



**HAL**  
open science

# Nature et formation des galaxies: les galaxies compactes lumineuses.

Nicolas Gruel

## ► To cite this version:

Nicolas Gruel. Nature et formation des galaxies: les galaxies compactes lumineuses.. Cosmologie et astrophysique extra-galactique [astro-ph.CO]. Observatoire de Paris, 2002. Français. ⟨NNT : ⟩. ⟨tel-02071406⟩

**HAL Id: tel-02071406**

**<https://hal.science/tel-02071406v1>**

Submitted on 18 Mar 2019

**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.



HAL Authorization

Ecole Doctorale d'Astronomie d'Ile de France

## THESE DE DOCTORAT

présentée pour obtenir le diplôme de

### DOCTEUR DE L'OBSERVATOIRE DE PARIS

Spécialité : "Dynamique des Systèmes gravitationnels"

par

Nicolas GRUEL

SUJET :

**Nature et formation des galaxies :  
les galaxies compactes lumineuses.**

Département de Galaxies, Etoiles, Physique et Instrumentation (GEPI)  
Observatoire de Meudon

Soutenue le 20 Juin 2002 devant le jury composé de :

Mme Ana Gómez-Stéfanovitch	Présidente
Mme Véronique Buat	Rapporteur
M. Rafael Guzmán	Rapporteur
M. François Hammer	Directeur de thèse
Mme Françoise Combes	Examinatrice
M. David Elbaz	Examineur

Ecole Doctorale d'Astronomie d'Ile de France

## THESE DE DOCTORAT

présentée pour obtenir le diplôme de

**DOCTEUR DE L'OBSERVATOIRE DE PARIS**

Spécialité : "Dynamique des Systèmes gravitationnels"

par

Nicolas GRUEL

SUJET :

**Nature et formation des galaxies :  
les galaxies compactes lumineuses.**

Département de Galaxies, Etoiles, Physique et Instrumentation (GEPI)  
Observatoire de Meudon

Soutenue le 20 Juin 2002 devant le jury composé de :

Mme Ana Gómez-Stéfanovitch	Présidente
Mme Véronique Buat	Rapporteur
M. Rafael Guzmán	Rapporteur
M. François Hammer	Directeur de thèse
Mme Françoise Combes	Examinatrice
M. David Elbaz	Examinateur





**Résumé:**

L'évolution de la luminosité infrarouge et de l'UV peut s'expliquer par une chute de la formation stellaire entre les décalages spectraux de 0.4 à 1, c'est-à-dire depuis 7 à 10 milliards d'années. Cette chute est due à deux type de galaxies: les galaxies infrarouge et les galaxies compactes lumineuses.

Au cours de cette thèse, j'ai particulièrement étudié un échantillon de spectres de ces galaxies compactes observées au VLT. Ces objets sont très importants: il y a environ 7 milliards d'années ces galaxies représentaient la population dominante. De plus, malgré leur petite taille, elles rayonnent de l'ordre de 100 fois plus d'énergie que les galaxies locales irrégulières auxquelles les études précédentes les ont assimilées du fait de leurs caractéristiques photométriques et dynamiques semblables.

Pour quelques objets, il existe des images prises par le télescope spatial, elles montrent que la plupart de ces galaxies sont en interaction ou du moins possèdent une seconde composante à moins de 10 kpc.

L'ensemble des indices réunis suggèrent que ces objets pourraient être non pas les progéniteurs des galaxies naines compactes locales mais ceux des galaxies spirales.

**Abstract:**

The evolution of the luminosity function in UV and IR is related to the increase in the global star formation rate density up to  $z \sim 1$ . This increase is mainly due to two different types of galaxies: the luminous infrared galaxies (LIRGs) and the luminous compact galaxies (LCGs).

In this thesis, I study a representative sample of LCGs using VLT and HST data at redshift 0.4-0.9. About 7 Giga years ago, these galaxies were the dominant galaxy population in number density. Despite their relative small size, they radiate near 100 times more energy than the population of star-forming Blue Compact Galaxies. Spectroscopic analysis show LCGs are composed of a mixed stellar populations, which includes at least: a young burst (less than  $10^8$  years) superimposed to an older population (more than 1 Giga year).

HST images reveal these galaxies are often in interaction or have a multiple component at less than 10 kpc.

Our study suggest that these objects may be the progenitors of today's population of spirals galaxies.

Avertissement : On nous a souvent demandé ce que nous faisons comme travail de recherche. Malgré tous nos efforts pour rester vagues et peu compréhensibles, nos parents, nos amis répliquaient invariablement à nos explications : 'oui, oui...' en soupirant plus ou moins, plus intrigués que jamais. Aussi nous sommes-nous résignés à raconter aux masses étonnées non pas notre travail, mais ce qu'est la vie du thésard. Il semblerait que nous ayons réussi, à en croire les premières réactions.

# Le petit Nicolas en thèse

## Le Directeur de Thèse

Pour commencer une thèse, il faut avoir un patron. Un patron, c'est un monsieur très, très fort qui me pose un problème et qui va m'aider à le résoudre. Là, c'est mon patron photographié par Christian Mercatier-Bresson.



## La Recherche

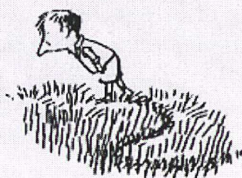
Au début, c'est tellement compliqué, on n'y comprend rien.



THEOREME 1 - On a l'inégalité

$$\sum_{n \in G} \frac{|K_n|(|K_n| - 1)}{K^2} \log \left( \frac{|K_n| - 1}{K \in \Lambda_n} \right) + \frac{K-1}{K^2} \sum_{n \in G} \sum_{a \in K_n} |\log |a||$$

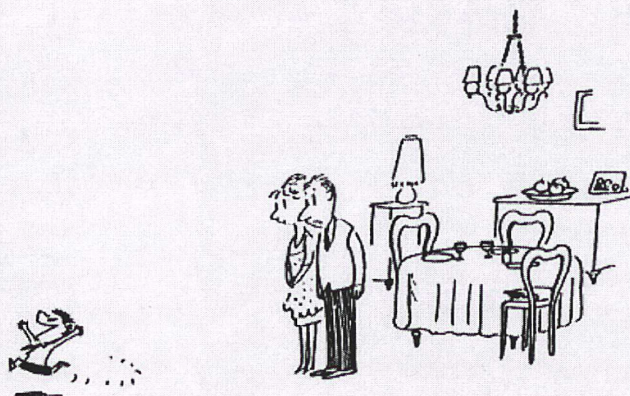
$$\leq \left(1 - \frac{1}{K}\right) \frac{2D}{K} \sum_{n=1}^K h(n) + \frac{D}{K} \left(1 + \frac{|G|}{2D} + \log \frac{K}{2}\right)$$



On peut passer des heures et des heures à chercher sans rien trouver. Dans ces moments-là, mon papa et ma maman sont drôlement inquiets et quand ma maman demande si c'était une bonne idée de faire faire une thèse au petit (c'est moi), mon papa ouvre la bouche sans parler, il agite les bras, et il s'en va lire le journal dans le salon.

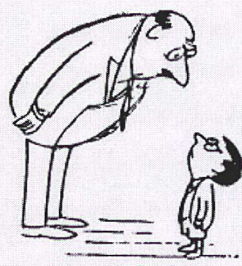
## La Découverte

Des fois, c'est super, parce que je découvre des trucs que mon patron m'avait demandés. Evidemment, ça peut arriver à n'importe quelle heure, et mes parents ne sont pas toujours ravis.



Ils se demandent si je ne deviens pas complètement fou, mais ma maman sait que mon papa n'aime pas qu'elle le lui dise.

Moi, je trouve ça plutôt normal d'être content. D'ailleurs, quand mon patron trouve un théorème, il est super fier et ses copains (qui sont aussi des gens très, très forts) sont super contents de lui. Mais ça mes parents, ils ne le savent pas.



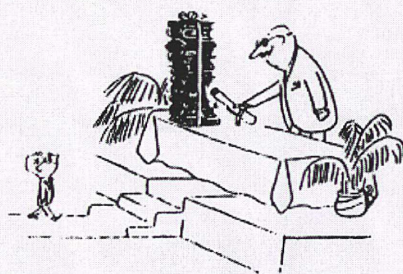
Des fois aussi, ça se passe mal, parce que je me trompe. Et quand je me trompe, avec mon patron, ça ne rigole pas, mais alors pas du tout. 'Regardez-moi dans les yeux, Nicolas', il me dit, pas content du tout. 'Vous appelez ça du travail, peut-être ?' qu'il me demande. Eh ben, là, ça a l'air d'une question, mais il ne faut surtout pas répondre, parce que sinon, il se fâche tout rouge !

## Les Séminaires

De temps en temps, un monsieur très, très important et vachement fort (mais pas aussi fort que mon patron, quand même) vient nous parler de trucs super-compliqués. Ça s'appelle un séminaire, et pendant un séminaire, ça ne rigole pas non plus. Quand le monsieur a fini de parler, mon patron lui pose des tas de questions très compliquées, et il ne sait pas toujours répondre. Et là c'est pas juste, parce que lui, il ne se fait pas disputer !



## La Soutenance



Quand j'aurai fini, il y aura une grande cérémonie avec plein de gens très, très forts (il y aura même d'autres patrons, c'est dire) et il y aura un vieux monsieur très, très important qui me dira que c'est très bien, mon petit, les chemins de la Recherche me sont glorieusement ouverts et je suis l'honneur de mes parents et l'orgueil de mon pays, et tout le baratin. Et après, il y aura un super goûter avec tous mes amis. Génial !

Et quand il lira tout cela dans le journal, mon papa sera très fier et ma maman sera tellement contente qu'elle me servira deux fois de la crème renversée, mon dessert préféré. C'est vraiment super, une thèse, à la fin !

## La Gloire

$$h(X/z) \leq H^{m+1} \exp\{c_{38} P^{2n^2 m^2} (\log^2 P)^{2n^2 m^2} |D_K|^{2n^2 m^2} |N_{K/Q}(\Delta_P)|^{2n^2 m^2} A^{2n^2 m^2} (\log |A D_K N_{K/Q}(\Delta_P)|)^{2n^2 m^2}\}.$$



D'ailleurs les filles, ça les impressionne drôlement de savoir qu'on a fait une thèse de mathématiques et qu'on a trouvé des tas de théorèmes compliqués et tout, et tout. Même la maman de Marie-Edwige, elle me fait des grands sourires maintenant, alors qu'elle trouvait que j'étais un petit garçon très turbulent.



# Remerciements

Il n'est jamais facile d'écrire la page des remerciements. Dans le cas présent sa rédaction a eu lieu après la soutenance et par conséquent il m'a été un peu difficile de me reconcentrer aussitôt sur un texte aussi délicat. Avec un peu de courage je vais donc me lancer dans cette aventure.

Avant toute chose, je voudrais dire à toute personne non citée (et le méritant!) que cela ne peut être qu'un oubli de ma part, imputable à ma tête de linotte.

Naturellement et comme il se doit, ces remerciements vont commencer par mon directeur de thèse François qui, avec l'aide d'Hector, a guidé mes premiers pas dans le sujet et m'a fait découvrir petit à petit les différentes facettes de la spectroscopie et de l'astronomie.

Ensuite je voudrais remercier les différents membres de mon jury de thèse, Véronique Buat, Anita Gomez, Françoise Combes, Rafael Guzmán, et David Elbaz qui ont eu la gentillesse de juger favorablement ce travail et donc de me permettre de partir en vacances!

Un certain nombre de personnes ont contribué de façon très importante à la bonne réalisation de ce travail scientifique en facilitant ma vie du point de vue administratif (mais ce n'est pas leur seule qualité) en particulier Géraldine, Laëtitia, Sabine et Sylvie.

Une autre part importante dans la vie d'un laboratoire provient des différents échanges scientifiques que l'on peut avoir et je remercie très chaleureusement Catherine, Monique, Véronique, Didier et toutes les autres personnes qui ont accepté de travailler avec moi et de donner un peu de leur temps.

Heureusement lors de la thèse il n'y a pas que le travail même si parfois (souvent?) la question peut se poser! Les principaux moments de détente ont souvent lieu au sein même de l'observatoire en particulier lors des pauses café (!! ) avec les autres thésards et "jeunes" de l'observatoire. Je remercie donc ici Isabelle, Jihane, Peggy, Séverine, Yanchun, Fabien, Franck, Hugo, Laurent J., Laurent C., Sébastien B. et Sébastien P.

Cette thèse n'aurait jamais pu aboutir sans deux autres soutiens qui ont réussi à supporter mes mouvements d'humeur, de découragements et parfois, heureusement

de joie.

Mes amis ont été le premier de ces soutiens. Je les remercie tous pour les moments que nous avons pu passer ces dernières années ensemble, cela a été très "utile" à certains périodes un peu difficiles, très instructif en particulier au vue de certaines discussions plus ou moins sérieuses que nous avons pu avoir et surtout très distrayant pour ne pas dire totalement délirant! Sont donc concernés (dans le désordre le plus total!) : Thibaut, Phœbe, MH, LN, Jallora, Comyn et Nico, Yael, Amina, Nathalie et Pierre-Etienne, Joc, Le Baron, Illusion, Meus, Sun, Gillou, Filip, Véro, Severine, Marieke, Vanda, Miranna, PYC, Kamy, Andrew, Christelle, Fred et Caro et je suis sûr d'en oublier un certain nombre. Un grand merci à tous et toutes, tous ces moments avec vous "C'était terrible!".

Enfin le dernier soutien, mais pas le moins important fut celui de ma famille. Il n'a jamais failli et m'a toujours laissé libre de mes choix même si il les trouvaient un peu "bizarre" voire ambitieux. Merci Anne-Marie, Isabelle, Jean-Claude, Marie, Hubert, Johan, Thomas, Benoit, Olivier, Amaury et surtout merci Papa et merci Maman. Jamais ceci n'aurait pu être écrit sans vous.

# Table des matières

<b>1</b>	<b>La formation des galaxies : introduction</b>	<b>11</b>
1.1	La machine à remonter le temps . . . . .	11
1.2	L'observation des galaxies lointaines ou l'histoire d'un jeu truqué . . .	12
1.3	Quelques notions rapides de cosmologie . . . . .	15
1.3.1	Les observables . . . . .	16
1.3.2	La loi de Hubble . . . . .	17
1.3.3	Le paramètre de décélération . . . . .	18
1.3.4	Distance de luminosité . . . . .	19
1.4	La formation des galaxies : une histoire, deux scénarii . . . . .	19
1.5	Observations de l'Univers lointain . . . . .	21
<b>2</b>	<b>Les Galaxies compactes brillantes</b>	<b>25</b>
2.1	Le problème de l'excès de galaxies bleues . . . . .	25
2.2	Le rôle des galaxies compactes dans l'évolution des galaxies . . . . .	31
2.3	Les premières observations et hypothèses sur la nature des galaxies compactes lumineuses . . . . .	32
2.3.1	Les caractéristiques physiques et observationnelles . . . . .	32
2.4	L'apport du VLT à l'étude des galaxies compactes . . . . .	33
2.4.1	Motivation et stratégie observationnelle . . . . .	36
2.5	Présentation de l'échantillon et des critères de sélection . . . . .	37
2.5.1	Présentation rapide du CFRS . . . . .	37
2.5.2	Sélection des galaxies lumineuses compactes . . . . .	37
2.5.3	Résultat de la sélection . . . . .	40
<b>3</b>	<b>Observations et réductions de données</b>	<b>45</b>
3.1	Les observations . . . . .	45
3.2	Extraction de spectres . . . . .	48
3.3	Les spectres et les mesures . . . . .	53
3.3.1	Les spectres . . . . .	53
3.3.2	L'atmosphère l'ennemi numéro 1 des extra-galacticiens! . . . . .	53
3.3.3	Mesure des raies . . . . .	55
<b>4</b>	<b>Les méthodes d'analyses</b>	<b>61</b>
4.1	Âge et métallicité . . . . .	62
4.2	Les populations stellaires . . . . .	64
4.2.1	Description de la méthode de Bica . . . . .	64

4.3	Le gaz . . . . .	66
4.4	L'abondance du gaz . . . . .	67
4.5	Détermination du taux de formation stellaire . . . . .	68
4.5.1	Mesure de la SFR à partir du continu ultraviolet . . . . .	70
4.5.2	Mesure de la SFR à partir de la luminosité $H\alpha$ . . . . .	71
4.6	Mesure de la SFR à partir de la luminosité $[OII]\lambda 3737$ . . . . .	72
4.7	Mesure de la SFR à partir de la luminosité infrarouge . . . . .	74
4.8	Les erreurs systématiques et les corrections utilisées . . . . .	77
4.8.1	Le problème de l'extinction . . . . .	77
4.8.2	L'absorption sous-jacente aux raies de Balmer . . . . .	81
4.9	Mesure des dispersions de vitesse . . . . .	88
<b>5</b>	<b>Analyse des résultats</b>	<b>91</b>
5.1	Populations stellaires . . . . .	91
5.1.1	Âges des populations stellaires . . . . .	91
5.1.2	Âges et métallicités . . . . .	93
5.2	Abondance du gaz . . . . .	97
5.3	Diagramme de diagnostic ( $[OII]_{3727}/H\beta$ )/( $[OIII]_{4958+5007}/H\beta$ ) . . . . .	101
5.4	Taux de formation stellaire (SFR) . . . . .	104
5.5	Dispersion de vitesse . . . . .	108
5.6	Discussion . . . . .	114
5.6.1	La densité de formation stellaire . . . . .	114
<b>6</b>	<b>Conclusion et Perspectives</b>	<b>123</b>

# Chapitre 1

## La formation des galaxies : introduction

Les développements théoriques ou observationnels au début du  $XX^{\text{ème}}$  siècle ont révolutionné nos connaissances en astronomie, tout particulièrement dans le domaine de l'astrophysique au moment où l'Univers est devenu un véritable objet d'étude scientifique. Mais, comme toute grande révolution, cela amena à se poser de nouvelles questions dont certaines sont encore à l'étude. Ainsi, en 1920, l'astronome américain Hubble put, par l'utilisation des étoiles de type Céphéïdes dans la galaxie d'Andromède, montrer que notre Univers s'étendait considérablement plus loin que la Voie Lactée, notre Galaxie. Ces étoiles servent de marqueurs de distance grâce à la relation découverte par l'astronome Henrietta Lewitt en 1912. Cette relation permet de prouver que la plupart des nébuleuses diffuses observées dans les télescopes ne faisaient pas partie de façon intégrante de notre Galaxie : le domaine de l'étude des objets extra-galactiques était né. Comme dans toute nouvelle discipline scientifique tout était à faire : classifier ces objets, déterminer leur nature et surtout comprendre comment et quand ces objets se sont formés. Le vingtième siècle permit de réaliser les deux premiers points mais le dernier reste encore en suspens malgré les énormes progrès réalisés, que ce soit du point de vue théorique ou observationnel par l'utilisation de télescopes toujours plus grands et d'instruments toujours plus perfectionnés.

### 1.1 La machine à remonter le temps

Un des mythes les plus célèbres de la science-fiction est probablement la machine à remonter le temps. Ce mythe n'en est pas un pour les astronomes et les différents outils observationnels qu'ils utilisent sont autant de machines de ce type. Les distances dans l'Univers sont telles, que la lumière qui possède une vitesse finie ne peut les parcourir instantanément.

Il est de première importance de bien prendre conscience des distances "astronomiques" en question. Le soleil est situé à mi-chemin entre le centre et le bord de notre Galaxie. Cette dernière ressemble, en première approximation, à un gros disque. La lumière met de l'ordre de 30 000 ans pour parvenir du centre galactique situé dans la

constellation du Sagittaire. Notre Galaxie n'est pas un objet isolé au milieu de l'Univers, mais elle fait partie de différentes structures suivant les échelles d'observation. Ainsi fait-elle partie en premier lieu du groupe local de galaxies proches. Ce groupe local est formé d'une trentaine de galaxies éparpillées dans un rayon d'environ 2 millions d'années lumières, dont la galaxie d'Andromède. Ce groupe, relativement épars, est au bord d'un gigantesque rassemblement de plusieurs milliers de galaxies, appelé : le super amas de la Vierge. La lumière que nous observons en provenance des galaxies du centre de cet amas a mis plus de 80 millions d'années pour arriver sur Terre, c'est-à-dire que la lumière a été émise alors que les dinosaures peuplaient encore la surface de la Terre. Par conséquent, plus on regarde loin, plus on regarde dans le passé. Cette propriété permet de reconstruire petit à petit l'histoire de l'Univers de nos jours jusqu'à ses prémices. Tout ce qui vient d'être décrit ci-dessus fait partie de ce que l'on appelle l'Univers proche, dit local. Par contre, les objets étudiés lors de cette thèse ne peuvent plus être considérés comme locaux du fait de leur distance mais ils peuvent servir à étudier le passé de l'Univers et son histoire. Pour déterminer les distances des galaxies lorsqu'il n'est pas possible de séparer ses composants en étoiles et donc de trouver des Céphéides, il faut utiliser deux propriétés distinctes.

La première est fondée sur le décalage Doppler-Fizeau pour déterminer la vitesse des galaxies. Pour cela, on utilise les spectres de galaxies et on compare la position en longueur d'onde des raies en émission ou en absorption avec celles dues aux mêmes éléments mais mesurées en laboratoire c'est-à-dire au repos (*Cf.* figure 1.1).

La deuxième propriété a été découverte par Hubble et porte son nom. Il a montré que la distance des galaxies, non situées dans le groupe local, était proportionnelle à leur vitesse de fuite ou d'éloignement, c'est-à-dire que plus une galaxie est éloignée de nous, plus sa vitesse (ou son décalage vers le rouge) est importante. Tout cela est lié à l'expansion de l'Univers ainsi que nous le verrons dans la partie 1.3 page 15.

Par conséquent, regarder loin c'est regarder dans le passé et si nous voulons comprendre l'histoire de l'Univers il faut observer de plus en plus loin afin de voir les différentes étapes de sa formation et plus particulièrement dans notre cas celui des galaxies. L'observation d'objets à différentes tranches de décalages spectraux ramène donc à observer le "même" type d'objet à des moments différents de son évolution, ce qui permet de déterminer les propriétés des galaxies ainsi que des séquences évolutives.

## 1.2 L'observation des galaxies lointaines ou l'histoire d'un jeu truqué

S'il est vrai que les astronomes ont la chance de pouvoir lire quasiment en direct les toutes premières pages de la genèse de l'Univers, cela ne se fait malheureusement pas sans difficulté et sans poser quelques problèmes. Du fait de la distance considérable séparant les galaxies, il est excessivement difficile d'observer les galaxies les plus lointaines et les plus faibles (l'éclat apparent d'un objet est inversement proportionnel au carré de leur distance) et, comme nous le verrons plus loin, leur importance dans l'histoire de l'évolution de l'Univers est cruciale. Aujourd'hui, les

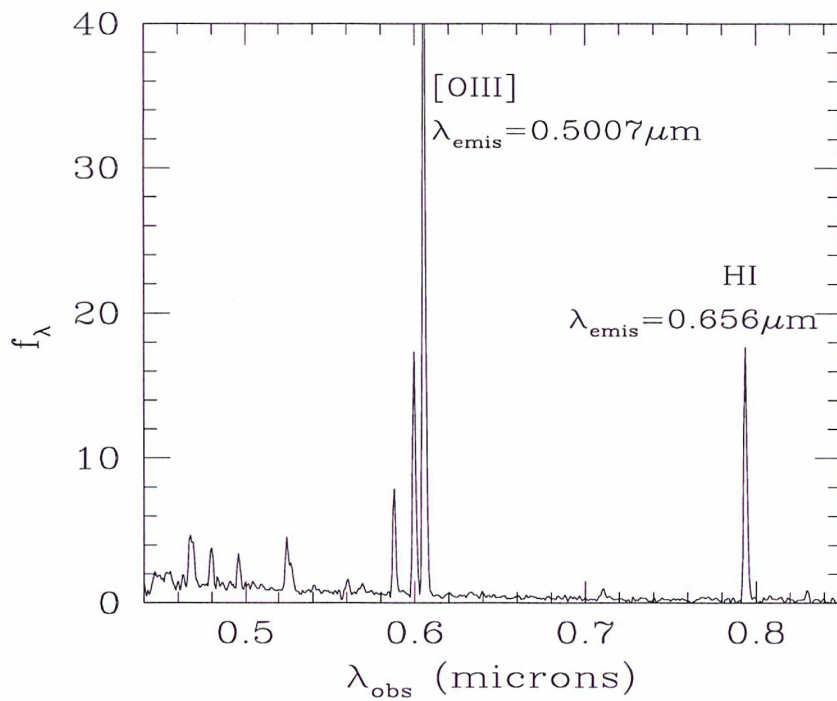


FIG. 1.1 – Spectre de la galaxie CFRS14n1103. Les raies d'émission dues aux éléments atomiques ionisés sont observées à une longueur d'onde supérieure à la longueur d'onde d'émission, déterminée en laboratoire. Le décalage spectral ( $z = 0.209$ ) se déduit de la position des raies d'émission observées,  $\lambda_{\text{obs}} = \lambda_{\text{emis}} \times (1 + z)$ , ce qui permet de calculer sa vitesse de fuite,  $c z = 60\,000 \text{ km/s}$ , et sa distance, 2,8 milliards d'années lumière.

plus grands télescopes que nous avons à notre disposition sont capables d'observer des galaxies d'un éclat apparent 1000 milliards de fois plus faible que celui de l'étoile Véga qui domine la constellation de la Lyre. Cependant, trois phénomènes limitent les observations des galaxies lointaines.

Une des limitations principales provient de l'émission lumineuse du ciel nocturne, due à l'agitation thermique de l'atmosphère. Celle-ci peut être approximée à un corps noir avec un pic d'émission dans l'infrarouge. Cette émission, invisible à l'œil nu, est cependant plusieurs milliers de fois plus intense que les galaxies lointaines. Pour observer ces dernières, il n'est donc pas suffisant de disposer du plus grand collecteur de photons, il faut, de plus, utiliser des détecteurs numériques permettant d'approximer les émissions du ciel nocturne, puis de les soustraire. Cette révolution technologique a eu lieu au début des années 1980 avec l'avènement des CCD (Charge Coupled Devices). Les méthodes employées pour récupérer les images ou les spectres des galaxies font partie de la théorie du signal, le bruit étant le plus souvent dominé par les émissions atmosphériques. Dans la partie 3.3.2 page 53 je détaillerai les méthodes de prise en compte du ciel dans le cadre d'observations spectroscopiques.

La deuxième limitation est due aux turbulences atmosphériques qui entraînent de petites variations de la trajectoire de la lumière traversant l'atmosphère. Ces petites variations sont responsables, par exemple, du scintillement des étoiles. Les étoiles n'apparaissent pas sous la forme d'une figure de diffraction, mais plutôt comme des taches d'un diamètre proche de la seconde d'arc<sup>1</sup>. Le problème pour les galaxies lointaines du fait de leur éloignement est leur taille apparente justement de l'ordre de la seconde d'arc. Il est donc difficile, voire impossible, d'étudier la morphologie de ces objets dans ces conditions. Ainsi, si l'on place notre Galaxie, une galaxie spirale géante, à quelques sept milliards d'années lumière de nous, elle apparaîtrait comme une tache diffuse d'une extension d'environ deux secondes d'arc.

Enfin, la troisième difficulté provient du décalage spectral que subissent les galaxies lointaines. Elles ont leurs émissions décalées vers le rouge, au-delà du domaine visible, en raison de l'expansion de l'Univers. Cet effet, découvert par Hubble, se caractérise par la relation de décalage vers le rouge (*Cf.* équation 1.1).

Les galaxies sont composées d'étoiles, elles-mêmes composées d'hydrogène. Le rayonnement émis par une galaxie, est donc la somme de l'ensemble du rayonnement des étoiles, auquel il faut rajouter les émissions dues au chauffage des nuages de gaz HII. La plus grande partie de ces émissions se situe dans le visible avec très peu de flux émis dans l'ultraviolet (essentiellement par les étoiles jeunes et chaudes).

Si l'on fait le bilan global du rayonnement d'une galaxie, comme sur la figure 1.2, ce rayonnement est pratiquement nul en-deçà de 0.0912 micron dans l'ultraviolet lointain, le rayonnement visible est une composante principale et la proportion de flux dans l'infrarouge croît avec la quantité de poussière présente dans la galaxie. Ainsi que nous le verrons plus tard (*Cf.* 4.8.1 p. 77), la présence de poussières dans les galaxies les plus jeunes peut cacher littéralement le rayonnement dans le visible par la réémission de l'essentiel de l'énergie près du pic thermique en infrarouge lointain.

L'expansion de l'Univers décalant la longueur d'onde vers le rouge, plus la galaxie est éloignée plus le flux dans les longueurs d'onde visible devient faible.

---

<sup>1</sup>une seconde d'arc est de la taille d'une pièce d'un eurocent (0,01 €) placée à 3 kilomètres

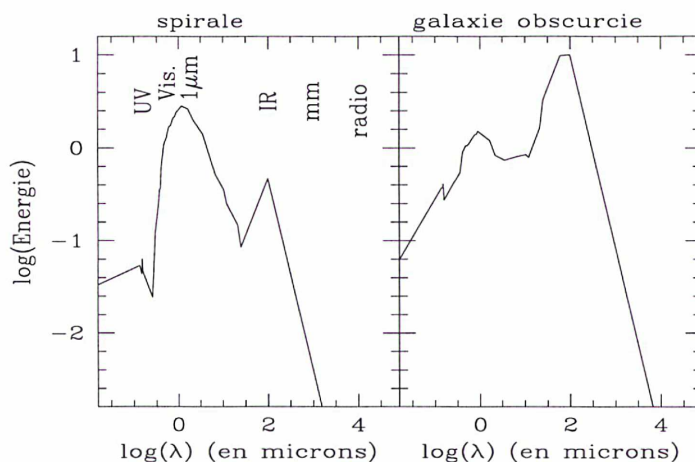


FIG. 1.2 – Distribution d'énergie des galaxies. Les échelles sont logarithmiques. La majorité des galaxies sont des spirales, avec une énergie maximale à  $1 \mu\text{m}$ , représentant les populations d'étoiles vieilles et froides. Lorsque la galaxie est dominée par les poussières, les photons ultraviolets sont "re-processés" dans l'infrarouge lointain, vers  $100 \mu\text{m}$ .

Par exemple, si l'on prend une des galaxies les plus éloignées connues actuellement, son décalage spectral est de  $z=5,6$ , c'est-à-dire que la lumière que nous détectons a été émise lorsque l'Univers avait 6% de son âge présent. L'essentiel de son rayonnement est décalé vers l'infrarouge proche, rendant obsolète les recherches de galaxies lointaines aux longueurs d'ondes visibles (figure 1.3).

Comme nous avons pu le voir, ces trois problèmes dont il est difficile de s'affranchir, rendent l'observation des galaxies lointaines, délicate et soumise à des contraintes non-négligeables qui doivent donc être prises en compte lors de l'analyse des résultats. Toutefois, le tableau n'est pas aussi noir et, petit à petit, les astronomes par l'utilisation d'instruments situés dans l'espace, dans de nouvelles longueurs d'onde ou bien en utilisant des techniques instrumentales permettant de corriger certains de ces effets, améliorent grandement la connaissance des objets faibles.

### 1.3 Quelques notions rapides de cosmologie

Dans cette partie, je vais revenir sur quelques notions qui concernent les bases cosmologiques qui ont servi lors de cette thèse. Je ne rentrerai pas dans les détails et je laisse au lecteur le soin de lire les ouvrages de références pour avoir une approche plus théorique de la cosmologie. L'idée est plutôt de rassembler les différents outils et définitions dont les observateurs ont besoin. Aussi, toutes considérations théoriques pures seront-elles bannies.

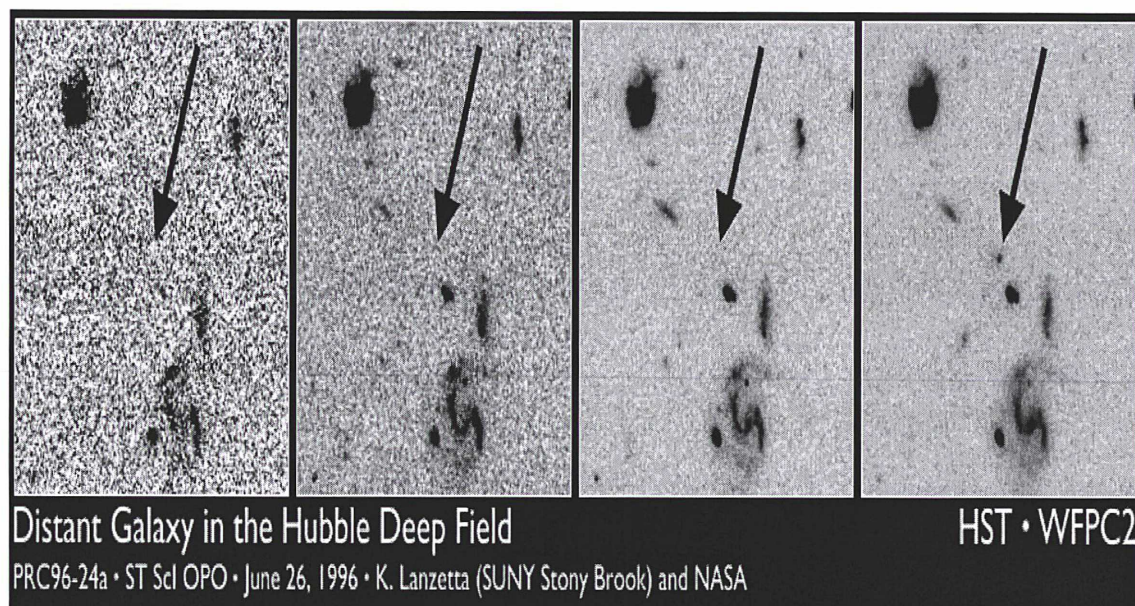


FIG. 1.3 – La galaxie HDF4-473.0 ne peut être détectée aux longueurs d’ondes visibles (3 premières images). Seule l’image prise en infrarouge proche à  $0,82 \mu\text{m}$  révèle la source, dont l’ensemble de l’énergie est extrêmement décalée vers le rouge ( $z=5,6$ ). Cet effet a été utilisé avec succès pour détecter les galaxies lointaines, notamment avec le grand télescope du Keck.

### 1.3.1 Les observables

La plupart des observations importantes qui décrivent les propriétés intrinsèques des objets lointains sont le plus souvent indépendantes des modèles cosmologiques. Ce paragraphe décrit brièvement les observables les plus communes utilisées en cosmologie observationnelle.

#### Le décalage spectral vers le rouge ou *redshift*

Une des observables les plus utilisées en astronomie extragalactique est le décalage spectral vers le rouge. C’est une quantité qui représente le décalage entre la longueur d’onde observée sur le spectre de l’objet et la longueur d’onde au repos c’est-à-dire mesurée en laboratoire (Cf. figure 1.1). Ce décalage est dû à la vitesse d’échappement des galaxies par rapport à notre propre Galaxie. C’est, pour l’observateur, une sorte de décalage Doppler lié à la structure propre de l’espace-temps et au fait que celui-ci soit en expansion. Si  $\lambda_{\text{emis}}$  est la longueur d’onde émise par l’objet  $\lambda_{\text{obs}}$  la longueur d’onde observée, alors par définition le décalage spectral vaut :

$$z = \frac{\lambda_{\text{obs}} - \lambda_{\text{emis}}}{\lambda_{\text{emis}}} \quad (1.1)$$

C’est une forme de décalage Doppler, on peut donc déduire de ce décalage une vitesse radiale à partir des équations classiques de la relativité :

$$1 + z = \left( \frac{1 + v/c}{1 - v/c} \right)^{1/2} \quad (1.2)$$

où :

- $v$  est la vitesse d'échappement ou de fuite
- $c$  : la vitesse de la lumière

Un des résultats les plus importants de la cosmologie fut de montrer que le décalage spectral est une mesure du facteur d'échelle  $R(t)$  de l'Univers au moment où la radiation mesurée a été émise.  $R(t)$  est une fonction universelle qui décrit comment varie, avec le temps cosmique, la distance relative entre deux observateurs. Ce facteur est défini comme :

$$R(t) = \frac{\rho(t)}{r} \quad (1.3)$$

où  $\rho(t)$  est, par définition, la distance propre mesurée au temps  $t$  entre l'observateur et la source lumineuse. La quantité  $r$  est alors devenue une distance de référence comobile qui est attachée à la galaxie ou à l'observateur quelque soit le temps  $t$ ,  $r$  est donc une différence de coordonnées comobiles entre l'observateur et la source lumineuse, leurs coordonnées étant considérées comme fixes au cours du temps dans le repère lié à l'expansion de l'Univers. On obtient, avec la métrique de Robertson-Walker (Cf. par exemple Weinberg (1972) [84]) :

$$1 + z = \frac{R(t_0)}{R(t)} \quad (1.4)$$

C'est-à-dire, lorsque le décalage spectral vaut  $z = 1$ , le facteur d'échelle de l'Univers, au moment de l'émission de la lumière, vaut quant à lui  $R(t) = 0.5$ , la distance entre les deux observateurs (ou les deux galaxies) était la moitié de ce qu'elle est actuellement.

### 1.3.2 La loi de Hubble

Un des résultats cruciaux de la cosmologie est la **loi de Hubble**. Hubble montra en 1929 qu'il existait une relation entre la distance  $D$  d'une galaxie et son décalage spectral. Il trouva une relation de type distance/vitesse :

$$cz = H_0 D \quad (1.5)$$

où :

- $c$  est la vitesse de la lumière
- $z$  : le décalage spectral tel que mesuré avec la définition 1.1
- $H_0$  : la constante de Hubble à l'époque actuelle.

Physiquement, cette loi s'explique par le fait que l'Univers dans son intégralité se trouve en expansion. Elle décrit donc son taux d'expansion actuel et par conséquent, nous avons la relation plus générale en nous servant de la métrique de Robertson-Walker :

$$H_0 = \left( \frac{\dot{R}}{R} \right)_{t_0} = \dot{R}(t_0) \quad (1.6)$$

Les données observationnelles donnent pour cette constante une valeur comprise entre 50 et 100  $\text{km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Mpc}^{-1}$ . On la trouve aussi, la plupart du temps, écrite sous la forme :

$$H_0 = 100 h \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \text{Mpc}^{-1} \quad (1.7)$$

la quantité sans dimension  $h$  paramétrise notre ignorance sur la constante de Hubble, et a probablement une valeur réelle comprise entre 0,5 et 1,0 (les dernières observations donnent une valeur de  $0,63 \pm 0,13$  (Kundic *et al.*, 1997 [50]). Dans la suite de ce travail, sauf indication inverse, je prendrai la valeur  $h = 0,5$ .

### 1.3.3 Le paramètre de décélération

De la même façon que la constante de Hubble  $H_0$  mesure l'expansion locale de l'Univers, on définit la décélération locale de l'Univers par :

$$q_0 = \ddot{R}(t_0) = - \left( \frac{R\ddot{R}}{\dot{R}^2} \right)_{t_0} \quad (1.8)$$

Ce paramètre, sans dimension, exprime la variation de la constante de Hubble au cours du temps. Dans la suite de ce mémoire nous prendrons ce paramètre égal à  $q_0 = 0,5$ , ce qui veut dire que nous faisons l'hypothèse de travailler dans un Univers homogène et isotrope avec une constante cosmologique  $\Lambda$  nulle. Dans ce cas-là, la densité  $\rho$  (qui régit la forme et le devenir de l'Univers) est égale à la densité critique  $\rho_c$  ( $\rho = \rho_c \sim 10^{-29} \text{g} \cdot \text{cm}^{-3}$ ). L'Univers subit donc une expansion qui se ralentira au cours du temps afin de donner un Univers quasi-stable. Ce modèle est appelé modèle d'Einstein-De Sitter. Cette hypothèse est tout à fait raisonnable d'après les résultats obtenus sur la mesure de la densité de l'Univers qui donnent une densité excessivement proche de la densité critique.

Exactement de la même façon, pour une constante cosmologique nulle et un modèle cosmologique de Friedmann qui contient celui de Einstein-De Sitter, on définit le paramètre de densité :

$$\Omega_0 = 2 q_0 \quad (1.9)$$

### 1.3.4 Distance de luminosité

Après avoir adopté un modèle cosmologique en spécifiant les valeurs de  $H_0$  et  $q_0$ , nous pouvons définir maintenant ce que l'on peut appeler "distance". Si, par exemple, nous définissons la distance d'un objet à partir de sa luminosité intrinsèque  $L$  comme la quantité  $D$  tel que le flux observé de la source est  $f = L/(4\pi D^2)$ , alors, dans la métrique de Robertson-Walker, la distance de luminosité d'une source se situant à un décalage spectral  $z$  est donnée par la relation :

$$D_L = \frac{c}{H_0 q_0^2} \left\{ z q_0 + (1 - q_0) \left[ 1 - \sqrt{2q_0 z + 1} \right] \right\} \quad (1.10)$$

Une fois ces différentes quantités mises en place, nous pouvons comparer de façon cohérente, c'est-à-dire par le choix d'une cosmologie et une seule, les différentes données que nous obtenons lors des observations, et cela pour avoir des points de comparaison absolus entre les différentes observations.

## 1.4 La formation des galaxies : une histoire, deux scénarii

La façon dont se forment les galaxies, en particulier les plus massives d'entre elles, reste encore sujette à controverses. En effet, comment peut-on expliquer le passage d'un état très fortement homogène ainsi que le montre le rayonnement émis à la fin de la période de recombinaison<sup>2</sup>, à un état aussi diversifié en densité que l'est l'Univers que nous observons aujourd'hui avec des étoiles et des galaxies séparées par de grandes distances de vide quasi total ?

La responsabilité de la structure physique de notre Univers est essentiellement due aux forces gravitationnelles, c'est-à-dire à l'attraction qui s'exerce entre deux objets du fait de leur masse. Une toute petite fluctuation de masse attire inéluctablement la matière située dans son voisinage, elle devient donc au fur et à mesure de plus en plus importante et cela entraîne de plus en plus de matière dans un processus d'accrétion qui donne naissance aux structures de la taille d'une galaxie ou de celle d'un amas. Toutefois, la contraction ne peut se faire indéfiniment car d'autres forces entrent en jeu pour équilibrer et compenser l'attraction gravitationnelle. Par exemple pour les petites échelles, le rayonnement thermique et les forces nucléaires vont arrêter la contraction ou pour les échelles plus grandes, de la taille d'une galaxie, la conservation du moment angulaire permet aussi de stopper la contraction.

La structure qui a commencé à se former ne suit plus l'expansion générale de l'Univers mais commence à suivre son propre chemin évolutif et va former ce qui va

---

<sup>2</sup>Moment où les photons et la matière n'interagissent plus de façon systématique, on parle de découplage de la matière et du rayonnement. Ce moment est caractérisé par l'émission d'un spectre de corps noir ou de Planck, c'est le rayonnement fossile découvert, par hasard, en 1965 par Penzias et Wilson. L'étude la plus importante fut réalisée avec le satellite COBE (COsmic Background Explorer) en 1990, qui confirma la forme du spectre de corps noir ainsi que la formidable isotropie. La température de ce rayonnement est de l'ordre de 2,7 K, qui correspond à un décalage spectral de l'ordre de 1000.

être la base d'une future galaxie. Ce processus de formation des galaxies est encore méconnu et actuellement deux théories, s'appuyant toutes deux sur des résultats observationnels et théoriques, s'opposent et présentent deux images totalement différentes de la formation des galaxies et des grandes structures. La première prédit la formation des galaxies massives très peu de temps après le big-bang ( $z \geq 3$ ) lors d'un collapse primordial de la matière, la deuxième, au contraire, commence à former les petites structures puis les plus massives par accrétions successives, c'est le modèle hiérarchique.

### Le modèle du collapse primordial ou modèle adiabatique

Le scénario adiabatique a été proposé au début des années 1970 par Sunyaev, Zeldovich et leurs collaborateurs (Sunyaev & Zeldovich 1970). Le point de vue adopté est le suivant : les petites perturbations adiabatiques ont eu lieu très tôt dans l'histoire de l'Univers. Seules, les perturbations les plus importantes ont survécu jusqu'à l'époque de la recombinaison. Toutes les perturbations inférieures à une certaine masse ont été lissées par la diffusion de photons. Les perturbations doivent grandir très lentement pour des décalages spectraux  $z \leq 5$ . L'amplitude de la perturbation doit être de l'ordre de 1 à ce moment-là pour pouvoir former les grandes structures et les galaxies à des décalages spectraux compris entre 5 et 3.

Dans ce modèle, seules les perturbations les plus importantes peuvent subsister à  $z \sim 5$  et leur évolution devient non linéaire. A ce moment de leur existence les structures formées sont des ellipsoïdes. En 1970, Zeldovich montra que les ellipsoïdes en question s'écrasent suivant le plus petit axe et forment des structures aplaties qu'il appela "pancakes". Les galaxies se forment par segmentations de ces pancakes. Dans cette vue, les galaxies se forment plutôt tardivement et uniquement après les grandes structures. Parmi les résultats principaux de cette théorie vient le fait qu'elle rend bien compte, et de façon naturelle, de l'échelle des grandes structures.

### Le modèle hiérarchique ou isothermique

La deuxième théorie de formation des galaxies spirales est appelée formation hiérarchique des galaxies ou scénario isothermique. Elle fut développée par Peebles *et al.* et prend le contrepied de la précédente. En effet, elle dit que la formation des structures a débuté juste après la période de recombinaison, presque toutes les fluctuations à l'intérieur de la soupe de photons/matière ont pu donner naissance à une structure. Dans le passé, l'Univers était beaucoup plus dense qu'aujourd'hui et la probabilité de rencontre entre deux galaxies d'autant plus importante. Le processus de formation des galaxies et des structures, se fait dans le sens inverse au scénario adiabatique et commence, au contraire, par la formation des plus petites structures qui vont petit à petit s'aggréger pour en former de plus grosses et arriver à la formation des galaxies, des amas de galaxies etc. . . Ce scénario a une caractéristique très attractive dans le fait que les premiers objets à se former se trouvent être de la taille des amas globulaires, ces derniers ayant le bon goût d'être les objets connus les plus âgés de l'Univers. Un des résultats intéressants de cette théorie c'est qu'il permet d'expliquer l'enrichissement rapide du milieu par les métaux comme résultant

directement des premières étoiles massives ou plutôt de la mort de celles-ci sous forme d'explosion de supernovae.

## 1.5 Observations de l'Univers lointain

Les deux théories précédentes sont purement baryonique<sup>3</sup> et l'amplitude des variations au moment de la recombinaison doit être de l'ordre de  $3 \times 10^{-3}$ . Toutefois, les résultats du satellite COBE qui mesura le rayonnement émis lors de la recombinaison permirent de montrer que les perturbations les plus importantes ne pouvaient pas dépasser une amplitude de  $2 \times 10^{-5}$ . Pour résoudre ce problème, ainsi que celui, par exemple, du manque de masse lumineuse comparé à la masse dynamique, les astronomes ont postulé la présence de "matière noire". En faisant cette hypothèse, les théoriciens montrèrent que les fluctuations découvertes par COBE pouvaient être compatibles avec celles nécessitées par les deux théories précédentes, modifiées, de telle sorte que la masse noire soit prise en compte. Deux nouveaux types de scénarii émergèrent lors de la prise en compte de cette matière sombre. Le premier, le scénario de matière noire chaude (HDM<sup>4</sup>) postule que cette matière noire est composée de neutrinos massiques. Il prédit de larges fluctuations produisant comme dans le cas du scénario adiabatique les grandes structures en premier puis par subdivisions les plus petites. Le second ou scénario de matière noire froide (CDM<sup>5</sup>) arrive aux mêmes conclusions que le modèle hiérarchique. La matière noire (non baryonique) en se découplant très tôt forme les masses très petites ( $M \ll M_{\odot}$ ) puis, petit à petit par coalescence les plus massives, c'est-à-dire les galaxies et les amas de galaxies.

La formation des galaxies reste un sujet à controverse en particulier en cosmologie observationnelle où l'arrivée des grands télescopes permet aujourd'hui d'observer quasiment en direct les premiers instants de l'univers. Cela va permettre de confronter les prédictions des deux grandes théories avec l'observation (évolution du nombre de disques, métallicité, formation stellaire...). La clef du mystère pourrait donc être révélée en concentrant les observations sur les galaxies lointaines qui sont responsables, dans sa grande majorité, de la formation stellaire (*Cf.* figure 1.4).

Il est probable que la majorité des phénomènes évolutifs dans les galaxies se déroule lors de fortes poussées de formations stellaires probablement induites et induisant de violents changements des caractéristiques dynamiques de la galaxie hôte.

En 1996, Lilly *et al.* [58] montrèrent que l'évolution de la luminosité UV pouvait s'expliquer par une chute de la formation stellaire entre les décalages spectraux de 0.4 à 1, c'est-à-dire depuis 7 à 10 milliards d'années.

Cette chute est principalement due à deux types de galaxies : les galaxies infrarouge étudiées par Flores *et al.* (1999) [21] et les galaxies compactes lumineuses (Guzman *et al.*, 1997 [25]).

Les objets fabriquant le plus d'étoiles émettent la majorité de leur énergie en

---

<sup>3</sup>Théorie baryonique : théorie postulant que l'Univers est dominé par les baryons (les électrons, les neutrinos, les quarks et leurs anti-particules).

<sup>4</sup>Hot Dark Matter

<sup>5</sup>Cold Dark Mater

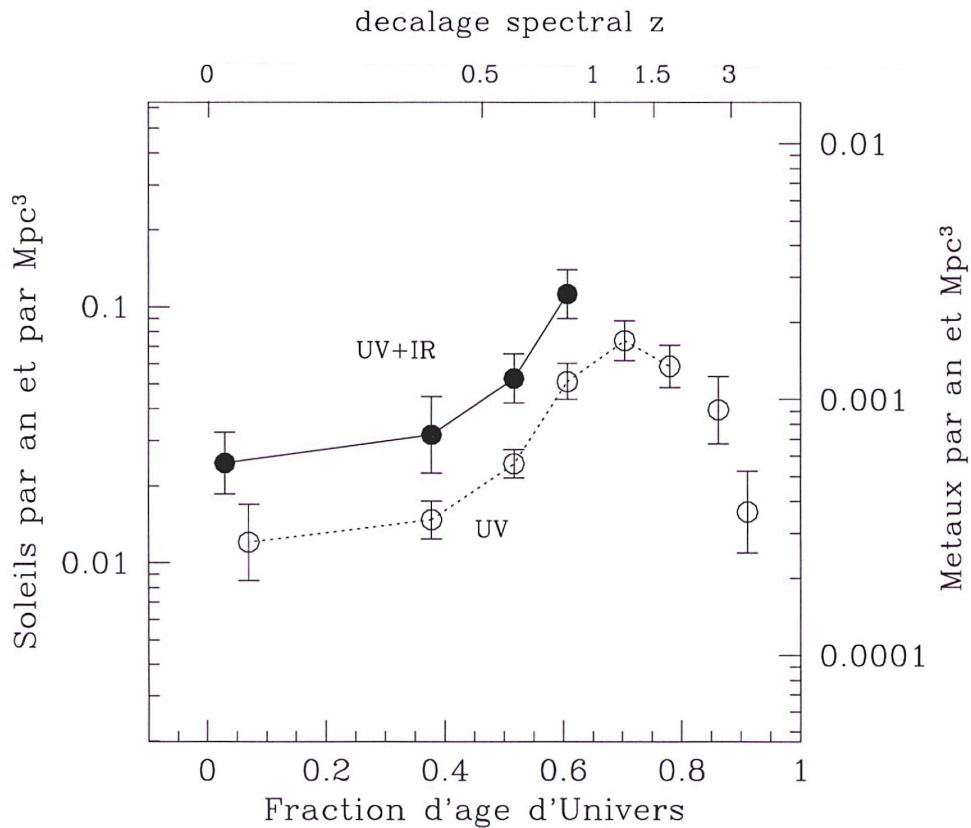


FIG. 1.4 – Histoire de la formation stellaire. En abscisse est indiqué l'époque en fraction de l'âge de l'Univers (0 correspond au temps présent et 1 au Big-Bang). Le nombre d'étoiles formées par unité de volume et par années est indiquée en échelle logarithmique. Les points blancs correspondent aux mesures faites dans l'ultraviolet, les points noirs aux mesures faites à toutes les longueurs d'ondes, c'est-à-dire incluant la formation stellaire cachée par les poussières. Il y avait beaucoup de formation stellaire, 9 milliards d'années auparavant, quand l'Univers avait le tiers de son âge actuel ( $z = 1$ , abscisse=0.66)

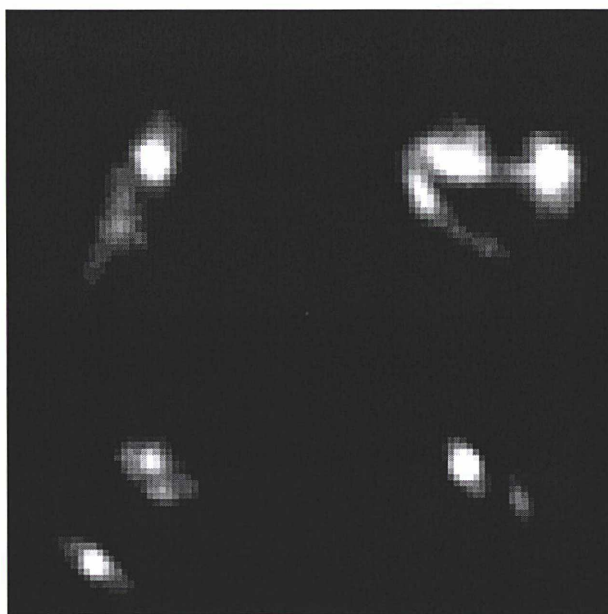


FIG. 1.5 – Galaxies émettant en infrarouge et détectées par le satellite ISO. Les images sont les contre-parties optiques observées par le Télescope Spatial, et montrent des galaxies en voie de fusion, à une époque où l'Univers avait moins de la moitié de son âge présent. La taille de chaque image est de 130 000 années lumière.

infrarouge lointain. Elles sont par conséquent assez difficiles à observer. Le télescope ISO pour le rayonnement infrarouge et le télescope spatial Hubble pour la morphologie ont montré que ces objets possèdent en leur sein une intense formation stellaire et bien souvent une interaction est bien visible sur les images (*Cf.* figure 1.5). Cette interaction est probablement responsable du sursaut de formation stellaire observée. Certaines pourraient ainsi former des galaxies elliptiques massives, après accrétion entre deux grandes spirales (Combes 1999 [14]).

La deuxième population qui semble avoir une importance prépondérante dans l'histoire de la formation stellaire sont les galaxies très compactes mais très lumineuses. Ces galaxies étaient particulièrement nombreuses dans le passé mais elles sont beaucoup plus rares dans l'Univers local. Il y a environ 7 milliards, d'années ces galaxies représentaient la population dominante (Guzman *et al.*, 1997 [25]). De plus, malgré leur petite taille (*Cf.* figure 1.6), elles rayonnent jusqu'à 100 fois plus d'énergie que les galaxies locales irrégulières auxquelles les études précédentes les ont assimilées du fait de leurs caractéristiques photométriques semblables.

Cette thèse a eu pour but l'analyse spectroscopique de ces objets particuliers afin d'en déterminer les caractéristiques physiques, leur impact réel sur l'histoire des galaxies et ce qu'elles sont devenues, c'est-à-dire vers quels types d'objets locaux elles ont évolué. Pour ce faire, nous avons utilisé les télescopes du VLT de l'ESO<sup>6</sup> installés sur le Paranal au Chili. Ils nous ont permis d'obtenir des spectres de grande qualité et de déterminer tout un ensemble de propriétés physico-chimiques qui vont être détaillées dans de ce mémoire.

---

<sup>6</sup>European South Observatory

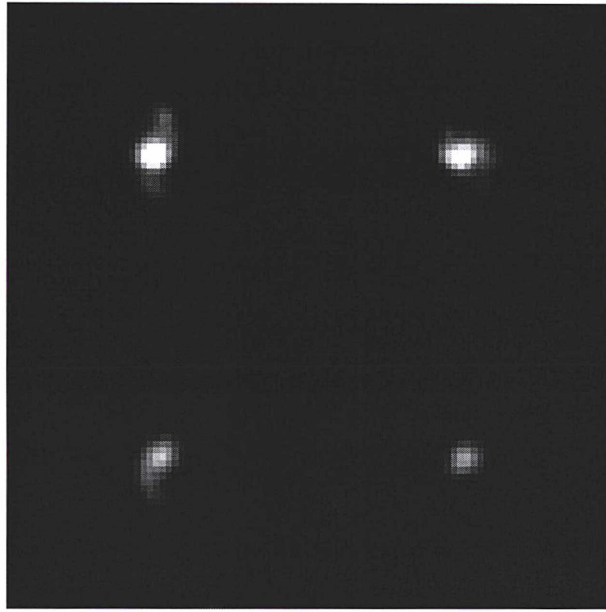


FIG. 1.6 – Galaxies compactes observées par le Télescope Spatial, à une époque où l'Univers avait moins de la moitié de son âge actuel. La taille de chaque image est de 130 000 années lumière.

La partie suivante va décrire plus en détail ce que nous connaissions de ces objets avant le travail effectué lors de ma thèse et comment notre échantillon de galaxies compactes fut sélectionné. Par la suite, je parlerai de la façon dont nous avons obtenu les spectres. La quatrième partie présentera les principales méthodes d'analyses dont nous nous sommes servis, ensuite j'aborderai l'analyse des résultats obtenus et enfin je terminerai cet exposé avec l'hypothèse que nous émettons sur la nature de ces objets.

# Chapitre 2

## Les Galaxies compactes brillantes

La nature des galaxies les plus faibles qui puissent être détectées dans les télescopes reste une des questions les plus importantes et aussi une des plus intrigantes de l'astronomie moderne. De nombreux travaux ont été menés pour arriver à mieux connaître ces objets.

Les différents recensements menés sur ce genre d'objets, depuis l'avènement des caméras CCD<sup>1</sup> qui permirent aux astronomes d'observer à des magnitudes toujours plus importantes, confirmèrent les résultats obtenus en poussant aux limites de détection les plaques photographiques : il y a un excès très important de galaxies faibles et bleues par rapport à ce qui était attendu des mesures faites sur les galaxies locales et les modèles non-évolutifs.

Dans cette partie je vais commencer par décrire ces résultats qui permirent de découvrir et surtout de prendre conscience de l'importance des galaxies compactes lumineuses. Ensuite, je parlerai des premières études réalisées sur ce genre d'objet et enfin je décrirai la façon dont nous avons choisi notre propre échantillon de galaxies.

### 2.1 Le problème de l'excès de galaxies bleues

A la fin des années soixante-dix, les différents catalogues de galaxies réalisés à partir de plaques photographiques (Kron *et al.* (1980) [48], Peterson *et al.* (1979) [72]...) montrèrent que la pente dans la relation du nombre d'objets en fonction de la magnitude apparente était beaucoup plus importante que celle prédite par les modèles sans évolution. Cet excès était dû à des galaxies faibles plus bleues qu'une galaxie active au niveau de la formation d'étoiles.

Toutefois, ces résultats étaient sujets à controverse car cet effet ne commençait à se voir réellement que pour des magnitudes où l'incomplétude des plaques photos commençait à se faire sentir. L'apparition des détecteurs CCD et le gain en magnitude apporté permit à Tyson [82] et Broadhurst *et al.* [7] en 1988 de montrer que l'effet découvert précédemment était bien réel et ne provenait pas d'un problème d'incomplétude. Les points de la figure 2.1 contiennent les mesures de compte de galaxies réalisées dans deux filtres différents en B (visible) et en K (infra-rouge).

