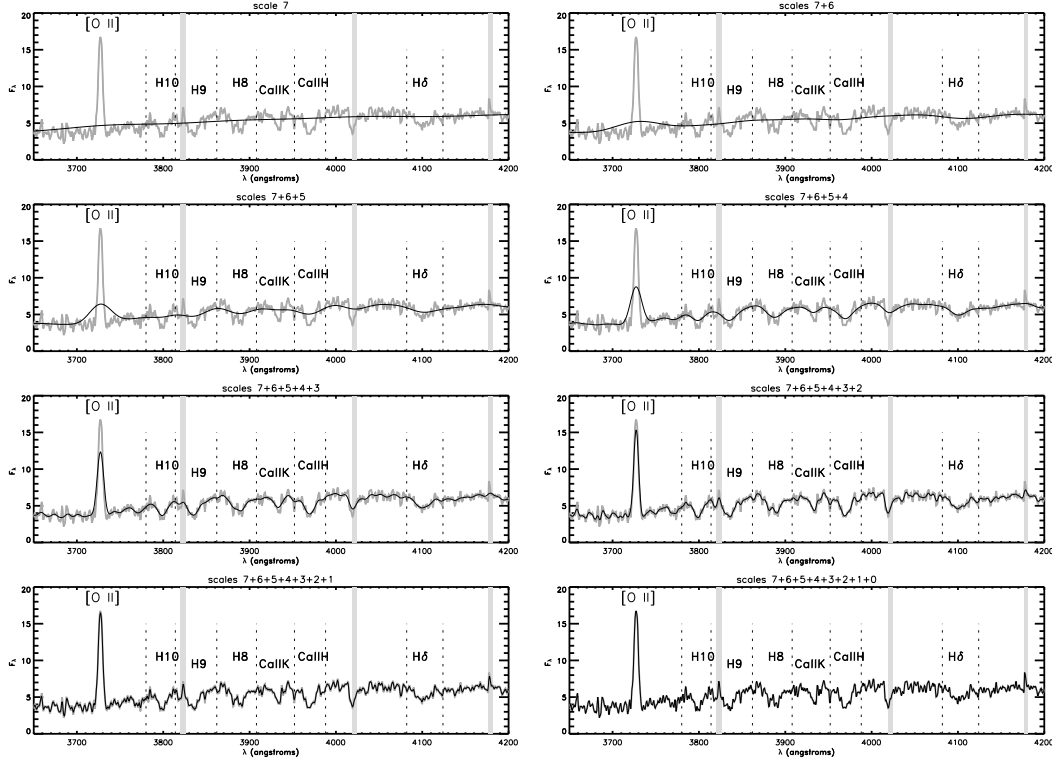
ness). No optical selection was applied so that the magnitudes of the sources range from  $R_{AB} = 19.4$  to 23.7. At about the same epoch (November 2003) than the VLT-FORS2 observations, a 24  $\mu$ m survey was being performed with the MIPS camera onboard Spitzer during the MIPS commissioning phase (IOC/SV). This survey covers the whole UDSF field and all eleven ISOCAM-15  $\mu$ m sources were detected at 24  $\mu$ m, i.e. 45 % of the sample. The scan map AOT was used, with an half-array overlap to cover about 1300 Sq. Arcmin with high redundancy (20) and to get an integration time per sky pixel of about 230s (Papovich et al. 2004). The data were reduced using the *Spitzer* Science Center Pipeline and the BCD products (Basic Calibrated Data, Pipeline version S10.0.3) were downloaded from the *Spitzer* archive<sup>1</sup>. PSF-fitting photometry was performed using DAOPHOT (Stetson 1987) with IRAF<sup>2</sup>.

From a total of 105 galaxies observed with FORS2 at the VLT (Paper I), we detected 3 stars, 13 galaxies were too faint for a redshift determination and within the remaining list, 13 other galaxies were not detected with ISOCAM. The resulting list of 76 galaxies with a MIR detection is divided into 34 “normal” galaxies, 36 LIRGs and 6 ULIRGs, where “normal”

<sup>1</sup> <http://archive.spitzer.caltech.edu>, PID: 718

<sup>2</sup> IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under the cooperative agreement with the National Science Foundation





**Fig. 1.** Wavelet decomposition of the VLT-FORS2 spectrum of a distant LIRG (UDSR23) located at a redshift of  $z=0.7094$  and forming stars at a rate of  $\text{SFR}_{\text{IR}} = 51.8 \text{ M}_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . The raw spectrum (thick grey line) is compared to its wavelet decomposition (thin dark line), starting from scale 7, corresponding to the spectrum smoothed with a B-spline (equivalent to a gaussian) at the lowest resolution of  $89.6 \text{ \AA}$ , then adding up the wavelet scales by increasing the spectral resolution from  $44.8 \text{ \AA}$  (scale 6) to  $0.7 \text{ \AA}$  (scale 1), by dividing it by a factor 2 for each scale. The narrow vertical grey zones were masked in the analysis because of the presence of sky emission lines. The vertical dotted lines indicate the minimum and maximum wavelength for each absorption line. In this zoom, the absorption lines clearly appear as much shallower than the emission line in OII.

et al 2003) which resolution is about the same as the rest-frame one for the distant LIRGs. We added a white noise to the stellar spectra to reach a signal to noise ratio of  $S/N \sim 3$  on the continuum, interpolated the spectra to reach a resolution of  $0.7 \text{ \AA}$  and applied to them the same wavelet decomposition as for the distant LIRGs. The equivalent widths of the Balmer absorption lines determined before and after the wavelet analysis differ by less than 4%. We included this weak difference in the equivalent width uncertainties.

### 2.3. Measurement of the Balmer absorption line indices and 4000 Å break

In the following, we will compare the equivalent widths measured for  $H\delta$  ( $4101 \text{ \AA}$ ) and for the high-order Balmer absorption line  $H8$  ( $3889 \text{ \AA}$ ). We also considered using the  $H9$  ( $3835 \text{ \AA}$ ) line that we therefore also define in this section, but it appeared to be a less reliable tracer of the past star formation activity of galaxies, as we discuss in the next section.

We used the definition of the  $H\delta$  pseudo-equivalent width indice as defined in the Lick system (Worthey & Ottaviani 1997) (see table 3). Since no Lick indices have yet been defined for the high order Balmer absorption lines, we adapted the windows defined by Bica & Alloin (1986) to the Lick index method for  $H8$  and  $H9$ : for each line, the index continuum, the blue and red bandpasses for each pseudo-continuum are summarized in table 3. The two latter lines present the advantage of being located at a lower wavelength, to be accessible to higher redshifts in the observed optical range and to be less affected by the overlying nebular emission lines at the same wavelengths.

The  $H\delta$  absorption line is surrounded by iron absorption lines which affect both its red and blue pseudo continua and are responsible for the negative EW measured for this line after a few Gyears, as discussed in the next section. In order to avoid such pollution from neighbouring lines, the red continuum of  $H8$  was chosen to minimize the sensitivity to the  $\text{CaII H}$  ( $3933 \text{ \AA}$ ) and  $\text{K}$  ( $3966 \text{ \AA}$ ) lines while the  $3855\text{--}3865 \text{ \AA}$  region is not known to be affected by metallic lines. As a result this index

| Name        | Blue and red bandpasses (Å)     | Index continua(Å) |
|-------------|---------------------------------|-------------------|
| $H\delta_A$ | 4041.60-4079.75 4128.50-4161.00 | 4083.50-4122.25   |
| H9          | 3810-3820 3855-3865             | 3825-3845         |
| H8          | 3855-3865 3905-3915             | 3870-3900         |

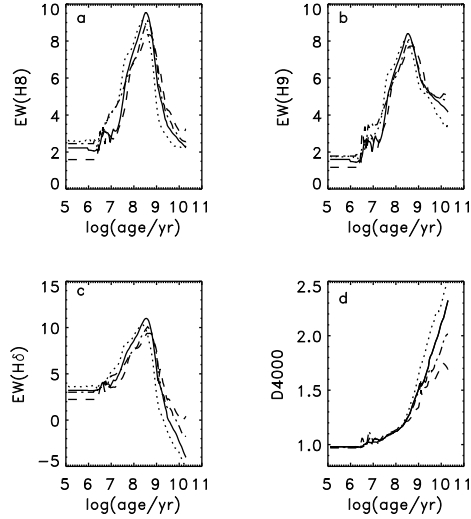
**Table 3.** Definition of the pseudo-equivalent width indices for the  $H\delta$  ( $H\delta_A$  in Worthey & Ottaviani 1997) and for the two high order Balmer absorption lines. For the two last lines, we followed the same principle as for Lick indices while using windows defined Bica & Alloin (1986).

is weakly affected by metallicity. H9 is the least polluted line because no metallic line is located near it, but it is somewhat fainter than H8 and it is surrounded by the strong absorption of H8 and H10 which makes the two pseudo continua more difficult to define. We have primarily used  $H\delta_A$  and H8, which are better determined for most of our spectra but also checked that we obtained consistent results based on the H9 and  $H\delta$  lines when they were available. Note that we will discuss separately the results obtained with the Balmer absorption lines  $H\delta_A$  (4102 Å) and H8 (3889 Å). The advantage of this choice is that it provides two independent estimates of the parameters that we are deriving and can be used as a test of the robustness of the Bruzual & Charlot (2003) code that we are using.

Note also that there is an ongoing debate about the possible misinterpretation of the equivalent width of the  $H\delta_A$  line because of metallicity ratios which could affect its neighboring regions, hence its associated pseudo-continua (see Thomas et al., 2004, Korn et al., 2005). On the one hand,  $H\delta_A$  presents the advantage to allow the comparison with studies of local galaxies such as SDSS galaxies (Kauffmann et al. 2003) while H8 is usually not available for local galaxies because it lies in a bluer region of the spectrum. On the other hand, the H8 line is not known to be affected by neighboring metallic lines and as it is located in a bluer region of the spectrum, it is easier to measure for distant galaxies (less polluted by sky emission lines).

Before measuring these absorption features, we have corrected them from the overlying nebular emission line whenever possible as indicated in the paper. The nebular emission lines are not detected directly from the spectra, because they are too faint, but we computed their emission based on the observed  $H\beta$  and  $H\gamma$  emission lines (and  $H\alpha$  for the low- $z$  galaxies) assuming a line ratio corresponding to a case B recombination for electron densities  $\leq 10^4 \text{ cm}^{-3}$  and temperatures  $T_e \sim 10^4$  (Osterbrock, 1989). The Balmer emission line ratio was also used to compute the attenuation of these lines before subtracting them from the absorption lines measurements. The computation and values for these attenuations can be found in Paper I.

Following the same strategy as Kauffmann et al. (2003), we used the method explained in Bruzual (1983) and the blue and red bandpass definitions introduced by Balogh et al. (1999). The latter are narrower than the ones originally defined by Bruzual (1983) and present the advantage of being less sensitive to reddening effects.



**Fig. 3.** Time evolution of the H8, H9 and  $H\delta_A$  indices and 4000 Å break (D4000) for a single stellar population synthesized with the GALAXEV code (Bruzual & Charlot 2003). Four different metallicities were used in each plot demonstrating the marginal effect of metallicity on the three indices and on D4000 before 1 Gyr:  $Z=0.004$  (20 % solar, dashed line),  $Z=0.008$  (40 % solar, dash-dotted line),  $Z=0.02$  (solar, solid line),  $Z=0.05$  (2.5 times solar, dotted line). From top to bottom and left to right: a) H8 evolution, b) H9 evolution, c)  $H\delta_A$  evolution, d) D4000 evolution.

H8 and D4000 values for each distant LIRG are summarized in Table 1. The scientific interpretation is discussed in the following section.

### 3. 4000 Å break and Balmer absorption lines as tracers of the recent star formation history

In this section, we describe how Balmer absorption lines and the 4000 Å break trace the recent star formation history of galaxies. For this purpose, we have synthesized a single stellar population (SSP) using the latest version of the 'GALAXEV' code from Bruzual & Charlot (2003). For the moment, we do not include dust attenuation to simplify the discussion. Note however that the wavelength range over which the equivalent widths and the 4000 Å break are measured is small which implies a marginal correction due to dust attenuation. Nonetheless, we will include dust attenuation in the Monte Carlo realizations that we will compare to the LIRGs and discuss its effects on our findings.

This version of the GALAXEV code includes the spectral library STELIB (Le Borgne et al. 2003) whose spectral resolution is 3 Å from 3200 to 9500 Å, which is comparable to the present spectra in the rest-frame of the galaxies. Fig. 3 presents the evolution with time of the high order Balmer absorption lines H8 and H9 as well as the  $H\delta_A$  absorption line and the

| indice       | distant LIRGs         | local LIRGs            |
|--------------|-----------------------|------------------------|
| D4000        | $1.2^{+0.07}_{-0.07}$ | $1.25^{+0.12}_{-0.08}$ |
| H $\delta_A$ | $5.0^{+1.5}_{-1.1}$   | $4.9^{+1.07}_{-1.3}$   |

**Table 4.** Median and 68 % dispersion (around the median) of the D4000 and H $\delta_A$  indices for local and distant galaxies.

4000 Å break. The four lines in each plot correspond to four different metallicities with the following metal mass fractions (total mass in elements heavier than hydrogen and helium over the mass in hydrogen):  $Z=0.004$  (20 % solar, dashed line),  $Z=0.008$  (40 % solar, dash-dotted line),  $Z=0.02$  (solar, solid line),  $Z=0.05$  (2.5 times solar, dotted line).

The D4000 is the sudden onset of stellar photospheric opacity shortward of 4000 Å. It reflects the mean temperature of the stars responsible for the continuum: the metals located in the atmosphere of O and B stars are more ionized and produce a weaker opacity, hence a smaller 4000 Å break, than those in cooler stars (Bruzual 1983, Poggianti & Barbaro 1997, Gorgas et al 1999, Kauffmann et al 2003). Hence D4000 keeps increasing as a function of the aging of the stellar population (see Fig. 3d). D4000 is sensitive to metallicity as it is shown in tab. 3d where it varies by more than 20 % after a few billion years, or when it is larger than 1.6. As we will see in the next section, the distant LIRGs have  $D4000=1.2\pm0.07$ , and therefore for them metallicity effects are negligible. Even if the slope of D4000 versus age is less flat than for young population, i.e. 7 Gyears, it is flat enough to provide uncertain stellar ages if used alone.

In order to trace back the recent star formation history of galaxies, it is therefore necessary to use another tracer of stellar age such as the Balmer absorption lines, which exhibit a steep slope as a function of stellar ages in this range of ages (see Figs. 3a,b,c). Balmer absorption lines are dominantly produced by the atmosphere of A to F stars. However O and B stars, which do not exhibit strong absorption lines, indirectly affect them by increasing the continuum level and therefore diluting them, which explains the flat values for the equivalent widths of H8, H9 and H $\delta_A$  in the first few millions years (lifetime of O and B stars). The rapid increase that follows is produced by the dominant role of A and F stars, which then disappears after  $\sim 0.5$  Gyr producing the rapid decline of the equivalent widths in Fig. 3a, b and c. Here again, it is worthwhile noticing the marginal role played by the metallicity on the evolution of the Balmer lines EW with time. The EW varies by less than 20 % a few billion years after the burst as a function of metallicity.

#### 4. Comparison of local and distant LIRGs

A sample of 401 local ( $z \leq 0.25$ ) LIRGs detected with IRAS, with optical spectra from the SDSS and emission lines typical of star forming galaxies, as opposed to AGNs, was identified by Pasquali et al. (2005). The locus of the D4000 and EW (H $\delta_A$ ) measured for the distant LIRGs (green filled circles) is compared to that of local LIRGs (blue triangles) and of the field SDSS galaxies (black dots) in Fig. 4. First, note the concen-

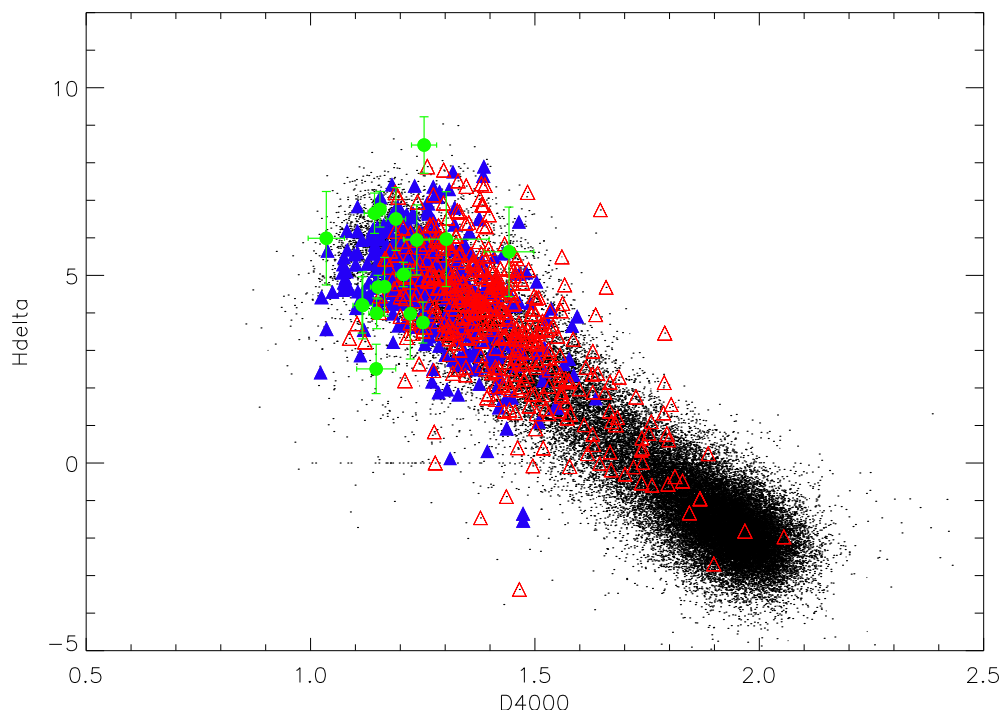
tration of both LIRG populations at low D4000 and high H $\delta_A$ , which suggests that local and distant LIRGs share a similar recent star formation history. We could not produce similar figures for high order Balmer absorption lines for this comparison since they are too blue to be accessible in the SDSS spectra. Their position in the D4000-H $\delta_A$  diagram indicates that the young stellar population that is producing the large IR luminosity is not completely obscured by dust in the optical because the median D4000 value of 1.2 for these galaxies correspond to stellar ages lower than 1 Gyr, which is much below the ages of these galaxies (see Table 4). This already suggests that even in these dusty galaxies the optical spectral signatures can be used as a tracer of the recent star formation history. The quasi absence of distant LIRGs above  $D4000=1.25$ , where half of the local LIRGs lie, suggests that the distant LIRGs are younger than the local ones.

The relative proportion of young and old stellar populations can be studied in these galaxies by comparing the stellar masses, derived mostly from the old stellar population dominating in the near infrared range, with their D4000 values. Massive galaxies are generally older as shown by Fig. 5, where the stellar mass of SDSS galaxies (black dots) increases with D4000. The position of the local LIRGs (orange filled dots) in Fig. 5 suggests that they are massive galaxies which were located on the right side of the plot before the burst and which were shifted to the left during the burst, which decreased their D4000 value. This figure reinforces our interpretation that the low value of D4000 for the LIRGs is due to the addition of a young population on top of an older population. The comparison of field SDSS galaxies with IRAS LIRGs in four bins of D4000 from 1 to 1.4 (bin size 0.1, 68 % error bars) shows that local LIRGs exhibit systematically lower D4000 values for their stellar masses.

The incompleteness of the photometric data for our sample of galaxies prevented the determination of their stellar masses. However, another sample of mid IR selected LIRGs at  $\bar{z}=0.7$  located in the Hubble Deep Field South was studied by Franceschini et al. (2003) who computed their stellar masses using a Salpeter IMF and a combination of single stellar populations with ten different ages, to fit their UV-optical-NIR spectra of IR luminous galaxies. From their Table 6, a total of 14 LIRGs possess a spectroscopic redshift between  $z=0.4$  and 1.2, and 7 more have a photometric redshift in this range. After converting Franceschini's values to  $H_0=75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ , we find a median stellar mass of  $7 \times 10^{10} M_\odot$  for the 14 galaxies with a spectroscopic redshift. Including the less robust photometric redshifts only changes this value to  $6 \times 10^{10} M_\odot$ . Combined with a median  $D4000 \sim 1.2$ , this places the distant LIRGs in a very similar locus as the local LIRGs (see Fig. 5). Their low D4000 values are therefore also representative of the young stellar population of the burst superimposed on top of an older stellar population dominating the stellar mass of the galaxies.

#### 5. Description of the model

We used the Bruzual & Charlot (2003) model to synthesize a series of 200,000 Monte Carlo realizations including various star formation histories. Although the technique is similar to



**Fig. 4.**  $H\delta_A$  versus  $D4000$  diagram for the SDSS galaxies (black points) and distant LIRGs of the present sample (green filled circles with error bars). The sub-population of SDSS galaxies detected with IRAS are marked with triangles and separated into galaxies with optical spectra with (empty red triangles) and without (filled blue triangles) an AGN signature.

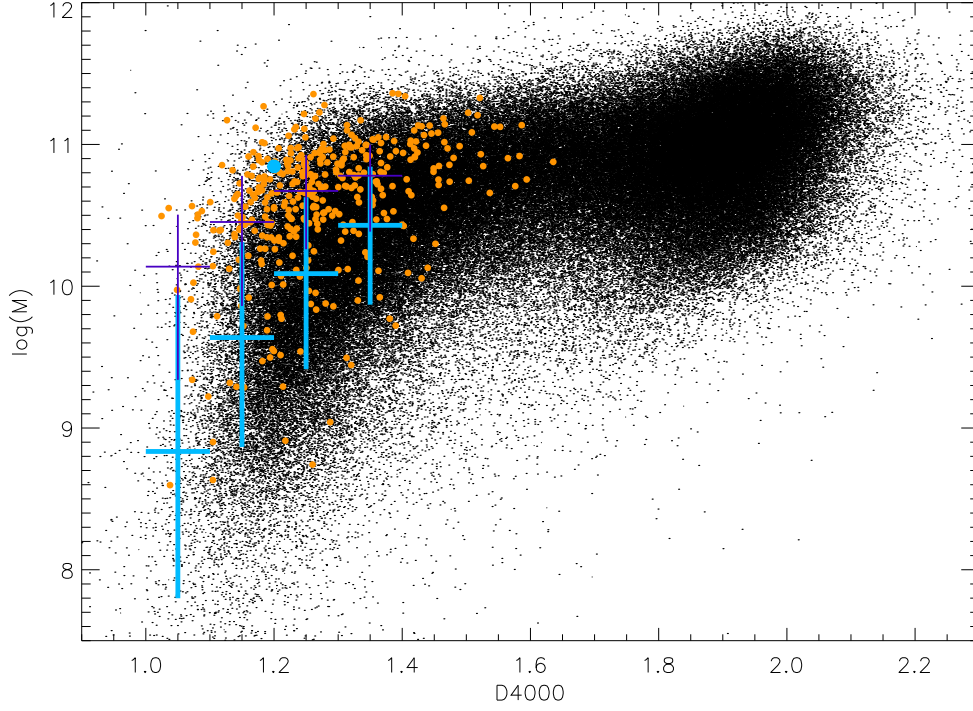
| Continuous star formation                |         |
|------------------------------------------|---------|
| $t_{\text{form}}$ (Gyr)                  | 1–7     |
| $\gamma$ ( $\text{Gyr}^{-1}$ )           | 0–3     |
| Metallicity & velocity dispersion        |         |
| $Z/Z_{\odot}$                            | 0.5–1.5 |
| $V_{\text{disp}}$ ( $\text{km.s}^{-1}$ ) | 100–300 |
| Attenuation                              |         |
| $\tau_V$                                 | 1–4     |
| $\mu$                                    | 0.1–1.0 |
| Burst fraction and duration              |         |
| $f_B$                                    | 0–1     |
| $\tau_B$ ( $10^8$ yr)                    | 0.1–10  |

**Table 5.** Description of the range of values used as priors for the simulations.

the one used in Kauffmann et al. (2003), it presents two differences related to the populations of galaxies that we are studying here, i.e. dusty starbursts. The priors of the model were set to include a range of dust attenuations and to include a larger fraction of starbursting galaxies. We will discuss the effects of both modifications in the following.

Each star formation history was modeled with eight parameters:

- the age of the galaxy since its formation,  $t_{\text{form}}$ . We imposed a maximum age of 7 Gyr, which is the age of the universe at the median redshift of the galaxies,  $\bar{z} \sim 0.7$ .
- the parameter  $\gamma$  for the underlying “continuous” SFR (as opposed to the starburst itself):  $\text{SFR}^{\text{cont}}(t) \propto e^{-\gamma t}$
- the SFR of the burst itself,  $\text{SFR}^{\text{burst}}$ , is not a parameter but results from the combination of two parameters: the burst duration,  $\tau_B$ , and the stellar mass fraction produced during the burst,  $f_B$ . Note that  $f_B$  computed in the model is the ratio of the stellar mass formed during the burst,  $M_{\star}^{\text{burst}}$ , over the total stellar mass formed through continuous star formation during  $t_{\text{form}}$ ,  $M_{\star}^{\text{cont}}$ . Here  $M_{\star}^{\text{cont}}$  is not corrected for the mass returned to the interstellar medium by evolved stars and is therefore larger than the actual stellar mass of the galaxy,  $M_{\star}$ . In the following, we will call,  $f_B^{\text{eff}}$ , the “effective burst stellar mass fraction”, computed with  $M_{\star}$  instead of  $M_{\star}^{\text{cont}}$ .
- the dust attenuation parameters,  $\mu$  and  $\tau_V$ , defined as in Charlot & Fall (2000), i.e. a differential attenuation function of the age of the stars (see Eq. 1 and Fig. 6a). Stars younger than  $10^7$  years, the typical lifetime of a giant molecular cloud



**Fig. 5.** Stellar mass as a function of D4000 for the SDSS galaxies (black points) and distant LIRGs of the present sample (large filled blue circle). The median stellar mass for the distant LIRGs was derived from Franceschini et al. (2003) as discussed in the text. The sub-population of SDSS galaxies detected with IRAS and without an AGN signature in their optical spectra (star forming galaxies) are marked with orange filled circles. The median and  $1-\sigma$  error bars for the field SDSS galaxies are represented with thick light-blue crosses, while the thin dark-blue crosses are for the sub-sample of star forming SDSS-IRAS galaxies.

(GMC), are assumed to be embedded in their dusty parent GMC with an optical depth  $\tau_V$ . Older stars are supposed to have escaped their parent GMC and their ambient medium's optical depth is assumed to be  $\mu$  times smaller. This attenuation law was chosen because it reproduces well the correlation observed for UV selected starbursts of the FIR over UV ratio with the UV slope,  $\beta$ , as well as the  $L_{H\alpha}$  over  $L_{H\beta}$  ratio. The optical depth for stars younger than 0.1 Gyears,  $\tau_V$ , was set between 1 and 4 based on the observed values for LIRGs (Liang et al. 2004, Flores et al., 2004), while  $\mu$  was allowed to vary from 0.1 to 1.

$$\begin{aligned} F_{\lambda}^{\text{observed}} &= F_{\lambda}^{\text{intrinsic}} \times e^{-\tau_{\lambda}} \\ \tau_{\lambda} &= \tau_V \times (5500/\lambda)^{0.7} & t_{\star} < 10^7 \text{ yr} \\ \tau_{\lambda} &= \mu \times \tau_V \times (5500/\lambda)^{0.7} & t_{\star} \geq 10^7 \text{ yr} \end{aligned} \quad (1)$$

- the velocity dispersion,  $V_{\text{disp}}$ . We allowed a large range of velocity dispersions to test the effect of a broadening of the  $H\delta_A$  absorption lines that would mimick intrinsically large width of the absorption lines due to the combination of the internal dynamics of the stars with the mass of the galaxy. The influence

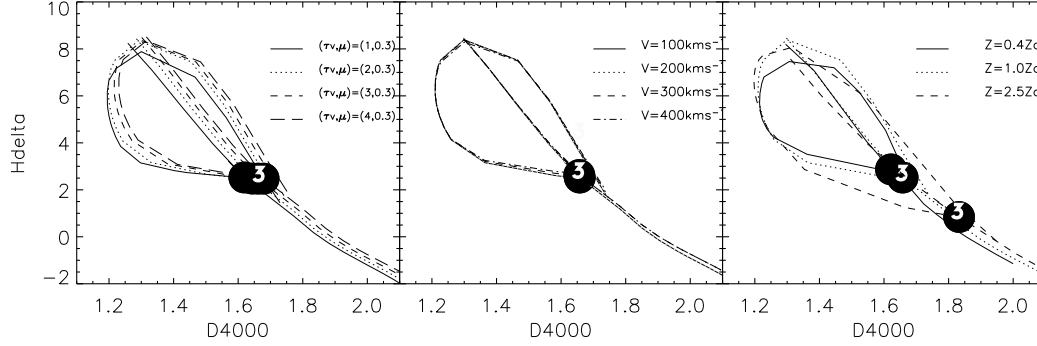
of the velocity dispersion on the position of a galaxy in the  $H\delta_A$ -D4000 diagram was found to be negligible (see Fig. 6b).

- the metallicity,  $Z$ . The influence of the stellar metallicity is stronger than that of the velocity dispersion but remains smaller than the error bars on the measured  $H\delta$  and D4000 (see Fig. 6c).

Table 5 summarizes the range over which those eight parameters were chosen, the so-called priors, which represent the key adjustment when using a Bayesian statistics. The goal of these simulations is not to constrain all eight parameters and indeed some of them produce competitive effects or cannot be disentangled:

- a galaxy with a given age and  $\gamma$  parameter for its SFR will be located at the same position in the  $H\delta$ -D4000 diagram than a younger galaxy with a larger value for  $\gamma$ .

- the two parameters used in the attenuation law,  $\mu$  and  $\tau_V$ . Fig. 6 shows that galaxies are shifted towards the upper-right of the  $H\delta_A$ -D4000 (or equivalently  $H8$ -D4000) diagram with increasing dust attenuation. This is an important point to note when comparing dusty galaxies to field galaxies: even though



**Fig. 6.** Influence of the attenuation, velocity dispersion and metallicity for a typical star formation history synthesized with the GALAXEV code (Bruzual & Charlot, 2003). In all three plots, the loops correspond to a burst of star formation which started 3 Gyr (big black circles) after the galaxy's birth. **a) Influence of the attenuation  $\tau_v$**  : for a continuous star formation ( $\gamma=1.0$ ,  $V_{\text{disp}}=200\text{km.s}^{-1}$ ,  $\mu=0.3$ ,  $Z=Z_{\odot}$ ) and a single burst ( $\tau_B=0.1$  Gyear and  $f_B=10\%$ ); the solid line :  $\tau_v=1.0$ . The dotted line :  $\tau_v=2.0$ . The dashed line :  $\tau_v=3.0$ . The long dashed line :  $\tau_v=4.0$ . **b) Influence of the velocity dispersion  $V_{\text{disp}}$**  : for a continuous star formation ( $\gamma=1.0$ ,  $\tau_v=3.0$ ,  $\mu=0.3$ ,  $Z=Z_{\odot}$ ) and a single burst ( $\tau_B=0.1$  Gyear and  $f_B=10\%$ ). The solid line :  $V_{\text{disp}}=100\text{ km.s}^{-1}$ . The dotted line :  $V_{\text{disp}}=200\text{km.s}^{-1}$ . The dashed line :  $V_{\text{disp}}=300\text{ km.s}^{-1}$ . **c) Influence of the metallicity  $Z$**  : for a continuous star formation ( $\gamma=1.0$ ,  $V_{\text{disp}}=200\text{km.s}^{-1}$ ,  $\tau_v=3.0$  and  $\mu=0.3$ ) and a single burst ( $\tau_B=0.1$  Gyear and  $f_B=10\%$ ). The solid line :  $Z=0.5Z_{\odot}$ . The dotted line :  $Z=Z_{\odot}$ . The dashed line :  $Z=2.5Z_{\odot}$ .

LIRGs overlap with a fraction of SDSS field galaxies in the Fig. 4, their recent star formation history is interpreted differently if their dust attenuation is taken into account.

Instead, we will use a bayesian approach such as the one detailed in Kauffmann et al. (2003) to derive the following characteristics of the starbursts:

1. the Scalo parameter, i.e. the ratio of present to past-averaged star formation rate. This parameter defines the relative intensity of the present starburst.
2. the burst duration,  $\tau_B$ .
3. the last burst stellar mass fraction,  $f_B$  (and  $f_B^{\text{eff}}$ ).

