



HAL
open science

Comprendre les modes de formation d'étoiles dans l'univers lointain

Fadia Salmi

► **To cite this version:**

Fadia Salmi. Comprendre les modes de formation d'étoiles dans l'univers lointain. Autre [cond-mat.other]. Université Paris Sud - Paris XI, 2012. Français. NNT : 2012PA112173 . tel-00790749

HAL Id: tel-00790749

<https://theses.hal.science/tel-00790749>

Submitted on 21 Feb 2013

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.

UNIVERSITE DE PARIS-SUD 11 - UFR SCIENCE D'ORSAY

THESE

présentée pour obtenir le grade de

Docteur de l'Université Paris XI - ORSAY

Spécialité : *Astrophysique*

par

FADIA SALMI

Sujet :

**Comprendre
les modes de formation d'étoiles
dans l'Univers lointain.**

Soutenue le 21 septembre 2012 devant la Commission d'examen :

Mme.	V. BUAT	Rapporteur
M.	V. CHARMANDARIS	Rapporteur
M.	G. PINEAU DES FORÊTS	Examinateur
M.	A. RENZINI	Examinateur
M.	D. ELBAZ	Directeur de thèse
M.	E. DADDI	Co-directeur de thèse

En vérité, dans la création des cieux et de la terre, et dans l'alternance de la nuit et du jour, il y a certes des signes pour les doués d'intelligence.

Coran, sourate Al-'Imrân, verset 190

Table des matières

Introduction	i
I Étude morphologique	1
1 Morphologie	3
1.1 Morphologie et activité	3
1.2 Historique	8
1.2.1 Séquence de Hubble	8
1.2.2 Classification de de Vaucouleurs	9
1.2.3 Autres classifications	10
1.2.4 Classifications automatiques	15
1.3 Galfit	18
1.4 Description de la morphologie elliptique/spirale	19
1.4.1 Elliptiques	21
1.4.2 Spirales	22
2 Simulations	25
2.1 But	25
2.2 Les différentes étapes	26
2.3 Utilisation de Galfit sur les galaxies simulées	32
2.3.1 SExtractor	32
2.3.2 Ajustement	32
2.4 Résultats : sous-estimation	36
2.5 Sous-estimation	39
2.6 Limite sur n	44
2.7 Résultats de la morphologie sur l'échantillon réel	46

3	Clumpiness	49
3.1	Classifications non paramétriques	49
3.2	Clumpiness	50
3.3	Nouvelle définition	54
3.4	Sélection à l'oeil	63
II	Étude de SFR-M* avec la morphologie	71
4	SFR-M* avec la morphologie	73
4.1	Présentation de la séquence	73
4.2	Échantillon utilisé	79
4.2.1	Critère de sélection	80
4.2.2	Masse stellaire et taux de formation stellaire	83
4.2.3	Magnitudes	88
4.2.4	Atténuation	88
4.3	Résultats : rôle de la morphologie	89
4.3.1	Séquence de galaxies à formation d'étoiles.	89
4.3.2	Séquence de galaxies disques à formation d'étoiles.	94
4.3.3	Limite sur n	103
4.3.4	Nuage des galaxies elliptiques.	107
4.4	Sélection en couleur	111
5	Caractéristiques de la séquence SFR-M*	119
5.1	<i>Completness</i>	120
5.2	Méthodologie de l'ajustement de la relation SFR-M*	121
5.3	Résultats de l'ajustement multi-linéaire de SFR-M*	125
5.3.1	Redshift	127
5.3.2	Rayon, indice de Sérsic n, et Atténuation	132
5.4	La couleur	136
5.5	Clumpiness	141
5.6	Luminosité L_H	148
5.6.1	Masse empirique	152
6	Interprétation et conclusion	159

III Observations IRAM	173
7 Observations du gaz moléculaire	175
7.1 Relation de Schmidt-Kennicutt	175
7.1.1 Fraction de gaz importante	177
7.2 Différentes lois de Schmidt-Kennicutt	177
7.2.1 Différentes lois de Schmidt-Kennicutt	179
7.3 Le "quenching" morphologique	182
Conclusion	195
Bibliographie	197

Introduction

L'objectif de mon travail de thèse a consisté à tenter de comprendre quels sont les mécanismes principaux à l'origine de la formation d'étoiles dans les galaxies au cours des derniers dix milliards d'années. Alors qu'il avait été proposé dans le passé que le rôle des fusions de galaxies était dominant pour expliquer l'allumage de la formation d'étoiles dans les galaxies lointaines formant leurs étoiles à de très grands taux, des études plus récentes ont au contraire mis en évidence des lois d'échelles reliant le taux de formation d'étoiles des galaxies à leur masse stellaire ou masse de gaz. La faible dispersion de ces lois semblait être en contradiction avec l'idée d'épisodes stochastiques violents de formation stellaire liés à des interactions, mais plutôt en accord avec une nouvelle vision de l'histoire des galaxies où celles-ci sont nourries de manière continue en gaz intergalactique.

Nous nous sommes particulièrement intéressés à l'une de ces lois d'échelles, la relation entre le taux de formation d'étoiles (SFR) et la masse stellaire des galaxies, appelées communément la séquence principale des galaxies à formation d'étoiles. Nous avons étudié cette séquence principale, $\text{SFR} - M_*$, en fonction de la morphologie et d'autres paramètres physiques comme le rayon, la couleur, la clumpiness. Le but étant de comprendre l'origine de la dispersion de cette relation en lien avec les processus physiques responsables de cette séquence afin d'identifier le mode principal de formation d'étoile gouvernant cette séquence. Ce travail a nécessité une approche multi-longueurs d'ondes ainsi que l'utilisation de simulations de profils de galaxies pour distinguer les différents types morphologiques de galaxies impliqués dans la séquence principale.

Première partie
Étude morphologique

Chapitre 1

Morphologie

Depuis maintenant presque une décennie la morphologie s'est faite une place dans l'étude de la formation et de l'évolution des galaxies. Etant une science complètement descriptive au départ, elle devint de plus en plus complexe au fil des années, pour devenir de nos jours une science à part entière. L'ampleur qu'a acquis cette science n'est pas seulement dû à l'essor d'instruments de plus en plus sophistiqués nous révélant de plus en plus de détails sur la forme des galaxies, et ceci pour de grands échantillons d'objets explorant des redshifts lointain ainsi que des gammes de longueurs d'ondes progressivement exhaustives. Mais cela est aussi dû au fait, que la morphologie est complètement corrélée à la physique sous-jacente qui régit l'activité des galaxies. En effet, plusieurs phénomènes sont responsables de cette morphologie, comme par exemple l'environnement, la présence de fusions ou d'interactions, les perturbations internes, l'accrétion de gaz, l'activité du noyau ainsi que l'histoire de la formation stellaire. La morphologie étant un traceur direct de la structure physique, l'étudier en fonction du redshift, tant que la résolution nous le permet, est un outil primordial pour comprendre l'évolution et la formation des structures dans l'Univers.

1.1 Morphologie et activité

L'une des questions cruciales qui n'a pas encore de réponse est l'évolution de l'histoire de la formation d'étoiles dans l'Univers. La morphologie pourrait apporter des ébauches de compréhension, car elle est étroitement liée à la formation d'étoiles. En effet, depuis maintenant quelques années

on sait que les galaxies elliptiques sont en général passives et rouges alors que les galaxies spirales sont actives et bleues, ainsi l'activité stellaire serait présente dans un certain type morphologique. Ces différences de couleurs proviendraient des différentes populations stellaires. En effet, les couleurs bleues proviendraient essentiellement des géantes étoiles bleues qui ont une courte durée de vie, environ des millions d'années, et dont le rayonnement pique dans l'UV-visible. Ces étoiles par leur courte durée de vie nous permettent d'avoir un indicateur de la formation d'étoiles récentes dans les galaxies. Alors que la couleur rouge, proviendrait elle, des étoiles de petite masse, moins lumineuses intrinsèquement mais qui dominent la masse stellaire, cependant contrairement aux géantes bleues elles ont des durées de vie très longue, de l'ordre de quelques milliards d'années. Ces étoiles tracent la masse stellaire déjà existante de la galaxie qui a été mise en place depuis longtemps. Ainsi la couleur d'une galaxie rendra compte des différentes proportions des populations stellaires présentes dans la galaxie. La couleur nous apporte donc beaucoup d'informations sur l'activité en cours. Et de la même façon qu'il existe une évolution des étoiles en luminosité en fonction de la masse (diagramme HR, voir Figure 1.1), on devrait retrouver une relation similaire pour les galaxies en sommant la contribution de toutes leurs étoiles. Depuis une dizaine d'années, des études ont été menées sur ce qu'on appelle maintenant le diagramme couleur magnitude des galaxies, où on voit des remplissages différents selon la couleur de la galaxie, ainsi on trouve une séquence étroite de galaxies rouges et un nuage diffus de galaxies bleues, avec entre les deux ce qu'on appelle la vallée verte, composée des rares galaxies avec des couleurs intermédiaires. Cependant cela n'est pas si simple que ça, car la présence d'un AGN (noyau actif de galaxie) ou même la présence de poussière peuvent biaiser cette couleur. Nous reviendrons dessus plus en détails dans la deuxième partie.

En faisant une étude morphologique, on peut aussi être biaisé mais à moindre échelle, on peut citer le cas extrême où une galaxie spirale serait tellement enfouie dans la poussière qu'on ne verrait plus son disque, mais en général la structure reste visible. En utilisant la morphologie on a accès à des informations supplémentaires que si l'on n'utilisait que la couleur. En effet, pour une couleur bleue donnée, on sait a priori qu'il y a de la formation d'étoiles, mais on ne sait pas si c'est une fusion, une interaction, ou même une accréation de gaz, où on verrait peut être un anneau de for-

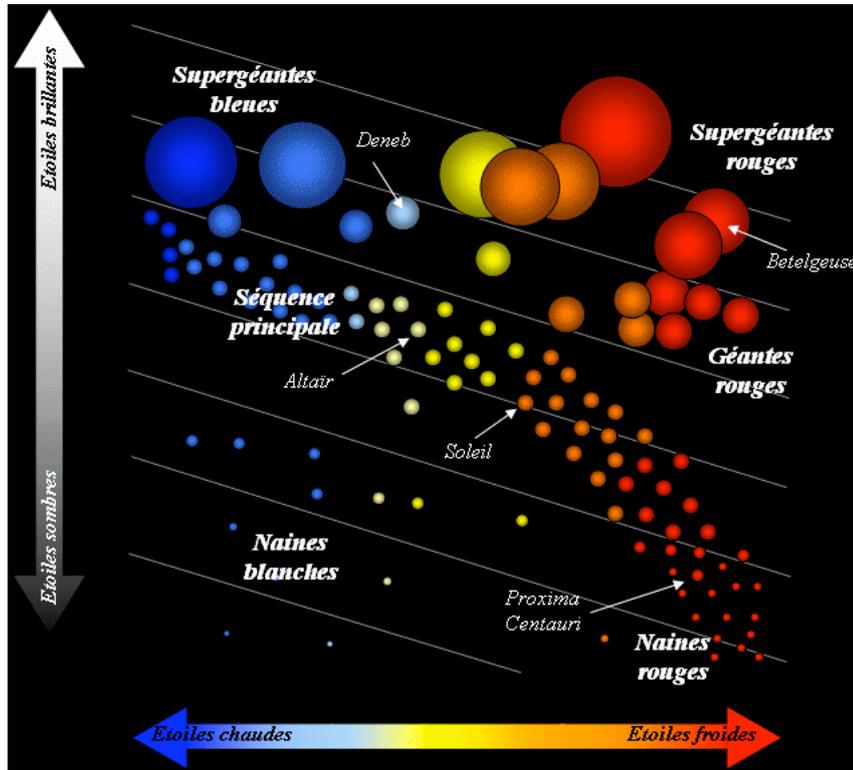


FIGURE 1.1 – Diagramme Hertzsprung-Russell. Les étoiles sont réparties de façon ordonnée dans ce diagramme : les étoiles bleues (piquant dans l’UV-visible) sont les plus brillantes et les plus massives, elles ont de courtes durées de vie alors que les étoiles rouges (piquant plus dans l’IR) sont peu brillantes et peu massives, ayant de grandes durées de vie.

mation d’étoiles, ou si la formation est diffusée dans tout le disque, ou dans les bras, ou si elle est sous forme de clumps, ou même si elle est dans une galaxie avec un gros bulbe.... Ainsi l’information couleur/morphologie n’est pas redondante et nous renseigne sur les processus physiques qui modèlent la galaxie et notamment l’activité stellaire.

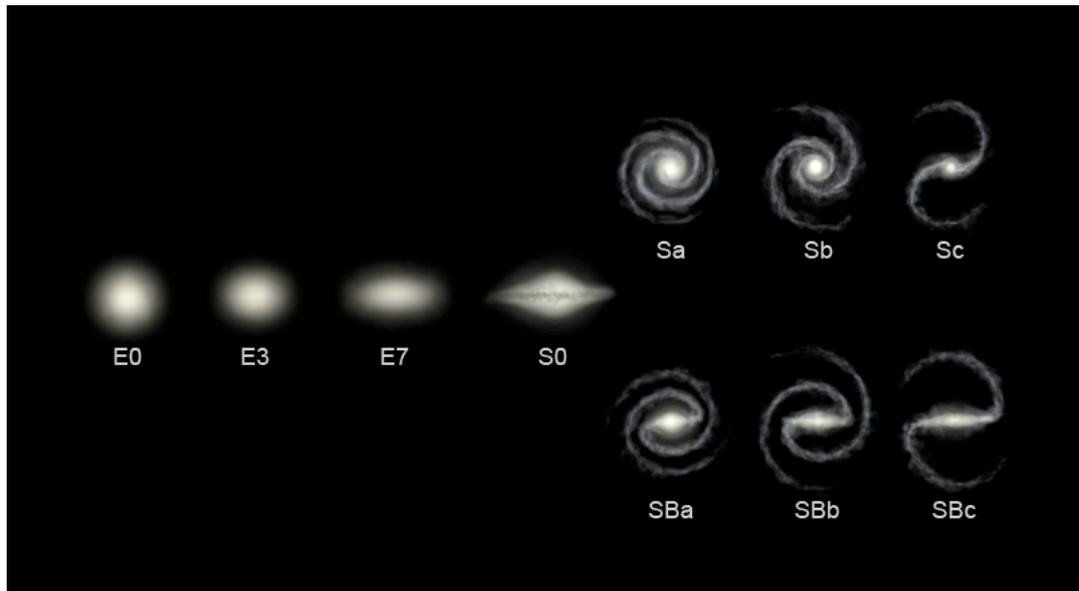


FIGURE 1.2 – Séquence de Hubble. Les galaxies sont classées en deux grands types, les sphéroïdes eux-mêmes classés suivant leur ellipticité apparente, et les spirales, qui elles sont divisées en deux familles, les barrées et les non barrées, qui sont à leur tour classées suivant la proéminence de leur bulbe et de l'enroulement de leurs bras.

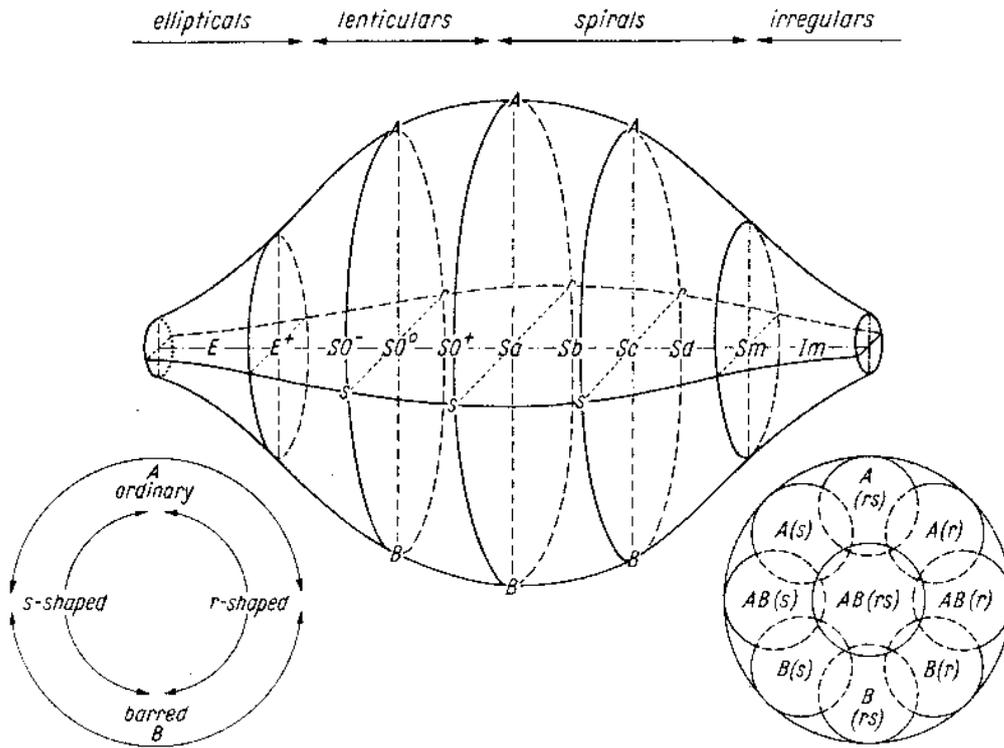


FIGURE 1.3 – *The classification volume* de de Vaucouleurs. Cette classification plus exhaustive que la précédente, donne par son axe les différents types de Hubble en y ajoutant quelques nouveaux types, comme les galaxies irrégulières. Chaque type a une section correspondante qui donne les différentes variétés existantes pour ce type, à savoir barrée ou pas, barre intermédiaire, anneau intérieur ou pas.

1.2 Historique

1.2.1 Séquence de Hubble

La première classification, qui fût une classification visuelle, a été menée par Hubble (1926), où à l'aide d'observations photographiques dans le visible d'un échantillon de 400 galaxies proches, il put mettre en place sa séquence en forme de fourche, voir Figure 1.2 :

- il y a les galaxies elliptiques En, classées en fonction de leur ellipticité apparente projetée à travers le n, qui va de 1 à 7.
- il y a les galaxies spirales, qui elles-mêmes sont divisées en deux familles, les barrées SB et les non barrées, qui comptent elles-mêmes trois niveaux. à savoir les précoces (a) qui ont un bulbe bien proéminent ayant des bras fermement enroulés autour de ce dernier, les intermédiaires (b) ayant une structure plus ouverte que les précédentes ainsi qu'un bulbe moins large, et enfin les tardives (c), ayant un bulbe très petit et une structure spirale bien ouverte.

Une sorte de continuité temporelle est induite par une telle classification, d'autant plus que Hubble surnomma les galaxies elliptiques les galaxies précoces et les galaxies spirales les tardives ; ainsi on aurait tendance à penser que cette évolution morphologique tant à aller d'une forme de plus en plus complexe durant la vie d'une galaxie, partant d'une forme simple d'elliptique à une forme complexe de spirale. La raison de cette terminologie était liée à la terminologie déjà utilisé dans la classification des étoiles où les étoiles de type spectral O et B, qui sont bleues et jeunes, sont appelées les étoiles précoces alors que les étoiles plus froides et plus vieilles étaient appelées les étoiles de type tardif. Cependant en donnant cette annotation, Hubble, indiqua que cela ne reflétait pas une évolution temporelle sous-jacente. L'ironie du sort à fait que les galaxies, qu'il nomme tardives sont essentiellement composées d'étoiles précoces bleues et jeunes, contrairement aux galaxies qu'il nomme précoces qui sont composées d'étoiles de type tardif.

Plusieurs ajouts ont été effectués, à cette séquence il ajouta, par exemple, la catégorie des galaxies lenticulaires S0, qu'il mit à l'intersection de ces trois branches. Et des révisions ont été faites, dont celle de Sandage (1961) avec son *Hubble Atlas of Galaxies*. Cette classification paraît très simpliste, mais elle permet de classer une grande proportion de galaxies suivant



FIGURE 1.4 – Galaxie des Antennes. Galaxie perturbée de type Im, elle représente en fait le résultat de la fusion de deux galaxies.

des paramètres assez généraux.

1.2.2 Classification de de Vaucouleurs

D'autres classifications ont été créées, comme celle de de Vaucouleurs en 1959, qu'il appela *The classification volume* voir Figure 1.3. La classification représente une séquence continue en trois dimensions avec un long axe et des sections circulaires de tailles variables. Le grand axe représente les différents types existants, comme ceux de la séquence de Hubble à laquelle il ajouta des types supplémentaires comme les Sd, les spirales très tardives, les Sm, les spirales magellaniques et les Im, les galaxies perturbées ; pour ce dernier type voir Figure 1.4 où on voit la galaxie des Antennes qui est une fusion de galaxies. Chaque section représente alors un type de galaxies et dans la section même, les différentes régions représentent la présence de barre (B) ou pas (A) ou de barre intermédiaire (AB), de plus il indique aussi s'il y a présence d'un anneau intérieur fermé (r), ou pas (s) ou d'une variété d'anneaux intermédiaires (rs).

Elle est plus élargie au centre car la diversité des morphologies pour les types S0/a est plus grande. De Vaucouleurs, de Vaucouleurs & Corwin (1976) introduirent le paramètre de Hubble T qui va de -5 à 10, où chaque

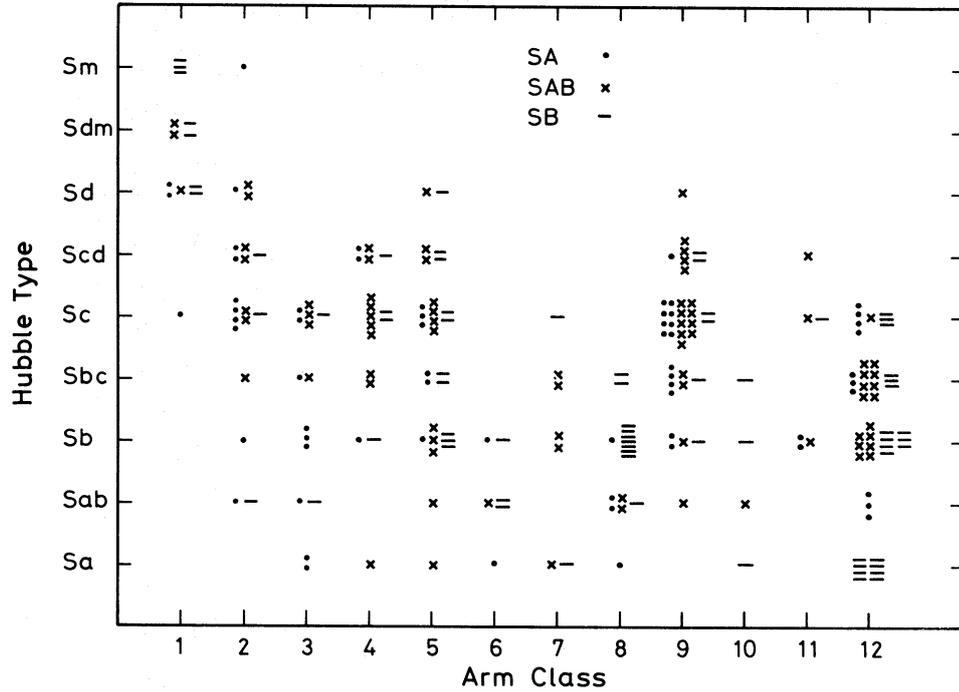


FIGURE 1.5 – Le type de Hubble en fonction de la classification des bras, pour des galaxies de champ, en paire ou dans un groupe. Image provenant de Elmegreen & Elmegreen 1982.

nombre correspond à un type morphologique.

1.2.3 Autres classifications

La science de la morphologie a tellement évolué depuis ces dernières années, grâce à l'extension des données récoltées allant maintenant de l'UV à l'IR qu'une multitude de classifications très détaillées ont pu voir le jour. On peut citer entre autres, celle de Morgan (1958), qui classe les galaxies selon la concentration de la luminosité des centres galactiques, aussi celle de van der Bergh 1960a, où il classe les galaxies en fonction de leur luminosité, ainsi que celle de Elmegreen & Elmegreen (1982), qui divisent les galaxies spirales en dix différentes sous-classes en fonction de l'apparence des bras, qui va des bras bien dessinés aux bras fragmentaires des galaxies flocculentes voir Figure 1.5.

L'accès à des échantillons de galaxies de plus en plus grand a permis

d'améliorer ces classifications, mais a aussi permis de constater que la morphologie des galaxies était très complexe, car :

(1) Premièrement beaucoup de galaxies n'entraient pas dans les classifications générales, que ce soit dans l'Univers local, avec des galaxies irrégulières à cause d'interactions ou de fusions, que dans l'Univers lointain, où on remarque des différences avec les morphologies de l'Univers local. En effet, à haut redshift on trouve plus de formes irrégulières. Au départ, la distance fut évoquée comme cause de ce phénomène. Car une galaxie lointaine, verra son apparence réduite, et cela est d'autant plus accentué dans un Univers en expansion, où le flux de la galaxie diminuera en $(1+z)^4$. Cependant, l'effet s'avère être réel car confirmé par des images ayant de très bonnes résolutions. Ainsi à plus haut redshift, les galaxies ont des formes plus perturbées qu'à bas redshift, certains expliquent cet effet par un nombre plus grand d'interactions et de fusions à haut redshift, ce qui est arguerait en faveur d'un scénario hiérarchique de formation des structures, d'autres expliquent cet effet par la grande fraction de gaz présente dans ces galaxies, qui engendrerait une structure formée de gros clumps, ce qui serait éventuellement lié à l'accrétion de gaz froid par les galaxies, les cold flows.

L'analyse de ces morphologies à haut redshift et leur comparaison avec celles de l'Univers local, est nécessaire pour comprendre la formation des galaxies. Le besoin de quantifier ces deux types de morphologie, à savoir de type clumpy ou fusion de galaxies, dans l'Univers lointain est primordial : Est-ce que la majorité de la masse stellaire proviendrait d'une flambée de formation d'étoiles qui occurra après une fusion ? Est-ce que la majorité des galaxies expérimentent une telle fusion, qu'on appelle majeure ? Ou est-ce qu'au contraire une minorité de galaxies seulement a connu ce cataclysme, et qu'alors la majorité de la masse stellaire que l'on voit aujourd'hui proviendrait d'une formation d'étoiles longue mais continue sous forme de gros clumps dans des galaxies alimentée en gaz froid ? Il serait alors important d'étudier théoriquement les différences physiques, surtout du point de vue de la dynamique, de ces galaxies disques mais clumpy par rapport aux galaxies spirales locales.