---

<sup>1</sup>Charged Coupled Device

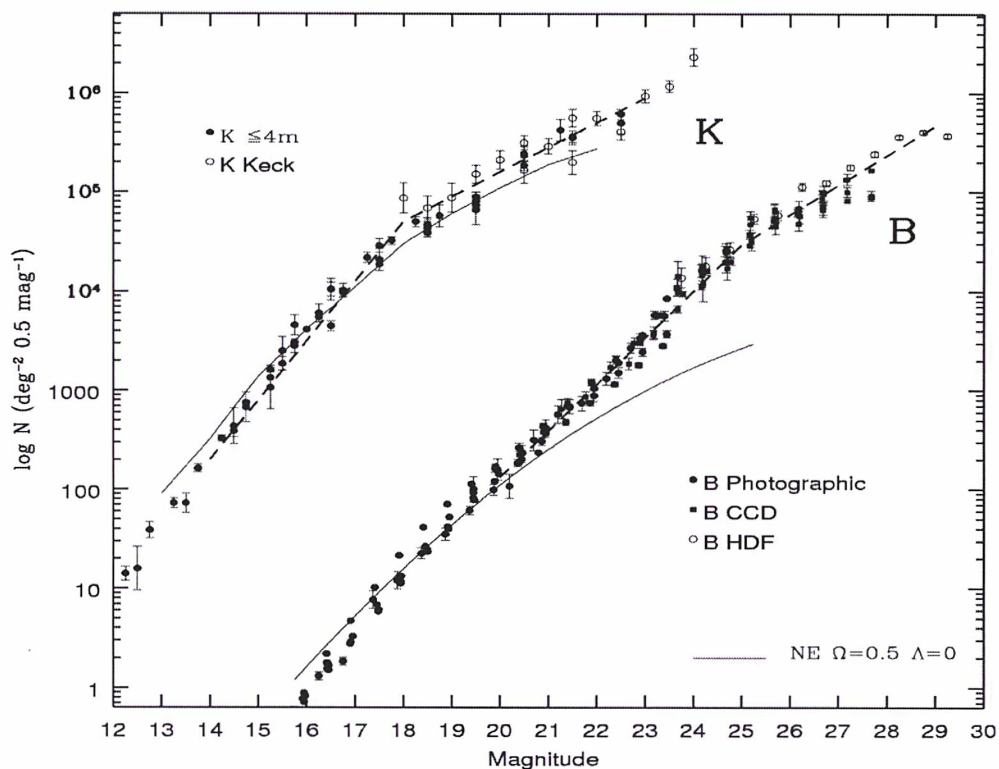


FIG. 2.1 – Nombre de galaxies en fonction de la magnitude apparente en B et en K. Les données proviennent de la compilation réalisé par Metcalfe *et al.* (1996) [64] additionné des mesures réalisé par Moustakas *et al.* (1997) [67] au Keck dans le filtre K. Les points en K ont été déplacé de +1 dex pour améliorer la lisibilité. La ligne solide montre la prédiction d'un model non-évolutif (Ellis (1997) [20])

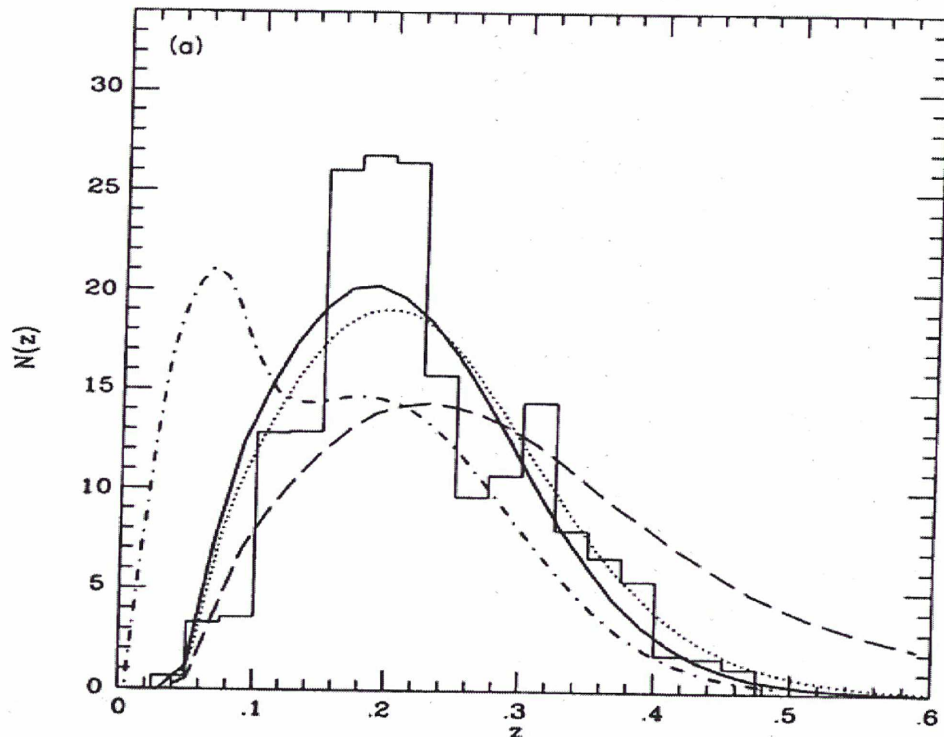


FIG. 2.2 – Distribution en décalage spectral du recensement de galaxies faibles anglo/australien (Broadhurst *et al.*, 1988 [7]) ; l'histogramme représente la distribution en fonction de  $z$  du recensement, la ligne en trait plein représente quant à elle la distribution prévue par un modèle sans évolution. Aucun effet d'évolution de la fonction de luminosité ne peut être visible sur cet figure ; Broadhurst *et al.* n'ont observé que des objets relativement proches (à  $z < 0,4$ , magnitude limite  $B \sim 21,5$ ). Les recensement plus profond comme celui du CFRS ( $B \sim 23 - 24$ ) montrèrent que les galaxies plus lointaines subissaient une évolution importante.

Nous pouvons remarquer sur cette figure que les observations effectuées dans la bande K sont bien ajustées par un modèle sans évolution avec  $q_0 = 0,5$ . Il est en même temps très visible que les observations réalisées dans la magnitude B montrent une déviation importante avec le modèle en question. Il y a donc un excès très important de galaxies bleues pour les magnitudes apparentes importantes par rapport à ce qui est attendu des modèles construits à partir des données locales.

Broadhurst *et al.* (1988) [7] réalisèrent des mesures spectroscopiques et montrèrent que la distribution du décalage spectral en fonction du nombre de galaxies (Cf. figure 2.2) était par contre en excellent accord avec les modèles non-évolutifs.

Les comptes s'appuyant sur le décalage spectral ne permettent pas de résoudre le problème de l'excès de galaxies bleues en montrant un intervalle de décalage spectral où cette population d'objets devrait logiquement se situer.

Comment résoudre le problème de cet excès et que sont devenues les galaxies produisant cet effet ?

Pour réconcilier les recensements en décalage spectral et les données photométriques, des hypothèses fondées sur une évolution ont été proposées. Elles incluent

une correction sur la forme de la fonction de luminosité locale, de la coalescence de galaxies et l'existence d'une population à décalage spectral intermédiaire qui aurait disparu localement.

Les analyses de Lilly *et al.* (1995) [59], utilisant le CFRS montrèrent que les changements dans la forme de la fonction de luminosité avec l'augmentation du décalage spectral n'était qu'apparent et montrait une augmentation ( $\sim 2$  mag à  $z = 1$ ) de la fonction de luminosité des galaxies de telle sorte que la fonction de luminosité globale apparaît se déplacer vers les luminosités les plus fortes.

Si l'on ne voit pas d'évolution de la forme de la fonction de luminosité, un des résultats les plus significatifs des différents recensements réalisés (CFRS, Autofib/LDSS, Keck LRIS...) a été de montrer la dépendance en fonction du décalage spectral et du type de galaxie de la fonction de luminosité. Les galaxies rouges, qui ont une couleur  $U - V > Sbc$ , ne présentent pas d'évolution de leur fonction de luminosité. Par contre, pour les galaxies bleues ( $U - V < Sbc$ ) la fonction de luminosité est décalée vers les luminosités les plus brillantes.

L'ensemble des différents recensements réalisés a montré que la densité de formation stellaire croît avec le décalage spectral.

Dans les autres caractéristiques de cette population de galaxies responsables de cet effet, Hammer *et al.* (1997) [31]) les identifèrent comme présentant une raie [OII]  $\lambda 3727$  Å intense. Elles sont donc en phase de forte formation stellaire.

La morphologie des galaxies bleues composant la population excédentaire a été partiellement résolue avec le Télescope Spatial Hubble. Les images obtenues ont permis à Glazebrook *et al.* (1995) [23], Driver *et al.* (1995) [19] et Abraham *et al.* (1996) [1] de montrer que la population en question était dominée par des galaxies irrégulières ou en coalescence alors que les galaxies elliptiques et spirales suivaient plus ou moins les comptes attendus à partir des modèles non-évolutifs (*Cf.* figure 2.4).

Ces résultats sont cohérents avec ceux réalisés par Schade *et al.* (1995) [78] lors de l'étude faite sur 32 galaxies du CFRS à  $z > 0,5$ . Ils trouvèrent qu'un tiers de ces objets étaient des galaxies bleues à noyau, c'est-à-dire que lors d'une déconvolution bulbe/disque, le bulbe est nettement prédominant. Beaucoup sont apparues irrégulières (asymétriques) et certaines d'entre elles montrent aussi des signes d'interactions.

En résumé, nous pouvons décrire une galaxie typique responsable du phénomène découvert dans les comptes de la façon suivante :

- ces objets ne sont pas locaux, leur décalage spectral est compris entre  $0,3 < z$  et  $z \leq 1$
- leur luminosité en B est de l'ordre de  $L_B^*$ .
- ils subissent un événement de formation stellaire marqué par la présence d'une forte raie [OII]  $\lambda 3727$  Å.
- leur apparence est plutôt irrégulière, avec des signes d'interaction et parfois un cœur compact. Le rayon typique englobant la moitié de la lumière étant  $r_e \leq 0,5''$  ou  $R_e \leq 3$  kpc.

Une des hypothèses pour expliquer cet excès de galaxies bleues consiste à postuler l'existence d'une population ayant très fortement évoluée en luminosité. Cette population subirait un épisode de formation stellaire qui expliquerait leur couleur

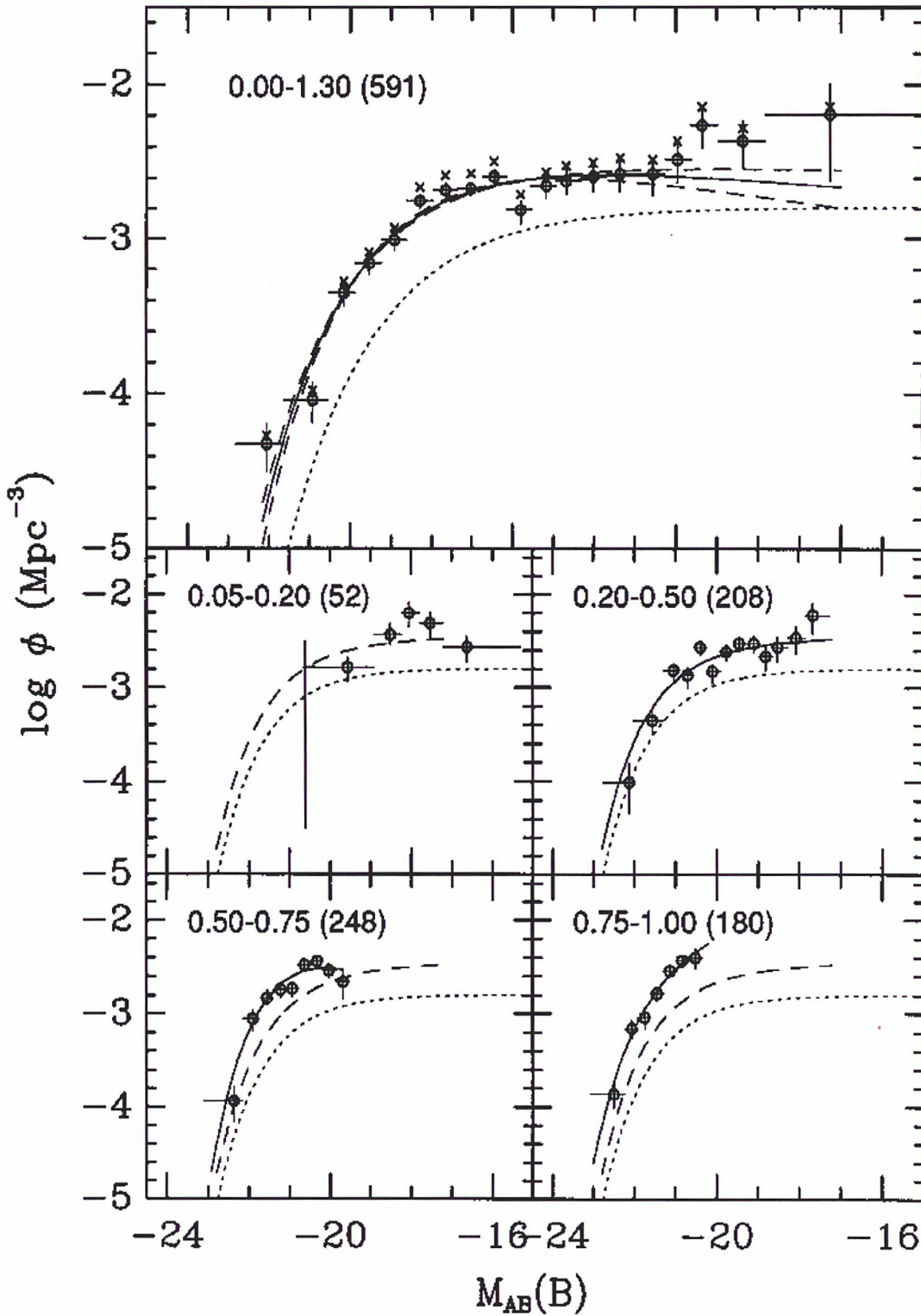


FIG. 2.3 – Fonction de luminosité au repos dans la bande B pour différents décalages spectraux. Elles sont dérivées du CFRS (Lilly *et al.* (1995) [59], les nombres entre parenthèse indiquent la taille de l'échantillon. La ligne en pointillés représente la fonction de luminosité locale (Loveday *et al.* (1992) [60]). Les lignes en traits pleins et brisés représentent l'ajustement par une fonction de Schechter des données. Il est visible qu'il y a une évolution de la fonction de luminosité mais uniquement par un facteur d'échelle.

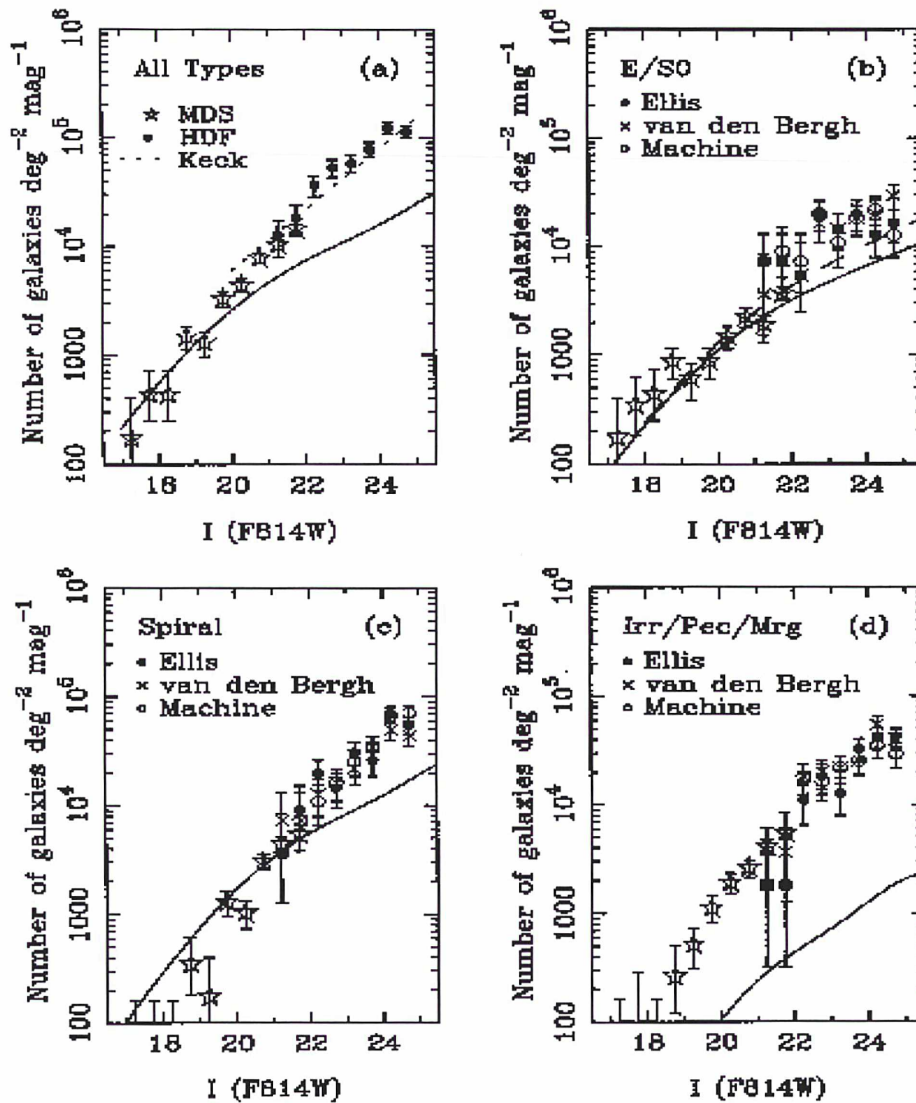


FIG. 2.4 – nombre de galaxie en fonction de la magnitude dans le filtre I814 du télescope spatial (Abraham *et al.* (1996) [1]. Les points proviennent de différents relevés et la ligne en trait plein montre les comptes attendus suivant les différentes classes morphologiques, en supposant que leurs propriétés ne varient pas au cours du temps. Cette figure montre essentiellement qu'ils y avait plus de galaxies irrégulières dans le passé.

bleue. La majeure partie de la contre-partie locale n'aurait pas été détectée du fait de leur faible luminosité. Elle pourrait aussi subir une évolution en nombre. La réalité se situe probablement dans un mélange des deux hypothèses.

## 2.2 Le rôle des galaxies compactes dans l'évolution des galaxies

Récemment, les diverses études observationnelles ont montré le rôle fondamental joué par une classe particulière de galaxies bleues. De plus en 1998, en s'appuyant sur le CFRS, Lilly *et al.* [55] ont démontré qu'il n'y avait pas d'évolution significative du nombre apparent de grandes galaxies depuis  $z = 1$ . Par contre, la densité des petites mais lumineuses galaxies à un décalage spectral de 0,5 est plus important d'un facteur dix par rapport à celles observées localement (Guzmán, 1999 [24]).

En 1988, lors de la recherche de quasar, Koo et Kron [47] découvrirent une population de galaxies compactes bleues avec une formation stellaire importante et des raies en émission étroites. Ils associèrent cette population aux progéniteurs des galaxies sphéroïdales dont la luminosité aurait décru de façon drastique depuis  $z \sim 1$ . Cette partie va détailler de façon plus approfondie les études menées par le groupe DEEP sur cette catégorie d'objet.

Les galaxies lumineuses compactes<sup>2</sup> contribuent de façon majeure à l'évolution des galaxies bleues dont la luminosité est de l'ordre de  $L^*$  depuis un décalage spectral de l'ordre de 1 (*ie.* : à peu près les 8 à 9 derniers milliards d'années). Les études réalisées par Guzmán *et al.* (1997) [25] puis Hammer & Flores (1998) [30] ont montré que la contribution totale de ces objets pour la luminosité UV (et donc pour le taux de formation stellaire) était de plus 40%. Ces galaxies sont responsables, en grande partie, du pic de formation stellaire observé il y a huit milliards d'années. Les galaxies compactes lumineuses sont les principaux contributeurs au taux de formation stellaire pour des décalages spectraux inférieurs à 1. Lorsque l'on intègre la formation stellaire depuis  $z = 1$ , on peut montrer (Hammer (1999) [28]) qu'entre un tiers et la moitié des étoiles actuelles ont été formées depuis  $z = 1$ . Les galaxies compactes lumineuses ont donc produit une grande quantité de ces étoiles. Les galaxies naines, dont elles ont la taille, ne comportent que très peu d'étoiles ou de métaux. Bien qu'ayant des propriétés en commun, il est difficile de penser que les galaxies compactes lumineuses pourraient être les progéniteurs des galaxies naines.

Malheureusement, ces objets étant particulièrement difficiles à observer du fait de leur taille et de leur faible brillance apparente, il fallut attendre la fin des années 1990 et l'arrivée des télescopes de la classe des 8 mètres (Keck et VLT) pour commencer à déterminer les caractéristiques physiques et chimiques. L'utilisation de la spectroscopie permet seule d'obtenir ce type de renseignement sur des objets situés à de telles distances. La nature des galaxies compactes lumineuses et leurs relations avec les galaxies actuelles restent donc relativement inconnues. Deux études principales ont été réalisées sur ce sujet, l'une menée par une équipe américaine et dont les

---

<sup>2</sup>Aussi désignées sous le nom de LCG pour Luminous Compact Galaxies.

premiers résultats ont été publiés en 1997 et l'autre par l'équipe française dirigée par François Hammer. Cette partie va présenter essentiellement les résultats de l'équipe américaine, le reste de cette thèse présentera le travail mené par l'équipe française dont je fais partie.

## 2.3 Les premières observations et hypothèses sur la nature des galaxies compactes lumineuses

### 2.3.1 Les caractéristiques physiques et observationnelles

En premier lieu, je vais présenter rapidement les caractéristiques physiques des galaxies compactes bleues à décalage spectral intermédiaire qui étaient connues lorsque au début de ma thèse.

Les années 90 ont apporté par l'intermédiaire des images provenant du Télescope Spatial Hubble, la possibilité de faire une analyse morphologique de galaxies lointaines. En parallèle, il était fondamental de connaître leur décalage spectral, c'est-à-dire leur distance, que ce soit par des méthodes spectroscopiques ou bien photométriques, ces dernières étant fortement sujettes à caution. Ces études permirent de montrer que les galaxies en question étaient des objets excessivement compacts même avec le Télescope Spatial Hubble, il est très difficile d'en déterminer la morphologie. Pour donner un ordre d'idée, 1 heure de pose avec le télescope spatial permet d'obtenir un signal sur bruit  $\geq 10$  pour une galaxie compacte de magnitude  $B \sim 23$ . Ces objets ont un cœur très brillant entouré d'une composante diffuse ce qui rend l'analyse morphologique particulièrement délicate. La plupart des études morphologiques (Koo *et al.* (1994) [45] ou Hammer, Gruel *et al.* (2001) [32]) ont montré que ces galaxies pouvaient posséder une deuxième composante compacte signe probable de coalescence.

Par la suite, Koo *et al.* firent un relevé spectroscopique au télescope Keck à Hawaii et au Télescope Spatial Hubble (HST) d'objets classifiés comme CNELG<sup>3</sup> *i.e.* c'est-à-dire des galaxies compactes présentant des raies en émissions étroites. Ce relevé a été effectué dans le cadre du projet DEEP<sup>4</sup> en 1995 [46].

Ces études se sont concentrées sur l'aspect dynamique de ces objets, en particulier par une analyse de la forme et de la largeur des raies en émission. Les résultats obtenus lors de cette étude ainsi que dans les suivantes effectuées sur des objets du même type dans les champs du *Hubble Deep Field* (HDF, Williams *et al.* 1996 [85]) (Philipps *et al.* (1997) [73], Guzmán *et al.* (1997) [25]) sont résumés ci-après.

Les objets ont été choisis sur des critères à la fois de compacité, c'est-à-dire que la moitié de la lumière émise par l'objet est contenue dans un rayon  $r_{1/2}$  inférieur ou égal  $0'',5$ ; le deuxième critère concerne la luminosité en I de ces objets. Seuls, les objets ayant aussi une magnitude plus brillante, dans le filtre  $I$ , à 23,74 ont été gardés dans l'échantillon final, cela correspond à des galaxies peu lumineuses à  $z = 1$ . Les mesures furent effectuées sur des images dans le filtre  $I_{814}$  du HST et de l'étude du HDF Nord (Williams *et al.* 1996 [85]). Ces critères sont équivalents à un critère

<sup>3</sup>Compact Narrow Emission Line Galaxie

<sup>4</sup>DEEP : Deep Extragalactic Evolutionary Probe

de brillance de surface, c'est-à-dire qu'il faut qu'à l'intérieur du rayon contenant la moitié de la lumière, cette quantité soit inférieure à  $\nu_{I814} \leq 22,2 \text{ mag arcsec}^{-2}$ . Enfin pour éviter au maximum toute contamination par des étoiles, les objets ayant un rayon de moitié de lumière inférieur à  $r_{1/2} \leq 0'',16$  ont été rejetés.

Les observations spectroscopiques qui concernent l'essentiel de la comparaison que nous allons réaliser avec le travail effectué lors de ma thèse, ont été faites avec l'instrument LRIS, spectrographe multi-objets installé sur un des télescopes de 10 mètres du Keck à Hawaï. Les observations ont une résolution de l'ordre de  $3 \text{ \AA}$ . Elles ont été faites avec deux réseaux différents, un dans le bleu et un dans le rouge, le temps d'intégration des spectres a été de l'ordre de 1500 secondes. Le domaine en longueurs d'ondes total s'étend de 4000 à 8500  $\text{\AA}$ , bien que les spectres n'aient pas été calibrés en flux.

Les spectres ainsi obtenus ont montré que ces objets possèdent de nombreuses raies en émissions en particulier [OII]  $\lambda 3727 \text{ \AA}$ ,  $H\beta$  et [OIII]  $\lambda\lambda 4958, 5007 \text{ \AA}$  (Cf. figure 2.5). La présence de ces raies prouve que ces objets sont le lieu de formation d'étoiles car elles sont émises par un nuage de gaz HII chauffé par des étoiles jeunes émettant dans l'UV de façon très importante.

Guzmán *et al.* (1997) [25] trouvèrent, à partir des mesures sur la raie [OII]  $\lambda 3727 \text{ \AA}$ , des taux de formation stellaire compris entre 0,1 et 14 masses solaire par an (Cf. figure 2.6) (pour description de la méthode de ce calcul se référer au paragraphe 4.6 page 72).

L'analyse principale de ce travail a porté sur la forme et la largeur des raies en émission et ce, pour réaliser l'étude dynamique de ces objets. Philipps *et al.* (1997) [73] montrèrent que ces raies pouvaient être bien représentées en ajustant une gaussienne. De là, ils déduisirent une vitesse de dispersion ( $35 \leq v_{\text{circ}} \leq 150 \text{ km s}^{-1}$ ) (Cf. figure 2.7).

Par la suite, en se fondant sur les travaux réalisés par Vogt *et al.* (1996) [83], Guzmán *et al.* (1996) [27] et Rix *et al.* (1997) [75], Philips *et al.* (1997) [73] déduisirent la masse de ces objets. Les masses trouvées sont comprises entre  $3 \times 10^9$  et  $2 \times 10^{10}$  masse solaire. Les propriétés globales de l'échantillon, couleurs, luminosités, rayon de brillance, masse (ou vitesse) étant très semblables à ceux des galaxies compactes sphéroïdales locales ou compactes irrégulières, Koo *et al.* (1994, 1995) [45, 46] et Guzmán *et al.* (1996, 1998) [27, 26] ont suggéré que ces objets étaient les progéniteurs de ces galaxies locales et les comparèrent à des régions HII à très forte formation d'étoiles. Ces objets brûleraient de façon très brutale, en un seul épisode de formation stellaire, l'ensemble de leur gaz. Après l'explosion de formation stellaire qui accroît sa luminosité dans des proportions considérables, ces objets subiraient une chute de leur luminosité dans l'UV (4-7 magnitudes en  $M_B$  en moins de 3 milliards d'années).

## 2.4 L'apport du VLT à l'étude des galaxies compactes

En 1998, les astronomes eurent accès à de nouveaux moyens observationnels par l'ouverture du premier télescope du VLT à la communauté. Cela suggéra à François

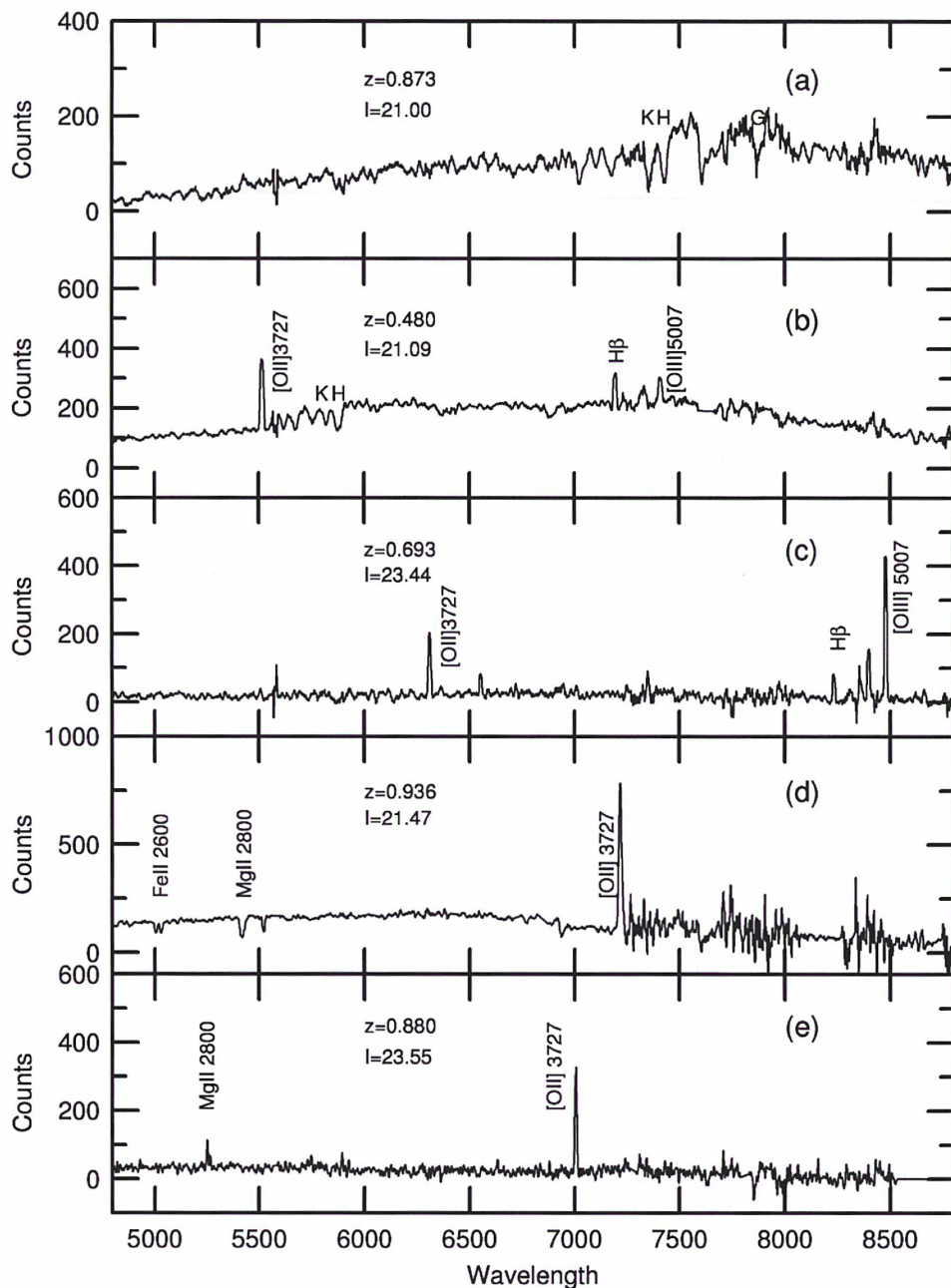


FIG. 2.5 – Spectres de galaxies compactes obtenus au télescope américain Keck, Le temps d'intégration est de l'ordre de 50 minutes. Les spectres ne sont pas calibrés en flux.

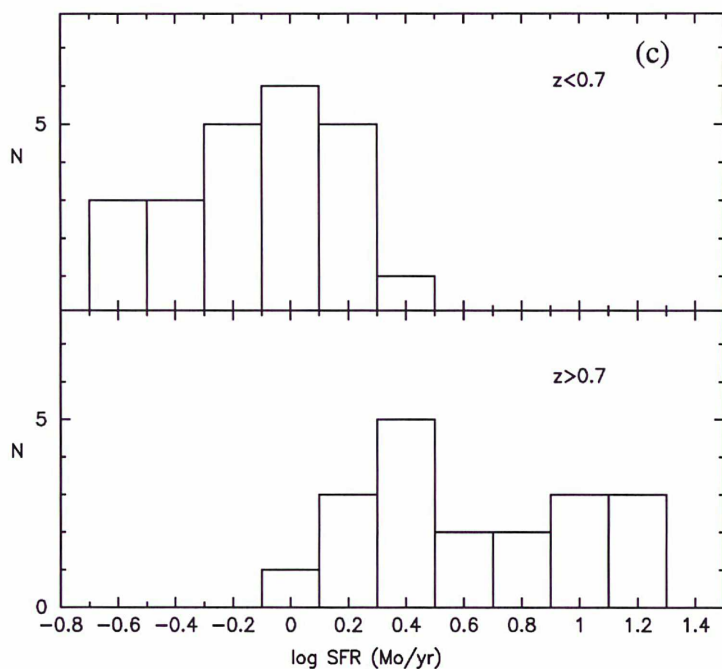


FIG. 2.6 – Taux de formation stellaire des 51 galaxies observées avec le télescope Keck, la mesure de ce taux de formation stellaire a été effectuée à partir de la luminosité [OII]  $\lambda 3727 \text{ \AA}$  déterminé à partir du flux dans les raies en émission.

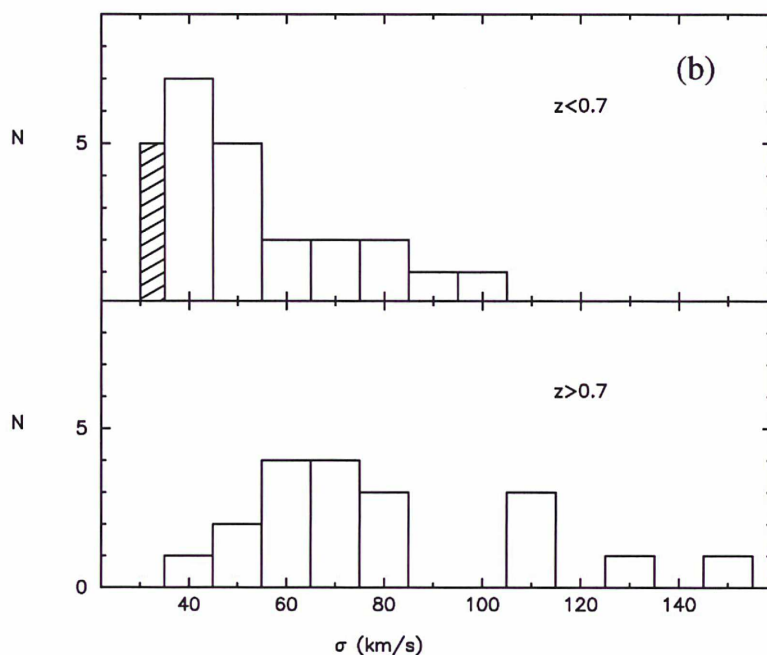


FIG. 2.7 – Vitesse de rotation des galaxies compactes de l'échantillon de Guzmán *et al.* On peut voir que ces vitesses sont faibles ( $\sim 65 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ).

Hammer et son équipe d'observer des objets semblables aux galaxies compactes étudiées précédemment mais cette fois, la sélection des objets se fit dans la base de données du CFRS. Celle-ci comprend près de six cents objets étudiés dans un grand nombre de longueurs d'ondes différentes, allant de la radio à l'infra-rouge en passant par le visible. Pour chaque objet, nous avons en notre possession la photométrie dans les bandes U, V et B avec parfois en plus celle dans la bande K. De plus, à chaque objet est associé un spectre et donc un certain nombre de caractéristiques physiques déduites de ces spectres.

Je vais en premier lieu indiquer quelles furent les motivations et la stratégie observationnelle, ensuite je parlerai des critères que nous avons utilisés pour sélectionner les objets de notre échantillon de galaxies compactes. Enfin, je terminerai cette partie sur la façon dont nous avons obtenu nos données, c'est-à-dire sur les observations à proprement parler.

### 2.4.1 Motivation et stratégie observationnelle

Les galaxies observées au VLT l'ont été pour confirmer les analyses effectuées par Guzman *et al.* Les buts de ces observations étaient de détecter la présence de la raie  $[OIII]\lambda 4363 \text{ \AA}$ , d'en faire l'analyse chimique et de déterminer les abondances de ces objets.

Pour effectuer la sélection des galaxies observées, nous nous sommes servi de la base de données CFRS (*Cf.* paragraphe 2.5.1 page 37). Cette base est considérée comme complète jusqu'à la magnitude  $I = 22$ . Elle permet de construire la fonction de luminosité jusqu'à  $z = 1$  et d'effectuer une étude sur l'évolution de la formation stellaire pour la même période. L'utilisation de cette base permet de comparer les résultats obtenus pour des objets particuliers, ici les galaxies compactes, avec ceux obtenus pour l'ensemble des galaxies de cette base. La stratégie observationnelle choisie par l'équipe américaine n'était pas, à notre avis, adéquate pour étudier les propriétés d'objets de ce type. Le choix fait par les Américains était d'étudier en priorité le plus de galaxies de ce type en insistant plus particulièrement sur les études dynamiques de ces objets à partir des raies en émissions. Pour cela, ils intégrèrent la lumière émise durant moins d'une heure, le temps de faire ressortir les raies en émissions. Ils n'effectuèrent pas de calibration en flux, et ne peuvent donc pas utiliser le continu du spectre pour effectuer des analyses et ne peuvent rien dire sur les raies en absorption et/ou la forme globale du continu. A l'inverse, la stratégie que nous avons adoptée lors de nos observations s'attachait plutôt aux propriétés physico-chimiques de ces galaxies. Aussi avons-nous choisi d'effectuer des poses longues, plus de 4 heures de poses pour chaque objet au minimum, et d'appliquer systématiquement une calibration en flux sur les spectres réduits. Pour faire cela, nous avons observé, dans la même nuit, des étoiles dites de références ou de calibrations.

Les principales différences entre les observations réalisées sur le Keck et au VLT sont le temps de pause, beaucoup plus long pour les observations VLT, et la calibration en flux puisque l'on veut déterminer des rapports de raies ( $[O/H]$ ).

## 2.5 Présentation de l'échantillon et des critères de sélection

Avant de parler des observations et de la façon dont nous avons obtenu les données, il est nécessaire de présenter l'échantillon de galaxies que nous avons sélectionné et quels ont été les critères utilisés. Toutefois, avant tout cela je vais donner les principales caractéristiques de la base de données du CFRS ayant servi de fondation aux études sur les galaxies compactes que j'ai pu réaliser lors de cette thèse.

### 2.5.1 Présentation rapide du CFRS

En 1992, débuta une collaboration Franco-Canadienne au CFHT dans le but de réaliser un échantillon complet de galaxies de champs afin de déterminer la fonction de luminosité des galaxies jusqu'à  $z \sim 1$ .

Cette collaboration amena la construction d'un échantillon de 600 galaxies de champs avec  $I_{AB} < 22,5$  dont les décalages spectraux sont compris entre 0 et 1,4 ( $0 < z < 1.4$ ) (Lilly *et al.* 1995 [57, 56], Le Fèvre *et al.* 1995 [52], Hammer *et al.* 1995 [29]), les spectres ont une résolution de 40 Å et la bande spectrale s'étend de 4250 Å à 8500 Å. Les spectres sont tous calibrés en flux à l'aide d'étoiles de calibrations standard.

Les objets ont été sélectionnés dans la bande I pour réduire substantiellement les problèmes de comparaison avec les galaxies locales et on minimise ainsi la correction en  $k$  pour les décalages spectraux supérieurs à 0,9 où la lumière de la bande I correspond à la bande B au repos.

Le CFRS a aussi permis d'avoir la photométrie profonde dans les bandes B, V, I et K.

### 2.5.2 Sélection des galaxies lumineuses compactes

La sélection a été effectuée dans trois champs CFRS, situés à 0000+00 Le Fèvre *et al.* (1995) [52], 0300+00 Hammer *et al.* (1995) [29], 2230+00 Lilly *et al.* (1995) [57]. Trois critères furent utilisés pour construire un échantillon de galaxies compactes cohérent.

#### Compacité

Le sujet de cette étude concernant les galaxies compactes, le premier critère doit être un critère sur la taille de ces objets, c'est-à-dire sur la surface de brillance de la galaxie et son étendue spatiale. Pour effectuer ce genre d'analyse nous avons à notre disposition deux types d'images ayant une qualité suffisamment bonne pour ce genre d'étude : celles obtenues dans le cadre du CFRS au CFHT, c'est-à-dire au sol mais de grande qualité (fwhm  $\sim 0",7$ ) et celles provenant du HST (Brinchmann *et al.* 1998 citebrinchmann1998) pour certaines parties des champs. La priorité a été

naturellement accordée aux images spatiales, qui, seules, permettent de résoudre la morphologie des galaxies compactes distantes.

Le rayon où la moitié de la lumière ( $r_{1/2}$ ) se trouve doit être inférieur ou égal à  $5 h_{50}^{-1}$  kpc.

$$r_{\frac{1}{2}} \leq 5 h_{50}^{-1} \text{ kpc} \quad (2.1)$$

où  $h_{50} = H_0/50$  avec  $H_0$ , la constante de Hubble<sup>5</sup>. François Hammer et Hector Flores ont montré (1998) [30] que ce critère était équivalent à un autre critère qui, lui, est défini à partir de la concentration de la lumière suivant le paramètre dit de concentration :

$$\delta I = m_I(15h_{50}^{-1}kpc) - m_I(5h_{50}^{-1}kpc) \leq 0.75 \text{ mag} \quad (2.2)$$

Pour analyser les images, nous nous sommes servi du programme SExtractor (Bertin et Arnouts, 1996 [3]). Le rayon où se trouve la moitié de la lumière a été dérivé en intégrant la lumière dans une succession d'ouvertures variant d'un diamètre de 0",2 à 3",0 en augmentant par pas de 0",2, et en supposant que la magnitude isophotale générée par SExtractor est une bonne approximation de la magnitude totale de la source.

Nous pouvons remarquer la très bonne corrélation ( $\rho = 0.73$ ) entre les deux types d'images (sol et spatiale) sur la figure 2.8.

Nous avons décidé de nous servir du paramètre de concentration pour construire notre échantillon puisque les deux critères sont compatibles et que celui-ci est beaucoup plus simple à obtenir.

## Luminosité et distance

Le deuxième critère utilisé est un critère de luminosité absolue, grâce à l'utilisation des résultats obtenus par le CFRS, au décalage spectral.

Nous n'avons gardé que les galaxies pour lesquelles la magnitude absolue  $B$  était plus brillante que  $-20$  :

$$M_{AB}(B) \leq -20,0 \quad (2.3)$$

En effet, les études réalisées sur l'évolution de la densité lumineuse dans l'UV ont été effectuées avec cette coupure (Lilly *et al.* 1996 [58]). Le CFRS est considéré complet (Hammer *et al.* 1997 [31]), au sens statistique du terme, pour les galaxies ayant des décalages spectraux compris entre 0.45 et 0.95

$$0,45 \leq z \leq 0,95 \quad (2.4)$$

cela justifie l'intervalle de distance des objets que nous avons observés.

---

<sup>5</sup>Par la suite nous prendrons  $H_0 = 50 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  et  $q_0 = \frac{1}{2}$ .

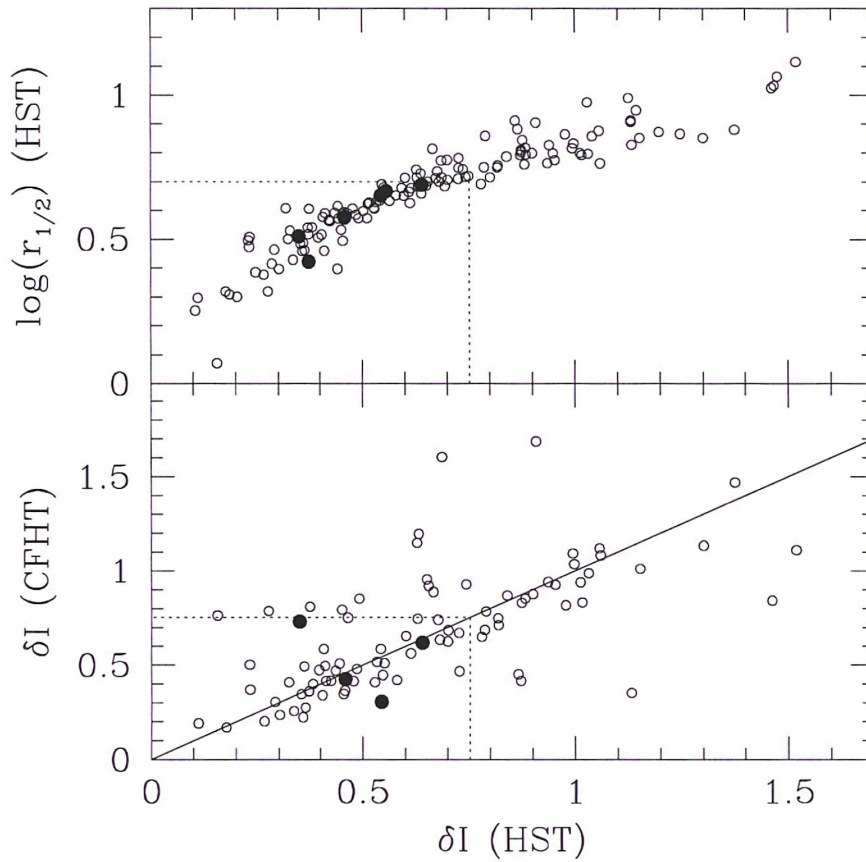


FIG. 2.8 – Critère de compacité pour les galaxies compactes lumineuses. (*En haut*) comparaison entre le critère de compacité classique (moitié du rayon de la lumière) et le paramètre de concentration. Les points noirs correspondent à des objets observés aussi au HST. Le rectangle en pointillé délimite la portion contenant les galaxies considérées compactes. (*En bas*) comparaison entre le paramètre de concentration déterminé à partir des images du sol et celles provenant du HST.

## Formation stellaire

La base de données du CFRS a servi, encore une fois, pour déterminer quels étaient les objets qui possèdent en leur sein de la formation stellaire. Pour garantir la présence de raies en émissions nous avons éliminé toutes les galaxies n'ayant pas la raie  $[OII]\lambda 3727 \text{ \AA}$  visible, *i.e.* la largeur équivalente mesurée dans le CFRS Hammer *et al.* (1997) [31] doit être supérieure à  $15 \text{ \AA}$ .

$$EW([OII]\lambda 3727) \geq 15 \text{ \AA} \quad (2.5)$$

Ce critère est équivalent au fait de dire que ces galaxies sont bleues. Une galaxie en formation stellaire va produire des étoiles jeunes et bleues qui vont chauffer le gaz qui va émettre la raie  $[OII] \lambda 3727 \text{ \AA}$ . Cette raie est uniquement un **indicateur** de formation stellaire (*Cf.* discussion au paragraphe 4.6 page 72); mais il est très aléatoire de l'utiliser pour calibrer cette dernière.

### 2.5.3 Résultat de la sélection

L'ensemble de ces critères appliqué aux trois champs du CFRS a donc donné un échantillon de 59 galaxies qui représentent 23% des galaxies lumineuses ( $M_{AB}(B) \leq -20$ ) de l'ensemble du CFRS. Les observations qui nous ont servi lors des études réalisées lors de cette thèse ont porté sur 22 galaxies de l'échantillon total dont les différentes caractéristiques photométriques sont rassemblées dans la table 2.5.3. La prochaine partie présentera les observations, la méthode de réduction que nous avons employée et la prise en compte de certaines erreurs systématiques inhérentes à l'observation de spectres à l'aide de télescopes situés au sol.

En décembre 2000, Rafaël Guzmán est venu travailler à Paris, nous en avons profité pour comparer les caractéristiques globales de notre échantillon avec celles de l'échantillon qu'il avait étudié précédemment. Nous avons pu remarquer que les 25% des galaxies les plus brillantes de l'échantillon de R. Guzmán, sélectionné dans le HDF (Guzmán *et al.* (1997) [25]) sont similaires (du point de vue photométrique) aux nôtres.

Avant de passer à l'étude proprement dite il donc est intéressant de regarder un peu un diagramme couleur/couleur rassemblant les objets étudiés. Pour cela, nous avons pu nous servir des mesures photométriques du CFRS dans les bandes B, V, I et pour certains objets en bande K. A un décalage spectral moyen de 0,6 la magnitude observée V à la magnitude au repos U et respectivement la magnitude observée I correspond à la magnitude V au repos. Quant à la magnitude K elle correspond à celle d'un filtre centré sur  $1.4 \mu\text{m}$ .

Pour obtenir les couleurs au repos précises pour chaque objet il faut corriger de la différence  $\delta z = z - z_{\text{moy}}$  en se servant d'un ajustement systématique des points photométriques observés à l'aide des modèles de Bruzual et Charlot [8, 9] de 1998. L'erreur introduite est ainsi minimale, car  $\delta z$  n'est jamais très grand, et ne dépend que des effets d'extinction au second ordre et du choix du modèle utilisé.

Pour douze des galaxies nous possédons la couleur  $(V - 1.4\mu\text{m})_0$  et nous pouvons tracer le diagramme couleur/couleur  $(U - V)_0 / (V - 1.4\mu\text{m})_0$ . Notre échantillon de

TAB. 2.1 – Luminosité et photométrie de l'échantillon de galaxies compactes sélectionnées avec les critères ci-dessus et observées en spectroscopie avec l'instrument FORS du VLT.

CFRS	$z$	$M_B$	$\frac{L_B}{L_\star}$	Err	$M_K$	$\frac{L_K}{L_\star}$	Err	$L_K^1$	$\delta I_{CFHT}^2$	$\delta I_{HST}^2$	$\log(r_{1/2})^3$
00.0137	0.95122	-22.22	2.558	0.164	-23.36	2.109	0.209	18.1	0.22	–	–
00.0564	0.61051	-20.05	0.347	0.957	-21.94	0.570	0.157	4.92	0.47	–	–
00.0763	0.83600	-20.61	0.581	1.020	-22.04	0.625	0.437	5.39	0.38	–	–
00.1175	0.63900	-20.75	0.661	0.128	—	—	—	—	0.52	–	–
03.0442	0.47807	-20.30	0.436	0.064	-21.06	0.254	0.084	2.2	0.68	–	–
03.0523	0.65355	-21.20	1.000	0.147	-22.24	0.752	0.194	6.5	0.43	0.46	0.58
03.0570	0.64682	-20.38	0.470	0.117	—	—	—	—	0.30	–	–
03.0595	0.60442	-20.78	0.680	0.119	-22.09	0.655	0.157	5.6	0.31	0.54	0.65
03.0645	0.52737	-20.77	0.673	0.049	-22.20	0.724	0.113	6.3	0.62	0.64	0.69
03.1242	0.76786	-21.21	1.009	0.223	-22.99	1.500	0.317	12.9	0.73	–	–
03.1349	0.61640	-21.43	1.236	0.114	-23.67	2.805	0.206	24.2	0.73	0.35	0.52
03.1540	0.68931	-21.52	1.343	0.124	-22.83	1.294	0.274	11.2	9999	0.56	0.67
22.0344	0.51680	-20.30	0.437	0.048	—	—	—	—	0.62	–	–
22.0429	0.62433	-20.29	0.433	0.083	-22.13	0.679	0.144	5.9	0.57	–	–
22.0576	0.89050	-20.97	0.809	0.126	—	—	—	—	0.36	0.373	0.52
22.0619	0.46706	-20.08	0.356	0.082	—	—	—	—	0.75	–	–
22.0637	0.54188	-21.26	1.057	0.107	-21.83	0.515	0.099	4.4	0.61	–	–
22.0721	0.40701	-20.41	0.192	0.021	-21.03	0.247	0.141	2.13	0.59	–	–
22.0779	0.92523	-21.50	1.318	0.206	-23.42	2.228	0.594	19.23	0.47	0.44	0.59
22.0828	0.40702	-20.41	0.192	0.026	-21.37	0.337	0.078	2.91	0.31	–	–
22.0919	0.47144	-20.22	0.406	0.034	—	—	—	—	9999	0.37	0.42
22.1064	0.53685	-20.06	0.350	0.074	-22.43	0.895	0.214	7.7	0.21	–	–

Notes :

<sup>1</sup> en unité :  $10^{10} L_\odot$

<sup>2</sup> concentration lumineuse,  $m_I(15h_{50}^{-1}kpc) - m_I(5h_{50}^{-1}kpc)$ ; 9999 : mesure non réalisable

<sup>3</sup>  $r_{1/2}$  en kpc

galaxies a été sélectionné à partir de la présence de raies en émissions et lorsque l'on regarde la couleur  $(U - V)$  nous remarquons qu'elle se situe dans un intervalle allant des Irr jusqu'au Sbc, exactement comme l'échantillon de Guzmàn *et al.* (1997) [25].

Sur la figure 2.9, nous pouvons aussi remarquer que si nos objets sont bleus dans la couleur  $(U - V)_0$  cela n'est plus vrai lorsque l'on fait intervenir les mesures dans l'infrarouge proche et la dispersion en  $(U - V)_0 / (V - 1.4 \mu\text{m})_0$  est assez importante. De plus, certains objets (00.0137, 03.1242, 03.1349, 03.1540 et 22.1064) ne peuvent pas être ajustés par un modèle à flambée d'étoiles unique de Bruzual & Charlot (1998). Cet effet peut s'expliquer en superposant à la formation stellaire une population d'étoiles plus âgées ou par le fait d'une extinction importante ou encore par la présence d'une population d'étoiles sur-métalliques, voire une combinaison de ces trois effets en même temps. Le champ CFRS à 3h a été observé par le télescope ISO et trois objets de notre échantillon ont été détectés dont deux (03.1349 et 03.1540) sont trop rouges (*Cf.* Hammer *et al.* (2001) [32]). Cette détection prouve que ces objets contiennent beaucoup de poussières ce qui fait qu'une part importante de leur flux est réémis dans l'infrarouge.

Nous verrons dans la suite de ce mémoire que l'analyse effectuée lors cette thèse a permis de montrer que ces objets étaient en effet soumis à ces trois effets; mais avant d'aborder ce point, je vais présenter les différentes méthodes utilisées et mises en place pour réduire et analyser les spectres obtenus au VLT.

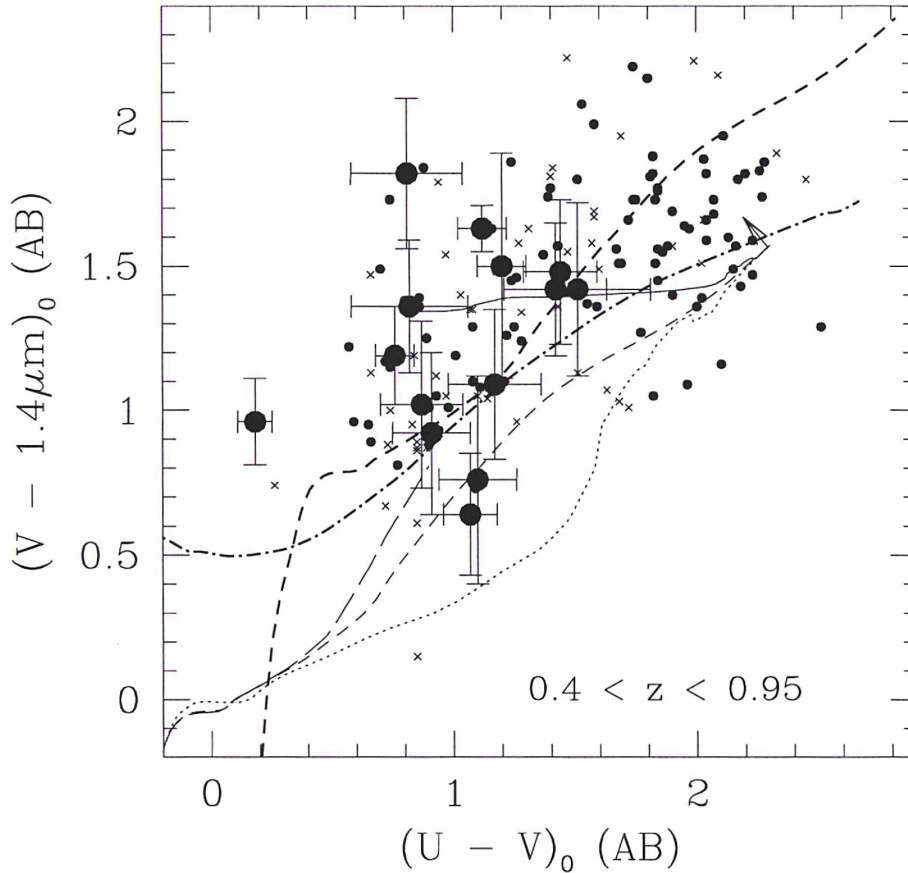


FIG. 2.9 – Couleur au repos  $(V - 1,416 \mu\text{m})_{AB}$  en fonction de  $(U - V)_{AB}$  pour les galaxies lumineuses ( $M_B \leq -20$ ). Les petits points représentent l'ensemble de la population de galaxies compactes lumineuses y compris les elliptiques. Les croix représentent quant à elles les galaxies non compactes. Les gros points indiquent les galaxies de notre échantillon pour lesquels nous avons la luminosité dans le proche infra-rouge. Les traits représentent les modèles de Bruzual & Charlot (1998) avec une métallicité solaire et un taux de formation stellaire exponentiellement décroissant, de temps caractéristique ( $\tau$ ). La ligne en pointillé montre le modèle avec un temps caractéristique  $\tau = 0,1$  Milliard d'années, celle en petit trait est un modèle avec  $\tau = 1$  Milliard d'années et celle en trait plus long un taux de formation stellaire constant. La ligne en petit trait gras représente un modèle avec  $\tau = 1$  Milliard d'années avec une extinction  $A_V$  égale à 1. La ligne en point et traits gras montre un modèle avec  $\tau = 1$  Milliard d'années et une métallicité  $Z/Z_\odot = 3.2$ . Un modèle composite, où 80% de la lumière est produite par des étoiles vieilles de 10 milliards d'années fabriquées lors d'un événement de formation stellaire instantané et 20% par une population plus jeune avec un temps caractéristique de 1 milliard d'années est représenté par la ligne pleine. On peut voir, en raison de la dispersion en  $(V - 1,416 \mu\text{m})_{AB}$ , que plusieurs galaxies compactes de notre échantillon demande un extinction, un mélange de population, une abondance solaire ou plus ou bien une combinaison de ces effets pour pouvoir être représenté par ces modèles.



# Chapitre 3

## Observations et réductions de données

Dans la partie précédente j'ai décrit l'intérêt d'étudier les galaxies compactes lumineuses afin de mieux appréhender l'histoire de la formation stellaire.

Les critères de sélection ont été appliqués et nous avons construit l'échantillon de galaxies que nous souhaitons observer. Il faut préparer, acquérir et dépouiller les observations. Ensuite seulement, nous pourrons passer à l'analyse et l'interprétation des résultats.

Les observations ont été réalisées avec les spectrographes FORS situés sur deux des télescopes de 8 mètres de l'European South Observatory (ESO), l'unité 1 et 2 du VLT. Ce sont des spectrographes à fentes de résolutions moyennes qui vont nous permettre, en se servant de deux filtres différents I et R, de couvrir la portion du spectre comprise entre 5500 Å et 9200 Å.

Dans cette partie, je vais présenter la façon dont les données ont été acquises ainsi que les méthodes de dépouillement et d'analyse. Je vais particulièrement insister sur le problème de la correction atmosphérique qui est, comme nous le verrons, cruciale lors d'observations spectroscopiques d'objets faibles décalés vers le rouge.

### 3.1 Les observations

Les observations, qui ont permis l'obtention des données utilisées, se sont déroulées en deux temps. La première et la seconde séries furent obtenues, respectivement, lors de l'été 1999 et de l'été 2000, à l'aide de l'instrument FORS1 situé sur le télescope VLT/ANTU situé au Paranal (Chili). Des observations complémentaires ont été réalisées l'année dernière sur l'instrument FORS2 du télescope VLT/Kueyen. La table 3.1 rassemble les différentes caractéristiques des observations, les champs, le nombre de masques observés sur chacun de ces champs, la date d'observation, les filtres, le temps d'intégration total ainsi que le nombre de poses.

Ces deux instruments possèdent un mode de spectrographie réalisé par l'intermédiaire de masques à 18 fentes coulissantes directement positionnés sur le ciel. Ils sont installés au foyer de deux des quatre télescopes (ANTU et Kueyen) de huit mètres constituant le Very Large Telescope (VLT) situés dans le désert du Para-

Champs CFRS	masque	date	filtres	Temps d'intégration	Nombre de poses
00h	1	2000	R600	220 min	5
	1	2000	I600	220 min	5
03h	1	1999	R600	180 min	4
	1	1999	I600	10 min	1
03h	1	2000	R600	88 min	2
	1	2000	I600	44 min	1
22h	1	1999	R600	180 min	4
	1	1999	I600	30 min	1
22h	1	2000	R600	176 min	4
	1	2000	I600	132 min	3
22h	2	2000	R600	220 min	5
	2	2000	I600	220 min	5

TAB. 3.1 – Tableau récapitulant les caractéristiques des observations

nal au Chili. FORS2 possède, de plus, un mode dit *mxu* qui permet de fabriquer des masques échangeables selon les besoins. Ils sont fabriqués par l'intermédiaire d'une machine laser et sont spécifiques à chaque observation. Ce dernier mode a été utilisé lors d'observations complémentaires non dédiées spécifiquement à l'étude d'objets compacts mais vu le grand nombre de fentes ( $\sim 80$ ) disponibles nous avons pu compléter le masque avec ce genre d'objets.