The bayesian statistics approach consists in determining a probability distribution function (PDF) for any one of these parameters, which consists in an histogram of the number of Monte Carlo realizations weighted by the probability function  $\exp(-\chi^2/2)$ , where  $\chi^2$  is defined in Eq. 2. The convergence of the technique is reached if the PDF is peaked and its shape provides the precision of the determination.

$$\chi^2 = \left( \frac{H\delta^{\text{obs}} - H\delta^{\text{sim}}}{\sigma(H\delta^{\text{obs}})} \right)^2 + \left( \frac{D4000^{\text{obs}} - D4000^{\text{sim}}}{\sigma(D4000^{\text{obs}})} \right)^2 \quad (2)$$

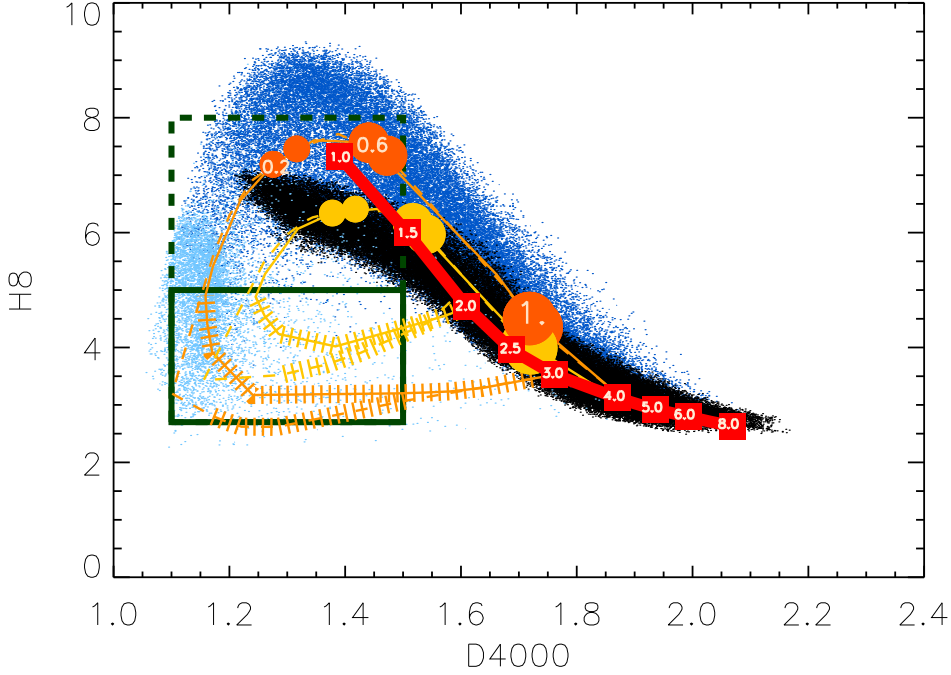
## 6. Results

### 6.1. Signature of the presence of a starburst in the distant LIRGs in the H8-D4000 diagram

We generated three series of simulations with the same priors but varying the percentage of galaxies experiencing a starburst at the age of the simulated spectrum. In a first simulation, SIM1, only 20 % of the Monte Carlo realizations include ongoing starburst. The positions in the H8-D4000 diagram of the 200,000 Monte Carlo realizations of SIM1 are illustrated with

small dots in Fig. 7. The light blue points on the lower-left part of the figure illustrate the position of galaxies with an ongoing burst of star formation. The upper dark blue points correspond to post-starbursts, i.e. galaxies having experienced a recent starburst which ended less than 2 Gyr ago, and dark points to galaxies with continuous star formation or at least no burst during the past 2 Gyears. The lines illustrate the tracks followed by an individual galaxy during its lifetime: a galaxy with purely continuous star formation will follow the bold red line, where the numbers mark its age in Gyr ( $\gamma=2$ ,  $\mu=0.3$ ,  $\tau_v=3.0$ ,  $V_{\text{disp}}=200\text{ km.s}^{-1}$ ). If this galaxy was to experiment a burst of star formation when it is 3 Gyrs old, then it would follow one of the loops in light orange towards the left of the diagram for a total duration of 2 Gyrs and then go back to the track of a galaxy with pure continuous star formation, having lost the memory of its past starburst. During the loop, D4000 is at first the most affected by the presence of young stars, moving towards the left of the diagram, then it is H8 which increases moving upwards in the diagram, before the galaxy slowly goes back to the continuous regime. The first part of the loop is marked with small lines indicating that the galaxy is still bursting, while the remaining part of the loop corresponds to the post-starburst regime. We have plotted a loop starting at an age of 2 Gyears (light orange) and another starting at 3 Gyears (dark orange). In each case we computed the track of  $\tau_B=5 \times 10^7$  years (dashed lines) and  $10^8$  years (plain line) starburst with a fraction of  $f_B=15\%$ .

75 % of the distant LIRGs are located within the solid rectangle in Fig. 7, hence at the location of galaxies experiencing a starburst in the simulation. The remaining 25 % of the distant LIRGs lie in the dashed rectangle which includes the region of post-starbursts but also galaxies with successive or longer starbursts. Hence, the results of the simulation from SIM1 simula-



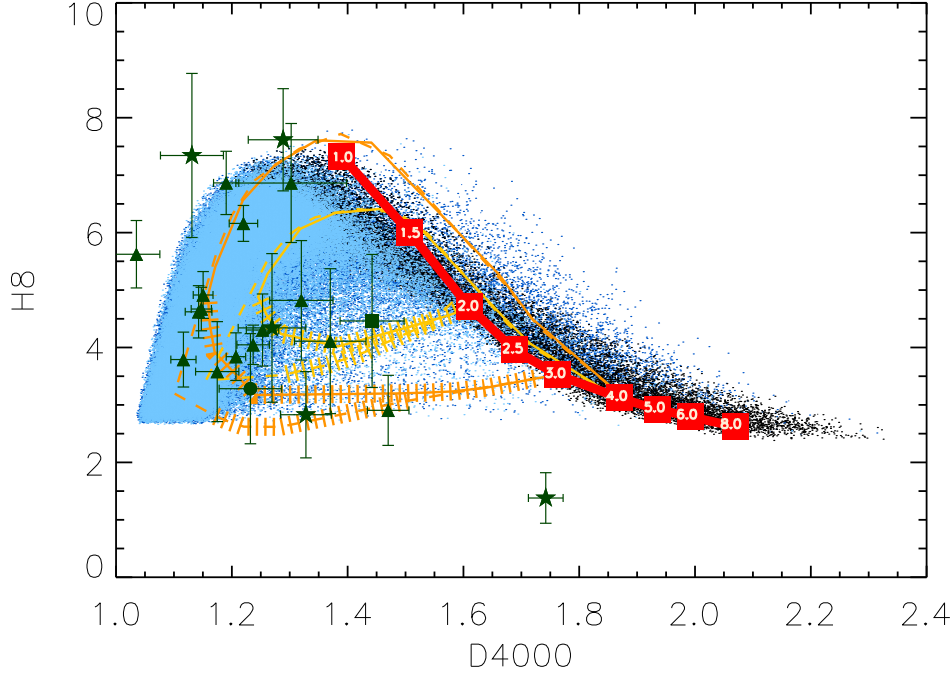
**Fig. 7.** Location of the 200,000 Monte Carlo realizations using the parameters of SIM1 (see table 5) in the H8 versus 4000 Å (D4000) break diagram. **Light blue points (lower-left):** starbursting galaxies. **Dark blue points (upper part):** post-starburst galaxies (galaxies having experienced a recent starburst which ended less than 2 Gyr ago). **Black points:** galaxies with a continuous star formation in the two past Gyr. **Bold red line:** track followed by an individual galaxy with continuous star formation (numbers in squares = age in Gyr) generated with GALAXEV ( $\gamma=2$ ,  $\mu=0.3$ ,  $\tau_V=3.0$ ,  $V_{\text{disp}}=200 \text{ km.s}^{-1}$ ). **Orange loops:** effect of starbursts of  $5 \times 10^7$  (dashed line) and  $10^8$  (plain line) years starting after 2 Gyr (light orange) and 3 Gyr (dark orange) of continuous star formation. The line is hatched during the starburst phase. The size of the orange dots is proportional to the time counted in  $10^8$  years units after the beginning of the burst. **The dark rectangle with dashed contours:** area where the distant LIRGs are located. **The dark rectangle with a solid line:** area where are lying 75 % of the sample (see Fig. 8 for the position of the individual galaxies with error bars). **Triangles:** galaxies corrected for the underlying nebular emission line in H8 as derived from the observed lower order Balmer lines corrected for attenuation from the Balmer lines ratio. **Stars:** galaxies with negligible emission Balmer line in emission, hence uncorrected for H8 emission. **Squares:** corrected for the underlying H8 emission line using only one Balmer emission line available with dust attenuation computed from the IR (from the ratio of  $\text{SFR(IR)}$  over  $\text{SFR(H}\beta\text{)}$ ). **Circles:** no correction for the underlying potential emission line because no information is available on the Balmer emission lines.

tion show that the observed galaxies are mainly coherent with being starbursting galaxies.

As a second step, we designed a new simulation, with 80 % of the galaxies experiencing an ongoing starburst (SIM2), to better sample the locus of the distant LIRGs and therefore better study the properties of the starbursts themselves. A third and last simulation (SIM3) was generated to quantify the probability that the distant LIRGs experienced a previous starburst during the last 2 Gyr. Half of the galaxies in SIM3, i.e. 100,000 galaxies, have experienced a previous starburst during the last 2 Gyr, which ended before the onset of the ongoing starburst.

The individual positions of the distant LIRGs are compared to the SIM2 realizations in Fig. 8 and Fig 9 in the H8-D4000

and  $\text{H}\delta_A$ -D4000 diagrams respectively. UDSR09, which is lying at the bottom of the simulation is a clear outlier. Liang et al (2005) studied carefully this object and its optical spectrum shows strong metal absorption lines such as Ca H K, G-band, Mg H, Na D lines but weak Balmer absorption lines. The X-ray emission of this object, in addition is mainly associated to an AGN. As a consequence, an AGN can partially contribute to the MIR luminosity. Note that the observed galaxies are not identical in both figures neither in numbers nor in identity because both H8 and  $\text{H}\delta_A$  cannot be both measured for all individual galaxies. The dots correspond to the same simulated galaxies in both figures and in both cases. Note that the observed LIRGs do lie below the continuous star formation regime in both fig-

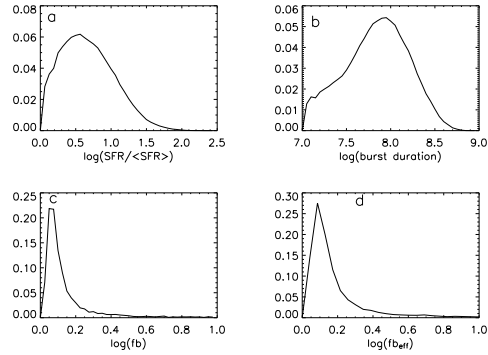


**Fig. 8.** Same as in Fig. 7 for the SIM2 Monte Carlo simulation of 200 000 model galaxies. The distant LIRGs are represented with green points with error bars.

ures, although in slightly different locations. These differences will be discussed in the subsection 6.5 when we will present the resulting PDFs. Note also that the distant LIRGs are distributed in two populations in Fig. 8, one located at the bottom of the diagram and a second at the upper-left. The second population corresponds to simulated galaxies which experienced a succession of two starbursts during the last 2 Gyrs. Such histories are expected in the framework of major mergers of spiral galaxies with several encounters between two galaxies.

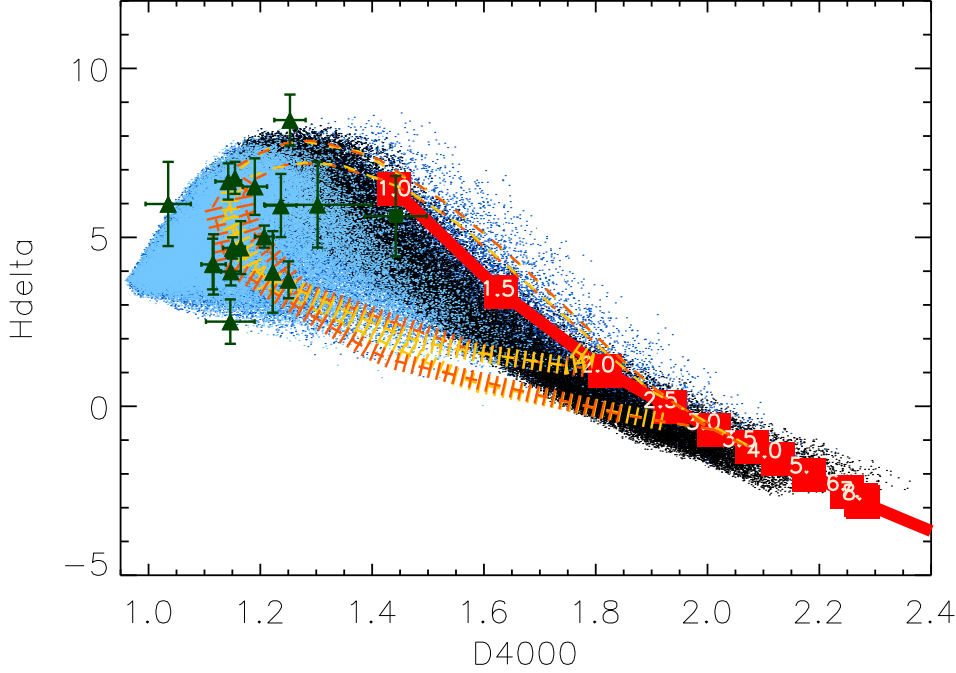
### 6.2. Determination of the Scalo parameter, $SFR/\langle SFR \rangle$

The PDF obtained for the Scalo parameter of a typical galaxy with  $SFR/\langle SFR \rangle \sim 2.7^{+7.3}_{-1.0}$  ( $1-\sigma$ ) is represented in Fig. 10a. In about 60 % of the distant LIRGs, the PDF converge towards a determination of the Scalo parameter. For 10 out of 17 galaxies for  $H\delta_A$  (see Table 6), we compute a median value of  $SFR/\langle SFR \rangle = 3.0^{+3.5}_{-0.6}$  ( $1-\sigma$ ). For 12 out of 22 for  $H8$  (see Table 7) we find  $SFR/\langle SFR \rangle = 4^{+1}_{-1}$  ( $1-\sigma$ ). These two results are consistent with each other, as illustrated by the Figs. 11a and c. The fact that the  $H8$ - $D4000$  diagram provides the tightest constraint on the Scalo parameter is due to the fact that the



**Fig. 10.** Example of PDF obtained for 1 galaxy : a) The Scalo parameter (subsection 6.2). b) Burst duration (subsection 6.2). c) Burst fraction (subsection 6.2). d) Effective burst fraction (subsection 6.2).

sky background is lower in the bluer wavelength range of  $H8$  than in  $H\delta_A$ . We will therefore use that range of values for the Scalo parameter in the next set of computations. The fact that the LIRGs are found to produce stars at a rate about four times



**Fig. 9.** Location of the 200,000 Monte Carlo realizations using the parameters of SIM2 (see table 5) in the  $H\delta_A$  versus 4000 Å (D4000) break diagram. **Light blue points (lower-left):** starbursting galaxies. **Dark blue points (upper part):** post-starburst galaxies (galaxies having experienced a recent starburst which ended less than 2 Gyr ago). **Black points:** galaxies with a continuous star formation in the two past Gyr. **Bold red line:** track followed by an individual galaxy with continuous star formation (numbers in squares = age in Gyr) generated with GALAXEV ( $\gamma=4$ ,  $\mu=0.3$ ,  $\tau_V=3.0$ ,  $V_{\text{disp}}=200 \text{ km.s}^{-1}$ ). **Orange loops:** effect of starbursts of  $5 \times 10^7$  (dashed line) and  $10^8$  (plain line) years starting after 2 Gyr (light orange) and 3 Gyr (dark orange) of continuous star formation. The line is hatched during the starburst phase. The size of the orange dots is proportional to the time counted in  $10^8$  years units after the beginning of the burst. **Triangles:** galaxies corrected for the underlying nebular emission line in  $H\delta_A$  as derived from the observed lower order Balmer lines corrected for attenuation from the Balmer lines ratio. **Stars:** galaxies with negligible emission Balmer line in emission, hence uncorrected for  $H\delta_A$  emission. **Squares:** corrected for the underlying  $H\delta_A$  emission line using only one Balmer emission line available with dust attenuation computed from the IR (from the ratio of  $\text{SFR(IR)}$  over  $\text{SFR(H}\beta\text{)}$ ). **Circles:** no correction for the underlying potential emission line because no information is available on the Balmer emission lines.

larger than their averaged past SFR confirms that they are experiencing a major phase of star formation in their lifetime. This result is consistent with the large  $L_{\text{IR}}$  and  $\text{SFR(IR)}$ .

As noted above, the H8-D4000 diagram provides the tightest constraint on the Scalo parameter with  $\text{SFR}/\langle \text{SFR} \rangle = 4^{+1.0}_{-0.9}$ . Combined with the ongoing SFR measured from the MIR emission for the distant LIRGs (quoted in Table 1) for individual galaxies and with a median value of:  $\text{SFR} = 52^{+34}_{-33} \text{ M}_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ , the Scalo parameter allows us to compute the averaged past SFR of the distant LIRGs:  $\langle \text{SFR} \rangle \sim 13 \pm 3 \text{ M}_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ .

If we assume that the progenitors of the distant LIRGs formed stars at a constant rate equal to the averaged past SFR, a median stellar mass of  $7 \times 10^{10} \text{ M}_{\odot}$  (see Sect. 4) is assembled in

about  $5.5 \pm 1.5$  Gyr (light-weighted age), implying that the first dominant stellar populations formed at a redshift  $z \sim 4.5 \pm 1.5$ .

### 6.3. Determination of the burst duration

In the  $H\delta_A$ -D4000 diagram, the burst duration,  $\tau_B$ , can be constrained for 11 galaxies (Table 6) for which we obtain a median of  $\tau_B = 1.3^{+1.9}_{-0.5} \times 10^8$  years, e.g. Fig. 10b. Using H8, the technique converges for 14 galaxies to  $\tau_B = 1.0^{+1.6}_{-0.6} \times 10^8$  years. Here again, as for the Scalo parameter in the previous section, we find a consistent result using both H8 and  $H\delta_A$ . Both indicate that the bursts are short-lived over about 0.1 Gyr. The large dispersion between the various galaxies may result from differ-

| id     | SFR/<SFR><br>[68 %] | $(\tau_B) [(\tau_B^-, \tau_B^+)]$<br>$\times 0.1$ Gyr [68 %] | $f_B [f_B^-, f_B^+]$<br>(%) [68 %] | $f_B^{\text{eff}} [f_B^{\text{eff}-}, f_B^{\text{eff}+}]$<br>(%) [68 %] |
|--------|---------------------|--------------------------------------------------------------|------------------------------------|-------------------------------------------------------------------------|
| UDSF07 | 6 [3, 24]           | —                                                            | 4 [3, 17]                          | 5 [3, 25]                                                               |
| UDSF16 | —                   | 0.8 [0.3, 3.0]                                               | 3 [2, 5]                           | 4 [3, 7]                                                                |
| UDSF17 | 2 [1, 5]            | 4 [1.5, 6]                                                   | —                                  | —                                                                       |
| UDSF18 | 2 [1, 5]            | 1 [0.5, 3]                                                   | 4 [3, 13]                          | 5 [3, 17]                                                               |
| UDSF19 | —                   | 1.6 [0.4, 4.0]                                               | 2 [1, 23]                          | 3 [2, 10]                                                               |
| UDSF31 | —                   | —                                                            | —                                  | —                                                                       |
| UDSR08 | 6 [3, 27]           | 0.4 [0.2, 1.3]                                               | 3 [2, 16]                          | 5 [3, 26]                                                               |
| UDSR10 | —                   | —                                                            | —                                  | —                                                                       |
| UDSR14 | 4 [2, 13]           | 0.3 [0.1, 0.8]                                               | 4 [2, 9]                           | 5 [3, 14]                                                               |
| UDSR20 | —                   | 5 [1, 8]                                                     | —                                  | —                                                                       |
| UDSR23 | 3 [1, 10]           | 0.8 [0.3, 1.6]                                               | 6 [4, 9]                           | 7 [5, 19]                                                               |
| CFRS02 | —                   | —                                                            | —                                  | —                                                                       |
| CFRS06 | 2 [1, 4]            | 2. [1, 4]                                                    | 2 [1, 9]                           | 7 [5, 19]                                                               |
| CFRS08 | —                   | —                                                            | —                                  | —                                                                       |
| CFRS10 | 10 [5, 36]          | 1 [0.2, 2.0]                                                 | 13 [7, 30]                         | 14 [7, 47]                                                              |
| CFRS11 | 3 [2, 15]           | —                                                            | 3 [2, 5]                           | 4 [3, 9]                                                                |
| CFRS14 | 3 [2, 6]            | 3 [1, 6]                                                     | —                                  | —                                                                       |

**Table 6.** Results concerning the burst duration, the Scalo ratio SFR/<SFR>, and the burst fraction ( $f_B$ ) when using the H $\delta_A$  data.

| id      | SFR/<SFR><br>(%) [68 %] | $\tau_B [\tau_B^-, \tau_B^+]$<br>$\times 0.1$ Gyr [68 %] | $f_B [f_B^-, f_B^+]$<br>(%) [68 %] | $f_B^{\text{eff}} [f_B^{\text{eff}-}, f_B^{\text{eff}+}]$<br>(%) [68 %] |
|---------|-------------------------|----------------------------------------------------------|------------------------------------|-------------------------------------------------------------------------|
| UDSF06  | —                       | 2 [1, 6]                                                 | 3 [2, 19]                          | 3 [2, 22]                                                               |
| UDSF07  | 4 [2, 13]               | 0.2 [0.1, 0.9]                                           | —                                  | —                                                                       |
| UDSF12  | —                       | $\geq 8.9$                                               | —                                  | —                                                                       |
| UDSF17  | —                       | 5 [1, 8]                                                 | —                                  | —                                                                       |
| UDSF19  | —                       | —                                                        | 2 [1, 15]                          | 3 [2, 19]                                                               |
| UDSF28  | 4 [2, 8]                | —                                                        | —                                  | —                                                                       |
| UDSF29b | —                       | —                                                        | —                                  | —                                                                       |
| UDSF20  | 2 [1, 5]                | —                                                        | —                                  | —                                                                       |
| UDSF31  | —                       | —                                                        | —                                  | —                                                                       |
| UDSR08  | 7 [3, 30]               | 0.4 [0.2, 0.7]                                           | —                                  | —                                                                       |
| UDSR09  | —                       | 0.4 [0.2, 0.9]                                           | —                                  | —                                                                       |
| UDSR10  | —                       | 1 [0.3, 2.2]                                             | 3 [2, 13]                          | 3 [3, 15]                                                               |
| UDSR14  | 5 [2, 12]               | 0.8 [0.3, 1.7]                                           | —                                  | —                                                                       |
| UDSR20  | —                       | 7 [3, 8]                                                 | —                                  | —                                                                       |
| UDSR23  | 3 [2, 7]                | 1 [1, 3]                                                 | —                                  | —                                                                       |
| CFRS02  | —                       | $\geq 3.1$                                               | —                                  | —                                                                       |
| CFRS06  | 3 [1, 7]                | 0.2 [0.1, 0.7]                                           | 4 [3, 13]                          | 4 [3, 16]                                                               |
| CFRS08  | 4 [2, 10]               | 0.4 [0.1, 1.0]                                           | 3 [2, 11]                          | 4 [3, 14]                                                               |
| CFRS10  | 8 [5, 14]               | 1.0 [0.6, 2.0]                                           | —                                  | —                                                                       |
| CFRS14  | 4 [2, 11]               | 0.6 [0.3, 1.6]                                           | —                                  | —                                                                       |
| CFRS16  | 7 [3, 23]               | $\leq 7.85$                                              | 4 [2, 18]                          | 5 [3, 21]                                                               |
| CFRS29  | 3 [2, 9]                | 2.5 [1, 5]                                               | —                                  | —                                                                       |

**Table 7.** Results concerning the burst duration, the Scalo ratio SFR/<SFR>, and the burst fraction ( $f_B$ ) when using the H8 data.

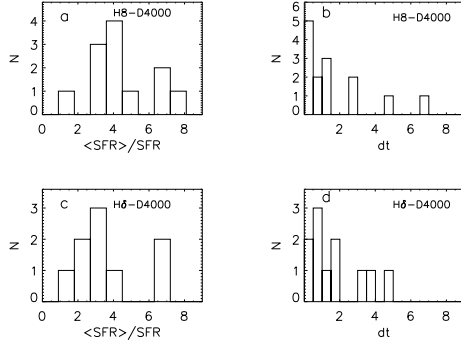
ent initial gas mass fractions or triggering mechanisms for the burst.

#### 6.4. Determination of the burst stellar mass fraction

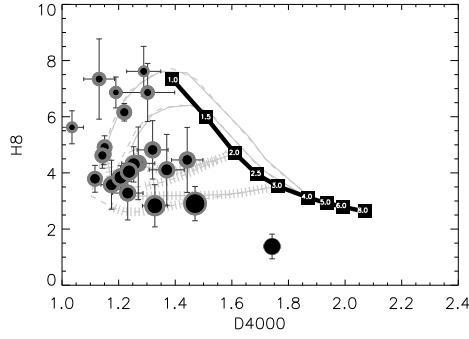
The simulations converge to a value of  $f_B$  for only 6/22 galaxies in the H8-D4000 diagram and 10/17 in the H $\delta_A$ -D4000 (see the example of UDSR 23 in Fig. 10c). The difficulty to determine the burst stellar mass fraction is not surprising. It results

from the fact that as soon as the young stellar population starts dominating the spectrum of a galaxy, it becomes nearly impossible to measure with good precision the fraction of the light due to the underlying older population. Indeed, the PDFs converge only for galaxies for which the fraction of young stars remains low (see Tables 6,7).

However, we can still derive the effective burst stellar mass fraction,  $f_B^{\text{eff}}$ , which is equal to the mass of stars produced during the burst, i.e.  $\tau_B \times \text{SFR}$ , divided by the total stellar mass



**Fig. 11.** Distribution of the Scalco parameter and the burst duration. a) The Scalco parameter in the H8-D4000 diagram. b) The burst duration in the H8-D4000 diagram. c) The Scalco parameter in the  $H\delta_A$ -D4000 diagram. d) The burst duration in the  $H\delta_A$ -D4000 diagram.

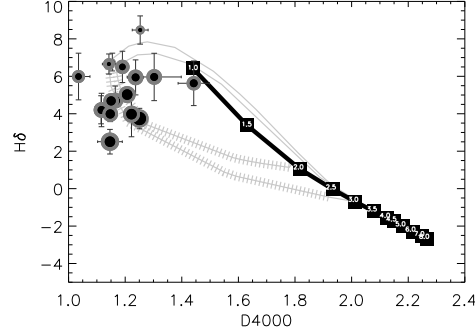


**Fig. 12.** The lines are the same as in Fig. 7 and in Fig. 8. The black circle are proportional to  $t_{20}$  defined before, while the grey one to  $t_{50}$ .

of the galaxy, i.e.  $t_{\text{form}} \times \langle \text{SFR} \rangle$ . Since  $\tau_B = 1.0^{+1.6}_{-0.6} \times 10^8$  years and  $\text{SFR} = 52^{+34}_{-33} \text{ M}_\odot \text{ yr}^{-1}$ , we obtain an effective burst stellar mass fraction of  $f_B^{\text{eff}} = 10 \pm 9\%$ . Note that a burst producing 10% of a  $7 \times 10^{10} \text{ M}_\odot$  galaxy, will convert  $7 \times 10^9 \text{ M}_\odot$  of molecular gas into stars, which is consistent with the mass of molecular gas observed in local LIRGs and ULIRGs (Sanders & Mirabel 1996).

### 6.5. Testing the "multiple burst" scenario

A sub-sample of the distant LIRGs lie on the upper-left part of the H8 and  $H\delta_A$  versus D4000 diagrams (Figs. 8, 9). This region is populated by Monte Carlo realizations of galaxies for which the ongoing burst of star formation was superimposed on a previous burst which ended less than 2 Gyr ago. In order to quantify the probability of such an occurrence, we generated a third simulation, SIM3, in which half of the realizations experienced two successive bursts during the last 2 Gyr. We



**Fig. 13.** The lines are the same as in Fig. 7 and in Fig. 8. The black circle are proportional to  $t_{20}$  defined before, while the grey one to  $t_{50}$ .

| id      | $t_{20}$<br>10 <sup>8</sup> years | $t_{50}$<br>10 <sup>8</sup> years |
|---------|-----------------------------------|-----------------------------------|
| (1)     | (2)                               | (3)                               |
| 6.udsf  | 7.0                               | 13.0                              |
| 7.udsf  | 8.0                               | 13.0                              |
| 12.udsf | 5.0                               | 9.0                               |
| 17.udsf | 6.0                               | 12.0                              |
| 19.udsf | 7.0                               | 13.0                              |
| 28.udsf | 14.0                              | 18.0                              |
| 29.udsf | 8.0                               | 13.0                              |
| 20.udsf | 11.0                              | 16.0                              |
| 31.udsf | 7.0                               | 13.0                              |
| 8.udsr  | 7.0                               | 12.0                              |
| 10.udsr | 9.0                               | 14.0                              |
| 14.udsr | 7.0                               | 12.0                              |
| 20.udsr | 4.0                               | 10.0                              |
| 23.udsr | 6.0                               | 12.0                              |
| 9.udsr  | 12.0                              | 13.0                              |
| 2.cfrs  | 5.0                               | 11.0                              |
| 6.cfrs  | 9.0                               | 14.0                              |
| 8.cfrs  | 9.0                               | 14.0                              |
| 10.cfrs | 4.0                               | 9.0                               |
| 14.cfrs | 6.0                               | 12.0                              |
| 16.cfrs | 8.0                               | 13.0                              |
| 29.cfrs | 5.0                               | 11.0                              |

**Table 8.** Values of  $t_{20}$  (black circle) and  $t_{50}$  (grey circle) obtained for the 22 galaxies in the H8-D4000 diagram, to quantify the probability of two successive starbursts (see text).

then computed for each galaxy, using the same bayesian statistics, a probability for various possible durations between the two bursts. Two representative numbers are assigned for each galaxy in Tables 8 and 9:  $t_{20}$  and  $t_{50}$ . These values correspond to lookback times associated with a 20 and 50 % chance of finding a previous burst which ended  $t_{20}$  and  $t_{50}$  Gyr before the onset of the ongoing one. For example, in the case of UDSR20, we obtain from the H8-D4000 diagram (see Table 8)  $t_{20} = 0.4$  Gyr and  $t_{50} = 1$  Gyr, which implies that there is a 50 % chance that a previous starburst occurred 1 Gyr before the onset of the present

| id      | $t_{20}$<br>10 <sup>8</sup> years | $t_{50}$<br>10 <sup>8</sup> years |
|---------|-----------------------------------|-----------------------------------|
| (1)     | (2)                               | (3)                               |
| 7.udsf  | 6.0                               | 11.0                              |
| 16.udsf | 10.0                              | 14.0                              |
| 17.udsf | 3.0                               | 5.0                               |
| 18.udsf | 7.0                               | 12.0                              |
| 19.udsf | 8.0                               | 13.0                              |
| 31.udsf | 6.0                               | 11.0                              |
| 8.udsr  | 6.0                               | 12.0                              |
| 10.udsr | 3.0                               | 7.0                               |
| 14.udsr | 7.0                               | 12.0                              |
| 20.udsr | 5.0                               | 11.0                              |
| 23.udsr | 7.0                               | 12.0                              |
| 2.cfrs  | 6.0                               | 12.0                              |
| 6.cfrs  | 8.0                               | 13.0                              |
| 8.cfrs  | 6.0                               | 12.0                              |
| 10.cfrs | 5.0                               | 10.0                              |
| 11.cfrs | 8.0                               | 14.0                              |
| 14.cfrs | 3.0                               | 9.0                               |

**Table 9.** Values of  $t_{20}$  (black circle) and  $t_{50}$  (grey circle) obtained for the 17 galaxies in the  $H\delta_A$ -D4000 diagram, to quantify the probability of two successive starbursts (see text).

one and a 20 % chance that the delay was only a 0.4 Gyr. Hence UDSR20 is a good candidate for two successive bursts. We did not consider higher probabilities or longer timescales because of the limited constraints that we can set on those parameters and because after about 1.5 Gyr, the memory of the previous burst is lost with this technique.

Local LIRGs and ULIRGs are known to be predominantly triggered by major mergers (Borne et al. 1999, Sanders & Mirabel 1996) and numerical simulations of such mergers predict that the two galaxies cross each other several times, potentially inducing a series of bursts separated by a few tens of million years (Mihos & Hernquist 1996). However, in distant LIRGs, the probability that a previous starburst occurred less than 0.5 Gyr ago is nearly always lower than 20 %. This result must be considered together with recent evaluations of the morphological properties of distant LIRGs which also suggest that most of them are not produced in major mergers (Bell et al. 2005, Zheng et al. 2004, Elbaz & Cesarsky 2004). Bell et al. (2005) suggested that distant LIRGs could either be non-triggered phases in isolated spirals with larger gas masses, possibly experiencing some infall, or minor mergers, where the dwarf galaxy responsible is not detected. Our determination of a burst duration of 0.1 Gyr and a Scalo parameter of 4, seems to rule out the possibility that distant LIRGs are isolated spirals forming stars at a constant rate over a long duration. The starbursts may instead be triggered by tidal effects and minor mergers in regions of the universe where the local density of galaxies is enhanced as suggested by Elbaz & Cesarsky (2003) or by the infall of intergalactic gas (Combes, 2005). Further kinematical studies of distant galaxies (see Flores et al, 2006; Puech et al, 2006) will help to distinguish between the various scenarios (mergers, gas infall) discussed here.”