(2) Deuxièmement, dans les galaxies locales beaucoup de progrès ayant été réalisés dans cette science, on a découvert une abondance de variables différenciant les galaxies les unes des autres. En effet, si au départ les classifications étaient globales, incluant dans une même famille un grand nombre de galaxies. Des études plus détaillées ont montré que ces mêmes



FIGURE 1.6 – Deux exemples de galaxies grand design : ngc 5364 (haut) et ngc 1365 (bas), cette dernière étant aussi barrée.

classes peuvent elles-mêmes être sous-divisées en plusieurs sous-classes, voir l'exemple de la classification de de Vaucouleurs par rapport à celle de Hubble, où pour un même type de la séquence de Hubble, il les a différenciés en prenant en compte la présence d'un anneau central, plus ou moins fermé, ou l'absence de cet anneau.

La morphologie à bas redshift a tellement été décortiquée, qu'on trouve une multitude d'études sur chaque détail. Par exemple, pour en citer juste quelques uns :

- les bras spiraux, peuvent être classés selon le nombre de bras existants, selon la forme de ces bras, s'ils sont filamenteux, flocculents ou grand design, suivant leur sens de rotation (leading dans le même sens que l'angle d'ouverture des bras, trailing dans le sens contraire). Des études ont montré que les bras spiraux des grand design galaxies, voir Figure 1.6, étaient des ondes de densités stationnaires ou quasi stationnaires, et que la présence d'un compagnon ou d'un groupe augmentait la probabilité d'avoir des bras bien dessinés alors que pour les galaxies flocculentes, voir Figure 1.7, les bras proviendraient du fait que la formation d'étoiles se propage de proche en proche et que ces régions de formation stellaires s'étirent par rotation différentielle, formant des filaments de spirales éphémères. On peut citer comme exemple une étude menée par Elmegreen & Elmegreen (1982), qui a classifié les types de bras spiraux des galaxies locales. D'autres études ont noté que la majorité des galaxies étaient trailing, cela fut expliqué par le fait que les bras leading ne pouvaient pas vivre longtemps car elles ne transmettent pas de moment angulaire à l'extérieur, et donc ne peuvent se stabiliser. Même l'angle d'ouverture des bras a été étudié, par exemple dans l'étude de Seigar et al. 2005, qui montra qu'il y avait une relation entre cet angle et l'activité d'un AGN au centre, en effet, ils trouvèrent que plus les bras étaient serrés plus il était probable d'avoir un AGN au centre.

- il y aussi les barres des galaxies qui peuvent être multiples dans une même galaxie et qui ont été étudiées, voir Figure 1.6, où la galaxie ngc 1365 est barrée. Elle pourrait acheminer du gaz vers le centre de la galaxie et ainsi créer ce qu'on appelle un pseudo-bulbe, qui est différent d'un bulbe classique, qui lui est créé par fusion. Par la formation d'un pseudo-bulbe, on aura ainsi une évolution séculaire amenant la galaxie a changé de forme en créant un bulbe de la sorte, et peut-être même à un changement d'activité. Nous reviendrons dessus dans le chapitre sur les observations avec l'IRAM. Quoiqu'il en soit, des études détaillées ont été menées sur les barres, sur



FIGURE 1.7 – Deux exemples de galaxies flocculentes : ngc 7793 (haut).

leur dimension, leur cycle de formation/disparition ect...

- les anneaux sont aussi différenciés en vrais anneaux ou pseudo-anneaux. En effet, ces derniers seraient un effet dû seulement à la configuration des bras qui feraient qu'ils se ferment, alors que les anneaux classiques, seraient plutôt des résonances de Lindblad (OLR, Schwarz 1981), voir Figure 1.8, les deux premières galaxies ont respectivement un anneau central et un anneau extérieur. Mais plusieurs autres types d'anneaux existent, comme des anneaux dus à l'accrétion de gaz, des anneaux polaires ou des anneaux dus à des collisions, comme la galaxie cartwheel, voir Figure 1.9. Quant aux anneaux nucléaires, qui sont très proches du centre généralement entourant la barre nucléaire, ils sont aussi étudiés car ils sont parfois le site de flambée d'étoiles spectaculaires dans le centre des galaxies.

- il y aussi les lentilles (voir Figure 1.8, où la galaxie ngc 1211a une lentille) qu'on peut peut-être relié à la disparition des barres...

Il y a encore d'autres formes étudiées, mais en ne citant que les variétés ci-dessus, on peut ainsi voir que la morphologie est devenue une science à part entière qui étudia très en détail les formes des galaxies. Ainsi des grands échantillons de galaxies ont été classées visuellement, le plus grand étant le Galaxy Zoo classant des centaines de milliers de galaxies provenant du SDSS. Cependant, même si ces classifications sont très utiles, elles ne peuvent être totalement objectives, car pour un large échantillon elles deviennent problématiques dû au fait qu'une seule personne ne peut classer des centaines de milliers de galaxies toute seule. De plus, pour utiliser la morphologie dans les études physiques, nous avons besoin d'une quantification de cette morphologie, qu'on pourrait par la suite utiliser. Ainsi les classifications automatiques sont nécessaires, certes, elles ne donneront pas, pour l'instant, autant de détails que les classifications visuelles, mais elles peuvent donner une morphologie globale qu'on pourra par la suite utiliser dans des études statistiques. Nous verrons alors si malgré la complexité de la morphologie, on peut tout de même en tirer des comportements globaux et comprendre la physique sous-jacente en utilisant une classification morphologique approximative.

1.2.4 Classifications automatiques

La première tentative de classification automatique a été mise au point par Kormendy 1977b, qui décomposa la lumière provenant des galaxies en

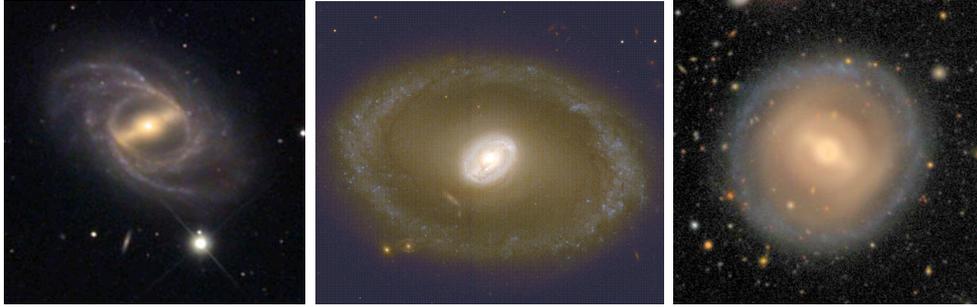


FIGURE 1.8 – De gauche à droite : ngc 2325, exemple de galaxie avec un anneau central, ngc 3081, exemple de galaxie avec un anneau extérieur et ngc 1211, exemple de galaxie avec une lentille centrale.

une contribution du bulbe et en une contribution du disque :

- pour le disque D : un profil exponentiel : $I = I_0 \cdot \exp(-(\frac{r}{r_0}))$ (Freeman 1970).

- pour le bulbe B : une loi en $r^{1/4}$: $I = I_0 \cdot \exp(1 - (\frac{r}{r_0})^{1/4})$ (de Vaucouleurs 1959).

On peut alors dériver la contribution en magnitude de chaque composante, en faisant le rapport B/T où T est le total des deux composantes. Ainsi pour une galaxie elliptique on aura B/T=1 alors que pour une galaxie spirale, on aura B/T proche de 0. Comme dit plus haut, ce modèle est simpliste et ne décrit sûrement pas la morphologie de la galaxie de manière exhaustive, mais se trouve être un bon compromis pour avoir le minimum de paramètres d'ajustements à utiliser pour rendre compte de manière globale de la morphologie.

Profil de Sérsic

Un des ajustements qui est similaire à ce dernier et qui eut beaucoup de succès est le profil de Sérsic (1968) :

$$I(r) = I_e \cdot \exp(-\kappa((\frac{r}{r_e})^{1/n} - 1)) \quad (1.1)$$

Où I_e est la brillance de surface au rayon effectif r_e , qui lui-même est défini comme étant l'axe de l'ellipse englobant la moitié du flux de la galaxie, où n est l'indice de Sérsic ou indice de compacité et κ une constante liée à n. Ce profil a eu beaucoup de succès car en une formule il englobe tous

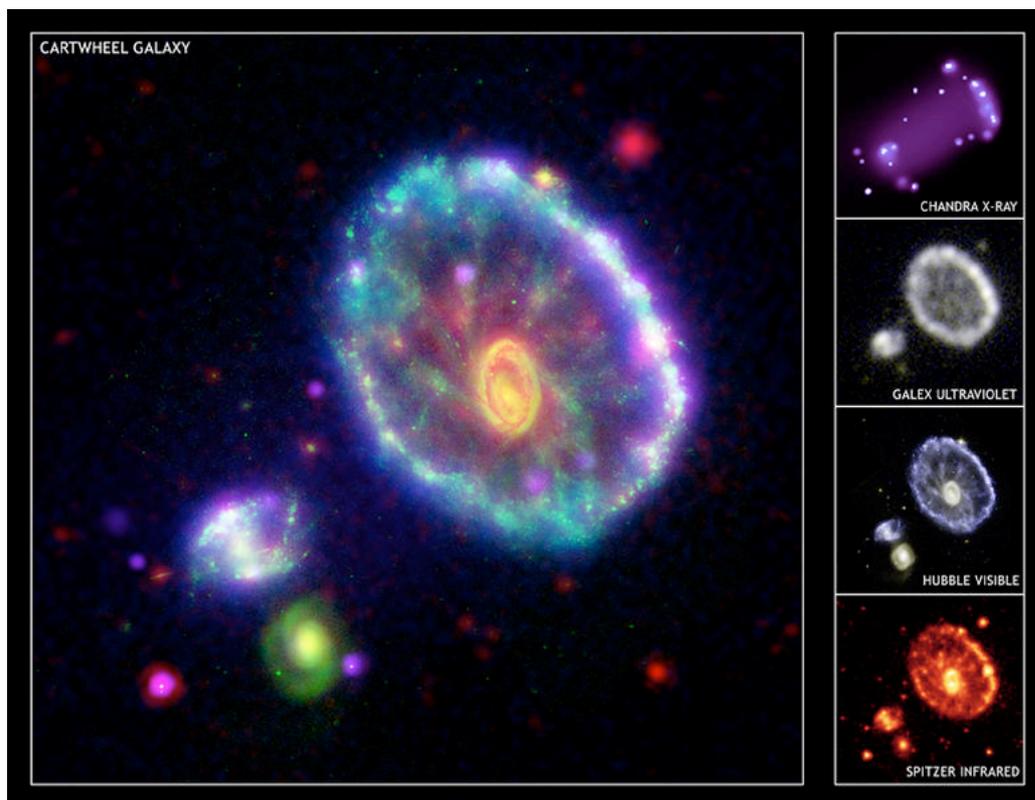


FIGURE 1.9 – La galaxie du cartwheel est une galaxie anneau à cause de la collision avec une autre galaxie.

les types de profils en faisant varier l'indice de Sérsic n . En effet, pour $n=1$, on retrouve le profil exponentiel caractérisant un disque, pour $n=4$, on retrouve le profil de de Vaucouleurs caractérisant un bulbe. L'avantage est que n peut ici varier comme on le veut et on peut alors avec un seul profil estimer la morphologie. Par exemple, une spirale avec un bulbe aura un indice de Sérsic supérieur à 1, à cause de la présence du bulbe, alors qu'une elliptique très concentrée pourra avoir des indices plus élevés que $n=4$, et on peut même ajusté un profil gaussien, qui est convenable pour modeler un AGN.

Ce type de profil largement exploité, a été informatisé par plusieurs codes, dont deux très utilisés dans la communauté, Galfit (Peng et al. 2002) et GIM2D (Marleau & Simard 1998). Ce sont deux logiciels ajustant un profil de la surface de brillance en 2D. Nous avons opté pour

Galfit, car il est plus apte à séparer les deux sous-populations, à savoir les disques et les sphéroïdes (voir chapitre suivant). Ce type de classifications est appelé paramétrique, car on paramétrise la galaxie, cependant il y a une seconde approche qu'on appelle non-paramétrique, car l'on mesure directement sur l'image de la galaxie des paramètres corrélés avec le type morphologique. Parmi ce type de classifications on peut mentionner en particulier la classification CAS (Concentration-Asymmetry-Smoothness) de Conselice (2003), qu'on détaillera dans le chapitre 3. Notamment on introduira une nouvelle définition du paramètre de Smoothness ou appelé aussi clumpiness.

1.3 Galfit

Galfit est un algorithme à 2 dimensions grâce auquel on peut ajuster/décomposer le profil de lumière d'un objet en plusieurs composantes à l'aide d'une multitude de fonctions analytiques que l'on peut utiliser simultanément. Pour chaque fonction analytique un nombre de paramètres peut varier librement, et son avantage est qu'il est assez rapide et convient pour les traitements statistiques de grands échantillons d'objets que l'on peut mener en faisant des ajustements automatiques à l'aide de scripts. Nous avons utilisé le profil de Sérsic sur chaque galaxie, voir plus haut la forme du profil.

Pour une image donnée, Galfit, créera un modèle à l'aide des paramètres libres et cela sera itéré plusieurs fois jusqu'à ce qu'il atteigne le minimum de vraisemblance χ^2 en atteignant l'espace de paramètres qui ajustent le mieux l'objet, tout cela en utilisant l'algorithme de Levenberg-Marquadt. Le χ^2 est défini de cette manière :

$$\chi^2 = \sum_{x=1}^{n_x} \sum_{y=1}^{n_y} \frac{(\text{flux}_{x,y} - \text{model}_{x,y})^2}{\sigma_{x,y}^2} \quad (1.2)$$

qui est sommé pour chaque pixel, n_x et n_y étant le nombre de pixels pour chaque dimension, et σ l'image de bruit créée par Galfit ou fournie par l'utilisateur (on a opté pour ce dernier choix). Le χ^2 réduit χ_v^2 , est défini comme étant la division par le nombre total de pixel du χ^2 . Ainsi si l'ajustement est proche de la vraie image de la galaxie, le χ_v^2 sera proche de 1, en ayant une bonne estimation du bruit. En effet, si le modèle était parfait, la différence entre le modèle et la vraie image de la galaxie serait de



FIGURE 1.10 – Deux exemples de galaxies elliptiques : ngc 5322 de type E_3 (gauche) et ngc 720 de type E_5 (droite).

l'ordre de la dispersion σ du signal de la galaxie par rapport à la valeur moyenne. Cependant, cela n'est pas réaliste pour une multitude de raisons, car premièrement, un modèle ne peut reproduire parfaitement la galaxie au moindre détail et deuxièmement, car nous ne pouvons avoir accès qu'à une estimation du bruit σ . Mais cela n'est pas problématique vu qu'il nous suffit ici de faire une comparaison des valeurs relatives.

Un deuxième grand avantage de Galfit, est qu'il convolue l'image modèle à une PSF, qui peut aussi être mise à disposition par l'utilisateur, pour ainsi reproduire en partie les conditions d'observations et être plus proche de l'image réelle. On peut en plus de tout cela faire plusieurs ajustements en même temps aussi bien du même objet que d'autres objets dans l'image, voire même masquer les objets qui ne nous intéressent pas et introduire des contraintes dans les paramètres comme l'indice de Sérsic et le rayon, pour ne pas perdre de temps lors de l'ajustement. En effet, si Galfit n'arrive pas à ajuster correctement le profil, il peut ajuster un objet pendant un temps non négligeable, en faisant augmenter le rayon et l'indice de Sérsic de façon irréaliste.

1.4 Description de la morphologie elliptique/spirale

Dans les chapitres qui suivront nous détaillerons nos analyses effectuées avec Galfit pour diviser notre échantillon de milliers de galaxies en deux groupes, à savoir les galaxies spirales et les galaxies elliptiques. Avant cela, voici une brève description de ces deux types de profils.

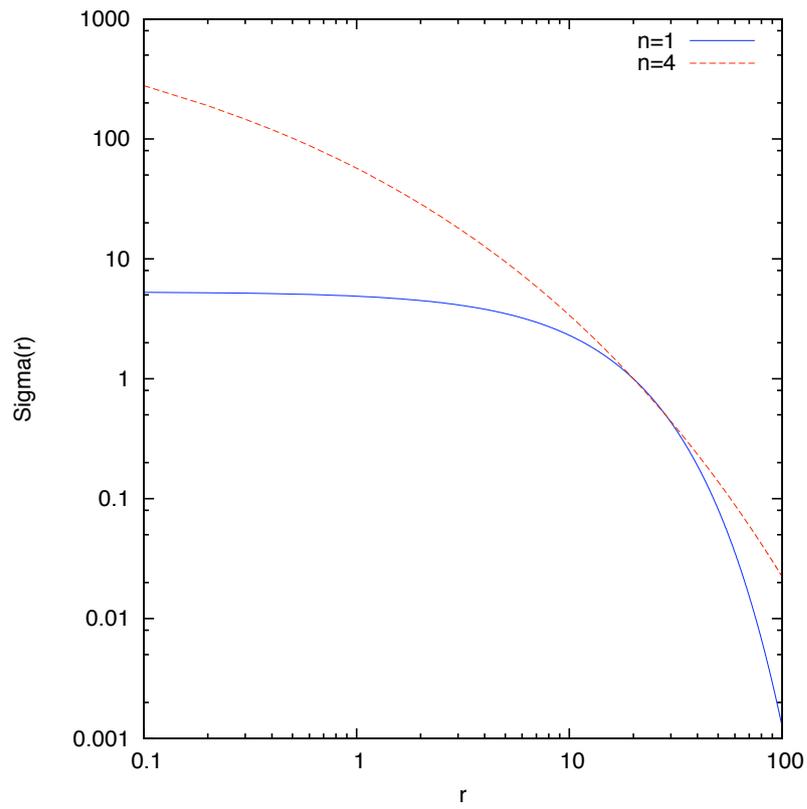


FIGURE 1.11 – Profil de Sérsic avec en bleu $n=1$ et en rouge $n=4$, $\Sigma(r)$ représentant la brillance de surface en fonction du rayon.

1.4.1 Elliptiques

Les galaxies elliptiques ont des profils de brillance lisses ne montrant pas d'irrégularité ni de structures particulières dans leur forme, de même qu'elles ne montrent pas de signes de la présence d'un disque. Elles sont dominées, en tout cas localement, par une population d'étoiles vieilles et froides, leur donnant une couleur plutôt rouge. Elles ont relativement peu ou pas de poussières.

Dans la classification de Hubble, ces galaxies sont classées selon leur ellipticité, voire Figure 1.10, cependant, ce n'est que l'ellipticité apparente, qui est peut-être seulement due à un effet de projection, ce qui rend l'interprétation de la forme en 3 dimensions assez difficile. De plus, au départ on avait supposé que ces galaxies étaient aplaties à cause d'une rotation d'ensemble des étoiles rapide, or on s'est rendu compte depuis maintenant quelques dizaines d'années, que ces galaxies avaient peu ou pas de rotations d'ensemble. Des modèles de galaxies elliptiques à 3 dimensions ont été proposés : le modèle dit oblate, où la galaxie a une forme de galette aplatie, le modèle dit prolate, où la galaxie aurait une forme de cigare et enfin le modèle triaxial où la galaxie aurait la forme d'un ellipsoïde. Des études sur des galaxies locales, ont montré que ces différents types avaient aussi des propriétés physiques différentes qui émaneraient peut-être d'une différence de formation. En effet, les galaxies oblates, ayant une rotation assez élevée ont des isophotes, reflétant une certaine déformation en forme de disque, qu'on appelle *disky* alors que les galaxies prolates et triaxiales, qui sont généralement des galaxies géantes, sont dominées par une dispersion de vitesse anisotropique et elles ont une déformation de leur isophotes qu'on appelle *boxy*. Les galaxies de type *boxy* seraient peut-être le résultat de fusions de galaxies, alors que les galaxies de type *disky* seraient le résultat de l'effondrement du gaz d'une proto-galaxie.

Le profil de lumière d'une elliptique est décrit par un profil de Sérsic, voir plus haut, généralement pour $n = 4$, qui est le profil de de Vaucouleurs, mais pour les elliptiques géantes de type *boxy* on peut avoir des indices de compacité supérieur, alors que pour les galaxies *disky* on peut avoir des indices inférieurs à 4. Le profil des elliptiques est très piqué au centre de l'objet, puis décroît dramatiquement près du centre, pour ensuite décroître très lentement loin du centre, voir Figure 1.11, profil rouge en base logarithmique.

1.4.2 Spirales

Les galaxies spirales, elles, plus nombreuses que les précédentes, ont une forme plus complexe, avec des bras spiraux qui sont eux-mêmes différents d'une galaxie à l'autre, avec la présence ou non de bulbe, de barre... Les bras spiraux, étant généralement le siège de formation d'étoiles importante, ont fait l'objet d'une grande investigation. Dans la séquence de Hubble, les bras commencent à se dessiner après la transition du type S0, qui est à cheval entre les deux types de galaxies, mais à partir des galaxies Sa, on peut voir que ces bras sont de plusieurs sortes. Leur présence dénote une rotation d'ensemble importante qu'on estime provenir du transfert de moment angulaire lors de l'effondrement initial du gaz d'une proto-galaxie en un disque. La théorie des ondes de densités menée par (Lin & Shu 1964) pour expliquer ces bras spiraux, ont apporté des outils de compréhension de ces formes. En effet, les bras filamenteux des galaxies flocculentes peuvent être expliqué par la distorsion des régions de formations d'étoiles par la rotation différentielle alors que les bras spiraux bien dessinées, par exemple ceux des galaxies grand design peuvent être expliqués par la propagation d'ondes stationnaires dans le disque. Cette structurale spirale n'est donc pas matérielle, elle résulterait des trajectoires des étoiles qui induirait une concentration plus grande au niveau des bras. En ce qui concerne les barres, elles peuvent aussi être comprises à l'aide de la configuration des ondes de densité (Combes et al. 1991). Les bulbes pourraient être alimentés en gaz grâce à la barre, mais la population généralement vieille en étoile, en tout cas localement, laisse penser qu'ils ont été formés lors de l'effondrement du gaz de la proto-galaxie, formant ses étoiles très rapidement.

On peut avoir accès à la stabilité du disque des galaxies en calculant le critère de Toomre, cela sera détaillé plus bas, mais on peut dire que dans les galaxies spirales on remarque que ce critère de Toomre, prend des valeurs dénotant des instabilités dans les bras spiraux, qui sont en fait les instabilités de Jeans, en particulier dans des régions sous forme de noeuds. Ces noeuds, sont les nuages moléculaires où la formation d'étoiles est en train de se faire. Les étoiles jeunes et chaudes des nuages leur donnent cette couleur bleue.

La morphologie des galaxies spirales différent d'une longueur d'ondes à l'autre, à cause justement de ces populations différentes d'étoiles en fonction de la zone (bras, bulbes...), mais aussi parce qu'elles contiennent de la

1.4. DESCRIPTION DE LA MORPHOLOGIE ELLIPTIQUE/SPIRALE²³

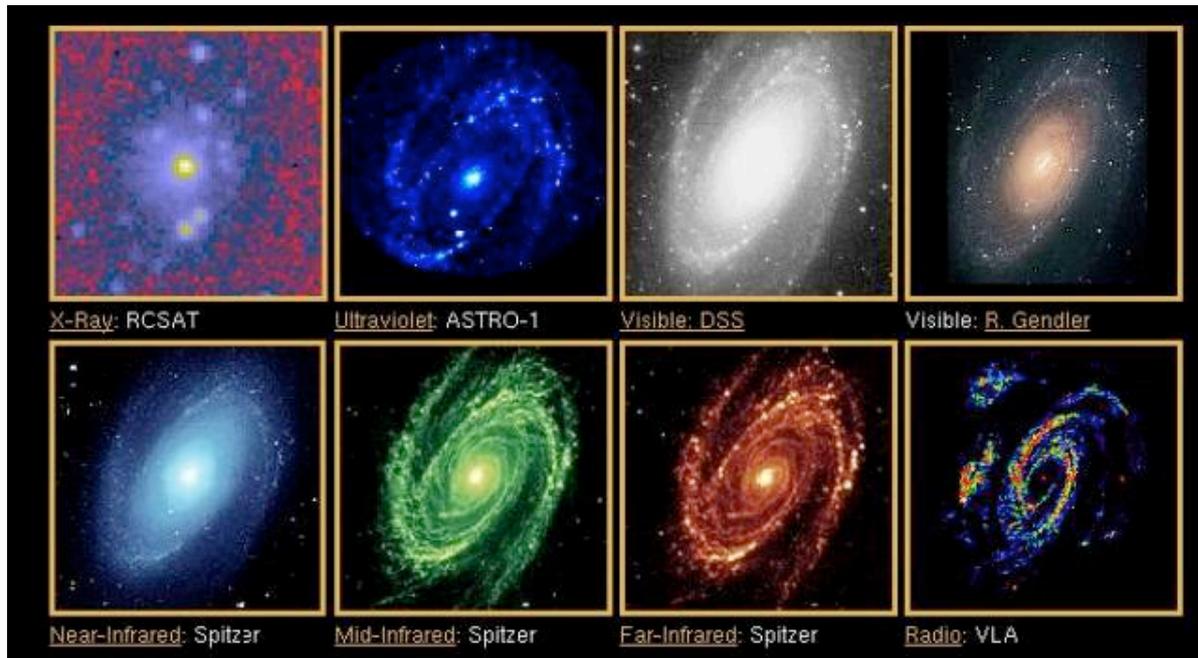


FIGURE 1.12 – Vues de la galaxie M 81 dans plusieurs longueurs d’onde.

poussière, voir Figure 1.12.

Comme dit plus haut, les galaxies spirales sont décrites par un profil de brillance de type exponentiel (Freeman 1970), il est le cas particulier $n = 1$ dans le profil de Sérsic. Ce profil est très évasé au centre décroissant lentement, mais s’annulant rapidement contrairement aux profils compacts qui ont comme des ailes autour de la luminosité centrale, voir Figure 1.11. Cependant, cela représenterait la lumière provenant d’une disque complètement homogène, or la présence de bras spiraux, de barres, de bulbes modifiera légèrement l’indice de compacité. La brillance complète sera alors le résultat de toutes ces composantes, ce qui fait varier l’indice jusqu’à des valeurs $n = 2$.

Chapitre 2

Simulations

2.1 But

Sachant que la morphologie, qui a été déterminée avec Galfit, est l'approche principale de mon étude de la relation entre SFR et M_* , j'ai réalisé des simulations dans le but de vérifier que ce logiciel était adéquat et assez performant pour les objectifs espérés (voir Table 2.1 pour la définition de l'échantillon de 950 galaxies réelles qui sera utilisé, il sera défini plus en détail dans le chapitre 4). A savoir la ségrégation de l'échantillon en disques et sphéroïdes à l'aide de l'indice de Sérsic, en prenant en compte les erreurs systématiques qu'induirait le fit. Par ailleurs les quantifications de ces erreurs de mesures pourront aussi être utilisés pour d'autres caractéristiques morphologiques de la galaxie notamment le rayon.