Nos observations ont été réalisées en utilisant dans les filtres R600 et I600 à la résolution de 5 Å. Le domaine spectral couvert est compris entre 5500 et 9200 Å, cela nous permet de détecter les raies de [OII]  $\lambda 3727$  Å et [OIII]  $\lambda 5007$  Å au repos pour la plus grande partie des objets constituant l'échantillon sélectionné.

La principale difficulté lors de la préparation d'observations en spectroscopie multi-objets c'est d'optimiser les masques ou si l'on préfère trouver la meilleure façon de mettre le maximum d'objets intéressants dans un nombre limité de fentes. Nous pouvons voir sur la figure 3.1 un exemple de masque créé pour des observations VLT pour le spectrographe FORS2 dans le mode *mxu*. Comme nous pouvons le constater nous avons essayé de placer le maximum de fentes dans l'espace disponible; pour cela, l'orientation du masque et son positionnement sur le ciel sont importants, l'ensemble du processus se fait avec le programme développé par l'ESO **FIMS** pour la préparation de ce type d'observation.

Chaque objet est positionné à l'intérieur d'une des fentes qui mesure approximativement 1" d'arc sur le ciel. Afin de pouvoir éliminer les rayons cosmiques qui viennent polluer les observations nous effectuons plusieurs poses différentes. Le fait d'utiliser plusieurs images permet d'éliminer les cosmiques puisque la probabilité pour qu'un rayon de ce style arrive au même endroit du CCD décroît avec le nombre de poses effectuées. Un grand nombre de poses assure que tous les cosmiques seront éliminés.

Nous avons utilisé la technique du "shift & add" (Tyson (1988) [82]); nous avons décalé les différentes poses effectuées pour chaque masque de quelques pixels. Cela permet de moyenniser la réponse des colonnes et donc de gagner en signal sur bruit.

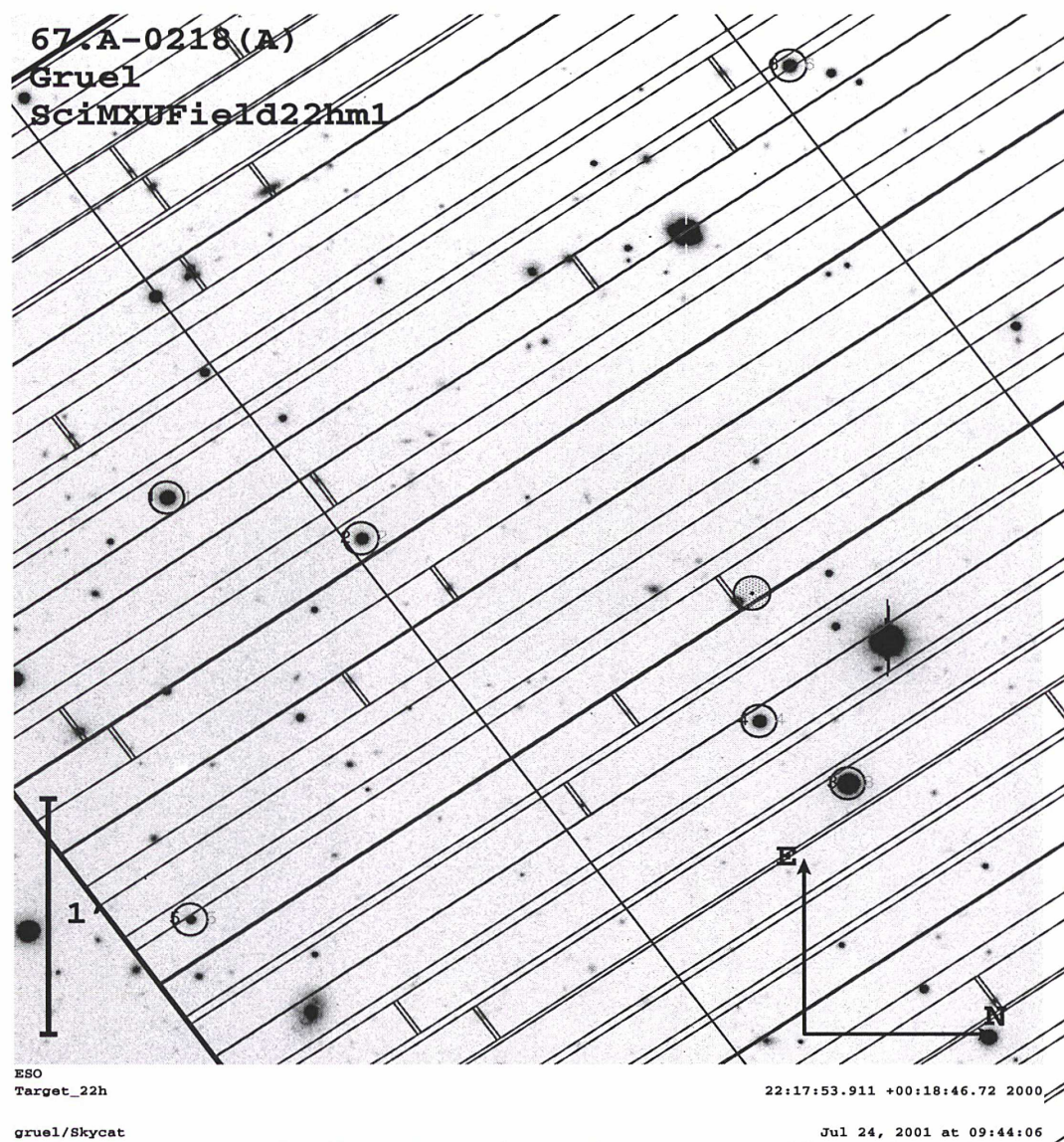


FIG. 3.1 – Exemple de masque créé avec le logiciel **FIMS** pour la préparation d'observation sur les spectrographes FORS installés sur les télescopes du VLT. Le but principal de la préparation étant l'optimisation des observations, ici c'est le nombre d'objets qu'il faut maximiser en une seule observation.

Par conséquent, chaque masque a été observé cinq à sept fois pendant approximativement  $\sim 40$  minutes.

Lors des mêmes nuits d'observations nous avons aussi observé 3 ou 4 étoiles dites de calibration qui nous serviront lors de la réduction des données pour calibrer les spectres en flux. La calibration en longueur d'ondes s'effectuant quant à elle par l'utilisation de spectres Néon/Argon/Hélium fabriqués avec les mêmes masques que ceux utilisés pour l'observation des galaxies.

Une fois les observations spectroscopiques réalisées il faut passer à l'étape la plus longue et la plus délicate : l'extraction des spectres à une dimension à partir d'une image à deux dimensions.

## 3.2 Extraction de spectres

Une fois les données obtenues au télescope, nous avons en notre possession un certain nombre de fichiers qui, pour la plus grande majorité, vont nous servir au fur et à mesure des différentes étapes amenant à un spectre que nous pourrions analyser. L'extraction d'un spectre de galaxies faibles n'est pas un exercice des plus simples. Il est important de bien expliciter la méthode dont nous nous sommes servi et de détailler les différents problèmes que l'observateur va rencontrer lors de cette étape.

Le principal problème pour obtenir un spectre de galaxie faible utilisable de façon scientifique, pour effectuer dessus des mesures physiques, est d'arriver à optimiser le signal sur bruit.

L'ensemble des étapes de réduction a été réalisé à l'aide du logiciel IRAF<sup>1</sup> et les différentes tâches associées. Je me suis en particulier servi du logiciel de réductions spécifiques pour les spectrographes multi-objets **multired** originellement écrits par O. Le Fèvre, H. Flores l'ayant adapté et amélioré pour la nouvelle version d'IRAF. Voyons maintenant les différentes étapes de l'extraction qui permettent d'arriver au résultat souhaité : un spectre à une dimension.

### La distorsion

La distorsion est un effet qui "tord" les images, elle est intrinsèquement due à l'optique de l'instrument situé derrière le télescope, en l'occurrence ici, le spectrographe FORS. Par conséquent, un spectre pris par cet instrument (ou tout autre du même style) ne sera pas parfaitement rectiligne, mais au contraire incliné et plus on se trouve sur les bords du champ plus cet effet est important.

Au centre du CCD la distorsion est nulle et croît plus on s'en éloigne, jusqu'à arriver à une valeur de l'ordre de deux à trois pixels aux bords extrêmes. Une des difficultés lors de l'extraction d'un spectre consiste précisément dans le fait de bien suivre la forme du spectre sur l'ensemble du CCD<sup>2</sup>, cet effet doit être corrigé. Pour le faire, on applique un polynôme à deux dimensions dont la formule exacte est donnée par l'ESO. Ce polynôme permet de créer une carte de distorsion suivant la position sur le CCD et par l'intermédiaire des outils appropriés de redresser les images.

---

<sup>1</sup>IRAF est distribué par le National Optical Astronomical Observatories NOAO

<sup>2</sup>Charged Coupled Device

Cette correction doit être appliquée à toutes les images qui vont servir lors de la réduction que ce soit les biais, les “flats” ou les images des spectres à deux dimensions des objets.

### Soustraction du biais

Lorsque l’on utilise des caméras CCD pour effectuer des observations astronomiques, la caméra associée emmagasine des électrons y compris lorsqu’elle n’observe pas réellement. C’est un bruit de fond thermique qui fait que même aux endroits où il n’y a pas eu de photons provenant du ciel, les cellules du CCD ne sont pas vides. Il faut donc soustraire ce biais pour avoir des images avec un véritable niveau zéro.

Pour obtenir une image de biais propre, il faut additionner un nombre important d’images du CCD réalisées lorsque l’instrument est fermé, c’est-à-dire lorsqu’aucune lumière n’est censée l’éclairer. Il est important d’avoir un grand nombre d’images de biais (ou de flat) puisque le but de l’extraction est de maximiser le signal sur bruit des objets. Il est inutile d’introduire lors de cette étape (ou lors de celle de la division par le flat) une erreur facilement réductible. Le bruit étant inversement proportionnel à la racine carrée du nombre de poses : plus le nombre d’images est important plus on améliore le rapport signal sur bruit.

### Normalisation de la réponse du CCD

Chaque pixel du CCD a une réponse différente. Cela veut dire que d’un pixel à l’autre, le nombre de photons collectés pour un éclairage semblable ne sera pas exactement le même. Afin de ne pas voir apparaître des artefacts dus à ce genre d’effet, il faut normaliser la réponse de chaque pixel du CCD à une valeur semblable. Pour cela, on éclaire la caméra avec une plage de lumière uniforme pour que le signal reçu par le détecteur soit le même sur l’ensemble de la matrice du CCD, ces images sont appelées “flat” en anglais, puis on divise les images des observations par l’image de “flat” ainsi obtenue. De la même façon que les biais, il est toujours préférable de combiner un certain nombre de “flats” pour avoir un meilleur signal sur bruit de l’image finale.

Cette méthode en spectroscopie est la même qu’en imagerie avec juste une petite différence imposant que le fichier de “flat” soit obtenu en faisant traverser le spectrographe à la plage de lumière uniforme.

Lors de la deuxième série d’observations, un changement dans la géométrie de l’instrument FORS1 a fait que les images de flat obtenues n’étaient pas utilisables, du moins que certaines précautions devaient être prises. Il fallut fabriquer deux flats différents, un pour la partie droite du masque et un pour la partie gauche.

En réalité, nous n’appliquons pas les images ainsi créées sur l’ensemble de l’image et l’on préfère effectuer cette correction à chaque fente individuelle lors de l’utilisation du logiciel de réduction.

### Réalignement

Chaque objet a été observé dans plusieurs poses différentes. Ces poses doivent être réalignées les unes par rapport aux autres. Il est impossible d’effectuer les ob-

servations successives en ayant les objets strictement à la même position à l'intérieur de la fente. Ce réalignement se fait soit en se servant d'une des étoiles de positionnement, soit en utilisant une, voire plusieurs raies en émissions présentes sur un des objets observés. Le réalignement que l'on doit généralement appliquer est de l'ordre de 1 à 2 pixels au maximum si les observations ont été réalisées correctement. Souvent l'optimisation du nombre d'objets sur le masque entraîne le positionnement d'objets près du bord des fentes. Déplacer de façon trop importante deux observations successives peut entraîner la perte de ces objets. Il faut effectuer cela pour les  $N$  poses susceptibles de servir lors de la réduction.

### Extraction du spectre

Le logiciel de réduction de spectres multi-objets **multired** va se servir des images de flat, de calibration en longueurs d'ondes et des images pour en sortir un spectre de galaxie utilisable scientifiquement.

Le logiciel va découper suivant la position des fentes les fichiers en sous-parties. L'avantage pratique de cette façon de faire est de permettre de travailler sur des fichiers plus petits et donc d'accélérer les temps de calculs et d'accès au fichier. De plus, cela permet de reprendre individuellement chaque extraction, de vérifier ce qui a été fait et d'appliquer le logiciel de réductions subdivisé en trois tâches successives.

La première (**multiprep**) permet de définir les paramètres d'un polynôme qui sert à ajuster un flat de correction que l'on appliquera sur l'image du spectre à deux dimensions, cette tâche permet aussi de définir les paramètres de correction du fond du ciel.

La deuxième étape (**multibatchsky**) va appliquer les paramètres de corrections déterminées auparavant à chaque sous-images qui composera par sommation des signaux le spectre 2D final. Il va diviser le spectre image par le polynôme ajustant le flat puis soustraire le fond de ciel. A la fin du processus nous avons 4 images de créées par fente (*i.e.* par objet) :

- une image à deux dimensions contenant les données de calibration en longueurs d'ondes.
- un fichier contenant les images des différentes poses corrigées du flat et du fond de ciel
- une image qui est la résultante de la combinaison des  $N$  poses individuelles (*c.f.* figure 3.2). C'est de cette image que le spectre à une dimension finale sera extrait.

Enfin, nous arrivons à la troisième étape qui va nous permettre d'extraire le spectre à une dimension et de le calibrer en longueur d'ondes.

On utilise la tâche **multisky** qui va extraire un spectre de l'image Argon, Hélium et Néon qui va servir à la calibration en longueur d'ondes. La technique est simple et consiste à identifier différentes raies émises par ces éléments, cela permet d'associer une longueur d'ondes à chaque pixel en faisant passer un polynôme qui ajuste au mieux la dispersion en longueur d'ondes.

Ensuite, nous extrayons réellement le spectre de l'image combinée en déterminant le nombre de pixels que l'on va sommer pour fabriquer le spectre ainsi que pour effectuer une deuxième correction du ciel. Le spectre extrait se fait en ajustant un

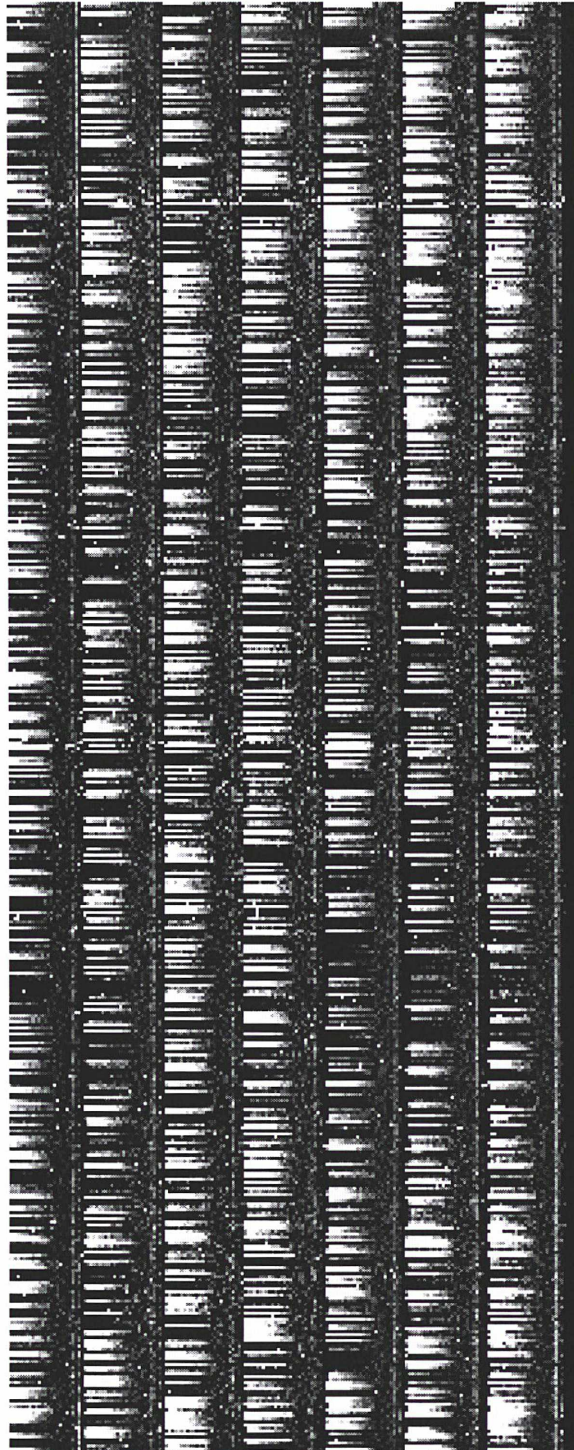


FIG. 3.2 – Images individuelles des différentes poses corrigées du biais, du flat et du fond de ciel. La dernière image est la combinaison de l'ensemble des précédentes, qui montre l'élimination de la majorité des effets des rayons cosmiques.

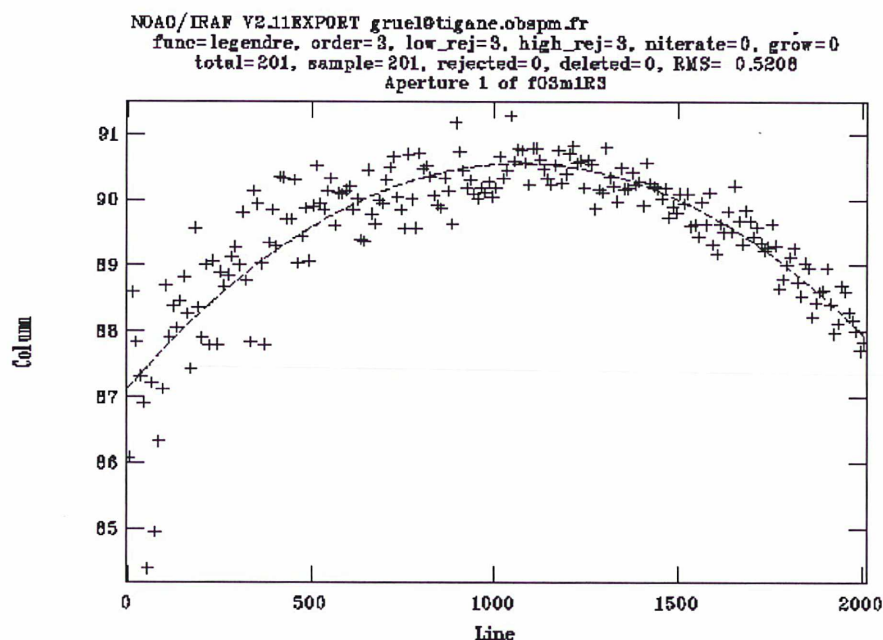


FIG. 3.3 – Polynôme ajustant le tracé du spectre de l’objet. Il servira aussi pour le spectre du ciel

polynôme qui suit au mieux le tracé du spectre 3.3.

En même temps, un spectre du ciel est extrait. Il sert à itérer une fois de plus une correction du ciel. La première version du logiciel, créée pour réduire les spectres de l’instrument MOS installé sur le CFHT, faisait l’extraction de ce spectre en faisant passer une ligne rectiligne dans les pixels définis comme étant du ciel. Les premières extractions montrèrent que les résolutions auxquelles nous travaillons avec le spectrographe FORS imposaient de faire évoluer ces techniques. Aussi Hector Flores modifia-t-il le logiciel de telle sorte que le spectre du ciel soit extrait en suivant le même chemin que le spectre de l’objet. Nous pouvons appliquer maintenant la deuxième itération dans la soustraction du fond de ciel sans crainte de créer des artefacts dans le spectre final.

### La calibration en flux

Le spectre a une dimension, une fois extrait, il reste à appliquer la calibration en flux. Elle consiste à transformer le nombre de photons dans chaque pixel en un flux qui ait une signification physique réelle. Pour cela, nous nous servons d’étoiles dites de calibration. Ce sont des étoiles dont le spectre est déjà calibré en flux. La comparaison entre le spectre réel et le spectre obtenu dans les mêmes conditions expérimentales que les objets étudiés, c’est-à-dire avec le même instrument et lors de la même nuit d’observation (en raison des conditions atmosphériques) permet de déterminer la correction à appliquer qui dépend de la réponse de l’instrument et des conditions observationnelles (masse d’air...).

## 3.3 Les spectres et les mesures

### 3.3.1 Les spectres

Dans cette partie je vais décrire les spectres que nous avons obtenus après avoir appliqué l'ensemble de la chaîne de traitement décrit ci-dessus. Puis je vais expliciter les différentes mesures effectuées dessus ainsi que les précautions que nous avons prises pour réduire au maximum les erreurs de mesures. En particulier, je développerai la méthode mise au point pour tenir compte du problème de l'atmosphère intrinsèque à toute observation réalisée sur des télescopes terrestres.

### 3.3.2 L'atmosphère l'ennemi numéro 1 des extra-galacticiens !

La première limitation, particulièrement dans le cadre de la spectroscopie, à laquelle sont confrontés les astronomes observant des galaxies lointaines est la contamination des résultats par les émissions et les absorptions de l'atmosphère (ou ciel). Les galaxies en question ont, comme nous l'avons vu dans la partie 1.2, leur flux décalé vers le rouge dans des zones où les émissions de l'atmosphère deviennent importantes surtout pour des objets faibles.

Sur la figure 3.4, nous pouvons voir que le spectre d'un objet tel que les galaxies faibles étudiées ici est beaucoup plus faible que celui du continu du ciel.

Lors de l'extraction des spectres, nous avons déjà pris en partie en compte cet effet en soustrayant une partie importante de ce continu.

Malgré cela, certaines zones du spectre ne sont et ne peuvent être parfaitement corrigées. Le spectre du ciel est composé en plus d'un continu, de raies en émissions intenses dues aux molécules OH ainsi que de certaines raies en absorptions. Ces zones où le ciel est plus important, réduit considérablement le signal sur bruit ( $S/N$ ) de l'objet et rend totalement inutilisables les portions du spectre possédant un  $S/N < 1$ .

Certaines zones, lors de la soustraction, sont soit trop soustraites soit pas assez, cela peut introduire des artefacts qui peuvent être excessivement gênants pour effectuer les mesures et les analyses voire, si nous n'avons pas de chance, par exemple avec l'objet 03.1349 une raie du ciel est exactement à l'endroit où devrait se trouver la raie  $H\beta$ . Cela peut nous empêcher de faire certaines des mesures nécessaires, voire, si nous ne prenons pas en compte ce aspect là, d'avoir des résultats tout à fait erronés.

Nous avons comparé le bruit dû au spectre lui-même (bruit poissonien) et celui introduit par le ciel. Pour réaliser cela, nous avons mesuré le signal dans une raie du spectre, calculé le bruit associé (dans le cadre d'un bruit poissonien il est égal à la racine carrée du signal) à la même longueur d'onde ; nous avons réalisé la même mesure sur le spectre du ciel. Le rapport du bruit induit par le ciel sur le bruit intrinsèque au spectre est de l'ordre de 1,5 par éléments de résolution. Le signal sur bruit sans tenir compte du ciel (c'est-à-dire en supposant que la soustraction est très bonne et en ne tenant pas compte des endroits forcément contaminés car sur des raies intenses toujours mal soustraites) est de l'ordre de 5 à 10. Une bonne soustraction du ciel et donc primordial, cela ne suffit pas car il faut prendre en compte certaines zones du spectre non utilisable en raison de la présence de raies trop intense.

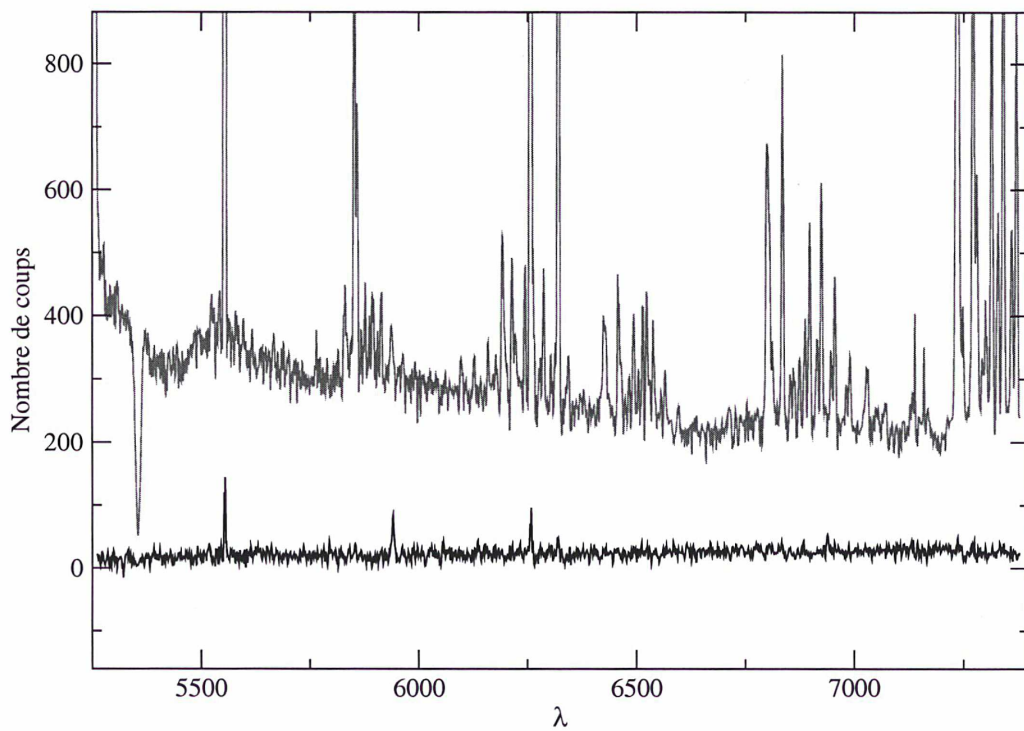


FIG. 3.4 – Nous pouvons voir sur cette figure deux spectres superposés. Ces deux spectres sont tirés de la même fente observée. L'un représente le ciel (en rouge) présent et l'autre (en noir) l'objet que nous voulons étudier. Il est visible que la correction du bruit de fond de ciel doit être absolument appliquée avant toute analyse et même après avoir fait la soustraction il n'est pas évident que le spectre soit réellement débarrassé de tout artefact.

Afin de ne prendre en compte que les endroits du spectre non contaminés par le ciel, *i.e.* correspondant réellement à la lumière émise par la galaxie, j'ai mis en place toute une procédure évitant de prendre en compte les zones incriminés.

Cette procédure s'appuie essentiellement sur la création de masques qui vont servir à cacher les endroits non désirés, c'est-à-dire les régions du spectre polluées par les raies intenses du ciel et dont le signal sur bruit devient trop faible pour être utilisable pour réaliser des mesures physiques. Cette technique de masquage sert pour les raies atmosphériques mais peut et sera d'ailleurs appliquée pour d'autres objectifs (*Cf.* paragraphe 4.8.2 page 86).

La création du masque se fait de deux façons. La première consiste à indiquer dans un fichier la position centrale des raies du ciel avec la largeur (en pixels) sur laquelle nous ne voulons absolument pas que les mesures soient réalisées. La seconde façon est interactive et s'appuie sur un logiciel en fortran, la bibliothèque graphique **pgplot**<sup>3</sup> ainsi que la librairie **cfitsio**<sup>4</sup> qui permet de lire et d'écrire des fichiers sous le format *fits*. Ce logiciel permet de couper en autant d'intervalles que l'utilisateur le souhaite le spectre d'un objet. Pour cela, il est possible d'effectuer des agrandissements des endroits que l'on souhaite couper, la précision du positionnement se fait au demi-pixel près. Dans le cadre de l'élimination de raies du ciel, je me suis appuyé, de façon systématique, sur le spectre du ciel extrait en même temps que celui de l'objet et cela afin d'éviter d'éliminer trop de régions spectrales et donc de perdre des données. La figure 3.5 présente un exemple de spectre pour lequel nous avons utilisé cette technique, les zones non prises en compte sont indiquées par le spectre situé en dessous.

La résolution spectrale utilisée pour effectuer nos observations fut suffisamment importante pour permettre d'appliquer ce genre de technique sans perdre en cours de route la moitié du spectre ou sur-interpréter nos données.

### 3.3.3 Mesure des raies

Nous verrons dans les deux parties suivantes que les analyses effectuées lors de ce travail se servent essentiellement de trois mesures : le flux contenu dans les différentes raies qu'elles soient en émissions ou en absorption, les largeurs équivalentes (voir la définition 3.3.3) associées et enfin les largeurs à mi-hauteur des raies en émissions.

Avant de continuer plus loin, je pense qu'il est nécessaire de définir ce que sont les largeurs équivalentes ainsi que les moyens utilisés et mis en place pour mesurer ces paramètres.

#### Largeur équivalente

Lorsque nous examinons la lumière émise par une galaxie ou bien par une étoile, nous observons un continu sur lequel sont superposées des raies en absorption et parfois, comme c'est le cas pour les objets étudiés dans cette thèse, des raies en émissions. La distribution d'énergie dans le continu et dans les raies est déterminée par les conditions physico-chimiques des objets, vitesse, température, abondance...

<sup>3</sup>California Institute of Technology, <http://www.astro.caltech.edu/~tjp/pgplot>

<sup>4</sup>HEASARC, NASA/GSFC, <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/fitsio/>

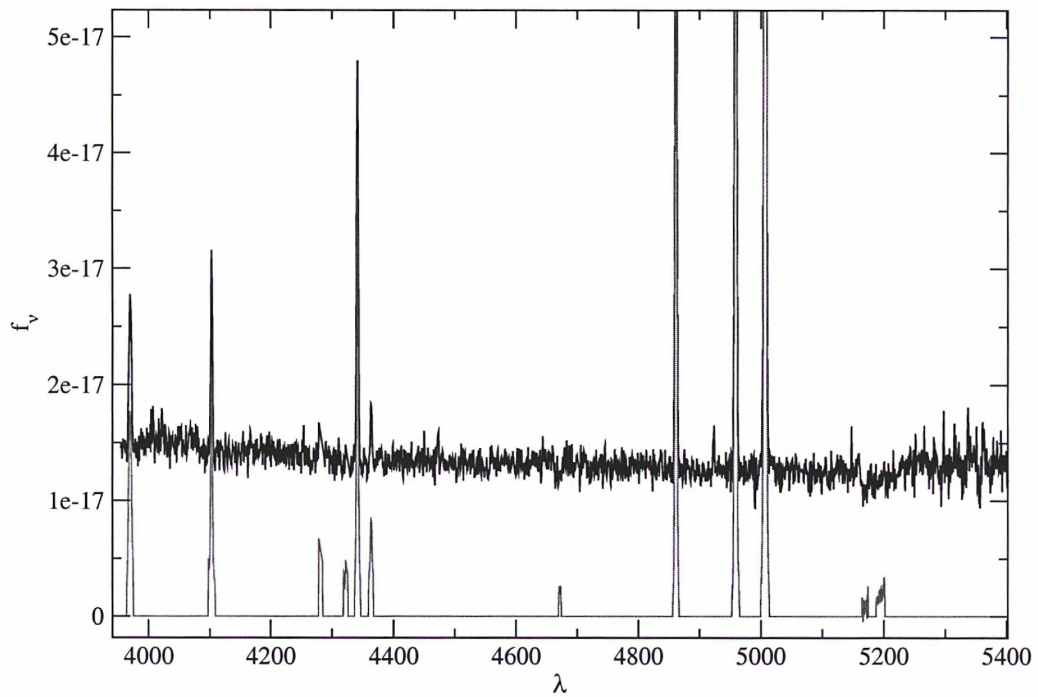


FIG. 3.5 – Spectre d'une galaxie au repos sur lequel j'ai appliqué la technique du masque afin de ne pas avoir des résultats contaminés par des raies du ciel. (En haut et en noir) le spectre de l'objet, (en bas et en rouge) le spectre masquant les zones contaminées par le ciel ou ayant une raie en émission. Les endroits non nul sont ceux qui ne sont pas pris en compte dans la suite du traitement.

Une des quantités permettant de récupérer et d'utiliser l'information présente dans ces raies, qu'elles soient en émission ou en absorption, s'appelle la largeur équivalente. Elle est définie comme la largeur (en Å) de la section du continu près de la ligne qui contient autant de lumière que l'ajout dû à la raie en émission ou bien que la lumière bloquée par la raie en absorption.

Mathématiquement cela est défini par :

$$EW = \int_{\lambda_i}^{\lambda_f} \frac{f_c(\lambda) - f(\lambda)}{f_c(\lambda)} d\lambda \quad (3.1)$$

- $\lambda_i$  et  $\lambda_f$  sont respectivement les longueurs d'ondes de début et de fin de la raie
- $f_c(\lambda)$  la fonction représentant le continu
- $f(\lambda)$  la fonction représentant le spectre

La mesure de ces quantités a été réalisée à l'aide de deux logiciels différents. Le premier était le logiciel IRAF qui possède des fonctions intrinsèques réalisant ce style de mesure. Cependant, les mesures réalisées avec ce logiciel ont un gros défaut : il est impossible de récupérer l'ensemble des paramètres entrant dans le calcul ; nous n'avons donc aucune information sur la façon dont le continu a été positionné.

Deux techniques différentes sont utilisées pour positionner un continu sur un spectre de galaxie. Le continu, est, je le rappelle, l'enveloppe correspondante à la somme des spectres de corps noirs des étoiles composant la galaxie, mais les spectres en question ne sont pas de véritables corps noirs et possèdent de nombreux éléments qui absorbent la lumière et introduisent sur le spectre théorique des raies en émissions. A cela, il faut rajouter les raies en émissions produites par l'ionisation de gaz.

Bica & Alloin *et al.* (1986) [4] utilisent des points pivots fixes (*c.f.* figure 3.6) pour fabriquer ce continu. Pour cela, ils ont choisi des régions les moins "polluées" par les raies en absorption ou en émission. Cette méthode possède un gros problème relié à la qualité du spectre étudié ou plutôt au signal sur bruit de ce dernier. Si le spectre est trop bruité ou bien si par malchance une raie du ciel se trouve à l'emplacement d'un point pivot, tous les résultats sont faussés car le continu ainsi créé peut ne pas être valide. Une vérification à "l'oeil" peut être faite pour éviter ce genre de problème et changer le point servant de pivot de quelques pixels. Nous en revenons donc au problème de récupération des caractéristiques du continu.

La deuxième méthode consiste à créer au fur et à mesure un continu et à l'ajuster à "l'oeil" au spectre observé. C'est cette méthode qui a été choisie, afin de ne pas être dépendant d'intervalles d'observation et de la qualité du spectre au voisinage des points pivots.

Malheureusement, il n'existait aucun outil, à ma connaissance, permettant de fabriquer un continu global, de garder ses caractéristiques (positionnement des points pivots) et de pouvoir ainsi étudier à la fois la répétabilité du positionnement ainsi que de pouvoir déterminer de façon simple l'erreur faite lors du positionnement des points pivots.

Les logiciels tel que IRAF ou MIDAS permettent, il est vrai, de calculer des largeurs équivalentes, mais le positionnement se fait de façon locale (autour de la raie étudiée (*c.f.* figure 3.7)) , il est donc difficile voire impossible, si la raie est trop

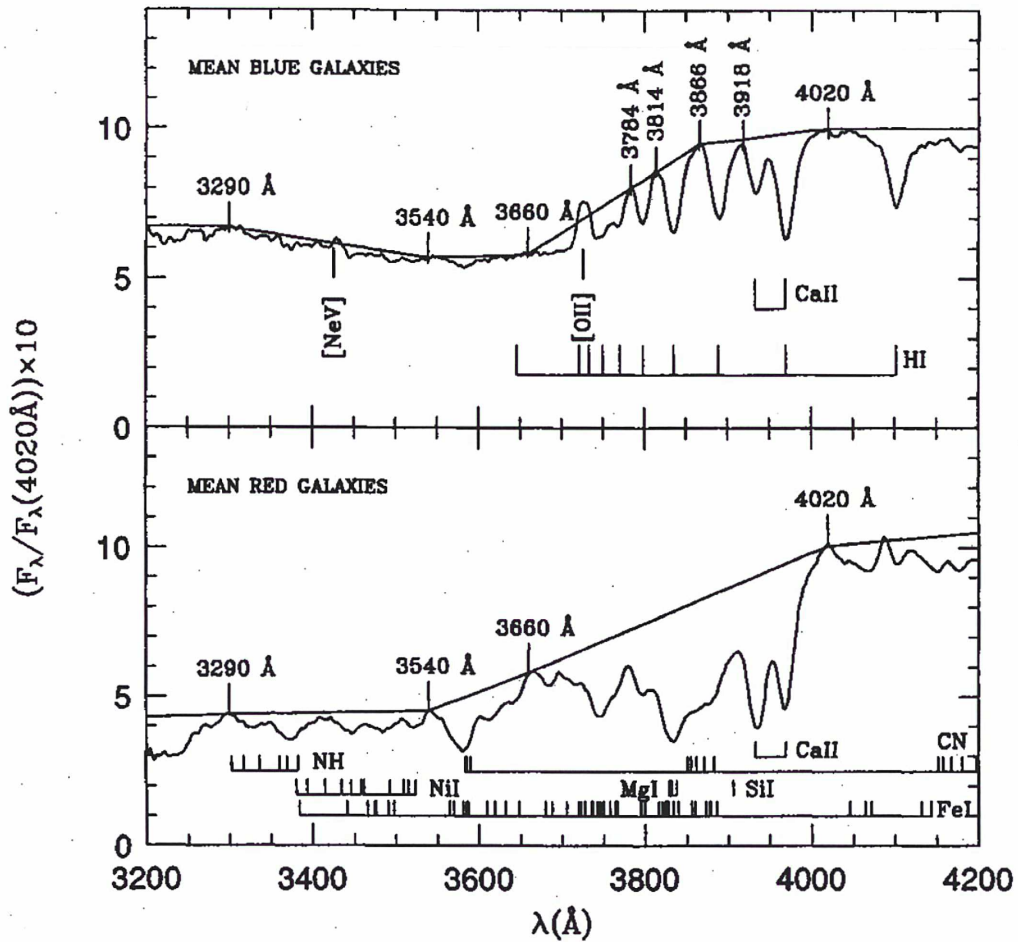


FIG. 3.6 – Spectre d'une galaxie sur lequel est placé le continu déterminé par Bica *et al.* (1994) [6]. Les points servant à construire ce continu sont fixe en longueur d'onde. Lors de ce travail nous avons montré que cela n'était pas pratique et pouvait amener à des résultats erronés de mesures de largeurs équivalentes.

étroite de positionner de façon précise un continu tenant compte de la zone spectrale un peu éloignée.

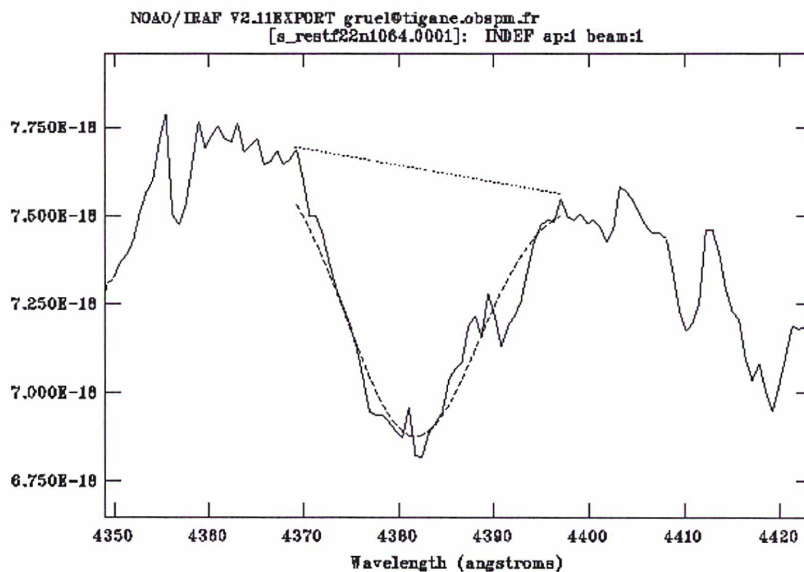


FIG. 3.7 – Mesure de la largeur équivalente d’une raie en absorption à l’aide du logiciel Iraf. Le positionnement du continu ne peut être que local et la forme de la raie est ajustée par une gaussienne.

J’ai donc développé un logiciel comblant ce manque. En réalité, une suite de plusieurs programmes sont à utiliser avant d’obtenir le résultat souhaité. Toutefois, l’ensemble de la chaîne de traitement est automatisé par un script afin de faciliter la vie de l’utilisateur.

La première chose à faire est de fabriquer le masque qui évitera que nous nous servions de zones spectrales contaminées par les émissions du ciel, c’est-à-dire avec un signal sur bruit trop faible. Ce masque servira aussi lors de la convolution, si nécessaire, pour mettre le spectre de l’objet et la base stellaire à la même résolution sans créer d’artefacts.

Une fois cela fait, nous pouvons positionner le continu globalement. Cela se fait de façon très simple et interactive (*c.f.* figure 3.8). On choisit au fur et à mesure les différents points qui serviront de points de références pour tracer une sorte d’enveloppe globale du spectre qui représente ce que l’on appellera le continu et qui servira de base à la mesure des largeurs équivalentes des raies en absorption présentes dans le spectre.

Enfin, un dernier programme utilisera les trois fichiers créés (spectre de la galaxie ou de l’étoile, le masque et le continu global) pour calculer les largeurs équivalentes en s’appuyant sur un fichier indiquant la position (en longueurs d’ondes) sur le spectre des raies que l’on souhaite obtenir. Le masque permet, à ce moment-là de ne pas tenir compte des portions du spectre avec un signal sur bruit trop faible.

Lors de cette étude nous nous sommes appuyés sur les raies en absorption définies par Bica *et al.* (1986) pour le positionnement des différentes largeurs utilisées. Ce

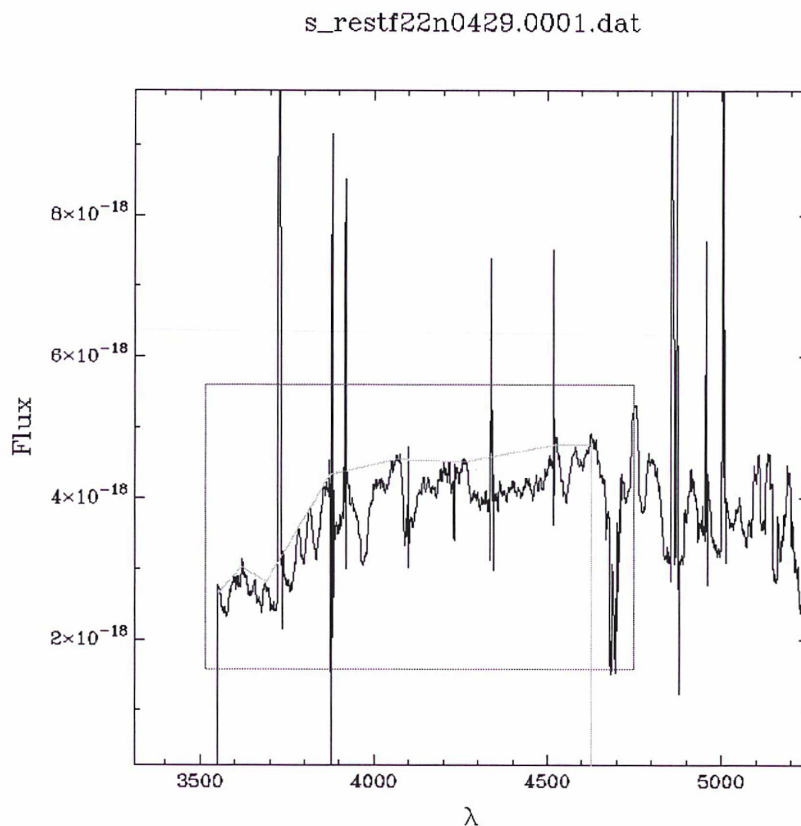


FIG. 3.8 – Positionnement du continu d’un spectre à l’aide d’un logiciel dédié spécifiquement à ce genre de problème. Le tracé bleu représente le continu que nous sommes en train de tracer, la boîte rouge représente la fenêtre dans laquelle nous allons effectuer un zoom.

choix a été fait pour la simple raison que par la suite nous nous servons de leur base de données de largeurs équivalentes d’amas stellaires (*c.f.* paragraphe 4.2.1 page 64).

La validation des mesures réalisées par ces logiciels a été faite en les comparant dans un premier temps avec les mesures faites à partir du logiciel IRAF. J’ai ensuite travaillé avec Catherine Boisson et Monique Joly pour améliorer certains détails en particulier sur la façon de positionner un continu et la prise en compte d’effet de bord. Par la suite, elles ont testé intensivement les valeurs obtenues en comparant les mesures faites à l’aide ce logiciel avec une base de largeurs équivalentes préalablement construite et ont montré que l’erreur commise par les effets de bord (positionnement du point définissant le continu sur tel ou tel pixel) est inférieure à celle introduite par le positionnement du continu et par là-même ont validé totalement le logiciel.

# Chapitre 4

## Les méthodes d'analyses

En dehors des galaxies les plus proches, les étoiles ne sont pas résolues de façon individuelles. Aussi, la plupart des études sur les propriétés physiques des galaxies lointaines se font-elles principalement par des mesures photo-métriques ainsi que par l'utilisation de spectres intégrés dans l'ultraviolet et le proche infrarouge. La spectroscopie est faite dans le but de détecter les différentes raies produites par une galaxie, qu'elles soient en émission ou absorption dans le cadre de spectre calibré en flux. Cela permet de déterminer indirectement la population d'étoiles jeunes dans cette galaxie. Nous allons montrer que cette méthode de mesure du taux de formation stellaire est supérieure à celle fondée sur la photométrie. Pour cette dernière, il est absolument fondamental d'avoir des mesures dans plusieurs bandes de couleurs différentes, afin de pouvoir tracer les diagrammes couleurs/couleurs et couleur/magnitude. Leurs utilisations, couplées à ceux de modèles de tracé d'évolution stellaire tels que ceux de Larson & Tinsley (1978) [51] et plus récemment ceux de Bruzual & Charlot (1991, 1993) [8, 9]...), permettent de déterminer le taux de formation stellaire des galaxies lointaines. Les mesures spectroscopiques sont prépondérantes dans les études des galaxies lointaines.

J'ai parlé un peu plus haut de spectre intégré cela mérite quelques explications. Je veux dire par là que nous ne pouvons, généralement pas isoler les différentes parties physiques de la galaxie (étoiles, bras spiraux, bulbes etc...) lors des observations. Ainsi, les spectres obtenus le sont en intégrant l'ensemble de la lumière émise par l'objet sans aucune distinction de ce qui a pu l'émettre. Ceci est particulièrement vrai dans le cadre de ce travail où les objets que nous observons sont particulièrement compacts étant donné qu'ils sont à peine résolus morphologiquement avec le Télescope Spatial Hubble et pas du tout par l'imagerie prise au sol. Malgré tout, les spectres intégrés permettent de connaître un grand nombre de propriétés physico-chimiques (extinction, métallicité, dynamique...). Leurs principales limitations résidant dans le fait que l'on ne puisse dire dans quelle partie de la galaxie tel ou tel phénomène se déroule. Un spectre intégré est une moyenne des propriétés de l'ensemble des composants de la galaxie. Pour les galaxies proches, les spectres obtenus ne sont pas intégrés mais correspondent à une région particulière. Cette différence dans les méthodes d'observations spectroscopiques peut poser des problèmes lors de la comparaison des résultats entre les objets locaux et lointains.

Les spectres intégrés contiennent l'ensemble de la lumière émise par l'objet, nous

pouvons donc en étudier, comme dans le cas de mesures photométriques, les propriétés globales. Ainsi des paramètres fondamentaux, tel que le taux de formation stellaire, peuvent être mesurés par l'intermédiaire des raies d'émission provenant des régions HII où se produit la plus grande partie de la formation d'étoiles. Nous pouvons en prime, faire des mesures d'extinction, d'abondance, de métallicité. Ces mesures permettent de tenter de séparer les différentes populations stellaires composant l'objet étudié.

Cette partie va présenter les différentes méthodes que nous avons employées pour arriver à ce genre de mesures dans le but de comprendre les différents processus physiques se déroulant à l'intérieur de ces galaxies éloignées et d'en déterminer l'histoire.

## 4.1 Âge et métallicité

Les spectres des galaxies lumineuses compactes que nous avons obtenus montrent tous de très fortes absorptions y compris de raies métalliques. L'âge des objets étudiés au moment de leur observation est au maximum de 5 à 8 milliards d'années pour des décalages spectraux compris entre 0.5 et 1. En superposant un amas stellaire de 5 milliards d'années et de métallicité solaire, à un des spectres que nous avons observé (*c.f.* figure 4.1 page 63) nous pouvons voir que l'ajustement n'est pas du tout réalisé. L'amas, bien que plus rouge que l'objet, n'arrive pas à reproduire les raies métalliques du Fer (FeI) et de l'oxyde de titane (TiO), la bande G étant tout juste reproduite. Les populations jeunes présentes à l'intérieur de ces galaxies (étoiles O et B) diluent les raies en absorption. L'effet est d'autant plus important que la raie se trouve dans le bleu. La bande G est aussi affectée par ce problème et l'amas stellaire précédent devrait surestimer cette bande.

Ces galaxies ne peuvent avoir plus de 5 milliards d'années. Les absorptions métalliques, y compris avec des populations stellaires âgées de métallicité solaire, ne présentent pas assez d'absorption pour ajuster celle du spectre de la galaxie. Il y a donc besoin d'étoiles de métallicité plus importante que la métallicité solaire ( $Z > Z_{\odot}$ ) pour reproduire le spectre.

D'un autre côté, la partie bleue du spectre et les intenses raies en absorption du système de Balmer prouvent la présence d'étoiles jeunes ( $< 10^8$  ans).

En simplifiant un peu, nous pouvons supposer que nous avons besoin pour reconstruire nos spectres de deux types de populations stellaires différentes :

- d'une population vieille d'au moins 5 milliards d'années (âge maximal autorisé pour ces objets à un tel décalage spectral), plutôt métallique afin de pouvoir effectuer un ajustement correct des raies en absorption CaII K et CaII H ainsi que celui de la bande G
- d'une population d'étoiles beaucoup plus jeunes. En effet, les raies d'absorption intense du système de Balmer (H10, H8...) prouvent la présence d'une importante population d'étoiles de type A beaucoup plus jeunes ( $< 10^8$  ans), indicatrices d'une bouffée de formation d'étoiles ayant eu lieu  $\sim 10^8$  ans auparavant.

Nous avons donc voulu tenter de déterminer l'âge et la métallicité des galaxies compactes lumineuses de notre échantillon. Afin de réaliser cet objectif, nous nous

sommes servis de la méthode de Bica & Alloin (1986) [4, 5] décrite ci-après (paragraphe 4.2.1).

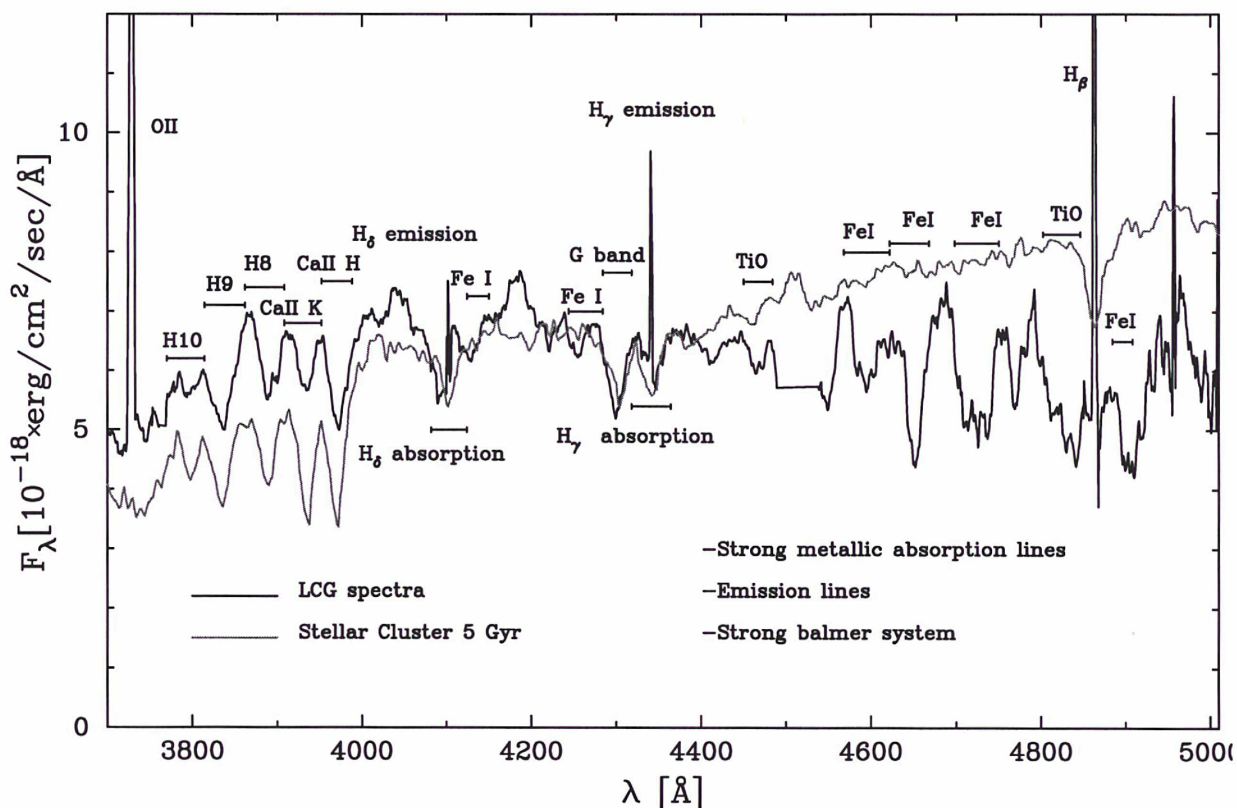


FIG. 4.1 – En noir spectre d'un objet typique de l'échantillon de galaxie compacte et en rouge spectre d'un amas stellaire âgé de 5 Milliards d'années. On peut remarquer que l'objet observé a besoin d'une autre population stellaire pour être ajusté. De plus, nous pouvons remarquer les très fortes absorptions du fer que l'amas stellaire pourtant âgé n'arrive pas du tout à reproduire.

La mesure des largeurs équivalentes demande beaucoup de soin, en particulier dans le positionnement du continu. Cette étape, cruciale pour la suite de l'étude, en particulier pour le calcul d'erreurs, m'a poussé à développer un programme permettant de le faire de façon simple et pratique, en insistant sur la facilité de récupération de l'ensemble des paramètres ayant permis les mesures. Ce programme permet de positionner de façon interactive le continu petit à petit sur le spectre, de connaître les points pivots pour le positionnement de ce continu, de mesurer les largeurs équivalentes choisies préalablement et, de part la rapidité que permet ceci, de fabriquer un jeu de valeurs avec des continus différents. La principale source d'erreurs des mesures de largeur équivalente provient du positionnement du continu. Ce logiciel permet donc de déterminer l'erreur commise lors de cette étape.

L'ensemble de la procédure de mesure a été testé de façon intensive ; entre autres en refaisant les mesures sur les amas de Bica & Alloin ; nos résultats ont été trouvés consistants aux barres d'erreurs près ainsi qu'avec les mesures effectuées avec le logiciel IRAF.

Nous nous sommes aussi servis de la méthode de **double convolution** (Cf.

paragraphe 4.8.2 page 86) ainsi que de celle du **masque** (*Cf.* paragraphe 3.3.2 page 55) afin de ne pas tenir compte des endroits du spectre qui étaient contaminés par le ciel et dont le signal sur bruit était par conséquent trop faible. Cela nous a permis d'obtenir un spectre suffisamment utilisable pour positionner un continu de façon correcte c'est-à-dire qui représente l'enveloppe du spectre de la galaxie si nous faisons abstraction des différentes raies en émission ou en absorption.

## 4.2 Les populations stellaires

Je vais commencer la description des différentes méthodes par celle qui permet de déterminer les caractéristiques des populations stellaires constituant ces galaxies.

### 4.2.1 Description de la méthode de Bica

La méthode dite de Bica se sert de mesure de largeurs équivalentes effectuées sur des amas stellaires et non d'étoiles individuelles. Elle suppose que la galaxie a été formée par des flambées d'étoiles successives en nombre fini. Bica *et al.* construisirent une grille de mesures sur ces amas. Il faut ensuite regarder où les mesures réalisées sur la galaxie se situent sur cette grille. En faisant il est possible d'évaluer l'âge et la métallicité des populations stellaires composant la galaxie étudiée.

Pourquoi utiliser des amas stellaires plutôt que des étoiles ? Un des gros problèmes pour effectuer la synthèse de populations stellaires est le nombre très important de degrés de liberté. Utiliser des amas stellaires, permet de réduire le nombre de paramètres libres. Les paramètres importants dans le cadre des amas stellaires sont-ils l'âge et la métallicité, alors que dans le cadre d'une synthèse par des étoiles individuelles ce sont la température effective, la luminosité et la métallicité. De plus, l'utilisation d'une base d'amas stellaires élimine le problème du choix de la fonction de masse initiale ainsi que l'utilisation des modèles d'évolution stellaire (encore mal déterminé) puisque ceux-là sont intrinsèques aux amas.

La méthode de Bica permet de réaliser une base de données recensant les valeurs des largeurs équivalentes de différents éléments en fonction de l'âge et de la métallicité. Une fois cette base construite, le même style de mesures est réalisé sur l'objet dont nous voulons déterminer les paramètres physiques. La comparaison avec la base provenant des amas stellaires doit normalement permettre de lever la dégénérescence âge/métallicité.

Soixante trois amas stellaires de la Galaxie et des nuages de Magellan ont été observés [4]. La résolution spectrale utilisée est de 11 Å et le domaine d'observation s'étendait de 3780 Å à 8500 Å. Treize raies en absorption furent mesurées et tabulées.

Il n'est pas possible d'avoir l'ensemble du plan âge/métallicité couvert par ce genre d'observation car nous ne connaissons pas d'amas stellaires pour chaque point le caractérisant. Aussi, certaines valeurs ont-elles été interpolées mais surtout ce qui est beaucoup plus risqué certaines ont été extrapolées. L'extrapolation concerne les populations aux métallicités élevées ( $[Z/Z_{\odot}] = 0.6$ ) (*Cf.* Bica & Alloin 1986 [4]).

Ceci explique que les résultats obtenus avec cette méthode doivent absolument être pris avec de grandes précautions. Aussi, lors de ce travail nous sommes-nous

limités à tirer des conclusions qualitatives plutôt que quantitatives des résultats obtenus.

La méthode se fonde aussi sur le parcours de chemins privilégiés, qui permettent de tenir compte des différentes caractéristiques astro-physiques des objets et de réduire l'espace de paramètres parcourus. Nous n'avons pas utilisé cette technique posant des a-priori sur les populations que nous devons trouver dans la galaxie étudiée.

Dans notre cas nous avons restreint la grille en n'utilisant pas les métallicités faibles pour les amas les plus jeunes, tel qu'indiqué dans le tableau 4.2.1 car les absorptions pour ces amas sont toujours faibles. Un autre critère dont nous nous sommes servis pour diminuer un peu plus le plan âge/métallicité est un critère de couleur. Nous avons fabriqué, à partir de la valeur des continus fournis avec la base d'amas stellaire, une couleur ( $f_\nu(5175)/f_\nu(3728)$ ) sur le spectre observé, correspondant aux continus des raies MgII et H12. Cela permet de ne pas prendre en compte les portions de la grille d'ajustement qui auraient un spectre théorique plus rouge que le spectre observé.

### Application de cette méthode aux galaxies compactes lumineuses

Le domaine en longueurs d'ondes des galaxies compactes observé au VLT fait que seules dix des treize raies tabulées par Bica & Alloin, sont utilisables.