## 7. Discussion and conclusions

We have analyzed the star formation history of a sample of 25 distant LIRGs ( $\bar{z} = 0.7$ ) that we derived from their stellar spectra (Balmer absorption lines and 4000 Å break). The high order Balmer absorption line H8 and the  $H\delta_A$  line provide consistent results although H8 is more adapted to distant galaxies being located in a bluer region of the spectrum, less affected by sky emission lines and which is measured for more distant objects than  $H\delta_A$ . Variations at the 30 % level between the burst parameters obtained using one or the other indicator suggest that some effects, such as abundance ratios which might affect the pseudo-continua surrounding the  $H\delta_A$  line, should be taken into account to improve the models (see Thomas, Maraston & Korn 2004, Korn, Maraston & Thomas 2005).

The comparison of distant LIRGs, selected from ISOCAM and MIPS, onboard ISO and Spitzer, to local LIRGs, selected from IRAS and the SDSS, shows that both populations present similar spectral features and therefore suggests that they are experiencing comparable starburst phases. The fact that half of the local LIRGs present D4000 values larger than the maximum D4000 of distant LIRGs indicates that the dominant non-bursting stellar population is younger for distant LIRGs, as expected.

The first important result of this study is the identification of an optical signature for the presence of a starburst in these galaxies, in spite of their large dust attenuation. While continuous star formation follows a line along decreasing Balmer EW and increasing D4000, a burst superimposed on this population produces a loop that first decrease D4000 and then increase the Balmer line EW. However, after about 1.5 Gyr, the memory of the burst is lost and the galaxy behaves like others which did not experience a starburst. As result, we are limited to study only the averaged past star formation history for look-back times shorter than 1.5 Gyr. The bursts characteristics were derived from probability distribution functions (PDF) using a bayesian statistics as in Kauffmann et al. (2003).

The median ratio of present over averaged SFR, the so-called Scalo parameter, for the distant LIRGs is  $SFR/\langle SFR \rangle = 4 \pm 1$  (we used the H8 line for which a larger sample of galaxies is available and the PDFs present a sharper peak), which indicates that these galaxies are experiencing an atypically intense phase of star formation in their lifetime. A median SFR of  $52^{+34}_{-33} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  for the ongoing starbursts was derived from their MIR luminosities. Hence, their mean SFR averaged over their lifetime is  $\langle SFR \rangle = 13 \pm 3 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . Knowing the median stellar mass for LIRGs of equivalent luminosity and redshift range (from Franceschini et al. 2003), we derived an age for those distant LIRGs of  $t_{\text{form}} = 5.5 \pm 1.5$  Gyr, suggesting that they formed at  $z_{\text{form}} = 4.5 \pm 1.5$ .

As for the bursts themselves, we computed a median duration of  $\tau_B = 1.0^{+1.6}_{-0.6} \times 10^8$  years, during which the galaxies produced  $10 \pm 9\%$  (the error bar includes 68 % of the galaxy sample) of their stellar mass. This corresponds to a mass of molecular gas of about  $7 \times 10^9 M_{\odot}$  which is consistent that observed in local LIRGs and ULIRGs (see Sanders & Mirabel 1996).

We note that all simulations produced in this paper assume the same fixed IMF for both the underlying star formation and the burst of star formation. Some evidence that the formation of low-mass may be less efficient in the environment of active star formation in the solar neighborhood were suggested in the past (Larson 1986, Scalo 1986, Maeder 1993). A top-heavy IMF could also account for the enhanced ratio of light elements to iron in massive early-type galaxies (Worthey, Faber & Gonzalez 1992) and for the relative enrichment of oxygen to iron in the intra-cluster medium (Arnaud et al. 1992). In our study, the occurrence of a top-heavy IMF in the burst episode would only weakly influence the derived burst duration timescales, which are set by the spectral signature of massive A to F stars. However, a top-heavy IMF during the burst phase would imply a much lower contribution to the total galaxy mass by longer-lived, low-mass stars.

Finally, we discussed the possibility that the distant LIRGs experienced a previous starburst prior to the ongoing one during the last 1.5 Gyr. While most galaxies are not consistent with a merger scenario where two galaxies merge in several phases producing a series of bursts separated by a few ten millions years (Mihos & Hernquist 1996), the majority present more than 50 % chance to have experienced a previous burst in the last 1.5 Gyr, i.e. since  $z \sim 1$ . If these properties are typical of LIRGs between  $z = 1$  and  $z = 0$ , then this suggests that the population of galaxies experiencing LIRG phases experienced on average 2 to 3 LIRG phases since  $z = 1$  and up to 4 since their birth around  $z = 4-5$ , as also suggested by Hammer et al. (2005). This scenario is not consistent with the formation of distant LIRGs through the continuous star formation characterizing isolated spiral galaxies as has been argued independently based on their morphology. Instead, minor mergers, tidal interactions and gas accretion all remain equally plausible triggering mechanisms for more than half of the distant LIRGs which do not harbor the morphology of major mergers.

**Acknowledgements.** We wish to thank the anonymous referee for his constructive remarks which helped improving the paper in particular on the wavelet analysis. We also wish to thank Anna Gallazzi, Nicolas Gruel, Emmanuel Moy and Jean Luc Starck for helpful discussions and comments and Emeric Le Floc'h for technical support for MIPS data. S.C. thanks the Alexander von Humboldt Foundation, the Federal Ministry of Education and Research, and the Programme for Investment in the Future (ZIP) of the German Government for their support.

## References

- Arnaud, M., Rothenflug, R., Boulade, O., Vigroux, L., & Vangioni-Flam, E. 1992, *A&A*, 254, 49
- Balogh, M. L., Morris, S. L., Yee, H. K. C., Carlberg, R. G., & Ellingson, E. 1999, *ApJ*, 527, 54
- Bell, E. F., Papovich, C., Wolf, C., et al. 2005, *ApJ*, 625, 23
- Bica, E. & Alloin, D. 1986, *A&A*, 162, 21
- Blain, A. W., Kneib, J.-P., Ivison, R. J., & Smail, I. 1999, *ApJ*, 512, L87
- Borne, K. D., Colina, L., Bushouse, H., & Lucas, R. A. 1999, *ApJ*, 527, 554
- Borne, K. D. & et al. 1999, in *ASP Conf. Ser. 177: Astrophysics with Infrared Surveys: A Prelude to SIRTf*, 167–+
- Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- Bruzual A., G. 1983, *ApJ*, 273, 105
- Cardiel, N., Elbaz, D., Schiavon, R. P., et al. 2003, *ApJ*, 584, 76
- Charlot, S. & Fall, S. M. 2000, *ApJ*, 539, 718
- Chary, R., Casertano, S., Dickinson, M. E., et al. 2004, *ApJS*, 154, 80
- Chary, R. & Elbaz, D. 2001, *ApJ*, 556, 562
- Combes, F. 2005, in *AIP Conf. Proc. 783: The Evolution of Starbursts*, ed. S. Hüttmeister, E. Manthey, D. Bomans, & K. Weis, 43–49
- Dale, D. A. & Helou, G. 2002, *ApJ*, 576, 159
- Elbaz, D., Cesarsky, C. J., Chanial, P., et al. 2002, *A&A*, 384, 848
- Elbaz, D., Le Floc'h, E., Dole, H., & Marcillac, D. 2005, *A&A*, 434, L1
- Fadda, D., Flores, H., Hasinger, G., et al. 2002, *A&A*, 383, 838
- Flores, H., Hammer, F., Elbaz, D., et al. 2004, *A&A*, 415, 885
- Flores, H., Hammer, F., Puech, M., Amram, P., & Balkowski, C. 2006, accepted in *A&A*
- Franceschini, A., Berta, S., Rigopoulou, D., et al. 2003, *A&A*, 403, 501
- Gorgas, J., Cardiel, N., Pedraz, S., & González, J. J. 1999, *A&AS*, 139, 29
- Hammer, F., Flores, H., Elbaz, D., et al. 2005, *A&A*, 430, 115
- Hopkins, A. M., Miller, C. J., Nichol, R. C., et al. 2003, *ApJ*, 599, 971
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., et al. 2003, *MNRAS*, 341, 33
- Kim, D.-C. & Sanders, D. B. 1998, *ApJS*, 119, 41
- Korn, A. J., Maraston, C., & Thomas, D. 2005, *A&A*, 438, 685
- Lagache, G. & Dole, H. 2001, *A&A*, 372, 702
- Lagache, G., Puget, J. L., & Dole, H. 2005, accepted in *MNRAS*
- Larson, R. B. 1986, in *Stellar Populations*, 101–119
- Le Borgne, J.-F., Bruzual, G., Pelló, R., et al. 2003, *A&A*, 402, 433
- Le Floc'h, E., Papovich, C., Dole, H., Bell, E., et al. 2005, accepted in *ApJS*
- Liang, Y. C., Hammer, F., Flores, H., et al. 2005, *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics*, 5, 335
- Liang, Y. C., Hammer, F., Flores, H., et al. 2004, *A&A*, 423, 867
- Maeder, A. 1993, in *The Feedback of Chemical Evolution on the Stellar Content of Galaxies*, 173
- Marano, B., Zamorani, G., & Zitelli, V. 1988, *MNRAS*, 232, 111
- Marcillac, D., Elbaz, D., Chary, R. R., et al. 2005, accepted in *A&A*
- Mihos, J. C. & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 464, 641
- Osterbrock, D. E. 1989, *S&T*, 78, 491
- Papovich, C., Dole, H., Egami, E., et al. 2004, *ApJS*, 154, 70
- Pasquali, A., Kauffmann, G., & Heckman, T. M. 2005, *MNRAS*, 361, 1121
- Poggianti, B. M. & Barbaro, G. 1997, *A&A*, 325, 1025
- Puech, M., Flores, H., Hammer, F., & Lehnert, M. D. 2006, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Puget, J. L., Lagache, G., Clements, D. L., et al. 1999, *A&A*, 345, 29
- Scalo, J. M. 1986, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 11, 1
- Smail, I., Kuntschner, H., Kodama, T., et al. 2001, *MNRAS*, 323, 839
- Soifer, B. T. & Neugebauer, G. 1991, *AJ*, 101, 354
- Starck, J.-L. & Murtagh, F. 1994, *A&A*, 288, 342
- Starck, J. L., Pantin, E., & Murtagh, F. 2002, *PASP*, 114, 1051
- Stetson, P. B. & Aikman, C. L. 1987, *AJ*, 93, 1439
- Thomas, D., Maraston, C., & Korn, A. 2004, *MNRAS*, 351, L19
- Worthey, G., Faber, S. M., & Gonzalez, J. J. 1992, *ApJ*, 398, 69
- Worthey, G. & Ottaviani, D. L. 1997, *ApJS*, 111, 377
- Zamorani, G., Mignoli, M., Hasinger, G., et al. 1999, *A&A*, 346, 731
- Zheng, X. Z., Hammer, F., Flores, H., Assémat, F., & Pelat, D. 2004, *A&A*, 421, 847



## 7.8 ARTICLE II

“The luminosity-metallicity relation of distant luminous infrared galaxies”.

publié dans A&A



A&A 423, 867–880 (2004)  
 DOI: 10.1051/0004-6361:20035740  
 © ESO 2004

**Astronomy  
&  
Astrophysics**

## The Luminosity–Metallicity relation of distant luminous infrared galaxies<sup>★,★★</sup>

Y. C. Liang<sup>1,2</sup>, F. Hammer<sup>1</sup>, H. Flores<sup>1</sup>, D. Elbaz<sup>3</sup>, D. Marcillac<sup>3</sup>, and C. J. Cesarsky<sup>4</sup>

<sup>1</sup> GEPI, Observatoire de Paris, Section de Meudon, 92195 Meudon Cedex, France  
 e-mail: [Yanchun.Liang; francois.hammer]@obspm.fr

<sup>2</sup> National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, No. 20A Datun Road, Chaoyang District, Beijing 100012, PR China  
 e-mail: ycliang@ns.bao.ac.cn

<sup>3</sup> CEA, Saclay-Service d'Astrophysique, Orme des Merisiers, 91191 Gif-sur-Yvette Cedex, France

<sup>4</sup> ESO, Karl-Schwarzschild Strasse 2, 85748 Garching bei Munchen, Germany

Received 25 November 2003 / Accepted 26 April 2004

**Abstract.** One hundred and five  $15\ \mu\text{m}$ -selected objects in three ISO (*Infrared Space Observatory*) deep survey fields (CFRS 3<sup>h</sup>, UDSR and UDSF) are studied on the basis of their high-quality optical spectra with resolution  $R > 1000$  from VLT/FORS2.  $\sim 92$  objects (88%) have secure redshifts, ranging from 0 to 1.16 with a median value of  $z_{\text{med}} = 0.587$ .

Considerable care is taken in estimating the extinction properties of individual galaxy, which can seriously affect diagnostic diagrams and estimates of star formation rates (SFRs) and of metal abundances. Two independent estimates of the extinction have been made, e.g. Balmer line ratio and energy balance between infrared (IR) and  $H\beta$  luminosities. For most of the sources, we find a good agreement between the two extinction coefficients (within  $\pm 0.64$  rms in  $A_V$ , the extinction in V band), with median values of  $A_V(\text{IR}) = 2.36$  and  $A_V(\text{Balmer}) = 1.82$  for  $z > 0.4$  luminous IR galaxies (LIRGs). At  $z > 0.4$ , our sample show many properties (IR luminosity, continuum color, ionization and extinction) strikingly in common with those of local (IRAS) LIRGs studied by Veilleux et al. (1995). Thus, our sample can provide a good representation of LIRGs in the distant Universe.

We confirm that most ( $> 77\%$ ) ISO  $15\ \mu\text{m}$ -selected galaxies are dominated by star formation. Oxygen abundances in interstellar medium in the galaxies are estimated from the extinction-corrected “strong” emission line ratios (e.g.  $[\text{O II}]/H\beta$ ,  $[\text{O III}]/H\beta$  and  $[\text{O III}]/[\text{O II}]$ ). The derived  $12+\log(\text{O}/\text{H})$  values range from 8.36 to 8.93 for the  $z > 0.4$  galaxies with a median value of 8.67. Distant LIRGs present a metal content less than half of that of the local bright disks (i.e.  $L^*$ ). Their properties can be reproduced with infall models although one has to limit the infall time to avoid overproduction of metals at late times. The models predict that total masses (gas + stars) of the distant LIRGs are from  $10^{11}\ M_\odot$  to  $\leq 10^{12}\ M_\odot$ . A significant fraction of distant large disks are indeed LIRGs. Such massive disks could have formed  $\sim 50\%$  of their metals and stellar masses since  $z \sim 1$ .

**Key words.** galaxies: abundances – galaxies: evolution – galaxies: ISM – galaxies: photometry – galaxies: spiral – galaxies: starburst

### 1. Introduction

The IRAS all-sky survey detected tens of thousands of galaxies with far-infrared (far-IR) radiation luminosities from less than  $10^6\ L_\odot$  to  $\sim 10^{13}\ L_\odot$  up to a moderate redshift ( $z \sim 0.3$ ). However, luminous infrared galaxies (LIRGs) are not typical of local galaxy population, and they account for only  $\sim 2\%$  of the local bolometric luminosity density (Soifer et al. 1987; Sanders & Mirabel 1996).

However, the COsmic Background Explorer (COBE) observations imply that there likely exists a very significant contribution of dust-obscured star formation at high redshifts (Puget et al. 1996; Genzel & Cesarsky 2000). The ISO made it possible to study the infrared emission of galaxies at  $z \geq 0.5$ , which plays an important role in understanding the co-moving star formation density evolution with look-back time. The ISO mid infrared camera (ISOCAM) (Cesarsky et al. 1996) is  $\sim 10^3$  times more sensitive and has 60 times higher spatial resolution than IRAS. The mid-IR ISOCAM  $15\ \mu\text{m}$  source counts provide evidence for strong IR light density evolution, as revealed by the strong excess of  $15\ \mu\text{m}$  counts above the predictions of non-evolution models at sub-mJy (Elbaz et al. 1999; Aussel et al. 1999). The cosmic infrared background resolved

\* Based on observations collected with the ESO Very Large Telescope at the Paranal Observatory (66.A-0599(A)) and with ISOCAM Deep Survey and ISO-CFRS follow-up.

\*\* Table 1–7 are only available in electronic form at <http://www.edpsciences.org>

by ISOCAM shows that the co-moving density of infrared light due to the luminous IR galaxies ( $L_{\text{IR}} \geq 10^{11} L_{\odot}$ ) was more than 40 times larger at  $z \sim 1$  than today (Elbaz et al. 2002). The main driver for this evolution is the luminous infrared starburst galaxies seen by ISO at  $z > 0.4$ , which form stars at a rate of more than  $50 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  (Flores et al. 1999).

Based on the correlation analysis of deep X-ray and mid-IR observations in Lockman Hole and Hubble Deep Field North (HDF-N), Fadda et al. (2002) found that the active galactic nuclei (AGN) contribution to the  $15 \mu\text{m}$  background is only  $17 \pm 2\%$ . They concluded that the population of IR luminous galaxies detected in the ISOCAM deep surveys, and the cosmic infrared background sources themselves, are mostly dust-obscured starbursts (also see Elbaz et al. 2002). Reviews of extragalactic results from ISO can be found in Genzel & Cesarsky (2000), Franceschini et al. (2001) and Elbaz & Cesarsky (2003).

Recently, Flores et al. (2004a) studied the interstellar extinction and SFRs of 16 luminous infrared galaxies in Canada-France Redshift Survey (CFRS)  $3^{\text{h}}$  and  $14^{\text{h}}$  fields using the spectra from the European Southern Observatory (ESO) Very Large Telescope (VLT) and Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT). They found that the extinction coefficients obtained from  $\text{H}\gamma/\text{H}\beta$  (using the VLT/FORS2 or CFHT spectra) and  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  (combining the VLT/FORS2 and VLT/ISAAC spectra) are in agreement, and that SFRs derived from  $\text{H}\alpha$  are consistent with those from infrared luminosities, except for the galaxies near the ultra luminous IR galaxy (ULIRG) regime ( $L_{\text{IR}} > 10^{12} L_{\odot}$ ).

Spectrophotometric properties of IRAS galaxies have been studied in detail, providing a full diagnostic of their ISM properties (Veilleux et al. 1995, hereafter V95; Kim et al. 1995). However, at higher redshifts, studies of ISOCAM sources have mostly focused on source counts and SFRs. Very little is known about chemical properties of distant LIRGs, including their metal content, and the main objective of this paper is to fill this gap.

In the local Universe, metallicity is well correlated with the absolute luminosity (stellar mass) of galaxies over a wide magnitude range (e.g. 7–9 mag) (Zaritsky et al. 1994; Richer & McCall 1995; Telles & Terlevich 1997; Contini et al. 2002; Melbourne & Salzer 2002; Lamareille et al. 2004). Some results have been obtained on the luminosity–metallicity (L–Z) relations in the intermediate-redshift Universe. Kobulnicky & Zaritsky (1999) found that the L–Z relations of 14 intermediate- $z$  emission line galaxies with  $0.1 < z < 0.5$  are consistent with those of the local spiral and irregular galaxies studied by Zaritsky et al. (1994), Telles & Terlevich (1997) and Richer & McCall (1995). The 16 CFRS galaxies at  $z \sim 0.2$  studied by Liang et al. (2004) fall well in the region occupied by the local spiral galaxies (from Zaritsky et al. 1994).

At higher redshifts, Kobulnicky et al. (2003) have obtained the L–Z relations of 64 galaxies from the Deep Groth Strip Survey (DGSS) which have been separated into three redshift ranges ( $z = 0.2\text{--}0.4$ ,  $0.4\text{--}0.6$ , and  $0.6\text{--}0.82$ ). In the highest redshift bin galaxies are brighter by  $\sim 1$  mag relatively to those in the lowest redshift bin and brighter by  $\sim 2.4$  mag compared

to the local ( $z < 0.1$ ) field galaxies (from Kennicutt 1992a,b, hereafter K92, and Jansen et al. 2000a,b, hereafter J20). Such a result is confirmed by Maier et al. (2004). These studies contrast with the results of Lilly et al. (2003), who have found that the L–Z relation of most of their 66 CFRS galaxies with  $0.5 < z < 1$  is similar to that of the local galaxies from J20. However, Lilly et al. (2003) have assumed a constant  $A_V = 1$  for accounting for dust extinction. In this study, we investigate the L–Z relation for LIRGs in  $z > 0.4$  Universe, after a detailed account for their dust extinction properties.

This paper is organized as it follows. In Sect. 2, we describe the sample selection, the observations and the data reduction and analysis, while the redshift distribution and the spectrophotometric properties are presented in Sect. 3. Sections 2 and 3 are aiming at assessing whether our resulting sample can be used to test the properties of distant LIRGs. Flux measurements, interstellar extinction and SFRs of the galaxies are shown in Sect. 4. It includes a detailed comparison between extinction parameter deduced from Balmer line ratio to that derived from mid-IR luminosity. In Sect. 5, we discuss the diagnostic diagrams to test the AGN contribution as well as the ionization properties. In Sect. 6, we present the luminosity–metallicity relation (based on oxygen abundances) of distant LIRGs which is compared to other galaxy samples. Discussion and conclusion are given in Sects. 7 and 8. Throughout this paper, a cosmological model with  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_M = 0.3$  and  $\Omega_{\Lambda} = 0.7$  has been adopted.

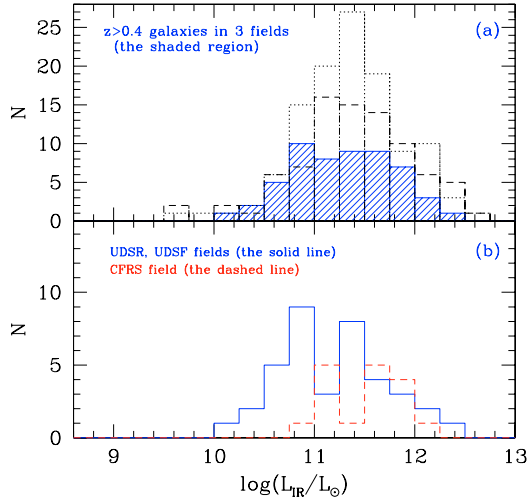
## 2. Sample selection, observations and data reduction

### 2.1. The fields

Our sample galaxies were selected from three ISO deep survey fields: CFRS  $3^{\text{h}}$ , Ultra-Deep-Survey-Rosat (UDSR) and Ultra-Deep-Survey-FIRBACK (UDSF) fields.

The CFRS was carried out in five moderate to high galactic latitude ( $|b| > 45^\circ$ ) survey fields of area  $10' \times 10'$  chosen to match the field of view of the MOS multiobject spectrograph on the 3.6 m CFHT. The  $14^{\text{h}}$  and  $3^{\text{h}}$  fields have been deeply imaged with the ISOCAM. Combining the deep IR observation and the deep optical and radio data, Flores et al. (1999) studied the 78 ISOCAM sources detected in the  $14^{\text{h}}$  field down to a  $15 \mu\text{m}$  flux  $\geq 250 \mu\text{Jy}$ . In the CFRS  $3^{\text{h}}$  field, 70 sources were detected, with the  $15 \mu\text{m}$  fluxes in the range of  $170\text{--}2100 \mu\text{Jy}$  (Flores et al. 2004a,b, in preparation).

The UDSR field refers to the Marano field (centered at  $\alpha(2000) = 03^{\text{h}}15^{\text{m}}09^{\text{s}}$ ,  $\delta(2000) = -55^\circ13'57''$ ), which is a deep ROSAT observation field. The deep ( $\sim 80$  or  $120$  ks integration time) XMM-Newton observations (Giedke et al. 2001, 2003) and the optical identifications were also done (Lamer et al. 2003). FIRBACK is a deep survey conducted with the ISOPHOT instrument aboard the ISO at an effective wavelength of  $175 \mu\text{m}$ . The total survey covers more than 4 square degrees located in one Southern and two Northern fields (Puget et al. 1999; Lagache & Dole 2001). For the UDSR and UDSF fields, very deep ISOCAM follow-up have been



**Fig. 1.** a) The IR luminosity  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot})$  distribution (bin = 0.25) of 55 ISO-detected sample galaxies with  $z > 0.4$  in all of the three fields (the shaded region), with the median IR luminosity of  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) = 11.32$ , which is similar to those of the local IRAS sample of V95 and Kim et al. (1995) (the dotted-line for BGSSs, and the dashed-line for WGSs, with the median values of 11.34 and 11.38, respectively). b) The distribution of the corresponding 38 galaxies with  $z > 0.4$  in the UDSR and UDSF fields (the solid line), with the median IR luminosity of  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) = 11.27$ , and the distribution of the galaxies in the CFRS 3<sup>h</sup> field (the dashed-line), with the median IR luminosity of  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) = 11.55$ . Although the ISOCAM survey observations in the UDSR and UDSF fields are three times deeper than in the CFRS 3<sup>h</sup> field, the total distribution of the galaxies in the 3 fields is a reliable representation of the IR luminous galaxies in  $z > 0.4$  Universe.

done (Elbaz et al. 2004) reaching flux limits three times lower than for the CFRS fields.

## 2.2. The sample

In the CFRS 3<sup>h</sup> field, we selected 25 targets out of the 70 ISO 15  $\mu\text{m}$  sources according to their  $(\alpha, \delta)$  positions to observe by using VLT/FORS2. Another 9 objects without 15  $\mu\text{m}$  fluxes were added to these observations to fill the FORS2 mask. In the UDSR field, 29 targets with ISO 15  $\mu\text{m}$  fluxes were selected to be observed by using VLT/FORS2. Another 6 non-ISO objects were also added. Three slits (numbers 18, 19 and 25) were superposed on more than one object. In the UDSF field, 27 targets out of the ISO sources list were selected to be observed by using VLT/FORS2. Another 9 objects without 15  $\mu\text{m}$  fluxes were also selected. Three slits (numbers 26, 27 and 29) were superposed on more than one object.

In total, 105 objects were selected for VLT/FORS2 spectral observations from the three fields. The basic data of the target galaxies are given in Tables 1 and 2. The columns are the slit numbers (also CFRS name in Table 1), the 2000 epoch coordinates, redshift  $z$ ,  $I$  or  $R$  band photometric and spectral magnitudes in the AB system, aperture correction factor by comparing the photometric and spectral  $I$  or  $R$  band magnitudes,

absolute  $B$  band magnitude  $M_B$  in the AB system, the spectral types of the objects, and the related infrared data including 15  $\mu\text{m}$  fluxes, far-IR luminosities and IR-SFRs.

The IR luminosities (and deduced SFRs) have been calculated using the procedure given in Elbaz et al. (2002) and are given in Tables 1 and 2. They are based on mid-IR fluxes which show good correlations with radio and far-IR measurements in the local Universe (Elbaz et al. 2002). In the distant Universe, these estimates agree within a factor of 2 with those based on  $H\alpha$  luminosities (Flores et al. 2004a). Figure 1a shows the distribution (the shaded region) of the inferred IR luminosity (8–1000  $\mu\text{m}$ ) of the 55 ISO/15  $\mu\text{m}$ -detected objects with  $z > 0.4$  (the called “high- $z$ ” sample in the following parts of this paper) in the three fields for VLT/FORS2 spectroscopic observation (see Sect. 3 for redshifts) with a median value of  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) = 11.32$ . Figure 1b shows the corresponding distribution of the 38  $z > 0.4$  objects in the UDSR and UDSF fields with a median value of  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) = 11.27$ , and the distribution of the objects in the CFRS 3<sup>h</sup> field with a median value of 11.55. The difference is simply related to the different flux limits adopted in UDSR and UDSF fields on one side and on the CFRS 3<sup>h</sup> field, on the other side. However, our high- $z$  sample exhibits IR luminosity distribution very similar to local IRAS galaxies studied by V95 and Kim et al. (1995), in which the median  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) = 11.34$  for the Bright Galaxies (BGSSs) and 11.38 for the Warm Galaxies (WGSs) (in Fig. 1a, the dotted-line for BGSSs, and the dashed-line for WGSs). We believe that our sample can be used to probe the properties of distant LIRGs over an IR luminosity range comparable to that of V95.

## 2.3. Spectroscopic observations and data reduction

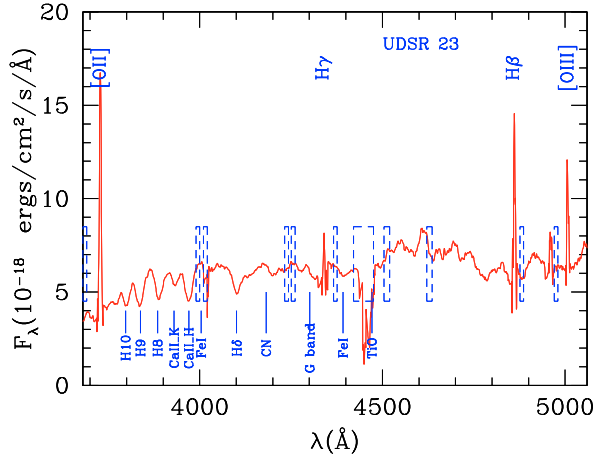
Spectrophotometric observations of the 105 targets were obtained during three nights with the ESO 8 m VLT using the FORS2 with  $R600$ ,  $I600$  at a resolution of 5  $\text{\AA}$  and covering the possible wavelength range between 5000 and 9200  $\text{\AA}$ . The slit width is 1.2'' and the slit length is 10''. Spectra were extracted and wavelength-calibrated using the IRAF<sup>1</sup> package. Flux calibration was done using 15 min exposures of 3 photometric standard stars per field. In addition, for one field (CFRS), we have compared the spectrophotometry to the  $V$  and  $I$  photometries and found a very good agreement. To ensure the reliability of the data, all spectrum extractions as well as lines measurements were performed by using the SPLAT program.

A rest-frame spectrum of one typical galaxy of our sample, UDSR23, is given in Fig. 2. The strong emission lines (e.g. [O II]  $\lambda 3727$ ,  $H\gamma$ ,  $H\beta$ , [O III]  $\lambda 5007$ ) and the obvious absorption lines are marked. The continuum has been convolved except at the locations of the marked emission lines using the softwares developed by our group (Hammer et al. 2001; Gruel 2002). The adopted convolution factors are 7 pixels and then 15 pixels.

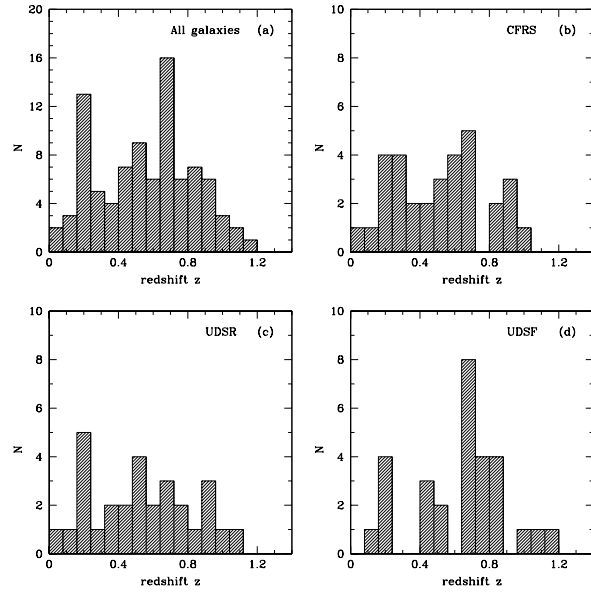
<sup>1</sup> IRAF is distributed by the National Optical Astronomical Observatories, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

870

Y. C. Liang et al.: The L–Z relation of distant luminous infrared galaxies



**Fig. 2.** Rest-frame spectrum of one of the sample galaxies, UDSR23. It is a luminous infrared galaxy with  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) = 11.38$ . The continuum has been convolved except at the location of the emission lines (e.g. [OII]  $\lambda 3727$ , H $\gamma$ , H $\beta$  and [OIII]  $\lambda\lambda 4959, 5007$ ). The dashed boxes delimit the wavelength regions where strong sky emission lines (e.g. [OI] 5577, 5891, 6300, 6364 Å and OH 6834, 6871, 7914 Å etc.) and absorption lines (O $_2$  6864, 7604 Å etc.) are located.