Nous rappelons, que nous appelons morphologie de type disque, toute morphologie spirale donc ayant un disque mais dont le bulbe n'est pas important, alors que nous appelons morphologie sphéroïdale, toute morphologie de type elliptique ou dominée par un bulbe.

Ce genre de tests est souvent entrepris lors de l'utilisation de logiciels comme Galfit. Pour avoir une classification raisonnable, l'échantillon des galaxies simulées doit refléter le mieux possible les conditions physiques et observationnelles des galaxies réelles. C'est pour cela que nous avons créé notre propre set de simulations et non utiliser ce qui existe déjà dans la littérature. De la même manière nous avons préféré utilisé des simulations pour nos tests à la place d'utiliser des galaxies réelles bien connues (Holden et al. 2009), qui sont des galaxies locales et donc ne reproduisant pas les mêmes conditions que les galaxies à plus haut redshift.

Données	Moyen utilisé
Bande K (sélection en masse)	ISAAC (VLT)
24 μ m (sélection en SFR)	MIPS (Hubble)
Rayons X durs (rejet des AGNs)	Chandra
Bande z (morphologie)	ACS (HST)

TABLE 2.1 – Simulations de galaxies : Le spectre des paramètres utilisés lors des simulations comptant au total 2604 galaxies simulées.

Paramètre	r_e (pix)	n	mag	q	vides
	1	1	20.5	0.75	31
	2	2	22.0		
	4	4	23.5		
	8	8			
	16				
	32				
	64				
Total	7	4	3	1	2604

TABLE 2.2 – Simulations de galaxies : Le spectre des paramètres utilisés lors des simulations comptant au total 2604 galaxies simulées.

2.2 Les différentes étapes

Les simulations ont été accomplies de telle manière qu’elles soient le plus fidèles possible à l’échantillon des galaxies réelles. Ainsi 2604 galaxies ont été simulées décrivant un large spectre de paramètres. Elles ont été conçues à l’aide de Galfit, après avoir entrepris cette tâche une première fois avec le logiciel IRAF. Cependant ce dernier est performant pour la photométrie mais il n’a pas été conçu pour créer des profils artificiels de galaxies, et en effet, nous avons pu remarquer que pour les simulations à l’aide d’IRAF la sous-estimation de l’indice de Sérsic était trop importante surtout pour les indices élevés. Nous optâmes pour des simulations à l’aide de Galfit pour notre étude.

Connaissant les valeurs d’entrée de ces galaxies, nous avons par la suite utilisé Galfit dessus pour ajuster un profil de brillance, et ainsi faire une comparaison avec les valeurs de sortie données par Galfit. Cela afin de

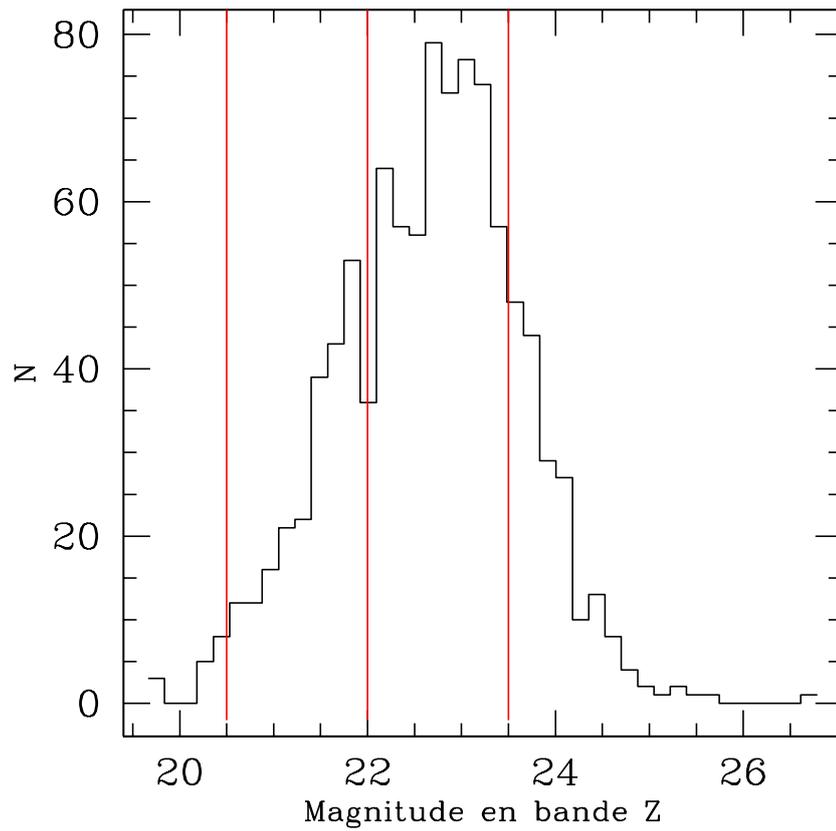


FIGURE 2.1 – Histogramme représentant la magnitude en bande z de notre échantillon de galaxies du champ GOODS-South. Les trois droites rouges représentent les trois valeurs de magnitudes utilisées pour les simulations, choisies de telle manière qu’elles concordent avec les valeurs réelles.

vérifier que l'ajustement était cohérent mais surtout de quantifier les erreurs systématiques et ainsi poser une limite dans l'indice de Sérsic entre les deux sous-classes.

Les galaxies artificielles sont la combinaison d'un modèle simulé par Galfit à l'aide des paramètres que j'ai donné en entrée et d'une image de fond de ciel qui ne comporte pas d'objets, on appellera cette dernière image vide. Les 31 images vides, qui ont été sélectionnées à l'oeil dans la carte du champ GOODS-S en bande z, vont permettre de donner aux modèles simulés un fond réel ayant donc les mêmes conditions d'observations que les galaxies réelles. Les modèles simulés sont réalisés à l'aide d'un profil de Sérsic avec différents paramètres, qui regroupent la magnitude mag , le rayon effectif r_e , l'indice de Sérsic n et le rapport des axes q ; la Table 2.2 énumère tous ces paramètres. Les trois valeurs de magnitude 20.5, 22.0 et 23.5 mag , sont censées représenter au mieux l'intervalle de magnitude de l'échantillon réel, voir Figure 2.1 où l'on voit l'histogramme des magnitudes en bande z et les trois valeurs (les droites rouges) des magnitudes simulées. On peut remarquer que les faibles magnitudes, i.e $mag_z > 24$ ne sont pas représentées, nous verrons par la suite la raison de ce choix, sachant que cela ne va pas affecter notre étude car la majorité des galaxies sont plus brillantes que cette limite (4/5 seulement de l'échantillon a une magnitude $mag_z > 23.5$). Le rayon effectif décrit un large spectre de valeurs, de 1 pixel jusqu'à 64 pixels, sachant que l'image totale représente un carré de 167 pixels de côté. J'ai choisi 4 valeurs pour l'indice de Sérsic à savoir, $n=1, 2, 4$ et 8, allant donc des très faibles aux très grandes compacités. Enfin le rapport des axes a été pris constant égal à 0.75.

Ce qui est intéressant avec Galfit est qu'il convolve ce modèle à une PSF qu'on lui donne ou qu'il crée lui-même, et nous avons opté pour le premier choix pour plus de prudence. Ici nous avons utilisé des étoiles sélectionnées à l'oeil dans le champ GOODS-S, 34 étoiles ont ainsi été sélectionnées parmi les étoiles ayant les formes les plus régulières et les magnitudes les plus brillantes sans qu'elles soient saturées. Elles ont des largeurs à mi-hauteur semblables ($3.76 \text{ pixels} \pm 0.09$) donc nous n'aurons pas de biais du à cela lors de la convolution. J'ai pris un soin particulier à centrer ces étoiles dans les images qui seront ensuite utilisées par Galfit lors de la convolution pour ne pas introduire de biais dans la forme du modèle, car sinon il sera convolué à une PSF décentrée. Pour les galaxies simulées une seule PSF a été utilisée lors de la création du modèle avec Galfit.

```

# Chi^2/nu = 0.000, Chi^2 = 0.138, N dof = 27889

=====
# IMAGE and GALFIT CONTROL PARAMETERS
A) none      # Input data image (FITS file)
B) galaxie2n8re32mag20_5.fits # Output data image block
C) none      # Sigma image name (made from data if blank or "none")
D) s28469_zmb.fits # Input PSF image and (optional) diffusion kernel
E) 1         # PSF oversampling factor relative to data
F) none      # Bad pixel mask (FITS image or ASCII coord list)
G) none      # File with parameter constraints (ASCII file)
H) 1 167 1 167 # Image region to fit (xmin xmax ymin ymax)
I) 170 170   # Size of the convolution box (x y)
J) 24.862    # Magnitude photometric zeropoint
K) 0.030 0.030 # Plate scale (dx dy)
O) regular   # Display type (regular, curses, both)
P) 1         # Create output only? (1=yes; 0=optimize)
S) 0         # Modify/create objects interactively?

# INITIAL FITTING PARAMETERS

# Objtype:  Fit?   Parameters

# Object number: 1
0) sersic # Object type
1) 83.5000 83.5000 0 0 # position x, y
3) 20.5000 0 # total magnitude
4) 32.0000 0 # R_e
5) 8.0000 0 # exponent
6) 0.0000 -1 # -----
7) 0.0000 -1 # -----
8) 0.7500 0 # axis ratio (b/a)
9) 0.0000 0 # position angle (PA)
10) 0.0000 0 # diskiness(-)/boxiness(+)
Z) 0 # Output option (0 = residual, 1 = Don't subtract)

=====

```

FIGURE 2.2 – On voit un exemple de fichier créé pour simuler une galaxie avec Galfit, ici la galaxie où on a utilisé le vide numéro 2, un indice de Sérsic égal à 8, un rayon effectif de 32 pixels et une magnitude de 20.5 mag. On peut retrouver les différents éléments évoqués comme la PSF, en D) la taille de l'image en H) qui a été prise similaire à celles des vraies galaxies, la magnitude zero point en J), en K) le nombre d'arsecondes par pixel qui concorde avec celui de GOODS-S et en P) le choix de créer uniquement un modèle si la valeur est 1. En ce qui concerne les paramètres du profil de Sérsic on les retrouve de la ligne 1) à 10).

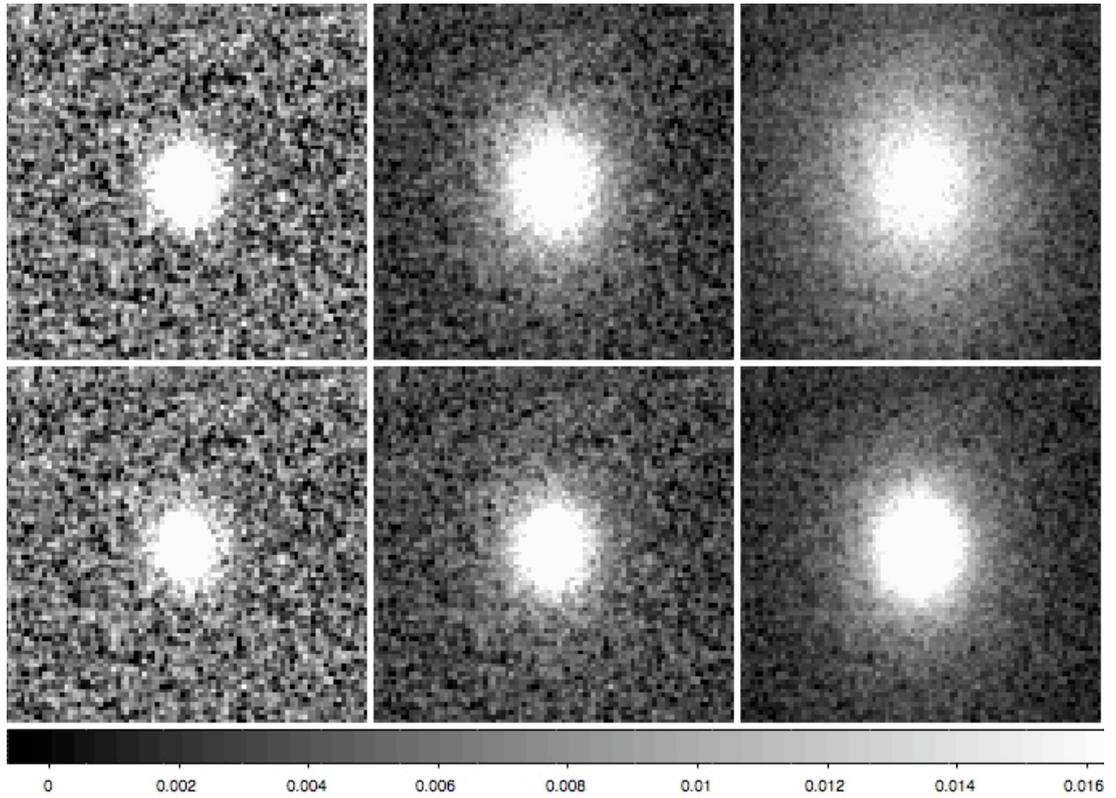


FIGURE 2.3 – Quelques exemples de galaxies simulées ont été exposées, pour le haut des galaxies ayant un profil exponentiel ($n=1$) et pour le bas des galaxies ayant un profil de de Vaucouleurs ($n=4$). On remarque que les disques ont des profils plus étalés sur le centre que les elliptiques qui sont très concentrées près du centre. Pour les deux types de profil en allant vers la droite le rayon augmente ainsi que la magnitude.

En ce qui concerne la magnitude 'zero – point' qui sert à convertir les comptage ADU en magnitude AB, dans la même optique que précédemment pour concorder le plus possible avec le set de galaxies réelles, j'ai pris la valeur correspondant à celle du champ en question dans la bande z, c'est-à-dire 24.862 mag. J'obtiens ainsi 84 types de profils de brillance différents qui additionnés aux 31 images de vide donneront au total 2604 galaxies artificielles. Dans la Figure 2.2 on voit un exemple de fichier créé pour simuler une galaxie avec Galfit ; ici la galaxie où on a utilisé le vide numéro 2, un indice de Sérsic égal à 8, un rayon effectif de 32 pixels et une magnitude de 20.5 mag. On peut retrouver les différents éléments évoqués comme la PSF (en D), la taille de l'image (en H) qui a été prise similaire à celles des images réelles, la magnitude zero point (en J), (en K) le nombre d'arsecondes par pixel qui concorde avec celui de GOODS-S et (en P) le choix de créer uniquement un modèle si la valeur est 1. En ce qui concerne les paramètres du profil de Sérsic on les retrouve de la ligne 1) à 10).

De plus pour avoir des objets simulés plus proches de la réalité, j'ai ajouté à l'image final un bruit poissonien à l'aide du logiciel IRAF. En effet, le vide utilisé reflète le bruit provenant du fond alors que le bruit poissonien ajouté ici, rendrait compte du bruit que l'on pourrait avoir sur le signal de la galaxie. Pour cela, j'ai utilisé la commande `mknoise` de IRAF, qui ajoute à l'image du modèle le bruit poissonien correspondant au signal de cet objet artificiel. Ainsi un signal bruit B de la forme :

$$B = P(\text{Image} \times \text{gain})/\text{gain} \quad (2.1)$$

a été pris en compte, où P est la fonction génératrice d'une loi de Poisson et où le gain représente le temps d'exposition du champs GOODS-S, c'est-à-dire 18232 s. Dans la Figure 2.3 quelques exemples de galaxies simulées ont été exposées, pour le haut des galaxies ayant un profil exponentiel ($n=1$) et pour le bas des galaxies ayant un profil de de Vaucouleurs ($n=4$). On remarque que les disques ont des profils plus étalés sur le centre que les elliptiques qui sont très concentrées près du centre. Pour les deux types de profils en allant vers la droite le rayon augmente ainsi que la magnitude.

2.3 Utilisation de Galfit sur les galaxies simulées

2.3.1 SExtractor

Avant d'utiliser Galfit sur les galaxies simulées, ayant vérifié que le fond d'image provenant des vides n'était pas nul (la valeur moyenne sur toutes les images de vides est de 0.0003 ± 0.0008), il fût préférable de soustraire ce fond afin de ne pas avoir de répercussion lors de l'ajustement en raison de la présence d'objets résiduels dans l'image. Ainsi le fond a été soustrait dans toutes les images automatiquement à l'aide de SExtractor (Bertin 2002), qui nous donna aussi accès à d'autres paramètres comme le rayon de Kron ($2.5r_{\text{Kron}}$ contient 99% du flux de la galaxie), le centre de chaque de l'objet mais aussi son élongation, son ellipticité. SExtractor détectera tous les objets qui sont dans l'image ayant une surface minimale au dessus de la limite de détection, cette dernière est précisée par l'utilisateur.

2.3.2 Ajustement

Galfit pour ajuster un profil de Sérsic, comme dit plus haut, requiert plusieurs paramètres en plus de l'image de l'objet en question, comme le bruit, la PSF, la région à ajuster. Durant la minimisation du χ^2 (le χ^2 réduit), les paramètres libres varient au cours des itérations jusqu'à atteindre les valeurs les plus proches des valeurs réelles. Ces paramètres libres qui correspondent aux coordonnées du centre et aux caractéristiques du profil de Sérsic peuvent être donnés à l'entrée en tant qu'estimation initiale.

Lors de l'ajustement à l'aide de Galfit, ce dernier utilise une image de bruit qu'il crée lui-même si une image de bruit ne lui est pas fournie. J'ai opté pour ce dernier choix, sachant que les deux images, celle de la galaxie en entrée et celle du bruit, doivent avoir la même unité, sinon le χ^2 n'aura aucun sens. Pour cela j'ai utilisé les images *weight* de mêmes dimensions disponibles sur le site web du champ GOODS, ces images représentent l'inverse de la variance par pixel, voir plus bas pour la manière par laquelle fut définie ces images. J'ai combiné cette variance avec le bruit poissonien provenant du signal de l'objet en les additionnant en quadrature :

$$\text{bruit} = \sqrt{\sigma^2 + \frac{\text{galaxie}}{t_{\text{exp}}}} \quad (2.2)$$

Où la deuxième partie représente le bruit poissonien en prenant en compte le gain, et σ^2 étant la variance tirée des images *weight*. Ces dernières sont censées représenter le bruit instrumental et une mesure du bruit de fond. Le champ GOODS ayant été observé en mosaïques, le temps d'exposition varie en fonction de la position, de plus, des pixels ont été masqués car non utilisables à cause par exemple de rayons cosmiques, et enfin, le fond du ciel varie d'une exposition à une autre. Tout cela contribue à la variation de la profondeur de l'image d'une position à une autre. Ainsi lors de la réduction de données, un modèle de bruit a été utilisé pour calculer le bruit attendu pixel par pixel. Les images résultantes, appelées images *weight*, sont ainsi censées représenter l'inverse de la variance pixel par pixel. Une étude a fait une comparaison entre certaines images créées de bruit et les images de bruit réel, une variation de seulement 5% a été détectée. Pour les galaxies simulées, les images *weight* sont celles des images de vides mais pour les galaxies réelles ce sont les images *weight* correspondantes.

En ce qui concerne la PSF, elle fut prise parmi l'échantillon de 34 étoiles qui avait été sélectionné. Deux tentatives ont été menées, la première étant de prendre toujours la même PSF, la deuxième étant de prendre une PSF aléatoire lors de l'ajustement. Cependant, aucune différence n'a été détectée entre les deux démarches tant que la PSF était bien centrée. Du moins pour les galaxies simulées le choix de la PSF n'a pas eu de répercussion sur l'ajustement. Les résultats présentés plus bas, pour les galaxies simulées, proviendront des ajustements où la même PSF a été utilisée. Pour les galaxies réelles, on a choisi de prendre à chaque ajustement la PSF la plus proche de la galaxie. La région à ajuster a été prise égale à toute l'image, car ici le seul objet prééminent de l'image est l'objet simulé, ainsi on n'aura pas de contamination dans la surface de brillance due à un objet proche de l'objet principal, contrairement aux galaxies réelles, on verra cela plus bas.

Il est possible de donner les paramètres de Sérsic comme estimations initiales en entrée. Cela fera accroître les chances d'avoir le meilleur profil en sortie mais aussi de l'avoir rapidement. Cependant, si pour les simulations l'on connaît les paramètres de Sérsic car on les a créés pour les galaxies réelles cela est plus difficile. Pour tester Galfit sur son efficacité à trouver la bonne solution mais aussi apprécier le temps mis pour l'ajustement, j'ai, pour les galaxies simulées, donné des valeurs différentes des vraies valeurs. En effet, j'ai, pour toutes les galaxies, quelques soit le profil et la magnitude, pris une magnitude $\text{mag} = 21$, un rayon effectif $r_e = 16$ pixels, un indice de

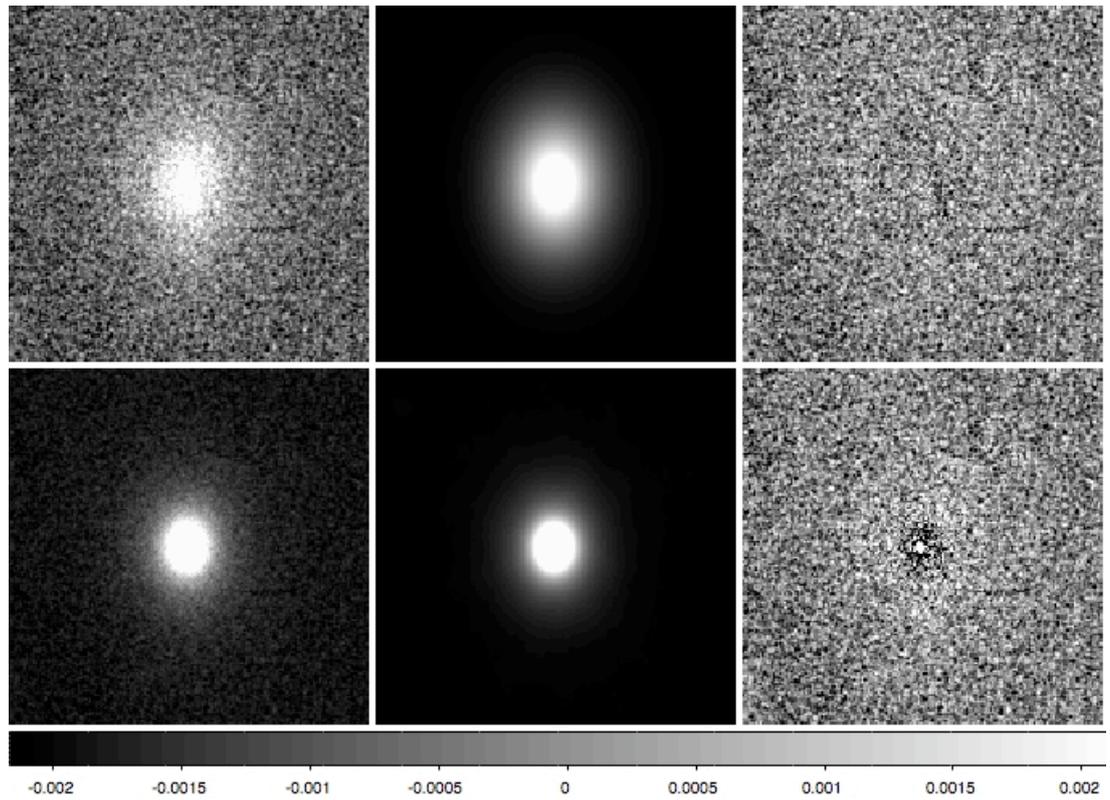


FIGURE 2.4 – On voit deux exemples d’ajustements, où dans la première ligne il y a respectivement de gauche à droite une galaxie simulée avec les paramètres suivants $n = 1$, $r_e = 32$ et $\text{mag} = 22.0$, le modèle créé par Galfit et enfin l’image résidu, qui est la soustraction de l’image en entrée par le modèle. Dans la deuxième ligne, mêmes images mais cette fois pour une galaxie simulée ayant les paramètres suivants $n = 4$, $r_e = 16$ et $\text{mag} = 20.5$.

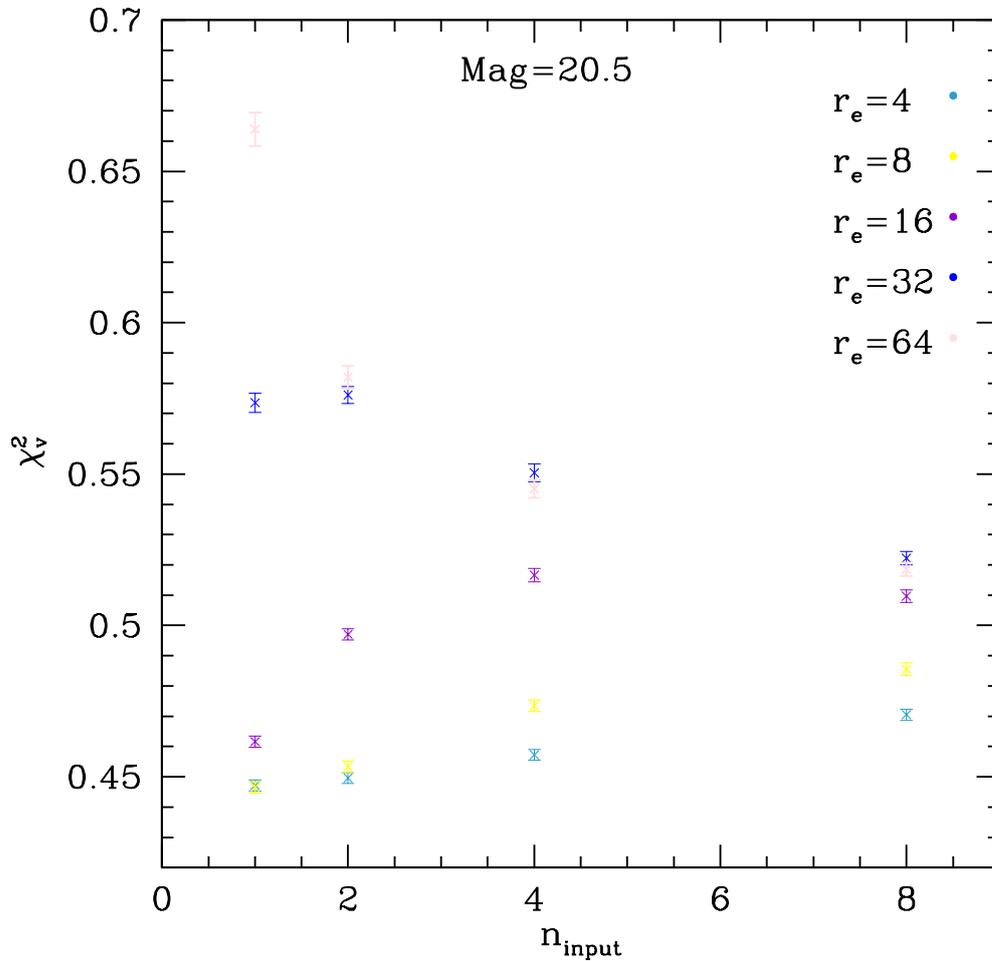


FIGURE 2.5 – On peut voir le χ_v^2 pour la magnitude $\text{mag} = 20.5$ en fonction de l'indice de Sérsic et du rayon en entrée. Chaque point représente une moyenne sur les 31 images vides et les barres représentent l'erreur sur la moyenne. On peut remarquer premièrement que le χ_v^2 a des valeurs inférieures mais proches de 1, qui serait obtenue pour un ajustement idéal.