Elles comprennent les raies :

H10 ( $\lambda 3798 \text{ \AA}$ ), H8 ( $\lambda 3889 \text{ \AA}$ ), Ca II K ( $\lambda 3933 \text{ \AA}$ ), FeI ( $\lambda 4037 \text{ \AA}$ ), CN ( $\lambda 4182 \text{ \AA}$ ), CaI ( $\lambda 4227 \text{ \AA}$ ), FeI ( $\lambda 4264 \text{ \AA}$ ), la bande G ( $\lambda 4301 \text{ \AA}$ ), FeI ( $\lambda 4384 \text{ \AA}$ ) et MgI ( $\lambda 5175 \text{ \AA}$ ).

La prise en compte réelle ou pas de ces raies lors de l'ajustement dépend de deux choses : de leur présence dans la zone d'observation du spectre et de leur non contamination par le ciel.

La méthode pour réduire le diagramme âge en fonction de la métallicité a été réalisée en s'appuyant sur les caractéristiques observationnelles des galaxies compactes.

Les galaxies compactes de l'échantillon observé se trouvant à des décalages spectraux  $z \sim 0.7$ , elles ne peuvent donc pas avoir émis leur lumière plus de 6-7 Milliards d'années avant. Nous avons donc exclu de la base d'amas stellaire les amas globulaires âgés de  $15 \times 10^9$  ans et donc beaucoup trop vieux.

En ce qui concerne la base fabriquée par Bica & Alloin nous avons utilisé cinq âges différents :

$5 \times 10^9$  ans,  $10^9$  ans,  $5 \times 10^8$  ans,  $5 \times 10^7$  ans,  $10^7$  ans et  $10^6$  ans.

Les métallicités ( $\log(Z/Z_\odot)$ ) des amas sont divisées en trois catégories différentes : l'amas le plus vieux ( $5 \times 10^9$ ) peut avoir les valeurs de métallicité  $\log(Z/Z_\odot) = -1.5, -1.0, -0.5, 0$  et  $0.6$ , les amas d'âge intermédiaire ( $10^9$  ans,  $5 \times 10^8$  ans) :  $\log(Z/Z_\odot) = -1, -0.5, 0$  et  $0.6$  et pour les amas jeunes ( $5 \times 10^7$  ans,  $10^7$  ans) :  $\log(Z/Z_\odot) = -0.5, 0$  et  $0.6$ . La population ayant un âge de  $10^6$  ans est en réalité une simple région HII introduite pour "diluer" les raies d'absorption. Pparler de

Âge (ans)	$\log(Z/Z_{\odot})$				
	0.6	0.0	-0.5	-1.0	-1.5
$5 \times 10^9$	×	×	×	×	×
$10^9$	×	×	×	×	
$5 \times 10^8$	×	×	×	×	
$5 \times 10^7$	×	×	×		
$10^7$	×	×	×		

TAB. 4.1 – Diagramme âge versus métallicité utilisé lors de l'utilisation de la méthode de Bica appliquée sur les objets compacts. On a supposé que la métallicité ne pouvait pas décroître pour les populations jeunes.

métallicité pour cette population n'a par conséquent aucun sens.

Le tableau 4.2.1 résume le diagramme âge/métallicité utilisé :

L'ajustement se fait par une minimisation de type " $\chi^2$ "<sup>1</sup> en faisant varier chaque population par pas de 5% en suivant les chemins prédéfinis. La stabilité du résultat a été vérifiée en diminuant par deux le pas afin d'éviter que le minimum trouvé soit un minimum local et non global.

Pour certains objets, les raies du fer ont du être assemblées en une seule valeur avec un poids double et cela afin de tenir compte de la complexité du système des raies d'absorption du fer.

### 4.3 Le gaz

Une galaxie n'est généralement pas composée que d'étoiles mais aussi de gaz. Les galaxies lumineuses ne font pas exception à la règle. Un des critères de sélection utilisé fut justement la présence ou non d'une raie de OII dans le spectre.

Les caractéristiques du gaz sont les principaux indicateurs physiques des galaxies lointaines et doivent être utilisées dans une étude comme celle effectuée lors de cette thèse. Le gaz est un bon indicateur de ce qui se passe dans la galaxie, car les raies produites sont plus facilement détectables en émission, et ses caractéristiques sont fortement liées à celles des étoiles jeunes ou intermédiaires puisque ce sont ces dernières qui enrichissent le milieu. Les étoiles à courte durée de vie, détectées lors des événements de formation stellaire, explosent sous la forme de supernovae en éjectant dans le milieu interstellaire les métaux produits à ce moment-là.

<sup>1</sup>Le  $\chi^2$  a été calculé comme la moyenne de la somme des carrés de la différence entre le modèle et les mesures obtenues sur les galaxies compactes, c'est à dire :

$$\chi^2 = \frac{\sum \frac{(X - X_m)^2}{X^2}}{N}$$

où

- $X$  contient les largeurs équivalentes provenant de l'objet
- $X_m$  contient les largeurs équivalentes provenant du modèle
- $N$  est le nombre de raies intervenant dans le calcul

Un certain nombre de techniques fréquemment employées va être décrit dans ce chapitre.

## 4.4 L'abondance du gaz

La mesure de l'abondance dans le gaz est souvent reliée à la mesure de la température électronique (*Cf.* Osterbrock 1989 [69]). Elle est généralement réalisée en utilisant des rapports de raies sensibles à la température, en particulier celui de  $[\text{OIII}]\lambda 4363 \text{ \AA} / [\text{OIII}](\lambda 4959 \text{ \AA} + \lambda 5007 \text{ \AA})$ . Pourtant, pour des abondances comparables ou supérieures à l'abondance solaire, la ligne  $[\text{OIII}]\lambda 4363 \text{ \AA}$  est trop faible pour être mesurée. Aussi pour pouvoir estimer l'abondance dans les régions HII, différentes calibrations "empiriques" ont-elles été proposées. Elles fondées sur des rapports de raies plus intenses et plus facilement mesurables (Alloin *et al.* 1979 [2], Pagel *et al.* 1979 [71]). Stasińska *et al.* (1981) [79] ont étudié les bases physiques et "mérites" relatifs des différentes relations empiriques et ont montré que le rapport :

$$R_{23} = \frac{[\text{OII}]\lambda 3727 + [\text{OIII}]\lambda \lambda 4959, 5007}{H\beta} \quad (4.1)$$

proposé par Pagel *et al.* (1979) [71] est le plus adapté.

Il est, en effet, plus fortement corrélé à l'abondance en oxygène que les autres rapports de raies. En outre, ces raies sont généralement suffisamment intenses pour être détectées dans les galaxies en formation d'étoiles.

Lors de l'étude réalisée sur les galaxies compactes, nous nous sommes efforcés de déterminer l'indice  $R_{23}$  afin de pouvoir remonter à l'abondance du gaz en nous servant de la calibration construite par Zaritsky, Kennicutt & Huchra (1994) [86] :

$$12 + \log(O/H) = 9.265 - 0.33x - 0.202x^2 - 0.207x^3 - 0.333x^4 \quad (4.2)$$

où  $x = \log R_{23}$

La précision de la calibration de cet indice est de l'ordre de 0.2 dex (Pagel, Edmunds & Smith 1980 [70])

Une limite importante existe à cette relation qui vient de la dégénérescence de la relation entre l'indice  $R_{23}$  et l'abondance  $[O/H]$ . La figure 4.2

montre cet effet et indique que le type de relation utilisé dépend fortement de la métallicité de la galaxie étudiée.

Une incertitude fondamentale provient de cette dégénérescence de la relation. Il nous faut un autre indicateur pour pouvoir la lever (*Cf.* chapitre 5.2 page 97)

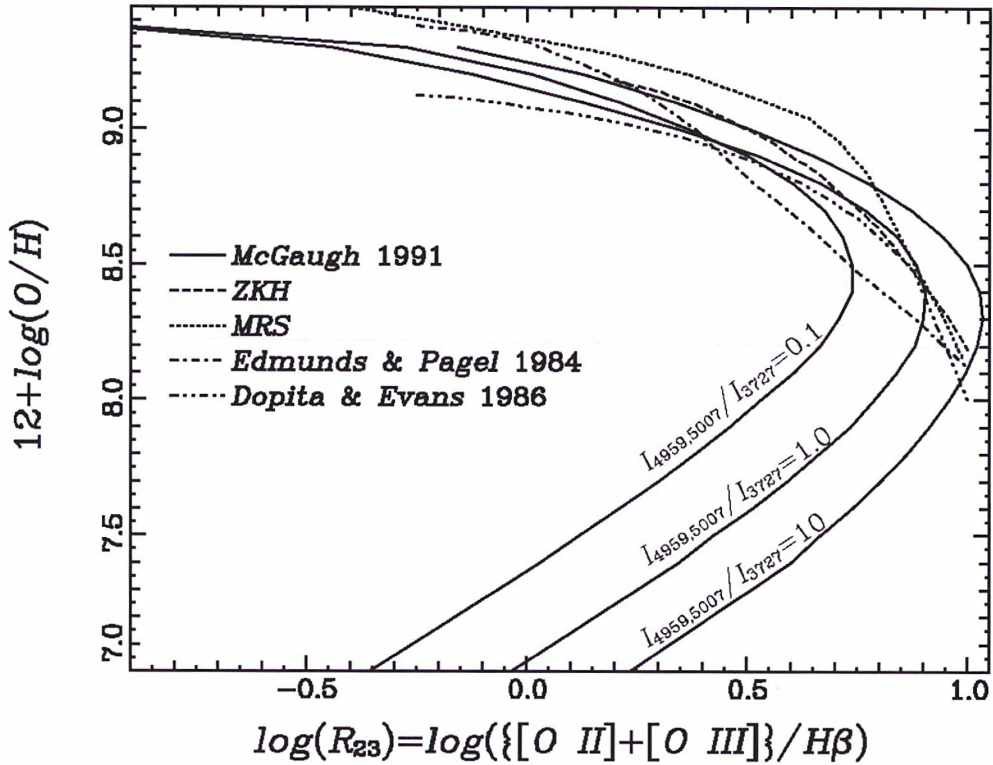


FIG. 4.2 – Calibration de l'abondance de l'oxygène,  $12+\log(\text{O}/\text{H})$ , comme fonction dépendant de l'indice  $R_{23}$  effectué par différents auteurs. (Kobulnicky, Kennicutt & Pizagno (1999)[43])

## 4.5 Détermination du taux de formation stellaire

Dans ce paragraphe je vais introduire certaines des méthodes de calcul du taux de formation stellaire<sup>2</sup> (SFR<sup>3</sup>) utilisées en cosmologie et dont je me suis servi lors de l'analyse des objets étudiés lors de cette thèse.

Toutes ces méthodes mesurent le nombre d'étoiles chaudes fabriquées et effectuent, à travers l'IMF, une hypothèse sur le nombre d'étoiles moins massives qui sont

<sup>2</sup>Le taux de formation stellaire est une fonction du temps (souvent notée  $\psi(t)$ ) définie comme la quantité de masse de gaz transformée en étoiles par unité de temps :

$$\psi(t) = \frac{-dM_g}{dt} \quad (4.3)$$

On considère souvent un modèle standard idéal de SFR qui suit une loi exponentiellement décroissante :

$$\psi(t) = \tau^{-1} \exp(-t/\tau) \quad (4.4)$$

où  $\tau$  est l'échelle de temps du phénomène de formation stellaire (quand  $\tau = \infty$ , la SFR est constante).

<sup>3</sup>dans la suite du texte j'emploierai souvent le sigle SFR qui vient de Star Formation Rate, le choix de l'acronyme anglo-saxon se justifie par le fait que l'ensemble des astronomes, y compris français l'utilise et ce afin d'avoir un langage commun

produites au même moment. Cela n'est pas très grave pour faire des comparaisons relatives entre les différentes méthodes car les hypothèses sont semblables.

Les problèmes apparaissent lorsque l'on veut avoir des quantités absolues telles que la densité de formation stellaire.

Les différentes mesures du taux de formation stellaire que l'on peut effectuer s'appuient toutes sur des calibrations utilisant les modèles synthétiques d'évolution (Kennicutt 1998 [41]).

La SFR que l'on dérive à partir de ces différentes méthodes est relativement imprécise et dépend fortement des erreurs systématiques (Larson & Tinsley 1978 [51]) :

- sur le rougissement ou extinction qui est due à l'absorption du rayonnement par des poussières puis réémis dans d'autres longueurs d'ondes, ce qui fait que la mesure du flux, en particulier dans l'UV, est faussée et donc que le taux de formation stellaire est sous-estimé si l'on ne corrige pas les mesures de l'extinction.
- sur la fonction de masse initiale (IMF<sup>4</sup>), l'IMF est très sensible à la pente, une petite variation change les résultats de façon considérable. Les mesures de SFR effectuées à partir de l'UV ou des raies de recombinaisons (détaillées ci-après) sont donc particulièrement sensibles à cet effet.
- sur l'histoire de la formation stellaire. Ceci est valable particulièrement pour les mesures de SFR réalisées à partir des raies de recombinaison. Ces raies sont émises par les très grosses étoiles à très courte durée de vie et sont une mesure instantanée. Le taux de formation stellaire mesuré à partir de l'UV concerne les étoiles de masse supérieure à 5 masses solaires et l'intervalle de temps de la mesure est donc plus important.
- il y a aussi des effets indirects lors des mesures de SFR. Par exemple celui dû à la présence d'étoiles A (indicatrice d'une bouffée de formation d'étoiles quelques millions d'années plus tôt). Les raies en émission permettant de déterminer la SFR, au moment de l'observation, sont contaminées par la très forte absorption dans le système de Balmer, nous verrons au paragraphe 4.8.2 comment corriger cela.

Les mesures de taux de formations stellaires ne sont donc pas triviaux et demandent de prendre un certain nombre de précautions. Nous allons détailler maintenant les méthodes de détermination ainsi que la façon dont nous avons pris en compte les différentes erreurs systématiques.

---

<sup>4</sup>IMF=Initial Mass Function. Elle est définie par la fonction  $\phi(m)$  telle que la quantité  $\phi(m)dm$  est le nombre d'étoiles nées avec des masses comprises entre  $m$  et  $m + dm$ . La fonction de masse initiale est en général normalisée de façon telle que :

$$\int_{m_l}^{m_u} \phi(m) m dm = M_{\odot} \quad (4.5)$$

où  $m_l$  et  $m_u$  sont respectivement les masses limites inférieures et supérieures considérées pour les étoiles. La fonction de masse initiale est souvent représentée par une loi de puissance (Salpeter 1955 [76]) (ou plusieurs lois de puissances sur des intervalles de masses différents (Scalo 1986 [77], Kroupa *et al.* 1993 [49])).

### 4.5.1 Mesure de la SFR à partir du continu ultraviolet

La conversion entre le flux UV et le taux de formation stellaire peut être déterminée en utilisant les modèles de synthèse ainsi que nous l'avons évoqué précédemment. Différentes calibrations ont été publiées et l'on pourra se référer pour plus de précision aux travaux de Buat *et al.* (1989) [10], Deharveng *et al.* (1994) [17], Leitherer *et al.* (1995) [54], Meurer *et al.* (1995) [65], Cowie *et al.* (1997) [15] et Madau *et al.* (1998) [61], pour l'intervalle de longueurs d'ondes 1500-2800 Å. Les différences entre les calibrations reflètent principalement les différentes bibliothèques stellaires utilisées ainsi que les hypothèses sur la façon dont s'effectue la formation stellaire ; en particulier les échelles de temps.

Les modèles de synthèse de populations stellaires donnent une relation entre le taux de formation stellaire (SFR) par unité de masse ou de luminosité et les couleurs intégrées de la population. Les modèles de synthèse étant un outil classique, il est bon de rappeler les principales étapes de leur construction. Une grille de tracé d'évolution est utilisée pour dériver les températures et les luminosités bolométriques pour différentes masses stellaires en fonction du temps, on peut par la suite les convertir soit directement sous la forme de spectre soit sous celle de luminosité à partir des modèles d'atmosphère stellaire ou de spectre d'étoiles provenant d'une bibliothèque. On somme ces différents modèles en pondérant par une fonction de masse initiale (IMF), pour synthétiser les luminosités, les couleurs ou les spectres et obtenir des isochrones. Ces dernières peuvent être ensuite additionnées par combinaison linéaire pour synthétiser les couleurs, le spectre d'une galaxie avec une certaine histoire de formation stellaire.

La conversion entre le flux UV sur un certain domaine spectral et le taux de formation stellaire est dérivé à partir des modèles de synthèse. Différentes conversions existent dans la littérature (Kennicutt (1983) [38], Gallagher *et al.* (1984) [22], Kennicutt *et al.* (1994) [37], Leitherer & Heckman (1995) [54] et Madau *et al.* (1998) [61]) pour un intervalle de longueur d'ondes compris entre 1500 et 2800 Å. Ces calibrations, sur l'ensemble du domaine spectral, ne diffèrent que de  $\sim 0.3$  dex (en utilisant la même fonction de masse initiale), les différences les plus importantes reflètent en réalité les différences dans les bases stellaires ou dans les hypothèses faites sur les échelles de temps de formation stellaire. Ainsi, la calibration obtenue par Madau *et al.* (1998) [61] pour une fonction de masse initiale de Salpeter avec des masses comprises entre 0.1 et 100  $M_{\odot}$  est donnée par :

$$SFR(M_{\odot} \text{ années}^{-1}) = 1.4 \times 10^{28} L_{\nu} (\text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1}) \quad (4.6)$$

Le continu UV est un des traceurs les plus utiles de la formation stellaire car il est fortement dominé par les étoiles de  $\sim 5 M_{\odot}$  qui dominent le flux UV entre 1500 et 2500 Å. de la séquence principale. Mais il est très sensible à l'extinction. Par conséquent, la plus grande incertitude sur la mesure de la SFR à l'aide de cet indice provient du rougissement dû à la poussière, les étoiles pouvant être totalement cachées et donc ne pouvant contribuer à la luminosité UV. Pour connaître la formation stellaire dissimulée par la poussière il faut se servir de la luminosité infrarouge (*Cf.* paragraphe 4.7 page 74).

### 4.5.2 Mesure de la SFR à partir de la luminosité $H\alpha$

La raie  $H\alpha$  est produite par le rayonnement thermique du gaz chauffé par le rayonnement UV des étoiles jeunes ( $< 20$  Million d'années) et massives ( $M > 10 M_{\odot}$ ) produites lors de l'épisodes de formation stellaire, c'est-à-dire essentiellement les étoiles des associations OB mais aussi dans une moindre mesure les étoiles de type A et F. Les photons  $H\alpha$  résultent du processus de recombinaison. Les photons Lyman alpha ( $L\alpha$ ) émis par les étoiles sont recapturés par les atomes d'hydrogène et réémis petit à petit lors de la désexcitation suivant les niveaux de transitions radiatif. Pour calibrer la mesure de la SFR on se sert de modèles de photoionisation.

La luminosité  $H\alpha$  donne une très bonne indication de la formation stellaire car elle est directement corrélée avec le nombre d'étoiles massives (Kennicutt 1992 [39]). Son principal défaut étant de ne plus être observable dans le visible pour des décalages spectraux supérieurs à  $\sim 0.5$ . Nous verrons que nous pouvons malgré tout nous servir de façon indirecte de cette luminosité lors d'observations de galaxies à plus grand décalage spectral en s'appuyant sur les mesures des raies secondaires de Balmer  $H\beta$  et  $H\gamma$ .

Le facteur de conversion entre le flux contenu dans la raie  $H\alpha$  et le taux de formation stellaire est habituellement déterminé à partir des modèles de synthèse d'évolution.

Seules les étoiles avec des masses supérieures à dix masses solaires et dont la durée de vie est inférieure à vingt millions d'années contribuent de façon significative à l'ionisation du nuage de gaz produisant la raie  $H\alpha$  en émission. Par conséquent, les mesures effectuées à partir des raies de recombinaison de Balmer donnent une indication du taux de formation stellaire instantané, cela veut dire que cette mesure est indépendante de l'histoire de la galaxie et donc des précédents épisodes de création stellaire ayant eu lieu en son sein.

Pour des abondances solaires et une fonction de masse initiale de Salpeter [76] ( $0.1-100 M_{\odot}$ ), Kennicutt *et al.* [37] et Madau *et al.* (1998) [61] ont trouvé la calibration 4.7 :

$$SFR(M_{\odot} \text{ années}^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L(H\alpha) \times C \text{ (erg } s^{-1}) \quad (4.7)$$

où  $C$  est une correction d'ouverture. Dans notre cas nous l'obtenons en comparant la photométrie réalisée lors du CFRS et des mesures spectro-photométrique faites sur les spectres que nous étudions, c'est-à-dire que l'on intègre la portion du spectre correspondant aux filtres ayant servi lors de l'imagerie.

La luminosité  $H\alpha$  est déterminée à partir du flux dans la raie à partir de :

$$\log(L(H\alpha)) = \log(H\alpha \times D_L^2) + 57.60975 - 18 \quad (4.8)$$

où :

- $H\alpha$  est le flux mesuré sur le spectre, corrigé de l'extinction voir ci après 4.8.1
- $D_L$  est la distance de luminosité (*Cf.* 1.10)

Ce même type de mesure peut être fait en utilisant, lorsque cela est possible, les raies  $H\beta$  et  $H\gamma$  et le rapport standard faiblement dépendant de la température

(Cf. Osterbrock, 1989 [69]) existant entre les raies de Balmer pour une température donnée. Il est nécessaire de souligner l'importance d'avoir aux moins deux raies de Balmer afin de pouvoir utiliser les rapports entre elles et ce, pour déterminer et corriger de l'extinction. Pour des mesures de SFR réalisées à partir de la raie  $H\beta$ , ce point est fondamental car cette raie est nettement plus sensible à l'extinction que la raie  $H\alpha$ .

Les principales limitations de cette méthode proviennent de l'incertitude sur l'extinction, sur l'IMF et par l'hypothèse que l'ensemble de la formation stellaire est tracé par l'ionisation du gaz.

Les avantages essentiels de l'utilisation des raies de recombinaison de Balmer sont :

- le fait que l'on peut faire une correction de l'extinction subie par les objets observés.
- elles sont directement reliées aux taux de formation stellaire même si la mesure est une mesure dite instantanée.

## 4.6 Mesure de la SFR à partir de la luminosité $[OII]\lambda 3737$

La raie  $H\alpha$  n'est plus observable dans le visible pour des décalages spectraux supérieurs à  $z \sim 0.5$  aussi semble-t-il très intéressant d'utiliser les raies situées plus loin dans le bleu. Malheureusement les raies de Balmer  $H\beta$ ,  $H\gamma$  ou les ordres plus importants sont souvent trop faibles, surtout pour les observations spectroscopiques à faible résolution, pour servir au calcul du taux de formation stellaire.

Cet effet avait été vu par Kennicutt en 1992 [39] qui proposait donc d'utiliser à la place la raie  $[OII]\lambda 3727 \text{ \AA}$ .

A ce moment là, les télescopes et les instruments associés ne permettaient pas encore de faire de la haute résolution pour des objets faibles. La classe des dix mètres (VLT/ Keck) n'existait pas encore. Les astronomes ne pouvaient donc pas utiliser les raies de Balmer d'ordre supérieur à  $H\alpha$  qui n'étaient pas visibles.

La raie double  $[OII]\lambda 3727 \text{ \AA}$  est une raie interdite, c'est aussi une des raies les plus intenses présentes dans le bleu et elle peut être détectée jusqu'à des décalages spectraux de l'ordre de  $z \sim 1.6$ .

La luminosité des raies interdites n'est pas couplée de façon directe avec l'ionisation. Leur excitation dépend aussi de l'abondance ainsi que de l'état d'ionisation du gaz. Toutefois, Kennicutt (1992) [39] trouva que la luminosité de  $[OII]\lambda 3727 \text{ \AA}$  était suffisamment bien corrélée à la luminosité  $H\alpha$  (Cf. figure 4.3) pour servir de traceur de formation stellaire pour les galaxies distantes

Il détermina ainsi pour le calcul de la SFR pour la raie  $[OII]\lambda 3727 \text{ \AA}$  (Cf. [40]) la relation suivante :

$$SFR(M_{\odot} \text{ années}^{-1}) = (1.4 \pm 0.4) \times 10^{-41} L[OII] (\text{erg } s^{-1}) \quad (4.9)$$

Malheureusement, Hammer *et al.* (1997) [31] pour les galaxies à décalages spectraux intermédiaires ( $0 \leq z \leq 1$ ) et Jansen (1999) [35], Jansen *et al.* (2001) [36] pour un échantillon de galaxies locales montrèrent une dispersion très importante de cette

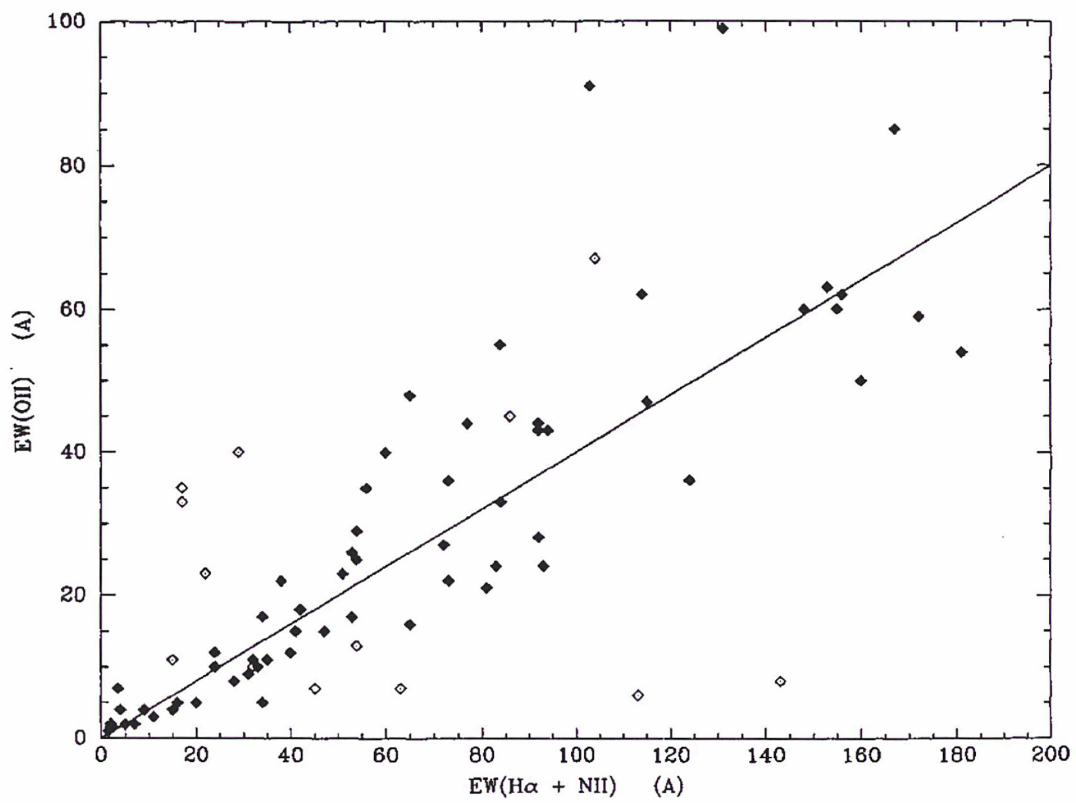


FIG. 4.3 – Relation, trouvée par Kennicutt, entre les largeurs équivalentes de  $[OII]\lambda 3737 \text{ \AA}$  et  $H\alpha + [NII]$ .

“relation” entre  $H\alpha$  et  $[OII]\lambda 3727 \text{ \AA}$  (Cf. figures 4.4 et 4.5). Les deux échantillons, qu'ils soient locaux ou pas montrent que la calibration locale de Kennicutt sur-estime par un facteur 2 ou 3 le taux de formation stellaire calculé à partir de la raie  $[OII]\lambda 3727 \text{ \AA}$ .

Hammer *et al.* (1997) [31] ont démontré que le fait de ne pas retrouver la corrélation de Kennicutt provenait de son échantillon non représentatif des galaxies de champs.

Ils suggèrent que la métallicité et l'extinction, qui croient avec le décalage spectral, empêchent l'utilisation de la raie de  $[OII]\lambda 3727 \text{ \AA}$  pour la mesure du taux de formation stellaire à grand décalage spectral.

Jansen *et al.* (2001) [36] a prouvé que le problème était exactement le même localement, il a aussi prouvé que l'hypothèse précédente était tout à fait correcte, c'est-à-dire que l'échantillon que Kennicutt a utilisé pour déterminer cette relation était biaisé par le fait d'avoir utilisé un échantillon ayant une luminosité moyenne importante. Cela entraîne une sous-estimation des effets de la poussière et donc du rougissement.

De plus, un autre problème de l'échantillon de Kennicutt vient du nombre d'objets et donc de la complétude de l'échantillon servant à cette calibration. Les critères de sélection utilisés par Kennicutt ont probablement biaisé son échantillon qui n'a pas été sélectionné dans le but d'être complet au sens statistique du terme mais uniquement dans celui d'observer des galaxies à raies d'émissions dont le type morphologique suit la séquence de Hubble.

Les échantillons provenant du CFRS ou ceux de Jansen ne sont pas affectés par cela puisque sélectionnés dans l'optique d'obtenir des échantillons complets de galaxies et en évitant tout biais observationnel.

Ceci implique qu'il est très difficile d'estimer la validité réelle du taux de formation stellaire calculé à partir de la raie  $[OII]\lambda 3727 \text{ \AA}$  en se fondant sur une relation du type  $L([OII])/L(H\alpha)$ . Cette raie ne peut être utilisée que comme **indicateur** de formation stellaire. Tout taux de formation stellaire déterminé à l'aide de la raie  $OII$  est surestimée.

L'analyse de Jansen indique que la raie de Balmer  $H\beta$  est un traceur de formation stellaire beaucoup plus significatif. Il est donc préférable de se servir de cette raie, en prenant les précautions nécessaires (correction de l'extinction), pour tenter de déterminer l'histoire de la formation stellaire à des décalages importants pour lesquels on ne peut observer la raie de Balmer  $H\alpha$ .

## 4.7 Mesure de la SFR à partir de la luminosité infrarouge

Le taux de formation stellaire peut aussi être déterminé à l'aide de la luminosité infrarouge lorsque l'on suppose qu'elle provient du chauffage de la poussière par les étoiles jeunes. La calibration du taux de formation stellaire dépend énormément de la durée de la flambée d'étoiles ainsi que de la pente de la fonction de masse initiale à la fois pour les masses importantes et intermédiaires. Kennicutt (1998) [40] utilisa la même fonction de masse initiale pour effectuer la calibration du taux de formation

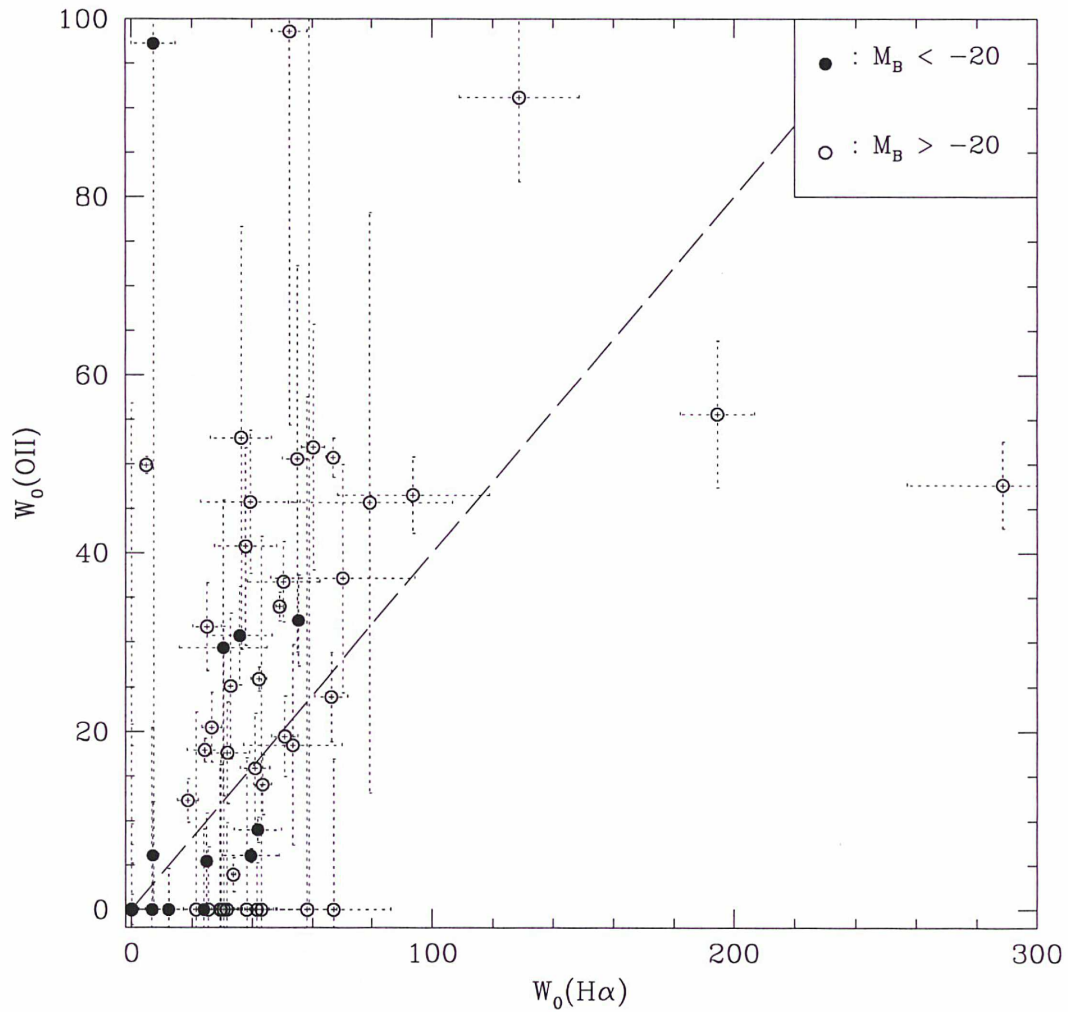


FIG. 4.4 – Largeurs équivalentes  $[OII]\lambda 3727 \text{ \AA}$  en fonction de  $H\alpha + [NII]$  pour 61 galaxies du CFRS ( $z < 0.3$ ). La ligne indique la relation trouvée par Kennicutt en 1992 pour un échantillon de galaxies locales. Nous pouvons voir que la corrélation n'est pas valide pour l'échantillon du CFRS, qui est représentatif des galaxies de champ.

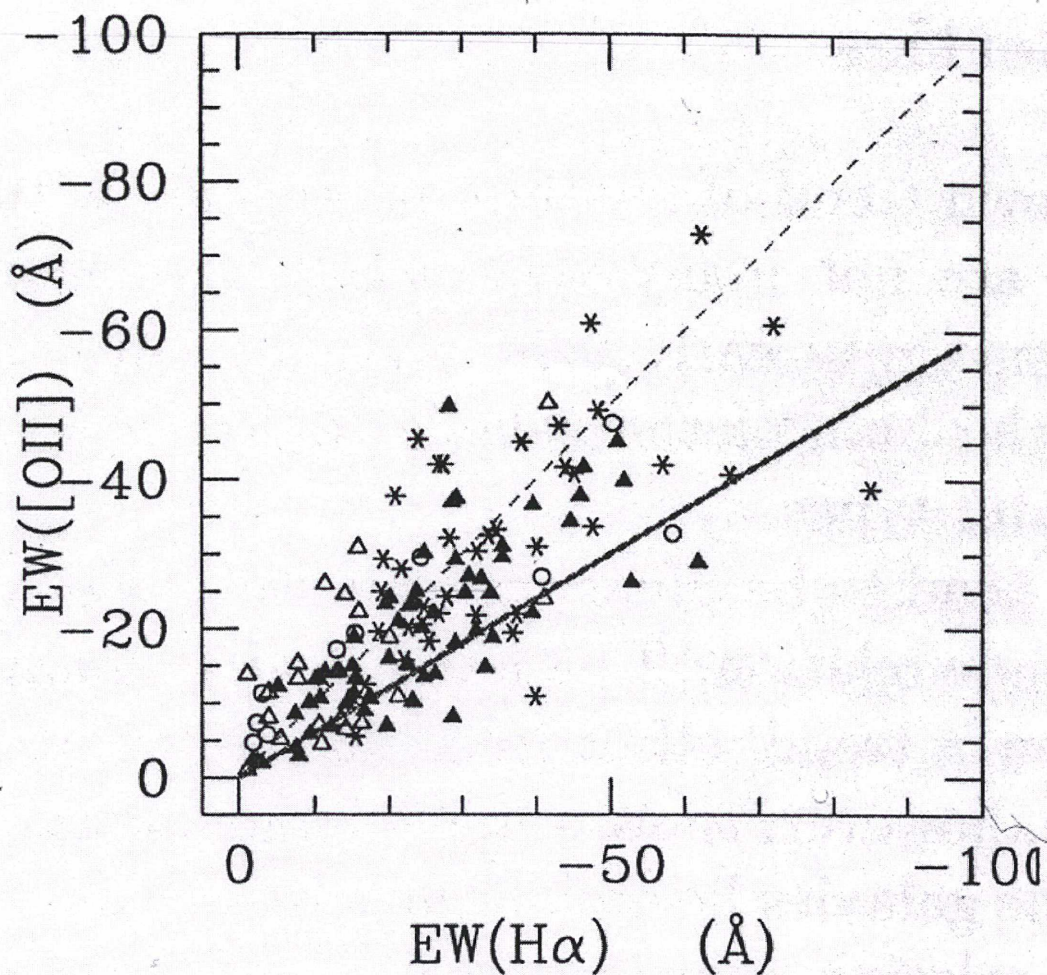


FIG. 4.5 - Largeurs équivalentes  $[OII]\lambda 3727$  Å en fonction de  $H\alpha + [NII]$ , les données proviennent de l'échantillon local de Jansen *et al.* (2001) [36]. Son échantillon ne montre pas de corrélation forte entre ces deux raies.

stellaire mesurée à partir de la luminosité UV et celle de la luminosité infrarouge. Il obtient la calibration suivante :

$$SFR(IR) = 1.71 \times 10^{-10} (L(IR)/L_{\odot}) \quad (4.10)$$

cette calibration est fondée sur les modèles de Lehnert & Heckman (1996) [53] pour une flambée d'étoiles de 10 à 100 millions d'années.

## 4.8 Les erreurs systématiques et les corrections utilisées

Une des principales incertitudes sur les mesures de taux de formation stellaire (ou tout autre calcul se servant des raies d'émissions) pour les galaxies lointaines arrive lorsque l'on veut déterminer le flux contenu dans les différentes raies en émission. En effet, les objets que nous observons à travers les télescopes sont soumis à de nombreuses contraintes physiques qui empêchent une mesure précise du flux. Dans notre cas, deux types d'erreurs interviennent. Nous allons les détailler dans cette section en explicitant les méthodes qui nous ont servi à minimiser ces incertitudes.

### 4.8.1 Le problème de l'extinction

La première, et probablement la principale source d'erreurs systématiques sur les mesures du taux de formation stellaire déterminé à partir de la luminosité  $H\alpha$  et de l'UV, est l'extinction ou rougissement.

Elle est due à l'absorption par la poussière du rayonnement UV des étoiles, réémis à des longueurs d'ondes plus grandes. Cette extinction est très bien représentée par l'équation :

$$I_{\lambda} = I_{\lambda_0} e^{-\tau_{\lambda}} \quad (4.11)$$

où :

- $I_{\lambda_0}$  est l'intensité qui serait détectée en l'absence d'extinction interstellaire
- $I_{\lambda}$  est l'intensité réellement observée
- $\tau_{\lambda}$  est la profondeur optique à la longueur d'onde observée. De nombreuses mesures ont montré que la forme de la dépendance en longueurs d'ondes de l'extinction interstellaire est approximativement la même pour toutes les étoiles et que la variation provenait exclusivement de l'extinction elle-même, aussi peut-on écrire  $\tau_{\lambda} = Cf(\lambda)$  où seul  $C$  est variable.

Le milieu interstellaire n'est pas vide et contient au contraire de la poussière en plus du gaz. Cette poussière vient de l'explosion des premières générations d'étoiles sous la forme de supernova. Petit à petit, elles vont enrichir le milieu en éjectant une partie de leur masse sous forme de métaux qu'elles produisent dans les derniers instants de leur vie. Ces métaux vont former des grains de poussières qui vont produire des effets très importants sur le rayonnement, émis par l'ionisation des régions

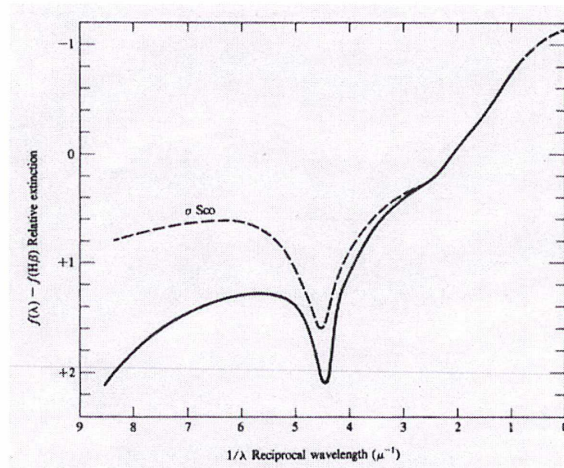


FIG. 4.6 – courbe d’extinction interstellaire moyenne de la Galaxie (Ref : Osterbrock, 1989 [69])

HII, les traversant. Les grains de poussières sont capables d’absorber et de diffuser la lumière dans d’autres longueurs d’ondes. Desert *et al.* (1990) [18] ont montré que les poussières intervenant dans l’extinction interstellaire doivent être constituées de trois composantes distinctes pour reproduire l’extinction sur l’ensemble du spectre. Ces composantes sont les gros grains (BG) qui sont probablement constituées de graphite et/ou de silicate mais aussi d’impuretés carbonées, les très petits grains (VSG) essentiellement constitués de carbone et les molécules polycycliques aromatiques hydrocarbonées (PAH).

Chacune de ces composantes intervient de façon différente et à diverses longueurs d’ondes sur l’absorption. La modélisation complète des effets de chaque espèce a été décrite en détail par Desert *et al.* (1990) [18]. Pour résumer rapidement leur conclusion, les gros grains sont responsables de la croissance de la courbe d’extinction dans le domaine proche infrarouge-visible et de la croissance linéaire observée dans l’UV, les petits grains, quant à eux, permettent de caractériser la croissance non-linéaire de la courbe d’extinction dans l’UV lointain, enfin l’existence des PAHs explique l’excès d’extinction dans l’UV lointain.

En première approximation, la forme moyenne de l’extinction interstellaire peut généralement être utilisée (*Cf.* figure 4.6).

Les observations doivent être corrigées de cet effet avant de pouvoir mesurer les quantités physiques. Pour déterminer la correction à appliquer, le principe est de mesurer le rapport d’intensité entre deux raies différentes pour lesquelles l’intensité relative, lors de l’émission, est connue de façon indépendante.

La détermination la plus précise de l’extinction se fait par l’utilisation des raies de recombinaison du système de Balmer. En général, on utilise pour cela les raies  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$  ou  $H\delta$  lorsqu’elles sont détectées en émission (les ordres supérieurs étant soit trop faibles soit trop contaminés par l’absorption des étoiles). Il existe un rapport standard connu entre ces raies qui dépend uniquement de la température électronique du milieu (Osterbrock 1989 [69]). Cette dépendance est cependant mineure (pour une température de  $10000^\circ K$ , l’intensité relative pour les raies  $H\alpha$  sur  $H\beta$  est de

2.86 alors que pour 20000° K elle est de 2.69)

Ce rapport permet de déduire, en théorie, la valeur d'une raie à partir de la mesure de n'importe quelle autre raie du système de Balmer.

Néanmoins, ce rapport n'est généralement pas maintenu dans le cadre de l'extinction interstellaire. Cela permet donc de déterminer cette extinction en calculant la différence de ce qui a été détecté avec ce qui aurait dû l'être. Afin d'obtenir la valeur de l'extinction subite par ces objets, nous nous servons de la formule suivante qui exprime :

$$\frac{I(\lambda_1)}{I(\lambda_2)} = \frac{I_0(\lambda_1)}{I_0(\lambda_2)} 10^{-c[f(\lambda_1)-f(\lambda_2)]} \quad (4.12)$$

où :

- $\frac{I_0(\lambda_1)}{I_0(\lambda_2)}$  est le coefficient de recombinaison de la raie  $\lambda_1$  par rapport à  $\lambda_2$  mesuré en laboratoire. Par exemple dans le cas B de recombinaison, une température de 10 000°K et une densité de 100 cm<sup>-3</sup>, pour les raies  $H\alpha$  et  $H\beta$  ce rapport vaut 2.87 (Cf. Osterbrock 1989 [69] page 80).
- $I(\lambda_1)$  et  $I(\lambda_2)$  sont les flux mesurés sur les spectres des raies  $\lambda_1$ ,  $\lambda_2$ .
- $f(\lambda_1) - f(\lambda_2)$  : l'extinction relative entre deux raies. Cette extinction est tabulée, en général par rapport à  $H\beta$  (Cf. Osterbrock 1989 [69] page 208). Pour une extinction relative moyenne, nous avons pour les raies précédentes :  
 $f(H\alpha) - f(H\beta) = -0.37$

–  $c$  est la correction du rougissement.

d'où :

$$c = \frac{1}{f(\lambda_1) - f(\lambda_2)} \left[ \log \left( \frac{I(\lambda_1)}{I(\lambda_2)} \right) - \log \left( \frac{I_0(\lambda_1)}{I_0(\lambda_2)} \right) \right] \text{ mag} \quad (4.13)$$

où :

$$c = \frac{1}{f(\lambda_1) - f(\lambda_2)} \left[ \log \left( \frac{I(\lambda_1)}{I(\lambda_2)} \times \frac{I_0(\lambda_2)}{I_0(\lambda_1)} \right) \right] \text{ mag} \quad (4.14)$$

La plupart du temps les astronomes se servent du paramètre  $A_V$  qui est utilisé pour exprimer l'extinction, il s'exprime en fonction de  $c$  par :

$$A_V = \frac{c R}{1.47} \text{ mag, avec } R = 3.2 \quad (4.15)$$

ce qui nous donne en définitive :

$$A_V = \frac{R}{1.47} \frac{1}{f(\lambda_1) - f(\lambda_2)} \left[ \log \left( \frac{I(\lambda_1)}{I(\lambda_2)} \right) - \log \left( \frac{I_0(\lambda_1)}{I_0(\lambda_2)} \right) \right] \text{ mag} \quad (4.16)$$

où :

$$A_v = \frac{R}{1.47} \frac{1}{f(\lambda_1) - f(\lambda_2)} \left[ \log \left( \frac{I(\lambda_1)}{I(\lambda_2)} \times \frac{I_0(\lambda_2)}{I_0(\lambda_1)} \right) \right] \text{ mag} \quad (4.17)$$

Nous verrons (paragraphe 5.4 page 104) que les galaxies que nous avons observées subissent une très forte extinction. Cette correction est par conséquent nécessaire pour notre étude et la suite des analyses que nous allons faire sur ces galaxies.

Avoir aux moins deux raies de Balmer dans l'intervalle de longueurs d'ondes observé est donc fondamental.

La correction à appliquer sur chacune des raies en émission est donnée par :

$$I(\lambda_{corr}) = I(\lambda_{nc}) 10^{c[(f(H\beta) - f(\infty)) - (f(H\beta) - f(\lambda))]} = I(\lambda_{nc}) 10^{c[f(\lambda) - f(\infty)]} \quad (4.18)$$

avec :

- $I(\lambda_{corr})$  est le flux corrigé de l'extinction
- $I(\lambda_{nc})$  est le flux non corrigé de l'extinction

Nous pouvons maintenant corriger chaque raie en émissions détectée de l'extinction interstellaire en se servant des formules 4.13 et 4.18.

Le fait de tenir compte de cette extinction va avoir des conséquences aussi sur le calcul des erreurs du taux de formation stellaire déterminé à partir de la luminosité  $H\alpha$  (Cf. paragraphe 4.24 page 81).

### Calcul d'erreur du taux de formation stellaire

Le calcul des erreurs pour le taux de formation stellaire mesuré à partir de la luminosité  $H\alpha$  va essentiellement être conditionné par l'erreur réalisée sur l'extinction. Les formules menant à l'extinction et à sa correction étant des fonctions exponentielles, les barres d'erreurs deviennent très vite très importantes. Un autre point important c'est qu'elles vont être dissymétriques.

L'extinction étant déterminée à partir du rapport de deux raies de Balmer ( $H\beta$  et  $H\gamma$ ) les erreurs de mesures vont provenir de ces raies.

$$\Delta \left( \frac{H\beta}{H\gamma} \right) = \frac{\Delta H\beta}{H\gamma} + H\beta \frac{\Delta H\gamma}{H\gamma^2} \quad (4.19)$$

ce qui, à partir de l'équation 4.13 donne les valeurs maximales et minimales :

$$c_+ = \frac{\log \left( \frac{H\beta}{H\gamma} + \Delta \left( \frac{H\beta}{H\gamma} \right) \right) \times 0.466}{0.13} \quad (4.20)$$

de la même façon nous avons :

$$c_- = \frac{\log \left( \frac{H\beta}{H\gamma} - \Delta \left( \frac{H\beta}{H\gamma} \right) \right) \times 0.466}{0.13} \quad (4.21)$$

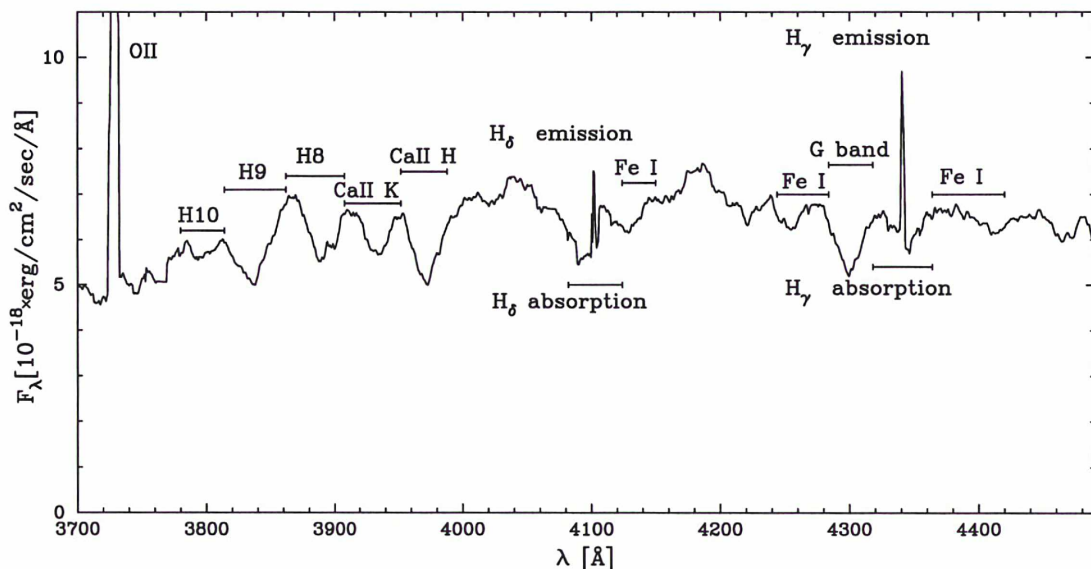


FIG. 4.7 – Absorption sous l'émission des raies de Balmer.

d'où l'erreur sur  $A_V$  est :

$$\Delta(A_{V+}) = \frac{3.2}{1.47} \times (c_- - c) \quad (4.22)$$

$$\Delta(A_{V-}) = \frac{3.2}{1.47} \times (-c_+ + c) \quad (4.23)$$

L'erreur est donc devenue dissymétrique et cela va se propager pour le taux de formation stellaire et plus tard pour la densité de formation stellaire (*Cf.* chapitre 5.6.1 page 116).

De la même façon on trouve les erreurs sur les flux corrigés de l'extinction de  $H\beta$  et donc de  $H\alpha$  et pour le taux de formation stellaire on obtient :

$$\Delta(SFR(H\alpha)_+) = SFR(H\alpha) \times \frac{\Delta(H\alpha)_+ \times D_L^2}{H\alpha} \quad (4.24)$$

$$\Delta(SFR(H\alpha)_-) = SFR(H\alpha) \times \frac{\Delta(H\alpha)_- \times D_L^2}{H\alpha} \quad (4.25)$$

#### 4.8.2 L'absorption sous-jacente aux raies de Balmer

Lors des premiers dépouillements de spectres obtenus au VLT en 1998, les raies de Balmer, en émission, servant au calcul du taux de formation stellaire sont apparues contaminées par une très forte absorption (*Cf.* figure 4.7).

Cette absorption est due au continu stellaire de la galaxie et plus particulièrement aux étoiles de type A qui possèdent de très fortes absorptions de Balmer. Grâce à la résolution spectrale et au temps d'intégration, on peut distinguer l'émission de l'absorption et donc les déconvoluer l'une de l'autre. C'est donc un problème purement observationnel auquel s'ajoute le fait que la raie  $H\alpha$  n'est plus observable dans le visible étant donné que les objets observés sont fortement décalés vers le rouge.

Nous devons donc utiliser les raies de Balmer  $H\beta$  et  $H\gamma$ . Ces raies sont beaucoup plus faibles et, par conséquent, beaucoup plus sensible à l'absorption.

Généralement cette absorption pour les galaxies distantes est évaluée à  $2 \text{ \AA}$  (Tresse *et al.* 1996 [81], Kobulnicky & Zaritsky 1999 [44]...), cette valeur est représentative de celle mesurée dans les galaxies irrégulières, HII et spirales localement (McCall, Rybski, & Shields 1985 [63], Izotov, Thuan, & Lipovetsky 1994 [33]). Hammer *et al.* ont effectué une correction plus personnalisée pour chaque objet en s'appuyant sur les modèles de Bruzual & Charlot. Ils comparèrent les largeurs équivalentes de  $H\beta$  et l'indice du continu D(3550-4150) (Cf. Hammer *et al.* 1997, paragraphe 2.2 [31]) assez peu sensible à la métallicité. A partir de cette relation, ils appliquèrent une correction jusqu'à  $7 - 8 \text{ \AA}$  sur la raie  $H\beta$ . Nous avons voulu améliorer cela en déterminant de façon plus précise et pour chaque galaxie particulière cette absorption. Elle est totalement dépendante du continu stellaire de la galaxie observée. La correction que l'on doit appliquer ne peut donc pas être systématiquement la même mais doit au contraire être "personnalisée" pour chaque objet car toutes les valeurs possibles sont autorisées. Pour effectuer une mesure vraiment réaliste du flux dans les raies d'émissions il est donc fondamental de faire une véritable correction de cet effet systématique.

Pour cela, nous avons utilisé deux méthodes différentes qui sont décrites dans les deux paragraphes suivants.

### Méthodes des doubles gaussiennes

La première méthode que nous avons essayée consistait à faire un ajustement par deux gaussiennes des raies en émission et en absorption. Pour pouvoir effectuer cela, nous supposons que l'absorption sous les trois raies de Balmer  $H\beta$ ,  $H\gamma$  et  $H\delta$  est égale. Par conséquent, en sommant les trois régions du spectres contenant ces raies, nous améliorons le signal et pouvons tenter de faire un ajustement sur la forme des raies qui serait impossible sur une raie individuelle. Nous pouvons voir sur la figure 4.8 le type de correction obtenue.

Toutefois, cette méthode possède plusieurs inconvénients qui vont faire qu'elle n'est pas réellement utilisable :

- le premier étant qu'elle ne peut s'appliquer qu'aux objets pour lesquels nous avons dans le spectre les trois raies de Balmer étudiées. Cela n'est malheureusement pas le cas pour la majeure partie des objets.
- le second, c'est qu'il faut que l'absorption sous-jacente soit visible et suffisamment importante pour que l'ajustement de la gaussienne en absorption soit possible. Cela dépend de deux choses différentes :
  - la résolution spectrale que nous utilisons est suffisamment importante pour permettre de résoudre les raies d'absorption mais pas les raies en émission. Par conséquent, nous pouvons, dans nos spectres, voir les deux composantes en émission et en absorption des raies de Balmer.
  - Du fait de la résolution utilisée et que les objets que nous étudions sont faibles, il faut des temps d'intégration suffisamment longs pour obtenir le continu stellaire et donc les raies d'absorption. Mais lorsque la raie en émis-

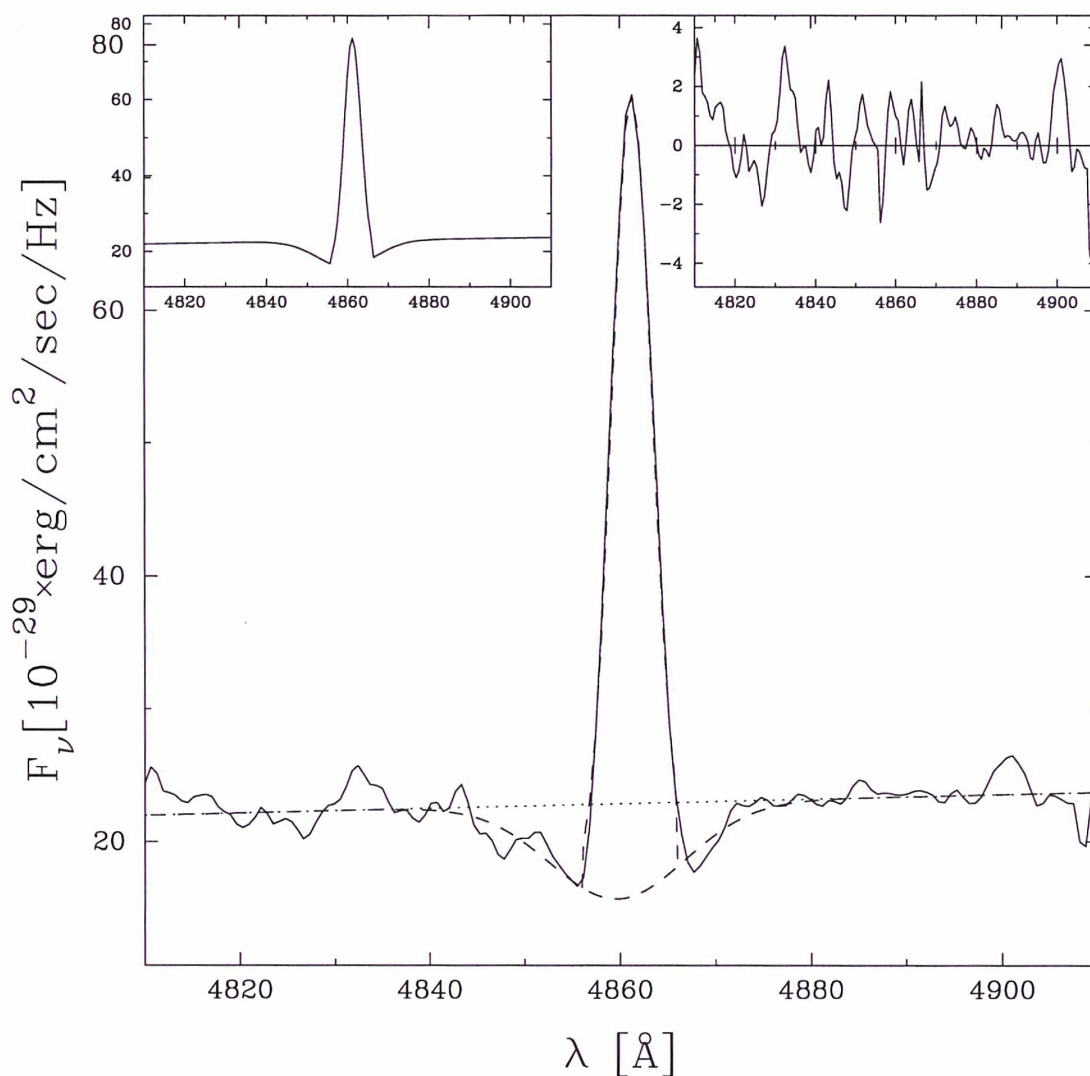


FIG. 4.8 – Ajustement de l'absorption due au continu stellaire par une méthode dite des doubles gaussiennes. Le cadre en haut à gauche montre la combinaison des deux gaussiennes et celui à droite le résidu de la soustraction des raies synthétiques et "observées". La raie "observée" a en réalité été fabriquée en combinant les signaux de trois raies de Balmer  $H\delta$ ,  $H\gamma$  et  $H\beta$  afin d'améliorer le signal sur bruit autour de la raie.

sion est trop intense (en particulier pour la raie de Balmer  $H\beta$ ) l'absorption est "écrasée" par l'émission.