**Fig. 3.** Redshift distributions (bin=0.08) of the sample galaxies in the combined and the individual three fields.

### 3. Redshift distributions and spectral types

Redshifts are identified by using the emission and/or absorption lines. Column (4) of Tables 1 and 2 gives the  $z$  values of the objects. Redshift distributions of the combined and the individual three fields are shown in Fig. 3. The corresponding median redshifts are  $z_{\text{med}} = 0.587$  in the combined sample,  $z_{\text{med}} = 0.525$  in the CFRS,  $z_{\text{med}} = 0.521$  in the UDSR and  $z_{\text{med}} = 0.698$  in the UDSF. The redshift peak around  $z = 0.70$  in the UDSF field (six galaxies) shows a velocity dispersion of  $\sim 1390 \text{ km s}^{-1}$ , a typical value for a galactic cluster. The corresponding six objects are UDSF06, 07, 08, 21, 26a and 26b. In the UDSR field, four objects (UDSR11, 12, 13 and 16) show a redshift peak around  $z = 0.166$ , which may correspond to a velocity dispersion of  $\sim 129 \text{ km s}^{-1}$ , a typical value for a galactic group.

The redshift distributions are consistent with the results in some other ISOCAM survey fields, e.g., the  $z_{\text{med}} = 0.7$  in the CFRS 14<sup>h</sup> field (Flores et al. 1999) and 0.585 in the HDF-N (Aussel et al. 1999). Franceschini et al. (2003) found a peak at  $z \sim 0.6$  for their 21 objects in the Hubble Deep Field South (HDF-S) field, which they suggested to be a cluster or a large galaxy concentration. The similarities between the IR luminosities as redshift distribution of our sample to those of other studies lead us to assume that our sample can be used to test the properties of distant LIRGs. About 81% (75/92) of the redshift-identified galaxies show obvious and strong emission line (EL) (see Col. 9 of Tables 1 and 2). The corresponding EL galaxies fraction of ISO-detected objects is  $\sim 85\%$ . Table 3 summarizes the redshift identifications and spectral types of the galaxies in our sample.

### 4. Flux measurements, extinction and SFRs

#### 4.1. Flux measurements

The fluxes of the emission lines are measured using the SPLOT package. The stellar absorption under the Balmer lines is estimated from the synthesized stellar spectra obtained using the stellar spectra of Jacoby et al. (1984). To do so, we use the spectra of four stellar types (e.g. A, B, F and G types) to synthesize the “galactic” continuum and absorption lines. Then, the “pure” emission Balmer lines are obtained through reducing the underlying stellar absorption. The corresponding error budget of emission line flux is deduced by a quadratic addition of three independent errors: the first one is related to the use of stellar templates to fit stellar absorption lines and continuum; the second one comes from the differences among independent measurements performed by Liang, Flores and Hammer; the third one is from the Poisson noises from both sky and objects, and it actually dominates the error budget. The flux measurements of emission lines and their percent errors are given in Table 4 for high- $z$  galaxies, and in Table 5 for low- $z$  galaxies. Three low- $z$  galaxies are also given in Table 4 for their H $\gamma$  fluxes. To obtain reliable global fluxes of emission lines of the galaxies, we should notice that the 1.2'' slit of VLT observations does not always contain the whole galaxy. Thus, the fluxes of the emission lines are corrected by an aperture factor derived by comparing the photometric magnitudes to the spectral magnitudes at  $I_{\text{AB}}$  (for CFRS field) or  $R_{\text{AB}}$  (for UDSR and UDSF fields) bands. The aperture correction factors are given in Col. 7 of Tables 1 and 2.

#### 4.2. Balmer decrement and extinction

The extinction inside the galaxy can be derived using the decrement between the two Balmer lines:  $H\gamma/H\beta$  for our high- $z$  galaxies, and  $H\alpha/H\beta$  for the low- $z$  galaxies. Case B recombination with a density of  $100\text{ cm}^{-3}$  and a temperature of  $10000\text{ K}$  was adopted, the predicted ratio is  $0.466$  for  $I_0(H\gamma)/I_0(H\beta)$  and  $2.87$  for  $I_0(H\alpha)/I_0(H\beta)$  (Osterbrock 1989). Using the interstellar extinction law given by Fitzpatrick (1999) with  $R = 3.1$  ( $R = A(V)/E(B-V)$ ), the extinction can be readily determined. Using the Balmer decrement method we find a median extinction of  $A_V(\text{Balmer}) = 1.68$  ( $=1.82$  for the  $z > 0.4$  sample). Extinction corrected Balmer lines (either  $H\beta$  or  $H\alpha$ ) can be used to estimate the SFR, which could be then tested by comparison with SFR obtained from infrared flux.

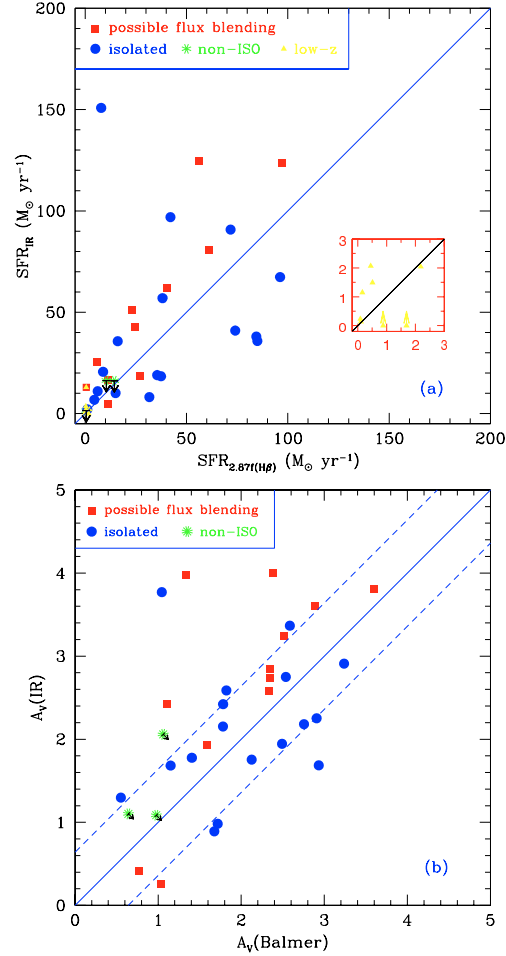
#### 4.3. Comparison between SFRs deduced from mid-IR and from Balmer lines

To compare the SFRs from IR and Balmer lines, we adopt the calibrations from Kennicutt (1998) based on the Salpeter’s initial mass function (IMF) (Salpeter 1955) with lower and higher mass cutoffs of  $0.1$  and  $100 M_\odot$ . The median  $\text{SFR}_{\text{IR}}$  of our sample galaxies is about  $31 M_\odot \text{ yr}^{-1}$  for the  $z > 0.4$  galaxies (it is  $19 M_\odot \text{ yr}^{-1}$  when the low- $z$  galaxies are included). The obtained median  $\text{SFR}_{2.87f(H\beta)}$  is about  $28 M_\odot \text{ yr}^{-1}$  for  $z > 0.4$  galaxies. For most galaxies,  $\text{SFR}_{2.87f(H\beta)}$  are consistent with SFRs estimated from infrared luminosities (Fig. 4a).

#### 4.4. A robust estimate of the extinction coefficient

Because of the large uncertainties related to the measurements of the  $H\gamma$  line, we need to verify the quality of our derived extinction. This can be done assuming that the infrared data provide a robust SFR estimate for IR-luminous galaxies (Elbaz et al. 2002; Flores et al. 2004a). We estimate a new dust extinction coefficient,  $A_V(\text{IR})$ , by comparing the infrared SFR with the SFR calculated from the optical  $H\beta$  emission line: the energy balance between IR and  $H\beta$  luminosities. Figure 4b shows that the derived  $A_V(\text{IR})$  is consistent with  $A_V(\text{Balmer})$  for most galaxies, most of them falling in the  $\pm 0.64$  rms discrepancy. Few objects however lie outside the  $\pm 0.64$  rms as shown in Fig. 4b (also see Table 6). For three of them (filled squares, CFRS10, CFRS19 and UDSF13) showing  $A_V(\text{IR})$  much larger than  $A_V(\text{Balmer})$ , we believe that the discrepancy could be related to a possible overestimate of the IR flux due to contamination by neighboring ISO sources (the “possible flux blending” sources).

The derived median value of  $A_V(\text{IR})$  is  $2.18$  ( $=2.36$  for  $z > 0.4$  galaxies) for our sample, which is slightly larger than the extinction derived from optical Balmer lines. This trend might be related to the fact that infrared radiation includes fluxes from the optical thick  $H\text{ II}$  regions, which might be obscured to contribute to the detected optical emission lines. An extreme example is CFRS25, CFRS03.0932, which shows  $A_V(\text{Balmer}) = 1.04$  and  $A_V(\text{IR}) = 3.77$ . It is an extreme edge-on disk galaxy with an inclination of  $\sim 79^\circ$  (Zheng et al. 2004). Most of the optical light of the whole galaxy is strongly hidden by dust



**Fig. 4. a)** The SFRs estimated from the extinction corrected Balmer lines ( $I_0(H\alpha) \approx 2.87I_0(H\beta)$ ) (also see Tables 6, 7), compared with the SFRs estimated from infrared fluxes. The small zoomed figure on the bottom right is for the low- $z$  sample. Relative error bars ( $\Delta\text{SFR}_{\text{IR}}/\text{SFR}_{\text{IR}}$ ) are quoted in Tables 1 and 2, and average to 30% (see however a discussion by Cardiel et al. 2003). **b)** The relation between the extinction  $A_V$  values derived from Balmer decrement and by the energy balance between the IR radiation and the optical  $H\beta$  emission line luminosities. The two dashed lines refer to the results with  $\pm 0.64$  rms. The different kinds of symbols in the two figures roughly show whether the infrared fluxes of the galaxies are affected by nearby objects according to their images from the VLT and the ISOCAM: the *filled squares* represent the objects for which the IR fluxes are possibly affected by other nearby ISO objects; the *filled circles* show the objects for which no contamination is expected; the *asterisks* mark the objects which are not detected by ISO, and their  $A_V(\text{IR})$  are just upper limits.

(screen effect), and the detected optical Balmer lines just trace the star formation of a few optical-thin  $H\text{ II}$  regions lying on the edge of the galaxy.

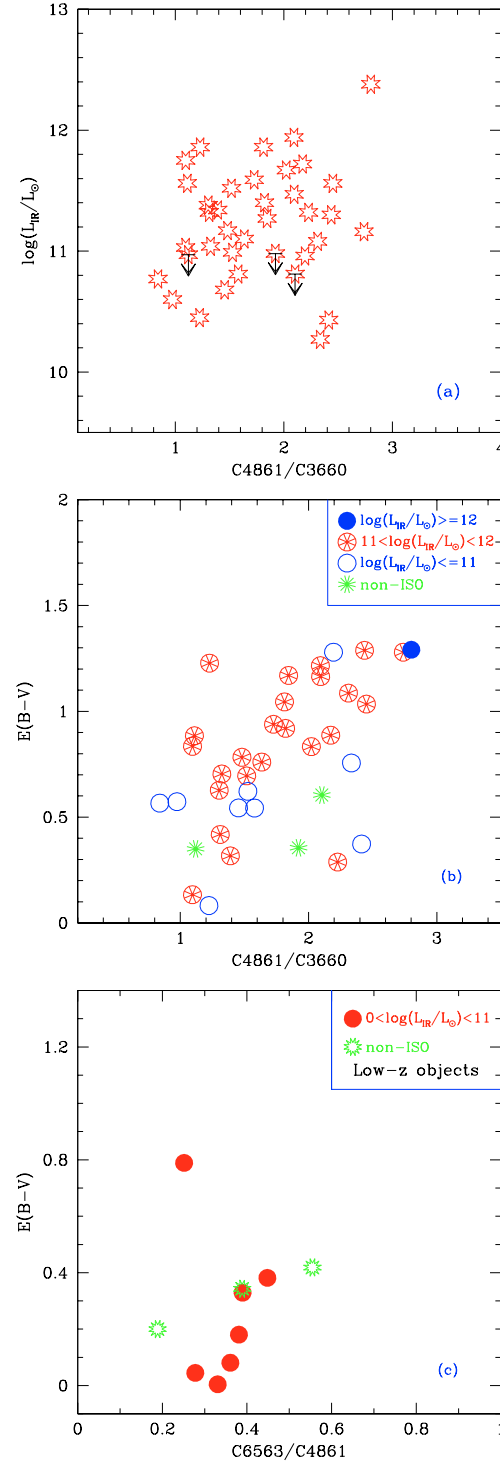
The median extinction in our sample is lower than those of the local IRAS sample by V95 who obtained the median  $E(B-V)$  ( $= A_V/3.1$ ) values  $0.99$  for the  $H\text{ II}$  LIRGs, and  $1.14$  for the

LINERs. This could be due to the fact that V95 only studied the central  $\sim 2$  kpc parts of the IRAS galaxies, which could be more affected by dust than the whole galaxy light as studied in distant galaxies. The derived median extinction of our galaxies is comparable to that of radio-detected Sloan Digital Sky Survey (SDSS) galaxies ( $A_{H\alpha} = A_V/1.25 = 1.6$ , Hopkins et al. 2003). It is much higher than those of the local normal star forming galaxies for which the median  $A_V \approx 0.86$  (K92 and J20).

Comparison between the extinctions derived from IR and optical Balmer lines (Fig. 4b) provides a significant reduction of the error bars derived from the single  $H\beta/H\gamma$  ratio, to  $\sim 0.64$  for  $A_V$ . This might also provide a useful diagnostic for the dust and star formation properties in individual galaxies. In the following, we have to adopt a reliable  $A_V$  which describes as best as possible the global properties of each individual galaxy. The one based on the  $H\beta/H\gamma$  ratio shows a large uncertainty because it is based on the faint  $H\gamma$  emission line. Diagnostic diagrams and metal abundance determination often depend on the  $[OII] \lambda 3727/H\beta$  ratio and then on the adopted extinction coefficient. It is uncertain whether such a ratio can be obtained as a global parameter for a given galaxy. On the other hand, using  $A_V(IR)$  could lead to overestimates of the extinction (and then to underestimates of the metal abundance) since it accounts for the most obscured regions. However the good correlation found by Flores et al. (2004a) between  $SFR_{IR}$  and  $SFR_{H\alpha}$  for LIRGs implies that strong obscuration are not preponderant in the energy balance for these galaxies. Because our study of the metal abundances is only based on starbursts and LIRGs (no ULIRGs), we adopt in the following  $A_V(IR)$  for estimating the extinction, while paying attention to how our results would be affected if using  $A_V(Balmer)$ .

#### 4.5. Continuum colors

The continuum colors of our sample galaxies are determined by the ratios of the continuum levels at 4861 Å and 3660 Å ( $C4861/C3660$ , for the high- $z$  sample) and at 6563 Å and 4861 Å ( $C6563/C4861$ , for the low- $z$  sample) (no extinction correction). We use the same three IR luminosity bins as V95 for  $\log(L_{IR}/L_\odot)$  ( $\leq 11$ , between 11 and 12, and  $\geq 12$ ) in the following studies. Figure 5a shows the IR luminosity against the  $C4861/C3660$  color for our sample galaxies. It seems that this plot shows that the more IR luminous galaxies with  $\log(L_{IR}/L_\odot) > 11$  have redder colors than the less luminous galaxies with  $\log(L_{IR}/L_\odot) \leq 11$ . However, the trend is very weak (less than  $1\sigma$ ) and similar to the result of V95 (their Fig. 17, for  $C6563/C4861$  vs. IR luminosity). Figure 5b shows the color excess (extinction) against the  $C4861/C3660$  color for our sample. It shows a weak positive correlation, i.e., the redder color, the higher dust extinction, which is similar to that of the local IRAS sample shown by Fig. 5 of V95 (with  $C6563/C4861$  color). Figure 5c shows the color excess against the  $C6563/C4861$  color for the low- $z$  sample. It seems that a weak correlation exists as well, similar to that of V95 (on their Fig. 5). The median color  $C6563/C4861$  value is about 0.4. If the dust extinction is considered to correct the continuum color roughly, the median color ( $C6563/C4861$ )<sub>0</sub>



**Fig. 5.** The far-IR luminosities and color excesses (extinction) as functions of continuum colors for our sample galaxies: **a)** IR luminosities, **b)** extinction for the high- $z$  sample, **c)** extinction for the low- $z$  sample. The continuum colors are defined as the ratios of the continuum levels close to the lines (no extinction correction) (on both sides  $\sim 4$  Å around the line), with a typical uncertainty 0.03.

(“0” means extinction correction) is about 0.35, which is similar to the value 0.4 obtained by V95 for their local IRAS sample (their Fig. 16).

## 5. Diagnostic diagrams

### 5.1. High redshift galaxies

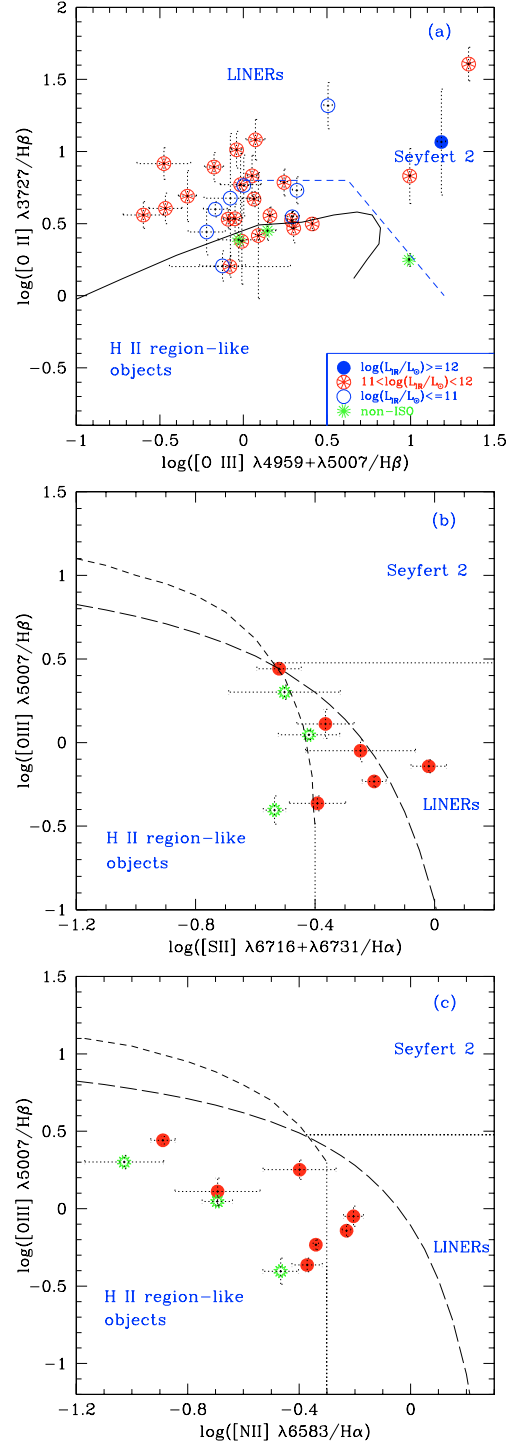
The diagram of  $\log([\text{O II}] \lambda 3727/\text{H}\beta)$  vs.  $\log([\text{O III}] \lambda \lambda 4959, 5007/\text{H}\beta)$  can be used to distinguish the H II region-like objects from the LINERs and Seyferts. The H II region-like objects can be H II region in external galaxies, starbursts, or H II region galaxies, objects known to be photoionized by OB stars.

Figure 6a gives the diagnostic diagram for our  $z > 0.4$  galaxies, and shows that most of the objects are H II region galaxies, and are consistent with the theoretical fitting of the local extragalactic H II regions (the solid line, from McCall et al. 1985). The dashed line shows the photoionization limit for a stellar temperature of 60 000 K and empirically delimits the Seyfert 2 area from the H II region area (also see Hammer et al. 1997). From this plot, eight objects are identified to be AGNs, including five LINERs (CFRS17, 32, 33, UDSR04 and UDSF32) and three Seyfert 2 galaxies (UDSR09, UDSF13, 28). An AGN fraction of  $\sim 23\%$  is identified from the diagnostic diagram. However, this ratio can be decreased to 11% when  $A_V(\text{Balmer})$  instead of  $A_V(\text{IR})$  is used to correct the emission line fluxes. One reason for this is the higher extinction of  $A_V(\text{IR})$  results in higher [O II] emission line flux corrected by extinction, hence, a higher LINER fraction. The AGN fraction is consistent with previously reported results (17%, Fadda et al. 2002).

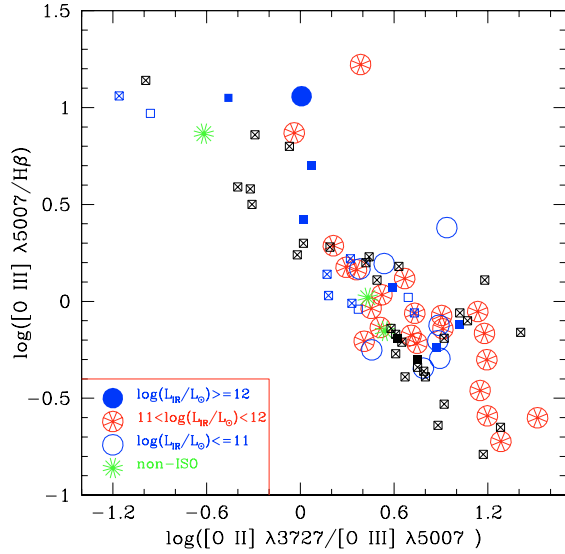
### 5.2. Low redshift galaxies

For the low- $z$  galaxies, the diagnostic diagrams of  $[\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\alpha$  vs.  $[\text{S II}] \lambda \lambda 6716, 6731/\text{H}\alpha$  and  $[\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\alpha$  vs.  $[\text{N II}] \lambda 6583/\text{H}\alpha$  are available to diagnose their source of ionization (Veilleux & Osterbrock 1987; Osterbrock 1989). Figures 6b and c show these properties of the sample galaxies.

From the  $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$  vs.  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  relations, most of the galaxies are LINERs with low ionization levels. However, from the  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$  vs.  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  relations, most of the galaxies are H II region galaxies since only two objects (20%) show the LINER character (UDSR06, 11). Also, most of them will be classified to be “Star Forming” galaxies by using the corresponding diagnostic for the SDSS sample (Kauffmann et al. 2003; Brinchmann et al. 2003). Thus, to study the diagnostic diagrams of such emission line galaxies, these two diagrams are needed simultaneously (also see Liang et al. 2004). Considering the limits given by Kewley et al. (2001) (the long-dashed lines in Figs. 6b and c), most of the low- $z$  galaxies would be classified as H II regions. It may infer that most of them occupy a region intermediate between LINERs and H II regions.



**Fig. 6.** a) Diagnostic diagram for our high- $z$  sample. The solid line shows the theoretical sequence from McCall et al. (1985), which fits the local extragalactic H II regions well with metallicity decreasing from left to right. b), c) Diagnostic diagrams for the low- $z$  sample, with symbols as in Fig. 5, and the long-dashed lines are taken from Kewley et al. (2001), others are from Osterbrock (1989).



**Fig. 7.**  $[\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\beta$  versus  $[\text{O II}] \lambda 3727/[\text{O III}] \lambda 5007$  emission line flux ratios of our sample galaxies, compared with the local IRAS sample from V95. The typical (median) uncertainties of the two parameters in logarithm are 0.08 and 0.12 dex, respectively. The *squares* are the IRAS data: the *open squares* represent the galaxies with  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) < 11$ , the *squares with a cross in the middle* are the galaxies with  $11 \leq \log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) \leq 12$ , and the *filled squares* are the galaxies with  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) > 12$ . Most of our sample galaxies have relatively low ionization levels ( $[\text{O III}]/\text{H}\beta < 3$ ).

### 5.3. $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ versus $[\text{O II}]/[\text{O III}]$ diagram for high- $z$ galaxies

The  $([\text{O II}] \lambda 3727/[\text{O III}] \lambda 5007)$  emission line ratio follows a sequence from low-excitation H II regions to high-excitation H II regions (Baldwin et al. 1981). Figure 7 shows the  $\log([\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\beta)$  vs.  $\log([\text{O II}] \lambda 3727/[\text{O III}] \lambda 5007)$  diagnostic relation for our sample, compared with that for local IRAS LIRGs of V95. Most of our galaxies lie in the bottom right region indicating low ionization levels ( $[\text{O III}]/\text{H}\beta < 3$ ). The apparent excess of high ionization objects in V95 could be attributed to the fact that they only studied the central  $\sim 2$  kpc of the IRAS galaxies, and that they could be more sensitive to a possible high ionization central AGN. Another possible selection bias in V95 might also contribute to this excess, since they have been able to detect  $[\text{O II}] \lambda 3727$  line only in their brightest and more distant sources, which likely include more objects with high ionization levels.

## 6. Abundances in interstellar medium and luminosity–metallicity relation

Chemical properties of gas and stars within a galaxy are like a fossil record chronicling its history of star formation and its present evolutionary status. The high quality optical spectra from VLT/FORS2 make it possible, for the first time, to obtain the chemical abundances in ISM for such a large sample of high- $z$  LIRGs.

### 6.1. Metallicities estimated from diagnostic diagram

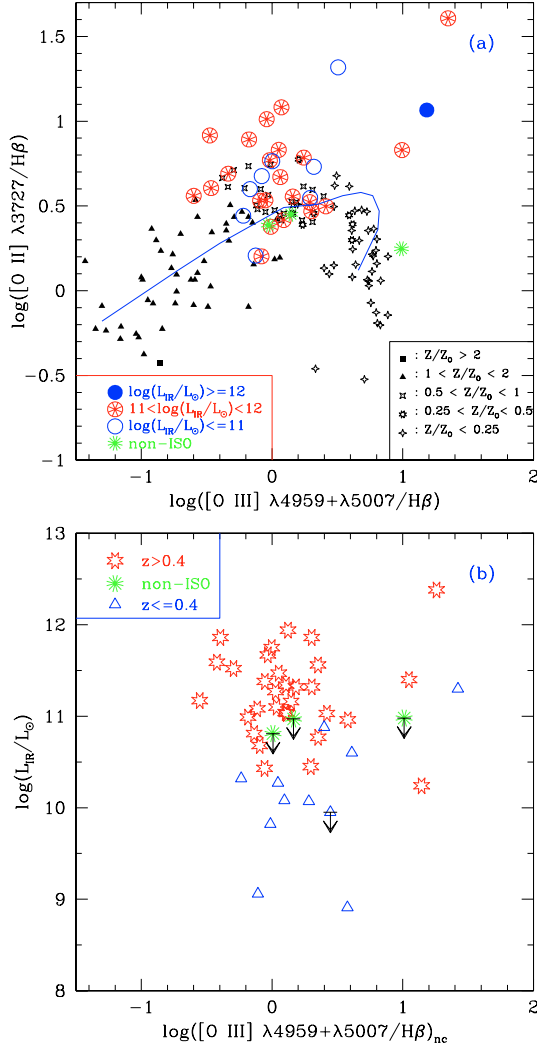
On the diagnostic diagram of  $\log([\text{O II}] \lambda 3727/\text{H}\beta)$  vs.  $\log([\text{O III}] \lambda 4959, 5007/\text{H}\beta)$ , the local H II region samples with different metallicities lie in different areas. Moreover, they follow the empirical sequence from McCall et al. (1985), which fits the local H II galaxies well with metallicity decreasing from the left to the right (see Fig. 12 of Hammer et al. 1997). The corresponding relations for our galaxies are given in Fig. 8a (the larger points), together with the local H II regions with different metallicities (the smaller points, the representative metallicities of the different symbols are shown in the box on the bottom right,  $Z_{\odot}$  is the solar metallicity). The solid line shows the theoretical sequence from McCall et al. (1985). This diagram shows that our high- $z$  H II region galaxies fall in the local sample well, and have metallicities of  $0.5 Z_{\odot} < Z < Z_{\odot}$ . One non-ISO galaxy, UDSF26a, perhaps has low metallicity with  $Z < 0.25 Z_{\odot}$ . It seems that there is no obvious difference in metallicities between the more luminous infrared H II galaxies ( $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) > 11$ ) and other less luminous infrared samples ( $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) \leq 11$ ).

This plot shows that the horizontal-axis parameter,  $\log([\text{O III}] \lambda 4959, 5007/\text{H}\beta)$ , can trace the metallicities of the H II galaxies roughly, following a trend that increasing values (up to  $\sim 1.0$ ) corresponds to lower metal abundances. Also, this ratio is almost independent of extinction. Therefore, we further obtain the  $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot})$  vs.  $\log([\text{O III}] \lambda 4959, 5007/\text{H}\beta)$  (no extinction correction) relation shown by Fig. 8b, in which more data points are included though their H $\gamma$  emission lines (for extinction) and/or  $[\text{O II}] \lambda 3727$  shift out of the rest-frame spectra. Figure 8b indicates that there is almost no obvious correlation between the two parameters, if one exists, a very weak correlation may show the decreasing  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  ratio following the increasing IR luminosity for the high- $z$  galaxies when the three Seyfert 2 galaxies (with  $\log([\text{O III}] \lambda 4959, 5007/\text{H}\beta) > 1.0$ ) are excluded.

### 6.2. Oxygen abundances estimated from strong emission lines

The “direct” method to determine chemical compositions requires the electron temperature and the density of the emitting gas (Osterbrock 1989). In a best-case scenario, the electron temperature of the ionized medium can be derived from the ratio of a higher excitation auroral line, such as  $[\text{O III}] \lambda 4363$  to  $[\text{O III}] \lambda 4959, 5007$ . However,  $[\text{O III}] \lambda 4363$  is too weak to be measured except in extreme metal-poor galaxies, and becomes extremely weak in more metal-rich environments due to abundant heavy elements reducing collision excitation of the upper levels. In this case, the oxygen abundances may be determined from the ratio of  $[\text{O II}]+[\text{O III}]$  to H $\beta$  lines (“strong line” method). The general parameter is  $R_{23}$ :  $R_{23} = ([\text{O II}] \lambda 3727 + [\text{O III}] \lambda 4959 + [\text{O III}] \lambda 5007)/\text{H}\beta$ .

Many researchers have developed formula for converting  $R_{23}$  into oxygen abundance. The different calibrations have been checked by Kobulnicky & Zaritsky (1999) and Kewley & Dopita (2002). Recently, using the calibration given by McGaugh (1991), Kobulnicky et al. (1999) presented two



**Fig. 8.** a) The relation between  $\log([O II] \lambda 3727/H\beta)$  and  $\log([O III] \lambda 4959, 5007/H\beta)$  for  $z > 0.4$  galaxies, compared with a sample of local H II regions and H II galaxies with different metallicities (see Fig. 12 of Hammer et al. 1997 for references of H II samples). The solid line shows the theoretical sequence from McCall et al. (1985), same as in Fig. 6a. b) The relation between the infrared luminosities and the  $\log([O III] \lambda 4959, 5007/H\beta)$  (not corrected by extinction), which includes more data points than figure a) panel since some galaxies can be added according to their [O III] to H $\beta$  ratios which are almost independent of extinction.

analytic formulae to convert  $R_{23}$  into  $12 + \log(O/H)$  for the metal-rich and metal-poor branches, respectively. Here we only adopt the calibration for the metal-rich branch since the related sample includes only luminous galaxies ( $M_B < -18$ ) (Kobulnicky et al. 1999):

$$12 + \log(O/H) = 12 - 2.939 - 0.2x - 0.237x^2 - 0.305x^3 - 0.0283x^4 - y(0.0047 - 0.0221x - 0.102x^2 - 0.0817x^3 - 0.00717x^4), \quad (1)$$

where  $x$  refers to  $\log R_{23}$ , and  $y$  refers to  $\log O_{32}$ :  $\log(O_{32}) = \log([O III] \lambda 4959 + [O III] \lambda 5007)/[O II] \lambda 3727$ . To translate  $R_{23}$  to be  $12 + \log(O/H)$ , the different calibrations will cause slightly different oxygen abundances. In fact, it is not important which calibration is used here since we are interested in the relative abundances between local and distant galaxy samples analyzed in the same manner. For the comparison samples in Fig. 9 (K92; J20; Kobulnicky et al. 2003; Lilly et al. 2003), the same calibration (Kobulnicky et al. 1999) has been adopted.