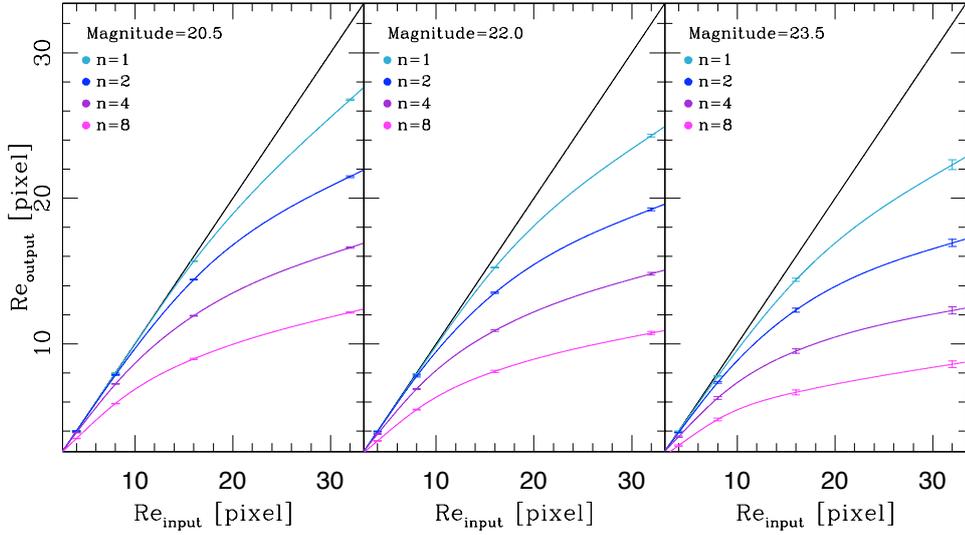


FIGURE 2.6 – Rayon ajusté en fonction du rayon simulé. On remarque qu’il y a une sous-estimation du rayon qui s’accroît avec l’augmentation de l’indice de Sérsic, du rayon et avec une magnitude de plus en plus faible.

Sérsic $n = 4$, un rapport des axes $q = 0.75$ et un angle $PA = 0^\circ$. Cependant auparavant j’ai fait le test en utilisant les vraies valeurs, cela ne change pas significativement les valeurs en sortie ni la durée de l’ajustement, du moins pour les simulations.

L’ajustement a ainsi été achevé automatiquement pour toutes les galaxies simulées. Dans la Figure 2.4, on voit deux exemples d’ajustements, où dans la première ligne il y a respectivement de gauche à droite une galaxie simulée avec les paramètres suivants $n = 1$, $r_e = 32$ et $mag = 22.0$, le modèle créé par Galfit et enfin l’image résiduelle, qui est la soustraction de l’image en entrée par le modèle. Dans la deuxième ligne, mêmes images mais cette fois pour une galaxie simulée ayant les paramètres suivants $n = 4$, $r_e = 16$ et $mag = 20.5$.

2.4 Résultats : sous-estimation

Les galaxies simulées ont toutes été ajustées avec succès, c’est-à-dire qu’il n’y a pas eu de crash arrêtant l’ajustement avant qu’il n’ait atteint une solution. Cependant, pour les galaxies à faibles rayons, $r_e = 1$ et 2

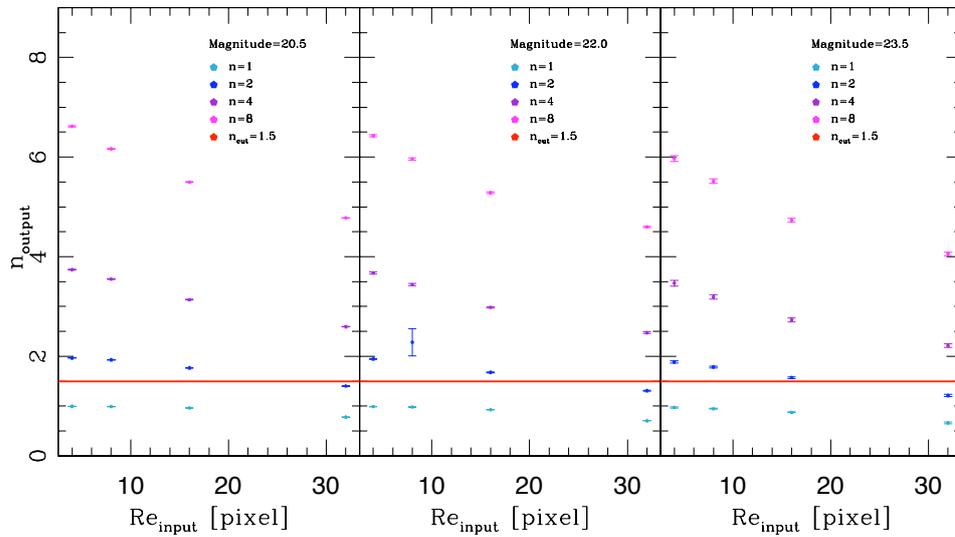


FIGURE 2.7 – Indice de Sérsic ajusté en fonction du rayon simulé pour les différentes magnitudes. On voit qu'il y a une sous-estimation de l'indice de Sérsic qui s'accroît en allant vers des indices de plus en plus élevés, et des magnitudes de moins en moins brillantes. Cependant pour $n = 1$ la sous-estimation est très faible. La droite rouge correspond à la limite prise entre les disques ($n < 1.5$) et les sphéroïdes ($n > 1.5$).

pixels, les paramètres ne sont pas fiables, étant complètement dégénérés et très différents des paramètres initiaux. Cela est compréhensible, car ils ont une dimension inférieure à la PSF utilisée lors de l’ajustement. Quoiqu’il en soit cela n’est pas gênant car ces dimensions ne sont pas physiques étant très inférieures aux dimensions réelles des galaxies.

Dans la Figure 2.5, on peut voir le χ_v^2 pour la magnitude $\text{mag} = 20.5$ en fonction de l’indice de Sérsic et du rayon en entrée. Chaque point représente une moyenne sur les 31 vides et les barres représentent l’erreur sur la moyenne. On peut remarquer premièrement que le χ_v^2 a des valeurs inférieures mais proches de 1, qui serait obtenue pour un ajustement idéal. Deuxièmement, on peut dire que quels que soient le rayon et l’indice de Sérsic, la fiabilité de l’ajustement ne change pas significativement. Quant à la magnitude, les ajustements sont légèrement meilleurs pour la magnitude $\text{mag} = 20.5$ que pour les deux autres magnitudes, en effet le χ_v^2 a une valeur moyenne inférieure à 0.1. En ce qui concerne ces valeurs du χ_v^2 nous pouvons dire que l’ajustement a bel et bien été effectué correctement, mais il reste à vérifier les valeurs des paramètres obtenus en sortie avec les valeurs en entrée.

Dans la Figure 2.6, on peut voir la valeur du rayon effectif déterminé par Galfit en fonction du rayon simulé, pour les différents indices de Sérsic (en cyan $n=1$, en bleu $n=2$, en violet $n=4$ et en rose $n=8$) et pour les trois magnitudes simulées. En noir est tracée la droite $y=x$. Les valeurs représentent les moyennes calculées pour les 31 vides, et les barres d’erreurs représentent l’erreur sur la moyenne (nous n’avons pas pris en compte l’erreur calculée par Galfit sur chaque paramètre). On remarque qu’il y a une sous-estimation du rayon systématique qui s’accroît en allant vers les grands rayons, mais aussi qui s’accroît en allant vers les indices de Sérsic de plus en plus élevés et vers des magnitudes de moins en moins brillantes.

La Figure 2.7, représente l’indice de Sérsic ajusté par Galfit en fonction du rayon simulé, avec le même code de couleur que précédemment. De la même façon, on remarque que l’indice de Sérsic est sous-estimé, toutefois pour $n = 1$ la sous-estimation reste très négligeable, par contre plus l’indice de Sérsic est grand et plus la sous-estimation sera forte surtout en augmentant le rayon et en ayant des magnitudes de plus en plus faibles. Nous avons aussi vérifié que la magnitude était aussi sur-estimée, c’est-à-dire que les magnitudes de l’ajustement sont moins brillantes que les magnitudes simulées.

Dans ce qui suit nous allons nous pencher plus en détail sur cette sous-estimation en essayant de comprendre d'où elle provient, puis nous allons, mettre une limite dans l'indice de Sérsic pour différencier les deux sous-classes, c'est-à-dire disque/sphéroïde.

2.5 Sous-estimation

Il est important de comprendre plus en détail cette sous-estimation à la fois de l'indice de Sérsic et du rayon effectif dans le profil de Sérsic. En effet, l'étude des dimensions des galaxies en fonction du redshift est un élément important pour comprendre l'évolution des galaxies, en l'occurrence le rôle des fusions dans l'assemblage de la masse et de la transformation morphologique. J'ai notamment contribué à une étude réalisée par Mancini et al. 2010 où j'ai réalisé des simulations de galaxies à l'aide de Galfit, je reviendrai dessus plus bas. Mais cela s'avère aussi important dans notre étude, car nous voulons justement faire une distinction entre les galaxies disques et sphéroïdes à l'aide de l'indice de Sérsic. En dehors de notre étude, cette sous-estimation du rayon et de l'indice de Sérsic a déjà été explorée par plusieurs travaux, que ce soit avec Galfit ou d'autres logiciels.

En ce qui concerne les logiciels autres que Galfit, on peut citer entre autres l'étude faite par Moriondo et al. 2000 sur un code qui crée un modèle à 2 dimensions de la galaxie ajustée à l'aide d'une composante de bulbe et une composante de disque convoluée ensuite à une PSF. L'estimation faite, lors de l'ajustement, de l'indice de Sérsic et du rayon sous-estime les valeurs réelles qu'ils utilisèrent dans leurs simulations de galaxies. On peut voir dans la Figure 2.8, la tendance de l'indice de Sérsic ajusté par rapport à l'indice de Sérsic simulé; il y a une sous-estimation de n qui s'accroît pour les profils les plus concentrés. En ce qui concerne les études faites avec Galfit, on peut citer entre autres, les études réalisées par Williams et al. 2010 et Konishi et al. 2010, qui ont effectué des études similaires à la nôtre, où ils utilisèrent à peu près les mêmes étapes pour les simulations, ainsi que pour l'ajustement réalisé sur les images simulées, en particulier l'utilisation de SExtractor pour les estimations initiales des paramètres. La première étude a trouvé des sous-estimations importantes de l'ordre de 15% et 10% pour respectivement n et r_e , lorsque n était supérieur à 8. Quant à la deuxième, ils trouvèrent des déviations systématiques du rayon

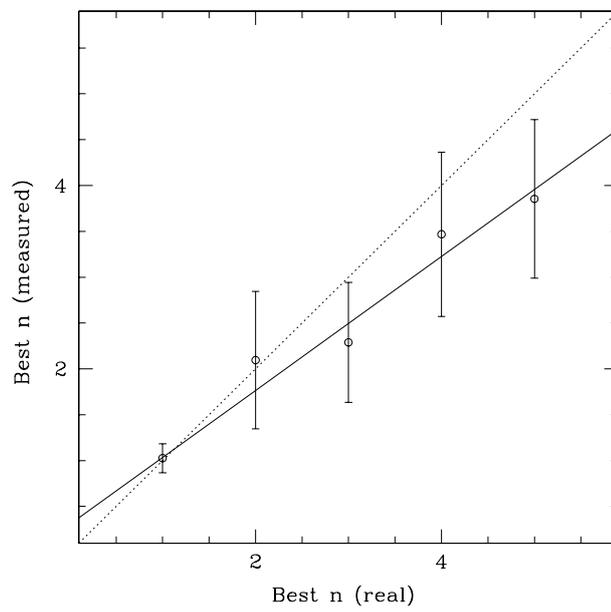


FIGURE 2.8 – Figure provenant de Moriondo et al. 2000, on peut voir la sous-estimation de l'indice de Sérsic ajusté en fonction de l'indice de Sérsic simulé.

de l'ordre de 10%. De plus toutes ces études ont remarqué qu'en ajustant des magnitudes de moins en moins brillantes, la sous-estimation devenait plus importante.

On peut ajouter l'étude approfondie faite par Häussler et al. 2007 sur des simulations de milliers de galaxies en faisant varier une multitude de paramètres. En effet, les simulations effectuées ont été d'abord ajustées individuellement, mais elles ont aussi été implémentées à une image réelle et ensuite ajustées, de façon à quantifier la contribution en flux des compagnons dans le flux de l'objet lors de l'ajustement. Ils ont aussi comparé les deux logiciels Galfit et GIM2D pour ces simulations, en utilisant essentiellement des estimations provenant de SExtractor à part pour le rayon. Ils trouvèrent qu'il y avait une sous-estimation du rayon et de n pour le profil $n=4$ par rapport au profil $n=1$, et que cet effet était accentué pour des magnitudes de plus en plus élevées. On peut voir cela dans la Figure 2.9, où ils comparent pour le profil de Sérsic $n=4$ les deux logiciels Galfit et GIM2D, on constate que pour Galfit il y a une légère sous-estimation du rayon et de n , qui s'accroît en allant vers les magnitudes les moins brillantes, cependant la déviation reste très faible. Tandis que GIM2D, donne une surestimation du rayon et de n , avec une dispersion est plus grande. Ils concluent sur ce point en disant que Galfit est meilleur pour faire une classification entre les elliptiques et les spirales par rapport au logiciel GIM2D.

Plusieurs études, en plus de celles citées plus haut, ont montré qu'il y avait une sous-estimation qui affecte à la fois le rayon et l'indice de Sérsic, il semblerait donc qu'elle ne soit pas due au logiciel, mais liée intrinsèquement au type de profil. Et en ce qui concerne le fait qu'à chaque fois le rayon et l'indice de Sérsic soient affectés parallèlement, cela est probablement dû au fait qu'il existe un lien entre ces deux paramètres comme l'ont indiqué Caon et al. 1993.

Mancini et al. 2010 ont étudié un échantillon de galaxies elliptiques à haut redshift afin de comprendre la formation des galaxies elliptiques. Une attention particulière a été donnée au rayon de ces galaxies qui a été déterminé grâce à l'ajustement d'un profil de Sérsic avec Galfit. Nous avons alors effectué, pour cette étude, le même type de simulations que ci-dessus pour quantifier le rayon de ces galaxies elliptiques en estimant les erreurs provenant de l'ajustement. Les résultats suggéreraient, contrairement à d'autres études, que le rayon des galaxies elliptiques à haut redshift serait du même

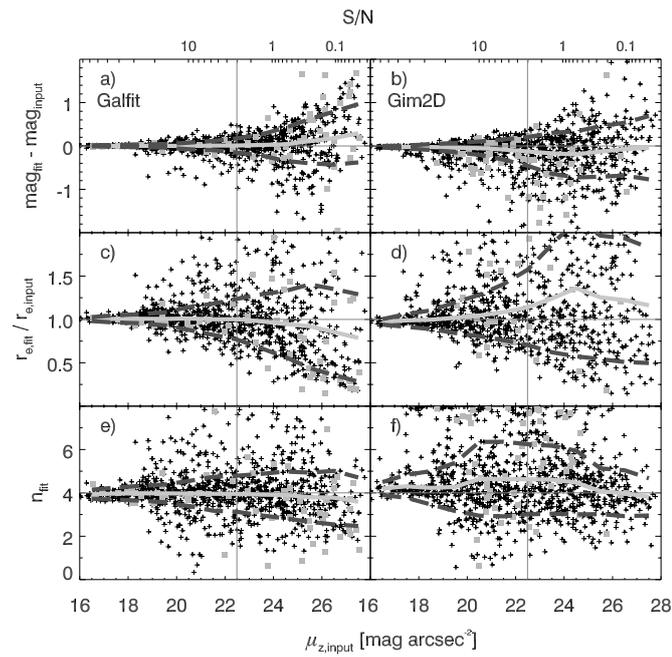


FIGURE 2.9 – Figure provenant de Häussler et al. 2007, qui compare pour le profil de Sérsic $n=4$ les deux logiciels Galfit et GIM2D, on voit que pour Galfit il y a une sous-estimation du rayon et de n , qui s'accroît en allant vers les magnitudes les moins brillantes, cependant la déviation reste très faible. Tandis que GIM2D, donne une sur-estimation du rayon et de n , et la dispersion est plus grande.

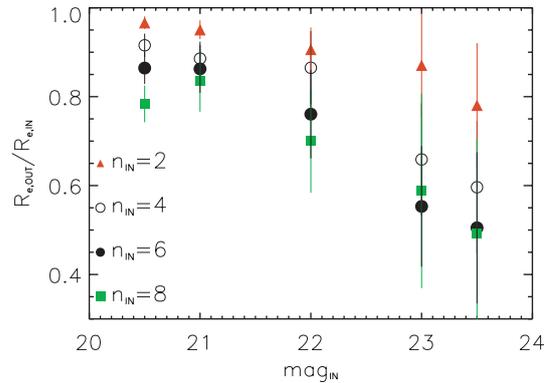


FIGURE 2.10 – Figure provenant de Mancini et al 2010, on peut voir la sous-estimation du rayon ajusté par rapport au rayon simulé qui s’accroît avec des magnitudes de moins en moins brillantes et des indices de Sérsic de plus en plus élevés.

ordre de grandeur que celui à bas redshift. Car en effet sa détermination serait sous-estimée avec Galfit, et en corrigeant de cette erreur on retrouve des dimensions comparables à celles des galaxies elliptiques locales. Ce résultat est très important dans la compréhension de l’évolution des galaxies et notamment dans le rôle des fusions dans la formation des galaxies elliptiques, dans la Figure 2.10, on peut voir la sous-estimation du rayon qui s’accroît avec des magnitudes de moins en moins brillantes et des indices de Sérsic de plus en plus élevés. Cependant, ce résultat est tout de même pris avec des pincettes, vu que les galaxies étudiées n’ont pas un signal sur bruit notable, ce qui est requis pour la cohérence des valeurs données par l’ajustement.

L’interprétation de cette sous-estimation qui comme on l’a vu, existe essentiellement pour les profils concentrés ($n > 1$) est la suivante : les profils concentrés sont très piqués au centre, décroissant abruptement près de ce dernier mais gardant une composante non nulle mais très faible qui s’étendra loin du centre de l’objet. Ainsi, pour ce type de profil, il est fort probable que Galfit, comme d’autres logiciels, considèrent ces ailes étendues comme du bruit de fond à cause de leurs faibles valeurs et de leur grande étendue. Il aura alors tendance à ajuster la région centrale, ayant ainsi des rayons plus petits, mais aussi des indices plus faibles, car les deux

sont liés. Ce phénomène sera logiquement accentué aux faibles magnitudes, et c'est ce qui est remarqué. Ainsi cela ne peut être évité, cependant on peut avoir une atténuation de ce phénomène en faisant jouer plusieurs options. En effet, il est possible qu'en prenant des régions d'ajustement plus grandes pour les galaxies elliptiques donne plus de chances à Galfit d'estimer le réel fond, qui se trouve être loin du centre, et ainsi avoir une meilleure valeur du rayon, mais cela n'est pas approprié pour une étude statistique d'un grand échantillon de galaxies qui ont probablement des compagnons. Une deuxième option qui aurait pu peut-être être prise en compte est la valeur du fond de ciel, en effet, nous avons utilisé SExtractor pour soustraire le fond de l'image et ainsi avoir un fond approximativement nul. Cependant, il est probable qu'il eut été meilleur de garder ce fond et de le modéliser en même temps que la galaxie, comme cela a été fait dans Häussler et al. 2007. Ils montrèrent effectivement qu'utiliser SExtractor pour estimer le fond de ciel n'était pas la meilleure option avec Galfit, car ils vérifièrent qu'il surestimait la valeur du fond de ciel. Ainsi il est possible qu'en soustrayant par SExtractor, nous avons augmenté cette tendance à sous-estimer le profil.

Cependant, par prudence j'ai utilisé Galfit sur quelques images avant d'avoir soustrait le fond de ciel, en suivant les recommandations de l'étude de Häussler et al. 2007 c'est-à-dire en modélisant aussi le fond de ciel. Ayant déjà les résultats de l'ajustement après soustraction du fond, la comparaison des deux résultats montra qu'il n'y avait pas, en tout cas pour notre cas, de grand impact sur les valeurs qui nous intéressent. Quoiqu'il en soit, cela n'est pas problématique dans notre étude car nous avons besoin de valeurs relatives de l'indice de Sérsic pour différencier les deux sous-classes, je traiterai cela dans la section suivante. Quant au rayon, il a été utilisé dans notre étude, mais sans impact sur les conclusions physiques de nos travaux.

2.6 Limite sur n

Le paramètre capital de cette étude est comme dit plus haut, l'indice de Sérsic qui nous permettra de différencier les deux sous-classes disques et sphéroïdes. Plusieurs études ont montré que l'indice de Sérsic était corrélé au type de Hubble (Andredakis, Peletier, & Balcells 1995, Ravindranath

et al 2004 voir Chapitre précédent), reste à savoir où mettre la limite dans cet indice pour différencier ces deux sous-classes, sachant que l'on veut en particulier une classe de purs disques. On sait qu'un disque a un profil exponentiel, qui correspond à $n = 1$. Sachant que les galaxies spirales contiennent majoritairement un bulbe au centre, on devrait avoir un indice légèrement plus grand à cause de la forte concentration au centre due au bulbe.

Si l'on se base sur les simulations, Figure 2.7, on voit que l'indice de Sérsic commence à être significativement sous-estimé à partir de $n > 1$, car pour $n=1$ la sous-estimation est très faible voire inexistante. Ainsi si l'on décide de mettre une limite à un n légèrement supérieur à $n=1$, par exemple $n=1.5$ (droite rouge), on aura la majorité des galaxies spirales à faible bulbe car cet indice correspond en réalité à un indice réel légèrement plus grand et que d'autre part on sera très faiblement contaminé par des elliptiques ayant des indices assez faibles. En effet, certaines études ont trouvé des elliptiques ayant des indices de l'ordre de 2 (Elmegreen et al 2008), or ici on voit que l'on est que très faiblement contaminé par cette classe, seulement à grand rayon. De plus, cette même étude a trouvé que les galaxies clumpy avait un indice très faible, même inférieur à 1. Cela nous reconforte dans notre choix, vu qu'à haut redshift une grande majorité de galaxies spirales sont clumpy. Enfin, il est possible que l'on manque les galaxies spirales ayant un bulbe proéminent, en effet, plusieurs études classent les spirales à partir de n inférieur à 2 (Ravindranath et al 2004, Pannella et al 2006), pour ne pas rater ces galaxies à bulbes. Cependant, on estime, que la présence du bulbe pourrait déjà être un stade intermédiaire dans les galaxies spirales, en l'occurrence un début de quenching, qui est la baisse ou la suppression de la formation d'étoiles. Désirant ici, étudier les galaxies spirales typiques sans bulbe ou avec un faible bulbe, nous avons décidé de prendre la limite entre les deux sous-classes à $n = 1.5$. Certains travaux, ont aussi pris une telle limite argumentant dans le sens qu'un bulbe pourrait cacher un AGN, et donc être dans une sous-classe de spirales ayant du feedback à cause de l'AGN central (Bell 2008).

En conclusion, pour $n > 1.5$ la galaxie sera classée comme spheroides et pour $n < 1.5$ la galaxie sera classée comme disque.

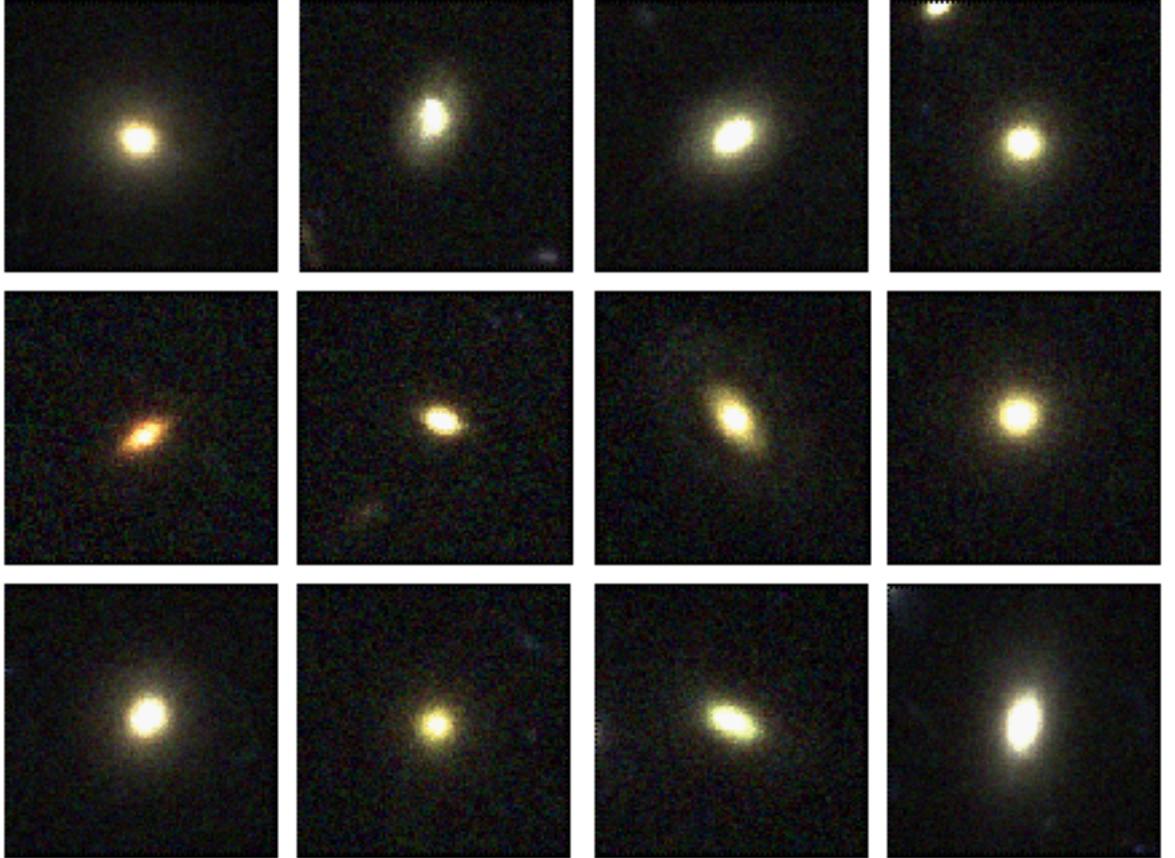


FIGURE 2.11 – Exemples de galaxies elliptiques avec $n > 1.5$.