- enfin le troisième point est que nous faisons comme hypothèse que l'amplitude de l'absorption des raies de Balmer est la même quelle que soit la raie, ce qui peut ne pas être vrai parce que les raies de Balmer en absorption sont souvent mélangées et donc "polluées" par une absorption due aux métaux.

Afin d'améliorer cette correction qui est, rappelons le, essentielle pour calculer le taux de formation stellaire avec une incertitude la plus petite possible, nous avons mis au point une deuxième méthode, s'appuyant beaucoup plus sur des critères astrophysiques et applicables à tous les objets de notre échantillon.

### Ajustement des spectres par un spectre composite d'étoiles

L'absorption présente en dessous de la raie en émission provient du continu stellaire de la galaxie. Nous n'avons pas voulu déterminer précisément la composition stellaire des galaxies observées, c'est-à-dire déterminer la proportion de chaque type d'étoiles qui rentre dans la composition du spectre intégré de la galaxie.

Le but de la synthèse que nous allons réaliser est de faire une correction au premier ordre des absorptions subit par les raies de Balmer, c'est-à-dire réussir à ajuster les absorption sous-jacentes aux raies de Balmer.

La méthode d'ajustement s'appuie sur trois critères :

- Le premier est le besoin de reproduire les absorptions de Balmer  $H8$ ,  $H9$ ,  $H10\dots$ , la plupart des ordres supérieurs du système de Balmer n'étant pas contaminé par la présence de l'émission beaucoup trop faible.
- On insiste aussi sur les raies d'absorption métallique qui peuvent polluer elles-aussi les raies de Balmer.
- Enfin, avec le même poids relatif que les deux critères précédent, nous ajustons l'ensemble du continu de la galaxie.

Nous allons voir que cette méthode est efficace et suffisante pour le but recherché. Si le nombre d'étoiles utilisé lors de l'ajustement peut paraître faible, l'analyse de ce problème montre que cela n'affecte pas le résultat.

Pour effectuer la décomposition en différents types d'étoiles, nous nous sommes servis de la base d'étoiles de Jacoby (1984) [34]. La bibliothèque de Jacoby et al. (1984) contient 161 étoiles de tous types spectraux de classes de luminosité I, II et V ainsi que quelques étoiles de classe II et IV. Toutes les étoiles sont de métallicité solaire sauf deux qui sont de métallicité sous-solaire. La résolution spectrale ( $\Delta\lambda$ ) est de  $\sim 4.5 \text{ \AA}$  et le domaine spectral s'étend de  $3510 \text{ \AA}$  à  $7424 \text{ \AA}$ .

Pour des raisons de temps de calculs, il n'est pas possible d'utiliser l'ensemble des étoiles de la base ni même de prendre un échantillon représentant correctement l'ensemble du diagramme H-R (il y a une croissance exponentielle du nombre d'opération lors du rajout d'une seule étoile).

Nous avons donc été forcé de limiter l'ajustement de nos spectres par un ensemble de quatre ou cinq étoiles différentes.

Les étoiles ont été choisies en tenant compte des différentes signatures (raies d'absorption) présentent dans nos spectres.

Le premier critère retenu fut la métallicité des objets (*Cf.* paragraphe 4.1 page

62). Nous avons donc éliminé les étoiles sous-métalliques de la base.

La deuxième hypothèse que nous avons faite fut effectuée à partir des couleurs et de la forme du spectre des objets qui nous ont fait éliminer les étoiles de type 0. Une autre raison de ce rejet fut que ces étoiles n'ont que peu d'absorption significative dans le domaine spectral observé ici.

La troisième hypothèse pour réduire un peu plus le nombre d'étoiles dans la base est de supposer que les étoiles de la galaxie contribuant au flux observé sont essentiellement dans la phase principale de leur vie et nous avons donc utilisé de préférence les étoiles de types V. Cette hypothèse est naturellement très discutable, surtout pour les étoiles massives tel que B, A et F à durée de vie assez courte pour avoir changé de régime. Mais la correction que nous voulons faire étant du premier ordre, on peut considérer cette approximation comme valable.

Une des caractéristiques remarquables sur l'ensemble des spectres provenant de l'échantillon est la présence d'intenses raies de Balmer en absorption associée à une sorte de cassure à 3500 Å. Ceci prouve la présence d'une population importante d'étoiles A présente suite à un événement de formation stellaire récent.

Nous avons ensuite choisi d'utiliser les types B, F et G qui sont les étoiles pour lesquelles le domaine spectral étudié est le plus significatif et surtout celles qui rentreront le plus en jeu dans les absorptions des raies de Balmer. Pour certains de nos spectres une étoile de type K ou de type M fut parfois nécessaire pour reproduire un ensemble de raies au delà de  $H\gamma$ . Mais la proportion d'étoiles de ce type, nécessaire pour améliorer l'ajustement, ne fut jamais très importante (*Cf.* section 5.1.1 page 91)

La sélection finale a été réalisée en examinant individuellement les spectres. Nous avons éliminé ceux qui nous semblaient trop similaires. Enfin le choix des cinq étoiles définitives s'est fait en faisant en sorte d'associer aux principales caractéristiques du spectre de la galaxie un type d'étoiles. Pour cela nous nous sommes servis en priorité de la région "bleue" de nos spectres qui possèdent les plus intenses discriminant, en particulier les raies de Balmer ainsi que la bande G et CaII K. Nous allons voir que ces régions vont servir plus tard comme sorte de points de références à notre ajustement. Nous avons donc mesuré avec le logiciel IRAF les largeurs équivalentes associées à ces raies pour le faire.

La méthode employée pour réaliser cet ajustement est fondée sur une minimisation du  $\chi^2$  de l'ensemble du spectre. Cela a été rendu possible par le fait que les deux séries de spectres sont calibrées en flux et ramenées, par la convolution d'une fonction échelon, à la même résolution ( $\sim 10$  Å).

Faire passer une convolution sur le spectre permet d'améliorer le signal sur bruit ainsi que la "visibilité" des différentes raies en absorption en les extrayant du bruit. Toutefois, cette méthode possède un gros défaut si nous l'appliquons trop brutalement. En effet, les raies en émission "remontent" le continu stellaire mais en contrepartie elles subissent une sorte d'"aplatissement" (*cf.* figure 4.9).

Dans la partie 3 page 45, j'ai présenté la méthode de suppression du ciel que j'ai mis en place afin de ne pas se servir, lors de l'ajustement, des régions contaminées par ce problème.

Nous pouvons appliquer, après la création du masque de soustraction du ciel et des raies d'émission, la convolution proprement dite en deux temps afin d'éviter de

prendre en compte des zones trop importantes du spectre qui peuvent ainsi créer d'autres types artefacts (*Cf.* figure 4.9). Nous utilisons encore la fonction échelon mais en la faisant passer deux fois sur le spectre (en se servant du masque à chaque étape). Dans notre cas, nous voulions arriver à une résolution de 10 Å ce qui fait que nous avons convolué une fois par 7 pixels puis par 15.

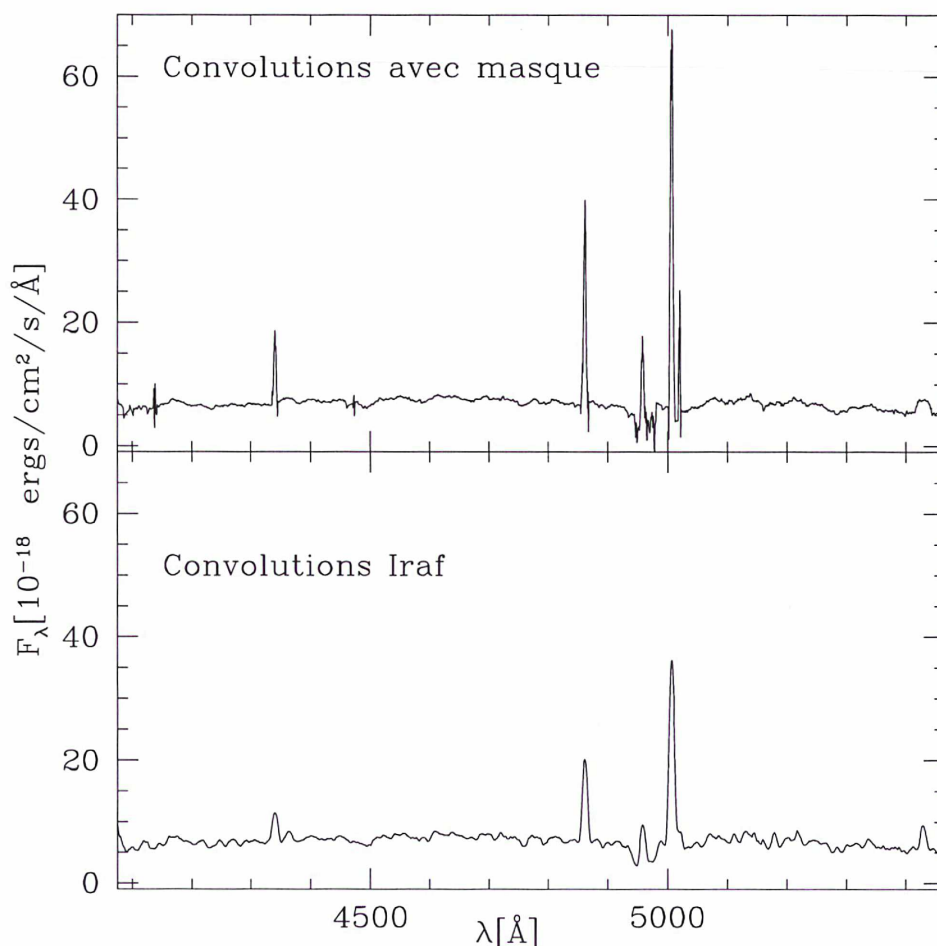


FIG. 4.9 – (*en bas*) spectre convolué par une fonction échelon trop importante et sans tenir compte des raies du ciel ni des raies en émission. (*en haut*) spectre ayant subi la convolution en passant par l'étape de masquage et de double convolution par deux fonctions échelon différentes (respectivement 7 et 15 pixels).

Dans le but d'obtenir le meilleur ajustement possible nous fabriquons un nouveau masque qui sert à insister de façon plus importante sur certaines zones caractéristiques du spectre que sont les raies en émissions non contaminées ou de façon négligeable par une émission (les raies  $H10$ ,  $H8$ ,  $CaIHK$ , Bande G...) en mettant un poids égal à ces zones et à l'ensemble du continu lors du calcul du  $\chi^2$  du spectre synthétique d'étoiles et du spectre de la galaxie que nous étudions. C'est-à-dire que nous calculons deux  $\chi^2$ , un pour les zones importantes et un pour le continu dans son intégralité et nous déterminons le minimum de la combinaison des deux.

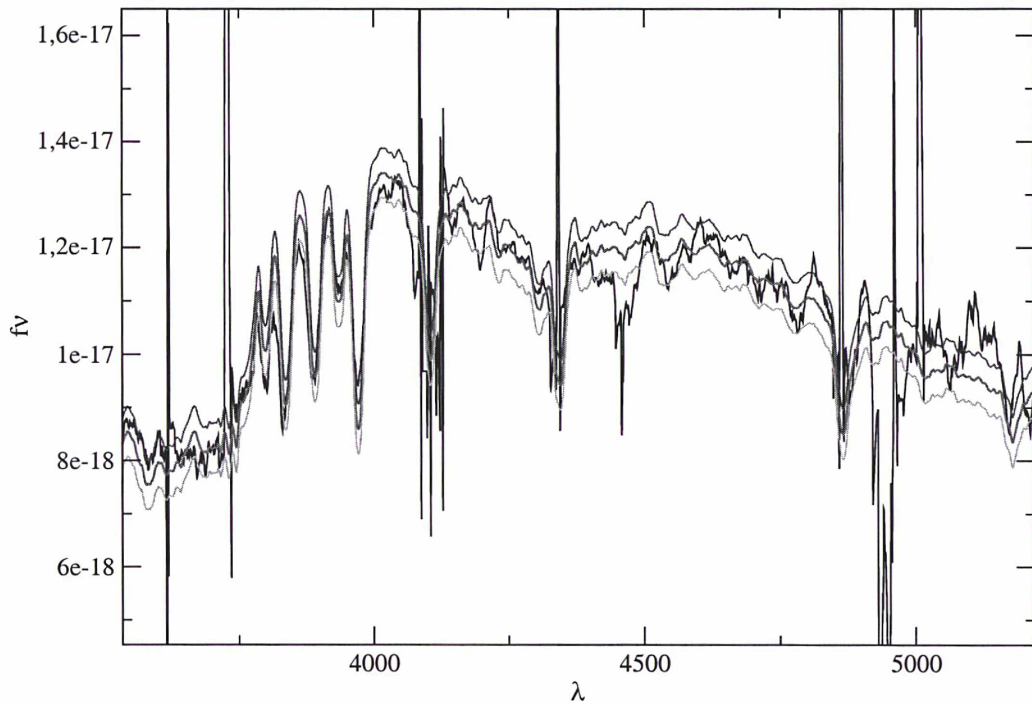


FIG. 4.10 – En rouge on peut voir le meilleur ajustement du spectre de l’objet (noir) par une population de cinq étoiles (A : 26%, B : 30%, F : 14%, G : 18%, K : 12%), nous pouvons aussi voir les spectres (en bleu et en vert) à  $1\sigma$  délimitant l’espace des solutions à partir duquel nous déterminerons la barre d’erreur sur le calcul de l’extinction.

Nous avons utilisé ces raies d’absorptions car nous voulons corriger, en priorité, la partie bleue du spectres et plus particulièrement les raies de Balmer. Par conséquent, nous utilisons comme marqueur principal les raies de Balmer d’ordre supérieur, non contaminées ou le moins possible par les raies d’émission. Les autres raies telles celles de la bande G et du calcium servent à prendre en compte la métallicité des objets ainsi que l’ajustement des étoiles de types G et K lorsque nécessaire.

Une fois l’ensemble des étapes de préparation réalisé, nous pouvons effectuer la minimisation pour obtenir le spectre synthétique que nous allons soustraire au spectre de l’objet en considérant que nous avons éliminé, au moins au premier ordre, le continu stellaire de la galaxie et corrigé de cette façon l’absorptions dans les raies de Balmer. Nous pouvons donc effectuer une mesure propre du flux présent dans les raies en émission de l’objet.

Pour déterminer un intervalle de confiance de la correction nous déterminons l’erreur à  $1\sigma$  faite sur le spectre synthétique. Cela permet de fabriquer un ensemble de solutions qui donne la barre d’erreur sur l’extinction par la recherche des valeurs minimales et maximales, dans cet ensemble, de l’extinction déterminée à partir des raies de Balmer  $H\beta$  et  $H\gamma$ . Nous pouvons voir sur la figure 4.10 le meilleur ajustement réalisé et les spectres à  $1\sigma$  délimitant l’espace dans lequel nous recherchons les erreurs sur l’extinction.

Comme indiqué précédemment nous avons effectué des tests pour tester la validité de la synthèse.

Le premier test, le plus simple, consiste à superposer les spectres synthétiques et les spectres de l'objet afin de vérifier que les calculs numériques sont cohérents avec ce que notre œil voit. La deuxième vérification consiste à tester la robustesse du résultat de façon empirique. Pour cela, après la détermination du meilleur ajustement possible et donc de la création d'un spectre artificiel, j'ai éliminé du résultat la composante la plus faible et remplacé par un autre type d'étoile puis relancé le calcul. Ce processus est répété de façon itérative afin de fabriquer la meilleure combinaison de quatre ou cinq étoiles permettant de fabriquer le meilleur spectre synthétique de la galaxie étudiée.

## 4.9 Mesure des dispersions de vitesse

Les études précédentes, réalisées par le projet DEEP, ont porté essentiellement sur les mesures de largeurs de raies en émission pour effectuer leurs analyses.

Pour mesurer les vitesses de dispersion de galaxies, la méthode employée s'appuie sur les mesures des largeurs des raies en émission. En effet, ces dernières sont corrélées à la dispersion de vitesse par la largeur à mi-hauteur des raies en émission lorsque ces raies peuvent être ajustées à l'aide d'un profil gaussien.

Nous devons noter un certain nombre de limitations sur les mesures de vitesse effectuées sur les spectres des galaxies de l'échantillon de galaxies compactes lumineuses. Le calcul de la vitesse de dispersion (puis celle de la masse) se fait en supposant que les raies sont ajustées par une gaussienne et que la galaxie est virialisée, c'est-à-dire que la dynamique est dans un état stable.

Cette hypothèse ne peut tenir pour certaines, si ce n'est toutes, les galaxies observées. En effet, certains spectres présentent des raies en émission n'ayant pas une forme gaussienne et dans le cas des raies de Balmer nous pouvons constater aussi un décalage entre la position des raies en émission et des raies en absorption. Un objet particulier, la galaxie 03.0523, présente un système de double raies en émission (*Cf.* fig : 6.1 page 125) séparées de  $\sim 470 \text{ km s}^{-1}$ . La dynamique à l'intérieur de ces objets n'est probablement pas des plus simples ce qu'indique le décalage des raies.

Ces constatations associées au fait que la plupart des images de ces galaxies montrent la présence d'une deuxième composante suggère que ces objets ont une dynamique plutôt complexe et indique un événement de coalescence.

Cette fusion expliquerait en même temps les très fort taux de formations stellaires trouvés dans ces galaxies (*c.f.* paragraphe 5.4 page 104) qui auraient été déclenchés par les forces de marées induites par la rencontre des deux galaxies initiales.

Tout en gardant ces réserves de côté, calculons la dispersion de vitesse. Après l'ajustement par une gaussienne, il faut prendre en compte la résolution instrumentale à laquelle nous travaillons. Elle va imposer une valeur limite supérieure dans la mesure de la vitesse des galaxies, c'est-à-dire qu'en dessous d'une certaine largeur des raies en émissions nous ne pouvons qu'affirmer que l'objet en question a une dispersion intrinsèque au plus égale à celle de la résolution instrumentale. Les mesures sont réalisées sur les spectres au repos et il faut aussi corriger par le décalage spectral.

$$\sigma(\lambda_i) = \sqrt{fwhm(\lambda_i)^2 - fwhm(ciel(\lambda_i))^2} \times \frac{c}{2.35 \times \lambda \times (1+z)} \text{ km s}^{-1} \quad (4.26)$$

La détermination de la résolution instrumentale se fait en mesurant la largeur des raies du ciel qui ne peuvent pas être résolues par l'instrument FORS. Il faut effectuer la mesure pour chacune des raies servant aux calculs afin de tenir compte de possibles effets de variations de la résolution suivant l'endroit du CCD où se trouve la raie ou pour être plus exact la résolution de l'instrument n'est pas uniforme sur l'ensemble du domaine spectral observé. Pour cela, nous mesurons la **fwhm** de la raie du ciel la plus proche de la raie en émission de l'objet qui va servir pour déterminer la vitesse, car la résolution spectrale varie avec la longueur d'onde.

Les mesures des largeurs (**fwhm**) se font avec le logiciel **Iraf** et plus particulièrement avec la tâche associée **splot**. Cette tâche permet d'ajuster une gaussienne sur les raies en émission et donne les valeurs de la fwhm.

Les erreurs sont calculées sous forme de facteur de qualité  $Q$  compris entre 1 et 9 de la façon suivante. Il est déterminé à partir du rapport de signal sur bruit ( $SNR$ ) par  $\text{\AA}$  pour chacune des raies.

- $Q = 1$  correspond à un  $SNR \geq 40$  c'est-à-dire que l'erreur est de l'ordre de 10%
- $Q = 2$  correspond à un  $20 < SNR < 40$ , l'erreur est de l'ordre de 20%
- $Q = 3$  correspond à un  $SNR \leq 20$ , l'erreur est de l'ordre de 50%
- $Q = 9$  la dispersion en vitesse de la raie n'est pas mesurable (non présence de la raie ou bien raie du ciel en émission intense à la position exacte de la raie)



# Chapitre 5

## Analyse des résultats

Nous avons vu que les galaxies compactes lumineuses sont très importantes dans l'histoire de la formation stellaire depuis  $z = 1$ . La question de leur nature et surtout de leur devenir est encore en suspens.

Nous allons maintenant analyser les différents paramètres physiques que nous avons pu récupérer au cours de ce travail dans le but de déterminer une vision globale de l'échantillon observé, d'estimer quelle peut être la nature de ces objets et de voir s'il est possible de comprendre l'évolution de ces objets afin de déterminer quel est leur contre-partie locale.

### 5.1 Populations stellaires

Connaître l'âge, la métallicité ou le type des étoiles constituant les galaxies compactes devraient normalement donner de nouvelles indications pour percer le secret du devenir de ces galaxies.

Pour cela, deux méthodes ont été utilisées pour connaître les populations stellaires composant les galaxies observées. Elles ont été décrites en détails dans les chapitres 4.8.2 page 84 et 4.2.1 page 64.

#### 5.1.1 Âges des populations stellaires

La première de ces méthodes n'avait pas pour but réel de déterminer la population stellaire exacte de ces objets. Aussi, un choix arbitraire a été réalisé dans les étoiles qui ont servi à créer le spectre synthétique ajustant au mieux le spectre observé, alors qu'idéalement nous aurions dû utiliser une librairie de spectres représentant l'ensemble des distributions d'énergie possibles de cette galaxie.

Nous pouvons voir sur la figure 5.1 que l'ajustement sur une galaxie typique de notre échantillon est de bonne qualité. Ceci n'indique pas néanmoins que la population stellaire la composant soit exactement celle choisie. En effet, le problème d'inversion de spectre est très dégénéré en particulier dans le cas de nos observations où il y a peu de raies en absorption significatives.

Une analyse plus complète des problèmes de dégénérescence et de synthèse de populations stellaires a été récemment réalisée par Jihane Moultaqa (2001) [66].

Ces travaux ont montré qu'il était particulièrement difficile de trouver une solution unique valable d'un point de vue astrophysique à partir d'une synthèse de population stellaire.

Un des principaux problèmes rencontré lors de la reconstruction du spectre d'une galaxie, telle qu'effectuée ici, provient de l'incomplétude de la base d'étoiles utilisée qui ne couvre pas l'ensemble des populations d'étoiles existant dans une galaxie. De plus, pour des raisons numériques, il n'est pas possible d'augmenter à l'infini le nombre de populations dans la base utilisée. Il faut donc réduire le nombre d'étoiles servant à l'ajustement jusqu'à arriver à un compromis entre temps de calcul et but recherché. J'ai décrit dans le paragraphe 4.8.2 page 84 comment nous avons restreint la base stellaire à quatre ou cinq étoiles uniquement.

Le but principal recherché est de mesurer les raies en émission de Balmer en réduisant au maximum les incertitudes et plus particulièrement celles dues à l'absorption sous-jacente dans les raies de Balmer. Ces raies vont être utilisées de façon intensive lors de ce travail.

Etant donné le faible nombre d'étoiles utilisées, il est difficile de parler de population stellaire réaliste. Toutefois, nous pouvons tirer quelques conclusions intéressantes à partir des ajustements réalisés.

nom	O	B	A	F	G	K
00.0137	74%	8%	—	—	0%	18%
00.0564	—	8%	26%	16%	50%	—
00.0763	—	34%	18%	34%	0%	48%
00.1175	—	12%	14%	12%	0%	62%
03.0442	—	0%	12%	80%	8%	—
03.0523	—	28%	4%	68%	0%	—
03.0570	—	2%	30%	50%	6%	12%
03.0595	—	6%	22%	34%	38%	—
03.0645	—	18%	16%	48%	18%	—
03.1242	—	32%	14%	0%	54%	—
03.1349	—	24%	42%	4%	20%	10%
03.1540	—	6%	34%	34%	26%	—
22.0344	—	20%	34%	2%	44%	—
22.0429	—	18%	28%	26%	28%	—
22.0576	—	0%	—	94%	0%	6%
22.0619	—	10%	24%	2%	0%	64%
22.0637	—	30%	26%	14%	18%	12%
22.0721	—	0%	30%	36%	0%	24%
22.0779	—	50%	12%	34%	4%	—
22.0828	—	10%	26%	8%	24%	32%
22.0919	—	46%	36%	0%	18%	—
22.1064	—	0%	34%	4%	26%	36%

TAB. 5.1 – Tableau des résultats de l'ajustement des spectres de LCG à partir d'étoiles de différentes combinaisons d'étoiles.

L'ajustement réalisé comporte de façon quasi systématique une grande proportion d'étoiles A et F ( $\sim 50\%$ ). Cette forte proportion n'est pas due à un biais introduit de façon artificielle par le choix des quelques étoiles ayant servi à l'ajustement. En effet, ce dernier, si l'on élimine cette population, ne se fait pas ou se fait de façon nettement moins bonne. Ceci était attendu car les spectres obtenus ont pour la plus grande majorité montré des raies de Balmer  $H10$ ,  $H8$ ...intenses, et donc il y avait un indicateur très fort de la présence d'étoiles A et F au sein des galaxies observées. La question peut se poser de savoir si ces galaxies ne sont pas des objets constitués essentiellement d'étoiles de ce type. Si c'est le cas, il faudrait que les étoiles de type G et suivant ne soient pas formées lors de l'épisode de formation stellaire.

Cette hypothèse pose de nombreux problèmes, en particulier pour la fonction de masse initiale qui doit être totalement différente de celle observée localement. Il est difficile d'imaginer une fonction de masse ne produisant que de grosses étoiles sans en fabriquer de plus petites.

Les populations d'étoiles A et F sont importantes car elles prouvent que ces objets ont subi un sursaut de formation stellaire il y a quelques  $10^8$  ans (ce qui correspond au temps de formation de ces étoiles).

Nous arrivons par cette méthode à ajuster suffisamment bien les spectres (Cf. figure 5.1) en particulier pour les absorptions. Nous pouvons soustraire le spectre synthétique et le spectre de la galaxie afin d'éliminer le continu stellaire et d'effectuer les mesures corrigées de l'absorption sous-jacente dans le cas des raies de Balmer, ce qui permet de minimiser les erreurs.

La fabrication du spectre synthétique a aussi montré un problème lors de l'ajustement réalisé. En effet, certaines galaxies possèdent un système de raies d'absorption du système du fer intenses. Ce système fut impossible à ajuster et ce quelles que soient les étoiles utilisées en plus. La figure 5.2 montre le spectre de l'objet et le meilleur ajustement que nous avons pu réaliser. Les absorptions du système du fer sont insuffisantes dans le spectre synthétique pour représenter correctement celles du spectre de la galaxie.

Nous en avons conclu qu'il y avait besoin d'étoiles à métallicité élevée, plus importante que la métallicité solaire (métallicité de la base de Jacoby (1984) [34]) dans laquelle nous avons pris les étoiles servant à l'ajustement.

La métallicité importante des étoiles indique que le milieu a été préalablement enrichi par une génération de supernovae. La forte proportion d'étoiles A et F montre aussi que ces galaxies ont subi quelques  $10^8$  ans auparavant une sursaut de formation stellaire. Lorsque l'on associe cela au fait que ces galaxies sont en formation stellaire on peut conclure qu'elles ont déjà subi plusieurs événements de formation stellaire au long de leur histoire.

Ces galaxies ne sont donc pas des galaxies III en train d'exploser brutalement et de fabriquer l'ensemble des étoiles qui la composent. Leur histoire est déjà ancienne et parsemée de sursauts de formation d'étoiles.

### 5.1.2 Âges et métallicités

L'évaluation de l'âge et de la métallicité des populations stellaires composant les galaxies est quelque chose de complexe à effectuer. Dans l'étude réalisée au cours

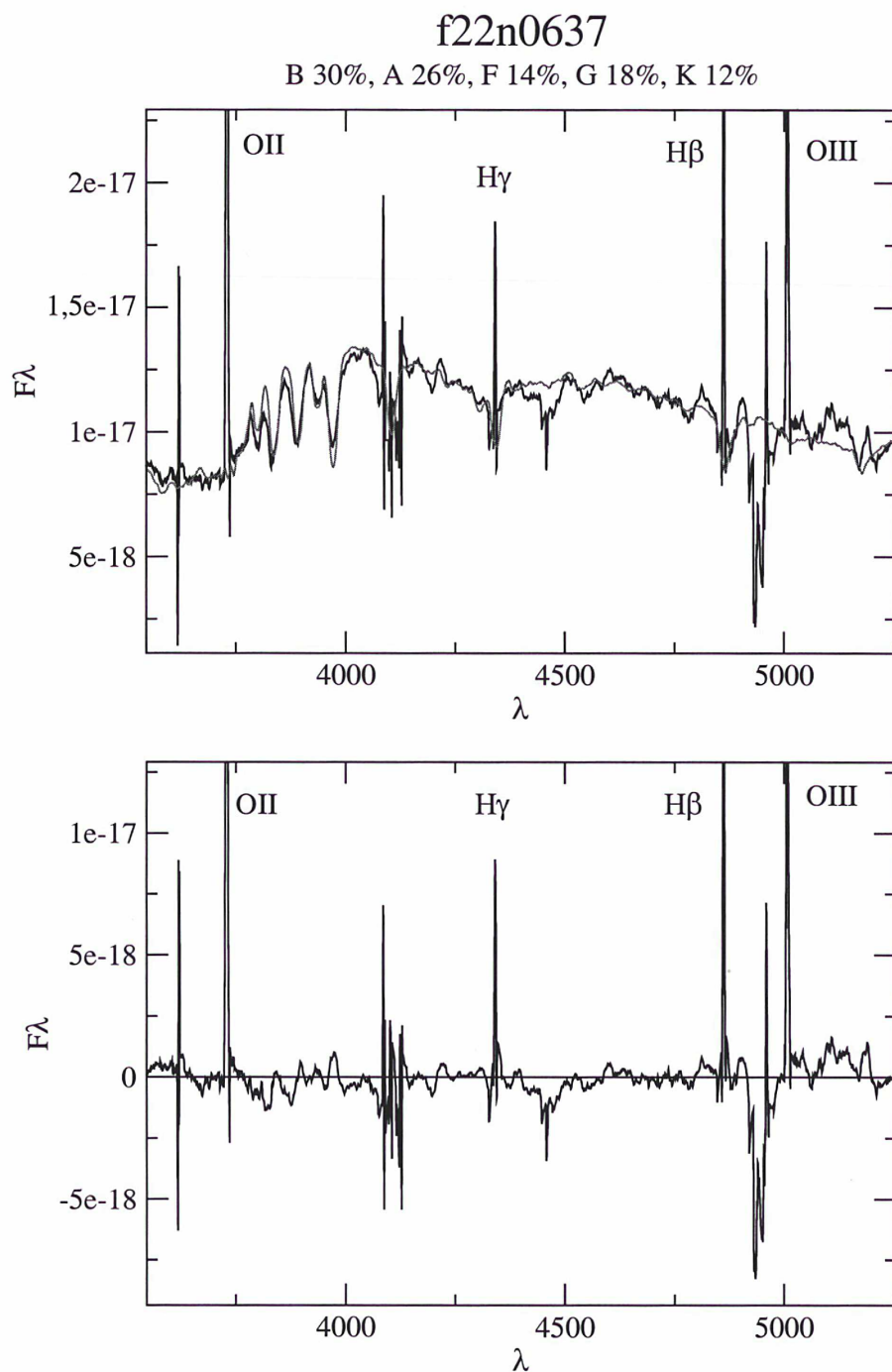


FIG. 5.1 – Ajustement d'un spectre de la galaxie 22.0637 par un spectre synthétique d'étoiles. L'ajustement réalisé correspond au but recherché c'est-à-dire corriger l'absorption sous-jacente aux raies de Balmer en émission. Le spectre du bas correspond à la soustraction du spectre synthétique et du spectre de la galaxie.

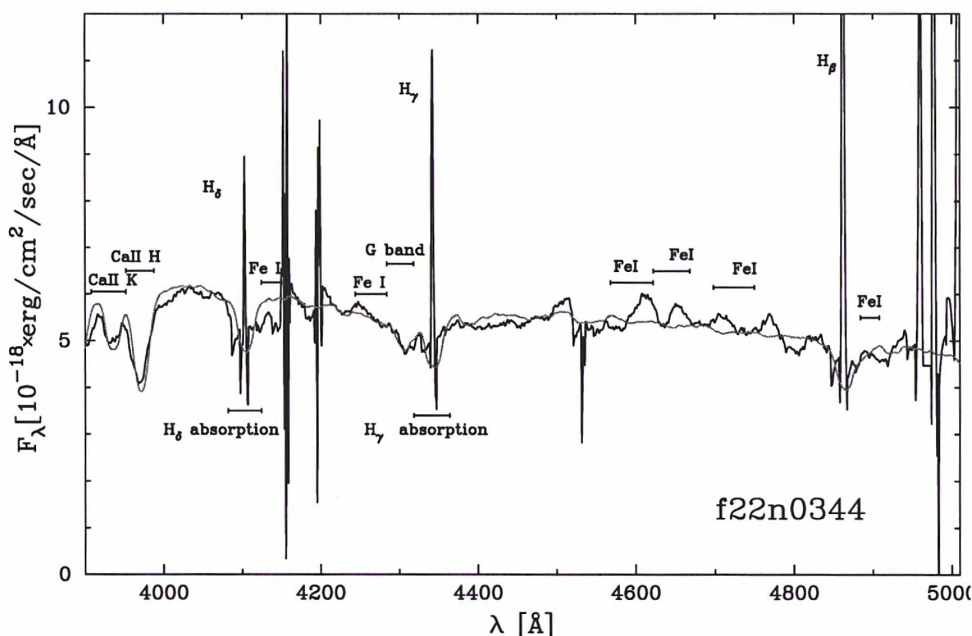


FIG. 5.2 – Ajustement par un spectre synthétique composé de quatre étoiles. L’ajustement est bon pour le continu et les raies en absorption, sauf les raies métalliques du Fer.

de cette thèse, nous nous sommes, entre autres, appuyé sur la méthode dite de Bica pour réaliser cet objectif.

Cette méthode permet, théoriquement, de lever la dégénérescence âge/métallicité et de déterminer les différentes populations composant un objet (*Cf.* chapitre 4.2.1 page 64).

Le but que nous nous étions fixé en utilisant cette méthode de détermination des populations stellaires n’était pas de déterminer de façon très précise les différentes composantes constituant les galaxies compactes observées mais de montrer de façon univoque que ces objets étaient bien formés d’au-moins deux types de populations différentes, ainsi que de montrer que les populations stellaires les composants sont plutôt métalliques.

Dans le tableau 5.2 nous pouvons vérifier que dans chaque objet observé, il existe bien au moins deux types de populations stellaires d’âges et de métallicités différents produisant la lumière qui constitue le spectre que nous avons observé. La plupart des objets possèdent en leur sein une population âgée d’au-moins 1 milliard d’années souvent métalliques et une autre population très jeune ( $\sim 10$  millions d’années).

On peut constater qu’un certain nombre d’objets (6) possédant une population âgée de  $10^9$  ans fortement métallique ont une population plus vieille de  $5 \times 10^9$  ans mais dont la métallicité est très déficiente en métaux. Ce non enrichissement peut s’expliquer si la formation stellaire, dans ces objets, a été continue mais faible, du même style que celle se déroulant dans les nuages de Magellan. S’il n’y a pas de formation de grosses étoiles, produisant les métaux, le milieu reste donc sous-métallique. La deuxième génération d’étoiles s’est quant à elle formée lors d’une bouffée de formation stellaire intense.

Cette analyse confirme bien les soupçons que nous avons eus en examinant les

CFRS	$\chi^2$	N <sup>1</sup>	âge	$5 \times 10^9$	$10^9$	$5 \times 10^8$	$5 \times 10^7$	$10^7$	$10^6$
00.0137	0.729	6	$Z/Z_{\odot}$	—	0.6	—	—	-0.5	—
			%	0	<b>90</b>	0	0	10	0
00.0564	0.424	7	$Z/Z_{\odot}$	0.0	—	—	—	-0.5	0.0
			%	<b>90</b>	0	0	0	5	5
00.0763	0.628	6	$Z/Z_{\odot}$	—	0.6	—	—	0.6	0.0
			%	0.0	<b>65</b>	0	0	25	10
00.1175	0.433	7	$Z/Z_{\odot}$	0.0	—	—	—	—	0.0
			%	<b>65</b>	0	0	0	0	35
03.0442	0.029	4	$Z/Z_{\odot}^2$	-1.0	-0.5	—	-0.5	-0.5	—
			%	15	<b>75</b>	0	5	5	0
03.0523	0.250	5	$Z/Z_{\odot}$	—	0.6	—	—	-0.5	—
			%	0	<b>50</b>	0	0	<b>50</b>	0
03.0570	0.361	5	$Z/Z_{\odot}$	0.6	0.6	—	-0.5	—	—
			%	10	<b>80</b>	0	10	0	0
03.0595	0.229	5	$Z/Z_{\odot}$	-1.5	0.6	—	—	-0.5	—
			%	25	<b>60</b>	0	0	15	0
03.0645	0.471	6	$Z/Z_{\odot}$	-1.5	0.6	—	—	-0.5	0.0
			%	35	<b>50</b>	0	0	10	5
03.1242	1.530	6	$Z/Z_{\odot}$	—	0.6	—	—	-0.5	—
			%	0	<b>95</b>	0	0	5	0
03.1349	0.286	5	$Z/Z_{\odot}$	-1.5	0.6	—	—	—	0.0
			%	<b>50</b>	30	0	0	0	20
03.1540	0.915	6	$Z/Z_{\odot}$	-1.5	-0.5	—	—	—	—
			%	10	<b>90</b>	0	0	0	0
22.0344	1.836	5	$Z/Z_{\odot}$	-1.5	0.6	—	—	-0.5	—
			%	15	<b>70</b>	0	0	15	0
22.0429	0.100	4	$Z/Z_{\odot}$	—	0.6	—	—	-0.5	0.0
			%	0	<b>55</b>	0	0	40	5
22.0576	0.784	8	$Z/Z_{\odot}$	0.6	0.6	0.6	—	—	0.0
			%	<b>75</b>	15	5	0	0	5
22.0619	0.420	5	$Z/Z_{\odot}$	0.6	-1.0	—	—	—	0.0
			%	<b>55</b>	10	0	0	0	35
22.0637	0.296	7	$Z/Z_{\odot}$	-1.5	-1.0	—	—	-0.5	0.0
			%	35	20	0	0	<b>55</b>	10
22.0721	0.309	7	$Z/Z_{\odot}$	—	0.6	—	—	0.0	0.0
			%	0	30	0	0	<b>60</b>	10
22.0779	0.495	6	$Z/Z_{\odot}$	-1.5	0.6	—	—	—	—
			%	<b>75</b>	25	0	0	0	0
22.0828	0.284	7	$Z/Z_{\odot}$	-1.5	0.6	—	—	—	—
			%	<b>85</b>	15	0	0	0	0
22.0919	0.167	4	$Z/Z_{\odot}$	—	-1.0	—	-0.5	-0.5	—
			%	0	<b>90</b>	0	5	5	0
22.1064	0.466	5	$Z/Z_{\odot}$	—	-0.5	—	—	-0.5	—
			%	0	<b>95</b>	0	0	5	0

Notes :

<sup>1</sup> Nombre de raies en absorption utilisées pour l'ajustement

<sup>2</sup> en unité logarithmique

TAB. 5.2 – Populations stellaires composant les galaxies compactes déterminées à partir de la méthode de Bica

spectres des galaxies compactes et plus particulièrement la présence de très fortes raies en absorption métallique que ce soit le fer, le système complexe de la bande G ou d'autres éléments métalliques (MgI, TiO...); ces objets ne sont pas constitués d'une seule et unique population d'étoiles jeunes venant juste de se former lors d'un épisode de formation stellaire intense, mais au contraire ces objets sont évolués et ont déjà subi de multiples épisodes de formation stellaire. Celui observé aujourd'hui n'est qu'un événement de plus dans l'histoire de ces galaxies.

Il faut aussi remarquer qu'une autre explication plausible au phénomène de sous-métallicité des populations âgées peut provenir de la base de données ayant servi à l'ajustement. En effet, lors de la construction de cette base il a fallu interpoler et surtout extrapoler pour certains âges et métallicités en particulier pour les métallicités élevées d'objets âgés. On peut donc se demander si nous ne voyons pas un effet de cette extrapolation et des limites de cette base.

## 5.2 Abondance du gaz

Jusqu'à présent, nous avons analysé les propriétés des étoiles composant les galaxies compactes. Une des caractéristiques principales de ces objets, qui a servi lors de leur sélection, est le fait que ces objets sont en formation stellaire, caractérisée par d'intenses raies en émission provenant du gaz. Examinons maintenant ce que l'analyse de ce gaz peut nous apprendre sur ces objets.

Comme indiqué au paragraphe 4.4, nous nous servons de l'indice  $R_{23}$  (Cf. équation 4.1 page 67) et de la relation empirique existant avec le rapport  $[O/H]$  (Cf. équation 4.2 page 67). Nous sommes obligés de nous servir d'une méthode indirecte car nous n'avons pas observé la raie  $[OIII] \lambda 4363 \text{ \AA}$ . Cette raie permet de déterminer directement la température électronique du système ainsi que son abondance (Cf. Osterbrock (1989) [69]).

Nous avons montré, à partir des raies d'absorption métalliques, que les objets étudiés lors de ce travail ont des métallicités importantes (Cf. figure 4.1). De ce fait, nous pouvons utiliser la relation 4.2 afin d'estimer l'abondance en oxygène de nos objets. La droite de corrélation, trouvée par Richer & McCall (1995) [74] pour l'abondance en oxygène et la magnitude en B, ajuste bien les valeurs que nous avons mesurées pour les galaxies compactes (Cf. figure 5.4) et cela en utilisant la branche métallique de la relation. Par conséquent, cela prouve le bien-fondé de notre choix. Toutefois, pour certains objets, nous ne pouvons pas utiliser la relation 4.2 car que la valeur mesurée pour  $\log(R_{23})$  est trop importante et dépasse le domaine de validité de la formule. Dans ce cas, nous avons pris pour les objets en question la valeur à l'endroit du "turn-off" (passage haute/basse métallicité) (Cf. figure 4.2 page 68).

Sur la figure 5.3, nous avons représenté les valeurs basses et hautes de l'abondance déterminée à partir des courbes (figure 4.2) donnant la relation entre le rapport  $R_{23}$  et  $[O/H]$  (Cf. Kobulnicky, Kennicutt & Pizagno (1999) [43]). Il y a deux valeurs possibles pour le rapport  $[O/H]$  pour un certain nombre d'objets suivant la valeur de l'indice  $R_{23}$ . La figure montre que la branche à basse métallicité ne peut être utilisée pour les objets étudiés lors de cette thèse. Si les galaxies compactes lumineuses avaient eu des métallicités suffisamment basses pour correspondre à la branche in-

férieure nous aurions dû systématiquement détecter la raie [OIII]  $\lambda 4363$  Å. Nous pouvons donc utiliser la relation empirique 4.2 valable à haute métallicité.

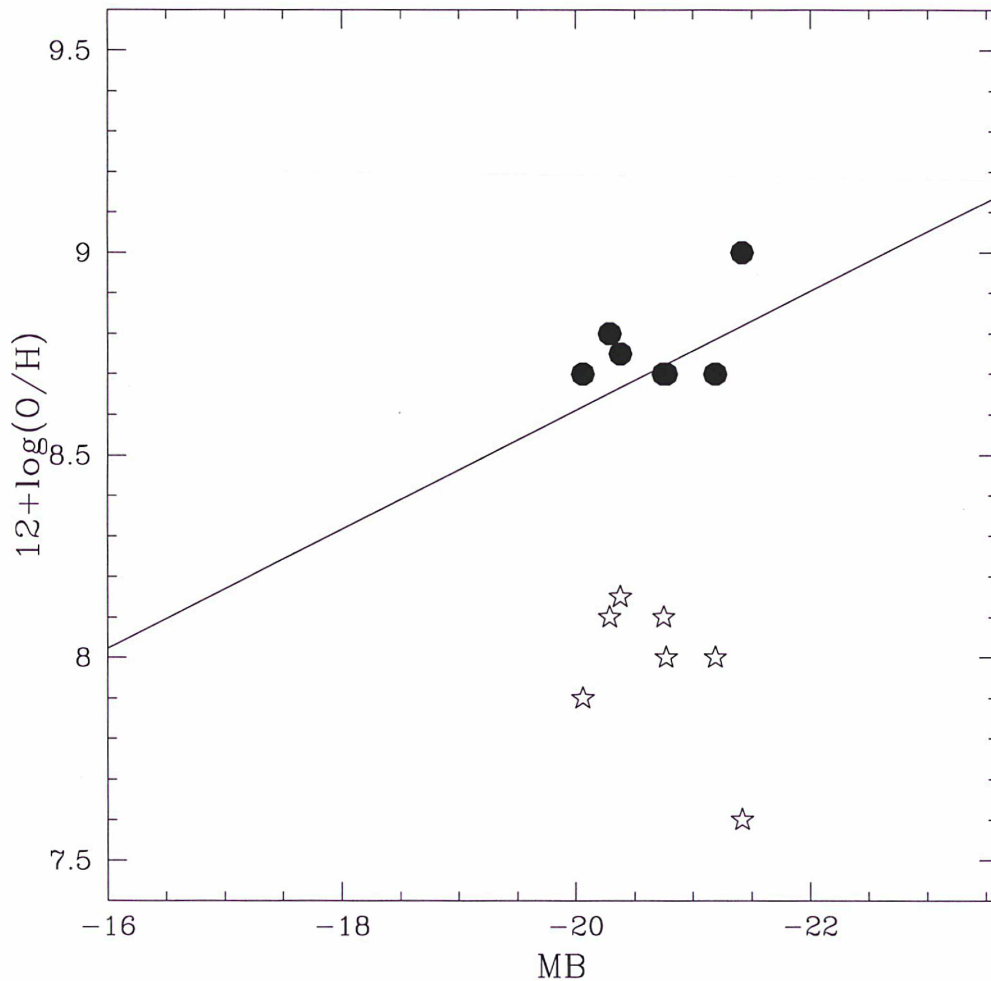


FIG. 5.3 – Valeurs déterminées de l'abondance  $[O/H]$  à partir de la relation existant avec l'indicateur  $R_{23}$ . Cette relation étant dégénérée les points représentent les valeurs hautes c'est-à-dire à forte métallicité et les étoiles celles de la branche à basse métallicité. La droite représente l'ajustement obtenu à partir d'observations d'objets locaux (Richer & McCall (1995) [74]). Les points tirés de la branche à basse métallicité ne sont pas compatibles avec la relation locale à la différence de ceux tirés de la branche haute.

Nous avons obtenu pour ces galaxies compactes une abondance moyenne :

$$[O/H] = 0.41_{-0.12}^{+0.77}[O/H]_{\odot} \quad (5.1)$$

c'est-à-dire que l'abondance de nos objets est beaucoup plus importante que celles des galaxies irrégulières ou des régions HII et légèrement inférieure à celle des galaxies spirales. Cela se voit très bien sur le graphique 5.4.

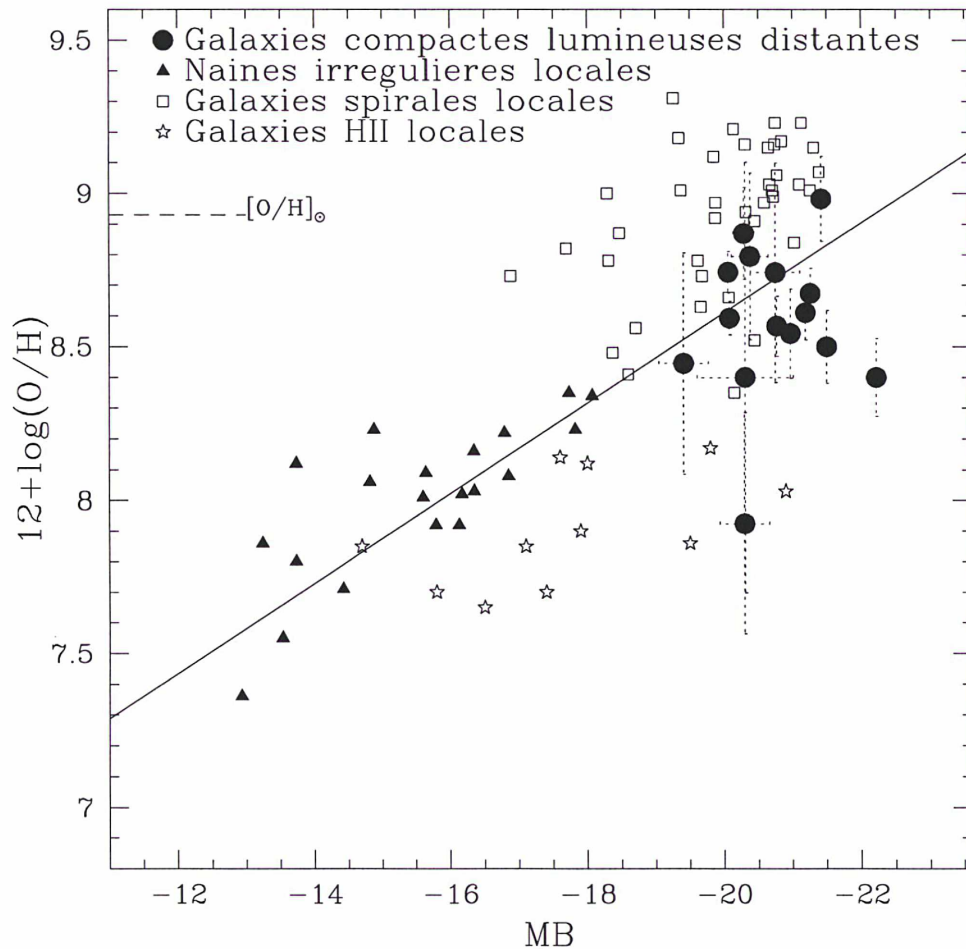


FIG. 5.4 – En abscisse nous avons la magnitude  $M_B$  et en ordonnée la valeur  $12 + \log(O/H)$ . Nos objets sont représentés par les gros points, les carrés représentent les galaxies spirales (les données proviennent de Zaritsky, Kobulnicky & Huchra (1994) [86]), les étoiles représentent des régions HII (Telles & Terlevich (1997) [80]) et les triangles des galaxies irrégulières observées par Richer & McCall (1995) [74]. La droite représente quant à elle l'ajustement obtenu par Richer & McCall (1995) [74] pour la relation luminosité-métallicité pour les objets locaux. Seules les galaxies spirales s'éloignent sensiblement de la relation.

nom	$M_B$	$\log(R_{23})$	[O/H]	err
00.0137	-22.22	1.10	8.40	0.13
00.1175	-20.75	0.73	8.74	0.35
03.0442	-20.3	1.09	7.92	0.36
03.0523	-21.19	0.81	8.61	0.09
03.0570	-20.38	0.69	8.79	0.27
03.0595	-20.78	0.31	8.33	0.60
03.0645	-20.77	0.83	8.57	0.09
03.1349	-21.42	0.52	8.98	0.13
22.0344	-20.31	1.30	8.40	0.70
22.0429	-20.29	0.63	8.87	0.15
22.0576	-20.97	0.85	8.54	0.14
22.0619	-20.08	0.83	8.59	0.05
22.0637	-21.26	0.77	8.67	0.08
22.0779	-21.5	0.87	8.50	0.11
22.0828	-19.41	0.89	8.45	0.36
22.0919	-20.22	0.86	7.81	0.50
22.1064	-20.06	0.73	8.74	0.07

TAB. 5.3 – Abondance [O/H] des galaxies compactes lumineuses.

Les galaxies compactes lumineuses se situent elles-aussi aux alentours de la relation des objets locaux mais légèrement plus bas. Cet effet s'explique simplement lorsque l'on tient compte de l'âge de ces objets et des quelques 8 milliards d'années de différence entre eux et les objets locaux.

Maintenant, essayons de déterminer les différents chemins évolutifs afin de tenter de relier ces objets soit aux galaxies spirales, soit aux régions HII, soit aux galaxies irrégulières.

Ces galaxies sont brillantes en raison de l'épisode de formation stellaire se déroulant en son sein ; une fois celui-ci terminé, la magnitude en B devrait diminuer. Par conséquent, les objets vont se déplacer un peu vers la gauche du graphe.

En ce qui concerne l'abondance alors le milieu va s'enrichir de façon monotone au fur et à mesure de la mort des étoiles chaudes. L'abondance va donc augmenter et déplacer les objets vers le haut du diagramme.

Dans ce scénario simple et naturel, les galaxies compactes (représentées par un point rond) doivent se déplacer vers les galaxies spirales (signalées par un carré).

Maintenant, essayons de voir si les galaxies compactes de l'échantillon pourraient aller vers les régions où se trouvent les galaxies irrégulières et les galaxies locales.

Il faut tout d'abord faire décroître de façon drastique la magnitude B ( $\sim 4$  mag). Ceci est possible en supposant que la formation stellaire que nous observons est très intense et s'arrête brutalement après que l'ensemble du gaz soit brûlé.

Pour l'abondance, il faut trouver un moyen de la diminuer elle aussi de façon très importante. Pour y arriver, il faut que ces objets accrètent de grandes quantités

de gaz qui va diluer le milieu et faire baisser l'abondance de gaz. Le fait d'accréter du gaz va augmenter la masse de la galaxie ce qui est incompatible avec les galaxies naines.

La deuxième solution est d'éjecter le gaz, par exemple lors de l'explosion des supernovae. Cette hypothèse est celle de Guzmán *et al.*. Le problème ici est d'expliquer les différentes populations stellaires au niveau de l'âge et de la métallicité qui sont fortement différentes de ce que l'on trouve dans les galaxies sphéroïdales. Il faudrait donc que les étoiles soient elles aussi éjectées. Il n'y aurait dans ce cas plus d'objet à étudier...

Ces scénarii posent donc un certain nombre de problèmes dans le cadre du modèle d'évolution proposé par Guzmán *et al.*.

Par conséquent, ces objets ne peuvent pas évoluer de façon simple vers les régions où se trouvent les galaxies naines irrégulières à moins d'accréter énormément de gaz et donc d'augmenter leur masse de façon très sensible.

En résumé, quelque soit le point de vue que l'on adopte pour l'analyse de l'abondance, les deux hypothèses (évolution naturelle ou bien chute brutale de la métallicité) contredisent de façon très forte l'hypothèse selon laquelle ces objets sont les progéniteurs des galaxies naines locales à faible métallicité.

Il est donc hautement improbable que les galaxies lumineuses compactes évoluent vers les galaxies naines.

### 5.3 Diagramme de diagnostic ( $[OII]_{3727}/H\beta$ )/( $[OIII]_{4958+5007}/H\beta$ )

Les spectres possèdent pour la plupart un intervalle en longueur d'ondes permettant dans la majorité des cas d'observer les raies en émission  $[OII]_{\lambda 3727}$  Å,  $H\beta$ ,  $[OIII]_{\lambda 4058}$  Å et  $[OIII]_{\lambda 5007}$  Å. A partir des mesures de flux réalisées sur ces raies nous pouvons tracer le diagramme de diagnostic classique  $\log([OII]_{3727}/H\beta)/\log([OIII]_{4958+5007}/H\beta)$ . Ce n'est pas le meilleur diagramme de diagnostic utilisable en raison de l'extinction mais pour les objets éloignés c'est souvent le seul utilisable.

Pour tracer ce diagramme nous devons donc faire attention, encore une fois, aux effets de l'extinction. Pour le rapport  $[OIII]_{4958+5007}/H\beta$  effectuer une correction n'est pas utile car les raies en question sont très proches et les effets sont les mêmes sur ces trois raies (*Cf.* Osterbrock (1989) [69]), mais pour le rapport  $[OII]_{3727}/H\beta$  il faut corriger cet effet. Pour cela, on utilise comme nous l'avons vu précédemment (paragraphe 4.8.1 page 77) le rapport de raies  $H\beta/H\gamma$ . Nous corrigeons la raie  $[OII]$  par rapport à  $H\beta$  suivant le modèle d'extinction moyen. Les barres d'erreurs sont calculées en tenant compte de l'erreur sur la mesure des raies (et donc du signal sur bruit) mais aussi de l'erreur sur le calcul de l'extinction.

Le diagramme 5.6 de diagnostic confirme les résultats de la figure 5.4. Il montre que ces objets ont des extinctions importantes et que la métallicité du gaz est assez élevée.

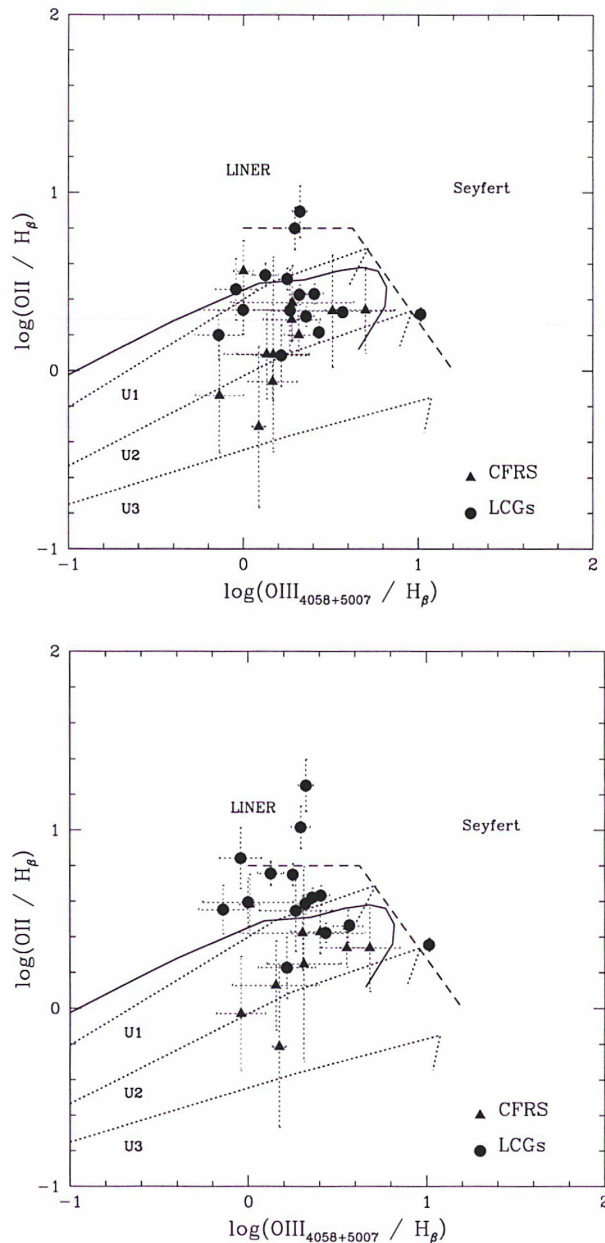


FIG. 5.5 – (*En haut*) les points représentent les mesures faites sur l'échantillon de galaxies compactes lumineuses observées au VLT sans faire de correction d'extinction. Les triangles quant à eux représentent les mesures, elles aussi sans extinction, faites au CFHT, et celles pour les objets de la base de LCGs présents dans le CFRS (Hammer *et al.* (1997) [31]). Nous pouvons donc voir que la majorité des points du CFRS ont été trop corrigés de l'absorption sous-jacente à  $\text{H}\beta$ . La figure du bas contient les mêmes objets mais cette fois nous avons appliqué la correction d'extinction individuelle sur les objets compacts, ce qui remonte encore les valeurs et montre que l'extinction de ces objets a été grandement sous-estimée auparavant. En effet, les points du CFHT ont été corrigés de l'extinction  $A_v$  par 1 magnitude ce qui, comparé avec l'extinction moyenne des galaxies compactes lumineuses qui se situent, comme nous l'avons vu précédemment, plutôt à une valeur d'extinction de 2 magnitudes, est clairement trop faible.