Due to the limits of wavelength ranges, [O II]  $\lambda 3727$  emission lines shift out of the visible wavelength in the low- $z$  galaxies. Oxygen abundances in ISM of these galaxies can be estimated by  $R_3$  parameter for this case (Edmunds & Pagel 1984):  $R_3 = 1.35 \times ([O III] \lambda 5007/H\beta)$ . Then, their  $12 + \log(O/H)$  values can be obtained using the empirical relation proposed by Vacca & Conti (1992) (also see Coziol et al. 2001):

$$\log(O/H) = -0.69 \times \log R_3 - 3.24, \quad (-0.6 \leq \log R_3 \leq 1.0).$$

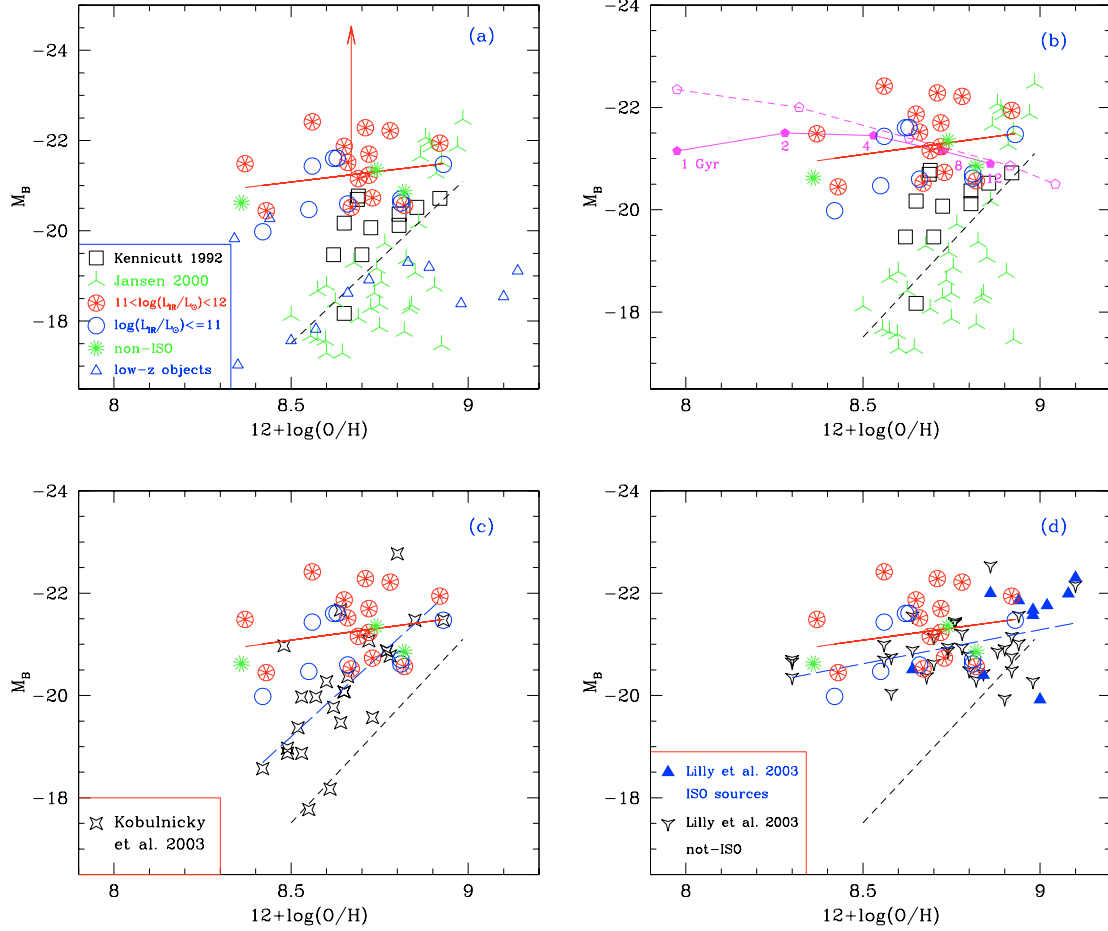
The derived  $12 + \log(O/H)$  values of the galaxies are given in Col. 12 of Table 6 (for high- $z$  sample) and Col. 8 of Table 7 (for low- $z$  sample), which show that our high- $z$  H II region galaxies have  $12 + \log(O/H)$  from 8.36 to 8.93, with a median value of 8.67. Two low- $z$  galaxies have higher metallicities than 9.0. We should notice that here and hereafter the mentioned “oxygen abundance” or “metallicity” refers to “gas-phase” value in the ISM.

For the solar metallicity, Anders & Grevesse (1989) obtained a value of  $12 + \log(O/H) = 8.90$ , Grevesse & Sauval (1998) got 8.83, whereas Allende Prieto et al. (2001) gave a preferred solar value of 8.68. Therefore, in the following, our discussion is based wherever possible on  $12 + \log(O/H)$  values rather than metallicities relative to solar, in order to avoid confusion.

### 6.3. Luminosity-metallicity relation

In the local Universe, metallicity is well correlated with the absolute luminosity of galaxies (Zaritsky et al. 1994; Contini et al. 2002; Melbourne & Salzer 2002; Lamareille et al. 2004). Based on the current understanding of cosmic evolution, the volume-averaged star formation rate was higher in the past (Madau et al. 1996; Lilly et al. 1996; Flores et al. 1999) and the overall metallicity in the Universe at earlier times was correspondingly lower. We might expect galaxies to be considerably brighter at a given metallicity (i.e. luminosity evolution) if they are forming stars at higher rates. A high or intermediate redshift galaxy sample ought to be systematically displaced from the local sample in the L–Z plane if individual galaxies reflect these cosmic evolution processes. However, if local effects such as the gravitational potential and “feedback” from stellar winds and supernova regulate the star formation and chemical enrichment process, the L–Z relation might be less dependent on the cosmic epoch. In fact, feedback could confuse the use of metallicity as a simple metric (Garnett 2002).

Figure 9 presents the  $M_B$  vs.  $12 + \log(O/H)$  relations for our LIRG sample, compared with the local (from K92 and J20) and the other two high- $z$  samples (from Kobulnicky et al. 2003 and Lilly et al. 2003). The  $M_B$  values of the compared samples



**Fig. 9.** The  $M_B$ –metallicity relation of our distant LIRGs (with the typical uncertainty of 0.08 dex on metallicity), compared with other samples and Pegase2 models: **a)** with the local galaxies from K92 and J20; the vertical arrow connecting with the solid fit line shows the maximal extinction effect on  $M_B$ , assuming an average extinction correction of  $A_V = 2.36$ . **b)** Pegase2 infall models are superimposed assuming a total mass of  $10^{11} M_\odot$  and infall times of 5 Gyr and 1 Gyr (the solid and dashed lines with pentagons, respectively); the different timescales are indicated below pentagons. **c)** With the galaxies with  $0.4 < z < 0.82$  from Kobulnicky et al. (2003). **d)** With the galaxies with  $0.47 < z < 0.92$  from Lilly et al. (2003); solid triangles represent the LIRGs in the Lilly et al. sample for which we suspect that their location should move to lower metal abundance values (see text), reconciling their results to ours and those of Kobulnicky et al. The linear least-squares fits of the samples are given: the *solid line* is for our distant LIRGs, the *short-dashed line* for the local sample, and the *long-dashed lines* for the other two high- $z$  samples.

have been corrected to be the same cosmological model as ours and in the AB system. The linear least-squares fits for the corresponding galaxy samples are also given by considering the metallicity as an independent variable.

### 6.3.1. Comparison with local disks

Figure 9a compares the L–Z relation for the LIRGs to that of local disks (K92 and J20), which are restricted to moderately star forming galaxies ( $EW(H\beta) < 20 \text{ \AA}$ ) following Kobulnicky et al. (2003). For the local disks, there is a correlation between  $L_B$  and  $Z$ , with some dispersion at low luminosity, which could be related to different star formation histories at different epochs. For the brightest/more abundant disks,

this might be translated into a mass–abundance relation, assuming that their  $B$  lights are dominated by emissions from intermediate or old stellar populations. Most of the low redshift sample galaxies (the *triangles*) lie in the disk locus, which could be simply related to the fact that they show moderate SFRs, and are not so different from the local disks. Two of the low- $z$  galaxies (CFRS09, 13) show high metal abundances  $12 + \log(O/H) > 9.0$ . They are the so-called “CFRS H $\alpha$ -single” galaxies studied by Liang et al. (2004), and are over-abundant spirals. The situation for distant LIRGs is far more complex. At a given metal abundance, all of them show much larger  $B$  luminosities than local disks, which corresponds to  $\delta M_B = 2.5 \text{ mag}$  at the median  $12 + \log(O/H) = 8.67$  (with the median  $M_B = -21.24$ ). These galaxies show  $\sim 0.3$  dex lower

metallicity than that of the local disks with the similar  $B$  luminosity (e.g. the median  $M_B = -21.24$ ). Adopting  $A_V(\text{Balmer})$  instead of  $A_V(\text{IR})$  would move the median metal abundance value of our galaxies by +0.03 dex.

The small  $M_B$  variation with metallicity is probably related to selection effect because distant ISOCAM sources likely correspond to luminous (and massive?) systems (also see Franceschini et al. 2003). As an aside, they are also consistent with an infall model (single-zone Pegase2 from Floc & Rocca-Volmerange 1999) as displayed in Fig. 11 of Kobulnicky et al. (2003) for a  $10^{11} M_\odot$  galaxy (our Fig. 9b). The model assumes a SFR proportional to the gas mass where the galaxy is built by exponentially decreasing infall of primordial gas with an infall timescale of 5 Gyr (the solid line with pentagons). Here the nucleosynthesis yields of stars (from the  $B$ -series models of Woosley & Weaver 1995) have been arbitrarily reduced by a factor of 2 to avoid overproduction of metals at late times (see Kobulnicky et al. 2003). The dispersion of the points around this relation may be reproduced by adding singular burst of star formation of  $10^{6-7} M_\odot$  on the model galaxy.

However, we believe that Fig. 9a does not tell us all of the story. Indeed, distant LIRGs show SFRs extending from 30 to several hundreds of  $M_\odot \text{yr}^{-1}$  and high gas extinctions. Conversely to local quiescent disks, their  $B$  luminosities are dominated by young stars, and as such, are strongly affected by dust effects. The latter cannot be accurately estimated from their spectral energy distribution, without a careful modelling of stellar populations, IMF and of the dust geometry. We can estimate the maximal  $B$  luminosity of distant LIRGs, which can be reached if all blue stars were embedded in the ionized gas. This “maximal” dust correction is represented in Fig. 9a by a big vertical arrow connecting with the linear least-squares fit of our high- $z$  LIRGs sample, assuming an average extinction correction  $A_V(\text{IR}) = 2.36$  (or 3 mag at  $4350 \text{ \AA}$ ). Then, at a given metal abundance, LIRGs have  $B$  luminosities by far larger than those of the local disks, which excess  $\delta M_B$  ranging from 2.5 mag to more than 5 mag at the median  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.67$ . Assuming an infall gas model, distant LIRGs could be interpreted as forming very massive systems with total mass ranging from  $10^{11} M_\odot$  to  $\leq 10^{12} M_\odot$ , which extend from massive disks to massive ellipticals.

It is valuable to notice that, at the given magnitude (the median value), the metallicity of the distant LIRGs are also lower by  $\sim 0.3$  dex than those of other local samples (Contini et al. 2002; Lamareille et al. 2004; Melbourne & Salzer 2002). Because the above studies are based on UV or  $\text{H}\alpha$  emission, they mostly include low luminosity (mass?) systems in the local Universe. In Fig. 9a we have chosen to compare our results to those of more massive objects, i.e. the spiral galaxies from K92 and J20, because this provides us a better tool to understand evolutionary effects.

### 6.3.2. Comparison with other high- $z$ samples

Figure 9c compares the distant LIRGs with the high- $z$  galaxies from Kobulnicky et al. (2003) with  $0.4 < z < 0.82$  ( $EW(\text{H}\beta) < 20 \text{ \AA}$ ). Kobulnicky et al. estimated the O/H values

using  $R_{23}$  and  $O_{32}$  parameters obtained from the corresponding equivalent widths of the lines, which are believed to be less affected by dust extinction (see Kobulnicky & Phillips 2003). The metallicities of their galaxies are in similar range to ours, but the galaxies are fainter at a given metallicity. The median ( $M_B, 12 + \log(\text{O}/\text{H})$ ) of their sample is about (8.64,  $-20.08$ ). The difference between the two samples decreases at increasing metallicity, from  $\delta M_B = 2.3$  mag at  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.42$  to  $\delta M_B = 0$  at  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.85$ . The  $\delta M_B$  is  $\sim 1$  mag at the median abundance of 8.67 of our LIRGs. This discrepancy in  $M_B$  reflects that our sample galaxies are brighter and possibly more massive than the rest-frame blue selected sample of DGSS galaxies.

Figure 9d compares the distant LIRGs with the distant CFRS sample studied by Lilly et al. (2003). The  $M_B$  values of the two galaxy samples are very similar, from about  $-19.8$  to  $-22.5$ . The linear least-squares fits of the two samples (the solid line is for our sample, and the long-dashed line is for Lilly’s sample) show a non-significant difference in L–Z relation:  $\delta M_B \sim 0.4$  mag. For reasons of clarity, we have restricted the sample of Lilly et al. (2003) to the CFRS 3<sup>h</sup> and 14<sup>h</sup> fields, which have been surveyed by ISOCAM. Among this subsample of 42 galaxies, 10 have been identified to be LIRGs by ISO (shown as *filled triangles* in Fig. 9d). The derived oxygen abundances by Lilly et al. for these 10 ISO-galaxies show a median value of  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.98$ , which is  $\sim 0.3$  dex higher than the median value of our distant LIRG sample. Indeed, Lilly et al. (2003) assumed a constant extinction of  $A_V = 1$  for all their galaxies, which strongly underestimates the average extinction for LIRGs, and then, leads to underestimated  $[\text{O}/\text{H}]_{3727/\text{H}\beta}$  ratios, hence the overestimated oxygen abundances. This effect has been checked by us in investigating the properties of two common galaxies in the two samples. For CFRS02 ( $A_V = 3.24$ ) and CFRS06 ( $A_V = 2.74$ ), Lilly et al. (2003) found the 0.5 dex and 0.3 dex larger  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  values than our estimates, respectively. If one assumes an average  $A_V = 2.36$  for LIRGs in the Lilly et al. sample, this would move all the corresponding points (full triangles) towards a lower metallicity by  $\sim 0.3$  dex. Extinction effects could thus reconcile Lilly et al.’s results with those of Kobulnicky et al. (2003).

## 7. Discussion

We have gathered a sample of 105 ISOCAM galaxies for which we present detailed optical spectroscopic properties. The sample, although slightly biased towards high IR luminosity, shows several strikingly similar properties with the local sample of IRAS galaxies studied by V95 and Kim et al. (1995). This includes a similar IR luminosity distribution, continuum color, extinction and ionizing properties. We believe that our sample provides a good representation of distant LIRG properties. We also confirm that, for  $>77\%$  of the distant LIRGs selected by ISOCAM at  $15 \mu\text{m}$ , star formation is responsible for most of their IR emission.

ISO distant galaxies present a L–Z diagram strikingly different from that of local disks. Distant LIRGs are forming stars at very large rates, and their L–Z diagram is almost an

horizontal line reaching the local disk L–Z correlation: they are the systems actively building up their metal content. At the median luminosity ( $M_B = -21.24$ ), their median  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  is about 0.3 dex smaller than the local disk value, and even less if we correct the  $M_B$  value for extinction. It is unlikely that this discrepancy is related to our determination of metallicity, because we have adopted the conservative assumption that all distant LIRGs lie on the upper branch of the  $R_{23} - \text{O}/\text{H}$  diagram, i.e. with  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \geq 8.35$ . In the following, we investigate the relation between distant LIRGs and present-day disk galaxies.

LIRGs can reach the local disk locus by either a progressive enrichment of their metal content or fading. Both cases are somewhat extreme. Single-zone infall models with infall time from  $\tau = 1$  to 5 Gyr could easily reproduce the link between distant LIRGs, the distant large disks, and the local massive disks (see Fig. 9b). These models predict the total masses of galaxies range from  $10^{11} M_\odot$  to  $\leq 10^{12} M_\odot$ . The latter mass value comes from the maximal B band luminosity (see Sect. 6.3.1). As noticed by Kobulnicky et al. (2003), reducing the infall time (to values down to few  $10^8$  years) would lead to overproduction of metal at later times. However, we believe that simple infall models cannot apply during the whole history of the galaxy: several factors can prevent the star formation from being held at very large rates, including disk self regulation (Silk 1997), gas consumption or small timescales related to merging events.

A major problem is the uncertainty about the characteristic infall time: if much smaller than 1 Gyr, distant LIRGs might fade away after the burst and be progenitors of low mass disks. It is likely that LIRGs correspond to specific events of strong star formation in galaxy history: if associated to mergers, such events should be rather short, within few  $10^7$  to  $10^8$  years, leading to relatively small amounts of formed stellar mass and metals. Indeed, several consecutive bursts are predicted by merging simulations. Several minor merger events may occur in a Hubble time. The study of the Balmer absorption lines of these LIRGs will be presented in a forthcoming paper (Marcellac et al. 2004), in which they will be used to quantify the mass fraction of stars born during the starbursts as well as the duration of these bursts.

LIRG morphologies suggest that a noticeable amount of them are intimately linked with the population of large disks. Using HST color maps of 34 distant LIRGs drawn from the CFRS sample, Zheng et al. (2004) showed that 36% of the LIRGs have disk morphologies and only 17% are major mergers of two galactic disks, which confirms the preliminary study in Flores et al. (1999). Lilly et al. (1998) have gathered a small but representative sample of large disks ( $r_{\text{disk}} \geq 4 h_{50}^{-1}$ ) at  $z \geq 0.5$ , which appears in number density comparable to that of local large disks. Restricting this sample to the two CFRS fields surveyed by ISO (3<sup>h</sup> and 14<sup>h</sup>), 6 (30%) of the 19 large disks are LIRGs ( $L_{\text{IR}}$  from 3 to  $18 \times 10^{11} L_\odot$ ) detected by ISO (4 of them are indeed detected by ISO but 2 of them are in the supplementary catalog of Flores et al. 1999; also see Zheng et al. 2004). If we assume that the sample of Lilly et al. (1998) is a good representation of massive disks in the  $0.5 < z < 1$  volume, and that a large fraction of them are

experiencing strong star forming episodes (LIRGs), this could constrain the amount of metal/stellar mass they have formed. The elapsed time between  $z = 1$  and  $z = 0.5$  is  $\sim 2.7$  Gyr, and if 30% of distant disks are experiencing strong star formation episodes (LIRGs), infall time likely averages to a value close to 1 Gyr: this would suffice to produce an amount of metal to reach the upper metal branch of local massive disks.

Unfortunately, at present, we only have a few  $K$  band measurements for the sample galaxies studied here to estimate their stellar masses. However, Zheng et al. (2004) has derived rest-frame  $K$ -band luminosities ranging from  $1.4 \times 10^{10} L_\odot$  to  $2.9 \times 10^{11} L_\odot$  for 24 of their distant LIRGs. The characteristic time for doubling the stellar masses of the distant LIRGs ranges from  $10^8$  to  $10^9$  years. Since in the very simple model (1 Gyr infall) described above, a noticeable fraction of the gas was not converted into stars, this supports our view that LIRGs are related to the formation of massive systems ( $\sim 10^{11} M_\odot$ , mostly large disks). On average,  $z \sim 1$  large disks could double their metal content and their stellar mass to reach the massive spiral locus at  $z < 0.5$ . This is consistent with Franceschini et al. (2003), who found that the distant IR sources in the HDF-S are hosted by massive galaxies ( $M \sim 10^{11} M_\odot$ ), with an observed median star forming activity parameter,  $M/\text{SFR} \sim 1$  Gyr.

Our result is globally in agreement with that of Franceschini et al. (2003) who found that the host galaxies of ISO sources are massive members of groups with typically high rates of star formation ( $\text{SFR} \sim 10$  to  $300 M_\odot \text{yr}^{-1}$ ), and suggested that the faint ISOCAM galaxies appear to form a composite population, including moderately active but very massive spiral-like galaxies, and very luminous ongoing starbursts, in a continuous sequence.

## 8. Conclusion

A large sample (105) ISO/15  $\mu\text{m}$ -selected sources in three ISO deep survey fields (CFRS 3<sup>h</sup>, UDSR and UDSF) are studied on the basis of their high quality VLT/FORS2 spectra and the infrared data from ISO. Among the 92 redshift-identified objects, 75 (64 with  $z > 0.4$ ) are classified to be EL galaxies. 66 (55 with  $z > 0.4$ ) objects are EL galaxies out of the 77 ISOCAM 15  $\mu\text{m}$  detected sources. This is by far the largest sample of spectra of distant ISO galaxies. We present here their properties derived from the emission lines. The redshift distribution ( $z_{\text{med}} = 0.587$ ) is consistent with that of previous studies, and some galaxies belong to a  $z \sim 0.70$  cluster (in the UDFS field) or to a  $z \sim 0.166$  galaxy group (in the UDSR field). This study provides us:

- An accurate calculation of the extinction coefficient from Balmer emission lines, which properly account for underlying Balmer absorption ( $A_V(\text{Balmer})$ , median value of 1.82 for  $z > 0.4$  sample galaxies).
- An energy balance between IR and Balmer luminosities which provides us with an original way to calculate an IR-based extinction coefficient ( $A_V(\text{IR})$ , median value of 2.36 for  $z > 0.4$  galaxies).
- A good correlation between the above-mentioned two extinction coefficients, which, for the first time, allows us to

reliably obtain the chemical properties of distant galaxies with considering interstellar extinction; this diagram could also be used as a diagnostic of their dust geometry and star formation history.

- The very similar general properties of  $z > 0.4$  ISO sources to those of the local IRAS LIRGs studied by V95, including IR luminosity distribution, continuum color, ionization and extinction properties, which ensures that our sample is representative of LIRGs in the distant Universe.
- An extinction-corrected diagnostic diagram based on  $[\text{O II}]/\text{H}\beta$  and  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  ratios, which confirms the small fraction ( $\sim 23\%$ ) of Seyferts and LINERs for ISOCAM  $15\ \mu\text{m}$  sources found in other studies (Flores et al. 1999; Fadda et al. 2002; Elbaz et al. 2002).
- A determination of O/H metallicity, which ranges from 8.36 to 8.93 in  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  for the  $z > 0.4$  sample; no obvious trend is found between the IR luminosity and the metallicity.

This study shows that distant LIRGs form a peculiar sequence in the  $M_B$ -O/H diagram, which is a broad L–Z relation at bright  $B$  absolute luminosities. When compared to local bright disks, at constant metallicity ( $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.67$ , median value), LIRGs are from 2.5 to 5 mag more luminous, and at constant  $M_B$  ( $M_B = -21.24$ , median value), they are more than two times deficient in metal. These properties can be reproduced with infall models though one has to limit the infall time to avoid overproduction of metals in late time. Models predict a total mass ranging from  $10^{11} M_\odot$  to  $\leq 10^{12} M_\odot$ , which can be twice of the stellar masses of distant LIRGs derived by Zheng et al. (2004) on the basis of the  $K$  band luminosities. In a forthcoming paper (Hammer et al. 2004) we investigate whether LIRG properties could be related to a recent and significant star formation in massive galaxies, including spirals.

**Acknowledgements.** We are very grateful to Dr. Jarle Brinchmann for the very detailed and valuable comments which have greatly helped us in improving this paper. We thank Dr. Nicolas Gruel for providing us an up-dated version of his software; we are grateful to Dr. Xianzhong Zheng for his comments and suggestions. We thank Dr. David Koch for his help to improve the English language in the text. We also thank Dr. Xiang-Ping Wu for valuable discussions about the cosmological parameters. This work has been supported by grants of the French Ministry of Education and of the K. C. WONG Education Foundation and CNRS.

## References

- Allende Prieto, C., Lambert, D. L., & Asplund, M. 2001, *ApJ*, 556, L63
- Anders, E., & Grevesse, N. 1989, *GeCoA*, 53, 197
- Aussel, H., Cesarsky, C. J., Elbaz, D., & Starck, J. L. 1999, *A&A*, 342, 313
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *PASP*, 93, 5
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., et al. 2003, *MNRAS*, in press [arXiv:astro-ph/0311060]
- Cardiel, N., Elbaz, D., Schiavon, R. P., et al. 2003, *ApJ*, 584, 76
- Cesarsky, C. J., Abergel, A., Agnese, P., et al. 1996, *A&A*, 315, L32
- Contini, T., Treyer, M. A., Sullivan, M., & Ellis, R. S. 2002, *MNRAS*, 330, 75
- Coziol, R., Doyon, R., & Demers, S. 2001, *MNRAS*, 325, 1081
- Edmunds, M. G., & Pagel, B. E. J. 1984, *MNRAS*, 211, 507
- Elbaz, D., & Cesarsky, C. J. 2003, *Science*, 300, 270
- Elbaz, D., Cesarsky, C. J., Fadda, D., et al. 1999, *A&A*, 351, L37
- Elbaz, D., Cesarsky, C. J., Chanial, P., et al. 2002, *A&A*, 384, 848
- Elbaz, D., et al. 2004, in preparation
- Fadda, D., Flores, H., Hasinger, G., et al. 2002, *A&A*, 383, 838
- Fioc, M., & Rocca-Volmerange, B. 1999 [arXiv:astro-ph/9912179]
- Fitzpatrick, E. L. 1999, *PASP*, 111, 63
- Flores, H., Hammer, F., Thuan, T. X., et al. 1999, *ApJ*, 517, 148
- Flores, H., Hammer, F., Elbaz, D., et al. 2004a, *A&A*, 415, 885
- Flores, H., et al. 2004b, in preparation
- Franceschini, A., Aussel, H., Cesarsky, C., et al. 2001, *A&A*, 378, 1
- Franceschini, A., Berta, S., Rigopoulou, D., et al. 2003, *A&A*, 403, 501
- Garnett, D. R. 2002, *ApJ*, 581, 1019
- Genzel, R., & Cesarsky, C. J. 2000, *ARA&A*, 38, 761
- Giedke, K., Wilms, J., Lamer, G., et al. 2003, *AN*, 324, 136
- Giedke, K., Wilms, J., Stauber, R., et al. 2001, *AGM*, 18, 187
- Grevesse, N., & Sauval, A. J. 1998, *Space Sci. Rev.*, 85, 161
- Gruel, N. 2002, Ph.D. Thesis (<http://girafdb.obspm.fr/~lirgsiso>)
- Hammer, F., Flores, H., Liang, Y. C., et al. 2004, *Nature*, submitted
- Hammer, F., Le Fèvre, O., Lilly, S. J., et al. 1997, *ApJ*, 481, 49
- Hammer, F., Gruel, N., Thuan, T. X., et al. 2001, *ApJ*, 550, 570
- Hopkins, A. M., Miller, C. J., Nichol, R. C., et al. 2003, *ApJ*, 599, 971
- Jacoby, G. H., Hunter, D. A., & Christian, C. A. 1984, *ApJS*, 56, 257
- Jansen, R. A., Franx, M., Fabricant, D., & Caldwell, N. 2000a, *ApJS*, 126, 271
- Jansen, R. A., Fabricant, D., Franx, M., & Caldwell, N. 2000b, *ApJS*, 126, 331 (J20)
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., et al. 2003, *MNRAS*, 346, 1055
- Kennicutt, R. C., Jr. 1992a, *ApJS*, 79, 255
- Kennicutt, R. C., Jr. 1992b, *ApJ*, 388, 310 (K92)
- Kennicutt, R. C., Jr. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kewley, L. J., & Dopita, M. A. 2002, *ApJS*, 142, 35
- Kewley, L. J., Heisler, C. A., Dopita, M. A., et al. 2001, *ApJS*, 132, 37
- Kim, D. C., Sanders, D. B., Veilleux, S., et al. 1995, *ApJS*, 98, 129
- Kobulnicky, H. A., & Phillips, A. 2003, *ApJ*, 599, 1031
- Kobulnicky, H. A., Kennicutt, R. C., Jr., & Pizagno, J. L. 1999, *ApJ*, 514, 544
- Kobulnicky, H. A., & Zaritsky, D. 1999, *ApJ*, 511, 118
- Kobulnicky, H. A., Willmer, C. N. A., Weiner, B. J., et al. 2003, *ApJ*, 599, 1006
- Lagache, G., & Dole, H. 2001, *A&A*, 372, 702
- Lamer, G., Wagner, S., Zamorani, G., et al. 2003, *AN*, 324, 16
- Lamareille, F., Mouhcine, M., Contini, T., et al. 2004, *MNRAS*, in press [arXiv:astro-ph/0401615]
- Liang, Y. C., Hammer, F., Flores, H., et al. 2004, *A&A*, 417, 905
- Lilly, S. J., Carollo, C. M., & Stockton, A. N. 2003, *ApJ*, 597, 730
- Lilly, S. J., Le Fèvre, O., Hammer, F., & Crampton, D. 1996, *ApJ*, 460, L1
- Lilly, S. J., Schade, D., Le Fèvre, O., et al. 1998, *ApJ*, 500, 75
- Madau, P., Ferguson, H. C., Dickinson, M. E., et al. 1996, *MNRAS*, 283, 1388
- Maier, C., Meisenheimer, K., & Hippelein, H. 2004, *A&A*, 418, 475
- McCall, D., Elbaz, D., et al. 2004, *A&A*, in preparation
- McCall, M. L., Rybski, P. M., & Shields, G. A. 1985, *ApJS*, 57, 1
- McGaugh, S. S. 1991, *ApJ*, 380, 140

880

Y. C. Liang et al.: The L–Z relation of distant luminous infrared galaxies

- Melbourne, J., & Salzer, J. J. 2002, *AJ*, 123, 2302
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei* (Mill Valley, California: University Science Books)
- Poggianti, B. M., Smail, I., Dressler, A., et al. 1999, *ApJ*, 518, 576
- Puget, J.-L., Abergel, A., Bernard, J.-P., et al. 1996, *A&A*, 308, L5
- Puget, J. L., Lagache, G., Clements, D. L., et al. 1999, *A&A*, 345, 29
- Richer, M. G., & McCall, M. L. 1995, *ApJ*, 445, 642
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Silk, J. 1997, *ApJ*, 481, 703
- Soifer, B. T., Houck, J. R., & Neugebauer, G. 1987, *ARA&A*, 25, 187
- Soifer, B. T., & Mirabel, I. F. 1996, *ARA&A*, 34, 749
- Telles, E., & Erlevich, R. 1997, *MNRAS*, 286, 183
- Vacca, W. D., & Conti, P. S. 1992, *ApJ*, 401, 543
- Veilleux, S., Kim, D. C., Sanders, D. B., et al. 1995, *ApJS*, 98, 171 (V95)
- Veilleux, S., & Osterbrock, D. E. 1987, *ApJS*, 63, 295
- Woosley, S. E., & Weaver, T. A. 1995, *ApJS*, 101, 181
- Zaritsky, D., Kennicutt, R. C., & Huchra, J. P. 1994, *ApJ*, 420, 87
- Zheng, X. Z., Hammer, F., Flores, H., et al. 2004, *A&A*, 421, 847