2.7 Résultats de la morphologie sur l'échantillon réel

Nous avons utilisé la même méthodologie sur les galaxies réelles lors de l'ajustement par Galfit que celle entreprise avec les galaxies simulées à quelques différences près. A savoir, la soustraction du fond à l'aide de SExtractor, la création d'une image de bruit cette fois-ci en utilisant uniquement le bruit poissonien. Lors de l'ajustement les valeurs données en entrée sont les valeurs qui nous sont fournies par SExtractor pour la magnitude, le rayon effectif, r_e , le rapport des axes q , l'angle PA. L'indice de Sérsic, lui, a été pris égal à 2 et les coordonnées sont celles des observations. De plus, si SExtractor détectait des objets proches de la galaxie principale au

2.7. RÉSULTATS DE LA MORPHOLOGIE SUR L'ÉCHANTILLON RÉEL⁴⁷

centre dans un alentour de $2.5 \times r_{\text{Kron}}$, cet objet (ou ces objets) était aussi inclus dans l'ajustement pour ne pas être biaisé par sa luminosité.

De multiples vérifications ont été faites sur les ajustements effectués sur ces galaxies réelles, dont une vérification à l'oeil. En appliquant la limite sur l'indice de Sérsic pour distinguer les deux familles, à savoir les galaxies disques et les sphéroïdes on obtient les résultats suivants :

1. 25% de galaxies sphéroïdes ($n > 1.5$) avec $n_{\text{moy}} \sim 2.8$
2. 75% de galaxies spirales ($n < 1.5$) $n_{\text{moy}} \sim 0.8$

Dans la Figure 2.11, nous avons représenté quelques galaxies provenant de l'échantillon de sphéroïdes, ce sont des elliptiques à la forme très régulières. Cependant, cet échantillon est aussi contaminé par des galaxies spirales à bulbe proéminent (nous verrons cela dans la suite), et aussi par les quelques fusions (ou ce qui semble être une fusion) de galaxies de notre échantillon. Et dans la Figure 2.12, sont représentées quelques galaxies de l'échantillon de spirales. Ce sont des spirales très bien dessinées avec un faible bulbe. Bien sûr, notre échantillon ne contient pas uniquement que d'aussi belles galaxies, l'on retrouve aussi des galaxies avec une brillance de surface très faible au point de ne pas pouvoir bien voir les détails de la galaxie (mais elles représentent un faible pourcentage de notre échantillon 3%), l'on a aussi des spirales où l'on distingue pas les bras mais seulement le disque, etc...

Enfin une sélection à l'oeil a été faite des candidats de fusion ainsi que des galaxies semblant avoir un compagnon ou même une distorsion. Cependant, nous n'avons pas de redshift pour l'objet proche (aussi bien pour la fusion que pour le compagnon), il fut jugé plus prudent de ne pas utiliser ces classifications.

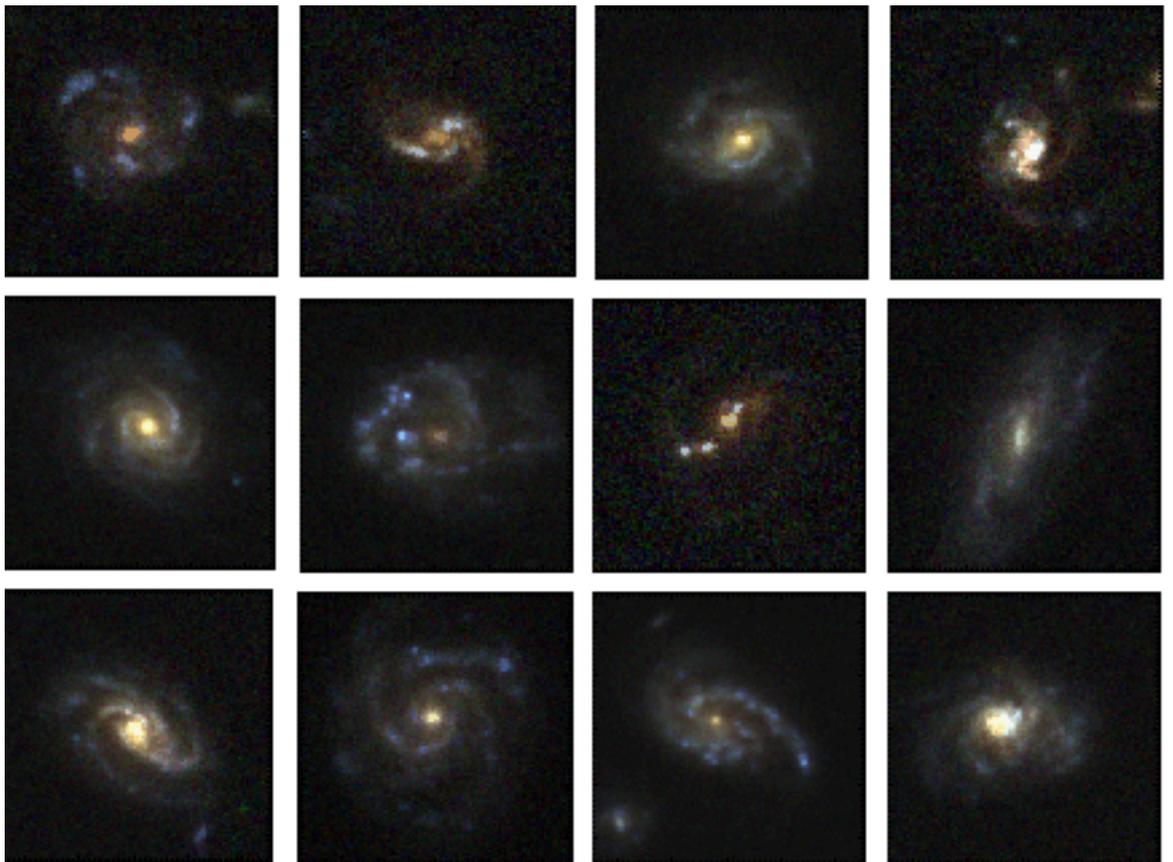


FIGURE 2.12 – Exemples de galaxies spirales avec $n < 1.5$.

Chapitre 3

Clumpiness

3.1 Classifications non paramétriques

Les classifications présentées plus haut sont des classifications paramétriques où on paramétrise la galaxie à l'aide de fonctions analytiques. Il y a un autre type de classifications, dites classifications non paramétriques, où l'on mesure directement sur la galaxie des paramètres qui sont corrélés avec le type morphologique. Ce type de classification est apparu car certains estimaient que les classifications précédentes, comme celle de Hubble, ne devenaient plus satisfaisantes, voire même ne reflétaient pas une réelle transition physique entre les différentes familles.

En effet, l'avancée en instrumentation permettant de scruter un Univers de plus en plus lointain, a aussi montré que la fraction de galaxies n'entrant plus dans les classifications basées sur des données locales augmentaient avec le redshift. De plus, s'il y a une réelle séparation physique entre les galaxies elliptiques, spirales et irrégulières, les différences de comportement physique entre les sous-types, comme par exemple, les Sa par rapport au Sb, n'est pas si explicite que cela. Ainsi le sens physique par lequel on comprendrait la séquence de Hubble n'est pas clair. On peut citer comme exemple, l'étude menée par Kennicutt (1981), où il trouva que l'angle d'ouverture des bras spiraux montrait une faible corrélation avec le type de Hubble, ou aussi les travaux de Hameed & Devereux (1999), qui indiquent que toutes les spirales, tous types confondus, ont en moyenne le même type de population stellaire. De plus, créer une classification automatique qui prendrait en compte tous les détails d'un type de classification comme celui de Hubble ou de de Vaucouleurs demande un travail de longue

haleine.

C'est pour cela, qu'à partir des travaux de Morgan (1958, 1959) commença à se mettre en place une nouvelle méthodologie dans la classification des galaxies qui se voulait indépendante du type et du redshift de la galaxie. Ces travaux préliminaires consistèrent à classer les galaxies en fonction de la concentration de leur luminosité centrale. Ce paramètre fut repris par la suite, en le sophistiquant, entre autre par Abraham et al. 1994, 1996 et par Conselice et al. 2000. Logiquement ce paramètre est lié à l'indice de compacité provenant du profil du Sérsic. Un autre paramètre de ce type, appelé asymétrie, a été proposé par Abraham et al. 1994, qui refléterait lui le degré de symétrie de la galaxie. Il se calcule en obtenant la valeur absolue de la différence entre l'intensité de la galaxie et l'intensité de la galaxie tournée de 180° . La détermination du centre de la galaxie est particulièrement importante. Cette asymétrie est censée refléter la présence de la fusion ou de l'interaction de galaxies, cependant toutes les fusions n'amènent pas forcément à des asymétries de même qu'une forte asymétrie ne reflète pas forcément une fusion ou une interaction (Lotz, Primack, & Madau 2004). Un autre paramètre appelé smoothness, plus fréquemment appelé clumpiness, a été suggéré par Takamiya (1999) et repris par Conselice (2003), il vise à rendre compte de l'aspect homogène ou granuleux de la galaxie. Ce paramètre serait lié à la formation d'étoiles récentes dans les galaxies, qui sont en place dans les nuages moléculaires.

Dans la Figure 3.1 provenant de Conselice (2003), il y est schématisé les trois paramètres avec les images correspondantes, en haut le paramètre de symétrie où, de gauche à droite, on voit la galaxie, puis la galaxie tournée de 180° , et l'image résiduelle étant la soustraction des deux, en dessous la même chose pour la clumpiness sauf que l'image au milieu représente l'image où l'on a passé un filtre pour homogénéiser l'objet. Et enfin en bas, est représenté le paramètre de concentration. Nous nous concentrons dans la suite sur le paramètre de clumpiness, que nous utiliserons dans notre étude.

3.2 Clumpiness

Nous nous intéressons dans notre étude à l'activité des galaxies essentiellement par leur formation d'étoiles, c'est donc pour cela que nous accor-

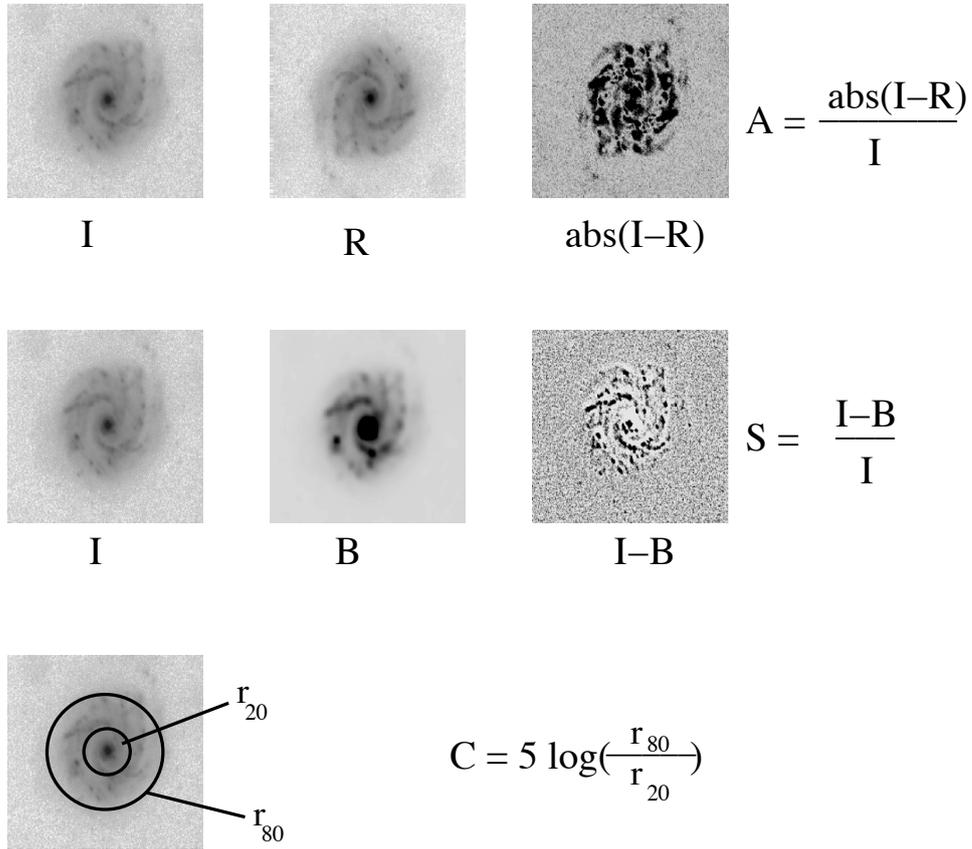


FIGURE 3.1 – Image provenant de Conselice (2003), il y est schématisé les trois paramètres avec les images correspondantes, en haut le paramètre de symétrie où, de gauche à droite, on voit la galaxie, puis la galaxie tournée de 180° , et l'image résiduelle étant la soustraction des deux, en dessous la même chose pour la clumpiness sauf que l'image au milieu représente l'image où l'on a passé un filtre pour homogénéiser l'objet. Et enfin en bas, est représenté le paramètre de concentration.

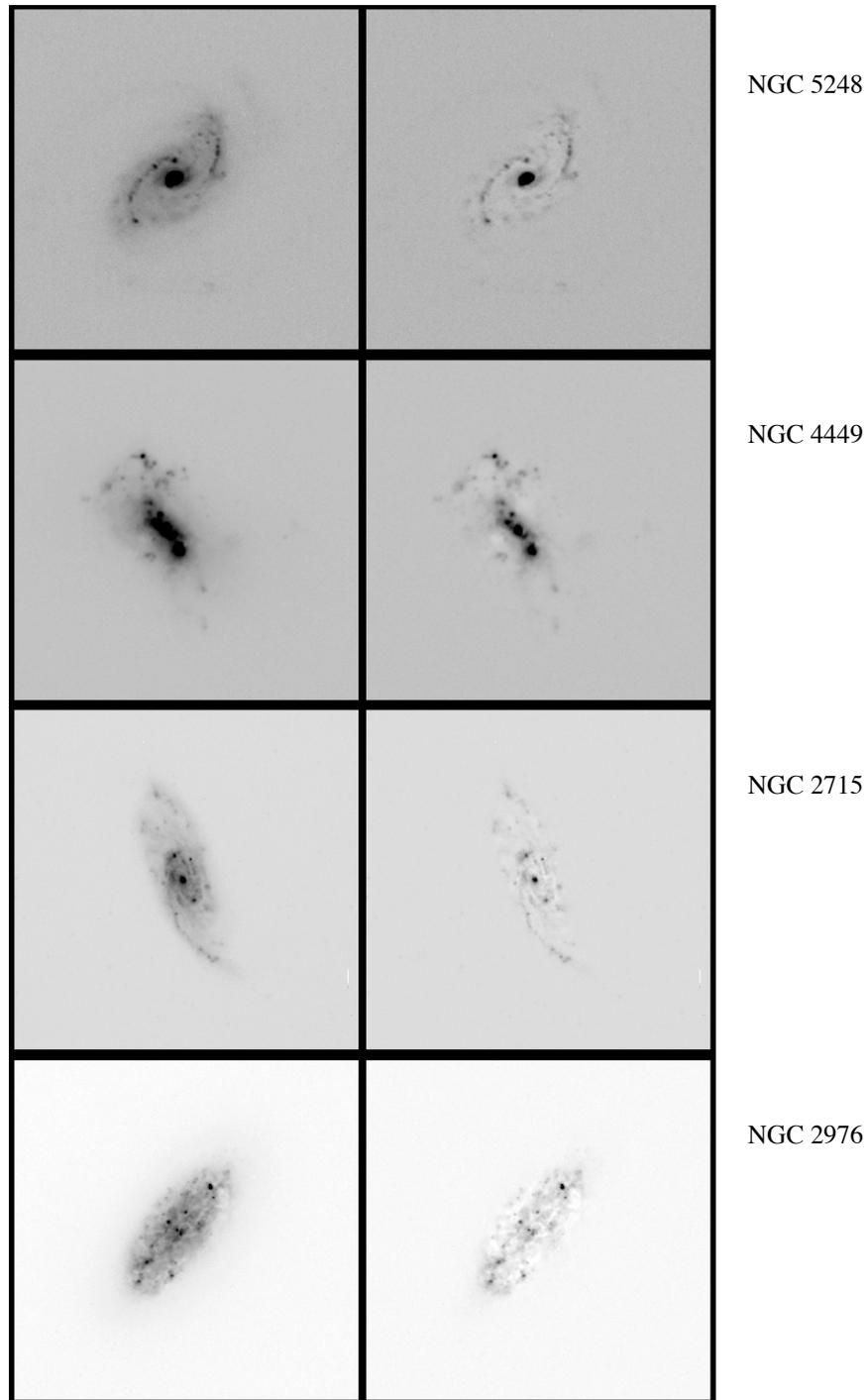


FIGURE 3.2 – Image provenant de Takamiya (1999), exemples de galaxies clumpy, on voit sur le panneau de gauche les images des galaxies et sur le panneau de droite les images résiduelles correspondantes, où la clumpiness sera calculée. On constate que dans ces images résiduelles, les clumps sont bien mis en évidence.

dons une attention particulière à la clumpiness, car ce paramètre rendra compte de l'aspect granulaire d'une galaxie, or cet aspect représente les amas et les regroupements stellaires où la formation d'étoiles est récente. Il est donc naturel de retrouver une corrélation entre ce paramètre et la formation d'étoiles dans une galaxie. La place des galaxies clumpy dans la compréhension de l'évolution des galaxies est d'autant plus importante qu'à haut redshift elles deviennent très nombreuses, devenant un trait commun des galaxies à formation d'étoiles à $z \sim 2$ (Elmegreen & Elmegreen 2005, Elmegreen et al., 2007, 2009a, Genzel et al., 2008). Ce trait de caractère des galaxies à haut redshift est important à déchiffrer, en effet à bas redshift on ne retrouve pas autant de galaxies clumpy mais aussi les rares clumps rencontrés dans l'Univers local ont une dimension moindre que celles des clumps dans l'Univers lointain qui peuvent atteindre des dimensions de l'ordre du kpc. Ainsi pour comprendre l'évolution des galaxies il est important de comprendre le comportement de ces galaxies clumpy, surtout que pour notre étude-ci, nous sommes à un redshift assez conséquent, $z = 1$, pour qu'elles deviennent non négligeables en nombre.

La clumpiness quantifie la fraction des signaux élevés provenant des petites distributions spatiales par rapport au signal homogénéisé de toute la galaxie, ainsi on obtiendra la proportion relative en luminosité des petites régions de la galaxie où la lumière y est fortement concentrée. Et ceci est censé représenter les régions où une forte formation stellaire est en cours, probablement regroupant plusieurs sites de formation d'étoiles. Par conséquent, les galaxies elliptiques ne montrant, normalement, pas d'inhomogénéités ne devraient pas avoir un paramètre de clumpiness élevé, il devrait être proche de la valeur nulle. Pour cela, une définition proposée par Conselice (2003) se basant sur la définition donnée par Takamiya (1999), est la plus généralement utilisée. Il définit le paramètre de Smoothness, ou clumpiness, de la manière suivante :

$$S = 10 \times \frac{\sum_{x,y=1,1}^{N,N} (I_{x,y} - I_{x,y}^{\sigma}) - B_{x,y}}{\sum_{x,y=1,1}^{N,N} I_{x,y}} \quad (3.1)$$

Où $I_{x,y}$ représente le signal provenant de toute l'image comportant l'objet, $I_{x,y}^{\sigma}$ étant la même image après avoir été homogénéisée à l'aide d'un filtre de dimension σ , en effet cela permettra de réduire la résolution en faisant disparaître les détails de taille inférieure à ce filtre. Ce filtre a été choisi par Conselice 2003 dépendant du rayon de la galaxie. Il soustrait ces deux flux

et le divise par le flux de l'image initiale pour faire apparaître la fraction de flux provenant des régions concentrées de la galaxie, qui correspondrait au signal provenant des clumps.

En effet, en homogénéisant l'image initiale, il ne laisse passer que les grandes structures, les clumps seront ainsi éliminés. En soustrayant l'image réelle et l'image filtrée, il obtiendra normalement, le flux provenant seulement des petites régions, en l'occurrence celui des clumps. La division par le flux total de la galaxie donnera la fraction du signal à haute fréquence spatiale, provenant des clumps, par rapport au flux total.

De plus, il soustrait la contribution provenant du fond, pour ne pas introduire du signal provenant du bruit de fond, cela correspond au terme $B_{x,y}$ et puis, il enlève la partie centrale près du centre, qui peut introduire du signal parasite dans le calcul de la clumpiness à cause de la présence de bulbe. Il supprime cette partie à l'aide d'un masque circulaire proportionnel au rayon et enfin il met à zéro tous les pixels ayant une valeur négative.

La quantité appelée clumpiness sera la somme sur tous les pixels du signal de l'image résiduelle divisée par la somme sur tous les pixels du signal de l'image initiale.

On peut voir l'image créée par ce processus dans la Figure 3.1 dans le panneau horizontal du centre, où l'image tout à droite, représente l'image résiduelle étant la soustraction $I_{x,y}$ par $I_{x,y}^\sigma$, on voit que les clumps sont mis en évidence. On peut aussi le voir dans la Figure 3.2 provenant de Takamiya (1999), où la colonne de gauche représente l'image réelle et celle de droite l'image résiduelle, obtenue d'une façon similaire à Conselice (2003) pour différentes galaxies.

Cette définition généralement utilisée (Takamiya (1999), Conselice (2003), Lotz, Primack, & Madau 2004, Hambleton et al. (2011)) représente en fin de compte la fraction du signal total provenant des clumps divisé par le signal total de la galaxie. Cependant nous pensons, que des améliorations peuvent être réalisées pour cette définition, nous discuterons de cela dans la section suivante.

3.3 Nouvelle définition

Nous avons pensé à créer un nouveau paramètre de clumpiness car la définition utilisée plus haut, c'est-à-dire celle de Conselice 2003 contient

certains inconvénients dont on peut s'affranchir. Le premier inconvénient est qu'il prend en compte le fond de ciel de l'image qui sera soustrait par la suite mais de manière approximative, et cela est d'autant plus problématique lorsque la galaxie en question a un ou plusieurs compagnons proches, qui rend la tâche difficile pour un grand échantillon de galaxies à étudier. Le deuxième inconvénient est l'homogénéisation utilisée qui garde tout de même un certain nombre de détails de la galaxie d'une part et d'autre part cette homogénéisation qui est faite à partir d'un filtre dépendra de chaque galaxie, et encore une fois pour un grand nombre de galaxies, cela devient plus difficile à traiter.

Pour cela, nous avons essayé de définir un nouveau paramètre de *clumpiness*, mais en plus de ces deux points dont nous voulons nous affranchir, nous avons aussi traité d'autres points pour améliorer ce paramètre, cela sera détaillé ci-dessous. A titre d'exemple, nous avons représenté dans la Figure 3.3, l'image de la galaxie 5758 en bandes BVZ à gauche, au centre l'image en bande Z uniquement qui est utilisée pour déterminer la *clumpiness*. Enfin à droite on voit l'image créée, par la méthodologie que l'on va détailler ci-dessous, sur laquelle on calculera le paramètre de *clumpiness*, les ronds verts représentent les *clumps* qui ont été mis en évidence.

La *clumpiness* a été calculée sur l'image en bande Z, parmi les quatre disponibles, B, V, I et Z, provenant de la caméra ACS. En effet, elle est la plus appropriée, car elle est celle ayant la plus grande longueur d'onde, correspondant dans notre cas, à $z = 1$, à des longueurs d'onde optiques proches UV, les autres étant toutes dans l'UV. Or il est normal de retrouver des structures de type granulaire dans l'UV qui va tracer essentiellement les régions de formations d'étoiles, cependant, une galaxie ayant ce type de structure à ces longueurs d'ondes n'est pas forcément *clumpy*. Pour classer une galaxie par cette appellation, il faut qu'elle ait un aspect granulaire dans des longueurs d'ondes optiques reflétant sa forme durable.

Le but du paramètre de *clumpiness* est d'estimer la fraction de luminosité provenant de régions très compactes par rapport à la luminosité totale de la galaxie, et plus cette fraction est grande et plus la galaxie est *clumpy*. Pour faire apparaître ces régions compactes, au lieu de créer une image homogénéisée et après la soustraire par l'image réelle comme ce qui est fait plus haut, nous avons utilisé le modèle créé par Galfit pour chaque galaxie de l'échantillon, qui représente la galaxie de manière complètement homogène. Nous avons pensé que cela serait plus efficace car il représente

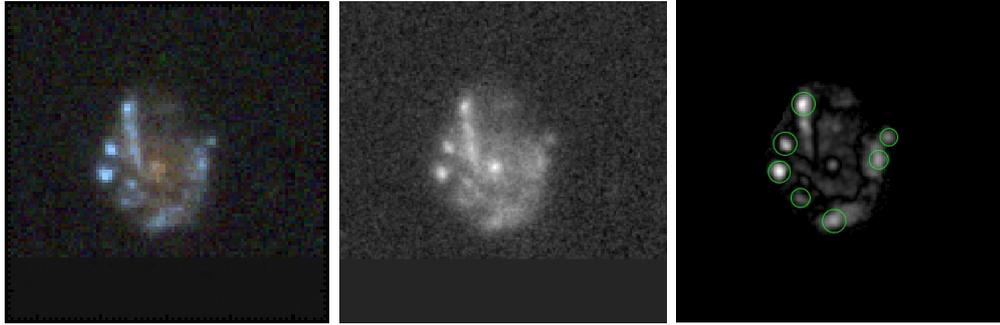


FIGURE 3.3 – Est représentée dans cette image la galaxie 5758 en bandes BVZ à gauche, au centre l’image en bande Z uniquement qui est utilisée pour déterminer la clumpiness. Enfin à droite on voit l’image créée, par la nouvelle méthodologie, sur laquelle on calculera le paramètre de clumpiness, les ronds verts représentent les clumps qui ont été mis en évidence.

simplement un profil de brillance ne contenant aucun détail.