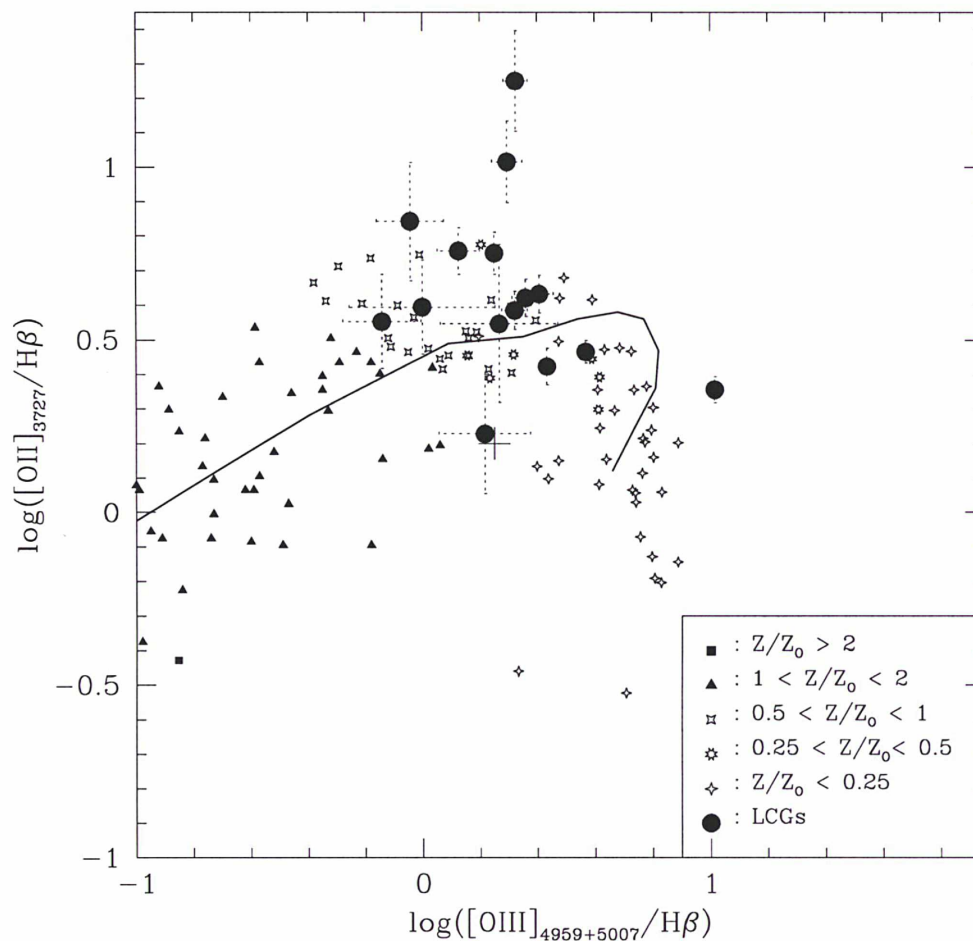


FIG. 5.6 – En comparant des régions HII à différentes métallicités, nous pouvons dire que la métallicité du gaz dans les galaxies compactes doit être comprise entre 0.25 fois et 1 fois la métallicité solaire. Cela signifie que le gaz qui émet ces raies en émission a déjà été enrichi et donc qu'il y a eu au moins une génération d'étoiles auparavant et que nous n'assistons pas à un sursaut de formation stellaire isolé.

## 5.4 Taux de formation stellaire (SFR)

Pour déterminer le taux de formation stellaire des galaxies de l'échantillon observé au VLT nous avons utilisé deux des méthodes décrites dans le paragraphe paragraphe 4.5 page 68. Celle s'appuyant sur la luminosité  $H\alpha$  (Cf. équation 4.7 page 71) et celle sur la luminosité UV à 2800 Å (Cf. équation 4.6 page 70).

Le domaine spectral observé ne permet pas d'observer directement la raie  $H\alpha$ . Pour déterminer la luminosité provenant de cette raie nous nous sommes appuyés sur les mesures des autres raies de Balmer qui nous ont permis de calculer l'extinction et donc le facteur de correction à appliquer sur la mesure de la raie  $H\beta$  pour avoir le flux de la raie  $H\alpha$  (Cf. paragraphe 4.8.1 page 77).

La façon dont nous avons déterminé le taux de formation stellaire ainsi que l'absorption de ces objets a été décrite dans le chapitre 5.4 page 104. Le tableau 5.4 et la figure 5.8 présente les résultats obtenus.

La mesure du taux de formation stellaire par les raies de Balmer doit absolument tenir compte de l'extinction. Si cela n'est pas fait, nous pouvons sous-estimer de façon très importante la formation stellaire à l'intérieur de la galaxie. Sur la figure 5.7 nous pouvons voir les taux de formation stellaire mesurés à partir de  $H\beta$  comparé à celui déterminé à partir de l'UV 2800 Å en tenant compte ou pas de l'extinction (points) ou non (étoiles). Les valeurs non corrigées de l'extinction sont beaucoup plus faibles que celles qui ont été corrigées. Elles sont totalement compatibles avec celles déterminées par l'UV qui ne tient pas compte de la poussière.

La figure 5.8 représente le taux de formation stellaire déterminé à partir de la luminosité  $H\beta$  corrigée de l'extinction par rapport à celui déterminé à partir de la luminosité UV à 2800 Å provenant des données du CFRS. Les barres d'erreurs sur le taux de formation déterminé à partir de  $H\beta$  sont dissymétriques (Cf. paragraphe 4.8.1 page 80). De plus, étant donné que les équations permettant de calculer cette valeur sont des exponentielles, plus les valeurs d'extinction sont élevées, plus le taux de formation stellaire est important, plus l'erreur est forte. L'erreur commise sur le taux de formation stellaire  $H\beta$  est donc "exponentiellement" dépendante de l'extinction.

Nous pouvons voir sur la figure 5.8 que les galaxies de notre échantillon peuvent être, du point de vue de la formation stellaire, divisées en trois sous-parties. La première possède des extinctions très importantes et des taux de formations stellaires très élevés. Cet échantillon comporte, entre autres, deux objets (03.0523 et 03.1540) situés dans le champ à 03H de notre échantillon qui a été observé par le satellite ISO dans l'infrarouge (Flores *et al.*, 1999 [21]).

Les valeurs de taux de formation stellaire mesurés à partir de la luminosité  $H\beta$  sont cohérentes avec celles calculées à partir de la luminosité infrarouge, aux barres d'erreur près. Ces objets ont aussi de très fortes extinctions et peuvent être détectés par ISO puisque la lumière infrarouge est réémise par l'intermédiaire des poussières présentes dans le milieu interstellaire de la galaxie.

La deuxième catégorie comporte 17 objets (77% de l'échantillon). Ces galaxies produisent beaucoup d'étoiles  $\sim 40M_{\odot}$  par an (à comparer avec notre galaxie, galaxie spirale assez typique qui ne forme qu'une petite masse solaire par an) mais cela n'est pas dans les mêmes proportions que pour les galaxies détectées par le

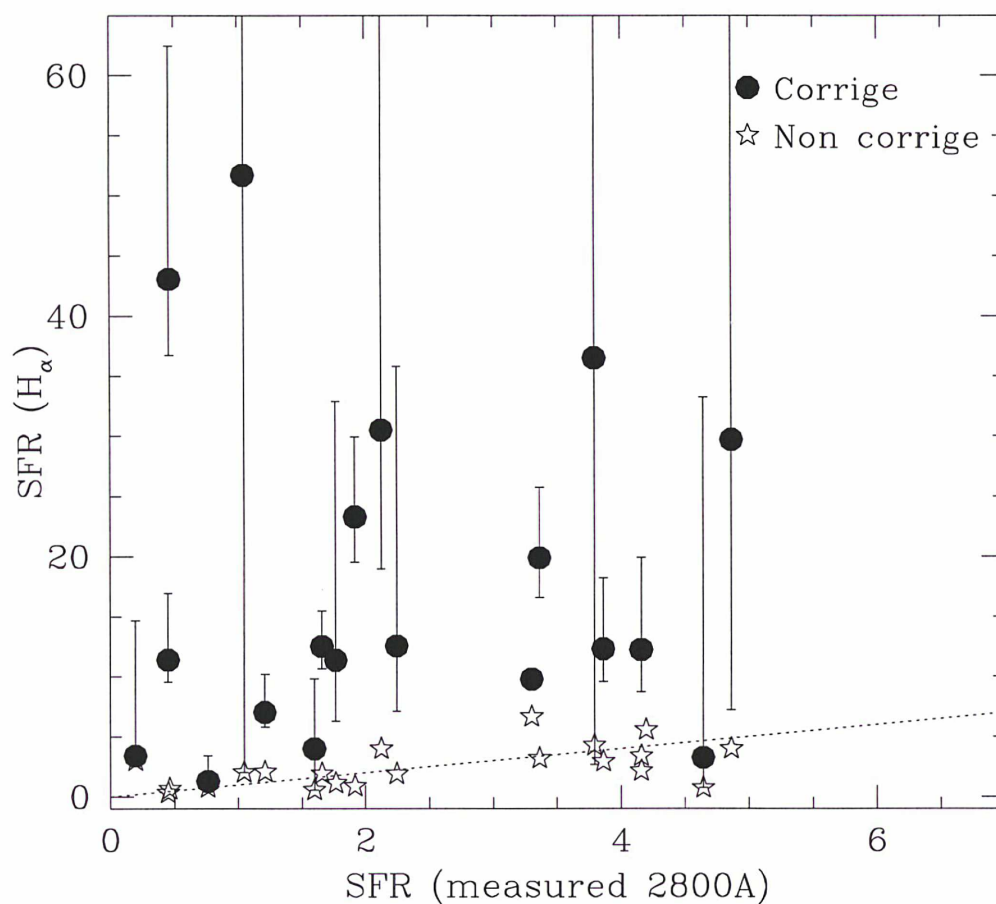


FIG. 5.7 – Taux de formation stellaire déterminé à partir de la luminosité  $H\beta$  en fonction de celui déterminé à partir de l'UV à 2800 Å et ce en tenant compte de la correction d'extinction (points) ou non (étoiles). Le fait de prendre en compte l'absorption interstellaire est absolument fondamental pour estimer la formation stellaire dans les galaxies.

nom	$\frac{H\beta}{H\gamma}$	Err	Av	Err	SFR(2800 Å)	SFR( $2,87 \times H\beta$ )		
						Err	SFR( $2,87 \times H\beta$ )	
						corrigé	non corrigé	
00.0137	2.15	0.09	0.01	+0.30 -0.01	23.49	33.52	+17.55 -12.74	33.26
00.0564	2.27	0.43	0.42	+1.27 -0.42	0.76	1.48	+2.46 -0.58	0.89
00.0763	2.18	0.42	0.10	+1.28 -0.10	0.20	3.46	+11.49 -2.70	3.07
00.1175	2.67	0.51	1.58	+1.28 -1.55	2.24	15.04	+27.82 -6.53	2.27
03.0442	2.69	0.64	1.65	+1.54 -1.65	1.60	3.99	+5.82 -0.99	0.56
03.0523	3.00	0.08	2.42	+0.19 -0.20	4.20	100.95	+14.02 -11.40	5.57
03.0570	2.80	0.53	1.94	+1.27 -1.54	1.77	14.76	+27.94 -6.59	1.45
03.0595	2.71	0.49	1.70	+1.21 -1.46	2.12	30.50	+45.82 -11.56	3.98
03.0645	2.65	0.20	1.53	+0.52 -0.56	3.36	19.88	+5.85 -3.31	3.18
03.1242	4.29	1.47	5.04	+2.14 -3.05	4.64	3.25	+29.98 -2.441	0.74
03.1349	2.49	0.25	1.08	+0.70 -0.78	4.16	12.25	+7.69 -3.53	3.38
03.1540	3.48	0.66	3.52	+1.27 -1.54	4.16	144.34	+312.99 -73.85	2.15
22.0344	3.13	0.23	2.75	+0.52 -0.56	1.92	45.61	+13.00 -7.34	1.70
22.0429	3.11	1.76	2.71	+3.26 -2.71	1.04	64.34	+154.93 -31.74	2.54
22.0576	2.70	0.36	1.68	+0.91 -1.04	4.86	42.46	+88.84 -32.13	5.71
22.0619	2.47	0.30	1.03	+0.84 -0.95	1.21	7.19	+3.25 -1.28	2.11
22.0637	2.53	0.26	1.20	+0.70 -0.77	3.86	13.77	+6.56 -3.03	3.27
22.0721	3.23	0.46	2.97	+0.98 -1.13	0.45	19.80	+9.63 -3.23	0.57
22.0779	2.75	0.47	1.80	+1.14 -1.35	3.79	36.51	+122.98 -33.86	4.27
22.0828	3.48	0.51	3.51	+1.00 -1.16	0.46	43.07	+19.40 -6.30	0.65
22.0919	2.24	0.06	0.33	+0.18 -0.18	3.30	9.80	+0.63 -0.52	6.65
22.1064	2.66	0.16	1.57	+0.43 -0.45	1.66	32.80	+7.73 -4.87	5.00

TAB. 5.4 – Extinction et taux de formation stellaire des galaxies compactes lumineuses observées au VLT déterminés à partir de la luminosité UV à 2800 Å et de le luminosité  $H\beta$ . Pour cette dernière les taux de formation stellaire avec et sans correction d’extinction sont présentés (respectivement col. 7 et col. 9).

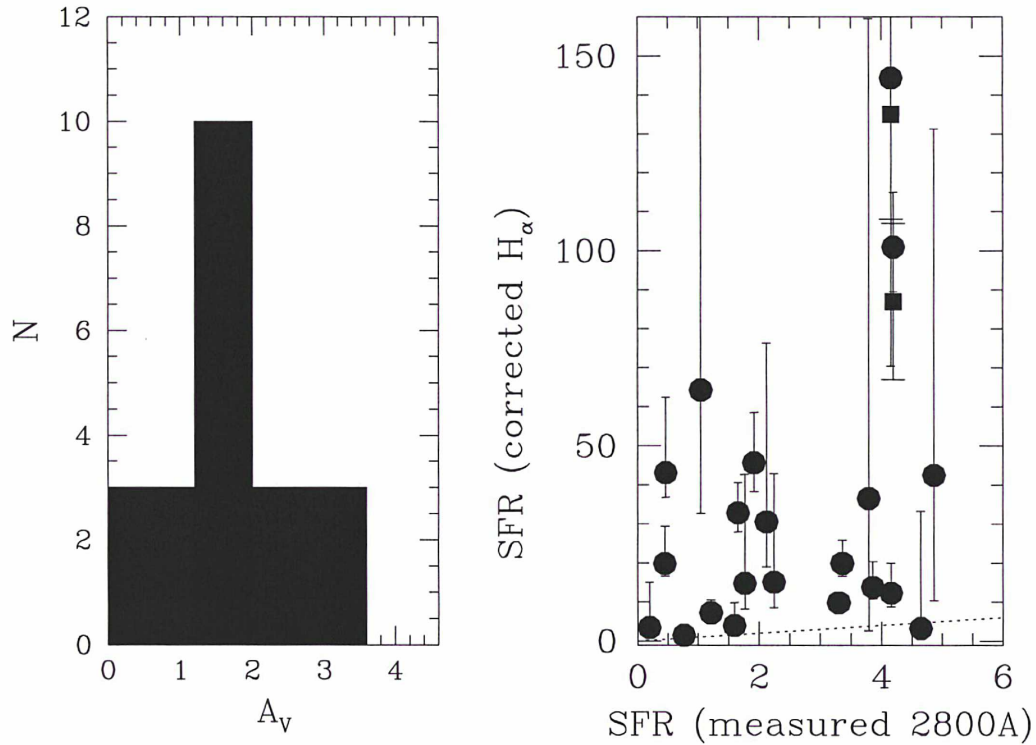


FIG. 5.8 – (*A gauche :*) histogramme indiquant les extinctions  $A_v$  dérivées à partir du rapport des raies de Balmer  $H\beta/H\gamma$ . Le rapport signal sur bruit de la raie  $H\gamma$  est compris entre 10 et 30 ce qui induit une erreur sur l'extinction  $A_v$  comprise entre 0.5 et 1 magnitude. (*A droite,*) taux de formation stellaire déterminé à partir de la raie de Balmer  $H\alpha$  corrigée de l'extinction  $A_v$  en fonction de celui déterminé à partir de la luminosité UV à 2800 Å. Les carrés représentent le taux de formation stellaire déterminé par la luminosité infrarouge pour les objets du champ CFRS à 03H détecté par le satellite ISO. Nous pouvons remarquer que les taux de formation infrarouge et  $H\alpha$  sont compatibles. De plus, cette figure présente deux populations qui semblent distinctes au niveau du taux de formation stellaire. Dans la suite de ce mémoire, nous nous sommes plus particulièrement intéressé aux objets ayant des taux de formation stellaire inférieurs à  $60 M_\odot$  par an et cela pour ne pas mélanger les deux échantillons ISO et LCGs lors de la détermination de la densité de formation stellaire.

satellite ISO (plusieurs centaines de masses solaires par an). L'extinction moyenne de ces objets est elle aussi plus basse, de l'ordre de deux magnitudes, ce qui fait que la correction par rapport au taux de formation stellaire dans l'UV est nettement moindre.

Enfin, la troisième catégorie contient 3 objets (00.0137, 00.0564 et 00.0763) qui ne subissent pas d'extinction et dont les mesures de taux de formation stellaire sont égales, aux barres d'erreurs près, à celles déterminées à partir de l'UV à 2800 Å. L'objet 00.0137 est un objet très particulier car il forme beaucoup d'étoiles sans présenter d'extinction et de plus il n'est pas possible de l'ajuster de façon simple (deux événements de formation stellaire) avec les modèles de Bruzual et Charlot. L'objet 00.0763 pose un autre problème. Il fut sélectionné lors de l'application des critères mais le spectre obtenu au VLT ne présente pas la raie  $[OII]\lambda 3727$  Å. En examinant le spectre du ciel associé, on trouve, à côté de l'endroit où devrait se trouver la raie en question, une raie intense du ciel. Il se peut donc que soit le spectre du VLT, soit celui du CFRS, soit affecté par cette raie. Par conséquent, cet objet peut ne pas faire réellement partie de l'échantillon.

## 5.5 Dispersion de vitesse

Dans le paragraphe 4.9 page 88, j'ai présenté la méthode employée pour mesurer les dispersions de vitesses des galaxies compactes à partir des raies en émission. Les résultats obtenus sont rassemblés dans le tableau 5.5.

Quelques remarques sont nécessaires avant de regarder les résultats obtenus, en particulier sur la mesure de la raie OII. En effet la raie  $[OII]\lambda 3727$  Å n'est pas, en réalité, une raie unique mais la composition de deux raies distinctes situées à  $\lambda 3726.05$  Å et  $\lambda 3728.8$  Å. La résolution de l'instrument FORS ne permet pas de les séparer, nous les observons donc confondues. Pour déterminer la *fwhm* de cette raie, il faut donc arriver à les distinguer l'une de l'autre. Pour cela, nous avons utilisé le logiciel **Iraf**. Parmi l'ensemble des options disponibles avec le logiciel **splot**, il existe la possibilité de "deblender" la raie. Les largeurs des deux gaussiennes doivent (par hypothèse) être égales et la distance entre les deux centroïdes est fixée à leur valeur théorique  $2.75 \times (1 \times z)$  Å.

Nous avons pu ainsi calculer les dispersions de vitesses à partir de la raie OII. Malgré ce traitement, la validité de la mesure de dispersion de cette raie n'est pas aussi bonne que celle des raies OIII qui n'ont pas besoin de subir cette étape. La vitesse de dispersion adoptée doit tenir compte de façon plus importante des mesures réalisées avec les raies en émission  $[OIII] \lambda 4958.9$  Å et  $[OIII] \lambda 5006.85$  Å.

La dispersion de vitesse obtenue est comprise entre  $50 \text{ km s}^{-1}$ , correspondant à la dispersion minimale que nous pouvons mesurer en raison de la résolution instrumentale, jusqu'à des vitesses de plus de  $200 \text{ km s}^{-1}$ . Cette dernière valeur a été trouvée pour un objet particulier observé par le satellite ISO dans l'infrarouge. Ce satellite, en raison de sa sensibilité, n'a détecté que des galaxies relativement massives. Les mesures infrarouge et spectrométrique sont donc cohérentes.

La médiane<sup>1</sup> de cette dispersion est :

<sup>1</sup>Le petit nombre d'objets dans notre échantillon ne permet pas de prendre la moyenne.

TAB. 5.5 – Dispersion de vitesse des raies en émission

CFRS	$\sigma_{OII}^1$	Q <sup>2</sup>	$\sigma_{H\gamma}^1$	Q <sup>2</sup>	$\sigma_{OIII}^1$	Q <sup>2</sup>	$\sigma^1$	Q <sup>2</sup>
00.0137	50	2	50	3	50	1	50	1
00.0564	–	9	60	3	80	1	80	1
00.0763	–	9	78.5	1	–	9	80	2
00.1175	79	1	50	2	50	2	65	2
03.0442	–	9	50	3	50	1	50	1
03.0523	115	2	150	2	180	1	180	1
03.0570	50	3	79.5	3	130	1	130	1
03.0595	54	4	150	2	50	2	50	2
03.0645	50	2	50	2	55	2	55	2
03.1242	135	3	81	3	–	9	108	2
03.1349	252	2	60	2	250	2	250	1
03.1540	50	3	50	3	60	2	60	2
22.0344	–	9	50	2	50	2	50	2
22.0429	52	4	50	3	50	2	50	2
22.0619	50	3	50	2	50	1	50	1
22.0637	89	4	50	2	50	1	50	1
22.0721	–	9	86	1	60	2	77	2
22.0779	–	9	50	2	50	2	50	2
22.0828	–	9	50	2	50	2	50	2
22.0919	–	9	50	1	50	1	50	1
22.1064	–	9	76	2	82	2	80	1

Notes :

<sup>1</sup> En [km/s]<sup>2</sup> Facteur de qualité : (1) erreur de 10%, (2) erreur de 20%, (3) erreur de 50% et (9) non mesurable

$$\sigma = 60 \text{ km s}^{-1} \quad (5.2)$$

Du fait de ces faibles vitesses et de la taille, intrinsèquement petite de ces objets, est née la première hypothèse sur la nature des galaxies compactes. Koo *et al.* (1995) [45], Philipps *et al.* (1997) [73] et Guzmán *et al.* (1997) [25] avaient trouvé le même ordre de grandeur pour la dispersion de vitesse de leur échantillon. Ils ont donc suggéré que ces objets étaient les progéniteurs des galaxies naines sphéroïdales ou irrégulières que l'on peut observer dans l'Univers local.

Les raies en émission observées, que ce soit par Guzmán *et al.* ou lors de nos observations ne présentent pas la double bosse caractéristique d'un système en rotation même pour les systèmes résolus. Bien que l'ajustement à partir d'une gaussienne donne un ajustement relativement bon, certains indices indiquent que la cinématique du gaz ionisé est un peu plus complexe que celle d'un mouvement aléatoire. La plupart des galaxies montrent une composante diffuse et dans certains cas (03.0523) nous pouvons voir la présence de deux composantes distinctes, y compris sur le spectre avec la présence d'un système de double raies. Cela indique qu'à l'intérieur de ces galaxies se déroulent de nombreux phénomènes affectant la cinématique du gaz.

Ces dispersions de vitesse calculées, il faut maintenant se poser la question de savoir si les raies en émission ayant servi à leurs mesures sont représentatives du potentiel gravitationnel de la galaxie. Ces dernières années il y a eu une controverse pour savoir si l'on pouvait effectivement relier la masse virielle avec les mesures de largeurs de raies en émission dans les galaxies compactes à décalage spectral intermédiaire. Le gaz ionisé n'est pas présent partout dans la galaxie, certaines régions peuvent être très éteintes par la poussière. Il pourrait ne pas caractériser l'ensemble de la courbe de rotation de la galaxie. Les vitesses dérivées à partir du gaz ionisé sous-estiment le véritable potentiel galactique et par conséquent la masse de la galaxie.

La question qu'il est donc nécessaire de se poser porte sur la validité de la mesure de la dispersion de vitesse à partir du gaz ionisé. Est-ce que le gaz ionisé décrit le potentiel gravitationnel de la galaxie ?

Pour répondre à cette question, il fallu comparer les mesures réalisées à partir de données HI à 21 cm et celles faites sur les raies en émission de OIII. Les galaxies observées à cette occasion sont des galaxies locales en raison de l'utilisation de la raie HI, non observable à décalage spectral important. Les différentes études réalisées (Lehnert & Heckman 1996, [53], Marlowe *et al.* 1997 [62], Rix *et al.* 1997 [75]) montrent que les raies en émission sous-estimaient de 30% à 60% la vitesse de rotation et donc le potentiel gravitationnel. Les galaxies observées par ces auteurs possèdent des extinctions relativement faibles comparées aux importantes valeurs trouvées pour les galaxies compactes lumineuses. La correction de la dispersion pourrait être bien supérieure pour ces dernières à celle trouvée lors des travaux sur les galaxies locales.

Les galaxies compactes lumineuses observées au VLT ont (table 5.5) des vitesses de dispersion et des masses dynamiques plutôt faibles, de l'ordre de celles des galaxies

naines locales. En supposant que le théorème du viriel s'applique à ces objets, il est possible de déterminer la masse de ces objets à partir de :

$$M = \frac{2 r_{0.5} \sigma^2}{\pi \sin^2 i G M_{\odot}} \quad (5.3)$$

où :

- $r_{0.5}$  est le rayon contenant la moitié de la lumière
- $\sigma$  est la dispersion de vitesse mesurée
- $G$  est la constante gravitationnelle
- $M_{\odot} = 2 \cdot 10^{33}$  kg est la masse du soleil
- $i$  est l'inclinaison de la galaxie.

Cette mesure réalisée sur les galaxies compactes de notre échantillon implique des faibles masses, y compris en appliquant la correction maximale de 60% sur la vitesse de dispersion. Rappelons que pour plusieurs objets les raies en émission ne sont même pas résolues ( $\sigma \leq 50 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ).

Pour certaines galaxies de l'échantillon nous possédons, dans les données photométriques, la magnitude en K, de laquelle nous pouvons déduire la luminosité K. Si nous supposons que la luminosité en K décrit la masse stellaire (Charlot 1998 [11]), le rapport Masse/Luminosité étant proche de 1, nous pouvons déterminer les masses dites lumineuses ou stellaires.

Le tableau 5.5 recense les valeurs de masses et de vitesses calculées à l'aide des deux méthodes, dynamique et luminosité en K. Nous avons pris comme hypothèse que la luminosité K est caractéristique de la masse stellaire (Charlot 1998 [11]) avec un rapport  $M_K/L_K = 1$ . Ceci a été étudié par Charlot en 1996 [12] pour des populations de métallicité solaire, métallicité typique des galaxies compactes lumineuses. L'incertitude a été prise de la même façon que lors de ce travail c'est-à-dire  $0.22 \text{ dex}$ , valeur essentiellement due aux incertitudes sur la fonction de masse initiale. Pour la masse dynamique nous avons supposé que l'inclinaison de ces galaxies est de l'ordre de  $i = 45^\circ$ .

Les mesures de vitesses les plus faibles pour la méthode dynamique sont des valeurs maximales puisque la dispersion correspond à celle de la limite de résolution de l'instrument.

La détermination de la masse est particulièrement difficile pour les galaxies compactes lointaines :

- les paramètres morphologiques sont très incertains sachant que le coeur des objets est juste résolu par le HST ; nous avons cependant utilisé le rayon contenant la moitié de la lumière (identifié comme étant la moitié de la masse, Cf. Philipps *et al.* 1997 [73]) pour les objets observés au HST ; pour les autres nous avons déduit cette valeur de la corrélation de la figure 2.8 page 39.
- la résolution spectrale et spatiale interdit de connaître la relation  $v(r)$  indispensable pour calibrer correctement la masse.

La figure 5.9 montre clairement la forte dispersion entre les différentes déterminations de la masse. Les mesures de cette caractéristique à l'aide de deux méthodes différentes ne sont pas compatibles pour la majorité de l'échantillon de galaxies compactes. Il existe jusqu'à un facteur de 4 à 10 entre les deux mesures pour 3 sources de

TAB. 5.6 – Luminosité en K et masse associée pour les galaxies compactes.

Nom	$M_K(AB)$	$r_{\frac{1}{2}}$	$\log(L_K)$	$\log(\mathcal{M}_{viriel})$	$\sigma(\mathcal{M}_K)$	$\sigma(viriel)$
<b>00.0137</b>	-22.65	2.40	10.98	<9.98	158.07	<50.0
00.0564	-21.63	3.39	10.57	10.53	83.24	80.0
<b>00.0763</b>	-22.97	2.99	11.10	10.48	164.12	80.0
03.0442	-21.08	4.52	10.35	<10.25	55.94	<50.0
03.0523	-22.01	3.80	10.72	11.29	93.64	180.0
03.0570	-20.90	2.68	10.28	10.85	66.83	130.0
03.0595	-21.92	4.47	10.68	<10.25	<82.87	50.0
03.0645	-21.63	4.90	10.57	10.37	69.25	55.0
03.1242	-22.35	4.84	10.86	10.95	97.02	108.0
03.1349	-22.91	3.31	11.08	11.51	151.85	250.0
22.0344	-20.45	4.16	10.10	<10.21	43.61	<50.0
22.0429	-21.83	3.89	10.65	<10.18	85.22	<50.0
22.0637	-21.96	4.11	10.70	<10.21	88.03	<50.0
22.0721	-20.91	3.00	10.28	10.57	55.03	77.0
<b>22.0779</b>	-22.93	3.89	11.09	<10.18	141.39	<50.0
22.0828	-20.95	2.72	10.30	<10.03	67.92	<50.0
22.1064	-21.43	2.37	10.49	10.38	90.74	80.0

Notes :

$M_K(AB)$  est la magnitude K dans le référentiel AB

$r_{\frac{1}{2}}$  est le rayon contenant la moitié de la lumière  $\mathcal{M}_K$  est la masse déterminée à partir de la luminosité K

$\mathcal{M}_{viriel}$  est la masse déterminée à partir de la dispersion de vitesse.

l'échantillon (en gras dans le tableau 5.5). L'explication la plus simple pour expliquer ce facteur pourrait provenir de l'inclinaison qui serait en réalité moins importante que  $45^\circ$  pour ces galaxies qui seraient plutôt vues de face. Une autre alternative serait que l'IMF des galaxies compactes soit extrêmement biaisé vers les étoiles massives impliquant une sur-estimation de la masse stellaire.

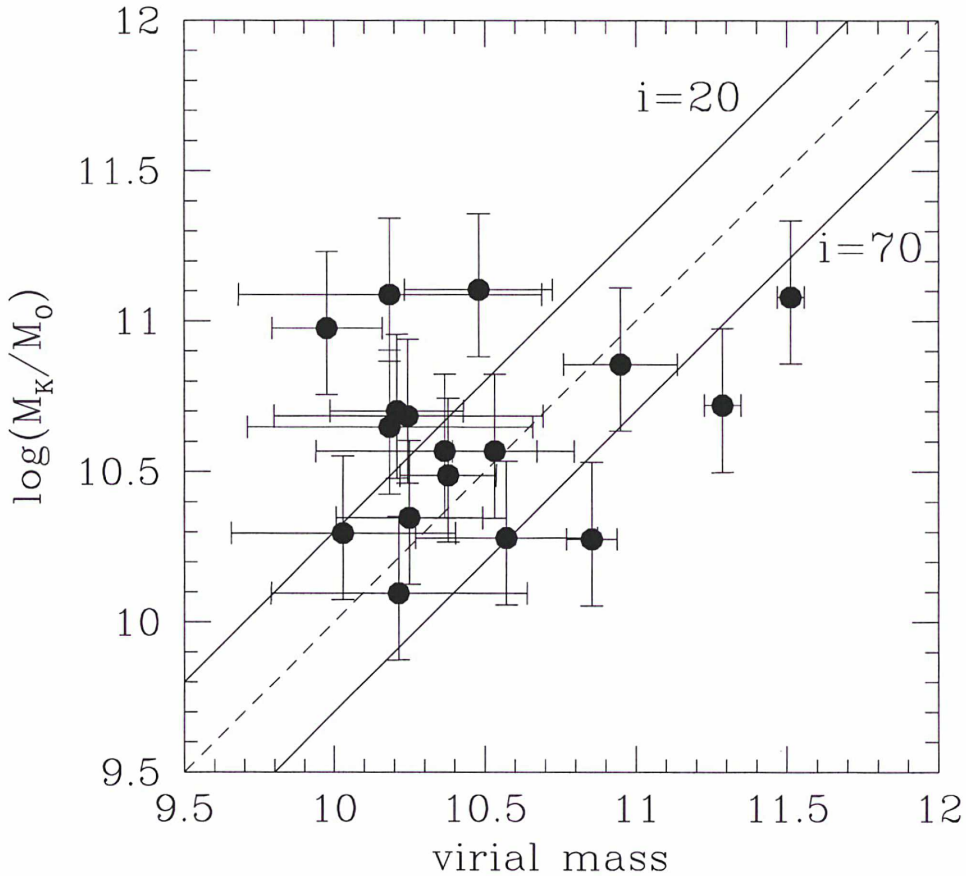


FIG. 5.9 – Sur cette figure, nous avons tracé la masse déterminée à partir des raies d'émission en fonction de celle déterminée à partir de la luminosité  $M_K$ . Les lignes tracées indiquent la corrélation que nous devrions trouver avec une inclinaison de  $45^\circ$  pour celle en pointillée,  $20^\circ$  et  $70^\circ$  pour les deux courbes extrêmes. Elles délimitent l'intervalle raisonnable où devrait se situer les galaxies. Il y a un excès très important (facteur 5 ou 10) par rapport à la masse dynamique pour 3 objets de l'échantillon.

La dispersion de vitesse déduite des raies en émission implique des masses similaires à celle des galaxies naines. Ce résultat est en contradiction avec les conclusions déduites des analyses de la chimie du gaz, des populations stellaires et de la luminosité infrarouge qui impliquent, au contraire, que ces galaxies correspondent à un stade d'évolution des galaxies spirales. Nous avons vu qu'il n'était pas possible au niveau de la chimie du gaz que les objets observés ici soient les progéniteurs des

galaxies naines (*Cf.* paragraphe 5.2 page 101).

Est-il possible, par contre, de trouver une explication à ces faibles dispersions de vitesse comparée à celles attendues pour une galaxie spirale? Nous avons vu que la vitesse obtenue par les raies d'émission sous-estimait très probablement le potentiel (comparé aux déterminations HI). Partons de l'hypothèse que les galaxies que nous avons observées sont bien des galaxies spirales ou, du moins, des galaxies spirales en formation. Elles sont très compactes ce qui fait que nous pouvons supposer que nous n'observons que la partie centrale de la galaxie

Un effet de sélection lié aux extinctions importantes dans les galaxies compactes pourrait expliquer en partie les faibles dispersions de vitesse. Les galaxies compactes dites bleues ont été sélectionnées à partir de la présence de la raie [OII]  $\lambda 3727 \text{ \AA}$ . Il existe une classe de galaxies compactes dites rouges qui ne comportent pas cette raie. Il semblerait, d'après une analyse morphologique préliminaire, que la majorité des galaxies compactes rouges soient vues par la tranche (*Cf.* figure 5.10 page 115). Dans notre hypothèse (les galaxies compactes possèdent un disque), les fortes inclinaisons impliquent un effet d'écran géométrique et donc une extinction importante expliquant la différence de couleur entre les deux populations et la présence ou l'absence de la raie [OII]  $\lambda 3727 \text{ \AA}$ .

Si cet effet est confirmé, les galaxies étudiées dans cette thèse ayant une inclinaison faible devrait avoir une dispersion de vitesse faible. Une galaxie spirale vue de face présente une dispersion de vitesse intrinsèque essentiellement due au bulbe avec  $\sigma$  de 50 à 120  $\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$  (Kent 1986 [42]). Ceci est quand même en excès par rapport à nos observations de galaxies compactes lumineuses.

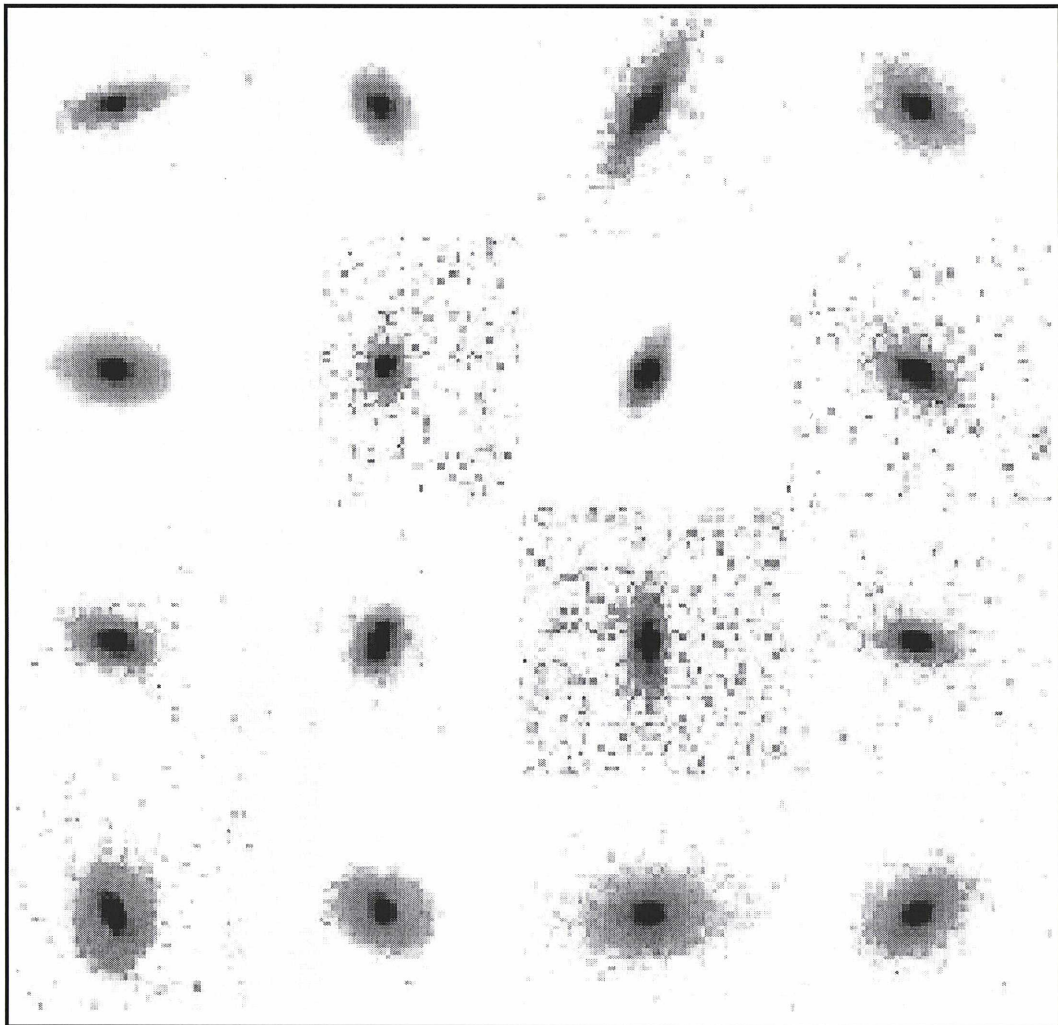
Ces objets subissent une importante formation stellaire dans leurs cœurs qui implique certainement une complexité dans leur dynamique et dans leurs champs de vitesse. Résoudre ce problème est hors de la portée de cette thèse et nécessitera de nouveaux moyens d'observation (haute résolution spectrale avec GIRAFFE, analyse du gaz HI). Plusieurs études récentes ont montré cependant que lors des phénomènes d'accrétion de gaz froid au cœur de la galaxie barrée (Emsellem *et al.*, 2001 [68]), des systèmes stellaires à basse vitesse de dispersion pourraient être formés.

Nous venons de voir à quel point les galaxies compactes lumineuses sont importantes pour la compréhension de la formation des galaxies (Elles forment beaucoup d'étoiles) et à quel point ce sont des objets énigmatiques. Bien que nous ayons plusieurs pistes pour expliquer la faible dispersion de vitesse des raies en émission, ces dernières sont en contradiction flagrante avec l'ensemble des résultats trouvés dans cette thèse (population stellaire, abondance du gaz, luminosité infrarouge...)

## 5.6 Discussion

### 5.6.1 La densité de formation stellaire

Une question importante que nous n'avons pas encore abordé est l'importance de ces objets dans l'histoire de la formation stellaire. Pour cela, nous avons besoin d'avoir en notre possession des chiffres que nous pouvons comparer les uns avec les autres. Il faut par conséquent calculer la **densité** de formation stellaire.



## Red LCGs

FIG. 5.10 – Images HST ( $5'' \times 5''$ ) de galaxies compactes lumineuses rouges sélectionnées dans un seul champ CFRS. Nous avons exclu les galaxies présentant plusieurs cœurs. Les galaxies compactes lumineuses montrent toutes une composante à faible brillance de surface que nous avons interprétée comme étant le disque. Les galaxies rouges sont plutôt vues par la tranche surtout si l'on tient compte de la contamination attendue par des galaxies évoluées (elliptiques ou spirales)

Ce calcul n'est pas quelque chose de trivial et de nombreuses erreurs statistiques peuvent s'y introduire si l'on ne fait pas bien attention aux différents objets et volumes entrant dans le calcul.

### Calcul de la densité de formation stellaire :

Pour arriver à un résultat qui permette d'amener une information supplémentaire dans un diagramme de type histoire de la formation stellaire (*Cf.* figure 1.4) et, à partir de là, tracer l'histoire de l'évolution stellaire un certain nombre d'étapes préliminaires doivent être réalisées. Je vais donc décrire dans cette partie la méthode employée pour calculer, à partir des observations réalisées sur les galaxies compactes lumineuses bleues, leur densité de formation stellaire.

Que devons-nous connaître pour déterminer la fraction de formation stellaire dû à ces objets ?

La première chose importante est d'avoir une base de référence aussi complète que possible qui permette à la fois de sélectionner les objets, mais aussi de servir de point de comparaison, et cela, afin de réaliser les différentes corrections et statistiques nécessaires en limitant tout effet d'incomplétude.

La base de données qui a servi dans ce travail est celle du CFRS (*Cf.* chapitre 2.5.1 page 37). Elle contient 591 galaxies de champ indépendantes des effets de sélection (Crampton *et al.* 1995 [16]).

Nous devons donc connaître la fraction d'objets du CFRS qui sont dans les différents intervalles de décalages spectraux étudiés. Généralement, dans les études réalisées à l'aide du CFRS, trois domaines ont été utilisés mais ici, en raison de la coupure en décalage spectral appliquée précédemment (paragraphe 2.5.2 page 38) seuls deux, seront utilisés. Le premier est compris entre des décalages de 0.5 et de 0.75 et le deuxième entre 0.75 et 1. Ces deux domaines correspondent à deux points généralement utilisés dans le diagramme de Madau. Le premier est complet au sens statistique pour la limite de magnitude choisie ( $M_{AB}(B) \leq -20$ ) c'est-à-dire que l'ensemble des galaxies ayant une magnitude plus petite que  $-20$  ont été observées. A contrario, le deuxième domaine n'est plus complet pour la magnitude en question, sa complétude étant assurée lorsque les magnitudes  $M_{AB}(B)$  sont inférieures à  $-20.86$   $M_{AB}(B) \leq -20.86^2$  (Lilly *et al.* (1995) [59]) ce qui correspond à  $M_{AB}(B) \sim 21$  à  $z = 1$ .

Nous allons calculer des densités de formation stellaire ; cela implique que nous allons déterminer un taux de formation stellaire par unité de volume. Nous devons donc déterminer les volumes occupés par chacune des fractions d'objets qui vont

---

<sup>2</sup>Pour déterminer la limite en complétude on utilise la formule pour déterminer la magnitude absolue  $M_{AB}(B)$  utilisé en cosmologie observationnelle  $M_{AB}(B) = I_{AB} - 5 \log(D_L/10 \text{ pc}) + 2.5 \log(1+z) + (B - I_z)$  où :

- $I_{AB}$  : magnitude limite (22.5) observée dans le filtre I
- $D_L$  : distance de luminosité 1.10
- $z$  : décalage spectral

Par construction nous prenons  $z=0,92$  car dans ce cas nous avons le filtre I dans lequel les observations CFRS ont été réalisées ( $\lambda(I)_{central} \sim 8350 \text{ \AA}$ ) équivalent au filtre B ( $\lambda(B)_{central} \sim 4400 \text{ \AA}$ ) au repos. Par conséquent, nous n'avons pas besoin de tenir compte de la correction  $k$  et le dernier terme de l'équation précédente s'annule.

servir lors du calcul. Cela est possible en utilisant un des premiers principes de cosmologie qui suppose que l'Univers est uniforme et homogène. Les 591 galaxies du CFRS occupent un angle solide de  $112 \text{ arcmin}^2$  (Hammer *et al.* (1997) [31]). Les volumes occupés pour  $100 \text{ arcmin}^2$  sont de :

$$\begin{aligned} 0.25 < z < 0.5 & : 25342 \text{ Mpc}^3 \\ 0.50 < z < 0.75 & : 42356 \text{ Mpc}^3 \\ 0.75 < z < 1 & : 53647 \text{ Mpc}^3 \end{aligned}$$

Le facteur correctif à appliquer est donc de  $1/1.12$  sur les volumes ci-dessus afin de travailler sur des champs de  $10' \times 10'$ .

Tous les chiffres utilisés par la suite sont pris en fonction des deux tranches de décalage décrites ci-dessus sauf indication contraire. De même, dans toute la suite de la discussion, nous supposons systématiquement que le critère de luminosité a été pris en compte ( $M_B < -20$ ).

Le principal critère de sélection des objets observés est leur compacité; nous devons donc, dans un premier temps, connaître le nombre d'objets du CFRS pour lesquels cette quantité est connue.

Nous avons ensuite besoin de connaître la proportion de galaxies compactes bleues et lumineuses c'est-à-dire le nombre d'objets total qui composent l'échantillon sélectionné à partir des critères décrits dans la partie 2.5.2 et dont nous avons extrait les galaxies observées au VLT. Le choix de celles qui ont été observées n'a pour raison que l'optimisation des observations afin de maximiser l'utilisation des fentes du spectrographe FORS1. En dernier lieu nous avons besoin du nombre d'objets observés avec leur taux de formation stellaire. On suppose que le taux de formation stellaire déterminé à partir de la luminosité  $H\beta$  correspond réellement à la formation stellaire de la galaxie, alors que celui calculé à partir de la luminosité UV à  $2800 \text{ \AA}$  est une valeur limite inférieure puisque ne tenant pas compte de l'extinction.

Pour calculer la densité de formation stellaire des objets compacts lumineux, nous faisons la somme de leur taux de formation stellaire déterminé à partir de la luminosité  $H\beta$  (équation 4.7 page 71) pondéré à la fois par la proportion d'objets observés de l'échantillon et par la proportion de galaxies dont la compacité est définie puis enfin par le volume étudié (Cf. équation 5.4).

$$\dot{\rho}_*(M_\odot \text{ yr}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}) = \sum_{N(LCG_{obs})} SFR(H\alpha) \times \frac{N(LCG_{obs})}{N(LCG_{total})} \times \frac{N(comp)}{N(comp_{def})} \times \frac{1}{Volume} \quad (5.4)$$

Le tableau 5.7 résume les différents nombres entrant en jeu dans le calcul. Il faut tout de même appliquer une correction d'incomplétude sur le point situé à des décalages spectraux compris entre 0.5 et 1.

Afin de ne pas comptabiliser deux fois certains objets lors de la comparaison avec les densités de formation stellaire déterminées à partir des données du satellite ISO (Flores *et al.* (1999) [21]), nous n'avons pas tenu compte dans ce calcul que des galaxies de notre échantillon qui ont présenté des taux de formation stellaire inférieurs à 60 masses solaires par an. Sur la figure 5.12 deux populations distinctes sont apparues une avec des taux de formation stellaire excessivement importants

	$0.5 < z < 0.75$	$0.75 < z < 1$
LCG observées	9	5
LCG	42	26
Compacité définie	147	107
CFRS	198	131
ISO	5	12

TAB. 5.7 – Le sous-échantillon de LCG observées dont nous avons tenu compte le fut en gardant uniquement les galaxies dont le taux de formation stellaire est inférieur à  $60M_{\odot}$  par an

(plusieurs centaines de masses solaires par an). Ces objets ont été détectés, lorsque le champ a été observé, par le satellite ISO. Le taux de formation stellaire déterminé à partir de l'infrarouge est compatible avec celui déterminé avec  $H\beta$  corrigé de l'extinction.

A un décalage spectral de l'ordre de 1, le CFRS est complet pour les magnitudes  $M_B < -21$ . Cette correction d'incomplétude est faite en supposant que pour les intervalles de décalage spectral différents, il y a en moyenne le même nombre de galaxies pour un intervalle de luminosité donné et que leur participation à la densité de formation stellaire est semblable. Pour l'intervalle étudié, il faut donc déterminer la proportion d'objets ayant des magnitudes comprises entre  $-20$  et  $-21$  dans l'intervalle  $0.5 \leq z \leq 0.75$ , et ce qui nous donne la densité de formation associée pour pouvoir effectuer une correction d'incomplétude  $C$ .

$$C = \frac{\dot{\rho}(-21 \leq M_B \leq -20, 0.5 \leq z \leq 0.75)}{\dot{\rho}(0.5 \leq z \leq 0.75)} \quad (5.5)$$

Le tableau 5.9 donne les valeurs de densité de formation stellaire. Toutefois, si on ne le compare pas à d'autres résultats, il ne signifie pas grand chose. La figure 5.11 va nous permettre de confronter et d'analyser ces résultats dans le cadre plus global de l'histoire de la formation stellaire.

	$0.5 \leq z \leq 0.75$	$0.75 \leq z \leq 1$
LCG $H\beta$	0.03251	0.03252
LCG UV 2800Å	0.003308	0.009308
ISO	0.02212	0.038
CFRS UV 2800Å	0.06747	0.06428

TAB. 5.8 – Densité de formation stellaire ( $\dot{\rho}_{*}(M_{\odot}yr^{-1}Mpc^{-3})$ ) induite par les galaxies compactes lumineuses à décalage spectral intermédiaire, par les galaxies détectées par ISO, et celle mesurée à partir de la luminosité UV à 2800 Å de l'ensemble des galaxies du CFRS ayant une compacité définie et une luminosité  $M_B \leq -20$ , suivant les deux tranches de décalage spectral étudiées.

La densité de formation stellaire calculée avec les données du satellite ISO ne l'a été qu'à partir des données du champ à  $14h$  (Flores *et al.* (1999) [21]). Il y a 5

objets ayant un décalage compris entre  $0.5 \leq z \leq 0.75$  et 12 entre  $0.75 \leq z \leq 1$  (Cf. tableau 5.7). La correction en volume est faite en divisant par le volume pour la tranche en question car ISO a observé l'ensemble du champ de  $10' \times 10'$ .

### Calcul de la densité de formation stellaire (autre méthode) :

Le nombre de galaxies commence à devenir faible et il peut donc être risqué de faire l'extrapolation réalisé précédemment. La nouvelle détermination de la densité de formation stellaire s'appuie sur le fait que l'on suppose les galaxies de l'échantillon de galaxies compactes observé lors de la thèse représentatives de l'ensemble de l'échantillon. A partir de là il est possible de déterminer la correction d'extinction moyenne à appliquer à l'échantillon et de corriger le taux de formation stellaire déterminé à partir de l'UV à  $2800\text{\AA}$  à partir du CFRS.

Une fois cette correction faite nous obtenons la densité de formation du à l'ensemble de l'échantillon de galaxies compactes lumineuses sans les problèmes d'incomplétudes que nous possédions auparavant.

Nous avons obtenus par cette méthode la densité de formation stellaire suivante :

	$0.5 \leq z \leq 0.75$	$0.75 \leq z \leq 1$
LCG H $\beta$	0.03636	0.05132
LCG UV 2800 $\text{\AA}$	0.003308	0.009308
ISO	0.02212	0.038
CFRS UV 2800 $\text{\AA}$	0.06747	0.06428

TAB. 5.9 – Densité de formation stellaire ( $\dot{\rho}_*(M_\odot yr^{-1} Mpc^{-3})$ ) induite par les galaxies compactes lumineuses à décalage spectral intermédiaire avec la méthode de correction de la luminosité UV, par les galaxies détectées par ISO, et celle mesurée à partir de la luminosité UV à  $2800\text{\AA}$  de l'ensemble des galaxies du CFRS ayant une compacité définie et une luminosité  $M_B \leq -20$ , suivant les deux tranches de décalage spectral étudiées.

La figure ?? tient compte des valeurs déterminées à partir de cette méthode avec laquelle nous avons minimisé les problèmes d'incomplétudes et pris en compte l'ensemble des galaxies en lumineuses en ne faisant l'hypothèse que l'échantillon de galaxies compactes lumineuses observées est représentatif de l'ensemble de cette catégorie d'objet.

### Analyse du résultat, comparaison avec CFRS et ISO

Nous pouvons maintenant analyser le résultat obtenu. Pour cela, nous avons placé la densité de formation stellaire induite par les galaxies compactes lumineuses sur un diagramme d'histoire de la densité de formation stellaire. Il permet de comparer la densité de formation stellaire suivant le décalage spectral ou la fraction de l'âge de l'Univers. De nombreuses observations dans différentes longueurs d'ondes ont été nécessaires pour y inclure l'ensemble des points le composant et ce, à différentes longueurs d'ondes et par là-même donner une idée de l'histoire de la formation stellaire. Une des premières choses qui saute aux yeux en regardant ce diagramme,

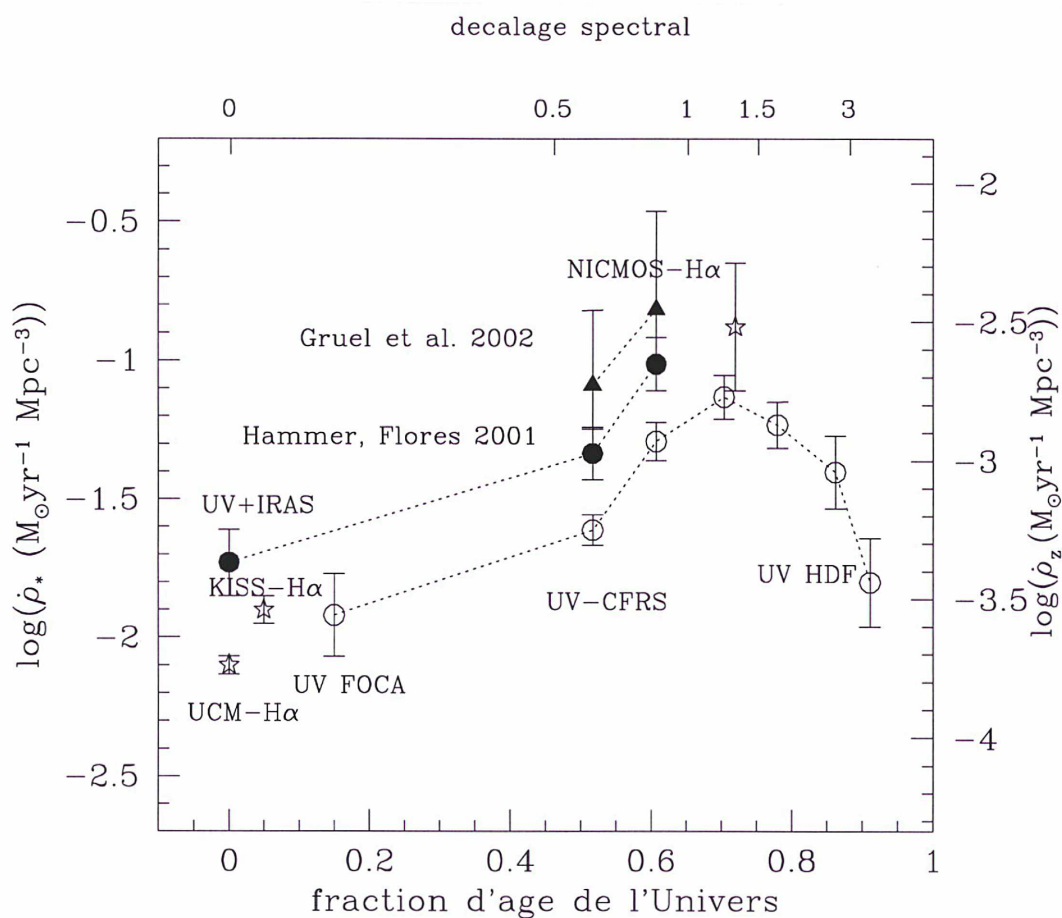


FIG. 5.11 – Diagramme indiquant la densité de formation stellaire en fonction de la fraction de l'âge de l'Univers (ou du décalage spectral) induite par les galaxies compactes lumineuses et par les galaxies ISO.

c'est qu'il existe un pic de formation stellaire avec l'UV aux alentours de  $z \sim 1$ . Ainsi que je l'ai indiqué précédemment ce pic a été attribué à deux populations d'objets distinctes. L'une émet dans l'infrarouge, la deuxième est celle constituée des objets composant l'échantillon étudié lors de cette thèse mais non détectés par le satellite ISO.

Le diagramme comporte les deux points obtenus (aux deux intervalles de décalages spectraux) avec les objets observés. Nous y avons aussi placé les points obtenus sur l'ensemble du CFRS par la luminosité UV à 2800 Å, ainsi que les points obtenus dans l'infrarouge pour les galaxies ISO. Cela permet d'avoir deux types de populations bien distinctes que nous pouvons comparer de façon totalement indépendante.

Les triangles, qui correspondent aux les points déterminés avec ce travail, n'incluent que des objets observés. Il s'agit donc probablement d'une limite inférieure à la densité de formation stellaire car un certain nombre d'objets n'a pas été pris en compte, en particulier les compactes rouges. Ces objets peuvent aussi être des "starbursts" enfouis dans la poussière et ne correspondraient pas aux caractéristiques des galaxies bleues. Il semblerait, au vu des premiers résultats obtenus sur une analyse morphologique, que ces galaxies seraient plutôt des galaxies vues par la tranche alors que celles de l'échantillon observées ici et considérées comme bleu seraient plutôt vues de face.

Les mesures de la luminosité infrarouge sont tirées de l'article Flores *et al.* (1999) [21] qui contient l'ensemble des sources du champ CFRS à 14h (champ de  $10' \times 10'$ ) détecté par les satellites ISO. Nous ne sommes donc limités que par la limite de détection de ISO (SFR  $\sim 60 M_{\odot}$  par an).

Les galaxies détectées par ISO sont des galaxies massives très éteintes et qui par là-même réémettent la majorité de leur lumière dans l'infrarouge. Elles ont des taux de formation stellaire excessivement importants :

$$\langle SFR \rangle \sim 100 M_{\odot} \text{ par an} \quad (5.6)$$

et même si leur nombre est faible, leur contribution à la densité de formation stellaire est de l'ordre de  $\sim 40\%$  à  $z \sim 1$ .

A contrario, les galaxies compactes sont plutôt de petites galaxies avec des formations stellaires moins importantes :

$$\langle SFR \rangle \sim 40 M_{\odot} \text{ par an} \quad (5.7)$$

Par contre elles sont très nombreuses et leur nombre explique leur importance égale dans la proportion qu'elles prennent dans la densité de formation stellaire à des décalages spectraux intermédiaires ( $0.5 < z < 1$ ).

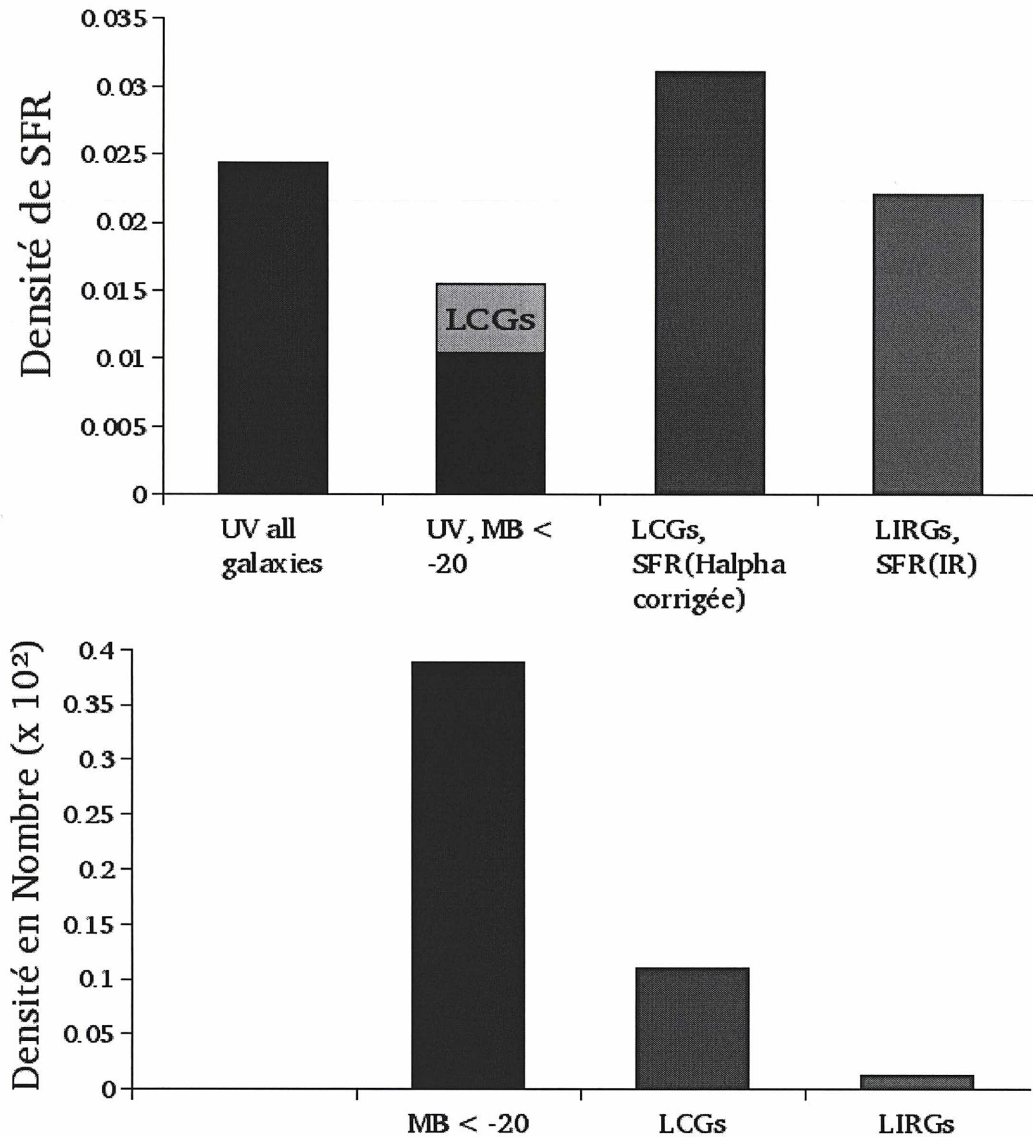


FIG. 5.12 – (*en haut*) Histogramme présentant les densités de formation stellaire dérivées de l'UV en bleu, celles déterminés à partir de  $H\beta$  corrigée de l'extinction, et à celles détectées par le satellite ISO dans l'infrarouge. (*en bas*) Histogramme des densités de galaxies correspondantes en nombre. Les galaxies compactes lumineuses et les galaxies infrarouges lumineuses contribuent le plus à la densité de formation stellaire bien que ne représentant que 27% des galaxies lumineuses ( $M_B < -20$ ) à décalage spectral intermédiaire.