Y. C. Liang et al.: The L–Z relation of distant luminous infrared galaxies , *Online Material p 1*

## Online Material

Y. C. Liang et al.: The L–Z relation of distant luminous infrared galaxies , *Online Material p 2*

**Table 1.** Basic data of the sample galaxies in CFRS 3<sup>h</sup> field.

| Object         | RA         | Dec         | $z$    | $I_{ABphot}$ | $I_{ABspec}$ | Aper | $M_{B,AB}$ | Type | $f(S15)$ | $\log(\frac{L_{IR}}{L_{\odot}})$ | $SFR_{IR}$          |
|----------------|------------|-------------|--------|--------------|--------------|------|------------|------|----------|----------------------------------|---------------------|
| Slit           | (J2000)    | (J2000)     |        |              |              |      |            |      | $\mu Jy$ |                                  | $M_{\odot} yr^{-1}$ |
| (1)            | (2)        | (3)         | (4)    | (5)          | (6)          | (7)  | (8)        | (9)  | (10)     | (11)                             | (12)                |
| 03.1153 CFRS01 | 3 02 52.12 | +00 12 56.3 | 0.0000 | 21.64        | 21.89        | 1.26 | –          | Star | 0.0      | 0.00                             | 0.00                |
| 03.1309 CFRS02 | 3 02 52.01 | +00 10 33.0 | 0.6172 | 20.62        | 21.13        | 1.60 | –21.49     | EL   | 507.0    | $11.86 \pm 0.08$                 | 124.86              |
| 03.1324 CFRS03 | 3 02 50.72 | +00 10 41.0 | 0.1748 | 21.80        | 21.20        | 0.58 | –17.19     | EL   | 0.0      | 0.00                             | 0.00                |
| 03.1183 CFRS04 | 3 02 49.37 | +00 13 7.5  | 0.3870 | 21.90        | 21.93        | 1.03 | –18.37     | Ear  | 419.0    | $11.26 \pm 0.10$                 | 31.06               |
| 03.1188 CFRS05 | 3 02 48.85 | +00 12 30.2 | 0.9999 | 21.68        | 23.58        | 5.75 | –          | ?    | 0.0      | –                                | –                   |
| 03.1349 CFRS06 | 3 02 49.08 | +00 10 1.8  | 0.6169 | 20.87        | 21.47        | 1.74 | –21.16     | EL   | 334.0    | $11.56 \pm 0.11$                 | 62.07               |
| 03.1522 CFRS07 | 3 02 47.31 | +00 13 7.2  | 0.5870 | 22.02        | 23.18        | 2.91 | –19.59     | ?    | 213.0    | $11.21 \pm 0.12$                 | 28.06               |
| 03.0422 CFRS08 | 3 02 46.29 | +00 13 53.6 | 0.7154 | 21.21        | 21.97        | 2.01 | –21.22     | EL   | 331.0    | $11.72 \pm 0.11$                 | 90.80               |
| 03.0641 CFRS09 | 3 02 45.93 | +00 11 25.7 | 0.2613 | 20.03        | 20.81        | 2.05 | –19.11     | EL   | 0.0      | 0.00                             | 0.00                |
| 03.0445 CFRS10 | 3 02 44.57 | +00 12 20.1 | 0.5276 | 20.64        | 21.20        | 1.70 | –21.23     | EL   | 220.0    | $11.17 \pm 0.19$                 | 25.67               |
| 03.1541 CFRS11 | 3 02 43.38 | +00 12 9.5  | 0.6895 | 21.85        | 21.80        | 1.06 | –20.52     | EL   | 425.0    | $11.86 \pm 0.10$                 | 123.54              |
| 03.0495 CFRS12 | 3 02 41.54 | +00 14 42.9 | 0.2614 | 19.43        | 20.01        | 2.05 | –19.82     | EL   | 323.0    | $10.60 \pm 0.12$                 | 6.81                |
| 03.0711 CFRS13 | 3 02 42.31 | +00 10 1.4  | 0.2615 | 21.04        | 21.52        | 1.55 | –18.54     | EL   | 180.0    | $10.32 \pm 0.22$                 | 3.56                |
| 03.0507 CFRS14 | 3 02 40.44 | +00 14 3.8  | 0.4652 | 20.95        | 21.33        | 1.42 | –20.47     | EL   | 195.0    | $11.04 \pm 0.30$                 | 19.00               |
| 03.1531 CFRS15 | 3 02 39.72 | +00 13 21.2 | 0.7163 | 21.81        | 23.56        | 4.96 | –20.52     | EL   | 293.0    | $11.65 \pm 0.11$                 | 76.85               |
| 03.0533 CFRS16 | 3 02 38.80 | +00 14 17.5 | 0.8274 | 21.47        | 21.98        | 1.60 | –21.38     | EL   | 401.0    | $12.10 \pm 0.10$                 | 215.84              |
| 03.0776 CFRS17 | 3 02 39.18 | +00 10 35.1 | 0.8837 | 22.37        | 22.88        | 1.60 | –20.69     | EL   | 177.0    | $11.59 \pm 0.20$                 | 67.38               |
| 03.0799 CFRS18 | 3 02 38.21 | +00 11 50.1 | 0.9999 | 24.04        | 25.47        | 3.73 | –          | ?    | 0.0      | –                                | –                   |
| 03.0828 CFRS19 | 3 02 37.44 | +00 11 17.4 | 0.3310 | 22.44        | 23.29        | 2.19 | –17.83     | EL   | 305.0    | $10.88 \pm 0.12$                 | 12.95               |
| 03.0569 CFRS20 | 3 02 35.63 | +00 14 12.0 | 0.1810 | 21.33        | 22.32        | 2.49 | –16.73     | ?    | 176.0    | $9.88 \pm 0.23$                  | 1.32                |
| 03.0578 CFRS21 | 3 02 35.19 | +00 14 10.1 | 0.2189 | 20.79        | 22.27        | 3.91 | –18.62     | EL   | 167.0    | $10.07 \pm 0.23$                 | 2.04                |
| 03.0589 CFRS22 | 3 02 34.41 | +00 13 31.9 | 0.7172 | 22.18        | 22.53        | 1.38 | –20.25     | EL   | 0.0      | 0.00                             | 0.00                |
| 03.5004 CFRS23 | 3 02 34.82 | +00 12 42.9 | 0.0875 | 17.74        | 19.63        | 5.68 | –          | EL   | 2089.0   | $10.29 \pm 0.08$                 | 3.35                |
| 03.0916 CFRS24 | 3 02 33.71 | +00 11 37.7 | 1.0300 | 21.31        | 22.05        | 1.98 | –          | QSO  | 219.0    | $12.04 \pm 0.12$                 | –                   |
| 03.0932 CFRS25 | 3 02 33.14 | +00 11 5.2  | 0.6478 | 21.37        | 22.21        | 2.17 | –20.73     | EL   | 529.0    | $11.94 \pm 0.09$                 | 150.83              |
| 03.0006 CFRS26 | 3 02 31.53 | +00 14 3.3  | 0.8836 | 23.29        | 23.94        | 1.82 | –19.77     | EL   | 183.0    | $11.61 \pm 0.23$                 | 69.65               |
| 03.0015 CFRS27 | 3 02 30.73 | +00 12 58.6 | 0.1980 | 21.68        | 21.64        | 0.96 | –16.60     | Ear  | 0.0      | 0.00                             | 0.00                |
| 03.0138 CFRS28 | 3 02 30.82 | +00 11 1.8  | 0.4797 | 20.09        | 20.46        | 1.41 | –20.87     | Ear  | 0.0      | 0.00                             | 0.00                |
| 03.0035 CFRS29 | 3 02 29.41 | +00 12 59.8 | 0.8804 | 21.16        | 21.99        | 2.15 | –21.88     | EL   | 318.0    | $12.03 \pm 0.12$                 | 182.36              |
| 03.0149 CFRS30 | 3 02 29.51 | +00 9 17.2  | 0.2510 | 20.74        | 22.29        | 4.17 | –18.92     | EL   | 0.0      | 0.00                             | 0.00                |
| 03.0062 CFRS31 | 3 02 27.20 | +00 13 56.6 | 0.8272 | 20.96        | 21.79        | 2.15 | –21.85     | EL   | 228.0    | $11.67 \pm 0.15$                 | 80.51               |
| 03.0174 CFRS32 | 3 02 27.53 | +00 10 57.2 | 0.5251 | 22.31        | 23.06        | 2.00 | –19.11     | EL   | 212.0    | $11.16 \pm 0.26$                 | 24.66               |
| 03.0186 CFRS33 | 3 02 26.86 | +00 10 55.1 | 0.5254 | 22.01        | 22.88        | 2.23 | –19.32     | EL   | 185.0    | $11.08 \pm 0.25$                 | 20.58               |
| 03.0085 CFRS34 | 3 02 25.24 | +00 13 24.8 | 0.6089 | 22.00        | 22.29        | 1.31 | –19.96     | EL   | 203.0    | $11.21 \pm 0.20$                 | 27.66               |

Note: The magnitude of CFRS23 is  $R_{AB}$  and is not  $I_{AB}$ .

Y. C. Liang et al.: The L–Z relation of distant luminous infrared galaxies , *Online Material p 3***Table 2.** Basic data of the sample galaxies in UDSR and UDSF fields.

| Object<br>Slit<br>(1) | RA<br>(J2000)<br>(2) | Dec<br>(J2000)<br>(3) | z<br>(4) | $R_{ABphot}$<br>(5) | $R_{ABspec}$<br>(6) | $A_{per}$<br>(7) | $M_{BAB}$<br>(8) | Type<br>(9) | $f(S15)$<br>$\mu Jy$<br>(10) | $\log(\frac{L}{L_{\odot}})$<br>(11) | $SFR_{IR}$<br>$M_{\odot} yr^{-1}$<br>(12) |
|-----------------------|----------------------|-----------------------|----------|---------------------|---------------------|------------------|------------------|-------------|------------------------------|-------------------------------------|-------------------------------------------|
| UDSR01                | 3 15 02.4            | -55 21 25             | 0.1025   | 20.94               | 21.72               | 2.05             | -17.03           | EL          | 91.2                         | $8.91 \pm 0.20$                     | 0.14                                      |
| UDSR02                | 3 14 54.6            | -55 22 17             | 0.9334   | 23.16               | 23.72               | 1.67             | -20.72           | EL          | 0.0                          | 0.00                                | 0.00                                      |
| UDSR03                | 3 14 51.6            | -55 22 27             | 9999     | 23.28               | 23.77               | 1.57             | -                | ?           | 0.0                          | -                                   | -                                         |
| UDSR04                | 3 14 55.9            | -55 21 34             | 0.4501   | 22.97               | 23.21               | 1.25             | -19.42           | EL          | 231.5                        | $10.96 \pm 0.18$                    | 15.68                                     |
| UDSR05                | 3 15 07.1            | -55 19 45             | 1.0657   | 23.22               | 23.74               | 1.61             | -22.18           | EL          | 249.6                        | $12.03 \pm 0.24$                    | 183.10                                    |
| UDSR06                | 3 15 05.1            | -55 19 51             | 0.1836   | 19.88               | 20.32               | 1.50             | -19.30           | EL          | 345.5                        | $10.08 \pm 0.12$                    | 2.07                                      |
| UDSR07                | 3 14 57.3            | -55 20 31             | 0.5507   | 23.91               | 24.36               | 1.51             | -19.27           | ?           | 251.9                        | $11.10 \pm 0.19$                    | 21.85                                     |
| UDSR08                | 3 14 55.2            | -55 20 31             | 0.7291   | 21.60               | 22.18               | 1.71             | -21.52           | EL          | 235.7                        | $11.32 \pm 0.21$                    | 35.66                                     |
| UDSR09                | 3 14 56.1            | -55 20 08             | 0.3884   | 19.53               | 19.95               | 1.47             | -21.75           | EL          | 608.9                        | $11.30 \pm 0.08$                    | 34.21                                     |
| UDSR10                | 3 14 43.9            | -55 21 35             | 0.6798   | 20.84               | 21.48               | 1.80             | -22.29           | EL          | 495.2                        | $11.75 \pm 0.13$                    | 96.92                                     |
| UDSR11                | 3 14 45.7            | -55 20 53             | 0.1660   | 19.81               | 20.38               | 1.69             | -19.20           | EL          | 252.1                        | $9.82 \pm 0.13$                     | 1.15                                      |
| UDSR12                | 3 14 37.5            | -55 21 44             | 0.1654   | 20.76               | 21.15               | 1.43             | -18.23           | EL          | 226.7                        | $9.77 \pm 0.15$                     | 1.01                                      |
| UDSR13                | 3 14 35.9            | -55 21 35             | 0.1666   | 20.78               | 21.12               | 1.37             | -18.15           | EL          | 53.0                         | $9.14 \pm 0.23$                     | 0.24                                      |
| UDSR14                | 3 14 43.3            | -55 20 11             | 0.8150   | 21.56               | 22.29               | 1.96             | -22.22           | EL          | 200.1                        | $11.34 \pm 0.24$                    | 38.00                                     |
| UDSR15                | 3 14 36.3            | -55 21 02             | 0.4949   | 21.51               | 22.19               | 1.87             | -20.61           | EL          | 235.6                        | $11.03 \pm 0.19$                    | 18.40                                     |
| UDSR16                | 3 14 33.1            | -55 21 01             | 0.1662   | 20.86               | 21.15               | 1.31             | -18.29           | EL          | 180.4                        | $9.67 \pm 0.16$                     | 0.82                                      |
| UDSR17                | 3 14 41.3            | -55 19 24             | 0.9680   | 22.51               | 23.05               | 1.64             | -22.25           | EL          | 386.2                        | $12.10 \pm 0.19$                    | 219.01                                    |
| UDSR18a               | 3 14 53.5            | -55 17 26             | 9999     | 23.33               | 23.24               | 0.92             | -                | ?           | 0.0                          | -                                   | -                                         |
| UDSR18b               | 3 14 53.4            | -55 17 24             | 9999     | 24.43               | 23.74               | 0.53             | -                | ?           | 247.1                        | -                                   | -                                         |
| UDSR19a               | 3 14 39.5            | -55 19 03             | 0.0000   | 22.53               | 22.48               | 0.95             | -                | Star        | 174.7                        | 0.00                                | 0.00                                      |
| UDSR19b               | 3 14 39.3            | -55 19 01             | 0.0000   | 22.66               | 22.98               | 1.34             | -                | Star        | 174.7                        | 0.00                                | 0.00                                      |
| UDSR20                | 3 14 41.1            | -55 18 40             | 0.7660   | 21.79               | 23.12               | 3.40             | -21.87           | EL          | 214.4                        | $11.32 \pm 0.23$                    | 35.81                                     |
| UDSR21                | 3 14 43.6            | -55 17 50             | 0.4655   | 22.54               | 23.17               | 1.79             | -19.52           | EL          | 56.8                         | $10.24 \pm 0.26$                    | 3.01                                      |
| UDSR22                | 3 14 48.2            | -55 16 57             | 0.4970   | 21.92               | 23.15               | 3.10             | -                | ?           | 0.0                          | 0.00                                | 0.00                                      |
| UDSR23                | 3 14 32.1            | -55 19 02             | 0.7094   | 21.12               | 21.45               | 1.36             | -21.70           | EL          | 271.1                        | $11.38 \pm 0.20$                    | 40.96                                     |
| UDSR24                | 3 14 33.7            | -55 18 40             | 0.3136   | -                   | 20.46               | -                | -                | Ear         | 164.0                        | $10.36 \pm 0.18$                    | 3.96                                      |
| UDSR25a               | 3 14 24.8            | -55 19 35             | 0.5816   | 20.48               | 20.61               | 1.13             | -22.08           | EL          | 702.5                        | $11.85 \pm 0.09$                    | 122.08                                    |
| UDSR25b               | 3 14 24.8            | -55 19 36             | 9999     | 21.11               | -                   | -                | -                | ?           | 0.0                          | -                                   | -                                         |
| UDSR26                | 3 14 36.7            | -55 17 32             | 0.3841   | 21.08               | 21.68               | 1.74             | -20.27           | EL          | 82.5                         | $10.27 \pm 0.23$                    | 3.17                                      |
| UDSR27                | 3 14 29.6            | -55 18 22             | 0.6429   | 22.19               | 22.18               | 0.99             | -20.61           | EL          | 128.9                        | $10.80 \pm 0.23$                    | 10.93                                     |
| UDSR28                | 3 14 20.7            | -55 19 20             | 0.5210   | 20.65               | 21.01               | 1.39             | -21.76           | Ear         | 231.5                        | $11.04 \pm 0.18$                    | 18.65                                     |
| UDSR29                | 3 14 27.4            | -55 18 06             | 9999     | 23.52               | 23.43               | 0.92             | -                | ?           | 0.0                          | -                                   | -                                         |
| UDSR30                | 3 14 26.7            | -55 17 51             | 0.9590   | 22.69               | 23.08               | 1.43             | -21.45           | EL          | 408.7                        | $12.12 \pm 0.18$                    | 225.95                                    |
| UDSR31                | 3 14 25.6            | -55 17 51             | 0.9530   | 22.84               | 23.17               | 1.36             | -21.81           | ?           | 274.5                        | $11.80 \pm 0.21$                    | 109.40                                    |
| UDSR32                | 3 14 30.3            | -55 16 53             | 0.5841   | 22.33               | 22.96               | 1.79             | -19.98           | EL          | 137.3                        | $10.77 \pm 0.23$                    | 10.13                                     |
| UDSF01                | 3 13 27.6            | -55 05 53             | 0.4656   | 20.41               | 21.22               | 2.11             | -21.61           | EL          | 86.6                         | $10.45 \pm 0.11$                    | 4.82                                      |
| UDSF02                | 3 13 23.3            | -55 05 15             | 0.7781   | 22.57               | 24.00               | 3.73             | -21.43           | EL          | 47.0                         | $10.43 \pm 0.12$                    | 4.59                                      |
| UDSF03                | 3 13 33.6            | -55 04 27             | 0.5532   | 21.54               | 22.65               | 2.78             | -20.86           | EL          | 0.0                          | <10.81                              | <11.14                                    |
| UDSF04                | 3 13 28.5            | -55 04 45             | 0.9620   | 22.99               | 23.44               | 1.51             | -21.54           | EL          | 246.8                        | $11.75 \pm 0.12$                    | 97.17                                     |
| UDSF05                | 3 13 30.4            | -55 04 17             | 0.1658   | 19.85               | 20.46               | 1.75             | -19.12           | Ear         | 0.0                          | <9.59                               | <0.69                                     |
| UDSF06                | 3 13 30.2            | -55 04 04             | 0.6928   | 21.91               | 22.31               | 1.45             | -21.52           | EL          | 150.0                        | $10.97 \pm 0.33$                    | 15.97                                     |
| UDSF07                | 3 13 17.3            | -55 05 16             | 0.7014   | 22.37               | 22.95               | 1.71             | -20.70           | EL          | 154.3                        | $10.99 \pm 0.12$                    | 16.77                                     |
| UDSF08                | 3 13 14.2            | -55 05 37             | 0.7075   | 22.30               | 22.96               | 1.84             | -21.03           | EL          | 137.7                        | $10.91 \pm 0.12$                    | 14.01                                     |
| UDSF09                | 3 13 18.0            | -55 04 57             | 0.2273   | 19.99               | 20.93               | 2.38             | -19.71           | Ear         | 68.9                         | $9.58 \pm 0.10$                     | 0.69                                      |
| UDSF10                | 3 13 12.6            | -55 05 11             | 9999     | 24.04               | 24.31               | 1.28             | -                | ?           | 0.0                          | -                                   | -                                         |
| UDSF11                | 3 13 23.3            | -55 03 33             | 0.0937   | 19.36               | 19.93               | 1.69             | -18.39           | EL          | 155.4                        | $9.06 \pm 0.09$                     | 0.23                                      |
| UDSF12                | 3 13 07.7            | -55 05 26             | 0.7388   | 22.45               | 23.13               | 1.87             | -21.39           | EL          | 331.1                        | $11.56 \pm 0.13$                    | 62.83                                     |
| UDSF13                | 3 13 14.2            | -55 04 21             | 0.7605   | 23.54               | 24.37               | 2.15             | -20.44           | EL          | 906.6                        | $12.38 \pm 0.11$                    | 408.45                                    |
| UDSF14                | 3 13 09.7            | -55 04 33             | 0.8190   | 23.08               | 23.92               | 2.17             | -21.08           | EL          | 64.1                         | $10.65 \pm 0.13$                    | 7.70                                      |
| UDSF15                | 3 13 10.7            | -55 04 06             | 0.2302   | 22.60               | 23.55               | 2.40             | -17.57           | EL          | 0.0                          | <9.95                               | <1.49                                     |
| UDSF16                | 3 13 08.0            | -55 04 18             | 0.4548   | 20.39               | 21.11               | 1.94             | -21.47           | EL          | 137.6                        | $10.68 \pm 0.11$                    | 8.16                                      |
| UDSF17                | 3 13 08.6            | -55 03 57             | 0.8100   | 21.45               | 22.16               | 1.92             | -22.42           | EL          | 256.9                        | $11.52 \pm 0.14$                    | 56.97                                     |
| UDSF18                | 3 13 16.5            | -55 02 27             | 0.4620   | 21.42               | 22.08               | 1.84             | -20.60           | EL          | 170.0                        | $10.81 \pm 0.10$                    | 11.03                                     |
| UDSF19                | 3 13 09.8            | -55 03 08             | 0.5476   | 20.68               | 21.20               | 1.61             | -21.94           | EL          | 611.3                        | $11.67 \pm 0.11$                    | 80.86                                     |
| UDSF20                | 3 13 19.0            | -55 01 42             | 0.8424   | 22.30               | 23.25               | 2.40             | -                | EL          | 117.2                        | $11.04 \pm 0.14$                    | 18.84                                     |
| UDSF21                | 3 13 04.5            | -55 03 12             | 0.6980   | 21.78               | 22.41               | 1.79             | -21.35           | EL          | 0.0                          | <10.97                              | <16.20                                    |
| UDSF22                | 3 12 51.7            | -55 04 39             | 0.2298   | 20.48               | 20.88               | 1.45             | -19.38           | EL          | 134.1                        | $9.89 \pm 0.09$                     | 1.38                                      |
| UDSF23                | 3 13 05.0            | -55 02 36             | 1.0404   | 22.76               | 23.26               | 1.58             | -21.83           | ?           | 0.0                          | <11.58                              | <65.47                                    |
| UDSF24                | 3 13 04.8            | -55 02 24             | 1.1586   | 21.92               | 23.13               | 3.05             | -23.31           | EL          | 159.7                        | $11.91 \pm 0.16$                    | 138.87                                    |
| UDSF25                | 3 13 07.3            | -55 01 56             | 0.8094   | 23.32               | 24.94               | 4.45             | -20.42           | EL          | 94.2                         | $10.86 \pm 0.13$                    | 12.52                                     |
| UDSF26a               | 3 12 58.0            | -55 02 53             | 0.7027   | 23.07               | 24.63               | 4.21             | -21.60           | EL          | 0.0                          | <10.98                              | <16.31                                    |
| UDSF26b               | 3 12 57.5            | -55 02 48             | 0.7023   | 21.16               | 21.83               | 1.85             | -20.62           | EL          | 163.3                        | $11.03 \pm 0.13$                    | 18.38                                     |
| UDSF27a               | 3 12 58.4            | -55 02 34             | 9999     | 23.43               | 23.98               | 1.66             | -                | ?           | 108.1                        | -                                   | -                                         |
| UDSF27b               | 3 12 58.2            | -55 02 32             | 9999     | 23.72               | 24.33               | 1.75             | -                | ?           | 0.0                          | -                                   | -                                         |
| UDSF28                | 3 12 51.8            | -55 02 57             | 0.6612   | 21.31               | 22.25               | 2.38             | -21.84           | EL          | 321.4                        | $11.40 \pm 0.12$                    | 42.96                                     |
| UDSF29a               | 3 12 50.5            | -55 03 1              | 9999     | 24.18               | -                   | -                | -                | ?           | 0.0                          | -                                   | -                                         |
| UDSF29b               | 3 12 50.2            | -55 02 59             | 0.6619   | 22.64               | 23.37               | 1.96             | -20.45           | EL          | 353.9                        | $11.47 \pm 0.12$                    | 51.34                                     |
| UDSF30                | 3 12 44.9            | -55 03 27             | 9999     | 23.31               | 22.79               | 0.62             | -                | ?           | 114.6                        | -                                   | -                                         |
| UDSF31                | 3 12 44.0            | -55 03 21             | 0.6868   | 22.39               | 22.93               | 1.64             | -20.57           | EL          | 192.8                        | $11.10 \pm 0.13$                    | 21.71                                     |
| UDSF32                | 3 12 53.3            | -55 01 43             | 0.7268   | 23.16               | 23.78               | 1.77             | -19.73           | EL          | 226.3                        | $11.27 \pm 0.13$                    | 32.28                                     |
| UDSF33                | 3 12 53.9            | -55 01 28             | 9999     | 21.07               | 22.17               | 2.75             | -                | ?           | 295.7                        | -                                   | -                                         |

Y. C. Liang et al.: The L–Z relation of distant luminous infrared galaxies , *Online Material p 4*

**Table 3.** Redshift-identification and spectral types of the galaxies in the three fields. “ELGs” means “Emission Line Galaxies”, “ETGs” means “Early-Type Galaxies”, “z-poor” means the redshift can be gotten even the Type is not clear from the spectrum.

| Fields       | Objects | ELGs           |                |         | ETGs | Stars | QSO | z-<br>poor | z-<br>unknown | Redshifts |         | Redshift<br>identified | median<br><i>z</i> |
|--------------|---------|----------------|----------------|---------|------|-------|-----|------------|---------------|-----------|---------|------------------------|--------------------|
|              |         | ISO            |                | non-ISO |      |       |     |            |               | ISO       | non-ISO |                        |                    |
|              |         | <i>z</i> > 0.4 | <i>z</i> ≤ 0.4 |         |      |       |     |            |               |           |         |                        |                    |
| CFRS         | 34      | 16             | 5              | 4       | 3    | 1     | 1   | 2          | 2             | 25        | 7       | 94.12 %                | 0.525              |
| UDSR         | 35      | 14             | 8              | 1       | 2    | 2     | 0   | 3          | 5             | 28        | 2       | 85.71 %                | 0.521              |
| UDSF         | 36      | 21             | 2              | 4       | 2    | 0     | 0   | 1          | 6             | 24        | 6       | 83.33 %                | 0.698              |
| Three fields | 105     | 51             | 15             | 9       | 7    | 3     | 1   | 6          | 13            | 77        | 15      | 87.62 %                | 0.587              |

# Conclusions et perspectives

---

Ma thèse s'est articulée autour de l'étude de galaxies lumineuses en infrarouge (LIRGs) détectées à  $15\ \mu\text{m}$  par ISOCAM et situées à un redshift moyen voisin de  $z\sim 0.7$ . L'étude de tels objets est important dans la mesure où ils sont responsables de l'excès de sources dans les comptages ISOCAM à  $15\ \mu\text{m}$  et d'une partie du fond diffus infrarouge à  $15\ \mu\text{m}$  (Elbaz *et al.*, 2002). Une première partie de mon travail de thèse m'a permis d'étudier l'émission des poussières de ces galaxies. L'émission des poussières des LIRGs locales a été intensivement étudiée par ISOCAM et IRAS ; des distributions spectrales d'énergie ont été construites en faisant une synthèse des connaissances de l'émission infrarouge des poussières dans l'univers local. Une étude dans l'infrarouge moyen à  $15$  et  $24\ \mu\text{m}$  et dans le domaine radio à  $1.4$  et  $8.5\ \text{GHz}$  m'a permis de comparer directement l'émission des poussières de ces galaxies à celle des galaxies analogues de l'univers local et ainsi qu'aux prédictions des distributions spectrales d'énergie. Nous savons aujourd'hui que ces objets sont dominés par de la formation d'étoiles ; une meilleure compréhension de ces galaxies repose donc sur une connaissance plus approfondie de cette phase de formation stellaire responsable de l'émission des poussières. 105 spectres haute résolution de LIRGs ont été obtenus en bande R et I à l'aide de l'instrument FORS2 au VLT. La seconde partie de ma thèse est donc dédiée à l'étude de l'histoire de la formation stellaire dans ces galaxies à l'aide de ces spectres. Au cours de ma thèse j'ai utilisé un code de synthèse de population stellaire GALAXEV (Bruzual & Charlot, 2003) et une approche bayésienne inspirée de Kauffmann *et al.* (2003) afin de quantifier les paramètres de cette flambée de formation stellaire sur une vingtaine de galaxies distantes présentant un rapport signal sur bruit suffisant pour la détection des raies en absorption. L'ensemble de ces études multi-longueur d'onde m'a permis de dresser le portrait suivant des galaxies lumineuses en infrarouge :

- **Durée moyenne de la phase de formation stellaire :**

Un approche bayésienne qui compare la discontinuité à  $4000\ \text{\AA}$  et les raies en absorption  $\text{H}\delta$  et  $\text{H}8$  a montré que la durée de la phase de formation stellaire était de  $10^8$  ans environ.

- **Fraction d'étoiles formées au cours de la flambée de formation stellaire :**

Un étude rapide montre que si la flambée de formation stellaire dure environ  $10^8$  ans, le taux de formation d'étoiles est constant au cours du temps, et la masse moyenne des galaxies ISOCAM de l'ordre de  $5\times 10^{10} M_{\odot}$  (d'après les masses estimées par Dickinson *et al.* 2003), une flambée de formation stellaire forme environ 10 % de la masse de la galaxie. L'approche bayésienne amène à des valeurs plus faibles (5 % environ) pour les galaxies pour lesquelles cette approche a convergé ; ces valeurs peuvent être considérées comme des limites inférieures. En effet le rapport étoiles jeunes/vieilles est facilement estimable si on a accès à ces deux populations d'étoiles, ce qui est le cas si la fraction d'étoiles jeunes ne domine pas trop fortement le continu. Cependant ces valeurs possèdent des barres d'erreur assez larges, ce qui les rend en accord avec le résultat de 10 %.

• **Est ce que les galaxies subissent de multiples flambées de formation stellaire au cours de leur vie ?**

En se basant sur une durée de flambée de formation stellaire de  $10^8$  ans, Hammer *et al.* (2005) ont montré que les galaxies pouvaient subir 4 à 5 épisodes de ce type. Un autre argument peut être invoqué : on a vu dans la première partie que la majeure partie des étoiles de l'univers local se formaient dans de telles phases ; si une phase forme 10% de la masse stellaire, de multiple bursts sont nécessaires au cours de la vie de la galaxie.

• **Propriétés de l'émission infrarouge des poussières :**

L'étude de l'émission radio-MIR a montré qu'il n'y avait pas une forte évolution des propriétés de l'émission des poussières dans le domaine de l'infrarouge moyen. Des études précédentes avaient été réalisées (Elbaz *et al.*, 2002, Garrett, 2002, Gruppioni *et al.*, 2003, Appleton *et al.* 2004), mais ce travail a permis d'atteindre une sensibilité plus basse dans la détection radio des LIRGs ainsi que des galaxies plus distantes. Une première étude sur ces galaxies a montré que la présence de PAH était nécessaire jusqu'à  $z \sim 1$  pour expliquer l'émission à 15 et 24  $\mu\text{m}$  de ces objets. Une étude plus approfondie basée sur une comparaison directe des galaxies locales et distantes a montré que les galaxies LIRGs distantes présentent un rapport entre les luminosités à 7 et 12  $\mu\text{m}$  (L7/12) légèrement plus faible que les galaxies locales ; ceci peut s'interpréter par une géométrie différente des poussières ou des PAH plus ionisés. Elles présentent aussi un rapport entre les luminosités à 10 et 15  $\mu\text{m}$  (L10/15) plus petit. Ceci s'interprète principalement par une augmentation des silicates en absorption.

• **Les LIRGs distantes présentent-elles des signes d'évolution si on les compare aux LIRGs locales ?**

Une comparaison des LIRGs locales et distantes a montré qu'elles avaient des propriétés assez proches en terme de masse, et de position dans le diagramme D4000-raies de Balmer. Cependant une étude similaire à celle que j'ai réalisée pour un grand échantillon manque pour les objets locaux détectés par IRAS. Les propriétés des poussières semblent avoir légèrement évolué, cependant cette évolution reste compatible avec les barres d'erreurs et des études ultérieures seront nécessaires. Si cette évolution se confirme, elle peut être expliquée de plusieurs manières :

- la métallicité ; cependant les LIRGs distantes ont une métallicité solaire ou légèrement sous-solaire (Liang et al, 2004).
- la géométrie et la concentration de la poussière.
- l'ionisation des PAH.

## Quelques résultats annexes

• **Utilisation des raies de Balmer d'ordre supérieur :**

J'ai montré au cours de ma thèse qu'il était possible d'étudier les raies de Balmer d'ordre supérieur H8/H9 au lieu de H $\delta$  dans le cadre de l'approche bayésienne. De plus cette raie semble moins polluée par la métallicité, alors que cette dernière affecte H $\delta$ , mais des études sont en cours. Ce point est très intéressant dans la mesure où la raie de H8 située à plus courte longueur d'onde est plus facilement accessible pour les galaxies distantes, comme celles détectées aujourd'hui par Spitzer.

• **Comparaison des distributions locales d'énergie :**

Au cours de ma thèse, j'ai aussi mené une étude des différentes distributions spectrales d'énergie proposées par Dale & Helou (2002), Chary & Elbaz (2001) et Lagache *et al.* (2004) ; Une comparaison de ces distributions spectrales d'énergie et de galaxies locales dans des

diagrammes luminosité-luminosité et couleur-couleur a montré que la librairie de Dale & Helou présente le meilleur accord avec les galaxies locales. J'ai aussi décomposé chaque distribution spectrale d'énergie de chaque librairie en une composante PAH et continu à l'aide de la technique développée par Frédéric Galliano au cours de sa thèse. Cette technique m'a permis d'étudier les rapports entre PAH et continu à 7 et 12  $\mu\text{m}$  ainsi que les rapports entre PAH à 7 $\mu\text{m}$  et 12 $\mu\text{m}$ . La librairie de Dale & Helou présente aussi le meilleur accord avec les galaxies locales. Comme les propriétés infrarouges des galaxies distantes n'ont que faiblement évolué, les distributions spectrales d'énergies peuvent être utilisées pour déduire les luminosités infrarouges de telles galaxies avec une incertitude voisine de 40 %.

## Perspectives

### • Etude de l'évolution de la flambée de formation stellaire avec le redshift :

Une étude similaire à celle que j'ai effectuée sur les LIRGs locales détectées par IRAS pourrait permettre de voir si les paramètres de la flambée de formation stellaire des LIRGs locales sont similaires à ceux des LIRGs distantes. Une telle étude peut être effectuée à partir des galaxies du SDSS détectées par IRAS. Cette étude que je souhaiterais réaliser s'inscrit dans la continuité de mon travail sur les galaxies distantes.

Des études similaires sur des galaxies détectées par Spitzer à des redshifts de  $z \sim 1-2$  pourrait permettre de détecter des évolutions dans les flambées de formation stellaire sur des objets plus jeunes.