C’est l’un des points principaux qui différencie notre méthode de ce qui est généralement utilisé, en effet, il est d’usage de créer une image homogénéisée à partir d’un filtre. Cependant, la dimension du filtre est importante pour avoir une image suffisamment homogène et il requiert une attention particulière pour ne pas introduire de biais dans la mesure (Lotz, Primack, & Madau 2004). En prenant le modèle créé par Galfit, qui est à notre disposition, nous ne sommes pas confronté à un tel problème, car plus besoin de déterminer un filtre approprié pour chaque galaxie. De plus, toutes les galaxies auront le même degré d’homogénéité à travers leurs modèles.

Dans la Figure 3.4 à gauche on voit le modèle de la galaxie 5758 créé par Galfit lors de l’ajustement, on peut bien remarquer qu’il est complètement homogène, sans aucun détail, représentant seulement un profil de brillance de surface correspondant à la galaxie, cette image sera appelé M ci-dessous. Pour faire ressortir les détails souhaités, ici en l’occurrence les clumps, on soustrait alors cette image M par l’image réelle de la galaxie notée G, on obtient ainsi l’image résiduelle R. Dans cette image on constate que les clumps sont bien mis en évidence comme on le souhaitait. Cette image R est en fait automatiquement donnée par Galfit lors de l’ajustement, elle est ainsi à notre disposition, on peut voir dans le Figure 3.5 le schéma de

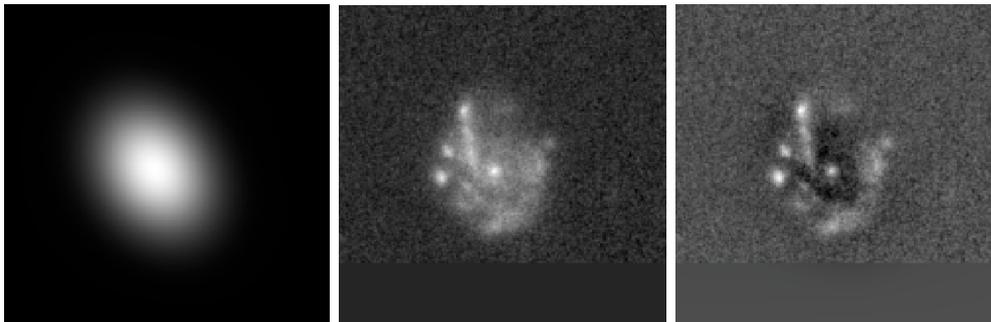


FIGURE 3.4 – A gauche est représentée l’image modèle, M , créée par `galfit` lors de l’ajustement de la galaxie G qui est au centre. L’image résiduelle R , soustraction des deux est ainsi créée, image de droite. Les clumps sont ainsi mis en évidence sur cette dernière.

l’étape réalisée.

Le deuxième point différenciant notre méthode de celle utilisée couramment est que nous ne prenons en compte que la région contenant la galaxie. Car garder le fond d’image peut introduire du signal parasite dans le calcul de la *clumpiness*, d’ailleurs c’est pour cela que [Conselice \(2003\)](#) soustrait la contribution du fond dans sa définition de la *clumpiness*. Au lieu de soustraire cette contribution (qui n’est en fait qu’une estimation et donc n’est pas complètement éliminée) nous pensons que cela serait plus rigoureux de calculer le paramètre de *clumpiness* S (pour *smoothness*) seulement dans la zone concernée, c’est-à-dire seulement pour la galaxie.

Cela a été réalisé en utilisant `SExtractor` sur chaque galaxie pour créer une image appelée image de segmentation qui représente un ‘modèle’ ayant la forme de la galaxie, c’est-à-dire qu’il trace les contours de la galaxie et la valeur de tous les pixels à l’intérieur de ce contour est mis à 1 le reste à 0. Dans la Figure 3.6 à droite on peut voir l’image de segmentation pour la galaxie 5758, elle trace comme prévu les contours de la galaxie, image de gauche.

Ceci étant dans le cas idéal où il n’y a qu’une seule galaxie dans l’image, car s’il y a plusieurs objets, alors pour chacun d’eux `SExtractor` créera un modèle. Pour les galaxies concernées par ce problème, nous avons pris le soin d’éliminer tous les autres objets dans l’image de segmentation. Cet effet peut être réduit, lorsqu’avec `SExtractor` on place une limite élevée dans le flux de détection, cependant cela peut avoir une répercussion sur

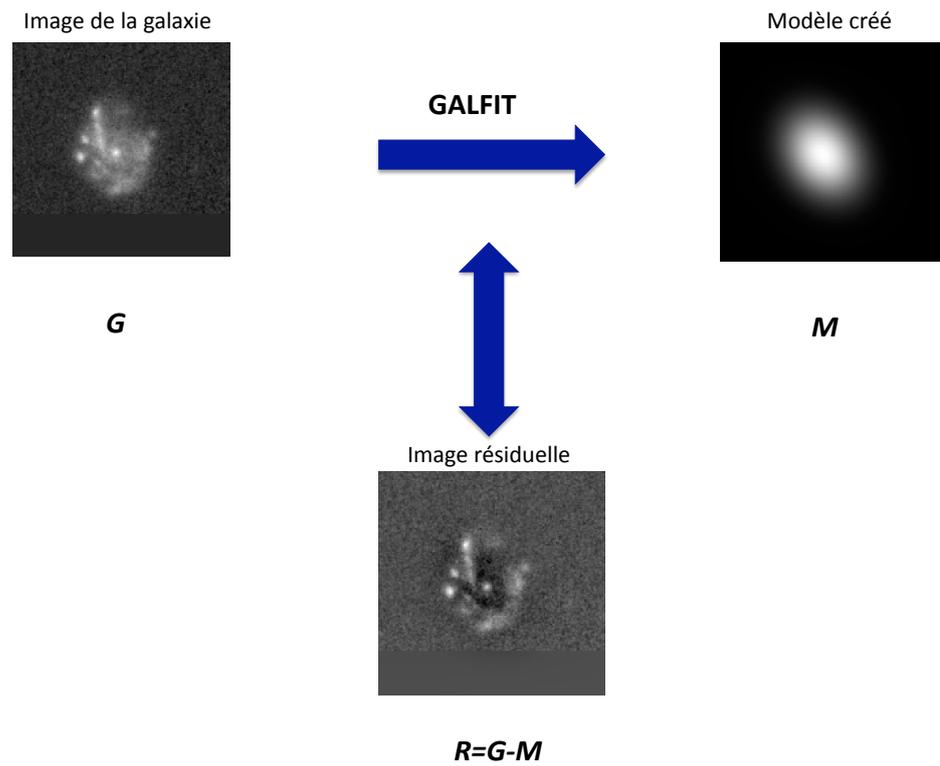


FIGURE 3.5 – Les différentes étapes réalisées pour obtenir l'image résiduelle soustraction de l'image de la galaxie par le modèle créé par Galfit, pour mettre en évidence les clumps.

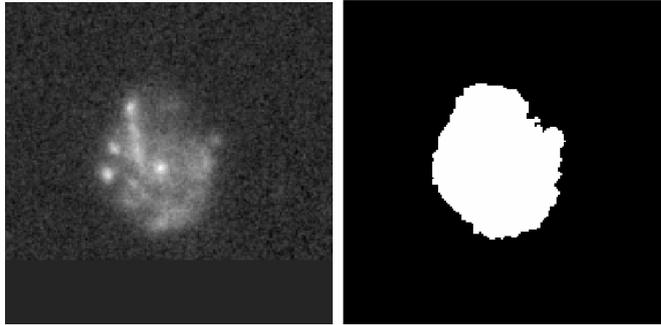


FIGURE 3.6 – A gauche, image de la galaxie 5758 en bande Z, à droite, image de segmentation créée par SExtractor, qui représente les contours de la galaxie.

le contour de l'objet principal. En effet, pour certaines galaxies comportant des distorsions, SExtractor peut considérer dans ce cas que ce même objet comporte en fait plusieurs objets. De plus, pour les galaxies ayant des compagnons très proches, SExtractor peut donner un seul contour englobant les deux. Il faut alors contrebalancer cela en mettant une limite de détection qui créera le moins de cas problématiques. Ainsi, la grande majorité de l'échantillon n'a pas rencontré de problème, mais nous avons dû refaire à la main en utilisant le rayon de la galaxie à la place de l'image de segmentation pour ces quelques galaxies problématiques, toutefois le nombre de galaxies rentrant dans cette catégorie est négligeable (5% de l'échantillon). On identifiera par la notation `seg` les images ayant été multipliées par la segmentation, pour ainsi ne garder que l'objet principal souhaité.

En plus de cela, pour faire ressortir les détails de la galaxie de la dimension de ces clumps, qui ont une taille typique de l'ordre de la PSF, nous avons convolué ces images avec un filtre de la taille de la PSF, c'est-à-dire de l'ordre de ~ 4 pixels, ceci a été fait à l'aide de la fonction `boxcar` de IRAF. Cette fonction permet d'homogénéiser l'image à l'aide d'un filtre rectangulaire de la taille donnée par l'utilisateur. Ici, il permettra de mettre en évidence les petits détails, de la taille de la PSF, même si dans l'image résiduelle R ils sont déjà assez visibles. Mais nous effectuons cette opération afin d'augmenter la possibilité de détecter ces clumps. Cette étape a été réalisée pour l'image résiduelle pour les raisons évoquées ci-dessus mais aussi

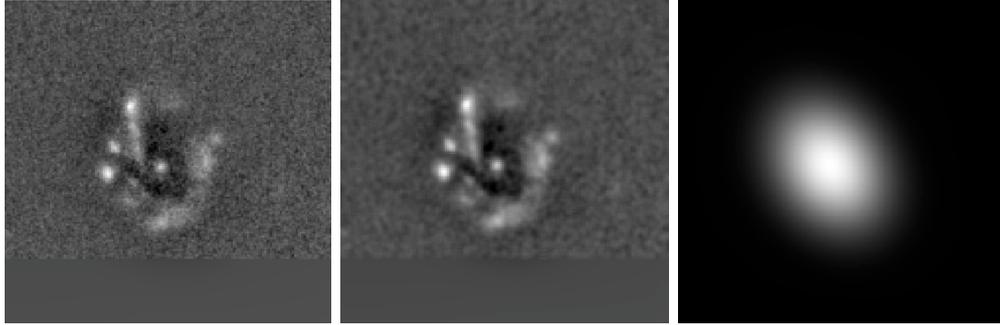


FIGURE 3.7 – A gauche, on voit l’image résiduelle originelle de la galaxie 5758, au centre l’image résiduelle qui a été passée sous filtre $R(\sigma)$ et à droite l’image du modèle filtrée $M(\sigma)$. On voit dans l’image $R(\sigma)$ que les faibles brillances de surface ont été homogénéisées de telle manière à ressortir les structures de la taille de la PSF notamment les clumps.

pour l’image modèle. Pour cette dernière, cela a été réalisé seulement par cohérence, pour avoir la même architecture dans ces deux images, car elles seront par la suite divisées l’une par l’autre, sachant que cela ne changera pas l’homogénéité de l’image modèle.

Pour cette opération de filtrage nous utiliserons la notation $R(\sigma)$ pour l’image résiduelle et $M(\sigma)$ pour l’image modèle. On peut voir dans la Figure 3.7 à gauche l’image résiduelle originelle de la galaxie 5758, au centre l’image résiduelle qui a été passée sous filtre $R(\sigma)$ et à droite l’image du modèle filtrée $M(\sigma)$. On voit dans l’image $R(\sigma)$ que les faibles brillances de surface ont été homogénéisées de telle manière à ressortir les structures de la taille de la PSF notamment les clumps.

Enfin, dans la même optique pour améliorer la détection de ces clumps, nous avons effectué un seuillage dans l’image résiduelle pour mettre en évidence les clumps. C’est-à-dire nous avons éliminé certaines valeurs, ici toutes les valeurs comprises entre $\pm 0.5\sigma$ de la valeur moyenne de l’image résiduelle en les mettant à 0. Le seuillage a été fait sur les images déjà filtrées, cette opération vise à éliminer le signal parasite des régions diffuses dans le calcul du paramètre de clumpiness. Dans le Figure 3.8 dans l’image du centre on voit l’image résiduelle filtrée et où le seuillage a été effectué $R(\sigma)$ de la galaxie 5758, à titre comparatif on voit l’image résiduelle filtrée seulement à gauche, on voit une différence pour les régions diffuses qui ont été éliminées contrairement aux régions à fort signal qui ont un contour

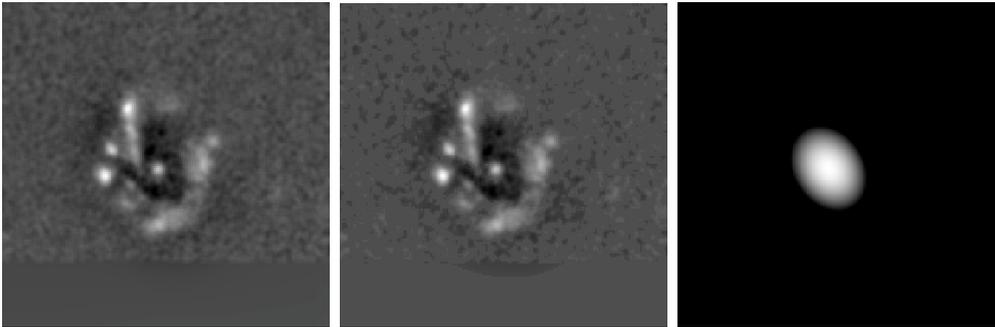


FIGURE 3.8 – Dans l’image du centre on voit l’image résiduelle filtrée de la galaxie 5758, à titre comparatif on voit l’image résiduelle filtrée avec seuillage seulement à gauche, on voit une différence pour les régions diffuses qui ont été éliminées contrairement aux régions à fort signal qui ont un contour mieux définis. à droite on voit l’image modèle correspondante avec seuillage.

mieux défini.

Pour les images modèles, une opération similaire a été effectuée mais pas pour les mêmes raisons. En effet, cette méthodologie a été choisie après plusieurs tests. Et nous avons remarqué que lorsque le modèle était gardé tel quel, c’est-à-dire sans seuillage, il y avait souvent un signal très faible dans les contours du modèle de la galaxie, qui introduisait un biais dans l’image finale, qui est la division de l’image résiduelle par l’image modèle. Ce biais est dû au fait qu’en faisant cette division un signal très important allait être créé alors qu’il n’avait pas lieu d’être car il n’y a pas réellement de clumpiness mais plutôt juste un signal très faible dans les contours (qui introduira une valeur importante lors de la division). C’est pour cela que nous avons alors aussi effectué un seuillage de l’image modèle, mais cette fois, toutes les valeurs comprises entre 0 et $+3\sigma$ de cette valeur (le modèle a seulement des valeurs positives), ont été relevées au niveau 0 $+3\sigma$. Cela touchera essentiellement aux contours du modèles, le corps même étant supérieur à cette limite. De plus, le fond même s’il est maintenant non nul va être éliminé par l’image de segmentation par la suite. Ainsi nous avons vérifié que cette étape de seuil particulier réduisait considérablement le biais qui existait dans les contours. On peut voir l’image correspondante du modèle dans la Figure 3.8 à droite. L’opération de seuillage sera reconnue par l’appellation seuil, R^{seuil} et M^{seuil} .

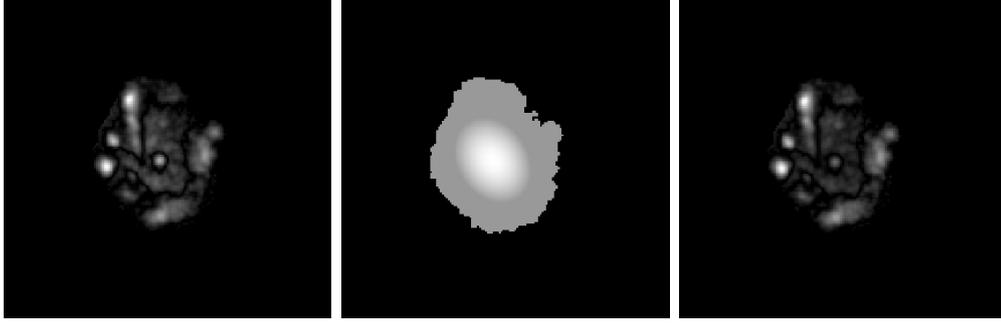


FIGURE 3.9 – Exemple pour la galaxie 5758 où à gauche on voit l’image résiduelle après les différentes étapes, au milieu celle pour le modèle et à droite, l’image finale qui est la division de ces deux images

Enfin, après avoir filtré et effectué le seuillage de l’image résiduelle nous avons pris la valeur absolue de cette image. Car il y a la possibilité, lors de la soustraction faite par Galfit (de l’image de la galaxie par le modèle), d’avoir des valeurs négatives dans l’emplacement des clumps. Pour ne pas perdre ces informations, car nous verrons plus bas que nous allons considérer uniquement les valeurs positives, nous avons alors pris la valeur absolue.

Et comme dit plus haut, après cela nous avons multiplié ces deux images par l’image de segmentation pour ne garder que la zone considérée c’est-à-dire ce qu’il y a dans le contour même de la galaxie. Dans la Figure 3.9 on a un exemple pour la galaxie 5758 où à gauche on voit l’image résiduelle avec ces différentes étapes, au milieu celle pour le modèle et à droite, l’image finale qui est la division de ces deux images. La division a été effectuée pour avoir à chaque pixel la fraction du signal provenant des petits détails, en l’occurrence ici les détails recherchés, les clumps, cette image sera alors utilisée pour calculer le paramètre de clumpiness S , qui sera reliée à la valeur moyenne de cette image (d’où l’importance d’avoir des valeurs positives).

Pour résumer les différentes étapes effectuées en les mettant dans l’ordre, voici la manière dont le nouveau critère a été défini :

$$S_1 = 20 \times \frac{1}{N^2} \times \sum_{x=1}^N \sum_{y=1}^N \left\{ \frac{|R(\sigma)_{seg}^{seuil}|}{M(\sigma)_{seg}^{seuil}} \right\}_{(x,y)} \quad (3.2)$$

où N est le nombre de pixels de l’image et comme dit plus haut, R représente l’image résiduelle provenant de l’ajustement effectué avec Galfit, étant la

soustraction entre l'image réelle de la galaxie et le modèle créé par galfit, noté M . Ces deux images ont été modifiées de la manière suivante :

1. Convolution par un filtre de dimension celle de la PSF. $R \star \sigma = R(\sigma)$, $M \star \sigma = M(\sigma)$.
2. Élimination de toutes les valeurs comprises entre $\pm 0.5\sigma$ de la moyenne pour l'image résiduelle en leur donnant une valeur nulle et de toutes les valeurs comprises entre 0 et $0+3\sigma$ en leur donnant la valeur seuil à $0+3\sigma$.

$$R(\sigma)^{\text{seuil}} = \begin{cases} 0 & \text{si } |R(\sigma) - \text{Moy}| < 0.5\sigma \\ R(\sigma) & \text{sinon} \end{cases} \quad M(\sigma)^{\text{seuil}} = \begin{cases} 0+3\sigma & \text{si } 0 < M(\sigma) < 3\sigma \\ M(\sigma) & \text{sinon} \end{cases}$$

3. Multiplication par l'image de segmentation I_{seg} . $R(\sigma)^{\text{seuil}} \times I_{\text{seg}} = R(\sigma)_{\text{seg}}^{\text{seuil}}$, $M(\sigma)^{\text{seuil}} \times I_{\text{seg}} = M(\sigma)_{\text{seg}}^{\text{seuil}}$.
4. Valeur absolue de l'image résiduelle $|R(\sigma)_{\text{seg}}^{\text{seuil}}|$.
5. Création de l'image finale qui est la division de l'image résiduelle par l'image du modèle après toutes ces différentes étapes pour les deux images. Le paramètre de clumpiness sera alors défini comme la moyenne de cette image. Nous multiplions ensuite ce chiffre par 20, juste pour avoir des chiffres un peu plus faciles à manier.

Voir les Figure 3.5 et 3.10, la première rappelant l'étape faite avec Galfit, et la deuxième schématisant les différentes étapes effectuées pour calculer le paramètre de clumpiness.

Un autre paramètre de clumpiness a été aussi calculé, défini de la façon suivante :

$$S_2 = 20 \times \left\{ \frac{\sum_{x,y=1,1}^{N,N} |R_{x,y}(\sigma)_{\text{seg}}^{\text{seuil}}|}{\sum_{x,y=1,1}^{N,N} M_{x,y}(\sigma)_{\text{seg}}^{\text{seuil}}} \right\} \quad (3.3)$$

Pour ce paramètre on calcule la moyenne de respectivement l'image résiduelle et de l'image modèle avec les différentes étapes, puis on divise ces deux chiffres. Cette définition est plus proche de celle généralement utilisée comme celle de Conselice.

Pour vérifier la validité de nos paramètres de clumpiness, nous avons effectué une sélection à l'oeil pour pouvoir les tester.

3.4 Sélection à l'oeil

Dans l'échantillon total de galaxies nous avons fait une classification à l'oeil de galaxies clumpy montrant un aspect granulaire. Cette classifica-

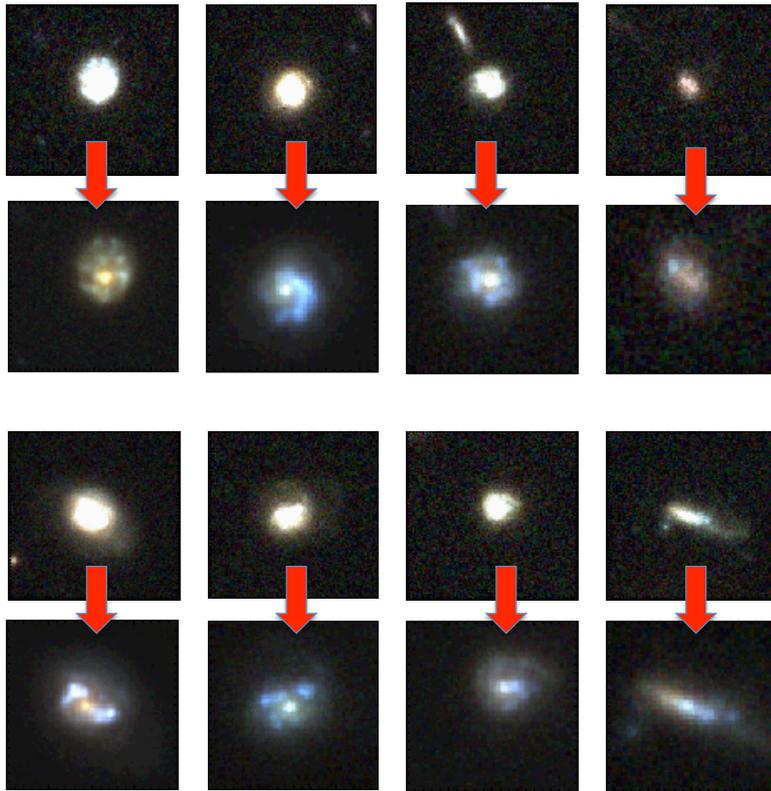


FIGURE 3.11 – Galaxies clumpy compactes où il a fallu changer les dimensions pour pouvoir observer les clumps.

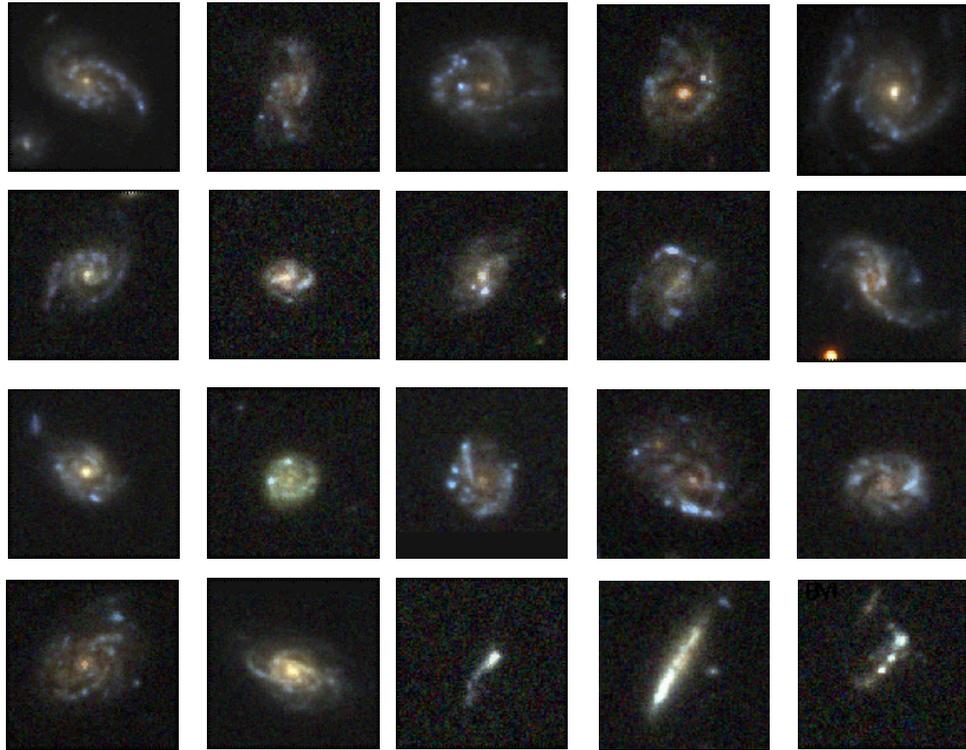


FIGURE 3.12 – Quelques galaxies de notre échantillon de galaxies disques clumpy.

tion a été effectuée sur des images de 5 arcsecondes de côté, mais parfois il était nécessaire de changer ces dimensions pour pouvoir mieux distinguer les clumps notamment pour les galaxies compactes (voir Figure 3.11).

Quelques galaxies que nous avons classées à l'oeil comme des galaxies clumpy sont exposées Figure 3.12 On peut voir des galaxies spirales avec des bras spiraux bien dessinés comportant plusieurs clumps, mais on remarque aussi que dans certaines galaxies, le nombre de clumps et/ou leur dimension sont tellement important que l'on ne voit pas de bras spiraux mais un disque avec beaucoup de clumps (par exemple la galaxie du centre de la première ligne). Il existe aussi dans notre échantillon des galaxies appelées galaxies chain (les deux premières galaxies de la dernière ligne en partant de la droite), elles représentent des galaxies disques clumpy vues par la tranche. Nous avons mis aussi l'une de nos fusions de galaxies entre deux galaxies spirales clumpy.