# Chapitre 6

## Conclusion et Perspectives

L'ensemble des analyses effectuées sur l'échantillon de 22 galaxies compactes lumineuses observées en spectroscopie au VLT ont mis à jour de nombreuses caractéristiques de ces objets.

- leurs spectres présentent de fortes raies d'absorptions métalliques, impliquant tous les éléments jusqu'au Fer ; ils incluent certainement des populations stellaires de plus de  $10^9$  ans avec des abondances supérieures ou égales à celle du Soleil
- la présence de raies de Balmer intenses en absorption prouve la présence importante d'étoiles A et/ou F dans ces galaxies ; ces types d'étoiles indiquent que ces objets ont subi un épisode de formation stellaire quelques  $10^8$  années auparavant
- les rapports de raies de Balmer en émission montrent que ces galaxies subissent de fortes extinctions ( $\sim 2$  mag) ; le taux de formation stellaire déterminé à partir de la raie  $H\beta$  et corrigé de l'extinction est très supérieur à celui calculé à partir de la luminosité UV à 2800 Å, avoisinant les  $30 - 40 M_{\odot}/an$
- les abondances du gaz sont élevées ( $\sim 0.41$  la valeur solaire) ; le scénario le plus simple et le plus naturel entraîne ces galaxies dans la région occupée par les galaxies spirales.

Ces propriétés nous font penser que ces objets sont les progéniteurs des galaxies spirales observées localement et que le fort taux de formation stellaire pourrait être induit par un événement de coalescence. Ce type d'événement visible sur un spectre (03.0523) de l'échantillon par la présence d'un système de double raies est confirmé par l'imagerie (*Cf.* figure 6.1).

Cependant les dispersions de vitesse semblent incohérentes car beaucoup trop faibles avec l'analyse précédente. Je pense que la signification réelle de cette dispersion, ou plus exactement, la question de l'utilisation de cette mesure pour caractériser le potentiel gravitationnel des galaxies lointaines non relaxées est sujette à caution. Les spectres que nous avons observé sont de très grandes qualités et il serait peut être possible de déterminer, par "cross corrélation", la dispersion des populations stellaires et non plus du gaz qui peut se trouver dans une région particulière de la galaxie hôte. Les premiers tests effectués sont plutôt prometteurs et le problème auquel nous sommes confrontés provient plutôt de la qualité de la base stellaire de comparaison.

L'hypothèse d'un lien entre les galaxies compactes à  $z = 0.5 - 1$  et les galaxies spirales se fonde sur les constatations suivante :

- la contribution majeure des galaxies compactes lumineuses contribuent fortement à la densité de formation stellaire ; elles ont de fortes extinctions ( $A_v \sim 2 \text{ mag}$ ) et produisent  $\sim 30\%$  de la densité de SFR pour les décalages spectraux compris entre 0.4 et 1 (*Cf.* figure 5.8), c'est-à-dire une fraction importante des métaux observés aujourd'hui qui se trouvent dans des galaxies assez massives.
- les masses lumineuses ou stellaires, calculées à partir de la luminosité  $L_K$ , sont de l'ordre de celles trouvées dans les galaxies spirales de luminosité comparable à celle de notre galaxie  $L^*$ .
- les populations stellaires montrent des dispersions en métallicité semblables à ce que l'on trouve dans le bulbe de notre Galaxie et éventuellement dans le disque mince.
- ces objets, bien que compacts, présentent une composante diffuse les entourant qui pourrait être un disque en formation ; dans plusieurs cas, ils présentent un phénomène d'interaction avec un autre objet (*Cf.* figure 6.1) et nous avons fabriqué une sorte de séquence évolutive partant d'un objet purement compact jusqu'à l'ébauche de bras spiraux.

Le scénario que nous avons construit pour expliquer ce que sont ces galaxies compactes ainsi que ce qu'elles deviennent s'insère de façon naturelle dans le cadre de la théorie de formation des galaxies par modèle hiérarchique, les petites galaxies s'accrètent pour en former petit à petit de plus massives.

Nos résultats, liés avec ceux obtenu avec les données du satellite ISO, montre l'importance de la correction de l'extinction dans le calcul de la formation stellaire. La réévaluation du budget de formation stellaire doit passer par la prise en compte de l'ensemble des types de galaxies corrigé de l'extinction. L'extinction ainsi que les luminosités infrarouges que nous prédisons pour ces objets, devrait permettre de les détecter en grand nombre avec le satellite infrarouge SIRTf qui va être bientôt à la disposition des scientifiques.

Les galaxies composant l'échantillon étudié ici sont de couleur bleues comparé à une Sbc. Il existe une autre catégorie d'objets compacts présents dans le CFRS mais avec une couleur plus rouge que des Sbc. Les premières analyses morphologiques que nous avons faites sur ces deux catégories d'objets, les compactes bleues et les rouges, en supposant que ces galaxies étaient des spirales, ont montré que les bleues étaient plutôt vues de face alors que les rouges étaient majoritairement des galaxies vues par la tranche (*Cf.* figures 5.10 page 115). Nous pensons qu'une importante partie de ces objets rouges sont du même type que les bleus dans leur grande majorité (il y a forcément une certaine contamination par des elliptiques dans cet échantillon). L'orientation différente expliquant la différence de couleur, due principalement à l'extinction. Ces résultats sont encore à confirmer mais des données obtenues récemment avec le Télescope Spatial Hubble devraient nous permettre d'effectuer l'analyse morphologique nécessaire. Un certain nombre de ces galaxies rouges pourrait être des galaxies "starbursts" très rouges par une extinction importante. Cimatti *et al.* (2002) [13] ont estimé que  $\sim 10\%$  des galaxies ayant une magnitude  $K_s \leq 19.2$  sont des galaxies extrêmement rouges (EROs) qui correspondent à des "starbursts" actifs. Ils estiment que ces objets contribuent pour 20% de la densité de la formation

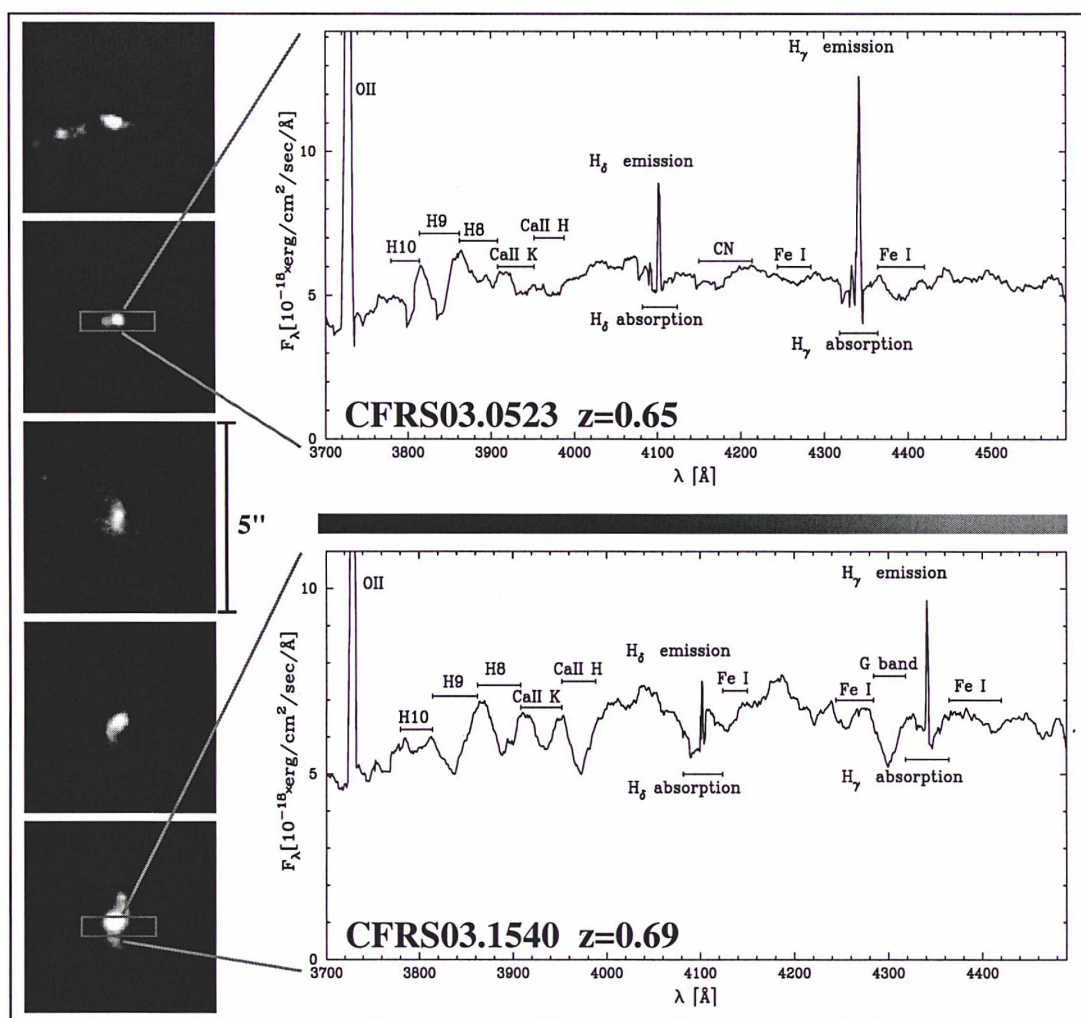


FIG. 6.1 – (*A droite*) est représentée une sorte de séquence de galaxies compactes observée avec le HST. En partant du haut, on peut voir des signes d'interaction puis de fusion, jusqu'à (vers le bas) une formation intense d'étoiles dans le bulbe puis dans le disque. (*A gauche*) se trouvent les spectres de deux des galaxies compactes observées avec le VLT (plus de 6 heures de pose par objet).

stellaire, après avoir corrigé de l'extinction. La confirmation de ce résultat doit être faite afin de connaître la contribution des différents types de galaxies à l'histoire de la formation stellaire.

Enfin, pour conclure, le budget global de la formation stellaire pour les décalages spectraux compris entre 0.4 et 1, doit inclure correctement la contribution des galaxies lumineuses mais non compactes. Elles sont aussi nombreuses que les galaxies bleues compactes. Nous ne connaissons rien sur l'extinction de ces galaxies, elles pourraient contribuer à la formation stellaire de façon aussi importante que les galaxies compactes.

En ce qui concerne le problème de la dispersion de vitesse il faut attendre l'arrivée d'instruments capables de faire des spectres à haute résolution pour des objets situés à des décalages intermédiaires. Les simulations faites avec Véronique Cayatte sur l'instrument GIRAFFE ont montré que le doublet de la raie [OII]  $\lambda\lambda 3726.05\text{\AA}$  et  $3728.8\text{\AA}$  sera résolu pour ces décalages spectraux.

Les études réalisées lors de cette thèse ont donc permis de mieux appréhender les propriétés des galaxies compactes lumineuses, objets fondamentaux pour la compréhension de l'histoire de la formation stellaire ainsi que celle de la formation des galaxies. Malgré cela de nombreux points d'interrogations subsistent en particulier sur la dichotomie existant entre les propriétés chimiques et la dynamique. Les instruments qui vont bientôt être mis à la disposition des astronomes permettront peut-être de résoudre le mystère les entourant.

# Bibliographie

- [1] Abraham, R. G., Tanvir, N. R., Santiago, B. X., Ellis, R. S., Glazebrook, K., & van den Bergh, S., 1996. *MNRAS*, 279, pp. L47–L52.
- [2] Alloin, D., Collin-Souffrin, S., Joly, M., & Vigroux, L., 1979. *A&A*, 78, pp. 200–216.
- [3] Bertin, E. & Arnouts, S., 1996. *A&AS*, 117, pp. 393–404.
- [4] Bica, E. & Alloin, D., 1986. *A&A*, 162, pp. 21–31.
- [5] Bica, E. & Alloin, D., 1986. *A&AS*, 66, pp. 171–179.
- [6] Bica, E., Alloin, D., & Schmitt, H. R., 1994. *A&A*, 283, pp. 805–812.
- [7] Broadhurst, T. J., Ellis, R. S., & Shanks, T., 1988. *MNRAS*, 235, pp. 827–856.
- [8] Bruzual A., G. & Charlot, S., 1991. *ApJ*, 367, pp. 126–140.
- [9] Bruzual A., G. & Charlot, S., 1993. *ApJ*, 405, pp. 538–553.
- [10] Buat, V., Deharveng, J. M., & Donas, J., 1989. *A&A*, 223, pp. 42–46.
- [11] Charlot, S., 1998. Dans P. Benvenuti, réd., *NGST - Science Drivers & Technological Challenges*, p. 429. ESA-SP 34th Liege Astrophysics Colloquium. Astro-ph/9810408.
- [12] Charlot, S., Worthey, G., & Bressan, A., 1996. *ApJ*, 457, p. 625.
- [13] Cimatti, A., Daddi, E., Mignoli, M., Pozzetti, L., Renzini, A., Zamorani, G., Broadhurst, T., Fontana, A., Saracco, P., Poli, F., Cristiani, S., D’Odorico, S., Giallongo, E., Gilmozzi, R., & Menci, N., 2002. *A&A*, 381, pp. L68–L72.
- [14] Combes, F., 1999. Dans F. Hammer, T. X. Thuân, V. Cayatte, B. Guiderdoni, & J. T. T. Vân, réds., *Proceedings of the XIXth Rencontres de Moriond, "Building Galaxies : from the primordial Universe to the present"*, pp. 99–106. Moriond Astrophysics Meeting, World Scientific. Astro-ph/9904133.
- [15] Cowie, L. L., Hu, E. M., Songaila, A., & Egami, E., 1997. *ApJ L.*, 481, p. L9.
- [16] Crampton, D., Le Fevre, O., Lilly, S. J., & Hammer, F., 1995. *ApJ*, 455, pp. 96–107.
- [17] Deharveng, J.-M., Sasseen, T. P., Buat, V., Bowyer, S., Lampton, M., & Wu, X., 1994. *A&A*, 289, pp. 715–728.
- [18] Desert, F.-X., Boulanger, F., & Puget, J. L., 1990. *A&A*, 237, pp. 215–236.
- [19] Driver, S. P., Windhorst, R. A., & Griffiths, R. E., 1995. *ApJ*, 453, pp. 48–64.
- [20] Ellis, R. S., 1997. *Annu. Rev. Astron. Astroph.*, 35, pp. 389–443.

- [21] Flores, H., Hammer, F., Thuan, T. X., Césarsky, C., Desert, F. X., Omont, A., Lilly, S. J., Eales, S., Crampton, D., & Le Fèvre, O., 1999. *ApJ*, 417, pp. 148–167.
- [22] Gallagher, J. S. I., Hunter, D. A., & Tutukov, A. V., 1984. *ApJ*, 284, pp. 544–556.
- [23] Glazebrook, K., Ellis, R., Santiago, B., & Griffiths, R., MNRAS. 1995, 275, pp. L19–L22.
- [24] Guzmán, R., 1999. Dans F. Hammer, T. X. Thuân, V. Cayatte, B. Guiderdoni, & J. Vãn, réds., *Proceedings of the XIXth Rencontres de Moriond, "Building Galaxies" : from the primordial Universe to the present*, pp. 269–278. Moriond Astrophysics Meeting, World Scientific.
- [25] Guzmán, R., Gallego, J., Koo, D. C., Philipps, A. C., Lowenthal, J. D., Faber, S. M., Illingworth Garth, D., & Vogt, N. P., 1997. *ApJ*, 489, pp. 559–572.
- [26] Guzman, R., Jangren, A., Koo, D. C., Bershad, M. A., & Simard, L., 1998. *ApJ*, 495, pp. L13–L17.
- [27] Guzmán, R., Koo, D. C., Faber, S., Illingworth, G. D., Takamiya, M., Kron, R. G., & Bershad, M., 1996. *ApJ*, 460, pp. L5–L9.
- [28] Hammer, F., 1999. Dans F. Combes, G. Mamon, & V. Charmandaris, réds., *"Dynamics of Galaxies : from the Early Universe to the Present"*, tm. 197. ASP Conf. Ser. Astro-ph/9912209.
- [29] Hammer, F., Crampton, D., Le Fèvre, O., & Lilly, S. J., 1995. *ApJ*, 455, pp. 88–95.
- [30] Hammer, F. & Flores, H., 1998. Dans T. X. Thuân, C. Balkowski, V. Cayatte, & V. J.T.T., réds., *Proceedings the XVIIIth Rencontres de Moriond, "Dwarfs Galaxies and Cosmology"*. Paris : Editions Frontières. Astro-ph/9806184.
- [31] Hammer, F., Flores, H., Lilly, S. J., Crampton, D., Le Fèvre, O., Rola, C., Mallen-Ornelas, G., Schade, D., & Tresse, L., 1997. *ApJ*, 481, pp. 49–82.
- [32] Hammer, F., Gruel, N., Thuan, T. X., Flores, H., & Infante, L., 2001. *ApJ*, 550, pp. 570–584.
- [33] Izotov, Y. I., Thuan, T. X., & Lipovetsky, V. A., 1994. *ApJ*, 435, pp. 647–667.
- [34] Jacoby, G. H., Hunter, D. A., & Christian, C. A., 1984. *ApJ Suppl.*, 56, pp. 257–281.
- [35] Jansen, R. A., 1999. Dans F. Hammer, T. X. Thuân, V. Cayatte, B. Guiderdoni, & J. Vãn, réds., *Proceedings of the XIXth Rencontres de Moriond, "Building Galaxies : from the primordial Universe to the present"*, pp. 33–36. Moriond Astrophysics Meeting, World Scientific.
- [36] Jansen, R. A., Franx, M., & Fabricant, D., 2001. *ApJ*, 551, pp. 825–832.
- [37] Kennicutt, R. C., Tamblyn, P., & Congdon, C. E., 1994. *ApJ*, 435, pp. 22–36.
- [38] Kennicutt Jr., R. C., 1983. *ApJ*, 272, pp. 54–67.
- [39] Kennicutt Jr., R. C., 1992. *ApJ*, 388, pp. 310–327.
- [40] Kennicutt Jr., R. C., 1998. *ApJ*, 498, pp. 541–552.

- [41] Kennicutt Jr., R. C., 1998. *Annu. Rev. Astron. Astroph.*, 36, pp. 189–231. *Astroph/9807187*.
- [42] Kent, S. M., 1986. *AJ*, 91, pp. 1301–1327.
- [43] Kobulnicky, H. A., Kennicutt, J., Robert C., & Pizagno, J. L., 1999. *ApJ*, 514, pp. 544–557.
- [44] Kobulnicky, H. A. & Zaritsky, D., 1999. *ApJ*, 511, pp. 118–135.
- [45] Koo, D. C., Bershad, M. A., Wirth, G. D., Stanford, S. A., & Majewski, S. R., 1994. *ApJ*, 427, pp. L9–L12.
- [46] Koo, D. C., Guzman, R., Faber, S. M., Illingworth, G. D., Bershad, M. A., Kron, R. G., & Takamiya, M., 1995. *ApJ*, 440, pp. L49–L52.
- [47] Koo, D. C. & Kron, R. G., 1988. *ApJ*, 325, pp. 92–102.
- [48] Kron, R. G., 1980. *ApJ Suppl.*, 43, pp. 305–325.
- [49] Kroupa, P., Tout, C. A., & Gilmore, G., 1993. *MNRAS*, 262, pp. 545–587.
- [50] Kundic, T., Turner, E. L., Colley, W. N., Gott, I., J. Richard, Rhoads, J. E., Wang, Y., Bergeron, L. E., Gloria, K. A., Long, D. C., Malhotra, S., & Wambsganss, J., 1997. *ApJ*, 482, pp. 75–82.
- [51] Larson, R. B. & Tinsley, B. M., 1978. *ApJ*, 219, pp. 46–59.
- [52] Le Fevre, O., Crampton, D., Lilly, S. J., Hammer, F., & Tresse, L., 1995. *ApJ*, 455, pp. 60–74.
- [53] Lehnert, M. D. & Heckman, T. M., 1996. *ApJ*, 472, p. 546.
- [54] Leitherer, C. & Heckman, T. M., 1995. *ApJ Suppl.*, 96, pp. 9–38.
- [55] Lilly, S., Schade, D., Ellis, R., Le Fevre, O., Brinchmann, J., Tresse, L., Abraham, R., Hammer, F., Crampton, D., Colless, M., Glazebrook, K., Mallen-Ornelas, G., & Broadhurst, T., 1998. *ApJ*, 500, pp. 75–94.
- [56] Lilly, S. J., Hammer, F., Le Fevre, O., & Crampton, D., 1995. *ApJ*, 455, pp. 75–87.
- [57] Lilly, S. J., Le Fevre, O., Crampton, D., Hammer, F., & Tresse, L., 1995. *ApJ*, 455, pp. 50–59.
- [58] Lilly, S. J., Le Fevre, O., Hammer, F., & Crampton, D., 1996. *ApJ*, 460, pp. L1–L4.
- [59] Lilly, S. J., Tresse, L., Hammer, F., Crampton, D., & Le Fevre, O., 1995. *ApJ*, 455, pp. 108–124.
- [60] Loveday, J., Peterson, B. A., Efstathiou, G., & Maddox, S. J., 1992. *ApJ*, 390, pp. 338–344.
- [61] Madau, P., Pozzetti, L., & Dickinson, M., 1998. *ApJ*, 498, pp. 106–116.
- [62] Marlowe, A. T., Meurer, G. R., Heckman, T. M., & Schommer, R., 1997. *ApJ Suppl.*, 112, p. 285.
- [63] McCall, M. L., Rybski, P. M., & Shields, G. A., 1958. *ApJ. Suppl.*, 57, pp. 1–62.
- [64] Metcalfe, N., Shanks, T., Campos, A., Fong, R., & Gardner, J. P., 1996. *Nature*, 383, p. 236.

- [65] Meurer, G. R., Heckman, T. M., Leitherer, C., Kinney, A., Robert, C., & Garnett, D. R., 1995. *AJ*, 110, p. 2665.
- [66] Moultaqa, J., 2001. *Synthèse de population stellaire dans les galaxies proches : Aspect théorique et applications*. Thèse de doctorat, Université de Paris VII.
- [67] Moustakas, L. A., Davis, M., Graham, J. R., Silk, J., Peterson, B. A., & Yoshii, Y., 1997. *ApJ*, 475, pp. 445–456.
- [68] of embedded bars, D. & the connection with AGN. I. ISAAC/VLT stellar kinematics, 2001. *A&A*, 368, pp. 52–63.
- [69] Osterbrock, D. E., 1989. *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*. Mill Valley : University Science Books.
- [70] Pagel, B. E. J., 1980. *MNRAS*, 193, pp. 219–230.
- [71] Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M. S., & Smith, G., 1979. *MNRAS*, 189, pp. 95–113.
- [72] Peterson, B. A., Ellis, R. S., Kibblewhite, E. J., Bridgeland, M. T., Hooley, T., & Horne, D., 1979. *ApJ*, 233, pp. L109–L113.
- [73] Philipps, A. C., Guzmán, R., Gallego, J., Koo, D. C., Lowenthal, J. D., Vogt, N. P., Faber, S., & D., I. G., 1997. *ApJ*, 489, pp. 543–558.
- [74] Richer, M. G. & McCall, M. L., 1995. *ApJ*, 445, pp. 642–659.
- [75] Rix, H.-W., Guhathakurta, P., Colless, M., & Ing, K., 1997. *MNRAS*, 285.
- [76] Salpeter, E. E., 1955. *ApJ*, 121, pp. 161–167.
- [77] Scalo, J., 1986. *Fundam. Cosm. Phys.*, tm. 11.
- [78] Schade, D., Lilly, S. J., Crampton, D., Hammer, F., Le Fevre, O., & Tresse, L., 1995. *ApJ*, 451, pp. L1–L4.
- [79] Stasinska, G., Collin-Souffrin, S., Joly, M., & Alloin, D., 1981. *A&A*, 93, pp. 362–369.
- [80] Telles, E. & Terlevich, R., 1997. *MNRAS*, 286, pp. 183–208.
- [81] Tresse, L., Rola, C., Hammer, F., Stasinska, G., Le Fevre, O., Lilly, S. J., & Crampton, D., 1996. *MNRAS*, 281, pp. 847–870.
- [82] Tyson, J. A., 1988. *AJ*, 86, pp. 1–23.
- [83] Vogt, N. P., Forbes, D. A., Phillips, A. C., Gronwall, C., Faber, S. M., Illingworth, G. D., & Koo, D. C., 1996. *ApJ*, 465, pp. L15–L18.
- [84] Weinberg, S., 1972. *Gravitation and cosmology*. New York, Wiley.
- [85] Williams, R. E., Blacker, B., Dickinson, M., Dixon, W. V. D., Ferguson, H. C., Fruchter, A. S., Giavalisco, M., Gilliland, R. L., Heyer, I., Katsanis, R., Levay, Z., Lucas, R. A., McElroy, D. B., Petro, L., Postman, M., Adorf, H.-M., & Hook, R., 1996. *ApJ*, 112.
- [86] Zaritsky, D., Kennicutt, R. C., & Huchra, J. P., 1994. *ApJ*, 420, pp. 87–109.

---

# ARTICLE

---

## LUMINOUS COMPACT GALAXIES AT INTERMEDIATE REDSHIFTS: PROGENITORS OF BULGES OF MASSIVE SPIRALS?

FRANÇOIS HAMMER<sup>1</sup> AND NICOLAS GRUEL

DAEC, Observatoire de Paris-Meudon, 92195 Meudon, France

TRINH X. THUAN

Department of Astronomy, University of Virginia, Charlottesville, VA 22903

HECTOR FLORES

Service d'Astrophysique, CEA-Saclay, 91191 Gif-sur-Yvette, France

AND

LEOPOLDO INFANTE

Universidad Catolica, Santiago, Chile

Received 2000 November 10; accepted 2000 December 14

### ABSTRACT

VLT spectra of 14 luminous compact galaxies (LCGs) reveal strong metallic absorption-line systems as well as narrow and intense emission lines. Their gas extinction is found to be large ( $A_V \sim 1.5$  mag), leading to an upward revision of their star formation rate (SFR) to an average value of  $\sim 40 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ . Large extinction values are also supported by the large rate of detection in one field observed by the *Infrared Space Observatory* (ISO). Gas metal abundances in LCGs have about half the solar value. LCG absorption spectra can be synthesized with a mix of a few gigayears old and relatively metal-rich (generally solar to oversolar values) stellar population and a younger stellar population (less than  $5 \times 10^8$  yr) having a metal abundance similar to that of the gas. We argue that LCGs are the progenitors of present-day spiral bulges. LCGs have masses and light concentrations similar to those of present-day bulges. They could have been formed entirely during a period of a few gigayears prior to the epoch of their observations if the star formation has been sustained at the observed rate. As in present-day galactic bulges, LCG stars show a wide range of abundances. Thus, observing LCGs allows us to witness directly an important stage in the formation of a massive galaxy, the building of the bulge prior to that of the disk. The gas needed to feed the observed star formation is likely to be falling in from the outskirts of the galaxy, being tidally pulled out from interacting companion galaxies. An infall scenario naturally explains the gas metal abundance, which is generally lower than that of the older stellar component. At least for the strongest star-forming LCGs, there is clear imaging evidence for the presence of companions. Some LCGs also show evidence for the beginning of a disk formation. If the above scenario holds for most LCGs, we estimate that at least 20% of present-day spiral galaxies have formed the bulk of their stars at relatively recent epochs, during the last 8–9 Gyr, at redshifts less than  $\sim 1$ . Since they are heavily extinguished, we predict their IR luminosities to be relatively large, around  $L_{\text{IR}} = 10^{11} L_\odot$ , i.e., near or slightly below the luminosities of the galaxies detected by ISO in the same redshift range. Taking into account the integrated IR luminosity of the LCG galaxy population can lead to a significant upward revision of the cosmic SFR density in the redshift range from 0.5 to 1.

*Subject headings:* galaxies: bulges — galaxies: evolution — galaxies: formation

### 1. INTRODUCTION

The evolution of UV and IR luminosity densities can be understood as a decrease by a factor of  $\sim 6$  of the global star formation density from the epoch corresponding to redshift  $z = 1$  to the present epoch (Lilly et al. 1996; Flores et al. 1999). These luminosity densities evolve similarly and contribute equally to the star formation in that redshift range, if one assumes that the shapes of the UV and IR luminosity functions are similar to the local ones (Hammer 1999). Integration of the derived global star formation implies that between half and two-thirds of the present-day stars have been formed since  $z = 1$ . This is somewhat in contradiction with the primordial collapse scenario in which the most massive galaxies were formed at much earlier epochs, at redshifts larger than  $\sim 3$  (e.g., Renzini &

Cimatti 1999). The latter scenario is supported by the apparent nonevolution in the number density of large disks (Lilly et al. 1998) and by its success in reproducing galactic disk evolution with chemical evolution models normalized to local galaxies (Boissier & Prantzos 2000).

The study of the luminosity density evolution relies on observations of luminous galaxies with  $M_B < -20$  in the optical and with  $L_{\text{bol}} > 2 \times 10^{11} L_\odot$  in the IR. The two main galaxy populations responsible for the observed decline in the star formation density are, in decreasing importance, the luminous IR galaxies (Flores et al. 1999) and the luminous compact galaxies (LCGs; Guzman et al. 1997; Lilly et al. 1998). The former are generally large and massive galaxies found mostly in interacting systems (Hammer 1999), which show star formation rates (SFRs) exceeding  $50 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ . They represent  $\sim 4\%$  of the field galaxy population. The latter are much more numerous and contribute to more than 40% of the UV luminosity density at  $z \sim 1$  (Guzman et al. 1997; Hammer & Flores 1998).

<sup>1</sup> Visiting Astronomer, Very Large Telescope, operated by the European Southern Observatory.

They constitute the most rapidly evolving galaxy population seen in the UV. The properties of these LCGs are still largely unknown. They are sometimes so compact that their nucleus is barely resolved in the WFPC2 *Hubble Space Telescope* (*HST*) images, which prevents their classification on the basis of their luminosity profile.

Koo & Kron (1981) first drew attention to these compact galaxies during their search for faint QSOs on the basis of colors and compactness. They identified a sparse population (the surface density is  $\sim 30$  sources per square degree) of very blue compact galaxies with  $z \leq 0.7$  and exhibiting narrow emission lines. Using the Keck HIRES spectrograph, Koo et al. (1995) demonstrated that the emission lines of LCGs have a Gaussian profile and suggested that they may be progenitors of local spheroidal galaxies through fading by  $\sim 4\text{--}5$  mag. More recently, Guzman et al. (1997) and Phillips et al. (1997) have identified a large population of emission-line compact galaxies in the flanking fields around the Hubble Deep Field (HDF; Williams et al. 1996) at  $z \leq 1$ , comprising  $\sim 20\%$  of the field galaxy population. They found the [O II]  $\lambda 3727$  emission-line velocity widths of the compact galaxies to range between 35 and 150  $\text{km s}^{-1}$  (Phillips et al. 1997), comparable to those of local dwarf galaxies, although the compact galaxies are 10–100 times more luminous (up to a few  $L^*$ ). The similarities between the HDF compact galaxies and those from Koo & Kron (1981) have led Guzman (1999) to suggest that blue compact galaxies at intermediate redshifts may be the progenitors of local spheroidal or irregular galaxies through fading by  $\leq 4$  mag. If true, according to Guzman (1999), these should have extremely low mass-to-light ( $M/L$ ) ratios, and this scenario would imply a severe downward revision of the amount of star formation at  $z \sim 1$ , since the baryonic content in irregulars (or spheroidals) is very small (Fukugita, Hogan, & Peebles 1998).

We develop in this paper a different scenario for the nature of the brightest LCGs, which are major contributors to the observed decline of star formation density since  $z = 1$ . In our picture, LCGs are not the progenitors of present-day spheroidal and irregular galaxies but rather of today's spiral bulges that built up gradually over time by a series of mergers of smaller units. There have been several previous observations that have hinted at that scenario, but their meaning was not realized at the time. Thus, Phillips et al. (1997) found that a large fraction of galaxies selected by their compactness appeared to be small but bright spirals. Even adding a color criterion is not sufficient to distinguish between old and young stellar populations: Schade et al. (1999) found that fully one-third of the distant ellipticals they studied show star formation and colors as blue as those of blue compact galaxies. The merging scenario comes naturally as the merging rate was about 10 times higher at  $z = 1$  than it is today (Le Fèvre et al. 2000). Moreover, Guzman (1999) and Hammer (1999) have noticed that a large fraction of compact galaxies selected from the HDF and Canada-France Redshift Survey (CFRS) fields are in interacting systems, with the presence of complex and distorted features surrounding their cores. Finally, the LCGs in the CFRS fields have near-IR and visible colors very similar to those of other luminous nondwarf galaxies, with values apparently not consistent with those produced by a strong and short burst of star formation in a low-mass object (Hammer et al. 1997). Next we present new observational data that support and sharpen the above scenario.

In the following  $h_{50} = H_0/50$ , and if not specified we adopt  $h_{50} = 1$  and  $q_0 = 0.5$ .

## 2. THE SAMPLE: SELECTION CRITERIA

Our LCG sample was selected from two galaxy fields studied in the CFRS: the CFRS 0300+00 (Hammer et al. 1995) and the CFRS 2230+00 (Lilly et al. 1995) fields. To define our sample, we apply three selection criteria. First is the compactness criterion, as determined from deep *HST* images (see Brinchmann et al. 1998), or from deep ground-based images obtained by the CFRS team, with an image quality better than  $0''.8$  FWHM and a pixel size of  $0''.207$ . It is based either on a small size,

$$r_{1/2} \leq 5 h_{50}^{-1} \text{ kpc},$$

where  $r_{1/2}$  is the half-light radius and  $h_{50}$  the Hubble constant in units of  $50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ , or on light concentration as defined by the parameter

$$\delta I = m_I(15 h_{50}^{-1} \text{ kpc}) - m_I(5 h_{50}^{-1} \text{ kpc}) \leq 0.75 \text{ mag}$$

(Hammer & Flores 1998).

Imagery from *HST* has been analyzed with the SExtractor software package (Bertin & Arnouts 1996). The detection threshold was set to  $3.5 \sigma$ , and a 35 pixel annulus was used for sampling the background. The minimum contrast parameter for deblending was set to 0.005, and for each source with an identified companion at more than  $2''$  (18 kpc at  $z = 0.5$ ), an image with a mask superimposed on the companion has been generated. The background level at the mask location has been set using the background mean level, and the mask size was set from the derived Kron radius of the companion (Bertin & Arnouts 1996). This procedure has the advantage of eliminating systematic biases against compact sources with companions beyond  $2''$ . For *HST* images, 15 apertures with diameters varying from  $0''.2$  to  $3''.0$ , with increasing steps of  $0''.2$ , were used to derive aperture photometry. The half-light radius has been derived assuming that the isophotal magnitude generated by SExtractor was a good approximation to the total magnitude of the source. Calculation of the light concentration parameter was done after interpolating to the luminosities enclosed within the 5 and 15 kpc radii. Ground-based images were analyzed in a similar way, but a 20 pixel annulus was used for background sampling. Another problem with images obtained from the ground come from background fluctuations. For the majority of the objects, aperture magnitudes are increasing smoothly with aperture radius. Those that show a magnitude decrease larger than the measurement errors have been excluded from the sample.

The above selection criteria are equivalent for a face-on disk or a spheroidal component with an  $r^{1/4}$  profile, since for an  $r_{1/2} \leq 5 \text{ kpc}$  source  $m_I(15 h_{50}^{-1} \text{ kpc})$  is a good approximation of the total source luminosity. Figure 1 demonstrates this equivalence for sources imaged with the *HST*. The bottom panel shows that the light concentrations calculated from *HST* and CFHT images for the same object correlate well, the correlation coefficient being 0.73. We note, however, that the average value of  $\delta I$  from ground images is larger by 0.1 mag as compared to that from the *HST* images. This can be easily explained by the broadening of the profile due to seeing conditions, and we have applied a slight empirical correction to the values derived from the ground. The correlation between ground and *HST* data is found to be better for the concentration parameter

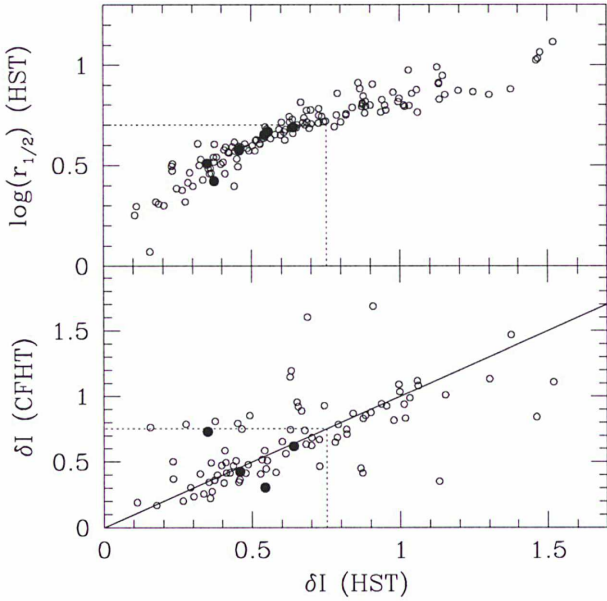


FIG. 1.—Compactness selection criteria for LCG. *Top*: Logarithm of half-light radius  $r_{1/2}$  (in kpc) against light concentration parameter for galaxies observed with *HST*/WFPC2 in the F814W filter; filled circles show the six LCGs (CFRS 03.0523, CFRS 03.0595, CFRS 03.0645, CFRS 03.1349, CFRS 03.1540, and CFRS 22.0919) in this paper imaged with the *HST*. The dotted lines delimit the compact galaxy area. CFRS 03.0523 is made of two very close components and was classified as a merger by Le Fèvre et al. (2000). *Bottom*: Comparison between the light concentration parameter derived from ground-based images (FWHM = 0".7) and that derived from *HST* images. CFRS 03.1540 and CFRS 22.0919 have ground-based images with aperture magnitudes showing a decrease in brightness with the aperture radius decreasing from 3" to 0".2. Their concentration parameter cannot be derived, probably because of the presence of a companion that was not properly masked. In the absence of *HST* imagery, those two galaxies would have been excluded from our sample.

(upper panel) than for the half-light radius. We interpret this to be related to the uncertainties in the calculation of the isophotal magnitudes for ground-based images because background fluctuations affect them more than aperture magnitudes. As a result, we have decided to adopt the concentration parameter as the selection criterion for compact

galaxies. Examination of images of the selected compact galaxies shows that the compactness selection criterion has also picked out a few highly inclined disks with a large major axis extent. These were removed from the sample using the axis ratio calculated by SExtractor. One can also notice from Figure 1 that  $\sim 20\%$  of the sources are found to be compact on the basis of their *HST* photometry, although they appear to be extended from the ground. Examination of their images shows that they are mostly sources with nearby companions (within 3") for which the deblending procedure applied to ground-based images has failed. In other words, our procedure applied to ground-based images appears to be more restrictive than when applied to higher spatial resolution *HST* images. A selection from ground images will inevitably generate a sample of galaxies slightly biased against galaxies with nearby companions.

Second, we apply a luminosity and redshift criterion. Only galaxies with  $M_{AB}(B) \leq -20$  and in the redshift range from 0.45 to 0.8 are included. The luminosity cutoff is motivated by the fact that the reported evolution of the rest-frame UV luminosity density is based on observations of galaxies with  $M_{AB}(B) \leq -20$  (Lilly et al. 1996), while the redshift range is the one in which the CFRS is considered complete for luminous galaxies (see Hammer et al. 1997).

Third, we include only LCGs with known  $[\text{O II}] \lambda 3727$  emission  $[W_0([\text{O II}])] \geq 15 \text{ \AA}$  because we wish to compare the gas properties to those of the underlying stellar population.

Applying these three selection criteria to the two CFRS fields yields a sample of 59 galaxies, of which we have chosen a small representative subsample of 14 LCGs for a first investigation. They represent  $\sim 23\%$  of the  $M_{AB}(B) \leq -20$  galaxy population in the redshift range defined above. Their global properties, including *B* and *K* luminosities and compactness and concentration parameters, are given in Table 1.

Their apparent magnitudes range from  $I = 20.5$  to 22 mag, and they possess colors spanning the entire morphological sequence from Irr to Sbc galaxies. They are very similar in their properties to the brightest  $\sim 25\%$  of the blue compact galaxies selected by Guzman et al. (1997) in the HDF at  $0.1 < z < 1.3$ . However, most of the brightest

TABLE 1  
LUMINOSITY AND COMPACTNESS

CFRS	$z$	$M_B$	$L_B/L_*$	Err	$M_K$	$L_K/L_*$	Err	$L_K^a$	$\delta I_{\text{CFHT}}^b$	$\delta I_{\text{HST}}^b$	$\log(r_{1/2})^c$
03.0442.....	0.47807	-20.30	0.436	0.064	-21.06	0.254	0.084	2.2	0.68	...	...
03.0523.....	0.65355	-21.20	1.000	0.147	-22.24	0.752	0.194	6.5	0.43	0.46	0.58
03.0570.....	0.64682	-20.38	0.470	0.117	...	...	...	...	0.30	...	...
03.0595.....	0.60442	-20.78	0.680	0.119	-22.09	0.655	0.157	5.6	0.31	0.54	0.65
03.0645.....	0.52737	-20.77	0.673	0.049	-22.20	0.724	0.113	6.3	0.62	0.64	0.69
03.1242.....	0.76786	-21.21	1.009	0.223	-22.99	1.500	0.317	12.9	0.73	...	...
03.1349.....	0.61640	-21.43	1.236	0.114	-23.67	2.805	0.206	24.2	0.73	0.35	0.52
03.1540.....	0.68931	-21.52	1.343	0.124	-22.83	1.294	0.274	11.2	9999	0.56	0.67
22.0344.....	0.51680	-20.30	0.437	0.048	...	...	...	...	0.62	...	...
22.0429.....	0.62433	-20.29	0.433	0.083	-22.13	0.679	0.144	5.9	0.57	...	...
22.0619.....	0.46706	-20.08	0.356	0.082	...	...	...	...	0.75	...	...
22.0637.....	0.54188	-21.26	1.057	0.107	-21.83	0.515	0.099	4.4	0.61	...	...
22.0919.....	0.47144	-20.22	0.406	0.034	...	...	...	...	9999	0.37	0.42
22.1064.....	0.53685	-20.06	0.350	0.074	-22.43	0.895	0.214	7.7	0.21	...	...

<sup>a</sup> In units of  $10^{10} L_\odot$ .

<sup>b</sup> Light concentration,  $m_I(15 h_{50}^{-1} \text{ kpc}) - m_I(5 h_{50}^{-1} \text{ kpc})$ ; "9999" denotes unsuccessful measurement.

<sup>c</sup>  $r_{1/2}$  in kpc.

compact galaxies of Guzman et al. (1997) have higher redshifts than the LCGs considered here, which complicates a direct comparison.

### 3. OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

Spectrophotometric observations of the 14 LCGs were obtained during one night (1999 August 10–11) with the European Southern Observatory 8 m VLT/UT1 using the FORS1/R600 and I600 spectrograph at a resolution of  $5 \text{ \AA}$  and covering the wavelength range from 5500 to 9200  $\text{\AA}$ . This ensures the coverage from  $[\text{O II}] \lambda 3727$  to  $[\text{O III}] \lambda 5007$  in the rest-frame spectrum for a large fraction of the targets. Additional exposures have been done through service observing mode, during 2000 July and August. Each galaxy was observed through a  $1''$  slit (Fig. 2) in five to seven exposures of  $\sim 40$  minutes each, using the “shift-and-add” technique to ensure proper removal of cosmic rays and of possible CCD defaults. Spectra were extracted and wavelength-calibrated using the IRAF<sup>2</sup> package. Flux calibration was done using 15 minute exposures of three different photometric standard stars. To ensure the reliability of the data, all spectrum extractions as well as lines measurements using the SPLOT program were performed independently by two of us (F. H. and N. G.).

To disentangle the continuum properties from those of the emission lines, we have adopted the following specific procedure for all spectra. We applied a two-step smoothing (first by 7 pixels and then by 15 pixels) to the continuum, while excluding from the smoothing the well-identified and mostly unresolved emission lines to keep their original spectral resolution. This smoothing procedure has the advantage of not affecting the shape of the continuum and the narrow emission lines while revealing the more prominent absorption features. For the latter the nominal spectral resolution is  $\sim 10\text{--}11 \text{ \AA}$ , comparable to that of the stellar cluster spectra used as templates in our spectral synthesis work to be described later (§ 4.2). Figure 3 presents the 14

resulting rest-frame spectra, where the location of strong sky emission lines (at 5577, 6300, and 6364  $\text{\AA}$ ) as well as sky absorption lines (at 6874, 7590, and 7630  $\text{\AA}$ ) has been indicated. Excluding these night-sky lines, the smoothed continuum of all spectra shows a signal-to noise ratio (S/N) per pixel element always larger than 5. For each spectrum, the locations of the most prominent lines are marked and their identifications are given in the last panel.

The  $\text{H}\beta$ ,  $\text{H}\gamma$ , and  $\text{H}\delta$  Balmer emission lines were found to be contaminated systematically by absorption lines. To disentangle the absorption from the emission, we have synthesized the stellar continuum by a combination of star spectra. Stellar energy distributions were taken from the library of Jacoby, Hunter, & Christian (1984). The stars have solar metallicity that is appropriate for our objects as shown later. We used a combination of stars with spectral type varying from  $B$  to  $K$  and optimized the fit to the continuum for the important spectral absorption lines, such as the high-order Balmer lines ( $\text{H}10$  to  $\text{H}8$ ), the  $\text{Ca II K}$  line, and the  $G$  band (Fig. 4, *top panel*). We impose the additional constraint that the resulting synthesized stellar continuum not be redder than the object continuum, since the spectra of LCGs have simultaneously strong absorption features characteristic of old stellar populations and blue  $U-V$  colors characteristic of young ones. The synthesized stellar continuum is then subtracted from the observed spectrum to yield a pure emission spectrum uncontaminated by absorption (Fig. 4, *bottom panel*), which we can use to measure the Balmer decrement and derive extinction. For 12 LCG spectra with both  $\text{H}\beta$  and  $\text{H}\gamma$  lines, the residual emission lines have been measured using the SPLOT package and the measurement errors estimated by trying several combinations of the stellar templates. In most cases, the Balmer emission lines are seen to be either blueshifted or redshifted with respect to the center of the absorption lines, which minimize their contamination by underlying stellar absorption, and hence the measurement error for the gas extinction.

Emission-line widths were estimated after a careful examination of the actual spectral resolution because seeing conditions were varying from  $0''.65$  to  $1''.0$  FWHM, and the object sizes were comparable to the slit size. The instrumen-

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

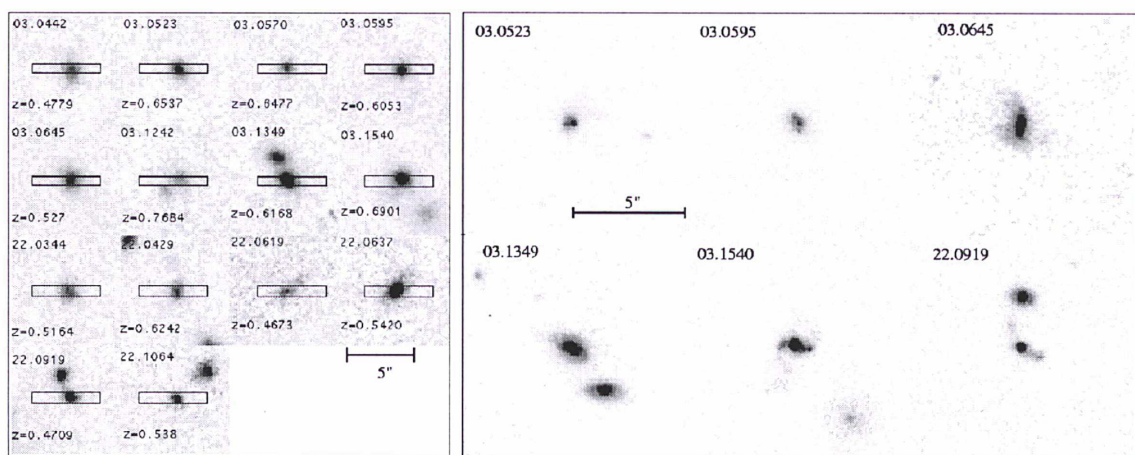


FIG. 2.—*Left*: Ground-based Canada-France-Hawaii telescope images of the 14 LCGs in the sample, with the slit superimposed. *Right*: Six LCGs in the sample observed by WFPC2/HST. HST image quality reveals low surface brightness extents and close-by interactions, generally not detectable from the ground.

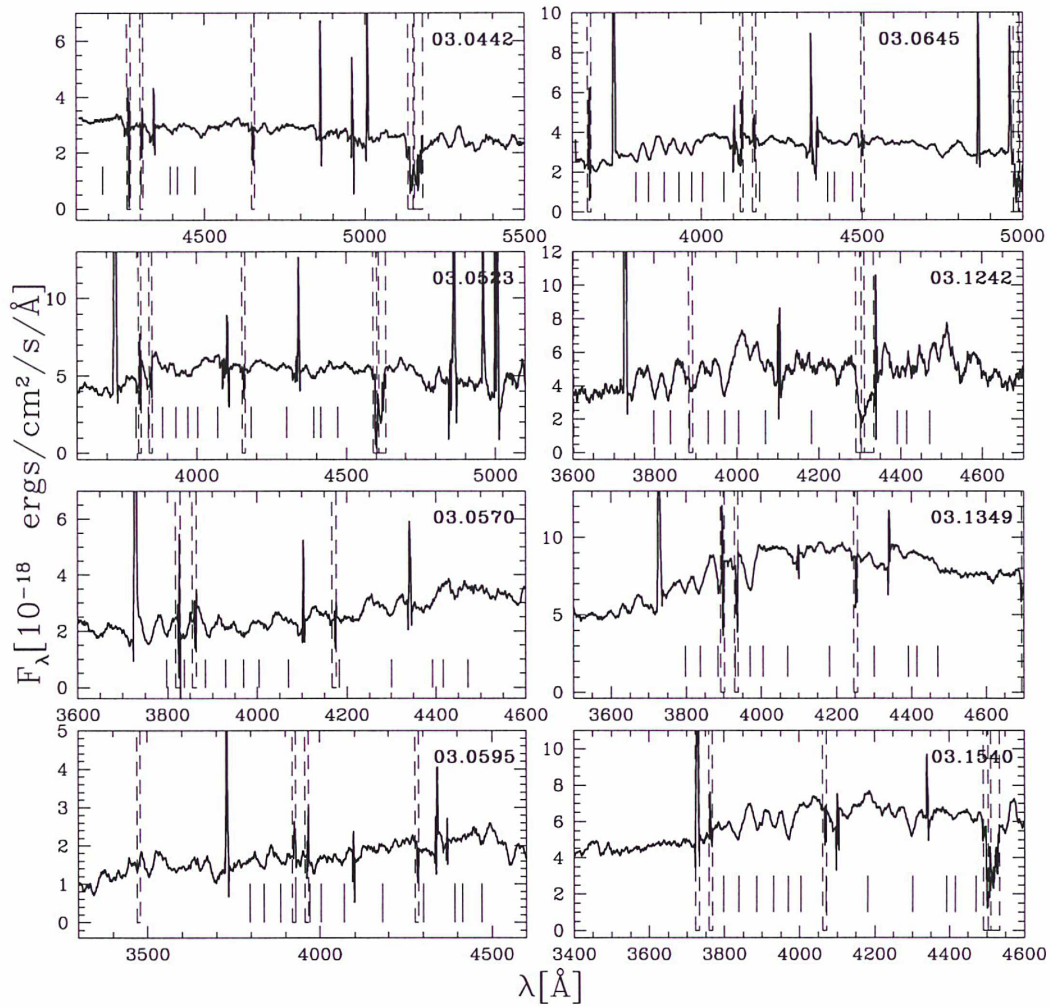


FIG. 3.—Rest-frame VLT spectra of the 14 LCGs in our sample. The continuum has been smoothed first by 7 pixels and then by 15 pixels, giving a spectral resolution of  $11 \text{ \AA}$ , except at the location of the emission lines ( $[\text{O II}] \lambda 3727$ ,  $\text{He}$ ,  $\text{H}\delta$ ,  $\text{H}\gamma$ ,  $\text{H}\beta$ , and  $[\text{O III}] \lambda\lambda 4959$  and  $5007$ ) for which the rest-frame spectral resolution is  $3.5 \text{ \AA}$ . Pairs of vertical dashed lines delimit the regions where strong sky emission lines ( $\text{O I} \lambda\lambda 5577$ ,  $6300$ , and  $6364$ ) or absorption lines ( $\text{O II} \lambda\lambda 6877$ ,  $7606$ , and  $7640$ ) severely affect the continuum. The main absorption lines are indicated, and their identifications are given in the last panel. The latter shows an enlargement of the CFRS 03.1540 spectrum, as well as the adopted fit for its continuum (*solid line*), used to calculate the absorption-line equivalent widths (see § 4.2).

TABLE 2  
FWHM OF EMISSION LINES

CFRS	$\text{FWHM}_{\text{O II}}^a$	$Q^b$	$\text{FWHM}_{\text{H}\gamma}^a$	$Q^b$	$\text{FWHM}_{\text{O III}}^a$	$Q^b$	$\text{FWHM}^a$	$Q^b$
03.0442.....	...	9	50	3	50	1	50	1
03.0523.....	115	2	150	2	180	1	180	1
03.0570.....	50	3	79.5	3	130	1	130	1
03.0595.....	54	3	150	2	50	2	50	2
03.0645.....	50	2	50	2	55	2	55	2
03.1242.....	135	3	81	3	...	9	108	2
03.1349.....	252	2	60	2	250	2	250	1
03.1540.....	50	3	50	3	60	2	60	1
22.0344.....	...	9	50	2	50	2	50	2
22.0429.....	52	3	50	3	50	2	50	2
22.0619.....	50	3	50	2	50	1	50	1
22.0637.....	89	3	50	2	50	1	50	1
22.0919.....	...	9	50	1	50	1	50	1
22.1064.....	...	9	76	2	82	2	80	1

<sup>a</sup> In  $\text{km s}^{-1}$ .

<sup>b</sup> Quality factor: (1) error of 10%, (2) error of 20%, (3) error of 50%, and (9) not measured.

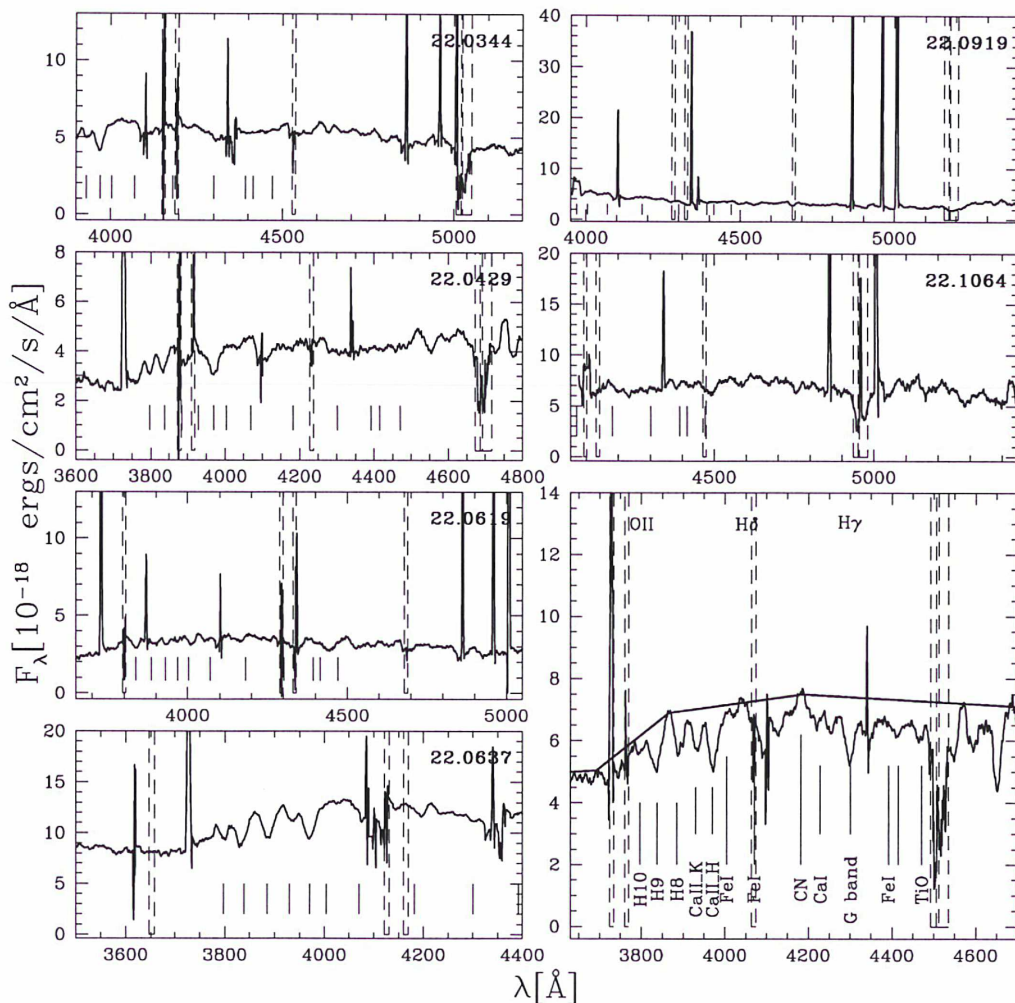


FIG. 3.—Continued

tal resolution is around  $5 \text{ \AA}$  (FWHM), as measured from absorption lines of the calibration stars and unresolved sky lines. Each line measurement was checked against the closest sky emission line, and velocity widths were derived assuming a Gaussian profile. All spectra but one include the  $[\text{O III}] \lambda\lambda 4959$  and  $5007$  emission lines. Following Guzman et al. (1997), velocity widths derived from this set of lines are averages, weighted by the quality of individual measurements. They are given in Table 2.

#### 4. STELLAR POPULATIONS

##### 4.1. Color Properties

Ten of the 14 LCGs possess  $K'$ -band photometry (Hammer et al. 1997) along with  $B$ ,  $V$ , and  $I$  photometry. At the reference redshift of  $z = 0.5182$ , the central wavelength of the observed  $I$  band is exactly that of the rest-frame  $V$  band, while the observed  $V$  band matches well the rest-frame  $U$  band centered at  $3622 \text{ \AA}$ . At this redshift the observed  $K'$  band represents a filter centered around  $1.416 \mu\text{m}$ . Observed colors have been derived within an aperture of  $3''$  diameter. Calculations of rest-frame colors have been done by systematic fits of the observed  $V$ ,  $I$ , and  $K'$  photometric points, using G. Bruzual & S. Charlot (1999, private communication) models with exponentially decreasing SFR

characterized by  $e$ -folding times  $\tau$  of 0, 0.1, 0.5, 1.2, 4 Gyr, and infinity. The fits have been performed without extinction correction and reproduce well the colors of all objects except for CFRS 03.1349, CFRS 03.1540, and CFRS 22.1064. The latter objects have observed  $(I-K')$  colors that are too red even when compared with those of a 15 Gyr old stellar population. Because the 14 selected LCGs have redshifts close to the reference one, the model-dependent corrections applied to the rest-frame colors  $(U-V)$  and  $(V-1.4 \mu\text{m})$  are always negligible or smaller than the measurement errors (i.e., less than 0.05 mag). Thus, our derived rest-frame colors are very accurate, with only a second-order dependency on the model used to derive them.