### • Etude de l'évolution des propriétés des LIRGs dans l'infrarouge moyen :

Nous avons aussi obtenu environ 200 spectres VIMOS de galaxies détectées par Spitzer/ISOCAM dans le Marano field. J'ai réduit les spectres et la détermination des redshifts de ces objets est en cours. Une étude similaire à celle réalisée au cours de ma thèse va être faite. Une autre manière de confirmer la faible évolution observée dans l'infrarouge moyen est d'étudier des spectres de ces objets à l'aide d'IRS (spectrographe embarqué à bord de Spitzer). Nous allons dans un premier temps obtenir de la spectroscopie d'ULIRGs distantes à l'aide d'une proposition d'observation Spitzer qui a été acceptée. Si cette évolution se confirme pour ces objets, nous essaierons d'étudier les LIRGs distantes les plus lumineuses de la même manière. Ce projet a donné lieu à une collaboration dans le projet GOODS.

### • Mise à jour des distributions spectrales d'énergies :

Les distributions spectrales d'énergies modélisées sont globalement en accord avec l'émission des galaxies distantes. Cependant le grand nombre de données obtenues par Spitzer va permettre de mettre à jour les librairies spectrales d'énergie. Nous avons vu que les galaxies présentaient une absorption plus forte par les silicates. Ce point doit être pris en compte dans les modèles. De plus la correction-k nous permet d'étudier tout le domaine 8 à 24  $\mu\text{m}$  si on considère que Spitzer détecte des objets jusqu'à  $z \sim 3$ , ce qui apporte des contraintes supplémentaires.

Beaucoup de questions se posent quant à la compréhension de cette phase : Quand ont lieu de telles phases dans les scénarios de collisions ou rencontre de galaxies ? Une manière d'étudier ce point est d'aller regarder dans des amas de galaxies autour de  $z \sim 1$  où la concentration de telles galaxies pourrait être plus forte. Je vais effectuer un post-doc au Steward observatory (TUCSON) sous la direction de George Rieke (PI de l'instrument MIPS) ; ce travail constitue

une suite logique de ma thèse. Je souhaite aborder l'étude des galaxies de type LIRGs dans les amas distants afin de mieux comprendre l'allumage de cette phase de formation stellaire et l'influence des interactions. D'autres questions se posent aussi le lien entre AGN et formation d'étoiles ou sur le devenir de tels galaxies puisqu'elles ont disparu dans l'univers local. Dans les années futures, plusieurs satellites dont Herschel (2007) et NGST (2011) vont être lancés ; ils permettront l'étude de telles galaxies plus distantes et donc plus jeunes. ALMA (2007) permettra aussi d'étudier le contenu en gaz de telles galaxies, avec une résolution et une sensibilité proche de celle qui est obtenue dans l'univers local. On pourra alors accéder au contenu en gaz de ces objets. Peut être pourra-t-on mieux appréhender le rôle de ces galaxies dans l'évolution des galaxies et continuer à déchiffrer cette pierre de Rosette.

# Bibliographie

---

- L. J. ALLAMANDOLA, A. G. G. M. TIELENS ET J. R. BARKER. *Polycyclic aromatic hydrocarbons and the unidentified infrared emission bands - Auto exhaust along the Milky Way*. **ApJ** **290**, pp. L25–L28, mars 1985.
- L. J. ALLAMANDOLA, G. G. M. TIELENS ET J. R. BARKER. *Interstellar polycyclic aromatic hydrocarbons - The infrared emission bands, the excitation/emission mechanism, and the astrophysical implications*. **ApJS** **71**, pp. 733–775, déc. 1989.
- C.W. ALLEN. *in Astrophysical quantities*. **ApJS**, 1976.
- A. ALONSO-HERRERO, G. H. RIEKE, M. J. RIEKE ET N. Z. SCOVILLE. *Extreme Star Formation in the Interacting Galaxy Arp 299 (IC 694+NGC 3690)*. **ApJ** **532**, pp. 845–866, avr. 2000.
- P. ANDRÉ. « *The Initial Conditions for Protostellar Collapse : Observational Constraints* ». In *EAS Publications Series*, pp. 1–38, 2002.
- P. ANDRE, D. WARD-THOMPSON ET M. BARSONY. *Submillimeter continuum observations of Rho Ophiuchi A - The candidate protostar VLA 1623 and prestellar clumps*. **ApJ** **406**, pp. 122–141, mars 1993.
- C. D. ANDRIESSE. *Platt particles in M 17*. **A&A** **66**, pp. 169–173, mai 1978.
- H. AUSSEL, C. J. CESARSKY, D. ELBAZ ET J. L. STARCK. *ISOCAM observations of the Hubble Deep Field reduced with the PRETI method*. **A&A** **342**, pp. 313–336, fév. 1999.
- M. L. BALOGH, S. L. MORRIS, H. K. C. YEE, R. G. CARLBERG ET E. ELLINGSON. *Differential Galaxy Evolution in Cluster and Field Galaxies at  $z \sim 0.3$* . **ApJ** **527**, pp. 54–79, déc. 1999.
- A. J. BARGER, L. L. COWIE, D. B. SANDERS, E. FULTON, Y. TANIGUCHI, Y. SATO, K. KAWARA ET H. OKUDA. *Submillimetre-wavelength detection of dusty star-forming galaxies at high redshift*. **Nature** **394**, pp. 248–251, 1998.
- N. BEL ET B. LEROY. *Zeeman splitting in interstellar molecules*. **A&A** **224**, pp. 206–208, oct. 1989.
- E. BICA ET D. ALLOIN. *A grid of star cluster properties for stellar population synthesis*. **A&AS** **66**, pp. 171–179, nov. 1986a.
- E. BICA ET D. ALLOIN. *A grid of star cluster properties for stellar population synthesis*. **A&AS** **66**, pp. 171–179, nov. 1986b.
- A. BOSMA. *21-cm line studies of spiral galaxies. I - Observations of the galaxies NGC 5033, 3198, 5055, 2841, and 7331. II - The distribution and kinematics of neutral hydrogen in spiral galaxies of various morphological types*. **AJ** **86**, pp. 1791–1846, déc. 1981a.

- A. BOSMA. *21-cm line studies of spiral galaxies. II. The distribution and kinematics of neutral hydrogen in spiral galaxies of various morphological types.* **AJ** **86**, pp. 1825–1846, déc. 1981b.
- P. BOUCHET, J. LEQUEUX, E. MAURICE, L. PREVOT ET M. L. PREVOT-BURNICHON. *The visible and infrared extinction law and the gas-to-dust ratio in the Small Magellanic Cloud.* **A&A** **149**, pp. 330–336, août 1985.
- F. BOULANGER, C. BEICHMAN, F. X. DESERT, G. HELOU, M. PERAULT ET C. RYTER. *Small grains and IRAS colors.* **ApJ** **332**, pp. 328–334, sept. 1988.
- F. BOULANGER, P. BOISSSEL, D. CESARSKY ET C. RYTER. *The shape of the unidentified infra-red bands : analytical fit to ISOCAM spectra.* **A&A** **339**, pp. 194–200, nov. 1998a.
- F. BOULANGER, P. BOISSSEL, D. CESARSKY ET C. RYTER. *The shape of the unidentified infra-red bands : analytical fit to ISOCAM spectra.* **A&A** **339**, pp. 194–200, nov. 1998b.
- R. G. BOWER, J. R. LUCEY ET R. S. ELLIS. *Precision photometry of early-type galaxies in the Coma and Virgo clusters : A test of the universality of the colour-magnitude relation. I - The data. II. Analysis.* **MNRAS** **254**, pp. 589–613, fév. 1992.
- A. BRESSAN, C. CHIOSI ET R. TANTALO. *Probing the age of elliptical galaxies.* **A&A** **311**, pp. 425–445, juil. 1996.
- G. BRUZUAL ET S. CHARLOT. *Stellar population synthesis at the resolution of 2003.* **MNRAS** **344**, pp. 1000–1028, oct. 2003.
- G. BRUZUAL A. *Spectral evolution of galaxies. I - Early-type systems.* **ApJ** **273**, pp. 105–127, oct. 1983.
- G. BRUZUAL A. ET S. CHARLOT. *Spectral evolution of stellar populations using isochrone synthesis.* **ApJ** **405**, pp. 538–553, mars 1993.
- V. BUAT, J. IGLESIAS-PÁRAMO, M. SEIBERT, D. BURGARELLA, S. CHARLOT, D. C. MARTIN, C. K. XU, T. M. HECKMAN, S. BOISSIER, A. BOSELLI, T. BARLOW, L. BIANCHI, Y.-I. BYUN, J. DONAS, K. FORSTER, P. G. FRIEDMAN, P. JELINSKI, Y.-W. LEE, B. F. MADORE, R. MALINA, B. MILLIARD, P. MORISSEY, S. NEFF, M. RICH, D. SCHIMINOVITCH, O. SIEGMUND, T. SMALL, A. S. SZALAY, B. WELSH ET T. K. WYDER. *Dust Attenuation in the Nearby Universe : A Comparison between Galaxies Selected in the Ultraviolet and in the Far-Infrared.* **ApJ** **619**, pp. L51–L54, jan. 2005.
- H. BUTCHER ET A. OEMLER. *The evolution of galaxies in clusters. II - The galaxy content of nearby clusters.* **ApJ** **226**, pp. 559–565, déc. 1978.
- D. CALZETTI, L. ARMUS, R. C. BOHLIN, A. L. KINNEY, J. KOORNNEEF ET T. STORCHBERGMANN. *The Dust Content and Opacity of Actively Star-forming Galaxies.* **ApJ** **533**, pp. 682–695, avr. 2000.
- C. J. CESARSKY, A. ABERGEL, P. AGNESE, B. ALTIERI, J. L. AUGERES, H. AUSSEL, A. BIVIANO, J. BLOMMAERT, J. F. BONNAL, F. BORTOLETTO, O. BOULADE, F. BOULANGER, S. CAZES, D. A. CESARSKY, A. CHEDIN, A. CLARET, M. COMBES, J. CRETOLLE, J. K. DAVIES, F. X. DESERT, D. ELBAZ, J. J. ENGELMANN, G. EPSTEIN, A. FRANCESCHINI, P. GALLAIS, R. GASTAUD, M. GORISSE, S. GUEST, T. HAWARDEN, D. IMBAULT, M. KLECZEWSKI, F. LACOMBE, D. LANDRIU, J. LAPEGUE, P. LENA, M. S. LONGAIR, R. MANDOLESI, L. METCALFE, N. MOSQUET, L. NORDH, K. OKUMURA,

- S. OTT, M. PERAULT, F. PERRIER, P. PERSI, P. PUGET, T. PURKINS, Y. RIO, T. ROBERT, D. ROUAN, A. ROY, O. SAINT-PE, J. SAM LONE, A. SARGENT, M. SAUVAGE, F. SIBILLE, R. SIEBENMORGEN, F. SIROU, A. SOUFFLOT, J. L. STARCK, D. TIPHENE, D. TRAN, G. VENTURA, L. VIGROUX, F. VIVARES ET R. WADE. *ISOCAM in flight*. **A&A** **315**, pp. L32–L37, nov. 1996a.
- D. CESARSKY, J. LEQUEUX, A. ABERGEL, M. PERAULT, E. PALAZZI, S. MADDEN ET D. TRAN. *Infrared spectrophotometry of M 17 with ISOCAM*. **A&A** **315**, pp. L309–L312, nov. 1996b.
- D. CESARSKY, J. LEQUEUX, A. ABERGEL, M. PERAULT, E. PALAZZI, S. MADDEN ET D. TRAN. *Infrared spectrophotometry of NGC 7023 with ISOCAM*. **A&A** **315**, pp. L305–L308, nov. 1996c.
- F. CHANIAL. *Etude multi-longueurs d'ondes des galaxies normales et à flambées d'étoiles de l'Univers lointain*. **thèse de doctorat**, 2003.
- S. CHARLOT ET S. M. FALL. *A Simple Model for the Absorption of Starlight by Dust in Galaxies*. **ApJ** **539**, pp. 718–731, août 2000.
- V. CHARMANDARIS, O. LAURENT, I. F. MIRABEL, P. GALLAIS, M. SAUVAGE, L. VIGROUX, C. CESARSKY ET D. TRAN. *The Mid-IR view of interacting galaxies*. **Ap&SS** **266**, pp. 99–104, 1999.
- R. CHARY, S. CASERTANO, M. E. DICKINSON, H. C. FERGUSON, P. R. M. EISENHARDT, D. ELBAZ, N. A. GROGIN, L. A. MOUSTAKAS, W. T. REACH ET H. YAN. *The Nature of Faint 24 Micron Sources Seen in Spitzer Space Telescope Observations of ELAIS-N1*. **ApJS** **154**, pp. 80–86, sept. 2004.
- R. CHARY ET D. ELBAZ. *Interpreting the Cosmic Infrared Background : Constraints on the Evolution of the Dust-enshrouded Star Formation Rate*. **ApJ** **556**, pp. 562–581, août 2001a.
- R. CHARY ET D. ELBAZ. *Interpreting the Cosmic Infrared Background : Constraints on the Evolution of the Dust-enshrouded Star Formation Rate*. **ApJ** **556**, pp. 562–581, août 2001b.
- R. A. CHEVALIER ET A. W. CLEGG. *Wind from a starburst galaxy nucleus*. **Nature** **317**, pp. 44–+, sept. 1985.
- D. L. CLEMENTS ET A. C. BAKER. *Misclassified merging ultraluminous infrared galaxies*. **A&A** **314**, pp. L5–L8, oct. 1996.
- F. COMBES. *Galaxies et cosmologie*. Paris : InterEditions ; Meudon : Editions du CNRS, c1991., 1991.
- J. J. CONDON. *Radio emission from normal galaxies*. **ARA&A** **30**, pp. 575–611, 1992.
- J. J. CONDON, G. HELOU, D. B. SANDERS ET B. T. SOIFER. *A 1.49 GHz atlas of the IRAS Bright Galaxy Sample*. **ApJS** **73**, pp. 359–400, juil. 1990.
- J. J. CONDON, Z.-P. HUANG, Q. F. YIN ET T. X. THUAN. *Compact starbursts in ultraluminous infrared galaxies*. **ApJ** **378**, pp. 65–76, sept. 1991.
- A. CONTURSI, J. LEQUEUX, M. HANUS, M. HEYDARI-MALAYERI, C. BONOLI, A. BOSMA, F. BOULANGER, D. CESARSKY, S. MADDEN, M. SAUVAGE, D. TRAN ET L. VIGROUX. *Mid-IR mapping of the region of N 4 in the Large Magellanic Cloud with ISOCAM*. **A&A** **336**, pp. 662–666, août 1998.

- R. H. CORNETT, R. W. O'CONNELL, M. R. GREASON, J. D. OFFENBERG, R. J. ANGIONE, R. C. BOHLIN, K. P. CHENG, M. S. ROBERTS, A. M. SMITH, E. P. SMITH, F. D. TALBERT ET T. P. STECHER. *UIT : Ultraviolet surface photometry of the spiral galaxy M74 (NGC 628)*. **ApJ** **426**, pp. 553–562, mai 1994.
- D. A. DALE ET G. HELOU. *The Infrared Spectral Energy Distribution of Normal Star-forming Galaxies : Calibration at Far-Infrared and Submillimeter Wavelengths*. **ApJ** **576**, pp. 159–168, sept. 2002.
- D. A. DALE, G. HELOU, A. CONTURSI, N. A. SILBERMANN ET S. KOLHATKAR. *The Infrared Spectral Energy Distribution of Normal Star-forming Galaxies*. **ApJ** **549**, pp. 215–227, mars 2001.
- D. A. DALE, N. A. SILBERMANN, G. HELOU, E. VALJAVEC, S. MALHOTRA, C. A. BEICHMAN, J. BRAUHER, A. CONTURSI, H. L. DINERSTEIN, D. J. HOLLENBACH, D. A. HUNTER, S. KOLHATKAR, K.-Y. LO, S. D. LORD, N. Y. LU, R. H. RUBIN, G. J. STACEY, H. A. THRONSON, M. W. WERNER ET H. G. CORWIN. *ISO Mid-Infrared Observations of Normal Star-Forming Galaxies : The Key Project Sample*. **AJ** **120**, pp. 583–603, août 2000.
- M. H. K. DE GRIJP, G. K. MILEY, J. LUB ET T. DE JONG. *Infrared Seyferts - A new population of active galaxies ?* **Nature** **314**, pp. 240–242, mars 1985.
- F.-X. DESERT, F. BOULANGER ET J. L. PUGET. *Interstellar dust models for extinction and emission*. **A&A** **237**, pp. 215–236, oct. 1990.
- J. E. G. DEVRIENDT ET B. GUIDERDONI. *Galaxy modelling. II. Multi-wavelength faint counts from a semi-analytic model of galaxy formation*. **A&A** **363**, pp. 851–862, nov. 2000.
- J. M. DICKEY ET E. E. SALPETER. *1.4 GHz continuum sources in the Hercules cluster*. **ApJ** **284**, pp. 461–470, sept. 1984.
- H. DOLE, R. GISPERT, G. LAGACHE, J.-L. PUGET, F. R. BOUCHET, C. CESARSKY, P. CILIEGI, D. L. CLEMENTS, M. DENNEFELD, F.-X. DÉSSERT, D. ELBAZ, A. FRANCESCHINI, B. GUIDERDONI, M. HARWIT, D. LEMKE, A. F. M. MOORWOOD, S. OLIVER, W. T. REACH, M. ROWAN-ROBINSON ET M. STICKEL. *FIRBACK : III. Catalog, source counts, and cosmological implications of the 170  $\mu$ m ISO*. **A&A** **372**, pp. 364–376, juin 2001.
- H. DOLE, E. LE FLOC'H, P. G. PÉREZ-GONZÁLEZ, C. PAPOVICH, E. EGAMI, G. LAGACHE, A. ALONSO-HERRERO, C. W. ENGELBRACHT, K. D. GORDON, D. C. HINES, O. KRAUSE, K. A. MISSELT, J. E. MORRISON, G. H. RIEKE, M. J. RIEKE, J. R. RIGBY, E. T. YOUNG, L. BAI, M. BLAYLOCK, G. NEUGEBAUER, C. A. BEICHMAN, D. T. FRAYER, J. R. MOULD ET P. L. RICHARDS. *Far-infrared Source Counts at 70 and 160 Microns in Spitzer Deep Surveys*. **ApJS** **154**, pp. 87–92, sept. 2004.
- B. T. DRAINE. *Interstellar Dust Grains*. **ARA&A** **41**, pp. 241–289, 2003.
- B. T. DRAINE ET N. ANDERSON. *Temperature fluctuations and infrared emission from interstellar grains*. **ApJ** **292**, pp. 494–499, mai 1985.
- B. T. DRAINE ET H. M. LEE. *Optical properties of interstellar graphite and silicate grains*. **ApJ** **285**, pp. 89–108, oct. 1984.
- A. DRESSLER, I. SMAIL, B. M. POGGIANTI, H. BUTCHER, W. J. COUCH, R. S. ELLIS ET A. J. OEMLER. *A Spectroscopic Catalog of 10 Distant Rich Clusters of Galaxies*. **ApJS** **122**, pp. 51–80, mai 1999.

- W. W. DULEY. *The formation of  $H_2$  by H-atom reaction with grain surfaces*. **MNRAS** **279**, pp. 591–594, mars 1996.
- W. W. DULEY ET D. A. WILLIAMS. *The infrared spectrum of interstellar dust - Surface functional groups on carbon*. **MNRAS** **196**, pp. 269–274, juil. 1981.
- D. ELBAZ, C. J. CESARSKY, P. CHANIAL, H. AUSSEL, A. FRANCESCHINI, D. FADDA ET R. R. CHARY. *The bulk of the cosmic infrared background resolved by ISOCAM*. **A&A** **384**, pp. 848–865, mars 2002.
- D. ELBAZ, C. J. CESARSKY, D. FADDA, H. AUSSEL, F. X. DÉSERT, A. FRANCESCHINI, H. FLORES, M. HARWIT, J. L. PUGET, J. L. STARCK, D. L. CLEMENTS, L. DANESE, D. C. KOO ET R. MANDOLESI. *Source counts from the 15  $\mu$  m ISOCAM Deep Surveys*. **A&A** **351**, pp. L37–L40, nov. 1999.
- D. ELBAZ, E. LE FLOC'H, H. DOLE ET D. MARCILLAC. *Observational evidence for the presence of PAHs in distant Luminous Infrared Galaxies using ISO and Spitzer*. **A&A** **434**, pp. L1–L4, avr. 2005.
- B. G. ELMEGREEN ET D. M. ELMEGREEN. *Flocculent and grand design spiral galaxies in groups - Time scales for the persistence of grand design spiral structures*. **ApJ** **267**, pp. 31–34, avr. 1983.
- B. G. ELMEGREEN ET J. SCALO. *Interstellar Turbulence I : Observations and Processes*. **ARA&A** **42**, pp. 211–273, sept. 2004.
- R. ELSTON, M. E. CORNELL ET M. J. LEBOWSKY. *The properties of far-infrared luminous galaxies. I Spectroscopic and near-infrared observations*. **ApJ** **296**, pp. 106–114, sept. 1985.
- A. S. EVANS, J. M. MAZZARELLA, J. A. SURACE ET D. B. SANDERS. *Molecular Gas and Nuclear Activity in Ultraluminous Infrared Galaxies with Double Nuclei*. **ApJ** **580**, pp. 749–762, déc. 2002.
- D. FADDA, H. FLORES, G. HASINGER, A. FRANCESCHINI, B. ALTIERI, C. J. CESARSKY, D. ELBAZ ET P. FERRANDO. *The AGN contribution to mid-infrared surveys. X-ray counterparts of the mid-IR sources in the Lockman Hole and HDF-N*. **A&A** **383**, pp. 838–853, mars 2002.
- D. FADDA, C. LARI, G. RODIGHIERO, A. FRANCESCHINI, D. ELBAZ, C. CESARSKY ET I. PEREZ-FOURNON. *ISOCAM observations in the Lockman Hole. I. The 14.3  $\mu$  m shallow survey : Data reduction, catalogue, and optical identifications*. **A&A** **427**, pp. 23–34, nov. 2004.
- F. FANG, D. L. SHUPE, C. XU ET P. B. HACKING. *The Mid-Infrared Color-Luminosity Relation and the Local 12 Micron Luminosity Function*. **ApJ** **500**, pp. 693–+, juin 1998.
- G. G. FAZIO, J. L. HORA, L. E. ALLEN, M. L. N. ASHBY, P. BARMBY, L. K. DEUTSCH, J.-S. HUANG, S. KLEINER, M. MARENGO, S. T. MEGEATH, G. J. MELNICK, M. A. PAHRE, B. M. PATTEN, J. POLIZOTTI, H. A. SMITH, R. S. TAYLOR, Z. WANG, S. P. WILLNER, W. F. HOFFMANN, J. L. PIPHER, W. J. FORREST, C. W. MCMURTY, C. R. MCCREIGHT, M. E. MCKELVEY, R. E. MCMURRAY, D. G. KOCH, S. H. MOSELEY, R. G. ARENDT, J. E. MENTZELL, C. T. MARX, P. LOSCH, P. MAYMAN, W. EICHORN, D. KREBS, M. JHABVALA, D. Y. GEZARI, D. J. FIXSEN, J. FLORES, K. SHAKOORZADEH, R. JUNGO, C. HAKUN, L. WORKMAN, G. KARPATI, R. KICHAK, R. WHITLEY,

- S. MANN, E. V. TOLLESTRUP, P. EISENHARDT, D. STERN, V. GORJIAN, B. BHATTACHARYA, S. CAREY, B. O. NELSON, W. J. GLACCUM, M. LACY, P. J. LOWRANCE, S. LAINE, W. T. REACH, J. A. STAUFFER, J. A. SURACE, G. WILSON, E. L. WRIGHT, A. HOFFMAN, G. DOMINGO ET M. COHEN. *The Infrared Array Camera (IRAC) for the Spitzer Space Telescope*. **ApJS** **154**, pp. 10–17, sept. 2004.
- M. FIOC ET B. ROCCA-VOLMERANGE. *PEGASE : a UV to NIR spectral evolution model of galaxies. Application to the calibration of bright galaxy counts*. **A&A** **326**, pp. 950–962, oct. 1997.
- E. L. FITZPATRICK. *An average interstellar extinction curve for the Large Magellanic Cloud*. **AJ** **92**, pp. 1068–1073, nov. 1986.
- H. FLORES, F. HAMMER, F. X. DÉSERT, C. CÉSARSKY, T. THUAN, D. CRAMPTON, S. EALES, O. LE FÈVRE, S. J. LILLY, A. OMONT ET D. ELBAZ. *Deep Galaxy survey at 6.75  $\mu$  M with the ISO satellite*. **A&A** **343**, pp. 389–398, mars 1999.
- H. FLORES, F. HAMMER, D. ELBAZ, C. J. CESARSKY, Y. C. LIANG, D. FADDA ET N. GRUEL. *Star formation rates of distant luminous infrared galaxies derived from H $\alpha$  and IR luminosities*. **A&A** **415**, pp. 885–888, mars 2004.
- N. M. FORSTER SCHREIBER, R. GENZEL, D. LUTZ ET A. STERNBERG. *The Nature of Starburst Activity in M82*. **ApJ** **599**, pp. 193–217, déc. 2003.
- A. FRANCESCHINI, S. BERTA, D. RIGOPOULOU, H. AUSSSEL, C. J. CESARSKY, D. ELBAZ, R. GENZEL, E. MOY, S. OLIVER, M. ROWAN-ROBINSON ET P. P. VAN DER WERF. *Infrared spectroscopy of faint 15  $\mu$  m sources in the Hubble Deep Field South : First hints at the properties of the sources of the IR background*. **A&A** **403**, pp. 501–522, mai 2003.
- U. FRITZE-V. ALVENSLEBEN. *Young star clusters in the Antennae : a clue to their nature from evolutionary synthesis*. **A&A** **336**, pp. 83–97, août 1998.
- U. FRITZE-V. ALVENSLEBEN ET O. E. GERHARD. *The star formation history of NGC 7252*. **A&A** **285**, pp. 775–784, mai 1994.
- M. FUKUGITA, C. J. HOGAN ET P. J. E. PEEBLES. *The Cosmic Baryon Budget*. **ApJ** **503**, pp. 518–+, août 1998.
- M. FUKUGITA, T. ICHIKAWA, J. E. GUNN, M. DOI, K. SHIMASAKU ET D. P. SCHNEIDER. *The Sloan Digital Sky Survey Photometric System*. **AJ** **111**, pp. 1748–+, avr. 1996.
- J. S. GALLAGHER, D. A. HUNTER ET A. V. TUTUKOV. *Star formation histories of irregular galaxies*. **ApJ** **284**, pp. 544–556, sept. 1984.
- F. GALLIANO. *Etude multi-longueur d'onde de galaxies naines proches : propriétés des milieux interstellaires de faible métallicité*. **thèse de doctorat**, 2004.
- F. GALLIANO, S. C. MADDEN, A. P. JONES, A. G. G. M. TIELENS, E. PEETERS ET L. J. ALLAMANDOLA. *Environmental effects on PAHs. I. Spatial variation of the ionisation degree in M17 and M82*. **A&A** *in prep*, 2005a.
- F. GALLIANO, S. C. MADDEN, A. P. JONES, A. G. G. M. TIELENS, E. PEETERS ET L. J. ALLAMANDOLA. *Environmental effects on PAHs. II. Influence of the metallicity and the star formation activity on the mid-IR spectra of galaxies*. **A&A** *in prep*, 2005b.

- R. GENZEL, D. LUTZ, E. STURM, E. EGAMI, D. KUNZE, A. F. M. MOORWOOD, D. RI-  
GOPOULOU, H. W. W. SPOON, A. STERNBERG, L. E. TACCONI-GARMAN, L. TACCONI  
ET N. THATTE. *What Powers Ultraluminous IRAS Galaxies ?* **ApJ** **498**, pp. 579–+, mai  
1998.
- H. GEROLA ET P. E. SEIDEN. *Stochastic star formation and spiral structure of galaxies.*  
**ApJ** **223**, pp. 129–135, juil. 1978.
- R. J. GOULD, T. GOLD ET E. E. SALPETER. *The Interstellar Abundance of the Hydrogen  
Molecule. II. Galactic Abundance and Distribution.* **ApJ** **138**, pp. 408–+, août 1963.
- R. J. GOULD ET E. E. SALPETER. *The Interstellar Abundance of the Hydrogen Molecule. I.  
Basic Processes.* **ApJ** **138**, pp. 393–+, août 1963.
- C. GRUPPIONI, M. MIGNOLI ET G. ZAMORANI. *Erratum : Optical identifications and spec-  
troscopy of a faint radio source sample : the nature of the sub-mJy population.* **MNRAS**  
**307**, pp. 1023–1024, août 1999.
- C. GRUPPIONI, F. POZZI, G. ZAMORANI, P. CILIEGI, C. LARI, E. CALABRESE, F. LA  
FRANCA ET I. MATUTE. *The radio-mid-infrared correlation and the contribution of 15- $\mu$ m  
galaxies to the 1.4-GHz source counts.* **MNRAS** **341**, pp. L1–L6, mai 2003.
- C. GRUPPIONI, G. ZAMORANI, H. R. DE RUITER, P. PARMA, M. MIGNOLI ET C. LARI.  
*Radio observations of the Marano Field and the faint radio galaxy population.* **MNRAS**  
**286**, pp. 470–482, avr. 1997.
- D. HAMILTON. *The spectral evolution of galaxies. I - an observational approach.* **ApJ** **297**,  
pp. 371–389, oct. 1985.
- F. HAMMER, H. FLORES, D. ELBAZ, X. Z. ZHENG, Y. C. LIANG ET C. CESARSKY. *Did  
most present-day spirals form during the last 8 Gyr ? A formation history with violent  
episodes revealed by panchromatic observations.* **A&A** **430**, pp. 115–128, jan. 2005.
- F. HAMMER, N. GRUEL, T. X. THUAN, H. FLORES ET L. INFANTE. *Luminous Compact  
Galaxies at Intermediate Redshifts : Progenitors of Bulges of Massive Spirals ?* **ApJ** **550**,  
pp. 570–584, avr. 2001.
- G. HASINGER, B. ALTIERI, M. ARNAUD, X. BARCONS, J. BERGERON, H. BRUNNER,  
M. DADINA, K. DENNERL, P. FERRANDO, A. FINOGUENOV, R. E. GRIFFITHS, Y. HA-  
SHIMOTO, F. A. JANSEN, D. H. LUMB, K. O. MASON, S. MATEOS, R. G. MCMAHON,  
T. MIYAJI, F. PAERELS, M. J. PAGE, A. F. PTAK, T. P. SASSEEN, N. SCHARTEL, G. P.  
SZOKOLY, J. TRÜMPER, M. TURNER, R. S. WARWICK ET M. G. WATSON. *XMM-Newton  
observation of the Lockman Hole. I. The X-ray data.* **A&A** **365**, pp. L45–L50, jan. 2001.
- S. HATTON, J. E. G. DEVRIENDT, S. NININ, F. R. BOUCHET, B. GUIDERDONI ET D. VI-  
BERT. *GALICS- I. A hybrid N-body/semi-analytic model of hierarchical galaxy formation.*  
**MNRAS** **343**, pp. 75–106, juil. 2003.
- M. G. HAUSER, R. G. ARENDT, T. KELSALL, E. DWEK, N. ODEGARD, J. L. WEILAND,  
H. T. FREUDENREICH, W. T. REACH, R. F. SILVERBERG, S. H. MOSELEY, Y. C. PEI,  
P. LUBIN, J. C. MATHER, R. A. SHAFER, G. F. SMOOT, R. WEISS, D. T. WILKINSON  
ET E. L. WRIGHT. *The COBE Diffuse Infrared Background Experiment Search for the  
Cosmic Infrared Background. I. Limits and Detections.* **ApJ** **508**, pp. 25–43, nov. 1998.