L'aspect granulaire des galaxies clumpy donne parfois un aspect tellement perturbé qu'il est difficile si des données hautes résolutions ne sont pas disponibles de les classer en tant que galaxie disque normale clumpy. En effet, certaines galaxies clumpy à grand redshift, là où la fréquence de ces galaxies est la plus importante, ont été classées comme fusion (merger) en raison de leur forme perturbée laissant penser qu'il y a plusieurs objets dans l'image. Ceci aurait pu jouer en la faveur d'une grande fréquence (fausse) de mergers à haut redshift, alors que si l'on observait la dynamique du gaz de ces objets on pourrait conclure qu'elles sont en fait des galaxies disques clumpy.

Dans la Figure 3.13, nous présentons quelques galaxies disques (avec des S0) non clumpy, en ce qui concerne les galaxies elliptiques elles ne sont pas clumpy, voir exemples plus haut.

Au total la sélection à l'oeil nous donne 36% de galaxies clumpy sur tout l'échantillon dont 11.6% de galaxies très clumpy (ayant plusieurs gros clumps).

Nous avons alors utilisé cette sélection à l'oeil pour vérifier la robustesse de nos paramètres de clumpiness. Dans la Figure 3.14 sont représentés respectivement l'histogramme du paramètre de clumpiness S_1 (appelé aussi $P_{\text{Clumpiness}}$) correspondant à notre premier paramètre dans le panneau du haut et S_2 (appelé aussi $P_{\text{Clumpiness}}^2$) pour notre deuxième paramètre panneau du bas, avec en bleu les galaxies clumpy et en rouge les galaxies non clumpy pour la classification visuelle. On constate que le paramètre S_1 est

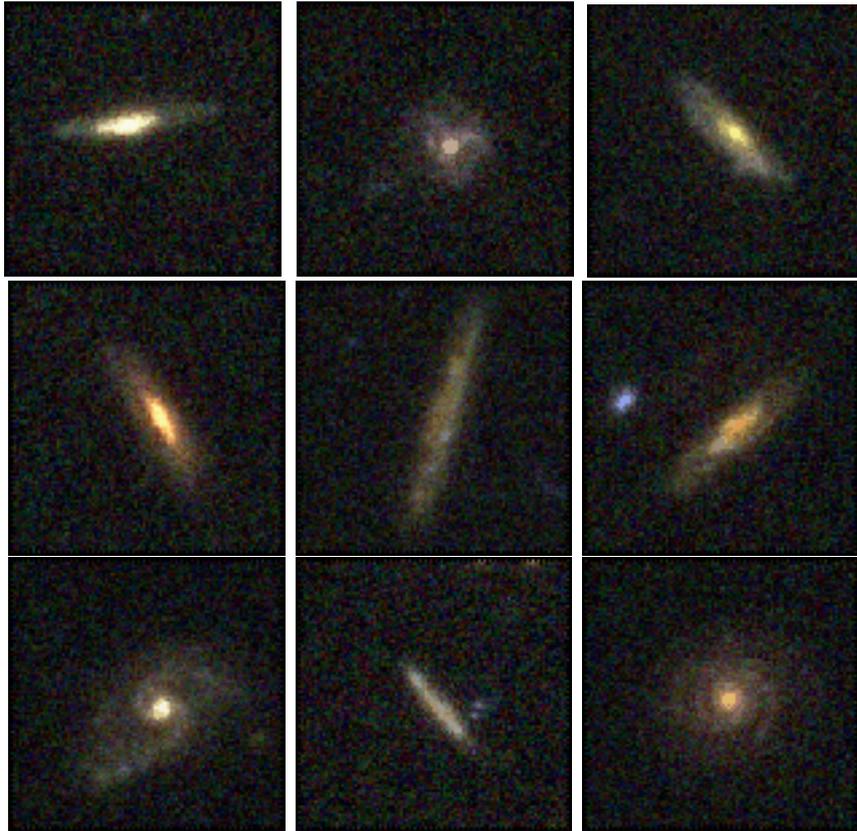


FIGURE 3.13 – Quelques galaxies de notre échantillon de galaxies disques non clumpy.

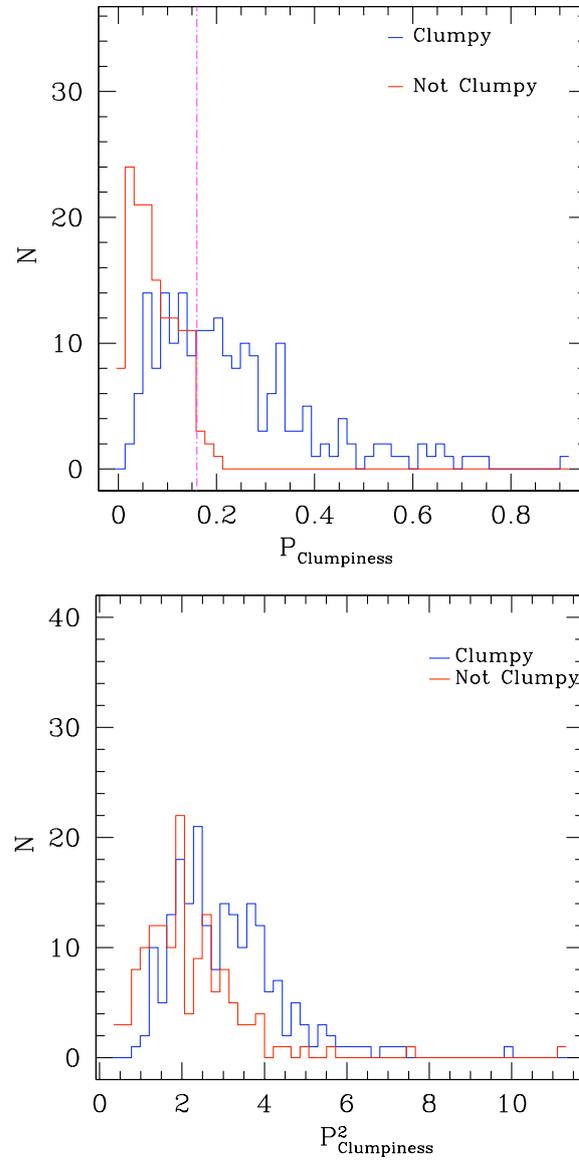


FIGURE 3.14 – Panneau du haut : l’histogramme du paramètre de clumpiness S_1 (appelé aussi $P_{\text{Clumpiness}}$) correspondant à notre premier paramètre. Panneau du bas : S_2 (appelé aussi $P_{\text{Clumpiness}}^2$) pour notre deuxième paramètre. Avec, pour les deux graphes, en bleu les galaxies clumpy et en rouge les galaxies non clumpy pour la classification à l’œil. On considérera une galaxie comme étant clumpy lorsque le paramètre $S_1 > 0.16$.

mieux corrélé à la classification à l'oeil étant donné qu'à partir de la limite $S_1 = 0.16$ on ne retrouve que des galaxies clumpy dans le graphe, alors qu'avec le deuxième il n'y a pas de réelle limite entre les deux. Nous allons donc dans la suite utiliser uniquement le paramètre S_1 .

On remarque tout de même qu'on retrouve un nombre important de galaxies clumpy pour les faibles valeurs de S_1 . Après vérification à l'oeil, il s'avère qu'il s'agit de galaxies clumpy compactes, dont les dimensions font que les clumps sont tellement proche qu'il est difficile de distinguer clairement le pourtour de ces clumps. Une meilleure résolution de ces images aiderait à obtenir un meilleur paramètre de clumpiness pour ces galaxies. Cependant, nous pensons que cela n'influera pas significativement notre étude, mais c'est un biais à considérer. Dans la suite de l'étude on considérera une galaxie comme étant clumpy lorsque le paramètre $S_1 > 0.16$. Cette nouvelle définition, qu'on implémenta, a été utilisée dans Bournaud et al. 2012 pour déterminer la clumpiness.

Deuxième partie

Étude de SFR- M^* avec la morphologie

Chapitre 4

SFR- M^* avec la morphologie

4.1 Présentation de la séquence

Pour la compréhension de l'évolution des galaxies, la recherche de relations entre leurs propriétés expliquant leur comportement de manière générale, mais simple, est mise en avant. En effet, le grand nombre, pour ne pas dire gigantesque, de galaxies dans l'Univers nous permet d'avoir accès, lorsque les observations ne font pas défaut, à un nombre important d'objets (afin de les étudier). Cependant, ce même grand nombre ne permet pas d'étudier de manière individuelle et exhaustive tous ces objets et d'en tirer par la suite les processus physiques contrôlant l'activité des galaxies. Ainsi une manière indirecte est mise au point, elle consiste à les étudier dans leur ensemble, à les classer en différentes populations et à en tirer des lois empiriques générales, qui permettraient par la suite de contraindre les phénomènes physiques sous-jacents. Le but de cela est de nous éclairer sur les paramètres des galaxies qui semblent contrôler l'évolution de ces galaxies. Cette méthode, qui est une méthode statistique avec tout ce que cela implique du point de vue des erreurs statistiques, est d'autant plus pertinente qu'il est possible de l'utiliser à différents redshifts, lorsque les observations nous le permettent et sans introduire de biais observationnel. Et ainsi, faire une comparaison des différentes lois empiriques découvertes pour les galaxies en fonction de l'histoire de l'Univers, pour d'une part comprendre le comportement global des galaxies au cours de leur histoire, de se demander si les paramètres contrôlant leur activité évoluent et d'autre part tenter de relier de tels comportements à petite échelle, comme celle des galaxies, à des phénomènes à plus grande échelle.

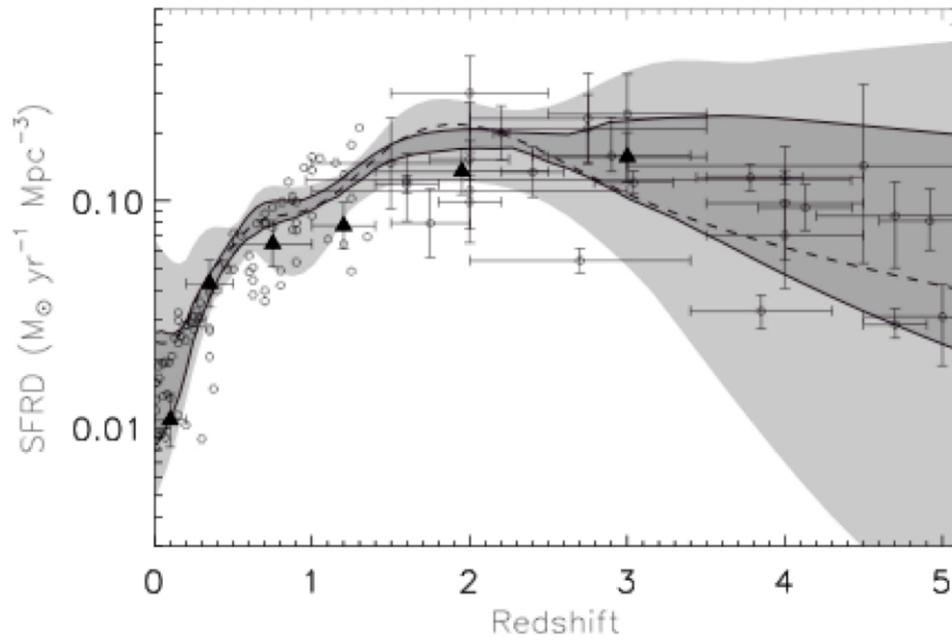


FIGURE 4.1 – Evolution de la densité cosmique de formation d'étoiles, plus communément appelé histoire cosmique de la formation d'étoiles dans l'Univers. Cette image est tirée de Le Borgne et al. 2009, on voit que l'apogée de formation d'étoiles se situe à un redshift entre 1 et 2, mais qu'elle décroît par la suite rapidement jusqu'à bas redshift.

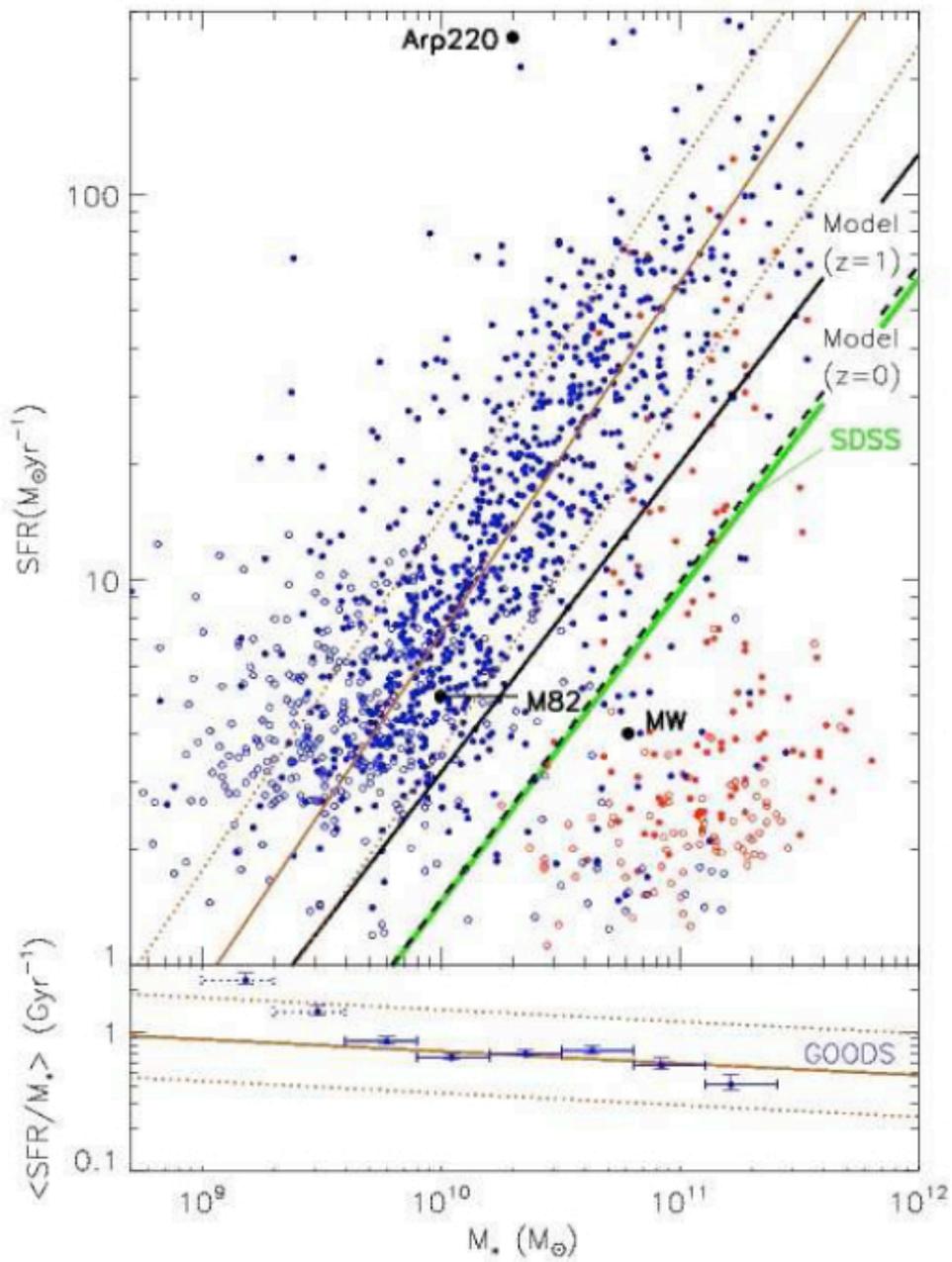


FIGURE 4.2 – Relation entre le taux de formation d'étoiles et la masse stellaire pour des galaxies à $z \sim 1$ provenant de Elbaz et al. 2007. Le taux de formation d'étoiles croît avec la masse stellaire et pour une masse donnée, il ne peut prendre que certaines valeurs.

Depuis plusieurs années et avec l'expansion des données observationnelles dans les différents domaines de longueurs d'onde, quelques relations empiriques pour les galaxies ont été découvertes, l'on peut citer par exemple la relation de Faber-Jackson pour les elliptiques ou la relation de Tully-Fisher pour les spirales. Ou encore la loi de Schmidt-Kennicutt qui relie la densité de gaz dans les galaxies en fonction de leur densité en étoiles. Malgré tous ces efforts, les questions majeures restent non résolues, car d'une part nous ne savons toujours pas expliquer l'origine de l'évolution de l'histoire cosmique de formation d'étoiles dans l'Univers (SFRD) et d'autre part nous ne savons pas la manière par laquelle les galaxies forment leur contenu en étoiles.

Quant à la première question des évidences observationnelles montrent que la formation d'étoiles dans l'Univers évolue en fonction du redshift, Hopkins & Beacom al 2006, Le Borgne et al. 2009, voir Figure 4.1. On voit que vers un redshift de 1-2, (selon certains auteurs), se trouve l'apogée de la formation d'étoiles, et qu'ensuite la formation d'étoiles dans l'Univers voit une décroissance continue jusqu'à bas redshifts. Quant aux valeurs à haut redshift, elles ne sont pas assez précises pour pouvoir conclure sur l'évolution de cette quantité. Les processus physiques derrière cette évolution ne sont pas clairs. On peut se demander si elle est due seulement à la diminution du réservoir de gaz qui a été utilisé pour former les étoiles présentes, ou si le quenching, diminution ou réduction de la formation d'étoiles par inhibition aurait un rôle à part entière ou encore si elle serait due par des effets d'environnements. En effet, certains auteurs l'expliquent par un taux de fusions de galaxies plus important à haut redshift en justifiant par une recrudescence de la formation d'étoiles lors de la fusion, car le gaz subirait des compressions violentes.

Quant à la deuxième question, qui est reliée à la première, elle consisterait à comprendre si l'histoire de la formation d'étoiles dans les galaxies se composerait par des séries de pics intenses de formation d'étoiles et courts en durée, occurant lors des fusions par exemple. Cela représenterait ce qu'on appellerait un mode mode starburst. Dans le cas contraire, ce contenu en étoiles a été créé par une formation longue et continue, qui serait peut-être alimentée par une accrétion de gaz froid de manière continue, cela représenterait le mode continu.

Ces questions complexes pourraient être plus faciles à appréhender si l'on pouvait déterminer ce qui contrôle la formation d'étoiles dans les ga-

laxies. La relation entre le taux de formation d'étoiles et la masse stellaire, découverte depuis maintenant presque dix ans, a été vue comme l'élément recherché, comme la relation qui pourrait faciliter l'élucidation des différentes questions majeures évoquées plus haut. Cette relation indiquerait que le taux de formation d'étoiles (sera noté SFR) serait relié à la masse stellaire (sera notée M_*) déjà existante dans les galaxies à formation d'étoiles, c'est-à-dire celles encore actives. Les galaxies passives ne formant pas d'étoiles n'ont pas lieu d'être dans cette relation, mais il reste à comprendre l'origine de leur passivité, cela sera soulevé dans la partie III.

Nous n'avons pas l'ambition ici de répondre à toutes ces questions, mais d'apporter quelques éléments de réponses en étudiant cette relation entre le SFR et le M_* . Avant cela, nous proposons une brève présentation de cette relation.

Dans la Figure 4.2, provenant de Elbaz et al. 2007, nous pouvons voir une illustration de cette relation pour des galaxies à formation d'étoiles à redshift $z \sim 1$ (points bleus) après une sélection en couleur. Premièrement on remarque qu'à une masse stellaire donnée M_* , les taux de formation d'étoiles SFR de ces galaxies sont confinés à une intervalle déterminée. Deuxièmement la relation entre ces deux quantités est une relation croissante, à savoir le taux de formation d'étoiles récent croît en même temps que la masse stellaire déjà présente dans la galaxie. Et enfin troisièmement, la droite verte qui représente l'ajustement de cette relation pour des galaxies de l'Univers local, est similaire à l'ajustement fait pour les galaxies étudiées à $z \sim 1$ avec la seule différence que sa normalisation est inférieure, c'est-à-dire que l'ajustement se situe vers des taux de formation d'étoiles plus bas que celui à $z \sim 1$, et ce quelle que soit la masse stellaire. Ainsi, cette relation étroite et croissante entre M_* et SFR est littéralement translatée à des plus bas SFRs pour $z \sim 0$ comparativement à $z \sim 1$, la pente restant semblable, à savoir proche de 1.

Cette relation surprenante car reliant la formation d'étoiles récente (lors de l'observation) au contenu stellaire déjà mis en place dans la galaxie reste difficile à interpréter. Cela réveilla la curiosité de nombreux chercheurs qui étudièrent cette relation, ou de manière similaire le taux de formation d'étoiles spécifique $SSFR = SFR/M_*$ en fonction de la masse stellaire, et ce à différents redshifts, mais aussi avec différentes sélections des galaxies à étudier ainsi qu'avec différents traceurs de la masse stellaire ou du taux de formation d'étoiles et enfin en introduisant certains paramètres physiques

dans la relation.

On retrouve cette relation à redshift $z \sim 0$ (Brinchmann et al. 2004, Elbaz et al. 2007, Salim et al. 2007, Buat et al. 2008, Lara-López et al. 2010), à redshift $z \sim 1$ (Bell et al. 2005, Elbaz et al. 2007, Noeske et al. 2007ab, Zheng et al. 2007, Peng et al. 2010), à redshift $z \sim 2$ (Reddy et al. 2006, Daddi et al. 2007, Pannella et al. 2009, Rodighiero et al. 2010) à redshift $z \sim 3 - 4$ (Daddi et al. 2009, Damen et al. 2009, Magdis et al. 2010a, Lee et al. 2010, Karim et al. 2011) à plus haut redshift jusqu'à $z \sim 5-8$ (Feulner et al. 2005, Gonzalez et al. 2010, Labbé et al. 2010).

On retrouve différentes sélections de l'échantillon, par exemple une sélection avec la bande K, reflétant une sélection en masse (Daddi et al. 2007, Dunne et al. 2009, Karim et al. 2011), ou une sélection BzK seulement (Pannella et al. 2009), ou encore une sélection en UV (Iglesias-Páramo et al. 2007, Lee et al. 2010 qui utilise seulement les galaxies les plus lumineuses en UV à $z \sim 3.7$), etc...

En ce qui concerne les traceurs utilisés pour la masse stellaire on retrouve d'une part ceux qui utilisent les masses stellaires provenant des distributions spectrales d'énergies ou ceux qui utilisent la luminosité comme la bande K en additionnant une composante de couleur. Par contre les façons de calculer le taux de formation d'étoiles est plus diverses, on retrouve une grande majorité qui utilisent la composante provenant de la luminosité IR totale ajoutée à une composante provenant de l'UV non corrigée par la poussière (Bell et al. 2005, Daddi et al. 2007, Elbaz et al. 2007, Buat et al. 2008 pour ne citer qu'eux). Le SFR peut aussi être estimé grâce à la composante radio (Dunne et al. 2009, Pannella et al. 2009, Karim et al. 2011) ou grâce à l'UV corrigé de la poussière (Daddi et al. 2010).

Plusieurs paramètres ont été introduits dans l'analyse de cette relation comme l'âge stellaire (Feulner et al. 2005), la métallicité (Lara-López et al. 2010, Mannucci et al. 2010 qui définirent un plan fondamental entre les trois quantités M^* , SFR et la métallicité) mais aussi l'environnement (Peng et al. 2010). De plus la sélection en couleur a aussi été utilisée pour mettre en évidence la séquence (Elbaz et al. 2007, Bell et al. 2007, Karim et al. 2011, pour ne citer qu'eux). Par ailleurs, la morphologie a, elle, été utilisée dans cette relation, pour des galaxies de l'Univers local (Bell et al. 2005, Schiminovich et al. 2007) et pour des galaxies à redshift $z \sim 1$ (Noeske et al. 2007a). Enfin certains ont montré qu'il existait deux séquences différentes, une pour les galaxies normales à formation d'étoiles et une autre pour les

galaxies starbursts (Elbaz et al. 2011, Rodighiero et al. 2011).

L'investigation de cette relation avec la morphologie, car comme vu plus haut la morphologie est reliée à l'activité des galaxies, se révèle être prometteuse, cependant les études menées dans ce sens sont peu nombreuses. De plus, l'utilisation d'un paramètre quantitatif comme l'indice de Sérsic est plus appropriée pour cette étude statistique qu'une classification à l'oeil. Nous recensons à ce jour deux études faites avec cette méthodologie, celle de Schiminovich et al. 2007 dans l'Univers local et celle de Wuyts et al. 2011 à haut redshift qui est toute récente. Nous comptons alors étudier cette relation avec la morphologie à redshift $z \sim 1$, car à ce redshift d'une part nous sondons des taux de formations d'étoiles plus élevés que ceux localement. Ces SFR peuvent maintenant être estimés d'une façon plus correcte en utilisant les données à $24\mu\text{m}$. De plus, à ce redshift intermédiaire, les images du télescope HST sont assez bien résolues pour nous permettre d'étudier la morphologie.

4.2 Échantillon utilisé

Pour cela nous avons sélectionné un échantillon de galaxies à formation d'étoiles provenant du *Great Observatories Origins Deep Survey* (GOODS, Giavalisco et al, 2004), qui est composé de deux champs se situant dans les deux hémisphères, les champs GOODS-South (GOODS-S) et GOODS-North (GOODS-N). Le champ GOODS-N est contenu dans le *Hubble Deep Field North* et le champ GOODS-S dans le *Chandra Deep Field South*, et arborent tous les deux des données multi-longueurs d'onde. La grande séparation entre les deux hémisphères permettant de nous affranchir de la variance cosmique. Cependant par simplicité nous présenterons uniquement les résultats du champ GOODS-S, ce dernier étant plus profond que le champ GOODS-N dans ses observations en bande K, qui a été utilisée pour la sélection en masse. Ainsi l'utilisation du champ GOODS-N, permettrait de nous donner une meilleure statistique seulement à grande masse. Les résultats étant similaires entre les deux champs, l'utilisation du champ GOODS-S uniquement n'aura pas de répercussions négatives sur nos conclusions.