The resulting color distribution in Figure 5 illustrates the following point: our sample that was constructed using a selection criterion on the emission lines includes galaxies with  $(U-V)$  colors ranging from those of Irr to those of Sbc, just as the sample of Guzman et al. (1997). On the other hand, our LCGs display a large dispersion of the  $(V-1.4 \mu\text{m})$  color, with seven of them showing colors much too red compared to the predictions of the models. Model uncertainties of the  $(V-K)$  color, which is very similar to the  $(V-1.4 \mu\text{m})$  color, cannot account for this effect. These very red colors can be explained if the presently observed burst is superimposed on a red old stellar population, if there is

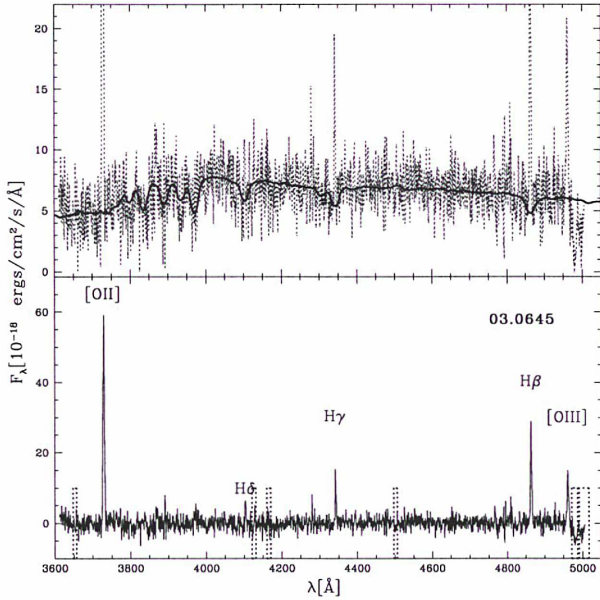


FIG. 4.—*Top*: Rest-frame spectrum of CFRS 03.0645 without smoothing on which a synthesized spectrum resulting from the combination of B V (contributing 22% of the light), A V (20%), F V (42%), and G V stars (16%) is superimposed (*thick line*). *Bottom*: Emission-line spectra of CFRS 03.0645 after removal of the stellar continuum as determined from spectral synthesis. Pairs of vertical dashed lines delimit the regions where strong sky emission or absorption affect the continuum.

significant extinction, if the stellar population has oversolar abundances, or if there is a combination of the above. For the reddest objects (CFRS 03.1242, CFRS 03.1349, CFRS 03.1540, and CFRS 22.1064), a combination of these effects is likely at work. Interestingly, these four extremely red LCGs all possess a bright companion within  $4''$  or 36 kpc (Fig. 2). These companions are not affecting the  $K'$ -band aperture photometry, except maybe for CFRS 03.1242. The CFRS 0300+00 field was also observed by the *Infrared Space Observatory (ISO)* to a limit of  $350 \mu\text{Jy}$  ( $4 \sigma$ ) at  $15 \mu\text{m}$  and by the VLA to a limit of  $90 \mu\text{Jy}$  ( $5 \sigma$ ) at 21 cm. Two very red LCGs (CFRS 03.1349 and CFRS 03.1540) in our sample have been detected at both mid-IR and radio wavelengths.

The dispersion in the  $(V - 1.4 \mu\text{m})$  color justifies a posteriori our adopted name for these objects, luminous compact galaxies (and not blue LCGs), since only their  $(U - V)$  colors are blue. The lower luminosity compact galaxies of Guzman et al. (1997) are significantly bluer in  $(V - 1.4 \mu\text{m})$  as compared to the LCGs in our sample (R. Guzman 2000, private communication).

#### 4.2. Absorption Lines

All the LCG spectra show strong and broad absorption lines. Most prominent are the Balmer lines, the Ca I  $\lambda 4227$  and Ca II H and K lines, the CN band at  $4182 \text{ \AA}$ , the CH band at  $4301 \text{ \AA}$ , and the Mg I line at  $5173 \text{ \AA}$  (Fig. 3). A special mention should also be made for the important iron absorption-line system in LCG spectra, including Fe I  $\lambda\lambda 4037, 4264, 4384,$  and  $4435$ , and sometimes Fe I  $\lambda\lambda 4004, 4595,$  and  $4645$ . Fe I lines are even present below  $3900 \text{ \AA}$ . This suggests that a large fraction of stars in LCGs have solar abundances or greater and that supernovae (SNe) Ia have already released iron peak elements, giving an age of

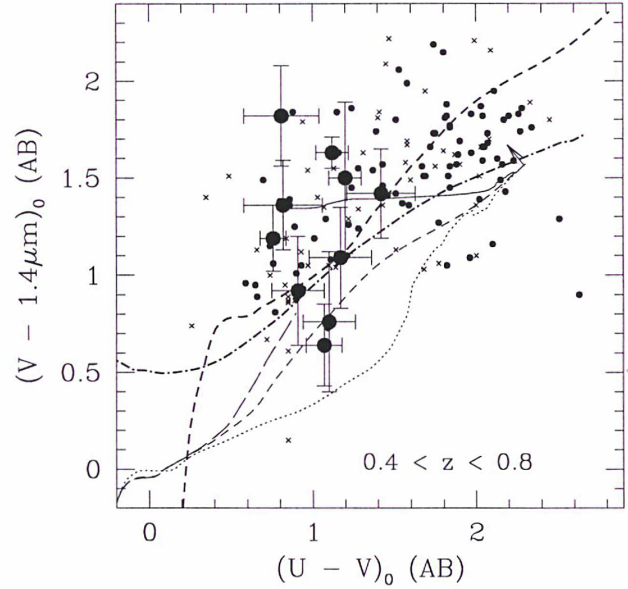


FIG. 5.—Rest-frame color  $(V - 1.4 \mu\text{m})_{\text{AB}}$  vs.  $(U - V)_{\text{AB}}$  for CFRS luminous galaxies ( $M_B \leq -20$ ). Small filled circles represent LCGs with or without emission lines, including ellipticals. Small crosses represent galaxies that are not compact. Large filled circles show the 10 galaxies in our sample of 14 LCGs that have near-IR photometric measurements. Error bars are mainly due to observational errors (see text). Lines show G. Bruzual & S. Charlot (1999, private communication) models with solar metallicity and an exponentially declining SFR with an  $e$ -folding timescale  $\tau$ . The dotted line shows the model with  $\tau = 0.1$  Gyr, the short-dashed line the model with  $\tau = 1$  Gyr, and the long-dashed line the model with a constant SFR. The thick short-dashed line represents the  $\tau = 1$  model with an extinction  $A_V = 1$  applied. The thick dot-short-dashed line represents the  $\tau = 1$  Gyr model, assuming a metallicity  $Z/Z_{\odot} = 3.2$ . A composite model, where 80% of the light is contributed by an old stellar population formed 10 Gyr ago in an instantaneous burst and the remaining 20% of the light by a younger stellar population with  $\tau = 1$  Gyr, is shown as a solid line. It can be seen that, because of their large  $(V - 1.4 \mu\text{m})_{\text{AB}}$ , several LCGs in our sample require either extinction, population mixing, oversolar abundances, or a combination of the above. A small arrow on the upper right-hand side of the G. Bruzual & S. Charlot (1999, private communication) models indicates the uncertainties in the modeling of the old stellar population, as discussed by Charlot, Worthey, & Bressan (1996).

about 1 Gyr or more for the bulk of the stars (see, e.g., McWilliams 1997). In some LCG spectra the CN band affects the location and shape of the H8 and H9 lines (see, e.g., the spectrum of CFRS 03.1540), which also suggests the presence of high metal abundance stars.

Table 3 gives the equivalent widths of the most important absorption lines. The continuum has been synthesized using a grid of stellar cluster spectra with different ages and metallicities and following the procedure outlined by Bica & Alloin (1986a, 1986b). To test our computer routines, we have first performed a continuum fit of the stellar cluster spectra and check our results against those of Bica & Alloin (1986a) before applying the procedure on LCG spectra. Our measurement errors are slightly lower than those in Table 5 of Bica & Alloin (1986b) (from 1 to 2  $\text{\AA}$ ). We found a correlation between the equivalent widths of the metal absorption lines and the  $(V - 1.4 \mu\text{m})_{\text{AB}}$  color index (Fig. 6). This is to be expected if the latter is mainly sensitive to age and metallicity effects. A few objects depart from the correlation. These are the reddest LCGs, CFRS 03.1349 and CFRS 22.1064, for which we suspect extinction to modify the  $(V - 1.4 \mu\text{m})_{\text{AB}}$  color index. Figure 6 also shows that the

TABLE 3  
ABSORPTION LINES

CFRS	H10	H8	Ca II K	Fe I	CN	Ca I	Fe I	G	Fe I	Mg I + MgH
$\lambda$ .....	3795	3890	3933	4137	4182	4229	4264	4301	4392	5176
03.0442.....	9999.0	9999.0	9999.0	1.825	4.121	2.232	9999.0	9999.0	5.500	9999.0
03.0523.....	9999.0	5.262	8.413	0.878	9999.0	1.537	1.972	2.372	8.273	9999.0
03.0570.....	11.172	9999.0	13.042	3.825	9999.0	6.507	8.937	6.227	10.147	9999.0
03.0595.....	9999.0	10.948	9999.0	2.843	7.734	2.543	9999.0	9999.0	6.808	9999.0
03.0645.....	8.185	9999.0	7.354	9999.0	9999.0	1.462	3.613	5.967	5.868	9999.0
03.1242.....	6.647	9999.0	6.758	6.176	14.247	7.236	10.440	9999.0	13.837	9999.0
03.1349.....	2.672	9999.0	9999.0	2.031	4.828	3.384	9999.0	3.662	3.640	9999.0
03.1540.....	9999.0	7.031	5.142	2.660	2.510	3.945	3.836	6.328	7.587	9999.0
22.0344.....	9999.0	9999.0	9999.0	9999.0	9999.0	3.206	3.202	7.177	9.421	8.239
22.0429.....	4.091	9999.0	9999.0	2.591	5.497	9999.0	0.314	3.806	9.394	9999.0
22.0619.....	9999.0	3.185	5.668	0.898	5.983	3.679	4.410	9999.0	6.773	9999.0
22.0637.....	2.596	4.662	2.309	9999.0	1.107	0.691	0.880	0.833	9999.0	9999.0
22.0919.....	9999.0	9999.0	9999.0	3.414	1.569	1.751	9999.0	9999.0	3.373	4.118
22.1064.....	9999.0	9999.0	9999.0	9999.0	3.782	4.684	4.969	3.799	3.081	6.119

NOTE.—“9999.0” indicates that the line or continuum point used to fit the line is outside the spectral range, or the line is contaminated by the sky.

properties of most LCGs are consistent with their stellar populations being composed of a 5 Gyr old population with solar abundance, mixed with a young ( $\leq 0.1$  Gyr) population, the latter being responsible for the dilution of the absorption lines.

The Bica & Alloin (1986a, 1986b) population synthesis method allows us to perform a two-parameter analysis that takes into account both age and metallicity effects. Because galaxy interactions are important in LCGs, we prefer not to adopt any assumption concerning the abundances of the young population relative to those of the old population, as done by Bica (1988) in his analysis of E/S0 and spiral nuclei. On the other hand, to simplify the analysis, we have made the plausible assumption that, in a small volume with intense star formation, the gas is chemically homogeneous at least during the last  $10^8$  yr. Ten absorption lines have been used to perform the fit. They include H10 (3798 Å), H8 (3889 Å), Ca II K (3933 Å), Fe I (4037 Å), CN (4182 Å), Ca I (4227 Å), Fe I (4264 Å), the G band (4301 Å), Fe I (4384 Å), and Mg I (5175 Å). For most LCGs, this results in four to seven lines available in the spectral range and not contaminated by sky emission or absorption. Five star cluster populations with ages  $5 \times 10^9$ ,  $10^9$ ,  $5 \times 10^8$ ,  $10^7$ , and  $10^6$  yr have been used as templates. We have chosen not to use globular cluster spectra (age =  $15 \times 10^9$ ) because at  $z \sim 0.5$  LCGs emitted their light not more than 6–7 Gyr ago. The metal abundance of the older population was allowed to be one of the following values:  $\log(Z/Z_\odot) = -1.5, -1, -0.5, 0$ , and  $0.6$ . The same metal abundance has been assumed for the  $10^9$  and  $5 \times 10^8$  yr old populations [ $\log(Z/Z_\odot) = -1, -0.5, 0$ , and  $0.6$ ] and for the  $10^8$  and  $10^7$  yr old populations [ $\log(Z/Z_\odot) = -0.5, 0$ , and  $0.6$ ]. Our goal here is not to disentangle fully the metallicity from age effects for each LCG (our spectra do not have the required S/N to accomplish that) but rather to have a first rough estimate of its stellar population properties. In many cases, LCGs show large equivalent widths of Fe I  $\lambda 4384$  and Mg I  $\lambda 5175$  and relatively small equivalent widths of Ca II K lines. The latter have been fitted thanks to the line dilution in the blue by the younger population that has an H II spectrum. The fit has been done as follows. We add first a new star cluster population to the mixture in incremental steps of 5% in the light contribution. If the objects are not fitted, we reduced the

step to 2%. In some cases, the individual iron line equivalent widths were not well reproduced by the models. This is not too surprising given the complexity of the Fe line system: even for well-known stars, Fe/H is not known to better than a factor of 2 or 3 (Wheeler, Sneden, & Truran 1989). For the six LCGs with nonsatisfactory fits of individual Fe lines, we have fitted only the sum of the three Fe I rather than each of them individually.

Table 4 presents the result of the fits.  $\chi^2$  values are calculated as averages of the sum of the squares of the differences between model and LCG spectrum divided by the squares of the measurement errors. The latter are taken to be the quadratic sum of the Bica & Alloin (1986b) errors and our errors. We also restrict the parameter space to be explored by imposing the plausible constraint that the (3728–5175 Å) color (approximately the  $[U - V]$  color) of the model has to be bluer than that of the LCG. The contribution to the V light of each population in the synthesis model is given in Table 4, with a footnote for the major contributor. Most LCGs are dominated by populations having ages ranging from 1 to 5 Gyr. We have tested this result by attempting to fit the LCG absorption lines by limiting the age range to values lower than or equal to  $5 \times 10^8$  yr: for all LCGs but CFRS 22.0637 and CFRS 22.0919, the  $\chi^2$  value of the fit is well in excess of 1.

Except for CFRS 22.0637 and CFRS 22.0919, the stellar populations in LCGs invariably include an important contribution ( $\geq 35\%$ ) of stars older than 1 Gyr and with metal abundance  $\log(Z/Z_\odot) \geq -0.5$ . For nine of them, we find an important contribution of greater than 1 Gyr stars with  $\log(Z/Z_\odot) \geq 0$ . We have tested the robustness of the latter result by running models where the metal abundance has been constrained to have  $\log(Z/Z_\odot)$  values lower than or equal to  $-0.5$ . We found that for seven LCGs, CFRS 03.0523, CFRS 03.0570, CFRS 03.0595, CFRS 03.1242, CFRS 22.0344, CFRS 22.0429, and CFRS 22.0619, there is no possibility to fit their absorption-line spectra without an important contribution of solar or oversolar stellar population. Special mention should be made of CFRS 03.1242, for which we could not find a satisfactory fit. The reason is that it shows very strong absorption lines (Table 3), stronger than the most metal-rich star clusters in our library. Four LCGs, CFRS 03.1540, CFRS 22.0637, CFRS 22.0919, and

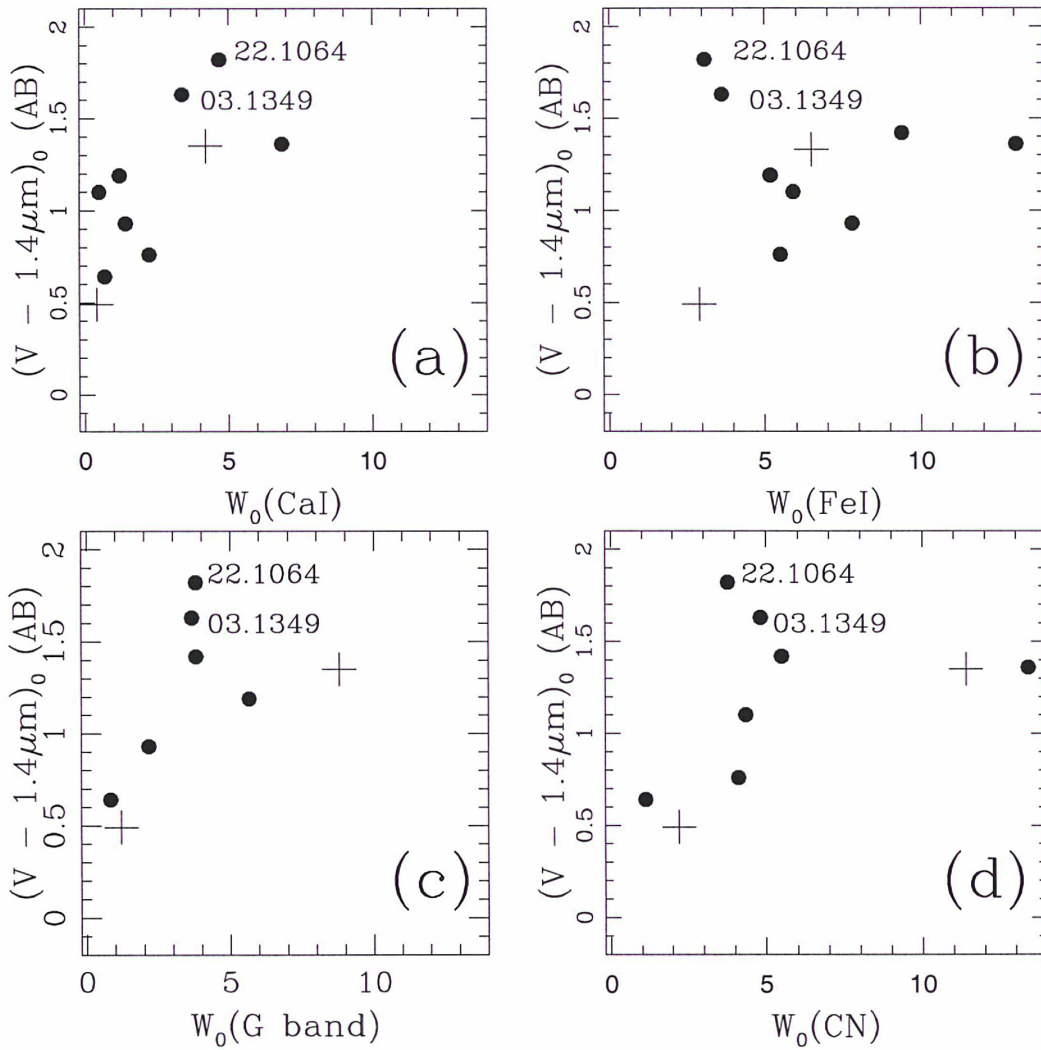


FIG. 6.— $(V - 1.4 \mu\text{m})_{\text{AB}}$  color index against equivalent widths of (a) Ca I  $\lambda 4227$ , (b) Fe I  $\lambda 4384$ , (c) CH ( $G$  band at  $4301 \text{ \AA}$ ), and (d) CN band at  $4182 \text{ \AA}$ . Red  $(V - 1.4 \mu\text{m})_{\text{AB}}$  colors are related to strong metallic absorption lines, i.e., either to large abundances or to old stellar populations. At least two galaxies, CFRS 03.1349 and CFRS 22.1064, deviate from the relationship, probably because their color indices are significantly affected by extinction. In each panel the two crosses represent the properties of stellar clusters with solar metallicity, with ages of 5 Gyr (*upper right*) and 0.1 Gyr (*bottom left*). Comparison of the locations of the filled circles relative to the crosses in the four panels illustrates the fact that most LCG properties can be fitted by a mix of a solar abundant old stellar population with a young population.

CFRS 22.1064, apparently require low-abundance populations to fit their absorption-line spectra. However, our modeling was unsuccessful to provide physical solutions for CFRS 03.1540 and CFRS 22.1064, for which no (or in very small amounts) young populations responsible for their emission lines have been identified. Any young component added would dilute the absorption lines and would lead to an old stellar component with a solar metallicity.

While our spectral synthesis work allows us to put constraints on the ages and metallicities of the stellar populations in LCGs, the reader should not take the values given in Table 4 as being the actual stellar population distributions in LCGs. There are several caveats that limit the results of our adopted spectral synthesis procedure. First, there is more than one solution with  $\chi^2$  values lower than 1, and Table 4 only displays the solution with the minimum value. These appear to be true minima as they do not change when the incremental step for adding the light con-

tribution of a stellar population is changed. Second, the fit of a galaxy population using only a few stellar cluster templates can smooth over some important events in the star formation history of a galaxy in which star formation is sustained over long periods of time. We believe this effect to be especially important in LCGs within interacting systems. The complex nature of the star formation history and the resulting young stellar population could then explain its absence in CFRS 03.1540 and CFRS 22.1064. It can also be the reason why our modeling of CFRS 03.1242 proves to be unsuccessful. Third, and more importantly, our ability in disentangling age from metal abundance effects is limited by the relatively small number of absorption lines. For example, some LCG spectra do not cover the blue region and do not include the important lines below  $4000 \text{ \AA}$ . This would bias the synthesis method against finding young stellar populations that would dilute the UV absorption lines. This effect can be seen in Table 4 for CFRS 03.1540

TABLE 4  
LCG STELLAR POPULATIONS

CFRS	$\chi^2$	$N^a$	Age	$5 \times 10^9$	$10^9$	$5 \times 10^8$	$5 \times 10^7$	$10^7$	$10^6$
03.0442.....	0.029	4	$Z/Z_\odot$ <sup>b</sup>	-1.0	-0.5	...	-0.5	-0.5	...
			%	15	75 <sup>c</sup>	0	5	5	0
03.0523.....	0.250	5	$Z/Z_\odot$	...	0.6	...	...	-0.5	...
			%	0	50 <sup>c</sup>	0	0	50 <sup>c</sup>	0
03.0570.....	0.361	5	$Z/Z_\odot$	0.6	0.6	...	-0.5	...	...
			%	10	80 <sup>c</sup>	0	10	0	0
03.0595.....	0.229	5	$Z/Z_\odot$	-1.5	0.6	...	...	-0.5	...
			%	25	60 <sup>c</sup>	0	0	15	0
03.0645.....	0.471	6	$Z/Z_\odot$	-1.5	0.6	...	...	-0.5	0.0
			%	35	50 <sup>c</sup>	0	0	10	5
03.1242.....	1.530	6	$Z/Z_\odot$	...	0.6	...	...	-0.5	...
			%	0	95 <sup>c</sup>	0	0	5	0
03.1349.....	0.286	5	$Z/Z_\odot$	-1.5	0.6	...	...	...	0.0
			%	50 <sup>c</sup>	30	0	0	0	20
03.1540.....	0.915	6	$Z/Z_\odot$	-1.5	-0.5	...	...	...	...
			%	10	90 <sup>c</sup>	0	0	0	0
22.0344.....	1.836	5	$Z/Z_\odot$	-1.5	0.6	...	...	-0.5	...
			%	15	70 <sup>c</sup>	0	0	15	0
22.0429.....	0.100	4	$Z/Z_\odot$	...	0.6	...	...	-0.5	0.0
			%	0	55 <sup>c</sup>	0	0	40	5
22.0619.....	0.420	5	$Z/Z_\odot$	0.6	-1.0	...	...	...	0.0
			%	55 <sup>c</sup>	10	0	0	0	35
22.0637.....	0.296	7	$Z/Z_\odot$	-1.5	-1.0	...	...	-0.5	0.0
			%	35	20	0	0	55 <sup>c</sup>	10
22.0919.....	0.167	4	$Z/Z_\odot$	...	-1.0	...	-0.5	-0.5	...
			%	0	90 <sup>c</sup>	0	5	5	0
22.1064.....	0.466	5	$Z/Z_\odot$	...	-0.5	...	...	-0.5	...
			%	0	95 <sup>c</sup>	0	0	5	0

<sup>a</sup> Number of absorption lines used for the fit.

<sup>b</sup> In logarithmic unit.

<sup>c</sup> Major contributor.

and CFRS 22.1064, for which the best-fit model found no young population, although their spectra show emission lines. What can be firmly said about the metal abundance and age of LCGs? First, all LCGs, except for CFRS 22.0637 and CFRS 22.0919, are dominated by 1–5 Gyr old population, characterized in most cases by solar to oversolar abundances. To test the robustness of this result, we have attempted to fit the 12 LCGs with an old stellar population with the added constraint that the contribution of that old population does not exceed 25%. We found that half of the LCG spectra could not be fitted, their  $\chi^2$  being invariably greater than 1. As for the remaining LCGs, they could only be fitted by assuming a young population with the highest metal abundance available in our stellar library [ $\log(Z/Z_\odot) = 0.6$ ]. This is not realistic when compared to the gas abundance values discussed in the next section. Second, the best fits to the LCG spectra always give a mix of stellar populations with metal abundance covering a wide range from undersolar (generally characterizing the youngest population) to solar or oversolar values (characterizing the oldest population). This is illustrated in Figure 6, which shows that the most important lines within an LCG cannot all be fitted with a single metallicity. As noted above, some models of LCG spectra show no young population, in evident contrast with their emission-line spectra. Adding a young stellar component would inevitably enhance the metal abundance of the oldest stellar component, making our conclusion that most LCGs are dominated by old and solar metallicity stellar population even stronger.

## 5. GAS PROPERTIES: SFR AND OXYGEN ABUNDANCE

For the 12 spectra with both  $H\beta$  and  $H\gamma$  detected, we have been able to derive  $A_V$  extinction values, after correcting the Balmer emission lines for stellar absorption using the results of our spectral synthesis work (§ 3). As shown in Table 5 and Figure 7 (*left panel*), the derived extinctions can have values much larger than those currently found in present-day irregular galaxies that have an average  $A_V$  of  $\sim 0.57$  (Gallagher, Bushouse, & Hunter 1989). These large extinctions imply that the SFR derived from the 2800 Å luminosity of LCGs is greatly underestimated. We have calculated for each LCG the dereddened  $H\beta$  line flux and derived the corresponding SFR using a Salpeter initial mass function (IMF; Kennicutt 1998) and assuming the standard ratio between  $H\alpha$  and  $H\beta$ , case B, and a gas temperature of 10,000 K. Figure 7 (*right panel*) compares the SFRs so calculated to those derived using the 2800 Å continuum, assuming the same IMF (see Kennicutt 1998). Even allowing for errors due mainly to uncertainties in the extinction estimates, it is clear that the UV luminosity underestimates the actual SFR in LCGs by factors ranging from 2 to 30, with an average of 14 and a median of 11. The largest underestimates are for CFRS 03.0523, CFRS 03.1540, and CFRS 03.1349, which are all IR-luminous galaxies. From their IR and radio energy distributions, H. Flores & F. Hammer (2001, in preparation) derive SFRs of 87, 135, and 94  $M_\odot \text{ yr}^{-1}$ , respectively. These values are in agreement with those derived from the extinction-corrected Balmer lines, allowing for the error bars that have large upper

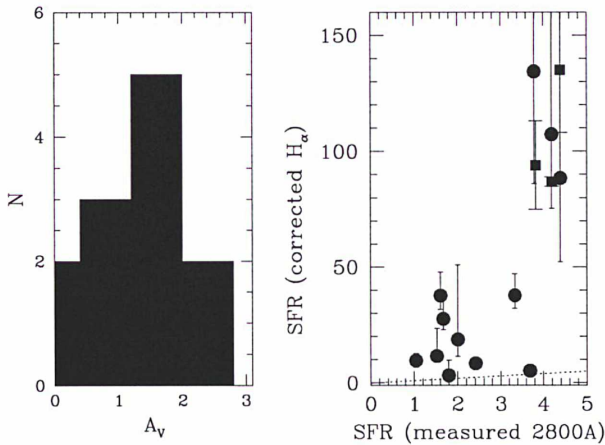


FIG. 7.—*Left*: Histogram of the extinction coefficient  $A_V$  as derived from the  $H\beta/H\gamma$  ratio. The signal-to-noise ratio of the  $H\gamma$  line ranges from 10 to 30, which leads to a  $1\sigma$  error of 0.5–1 mag on  $A_V$  (see Table 5). *Right*: SFRs derived from dereddened Balmer emission lines compared to those derived from 2800 Å luminosities not corrected for extinction. Vertical error bars represent  $1\sigma$  uncertainties, mostly because of the extinction corrections. For three LCGs, CFRS 03.0523, CFRS 03.1349, and CFRS 03.1540, the global SFR has been also calculated from the fit of their spectral energy distribution from UV to radio wavelengths, including *ISO* mid-IR measurements (see text). These three estimates are represented by squares, which are consistent with estimates from extinction-corrected Balmer lines (shown by the filled circles located at the same  $SFR_{2800}$  value).

values. As another consistency check, we have applied the extinction factor derived from the  $H\beta/H\gamma$  ratio to correct the SFR values at 2800 Å (see Table 5). Extinction-corrected  $SFR_{2800}$  values are always consistent with extinction-corrected  $SFR_{H\alpha}$  values within the error bars.

The O/H abundance ratio for the gas can be estimated from the quantity  $R_{23} = ([O\ II] 3727 + [O\ III] 4959, 5007)/H\beta$  (Edmunds & Pagel 1984), although the relationship is degenerate and there are two O/H values for a given  $R_{23}$ . The calculated  $R_{23}$  for the 12 LCGs with the necessary lines ranges from 0.5 to 1 (Table 6), in good agreement with the values obtained for similar objects at lower redshifts by Kobulnicky & Zaritsky (1999). Flux measurements of the

faint  $[O\ III] \lambda 4363$  line allow us to lift the degeneracy for two objects (CFRS 22.0619 and CFRS 22.0919). For those, we derive gas temperatures of 12,500 and 13,000 K, close to the average upper value for the rest of the sample (Table 6). Using Figure 8 of Kobulnicky, Kennicutt, & Pizagno (1999), it was possible to set for each line ratio  $R_{23}$  an upper and a lower value of O/H, with the help of the ionization ratio  $[O\ III] 4959, 5007/[O\ II] 3727$ . We found that all LCGs have gas abundances  $Z/Z_{\odot}$  in the range from 0.25 to 0.4, with the exception of CFRS 22.0919, to be discussed later, which shows a very low O/H. Adopting a statistical correction of +0.1 dex on the O/H abundance as suggested by Kobulnicky et al. (1999) for physical parameters derived from global galaxy spectra, our data are finally consistent with a median metal abundance  $Z/Z_{\odot} = 0.45$ , similar to the value derived by Kobulnicky & Zaritsky (1999) for their objects. Thus, gas in LCGs displays oxygen abundances intermediate between those of local spirals ( $Z/Z_{\odot} \sim 1$ ) and those of irregular dwarf galaxies ( $Z/Z_{\odot} \sim 0.3$ ).

## 6. DISCUSSION

We have obtained VLT spectra of 14 LCGs selected by their compactness and luminosity in the rest-frame blue. The blue luminosities of LCGs range from  $0.35L^*$  to  $1.4L^*$  with an average of  $0.70L^*$ . They are also bright in the near-IR, with a rest-frame  $K$ -band luminosity ranging from  $0.1L^*$  to  $2.8L^*$  and an average of  $0.86L^*$ , assuming  $M_K^*(AB) = -22.55$  for  $H_0 = 50$  (Glazebrook et al. 1995). Guzman (1999) has noticed that LCGs are also compact at near-IR wavelengths. Here we assume that the  $K$  light samples the stellar mass (Charlot 1998), with a mass-to-IR light ratio very close to unity. This follows Charlot (1996), who has investigated this ratio for a solar abundance population with various ages, appropriate for LCGs. A Salpeter IMF has been adopted, as it allows models to reproduce well the evolution of the global IR and  $B$  luminosity densities from  $z = 0$  to 1, to which the LCGs contribute importantly. On the other hand, Lilly et al. (1996) found that the use of a Scalo IMF in modeling the  $z = 0$ –1 galaxy population produces too many long-lived low-mass stars. In addition, photometric properties of local disks suggest a Salpeter rather than a Scalo IMF (Kennicutt, Tamblyn, &

TABLE 5  
EXTINCTION AND SFR

CFRS	$H\beta/H\gamma$	Err	$A_V$	Err	$SFR_{2800}^a$	$SFR_{H\alpha}^b$	Err
03.0442.....	2.64	0.52	1.53	+1.30 -1.53	1.52	11.54	+11.91 -2.70
03.0523.....	2.68	0.24	1.65	+0.62 -0.68	4.20	107.35 <sup>c</sup>	+63.05 -31.90
03.0570.....	2.18	0.43	0.15	+1.30 -0.15	1.80	3.27	+6.52 -1.48
03.0595.....	2.45	0.48	1.00	+1.30 -1.00	2.00	18.70	+32.23 -7.30
03.0645.....	2.64	0.17	1.54	+0.46 -0.49	3.33	37.76	+9.34 -5.67
03.1242.....	...	...	...	...	...	...	...
03.1349.....	2.98	0.45	2.42	+1.01 -1.18	3.79	134.38 <sup>c</sup>	+151.16 -48.25
03.1540.....	3.04	0.36	2.56	+0.82 -0.93	4.39	88.50 <sup>c</sup>	+90.79 -36.20
22.0344.....	2.76	0.22	1.86	+0.56 -0.61	1.67	27.57	+8.61 -4.64
22.0429.....	...	...	...	...	...	...	...
22.0619.....	2.29	0.22	0.51	+0.66 -0.51	1.04	9.62	+3.00 -1.46
22.0637.....	2.37	0.19	0.76	+0.56 -0.61	3.69	5.25	+1.84 -0.99
22.0919.....	2.25	0.08	0.38	+0.27 -0.28	2.41	8.42	+0.86 -0.64
22.1064.....	2.78	0.19	1.91	+0.48 -0.51	1.61	37.66	+10.25 -6.09

<sup>a</sup> SFR in  $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ , without correction for extinction.

<sup>b</sup> SFR in  $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ , corrected from extinction calculated from the  $H\beta/H\gamma$  ratio.

<sup>c</sup> Also detected by *ISO* (H. Flores et al. 2001, in preparation).

TABLE 6  
 GAS PROPERTIES

CFRS	$\log(R_{23})^a$	$R_{\text{ion}}^b$	O III Ratio <sup>c</sup>	$T_{\text{gas}}$ (K)	$e(T)^d$	O/H <sup>e</sup>	O/H <sup>f</sup>	O/H	Err
03.0442.....	1.10	0.22	65	15000	3	8.2	8.4	8.3	0.1
03.0523.....	0.76	0.57	233	11000	3	8.0	8.5	8.3	0.2
03.0570.....	0.69	0.76	149	12000	3	7.9	8.7	8.3	0.5
03.0595.....	0.31	0.30	50	18000	3	7.6	8.9	8.3	0.6
03.0645.....	0.79	0.56	111	12500	3	8.3	8.55	8.4	0.15
03.1349.....	0.60	0.59	174	11500	3	8.0	8.8	8.4	0.4
03.1540.....	0.57	0.05	30	22000	3	8.2	8.9	8.5	0.3
22.0344.....	0.67	0.31	119	12500	3	8.0	8.8	8.4	0.4
22.0619.....	0.87	1.54	116	12500	2	8.3	8.2	8.2	0.05
22.0637.....	0.72	0.58	75	14500	3	8.2	8.6	8.4	0.2
22.0919.....	0.86	33.24	105	13000	1	7.8	8.8	7.8	0.05
22.1064.....	0.73	0.97	40	21000	3	7.85	8.8	8.3	0.5

<sup>a</sup> See text.<sup>b</sup> Ionization.<sup>c</sup> [O III] 5007 + [O III] 4959/[O III] 4363 ratio.<sup>d</sup> Quality factor: (1) excellent, (2) estimated, and (3) temperature limit.<sup>e</sup> O/H ratio, lower value (Kobulnicky et al. 1999).<sup>f</sup> O/H ratio, higher value (Kobulnicky et al. 1999).

Congdon 1994). In any case, the adopted 0.22 dex uncertainty based on Charlot's (1996) study of the conversion of  $K$  luminosity to mass likely accounts for the major uncertainties related to the IMF.

LCGs have stellar masses ranging from  $10^{10}$  to  $2.5 \times 10^{11} M_{\odot}$ , with an average of  $7 \times 10^{10} M_{\odot}$  (see Table 1).  $K$ -band luminosities derived from the  $1.4 \mu\text{m} - K$  color shows small variations during the period from  $10^8$  yr (its value is  $-0.32$  mag) to  $10^{10}$  yr (its value is  $-0.15$  mag) after the beginning of star formation. Uncertainties in these derivations are small compared to the large uncertainty involved in the conversion of the  $K$  light into mass ( $\sim 0.22$  dex in Fig. 8). From the way they have been selected and their properties, the LCGs studied here are very similar to the 25% most luminous blue compact galaxies identified by Guzman et al. (1997) in the HDF. They are the galaxies responsible for the decrease in the UV luminosity density since the epoch corresponding to  $z = 1$  (Lilly et al. 1998).

With the noticeable exception of CFRS 22.0919 and CFRS 22.0637, LCGs all display strong metallic absorption lines and have  $(U - V)$  colors similar to those of late-type galaxies, in the range from Sbc to Irr. These properties can be reproduced by a combination of an old star population with age  $\geq 10^9$  yr and a younger population with age  $\leq 5 \times 10^8$  yr (see § 4.2). It is important to note that the best spectral synthesis fits are generally obtained with an older stellar population with abundances larger than or equal to solar values, while the younger component has solar or subsolar abundances. The latter component diminishes the observed strength of the absorption lines as a result of the older stellar population, as well as making the  $(U - V)_{\text{AB}}$  color bluer than that of an Sbc galaxy. Analysis of the emission lines indicates that the ionized gas in LCGs also displays oxygen abundances in the range from 0.3 to 0.5 times the solar value, i.e., the metal abundance of the gas is similar to that of the younger stellar population.

Given these observations, what can we say about the nature of LCGs? The presence of a moderately old stellar population with solar abundances or larger, stellar masses near that of the Milky Way, and large SFRs similar to or

only slightly below those of luminous IR galaxies argues against a scenario in which LCGs are progenitors of today's spheroidal or irregular dwarf galaxies as discussed by Koo et al. (1995) and Guzman et al. (1997). That hypothesis is based mainly on one key observation, that of the small velocity widths of the emission lines of LCGs (Table 2). These authors argue that the velocity widths are representative of virialized motions of the gas and that since the veloc-

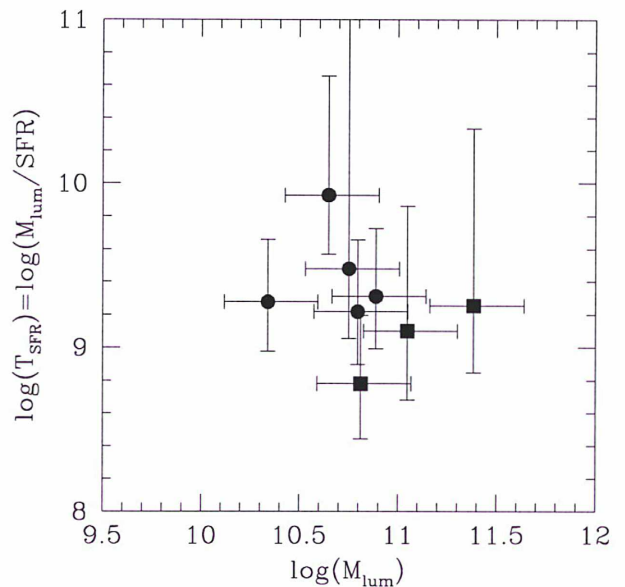


FIG. 8.—Logarithm of the ratio between the luminous mass and the global SFR against the logarithm of the luminous mass. The former ratio is the required time  $T_{\text{SFR}}$  to form the bulk of the LCG stars, assuming that star formation is sustained at the observed value. Luminous masses have been derived from the  $K$ -band luminosity, while the SFRs have been derived either from the dereddened Balmer emission-line fluxes or by fitting the global spectral energy distribution (filled squares). A mass-to-light ratio  $M_K/L_K = 1$  has been assumed to derive the luminous mass. Vertical error bars represent the full range of values that this ratio can take, from 0.6 to 1.8, assuming a burst older than 0.1 Gyr (Charlot 1998). Horizontal error bars show the  $1 \sigma$  error on the SFR estimate.

ity widths are similar to those of dwarf galaxies, they are dwarf progenitors. However, an examination of the LCG spectra (Fig. 3) shows that the Balmer emission lines are often redshifted relatively to the Balmer absorption, suggesting that more complex mechanisms may be responsible for the narrowness of their widths. We also note that, in some cases, emission lines have asymmetric profiles. In the case of CFRS 03.0523, they show two peaks separated by  $\sim 470 \text{ km s}^{-1}$ , which are likely to be associated with each of the two merging components (N. Gruel et al. 2001, in preparation). A special comment should be made about CFRS 22.0637 and CFRS 22.0919, which, as we have noted before, appear to be different from other LCGs and resemble more H II galaxies. In particular, CFRS 22.0919 has a young low-metallicity stellar population as well as a low gas oxygen abundance, shows a moderate gas extinction, and has a large velocity difference ( $800 \text{ km s}^{-1}$ ) between the emission and absorption lines. Gas outflow can be responsible for the blueshifted Balmer absorption lines, so that CFRS 22.0919 may be just the type of dwarf progenitor object discussed by Koo et al. (1995) and Guzman et al. (1997).

However, objects such as CFRS 22.0919 constitute more the exception than the rule in our LCG sample. The stellar mass as well as the light concentration of other LCGs are more reminiscent of those of bulges of today's Sab to Sbc spirals or even ellipticals. Could LCGs be the progenitors of bulges of present-day massive galaxies? The bulk of their stars display a large range in metal abundance, as in the Milky Way's bulge. Taking into account their large extinctions, LCGs are found to be still forming stars at a very vigorous rate, with a median SFR equal to  $40 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . For eight LCGs with the necessary data, the median characteristic formation timescale for the bulk of the stars derived from the emission lines is  $\sim 1.8 \text{ Gyr}$  (Fig. 8). This value is consistent with that obtained by the absorption-line analysis but is much larger than the characteristic time of  $\sim 0.1 \text{ Gyr}$  for the monolithic scenario of bulge formation (Elmegreen 1999). Thus, the latter scenario does not appear to be the appropriate one for explaining the observed properties of the majority of LCGs.

Which mechanism can then explain the transformation of LCGs to present-day spirals? An important hint can be obtained from *HST* images. These show that an important fraction, if not all, of the LCGs possess a low surface brightness component that surrounds their core (Fig. 2; see also Guzman 1999; Hammer 1999). Moreover, a substantial fraction of them (6/14) are seen to have bright companions within a radius of 40 kpc. The LCGs with companions show the largest SFRs in the sample, and they are also the reddest in ( $V - 1.4 \mu\text{m}$ ). The three galaxies in the sample that have been detected by *ISO* (H. Flores et al. 2001, in preparation) are among them. It is thus plausible to think that gas tidally pulled out from the companion and falling into an LCG can feed the star formation within it. This would naturally explain the metal abundance difference between the gas and the oldest stars. A good example of an LCG where such a mechanism may be at work is CFRS 03.1540: its low surface brightness companion acts as a reservoir of low abundance gas to sustain the star formation in it during several times  $10^8 \text{ yr}$ . CFRS 03.1540 also shows a well-developed disk (it was classified as a disk galaxy by Lilly et al. 1998), and star formation is probably occurring in both bulge and disk. The tadpole galaxies described by Brinchmann et al. (1998), which would have been selected as LCGs

by our criteria, can be interpreted in this context as undergoing the first stage of the formation of a disk around the bulge. Thus, by observing LCGs, we are witnessing an important phase of galaxy formation: the building of the bulge and the beginning of the disk formation of  $L^*$  spirals, where galaxy interactions play a major role.

The scenario developed here has to account for the narrow emission line widths reported by Phillips et al. (1997) and also seen in several of our spectra. In normal galaxies, the bulge is dynamically relaxed, and the gas emission likely samples most of the velocity field, i.e., the emission-line widths should be indicative of the whole galaxy potential. Weedman (1983), however, reported unusually narrow emission line widths in starburst nuclei. Lehnert & Heckman (1996), studying a sample of IR-selected starburst galaxies, have shown that the starburst occurs preferentially in the inner region, so that the gas does not sample fully the solid-body part of the rotation curve. They found several objects with emission-line velocity widths of less than  $50 \text{ km s}^{-1}$  in systems with rotational velocities ranging from 100 to  $200 \text{ km s}^{-1}$ . Since they have SFRs and hence IR luminosities equal or slightly below those of *ISO* galaxies (Flores et al. 1999), we conclude that our LCGs are very similar to some Lehnert & Heckman (1996) galaxies and that the narrow emission line widths are not indicative of the entire potential of the LCGs and lead to a systematic underestimate of their true masses.

The present study thus suggests that LCGs are progenitors of today's massive (nondwarf) galaxies, which have formed the bulk of their stars at  $z < 1$ . We note the following:

1. The gas supplied to LCGs from interacting companions is enough to sustain their star formation during several times  $10^8 \text{ yr}$ , until completion of the bulge stellar content, as well as to feed a gradual formation of the disk.
2. The characteristic time for the formation of the bulk of LCG stars is relatively small, averaging to only  $\sim 1.8 \text{ Gyr}$ , i.e., most of the stars formed at  $z < 1$ .

Because LCGs represent  $\sim 20\%$  of the field galaxies, the fraction of stars in massive galaxies formed at relatively recent epochs could have reached 20%, and even more if the star formation in interacting systems of large (noncompact) galaxies detected by *ISO* (Flores et al. 1999; Hammer 1999) is taken into account. This estimate is much higher than the one obtained by Brinchmann & Ellis (2000), who find the fraction to be negligible. The main reason for the discrepancy comes from the way the SFR is derived. Brinchmann & Ellis (2000) calculate the SFR from the  $[\text{O II}] \lambda 3727$  flux, while we use the extinction-corrected  $\text{H}\alpha$  emission, assuming the standard ratio between  $\text{H}\alpha$  and  $\text{H}\beta$ , case B, and  $T = 10,000 \text{ K}$ . Our derived SFRs can be a factor of 10 or more greater than those derived by Brinchmann & Ellis (2000). This can be seen by comparing their Figure 3 to our Figure 8. Using the same sample as that of Brinchmann & Ellis (2000), Hammer & Flores (1998) have shown that SFRs derived from either  $[\text{O II}] \lambda 3727$  or  $\lambda 2800$  luminosities do not correlate with those obtained from  $\text{H}\alpha$  luminosities, mainly because of extinction effects.

Given their large extinction and  $\text{H}\alpha$ -derived SFRs, it is likely that the IR luminosities of LCGs are similar to or only slightly below those of the luminous IR galaxies detected by *ISO* in the same redshift range (Flores et al. 1999). Because they represent 20% of the field galaxies in the redshift range from 0.4 to 0.8, the contribution of the

LCGs to the global SFR density needs to be reevaluated. Such a reevaluation will probably lead to an increase in the fraction of the SFR density related to photons reprocessed by dust, i.e., there should be an evolution in the shape of the IR luminosity function, as a result of the addition of new populations (such as LCGs) around  $L_{\text{IR}} = 10^{11} L_{\odot}$ . This subject cannot be addressed properly with our present small sample. We shall discuss this in a future paper with a much enlarged sample.

## 7. CONCLUSIONS

Spectroscopic observations of a small sample of 14 LCGs with the VLT have provided new and important information on a crucial stage in the formation of galaxies, that of bulges in massive (nondwarf) spiral galaxies. The LCG spectra are characterized by the following properties:

1. They show strong metallic absorption lines, including those from  $\alpha$ -elements and iron.
2. They show large Balmer decrement ratios (as measured by  $H\beta/H\gamma$ ), implying large extinctions (median  $A_V$  of  $\sim 1.5$  mag).
3. The SFRs derived from the extinction-corrected Balmer lines are more than 10 times higher than the corresponding ones derived from the UV luminosities.

LCGs with redshifts between 0.4 and 0.8 are undergoing intense bursts of star formation, with SFRs averaging to  $\sim 40 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . Because of their large extinctions, they are expected to be luminous in the IR, at a luminosity level just below the IR-luminous galaxies detected by *ISO* in the same redshift range (Flores et al. 1999). Indeed, three of the 14 LCGs discussed in this paper are detected by *ISO*, implying higher extinction for them.

We believe that LCGs are progenitors of present-day bulges of massive spiral galaxies for the following reasons:

1. They have stellar masses similar to those of today's bulges in  $\geq L^*$  spirals, concentrated in comparable volumes.
2. Their stars show a wide range of metal abundance, from subsolar to oversolar values, as in the bulge of the Milky Way.
3. The majority of LCGs show low surface brightness components around their high surface brightness cores (the bulges). Most are in interacting systems, and the tidally pulled gas from the companions is likely to sustain star formation in the LCGs at a high rate for several hundred megayears, resulting in the completion of the bulge formation and the beginning of the disk formation. The characteristic time for forming the bulk of the stars in LCGs is rather small, only  $\sim 1.6$  Gyr on average. It is comparable to the age of the oldest stars in LCGs derived from the analysis of their absorption lines. This means that a significant fraction (several tens of percent) of present-day massive galaxies could have been formed at relatively recent epochs, at  $z \leq 1$ . This is consistent with the cosmic star formation history that predicts that an important fraction of the stellar mass was formed in the  $z = 0-1$  redshift range (Hammer 1999). The important role played by galaxy interactions in the formation of bulges of spiral galaxies is also consistent with the hierarchical theory of galaxy formation. On the other hand, the scenario outlined here may appear to be in contradiction with the results of Lilly et al. (1998), who found that the number density of large spirals at  $z \sim 1$  is comparable to that today. However, the Lilly et al. (1998) results are

based on only  $\sim 40$  morphologically selected large spirals in the redshift range from 0.2 to 1, and their large  $1\sigma$  error bar can easily accommodate a density evolution of spiral disks of  $\sim 20\%$  as found here. Moreover, some of the large spirals in the Lilly et al. (1998) sample are in interacting systems and are strong infrared emitters, such as CFRS 03.1540 discussed here or other examples discussed by Flores et al. (1999). Presumably, these large interacting disks will merge, leading to a density evolution.

If the 14 LCGs described here are representative of the whole LCG population at  $z > 0.4$ , then their contribution to the global star formation density should be revised upward by factors as large as 7–10. That contribution could then be as high as or higher than that of the luminous IR galaxies detected by *ISO* (Flores et al. 1999). The latter are more massive systems and formed stars more rapidly than LCGs, but they constitute a much sparser population of galaxies, comprising only a few percent of the total population. Most LCGs at  $z \sim 0.5$  would have bolometric IR luminosities not far below the *ISO* sensitivity limit, and we predict that they will be easily detected in large numbers by *SIRTF*.

Finally, we reiterate that our interpretation of the nature of LCGs is quite different from that proposed by Koo et al. (1995), Guzman et al. (1997), and Guzman (1999) for the majority of compact galaxies found in the HDF and flanking fields. This is probably because most of the Guzman et al. (1997) galaxies have intrinsically lower luminosities than LCGs. We believe LCGs to be 10–100 times more massive than dwarf galaxies and to be forming stars at large rates, so they cannot be the progenitors of local spheroidal or irregular systems through fading. Corresponding to the brightest 25% of the compact galaxies selected by Guzman et al. (1997), the LCGs selected in CFRS fields are mostly evolved starbursts probably similar to those classified as such in the HDF. Because of their large derived SFRs, LCGs are the main contributors to the large SFR density observed at  $z = 0.5-1$ .

In future papers (N. Gruel et al. 2001, in preparation) we will investigate the velocity fields and dynamics of LCGs, using data of superior quality and based on a larger sample. We will also be studying the possible revision of the star formation history and of the IR luminosity density caused by the LCG population.

We are grateful to C. Balkowski, F. Combes, R. Guzman, D. Kunth, and C. Vanderriest for useful discussions and advice. We are especially indebted to Pascale Jablonka, who introduced us to the methodology of fitting absorption-line spectra by star cluster synthesis. We thank the ESO Allocation Time Committee for the one night attributed to this program at UT1. F. H. is very grateful to Claire Moutou and Thomas Szeifert for their help at Paranal and their patience. We thank the data flow operations team for the fast delivery of the data. We thank the CNRS/CONICYT for financial support of our collaboration. T. X. T. is grateful for the hospitality of the Department d'Astronomie Extragalactique et de Cosmologie at the Observatoire de Meudon and the Institut d'Astrophysique during his sabbatical leave. He is grateful for the partial financial support of the Centre National de la Recherche Scientifique, of the Université of Paris VII, and of a Sesquicentennial Fellowship from the University of Virginia.

## REFERENCES

- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *A&A*, 117, 393  
 Bica, E. 1988, *A&A*, 195, 76  
 Bica, E., & Alloin, D. 1986a, *A&A*, 162, 21  
 ———. 1986b, *A&AS*, 66, 171  
 Boissier, S., & Prantzos, N. 2000, *MNRAS*, 312, 398  
 Brinchmann, J., & Ellis, R. 2000, *ApJ*, 536, 77  
 Brinchmann, J., et al. 1998, *ApJ*, 499, 112  
 Charlot, S. 1996, in the Universe at High  $z$ : Large-Scale Structures and Cosmic Microwave Background, ed. Martinez Gonzales & J. Sanz (Berlin: Springer), 53  
 ———. 1998, in 34th Liege Astrophys. Colloq. 135, The Next Generation Space Telescope: Science Drivers and Technological Challenges, in press (astro-ph/9810408)  
 Charlot, S., Worthey, G., & Bressan, A. 1996, *ApJ*, 457, 625  
 Edmunds, M., & Pagel, B. 1984, *MNRAS*, 211, 507  
 Elmegreen, B. 1999, *ApJ*, 517, 103  
 Flores, H., et al. 1999, *ApJ*, 517, 148  
 Fukugita, M., Hogan, C., & Peebles, P. J. E. 1998, *ApJ*, 503, 518  
 Gallagher, J., Bushouse, H., & Hunter, D. 1989, *AJ*, 97, 700  
 Glazebrook, K., Peacock, J., Miller, L., & Collins, C. 1995, *MNRAS*, 275, 169  
 Guzman, R. 1999, in Proc. 19th Moriond Conf., Building Galaxies: From the Primordial Universe to the Present, ed. F. Hammer, T. X. Thuan, V. Cayatte, B. Guiderdoni, & J. T. T. Van (Paris: Editions Frontières), 269  
 Guzman, R., Gallego, J., Koo, D. C., Phillips, A. C., Lowenthal, J. D., Faber, S. M., Illingworth, G. D., & Vogt, N. P. 1997, *ApJ*, 489, 559  
 Hammer, F. 1999, in ASP Conf. Ser. 197, Dynamics of Galaxies: From the Early Universe to the Present, ed. F. Combes, G. Mamon, & V. Charmandaris (San Francisco: ASP), 425  
 Hammer, F., Crampton, D., Le Fèvre, O., & Lilly, S. J. 1995, *ApJ*, 455, 88  
 Hammer, F., et al. 1997, *ApJ*, 480, 59  
 Hammer, F., & Flores, H. 1998, in Proc. 18th Moriond Conf., Dwarf Galaxies and Cosmology, ed. T. X. Thuan, C. Balkowski, V. Cayatte, & J. T. T. Van (Paris: Editions Frontières), 353  
 Jacoby, G., Hunter, D., & Christian, C. 1984, *ApJS*, 56, 257  
 Kennicutt, R. 1998, *A&A Rev.*, 36, 189  
 Kennicutt, R., Tamblyn, P., & Congdon, C. 1994, *ApJ*, 435, 22  
 Kobulnicky, H., Kennicutt, R., & Pizagno, J. 1999, *ApJ*, 514, 544  
 Kobulnicky, H., & Zaritsky, D. 1999, *ApJ*, 511, 118  
 Koo, D., Guzman, R., Faber, S., Illingworth, G. D., Bershad, M. A., Kron, R. G., & Takamiya, M. 1995, *ApJ*, 440, 49  
 Koo, D., & Kron, R. 1981, *A&A*, 105, 107  
 Le Fèvre, O., et al. 2000, *MNRAS*, 311, 565  
 Lehnert, M., & Heckman, T. 1996, *ApJ*, 472, 546  
 Lilly, S. J., et al. 1998, *ApJ*, 500, 75  
 Lilly, S. J., Hammer, F., Le Fèvre, O., & Crampton, D. 1995, *ApJ*, 455, 75  
 Lilly, S., Le Fèvre, O., Hammer, F., & Crampton, D. 1996, *ApJ*, 460, L1  
 McWilliams, A. 1997, *A&A Rev.*, 35, 503  
 Phillips, A., Guzman, R., Gallego, J., Koo, D., Lowenthal, J. D., Vogt, N. P., Faber, S. M., & Illingworth, G. D. 1997, *ApJ*, 489, 543  
 Renzini, A., & Cimatti, A. 1999, in ASP Conf. Proc. 193, The Hy-Redshift Universe: Galaxy Formation and Evolution at High Redshift, ed. A. J. Bunker & W. J. M. van Breugel (San Francisco: ASP), 312  
 Schade, D., et al. 1999, *ApJ*, 525, 31  
 Weedman, D. 1983, *ApJ*, 266, 479  
 Wheeler, J., Sneden, C., & Truran, J. 1989, *A&A Rev.*, 27, 279  
 Williams, R., et al. 1996, *AJ*, 112, 1335

*Note added in proof.*—Selection effects can seriously affect the distribution of velocity widths in LCGs. Extinction effects are much more important for disks with edge-on geometry (dust screen) than for those with a face-on geometry. For example, by examining the LCGs observed with the *HST* (Fig. 2), one finds that CFRS 03.1540 is face-on and shows  $\sigma \leq 50 \text{ km s}^{-1}$  while CFRS 03.1349 is more inclined and has  $\sigma = 250 \text{ km s}^{-1}$ . Both have absolute luminosities larger than  $L^*$  at all wavelengths, so they are relatively massive systems. LCGs are selected by their [O II] equivalent widths, a quantity very sensitive to extinction effects, and so their selection can be seriously biased against edge-on systems. This effect should be seriously considered as being responsible for the large number of small velocity widths displayed in Table 2.



**Résumé:**

L'évolution de la luminosité infrarouge et de l'UV peut s'expliquer par une chute de la formation stellaire entre les décalages spectraux de 0.4 à 1, c'est-à-dire depuis 7 à 10 milliards d'années. Cette chute est due à deux type de galaxies: les galaxies infrarouge et les galaxies compactes lumineuses.

Au cours de cette thèse, j'ai particulièrement étudié un échantillon de spectres de ces galaxies compactes observées au VLT. Ces objets sont très importants: il y a environ 7 milliards d'années ces galaxies représentaient la population dominante. De plus, malgré leur petite taille, elles rayonnent de l'ordre de 100 fois plus d'énergie que les galaxies locales irrégulières auxquelles les études précédentes les ont assimilées du fait de leurs caractéristiques photométriques et dynamiques semblables.

Pour quelques objets, il existe des images prises par le télescope spatial, elles montrent que la plupart de ces galaxies sont en interaction ou du moins possèdent une seconde composante à moins de 10 kpc.

L'ensemble des indices réunis suggèrent que ces objets pourraient être non pas les progéniteurs des galaxies naines compactes locales mais ceux des galaxies spirales.

**Abstract:**

The evolution of the luminosity function in UV and IR is related to the increase in the global star formation rate density up to  $z \sim 1$ . This increase is mainly due to two different types of galaxies: the luminous infrared galaxies (LIRGs) and the luminous compact galaxies (LCGs).

In this thesis, I study a representative sample of LCGs using VLT and HST data at redshift 0.4-0.9. About 7 Giga years ago, these galaxies were the dominant galaxy population in number density. Despite their relative small size, they radiate near 100 times more energy than the population of star-forming Blue Compact Galaxies. Spectroscopic analysis show LCGs are composed of a mixed stellar populations, which includes at least: a young burst (less than  $10^8$  years) superimposed to an older population (more than 1 Giga year).

HST images reveal these galaxies are often in interaction or have a multiple component at less than 10 kpc.

Our study suggest that these objects may be the progenitors of today's population of spirals galaxies.