- M. G. HAUSER ET E. DWEK. *The Cosmic Infrared Background : Measurements and Implications*. **ARA&A** **39**, pp. 249–307, 2001.
- G. HELOU. *The IRAS colors of normal galaxies*. **ApJ** **311**, pp. L33–L36, déc. 1986.
- G. HELOU, N. Y. LU, M. W. WERNER, S. MALHOTRA ET N. SILBERMANN. *The Mid-Infrared Spectra of Normal Galaxies*. **ApJ** **532**, pp. L21–L24, mars 2000.
- G. HELOU, B. T. SOIFER ET M. ROWAN-ROBINSON. *Thermal infrared and nonthermal radio - Remarkable correlation in disks of galaxies*. **ApJ** **298**, pp. L7–L11, nov. 1985.
- J. E. HIBBARD, J. M. VAN DER HULST, J. E. BARNES ET R. M. RICH. *High-Resolution H I Mapping of NGC 4038/39 ("The Antennae") and Its Tidal Dwarf Galaxy Candidates*. **AJ** **122**, pp. 2969–2992, déc. 2001.
- J. R. HOUCK, T. L. ROELLIG, J. VAN CLEVE, W. J. FORREST, T. HERTER, C. R. LAWRENCE, K. MATTHEWS, H. J. REITSEMA, B. T. SOIFER, D. M. WATSON, D. WEEDMAN, M. HUISJEN, J. TROELTZSCH, D. J. BARRY, J. BERNARD-SALAS, C. E. BLACKEN, B. R. BRANDL, V. CHARMANDARIS, D. DEVOST, G. E. GULL, P. HALL, C. P. HENDERSON, S. J. U. HIGDON, B. E. PIRGER, J. SCHOENWALD, G. C. SLOAN, K. I. UCHIDA, P. N. APPLETON, L. ARMUS, M. J. BURGDORF, S. B. FAJARDO-ACOSTA, C. J. GRILLMAIR, J. G. INGALLS, P. W. MORRIS ET H. I. TEPLITZ. *The Infrared Spectrograph (IRS) on the Spitzer Space Telescope*. **ApJS** **154**, pp. 18–24, sept. 2004.
- D. H. HUGHES, S. SERJEANT, J. DUNLOP, M. ROWAN-ROBINSON, A. BLAIN, R. G. MANN, R. IVISON, J. PEACOCK, A. EFSTATHIOU, W. GEAR, S. OLIVER, A. LAWRENCE, M. LONGAIR, P. GOLDSCHMIDT ET T. JENNESS. *High-redshift star formation in the Hubble Deep Field revealed by a submillimetre-wavelength survey*. **Nature** **394**, pp. 241–247, 1998.
- N. KATZ, I. FURMAN, O. BIHAM, V. PIRRONELLO ET G. VIDALI. *Molecular Hydrogen Formation on Astrophysically Relevant Surfaces*. **ApJ** **522**, pp. 305–312, sept. 1999.
- G. KAUFFMANN, T. M. HECKMAN, S. D. M. WHITE, S. CHARLOT, C. TREMONTI, E. W. PENG, M. SEIBERT, J. BRINKMANN, R. C. NICHOL, M. SUBBARAO ET D. YORK. *The dependence of star formation history and internal structure on stellar mass for low-redshift galaxies*. **MNRAS** **341**, pp. 54–69, mai 2003.
- R. C. KENNICUTT. *The rate of star formation in normal disk galaxies*. **ApJ** **272**, pp. 54–67, sept. 1983.
- R. C. KENNICUTT. *The integrated spectra of nearby galaxies - General properties and emission-line spectra*. **ApJ** **388**, pp. 310–327, avr. 1992.
- R. C. KENNICUTT. *The Global Schmidt Law in Star-forming Galaxies*. **ApJ** **498**, pp. 541–+, mai 1998.
- R. C. KENNICUTT, P. TAMBLYN ET C. E. CONGDON. *Past and future star formation in disk galaxies*. **ApJ** **435**, pp. 22–36, nov. 1994.
- D.-C. KIM ET D. B. SANDERS. *The IRAS 1 Jy Survey of Ultraluminous Infrared Galaxies. I. The Sample and Luminosity Function*. **ApJS** **119**, pp. 41–58, nov. 1998.
- D.-C. KIM, D. B. SANDERS, S. VEILLEUX, J. M. MAZZARELLA ET B. T. SOIFER. *Optical Spectroscopy of Luminous Infrared Galaxies. I. Nuclear Data*. **ApJS** **98**, pp. 129–+, mai 1995.

- D.-C. KIM, S. VEILLEUX ET D. B. SANDERS. *The IRAS 1 Jy Sample of Ultraluminous Infrared Galaxies. II. Optical Spectroscopy*. **ApJ** **508**, pp. 627–647, déc. 1998.
- D. E. KLEINMANN ET F. J. LOW. *Infrared Observations of Galaxies and of the Extended Nucleus in M82*. **ApJ** **161**, pp. L203+, sept. 1970a.
- D. E. KLEINMANN ET F. J. LOW. *Observations of Infrared Galaxies*. **ApJ** **159**, pp. L165+, mars 1970b.
- A. J. KORN, C. MARASTON ET D. THOMAS. *The sensitivity of Lick indices to abundance variations*. **A&A** **438**, pp. 685–704, 2005.
- G. LAGACHE, H. DOLE ET J.-L. PUGET. *Modelling infrared galaxy evolution using a phenomenological approach*. **MNRAS** **338**, pp. 555–571, jan. 2003.
- G. LAGACHE, H. DOLE, J.-L. PUGET, P. G. PÉREZ-GONZÁLEZ, E. LE FLOC'H, G. H. RIEKE, C. PAPOVICH, E. EGAMI, A. ALONSO-HERRERO, C. W. ENGELBRACHT, K. D. GORDON, K. A. MISSELT ET J. E. MORRISON. *Polycyclic Aromatic Hydrocarbon Contribution to the Infrared Output Energy of the Universe at  $z \sim 2$* . **ApJS** **154**, pp. 112–117, sept. 2004.
- G. LAMER, S. WAGNER, G. ZAMORANI, M. MIGNOLI, G. HASINGER, K. GIEDKE ET R. STAUBERT. *Optical identifications in the Marano field XMM-Newton survey*. **Astronomische Nachrichten** **324**, pp. 16–19, 2003.
- R. B. LARSON ET B. M. TINSLEY. *Star formation rates in normal and peculiar galaxies*. **ApJ** **219**, pp. 46–59, jan. 1978.
- O. LAURENT, I. F. MIRABEL, V. CHARMANDARIS, P. GALLAIS, S. C. MADDEN, M. SAUVAGE, L. VIGROUX ET C. CESARSKY. *Mid-infrared diagnostics to distinguish AGNs from starbursts*. **A&A** **359**, pp. 887–899, juil. 2000.
- A. LAWRENCE, M. ROWAN-ROBINSON, K. LEECH, D. H. P. JONES ET J. V. WALL. *High-luminosity IRAS galaxies. I - The proportion of IRAS galaxies in interacting systems*. **MNRAS** **240**, pp. 329–348, sept. 1989.
- J.-F. LE BORGNE, G. BRUZUAL, R. PELLÓ, A. LANÇON, B. ROCCA-VOLMERANGE, B. SANAHUJA, D. SCHAEERER, C. SOUBIRAN ET R. VÍLCHEZ-GÓMEZ. *STELIB : A library of stellar spectra at  $R \sim 2000$* . **A&A** **402**, pp. 433–442, mai 2003.
- E. LE FLOC'H, P. G. PÉREZ-GONZÁLEZ, G. H. RIEKE, C. PAPOVICH, J.-S. HUANG, P. BARMBY, H. DOLE, E. EGAMI, A. ALONSO-HERRERO, G. WILSON, S. MIYAZAKI, J. R. RIGBY, L. BEI, M. BLAYLOCK, C. W. ENGELBRACHT, G. G. FAZIO, D. T. FRAYER, K. D. GORDON, D. C. HINES, K. A. MISSELT, J. E. MORRISON, J. MUZEROLLE, M. J. RIEKE, D. RIGOPOULOU, K. Y. L. SU, S. P. WILLNER ET E. T. YOUNG. *Identification of Luminous Infrared Galaxies at  $1 \leq z \leq 2.5$* . **ApJS** **154**, pp. 170–173, sept. 2004.
- C. LEITHERER ET T. M. HECKMAN. *Synthetic properties of starburst galaxies*. **ApJS** **96**, pp. 9–38, jan. 1995.
- D. LEMKE, U. KLAAS, J. ABOLINS, P. ABRAHAM, J. ACOSTA-PULIDO, S. BOGUN, H. CASTANEDA, L. CORNWALL, L. DRURY, C. GABRIEL, F. GARZON, H. P. GEMUEND, U. GROEZINGER, E. GRUEN, M. HAAS, C. HAJDUK, G. HALL, I. HEINRICHSEN, U. HERBSTMEIER, G. HIRTH, R. JOSEPH, U. KINKEL, S. KIRCHES, C. KOEMPE,

- W. KRAETSCHMER, E. KREYSA, H. KRUEGER, M. KUNKEL, R. LAUREIJS, P. LUETZOW-WENTZKY, K. MATTILA, T. MUELLER, T. PACHER, G. PELZ, E. POPOW, I. RASMUSSEN, J. RODRIGUEZ ESPINOSA, P. RICHARDS, S. RUSSELL, H. SCHNOPPER, J. SCHUBERT, B. SCHULZ, C. TELESKO, C. TILGNER, R. TUFFS, H. VOELK, H. WALKER, M. WELLS ET J. WOLF. *ISOPHOT - capabilities and performance*. **A&A** **315**, pp. L64–L70, nov. 1996.
- J. LEQUEUX. *Le milieu interstellaire*. EDP Sciences, 2002.
- Y. C. LIANG, F. HAMMER, H. FLORES, D. ELBAZ, D. MARCILLAC ET C. J. CESARSKY. *The Luminosity-Metallicity relation of distant luminous infrared galaxies*. **A&A** **423**, pp. 867–880, sept. 2004.
- S. J. LILLY, O. LE FEVRE, F. HAMMER ET D. CRAMPTON. *The Canada-France Redshift Survey : The Luminosity Density and Star Formation History of the Universe to  $Z$  approximately 1*. **ApJ** **460**, pp. L1+, mars 1996.
- C. T. LIU ET R. C. KENNICUTT. *A Spectrophotometric Survey of Merging Galaxies*. **ApJS** **100**, pp. 325–+, oct. 1995.
- J. LOW ET D. E. KLEINMANN. *Proceedings of the Conference on Seyfert Galaxies and Related Objects : 17. Infrared Observations of Seyfert Galaxies, Quasistellar Sources, and Planetary Nebulae*. **AJ** **73**, pp. 868–+, nov. 1968.
- P. MADAU, H. C. FERGUSON, M. E. DICKINSON, M. GIAVALISCO, C. C. STEIDEL ET A. FRUCHTER. *High-redshift galaxies in the Hubble Deep Field : colour selection and star formation history to  $z \sim 4$* . **MNRAS** **283**, pp. 1388–1404, déc. 1996.
- P. MADAU, L. POZZETTI ET M. DICKINSON. *The Star Formation History of Field Galaxies*. **ApJ** **498**, pp. 106–+, mai 1998.
- S. C. MADDEN, F. GALLIANO, A. P. JONES ET M. SAUVAGE. **A&A** *submitted*, 2005.
- B. MARANO, G. ZAMORANI ET V. ZITELLI. *A new sample of quasars to  $B = 22.0$* . **MNRAS** **232**, pp. 111–129, mai 1988a.
- B. MARANO, G. ZAMORANI ET V. ZITELLI. *A new sample of quasars to  $B = 22.0$* . **MNRAS** **232**, pp. 111–129, mai 1988b.
- C. F. MCKEE ET J. P. OSTRICKER. *A theory of the interstellar medium - Three components regulated by supernova explosions in an inhomogeneous substrate*. **ApJ** **218**, pp. 148–169, nov. 1977.
- J. MELNICK ET I. F. MIRABEL. *NTT images of ultraluminous infrared galaxies*. **A&A** **231**, pp. L19–L22, mai 1990.
- L. METCALFE, J.-P. KNEIB, B. MCBREEN, B. ALTIERI, A. BIVIANO, M. DELANEY, D. ELBAZ, M. F. KESSLER, K. LEECH, K. OKUMURA, S. OTT, R. PEREZ-MARTINEZ, C. SANCHEZ-FERNANDEZ ET B. SCHULZ. *An ISOCAM survey through gravitationally lensing galaxy clusters. I. Source lists and source counts for A370, A2218 and A2390*. **A&A** **407**, pp. 791–822, sept. 2003.
- G. R. MEURER, T. M. HECKMAN ET D. CALZETTI. *Dust Absorption and the Ultraviolet Luminosity Density at  $Z \sim 3$  as Calibrated by Local Starburst Galaxies*. **ApJ** **521**, pp. 64–80, août 1999.

- G. R. MEURER, T. M. HECKMAN, C. LEITHERER, A. KINNEY, C. ROBERT ET D. R. GARNETT. *Starbursts and Star Clusters in the Ultraviolet*. **AJ** **110**, pp. 2665–+, déc. 1995.
- G. E. MILLER ET J. M. SCALO. *The initial mass function and stellar birthrate in the solar neighborhood*. **ApJS** **41**, pp. 513–547, nov. 1979.
- I. F. MIRABEL, L. VIGROUX, V. CHARMANDARIS, M. SAUVAGE, P. GALLAIS, D. TRAN, C. CESARSKY, S. C. MADDEN ET P.-A. DUC. *The dark side of star formation in the Antennae galaxies*. **A&A** **333**, pp. L1–L4, mai 1998.
- K. OKUMURA. *ESA PSF Reports*. **ESA PSF Reports**, 1998.
- D. E. OSTERBROCK. *Book-Review - Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*. **S&T** **78**, pp. 491–+, nov. 1989.
- D. E. OSTERBROCK ET M. M. DE ROBERTIS. *Optical spectra of IRAS 'warm' galaxies*. **PASP** **97**, pp. 1129–1141, déc. 1985a.
- D. E. OSTERBROCK ET M. M. DE ROBERTIS. *Seyfert Galaxies, Liners, and H II Region Galaxies Among the IRAS Warm Galaxies*. **BAAS** **17**, pp. 868–+, sept. 1985b.
- C. PAPOVICH, H. DOLE, E. EGAMI, E. LE FLOC'H, P. G. PÉREZ-GONZÁLEZ, A. ALONSO-HERRERO, L. BAI, C. A. BEICHMAN, M. BLAYLOCK, C. W. ENGELBRACHT, K. D. GORDON, D. C. HINES, K. A. MISSELT, J. E. MORRISON, J. MOULD, J. MUZEROLLE, G. NEUGEBAUER, P. L. RICHARDS, G. H. RIEKE, M. J. RIEKE, J. R. RIGBY, K. Y. L. SU ET E. T. YOUNG. *The 24 Micron Source Counts in Deep Spitzer Space Telescope Surveys*. **ApJS** **154**, pp. 70–74, sept. 2004.
- R. B. PARTRIDGE ET P. J. E. PEEBLES. *Are Young Galaxies Visible ?* **ApJ** **147**, pp. 868–+, mars 1967a.
- R. B. PARTRIDGE ET P. J. E. PEEBLES. *Are Young Galaxies Visible ? II. The Integrated Background*. **ApJ** **148**, pp. 377–+, mai 1967b.
- V. PIRRONELLO, O. BIHAM, C. LIU, L. SHEN ET G. VIDALI. *Efficiency of Molecular Hydrogen Formation on Silicates*. **ApJ** **483**, pp. L131+, juil. 1997.
- B. M. POGGIANTI ET G. BARBARO. *Indicators of star formation : 4000 Å break and Balmer lines*. **A&A** **325**, pp. 1025–1030, sept. 1997.
- B. M. POGGIANTI ET H. WU. *Optical Spectral Signatures of Dusty Starburst Galaxies*. **ApJ** **529**, pp. 157–169, jan. 2000a.
- B. M. POGGIANTI ET H. WU. *Optical Spectral Signatures of Dusty Starburst Galaxies*. **ApJ** **529**, pp. 157–169, jan. 2000b.
- M. L. PREVOT, J. LEQUEUX, L. PREVOT, E. MAURICE ET B. ROCCA-VOLMERANGE. *The typical interstellar extinction in the Small Magellanic Cloud*. **A&A** **132**, pp. 389–392, mars 1984.
- J.-L. PUGET, A. ABERGEL, J.-P. BERNARD, F. BOULANGER, W. B. BURTON, F.-X. DESERT ET D. HARTMANN. *Tentative detection of a cosmic far-infrared background with COBE*. **A&A** **308**, pp. L5+, avr. 1996.

- J. L. PUGET, G. LAGACHE, D. L. CLEMENTS, W. T. REACH, H. AUSSEL, F. R. BOUCHET, C. CESARSKY, F. X. DÉSERT, H. DOLE, D. ELBAZ, A. FRANCESCHINI, B. GUIDERDONI ET A. F. M. MOORWOOD. *FIRBACK. I. A deep survey at 175 microns with ISO, preliminary results.* **A&A** **345**, pp. 29–35, mai 1999.
- J. L. PUGET ET A. LEGER. *A new component of the interstellar matter - Small grains and large aromatic molecules.* **ARA&A** **27**, pp. 161–198, 1989.
- J. L. PUGET, A. LEGER ET F. BOULANGER. *Contribution of large polycyclic aromatic molecules to the infrared emission of the interstellar medium.* **A&A** **142**, pp. L19–L22, jan. 1985.
- R. J. RAND ET S. R. KULKARNI. *The local Galactic magnetic field.* **ApJ** **343**, pp. 760–772, août 1989.
- R. J. RAND ET A. G. LYNE. *New Rotation Measures of Distant Pulsars in the Inner Galaxy and Magnetic Field Reversals.* **MNRAS** **268**, pp. 497–+, mai 1994.
- G. H. RIEKE ET M. J. LEBOWSKY. *Infrared emission of extragalactic sources.* **ARA&A** **17**, pp. 477–511, 1979.
- G. H. RIEKE ET M. J. LEBOWSKY. *The luminosity function for field galaxies in the infrared.* **ApJ** **304**, pp. 326–333, mai 1986.
- G. H. RIEKE ET F. J. LOW. *Infrared Photometry of Extragalactic Sources.* **ApJ** **176**, pp. L95+, sept. 1972.
- G. H. RIEKE ET MIPS TEAM. *The Multiband Imaging Photometer for Spitzer.* **American Astronomical Society Meeting Abstracts** **204**, pp. –+, mai 2004.
- D. RIGOPOULOU, D. KUNZE, D. LUTZ, R. GENZEL ET A. F. M. MOORWOOD. *An ISO-SWS survey of molecular hydrogen in starburst and Seyfert galaxies.* **A&A** **389**, pp. 374–386, juil. 2002.
- P. F. ROCHE, D. K. AITKEN ET C. H. SMITH. *The structure of the narrow emission bands near 10 microns.* **MNRAS** **252**, pp. 282–287, sept. 1991a.
- P. F. ROCHE, D. K. AITKEN ET C. H. SMITH. *The structure of the narrow emission bands near 10 microns.* **MNRAS** **252**, pp. 282–287, sept. 1991b.
- B. ROTHBERG ET R. D. JOSEPH. *A Deep K-Band Photometric Survey of Merger Remnants.* **AJ** **128**, pp. 2098–2143, nov. 2004.
- H. ROUSSEL, M. SAUVAGE, L. VIGROUX ET A. BOSMA. *The relationship between star formation rates and mid-infrared emission in galactic disks.* **A&A** **372**, pp. 427–437, juin 2001a.
- H. ROUSSEL, L. VIGROUX, A. BOSMA, M. SAUVAGE, C. BONOLI, P. GALLAIS, T. HAWARDEN, J. LEQUEUX, S. MADDEN ET P. MAZZEI. *An atlas of mid-infrared dust emission in spiral galaxies.* **A&A** **369**, pp. 473–509, avr. 2001b.
- V. C. RUBIN. *Velocities and mass distribution in the barred spiral NGC 5728.* **ApJ** **238**, pp. 808–817, juin 1980.
- V. C. RUBIN, D. BURSTEIN, W. K. FORD ET N. THONNARD. *Rotation velocities of 16 SA galaxies and a comparison of Sa, Sb, and SC rotation properties.* **ApJ** **289**, pp. 81–98, fév. 1985.

- V. C. RUBIN, W. K. FORD, N. THONNARD ET D. BURSTEIN. *Rotational properties of 23 SB galaxies*. **ApJ** **261**, pp. 439–456, oct. 1982.
- V. C. RUBIN, N. THONNARD ET D. BURSTEIN. *A new relation for estimating the intrinsic luminosities of spiral galaxies*. **ApJ** **242**, pp. L149–L152, déc. 1980.
- E. E. SALPETER. *The Luminosity Function and Stellar Evolution*. **ApJ** **121**, pp. 161–+, jan. 1955.
- E. E. SALPETER. *The Rate of Star Formation in the Galaxy*. **ApJ** **129**, pp. 608–+, mai 1959.
- D. B. SANDERS ET I. F. MIRABEL. *CO detections and IRAS observations of bright radio spiral galaxies at CZ equal or less than 9000 kilometers per second*. **ApJ** **298**, pp. L31–L35, nov. 1985.
- D. B. SANDERS ET I. F. MIRABEL. *Luminous Infrared Galaxies*. **ARA&A** **34**, pp. 749–+, 1996.
- J. SCALO ET B. G. ELMEGREEN. *Interstellar Turbulence II : Implications and Effects*. **ARA&A** **42**, pp. 275–316, sept. 2004.
- M. J. SEATON. *Interstellar extinction in the UV*. **MNRAS** **187**, pp. 73P–76P, juin 1979.
- K. SELLGREN. *The near-infrared continuum emission of visual reflection nebulae*. **ApJ** **277**, pp. 623–633, fév. 1984.
- S. A. SHECTMAN, S. D. LANDY, A. OEMLER, D. L. TUCKER, H. LIN, R. P. KIRSHNER ET P. L. SCHECHTER. *The Las Campanas Redshift Survey*. **ApJ** **470**, pp. 172–+, oct. 1996.
- L. SILVA, G. L. GRANATO, A. BRESSAN ET L. DANESE. *Modeling the Effects of Dust on Galactic Spectral Energy Distributions from the Ultraviolet to the Millimeter Band*. **ApJ** **509**, pp. 103–117, déc. 1998.
- B. T. SOIFER ET G. NEUGEBAUER. *The properties of infrared galaxies in the local universe*. **AJ** **101**, pp. 354–361, fév. 1991.
- B. T. SOIFER, M. ROWAN-ROBINSON, J. R. HOUCK, T. DE JONG, G. NEUGEBAUER, H. H. AUMANN, C. A. BEICHMAN, N. BOGGESS, P. E. CLEGG, J. P. EMERSON, F. C. GILLET, H. J. HABING, M. G. HAUSER, F. J. LOW, G. MILEY ET E. YOUNG. *Infrared galaxies in the IRAS minisurvey*. **ApJ** **278**, pp. L71–L74, mars 1984.
- J.-L. STARCK ET F. MURTAGH. *Image restoration with noise suppression using the wavelet transform*. **A&A** **288**, pp. 342–348, août 1994.
- J. L. STARCK, E. PANTIN ET F. MURTAGH. *Deconvolution in Astronomy : A Review*. **PASP** **114**, pp. 1051–1069, oct. 2002.
- R. TERLEVICH, R. L. DAVIES, S. M. FABER ET D. BURSTEIN. *The metallicities, velocity dispersions and true shapes of elliptical galaxies*. **MNRAS** **196**, pp. 381–395, août 1981.
- R. TEYSSIER. *Cosmological hydrodynamics with adaptive mesh refinement. A new high resolution code called RAMSES*. **A&A** **385**, pp. 337–364, avr. 2002.
- D. THOMAS, C. MARASTON ET A. KORN. *Higher-order Balmer line indices in  $\alpha$ /Fe-enhanced stellar population models*. **MNRAS** **351**, pp. L19–L23, juin 2004.

- J. L. TONRY ET M. DAVIS. *Velocity Dispersions of Elliptical and s0 Galaxies - Part Two - Infall of the Local Group to Virgo*. **ApJ** **246**, pp. 680–+, juin 1981a.
- J. L. TONRY ET M. DAVIS. *Velocity dispersions of elliptical and S0 galaxies. I - Data and mass-to-light ratios. II - Infall of the local group to Virgo*. **ApJ** **246**, pp. 666–695, juin 1981b.
- S. TREMAINE, K. GEBHARDT, R. BENDER, G. BOWER, A. DRESSLER, S. M. FABER, A. V. FILIPPENKO, R. GREEN, C. GRILLMAIR, L. C. HO, J. KORMENDY, T. R. LAUER, J. MAGORRIAN, J. PINKNEY ET D. RICHSTONE. *The Slope of the Black Hole Mass versus Velocity Dispersion Correlation*. **ApJ** **574**, pp. 740–753, août 2002.
- P. C. VAN DER KRUIT. *Observations of Core Sources in Seyfert and Normal Galaxies with the Westerbork Synthesis Radio Telescope at 1415 MHz*. **A&A** **15**, pp. 110–122, nov. 1971.
- S. VEILLEUX, D.-C. KIM ET D. B. SANDERS. *Optical Spectroscopy of the IRAS 1 JY Sample of Ultraluminous Infrared Galaxies*. **ApJ** **522**, pp. 113–138, sept. 1999.
- S. VEILLEUX, D.-C. KIM ET D. B. SANDERS. *Optical and Near-Infrared Imaging of the IRAS 1 Jy Sample of Ultraluminous Infrared Galaxies. II. The Analysis*. **ApJS** **143**, pp. 315–376, déc. 2002.
- S. VEILLEUX, D.-C. KIM, D. B. SANDERS, J. M. MAZZARELLA ET B. T. SOIFER. *Optical Spectroscopy of Luminous Infrared Galaxies. II. Analysis of the Nuclear and Long-Slit Data*. **ApJS** **98**, pp. 171–+, mai 1995.
- L. VERSTRAETE, C. PECH, C. MOUTOU, K. SELLGREN, C. M. WRIGHT, M. GIARD, A. LÉGER, R. TIMMERMAN ET S. DRAPATZ. *The Aromatic Infrared Bands as seen by ISO-SWS : Probing the PAH model*. **A&A** **372**, pp. 981–997, juin 2001a.
- L. VERSTRAETE, C. PECH, C. MOUTOU, K. SELLGREN, C. M. WRIGHT, M. GIARD, A. LÉGER, R. TIMMERMAN ET S. DRAPATZ. *The Aromatic Infrared Bands as seen by ISO-SWS : Probing the PAH model*. **A&A** **372**, pp. 981–997, juin 2001b.
- L. VIGROUX, F. MIRABEL, B. ALTIERI, F. BOULANGER, C. CESARSKY, D. CESARSKY, A. CLARET, C. FRANSSON, P. GALLAIS, D. LEVINE, S. MADDEN, K. OKUMURA ET D. TRAN. *ISOCAM observations of the Antennae Galaxies*. **A&A** **315**, pp. L93–L96, nov. 1996.
- M. W. WERNER, T. L. ROELLIG, F. J. LOW, G. H. RIEKE, M. RIEKE, W. F. HOFFMANN, E. YOUNG, J. R. HOUCK, B. BRANDL, G. G. FAZIO, J. L. HORA, R. D. GEHRZ, G. HELOU, B. T. SOIFER, J. STAUFFER, J. KEENE, P. EISENHARDT, D. GALLAGHER, T. N. GAUTIER, W. IRACE, C. R. LAWRENCE, L. SIMMONS, J. E. VAN CLEVE, M. JURA, E. L. WRIGHT ET D. P. CRUIKSHANK. *The Spitzer Space Telescope Mission*. **ApJS** **154**, pp. 1–9, sept. 2004.
- C. D. WILSON, N. SCOVILLE, S. C. MADDEN ET V. CHARMANDARIS. *The Mass Function of Supergiant Molecular Complexes and Implications for Forming Young Massive Star Clusters in the Antennae (NGC 4038/4039)*. **ApJ** **599**, pp. 1049–1066, déc. 2003.
- G. WORTHEY, S. M. FABER, J. J. GONZALEZ ET D. BURSTEIN. *Old stellar populations. 5 : Absorption feature indices for the complete LICK/IDS sample of stars*. **ApJS** **94**, pp. 687–722, oct. 1994.

- G. WORTHEY ET D. L. OTTAVIANI. *H gamma and H delta Absorption Features in Stars and Stellar Populations*. **ApJS** **111**, pp. 377–+, août 1997.
- H. WU, Z. L. ZOU, X. Y. XIA ET Z. G. DENG. *A statistical study of the spectra of very luminous IRAS galaxies. II. Spectral and environmental analysis*. **A&AS** **132**, pp. 181–193, oct. 1998.
- D. G. YORK, J. ADELMAN, J. E. ANDERSON, S. F. ANDERSON, J. ANNIS, N. A. BAHCALL, J. A. BAKKEN, R. BARKHOUSER, S. BASTIAN, E. BERMAN, W. N. BOROSKI, S. BRACKER, C. BRIEGEL, J. W. BRIGGS, J. BRINKMANN, R. BRUNNER, S. BURLES, L. CAREY, M. A. CARR, F. J. CASTANDER, B. CHEN, P. L. COLESTOCK, A. J. CONNOLLY, J. H. CROCKER, I. CSABAI, P. C. CZARAPATA, J. E. DAVIS, M. DOI, T. DOMBECK, D. EISENSTEIN, N. ELLMAN, B. R. ELMS, M. L. EVANS, X. FAN, G. R. FEDERWITZ, L. FISCELLI, S. FRIEDMAN, J. A. FRIEMAN, M. FUKUGITA, B. GILLESPIE, J. E. GUNN, V. K. GURBANI, E. DE HAAS, M. HALDEMAN, F. H. HARRIS, J. HAYES, T. M. HECKMAN, G. S. HENNESSY, R. B. HINDSLEY, S. HOLM, D. J. HOLMGREN, C.-H. HUANG, C. HULL, D. HUSBY, S.-I. ICHIKAWA, T. ICHIKAWA, Ž. IVEZIĆ, S. KENT, R. S. J. KIM, E. KINNEY, M. KLAENE, A. N. KLEINMAN, S. KLEINMAN, G. R. KNAPP, J. KORIEK, R. G. KRON, P. Z. KUNSZT, D. Q. LAMB, B. LEE, R. F. LEGER, S. LIMMONGKOL, C. LINDENMEYER, D. C. LONG, C. LOOMIS, J. LOVEDAY, R. LUCINIO, R. H. LUPTON, B. MACKINNON, E. J. MANNERY, P. M. MANTSCH, B. MARGON, P. MCGEHEE, T. A. MCKAY, A. MEIKSIN, A. MERELLI, D. G. MONET, J. A. MUNN, V. K. NARAYANAN, T. NASH, E. NEILSEN, R. NESWOLD, H. J. NEWBERG, R. C. NICHOL, T. NICINSKI, M. NONINO, N. OKADA, S. OKAMURA, J. P. OSTRICKER, R. OWEN, A. G. PAULS, J. PEOPLES, R. L. PETERSON, D. PETRAVICK, J. R. PIER, A. POPE, R. PORDES, A. PROSAPIO, R. RECHENMACHER, T. R. QUINN, G. T. RICHARDS, M. W. RICHMOND, C. H. RIVETTA, C. M. ROCKOSI, K. RUTHMANSDORFER, D. SANDFORD, D. J. SCHLEGEL, D. P. SCHNEIDER, M. SEKIGUCHI, G. SERGEY, K. SHIMASAKU, W. A. SIEGMUND, S. SMEE, J. A. SMITH, S. SNEDDEN, R. STONE, C. STOUGHTON, M. A. STRAUSS, C. STUBBS, M. SUBBARAO, A. S. SZALAY, I. SZAPUDI, G. P. SZOKOLY, A. R. THAKAR, C. TREMONTI, D. L. TUCKER, A. UOMOTO, D. VANDEN BERK, M. S. VOGLEY, P. WADDELL, S.-I. WANG, M. WATANABE, D. H. WEINBERG, B. YANNY ET N. YASUDA. *The Sloan Digital Sky Survey : Technical Summary*. **AJ** **120**, pp. 1579–1587, sept. 2000.
- H. W. YORKE, G. TENORIO-TAGLE, P. BODENHEIMER ET M. ROZYCZKA. *The combined role of ionization and supernova explosions in the destruction of molecular clouds*. **A&A** **216**, pp. 207–214, juin 1989.
- J. S. YOUNG, J. KENNEY, S. D. LORD ET F. P. SCHLOERB. *CO emission from IRAS galaxies*. **ApJ** **287**, pp. L65–L68, déc. 1984.
- J. S. YOUNG, F. P. SCHLOERB, J. D. KENNEY ET S. D. LORD. *CO observations of infrared bright galaxies - The efficiency of star formation*. **ApJ** **304**, pp. 443–458, mai 1986.
- M. S. YUN, N. A. REDDY ET J. J. CONDON. *Radio Properties of Infrared-selected Galaxies in the IRAS 2 Jy Sample*. **ApJ** **554**, pp. 803–822, juin 2001.
- A. I. ZABLUDOFF, D. ZARITSKY, H. LIN, D. TUCKER, Y. HASHIMOTO, S. A. SHECTMAN, A. OEMLER ET R. P. KIRSHNER. *The Environment of “E+A” Galaxies*. **ApJ** **466**, pp. 104–+, juil. 1996.
- G. ZAMORANI, M. MIGNOLI, G. HASINGER, R. BURG, R. GIACCONI, M. SCHMIDT, J. TRÜMPER, P. CILIEGI, C. GRUPPIONI ET B. MARANO. *The ROSAT deep survey*.

- V. *X-ray sources and optical identifications in the Marano field.* **A&A** **346**, pp. 731–752, juin 1999.
- Q. ZHANG, S. M. FALL ET B. C. WHITMORE. *A Multiwavelength Study of the Young Star Clusters and Interstellar Medium in the Antennae Galaxies.* **ApJ** **561**, pp. 727–750, nov. 2001.
- V. ZITELLI, M. MIGNOLI, G. ZAMORANI, B. MARANO ET B. J. BOYLE. *A spectroscopically complete sample of quasars with  $B_J$  not greater than 22.0.* **MNRAS** **256**, pp. 349–367, mai 1992.