Par contre le champ GOODS-N nous sera très utile pour les observations avec le télescope IRAM, voir section III, où il sera pris comme échantillon

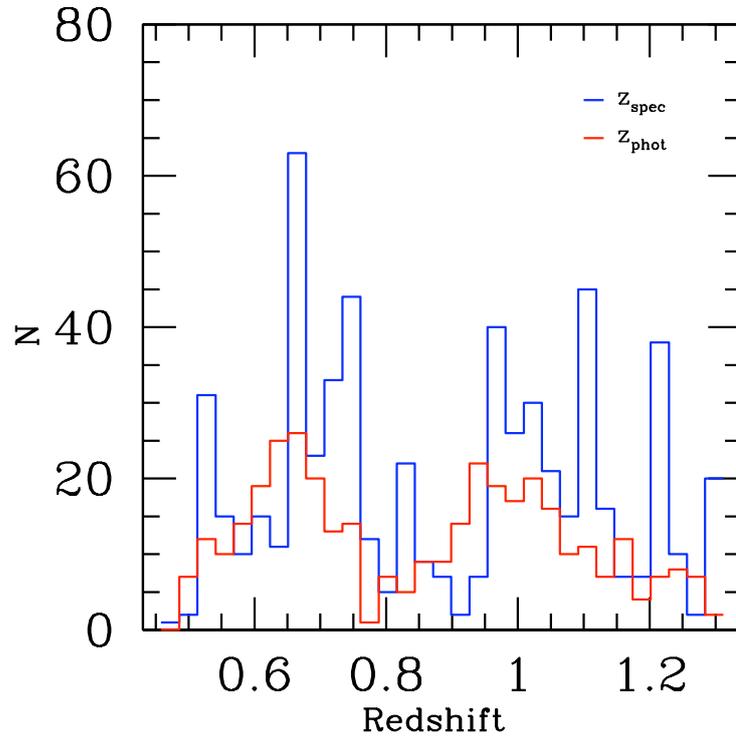


FIGURE 4.3 – Histogramme représentant la distribution de redshift pour notre échantillon de galaxies du champ GOODS-S. En bleu sont représentés les redshifts spectroscopiques (qui représente 70%) et en rouge les redshifts photométriques.

de référence pour sélectionner les meilleurs sources pour nos observations ayant pour but d'évaluer le réservoir de gaz typique dans les galaxies de la séquence et hors séquence.

4.2.1 Critère de sélection

Nous avons d'abord sélectionné un échantillon de galaxies en bande K à $2.2\mu\text{m}$. L'émission dans ce domaine c'est-à-dire dans l'infrarouge proche provient essentiellement du rayonnement des étoiles froides et vieilles de la galaxie. Ces étoiles sont utilisées pour estimer la masse stellaire de la galaxie en raison de leur longue durée de vie. La sélection effectuée reflétant ainsi une sélection en masse.

Nous avons considéré parmi le catalogue sélectionné en bande K de

Daddi et al. 2007 toutes les galaxies ayant une bande K plus brillante que 22, $K_{\text{Vega}} < 22$, et ce pour des raisons de complétude. De plus, cet échantillon a été extrait de telle manière que sa distribution de redshifts pique vers $z \sim 1$, en effet le redshift est compris dans la tranche $0.5 < z < 1.3$ avec 70% de redshifts spectroscopiques, les redshifts photométriques, eux, étant assez précis (incertitude de 0.05 dex) proviennent du catalogue de Grazian et al. 2006, voir Figure 4.3.

Comme dit plus haut, le but est d'étudier la relation $\text{SFR} - M_*$ pour des galaxies à formation d'étoiles. Pour cela, nous avons en plus de notre sélection en bande K, gardé uniquement les galaxies détectées dans l'infrarouge moyen, à $24\mu\text{m}$ avec la caméra MIPS du satellite Spitzer. A redshift $z \sim 1$, l'émission à $24\mu\text{m}$ observée correspond à une longueur d'onde d'émission $\lambda \sim 12\mu\text{m}$. La raison de cette sélection est que la présence d'un tel rayonnement correspondrait à la réémission par les grains de poussière se situant dans les cocons de formation stellaire du rayonnement piquant en UV des étoiles jeunes et chaudes qui sont en train de se former et serait donc un bon indicateur de la formation stellaire récente. Ainsi cette deuxième sélection refléterait une sélection de galaxies ayant une activité stellaire.

Pour ne garder que les détections robustes, nous avons gardé, parmi les objets observés à $24\mu\text{m}$ uniquement les sources ayant un signal sur bruit dans leur flux à $24\mu\text{m}$ supérieur à 3 ($S/N > 3$), et ayant un flux supérieur à $12\mu\text{Jy}$ provenant du catalogue de Magnelli et al. (2011), voir Figure 4.4. On peut voir en vert les galaxies ayant été gardées et en noir les galaxies rejetées car n'ayant pas un $S/N > 3$ dans leur SFR ou ayant un flux inférieur à $12\mu\text{Jy}$ ceci étant représentée par la limite rouge.

Cependant si l'émission dans l'infrarouge moyen, mid-IR, est utilisé comme indicateur de la formation stellaire ayant place dans la galaxie comme dit plus haut, la présence d'un noyau actif de galaxie AGN peut aussi affecter les grains de poussières du milieu interstellaire de telle manière qu'une certaine partie du rayonnement de l'AGN chauffe les grains de poussières présents près du centre galactique qui peuvent réémettre dans le mid-IR. Nous avons alors utilisé le catalogue d'Alexander et al. 2003 afin d'éliminer tous les objets détectés dans les rayons X durs, qui est un indicateur de la présence d'un AGN. En tout 56 objets de notre échantillon qui ont été détectés en rayons X durs avec le télescope Chandra ont été considérés comme des candidats d'AGN, et donc éliminés.

Cela revient à considérer 599 galaxies au total.

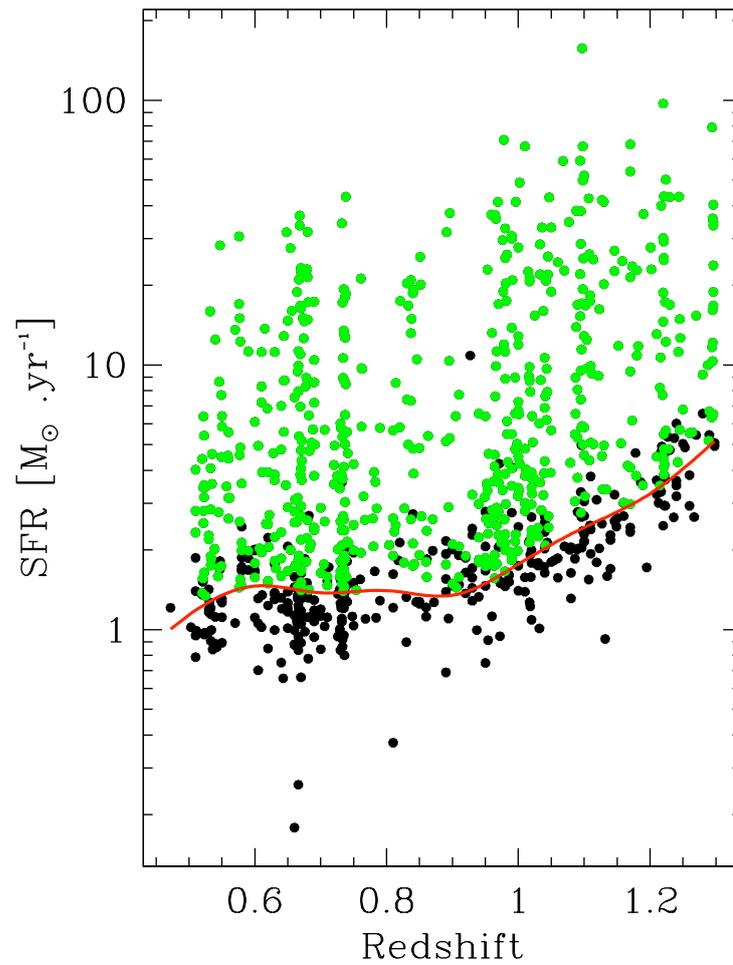


FIGURE 4.4 – Le taux de formation d'étoiles, SFR, en fonction du redshift. On peut voir en vert les galaxies ayant été gardées et en noir les galaxies rejetées car n'ayant pas un $S/N > 3$ dans leur SFR ou ayant un flux inférieur à $12\mu\text{Jy}$ ceci étant représenté par la limite rouge.

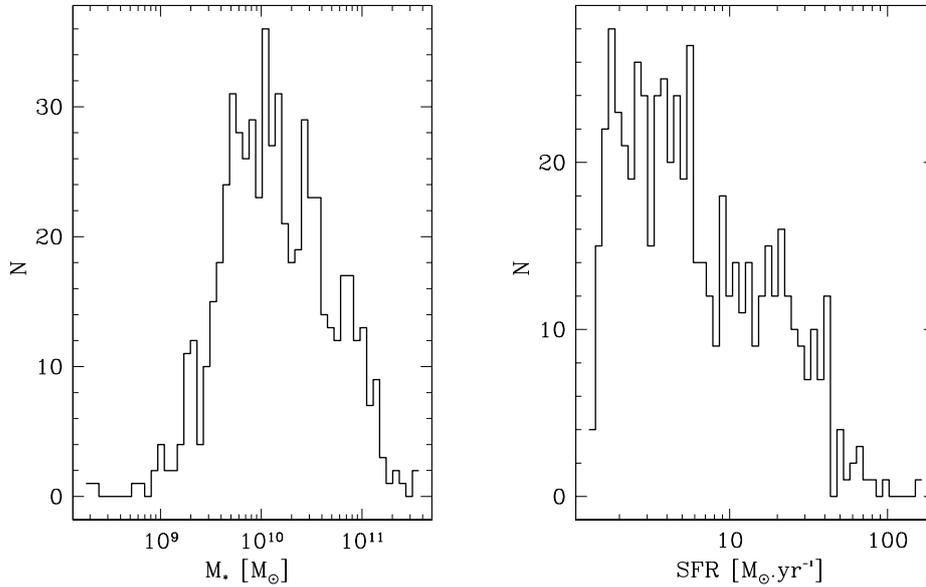


FIGURE 4.5 – Gauche : Distribution de masse stellaire de notre échantillon. Droite : Distribution du taux de formation d'étoiles de notre échantillon.

4.2.2 Masse stellaire et taux de formation stellaire

Les masses stellaires et les taux de formation d'étoiles sont les deux éléments primordiaux de notre étude, pour cela une minutie particulière fût accordée au calcul de ces deux quantités. En ce qui concerne les masses stellaires voir Figure 4.5 panneau de gauche pour la distribution de notre échantillon, elles nous ont été fournies par Damien Le Borgne qui les a estimées par l'ajustement des distributions spectrales d'énergie SED. Les SED ont été dérivées en prenant en compte les différentes bandes à notre disposition, allant de l'ultraviolet, bande U, aux bandes IRAC dans le proche IR. La population de synthèse de Bruzual & Charlot 2003 a été utilisée pour ajuster un spectre sur les contributions des différentes bandes et ce en faisant varier la métallicité, l'atténuation par la poussière ainsi que l'histoire de la formation d'étoiles, la fonction de masse initiale IMF étant celle de Chabrier. Cette méthode considérera que le meilleur spectre est atteint lorsque le minimum de vraisemblance χ^2 sera atteint, il correspondra alors au meilleur ajustement sur les observations prises en compte. Elle donnera alors une estimation de la masse stellaire à une erreur près basée sur

la qualité de l'ajustement, c'est-à-dire pour notre cas une valeur moyenne d'environ 0.07 dex, on les nommera M^* par la suite.

Nous verrons plus bas une estimation différente que nous avons calculée basée sur la luminosité en bande H additionnée à une contribution de couleur.

Le taux de formation d'étoiles, SFR, est une quantité qui reflète l'activité stellaire de la galaxie est censée représenter la masse stellaire qui sera produite par an, elle est ainsi reliée aux étoiles jeunes qui sont en train de se former. Ces étoiles jeunes et chaudes ont un spectre piquant dans l'UV, et elles naissent dans des nuages moléculaires où elles sont entourées de cocons de poussière. Donc l'infrarouge thermique est l'un des indicateurs les plus intuitifs du SFR car il nous donne accès à la luminosité UV de ces étoiles jeunes qui est essentiellement absorbée par ces grains de poussière et réémise dans l'IR (Kennicutt 1998). La totalité de cette luminosité réémise est représentée par la contribution du rayonnement de tous les corps noirs obtenus lors de la réémission qui vont se retrouver dans l'IR entre 8 et 1000 μm , il faudra alors utiliser la totalité de cette luminosité qui sera appelée par la suite luminosité IR totale. Pour la plupart des galaxies, la combinaison de la luminosité IR totale avec celle de l'UV est un indicateur robuste de la luminosité bolométrique émise par les étoiles jeunes et donc une bonne approximation du SFR (Buat et al. 2002, Bell et al. 2003, Daddi et al. 2005). En effet, si une bonne partie du rayonnement de ces étoiles piquant dans l'UV est absorbé et réémis il est possible qu'une partie de ce rayonnement sort de la galaxie sans être absorbé par la poussière galactique et ainsi ajouter la contribution UV serait plus rigoureux.

Cependant, il serait encore plus rigoureux de prendre en compte la contribution dans le flux IR observé de photons UV provenant cette fois-ci d'étoiles vieilles qui seraient absorbés par la poussière du milieu interstellaire et réémis dans l'IR. En effet, certaines études de ce phénomène pour des galaxies de l'Univers local ont montré que cette contribution dans l'IR provenant des étoiles vieilles pouvait atteindre 30% (Bell 2003). Toutefois nous pensons que dans notre cas, c'est-à-dire pour un échantillon de galaxies à formation d'étoiles à haut redshift, cette contribution devrait être très faible, ce qui est consistant avec l'étude de Buat et al. 2008, qui pour son échantillon de galaxies à formation d'étoiles à redshift $z \sim 0.7$ adopta une correction nulle de cet effet, contrairement à leur échantillon de l'Univers local où la correction fût de 30%. Ainsi le SFR sera défini comme la

combinaison du SFR provenant de l'IR et celui provenant de l'UV :

$$\text{SFR}_{\text{TOT}} = \text{SFR}_{\text{IR}} + \text{SFR}_{\text{UV}} \quad (4.1)$$

Où le SFR_{IR} et le SFR_{UV} sont respectivement obtenu à l'aide de la luminosité IR totale $L_{8-1000\mu\text{m}}$ et la luminosité UV qui correspond ici à la luminosité dans la bande à 1500\AA . Comme dit plus haut la première partie SFR_{IR} , correspondra à la réémission par la poussière de la luminosité des étoiles jeunes, qui sera la partie la plus importante, et en ce qui concerne la deuxième partie elle correspondra, approximativement, à la luminosité UV non réémise par la poussière.

Observationnellement, la luminosité IR totale est la quantité la plus difficile à atteindre mais elle est aussi très importante pour estimer le SFR le plus exhaustivement possible. Ainsi plusieurs études ont été menées pour pouvoir lier des quantités plus faciles à estimer que la luminosité IR totale pour pouvoir y accéder indirectement.

En particulier l'utilisation d'une bande monochromatique, de préférence dans l'IR est de plus en plus utilisée pour estimer la luminosité IR totale. Elle permettrait en plus de se détacher des extrapolations incertaines de la partie de la distribution spectrale d'énergie correspondant à l'émission thermique des poussières dans l'IR (Calzetti et al. 2007). En effet, la luminosité IR totale peut être estimée à partir des distributions spectrales d'énergie en utilisant les quelques bandes observées en IR pour faire une extrapolation sur le total. Cependant, cette méthode est plus incertaine car elle demande une extrapolation à partir de quelques bandes seulement se situant au début du spectre IR, en raison des contraintes observationnelles, vers une forme de spectre à plus grande longueur d'onde qui reste mal connu.

Ici, nous utiliserons les observations dans la bande à $24\mu\text{m}$, qui correspondent à redshift $z \sim 1$ à une luminosité de $\sim 12\mu\text{m}$, or une relation existe entre la luminosité à $12\mu\text{m}$ et la luminosité IR totale, voir Figure 4.6 extraite de Chary & Elbaz 2001. Cette relation que nous avons utilisée et qui avait été déterminée à bas redshift fût vérifiée par la suite avec les observations effectuées avec le satellite Herschel à haut redshift, qui pouvait accéder à des bandes se situant dans l'IR lointain et ainsi permettre une meilleure extrapolation de la SED dans ces domaines de longueurs d'ondes. Ainsi, Elbaz et al. 2010, ont pu contraindre cette relation entre le $24\mu\text{m}$ observé et l'IR total pour différents redshifts et ils ont découverts que la

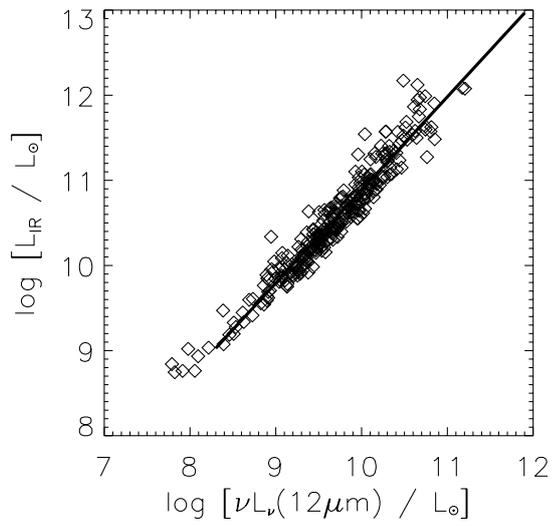


FIGURE 4.6 – Figure extraite de Chary & Elbaz 2001, montrant la relation entre la luminosité IR totale et la luminosité dans la bande monochromatique à $\sim 12\mu\text{m}$. Cette relation fût utilisée dans notre étude pour estimer la luminosité IR totale à partir des observations à $24\mu\text{m}$ qui correspondent à $z \sim 1$ à une émission à $\sim 12\mu\text{m}$.

relation découverte lors de l'étude de 2001 était valable jusqu'à redshift 1.3, ce qui est notre cas ici. Donc, l'utilisation des données du satellite Herschel pour notre étude qui débuta avant son lancement, n'allait pas apporter de changement et n'était pas nécessaire d'autant plus que les données PACS pour les galaxies de notre échantillon sont moins profondes que ce que nous avons à $24\mu\text{m}$. Nous décidâmes alors de poursuivre notre étude avec nos données initiales en étant tout de même réconforter par la cohérence de notre estimation du L_{IR} totale avec les données observationnelles à grand redshift faites par le satellite Herschel.

Enfin, cette luminosité est convertie en taux de formation d'étoiles, SFR. Ce taux de formation d'étoiles est une quantité moyennée, étant donné que pour une galaxie observée à un instant t nous n'avons accès qu'à des valeurs moyennées qui rendent compte de la distribution de masse ainsi que de l'histoire de formation stellaire. De plus, certaines hypothèses sont prises pour l'estimation de cette quantité comme la fonction de masse initiale, qui décrit la distribution en masse des étoiles à leur naissance, de même qu'une hypothèse de constance du SFR sur la période d'intégration qui est supposée lors du calcul. Quoiqu'il en soit, nous utiliserons parmi les facteurs de conversion entre le SFR et le L_{IR} totale obtenus grâce aux modèles de synthèse, celui qui est le plus utilisé c'est-à-dire celui de Kennicutt 1998. Nous l'utilisâmes aussi en prenant en compte la différence créée pour une IMF de Chabrier, pour être cohérent avec les masses stellaires, ainsi nous obtenons la relation suivante :

$$\text{SFR}_{\text{IR}}[M_{\odot}\text{yr}^{-1}] = 1.0 \times 10^{-10} L_{\text{IR}}[L_{\odot}] \quad (4.2)$$

La partie provenant de l'UV, SFR_{UV} , a été estimée en utilisant la relation provenant de Madau et al. 1998 entre la luminosité à 1500\AA et le SFR :

$$\text{SFR}_{\text{UV}}[M_{\odot}\text{yr}^{-1}] = L_{1500\text{\AA}}(\text{ergs}^{-1}\text{Hz}^{-1})/(8.85 \times 10^{-10}) \quad (4.3)$$

La luminosité à 1500\AA a été approximée en faisant une petite extrapolation avec les distributions spectrales d'énergie sur la luminosité la plus proche observée, ici la bande U correspondant à $\lambda = 3600\text{\AA}$, qui à $z \sim 1$ correspond à une luminosité émise à $\sim 1800\text{\AA}$.

La source d'erreur dans le SFR peut être de plusieurs sortes à la fois observationnelle mais aussi des erreurs dites systématiques, et ces dernières peuvent provenir aussi bien des nombreuses hypothèses faites que des ex-

trapolations menées. Cependant comme dit plus haut, nous avons utilisé l'une des meilleures et plus robuste estimation à disposition dans la littérature. Comme simple indication nous utiliserons par la suite pour erreur dans le SFR dans les graphes, l'erreur observationnelle sur le flux à $24\mu\text{m}$.

4.2.3 Magnitudes

Les magnitudes absolues U, B et V, dont on va avoir besoin notamment pour l'utilisation de la couleur dans notre étude de la séquence, ont été estimées grâce aux distributions spectrales d'énergie. L'estimation de ces magnitudes absolues, correspondant au référentiel d'émission, est censée être peu entâchée d'erreurs car les bandes observées utilisées lors de l'extrapolation sont très proches de celles estimées.

De plus, nous avons aussi utilisé la luminosité en bande H dans le référentiel d'émission, c'est-à-dire à $1.6\mu\text{m}$, comme traceur de la masse stellaire de la galaxie, nous reviendrons dessus plus bas. La magnitude absolue en bande H, a été déterminée, de la même façon que les autres magnitudes en utilisant l'extrapolation dans la SED, avant d'être convertie en luminosité. Une correction due à l'atténuation de la poussière dans cette bande a été appliquée grâce à la loi d'extinction de Calzetti (2000), nous avons alors $A_{1.6} = 0.08 \times A_{1500}$. Cette dernière quantité étant à notre disposition voir sous-section suivante.

4.2.4 Atténuation

En faisant l'hypothèse que toute la lumière que l'on reçoit provient de la lumière des étoiles jeunes qui a été re-processée et en supposant que la lumière UV est toute la lumière non absorbée provenant de ces mêmes étoiles jeunes, on aura accès, en faisant la division entre le SFR_{TOT} et le SFR_{UV} , à l'atténuation due à la poussière, c'est-à-dire la quantité qui reflète le taux de décalage vers le rouge de la lumière UV due à la poussière. Cela serait biensûr dans le cas idéal car d'une part on ne reçoit pas parfaitement toute la lumière et d'autre part la géométrie de la galaxie et son inclinaison peut avoir une incidence sur la fraction de ces deux luminosités reçues, mais on peut prendre cette quantité comme une approximation de l'atténuation. Ainsi on définit l'atténuation A_{1500} comme :

$$A_{1500} = 2.5 \log \left(\frac{\text{SFR}_{\text{TOT}}}{\text{SFR}_{\text{UV}}} \right) \quad (4.4)$$

Cette atténuation sera utilisée dans notre étude, en particulier dans la correction des couleurs U-V et U-B que l'on utilisera. Les corrections sur les couleurs ont été définies de la manière suivante avec A_{U-V} pour l'atténuation dans la couleur U-V et A_{U-B} dans la couleur U-B :

$$(U-V)_0^{\text{corr}} = (U_{\text{abs}} - V_{\text{abs}} - A_{U-V}), (U-B)_0^{\text{corr}} = (U_{\text{abs}} - B_{\text{abs}} - A_{U-B}) \quad (4.5)$$

où les magnitudes sont absolues et prises dans le référentiel d'émission et selon la loi d'extinction de Calzetti, on a calculé $A_{U-B} = 0.092 \times A_{1500}$ et $A_{U-V} = 0.186 \times A_{1500}$.

4.3 Résultats : rôle de la morphologie

Comme dit plus haut, la relation entre le taux de formation d'étoiles, SFR, et la masse stellaire, M_* , des galaxies a été observée à plusieurs redshifts. Cette relation décrirait une séquence particulière pour les galaxies à formation d'étoiles. En effet, il est admis maintenant que les galaxies à formation d'étoiles se localisent dans une séquence où le taux de formation d'étoiles augmenterait avec la masse stellaire. Il est nécessaire dans un premier temps de bien caractériser cette relation, car il n'existe pas d'unanimité quant à ses spécificités et dans un deuxième temps de comprendre l'origine de cette séquence. A savoir pourquoi l'activité stellaire dans une majorité de galaxies est reliée à la masse stellaire déjà existante dans la galaxie et cela de manière unique. Ainsi nous avons sélectionné auparavant un échantillon de galaxies à formation d'étoiles, le but étant d'étudier en détails la séquence correspondante.

4.3.1 Séquence de galaxies à formation d'étoiles.

Dans la Figure 4.7 est représenté le taux de formation d'étoiles, SFR, en fonction de la masse stellaire, M_* , pour notre échantillon de galaxies à formation d'étoiles sélectionnées à $24\mu\text{m}$. Nous pouvons voir qu'une séquence apparaît, où le taux de formation d'étoiles augmente avec la masse stellaire mais une présence importante de outliers à grandes masses et faibles taux de formation d'étoiles brouille la relation qui devient de moins en moins nette à grande masse où la dispersion est trop importante.

Dans la Figure 4.8, où on a superposé sur le graphe précédent trois droites représentant le meilleur ajustement pour la séquence de galaxies à

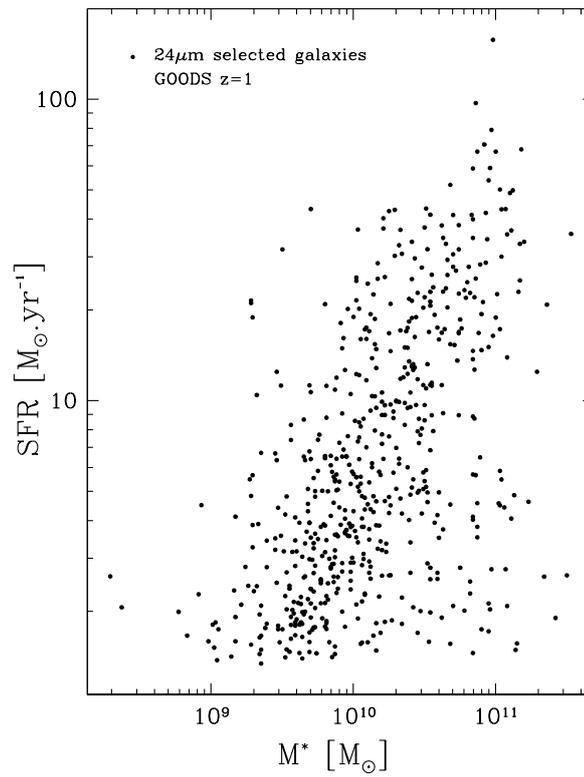


FIGURE 4.7 – Une séquence de SFR- M^* apparaît mais un nombre important de outliers à grande masse et taux de formation d'étoiles bas l'estompe et la rend moins nette.

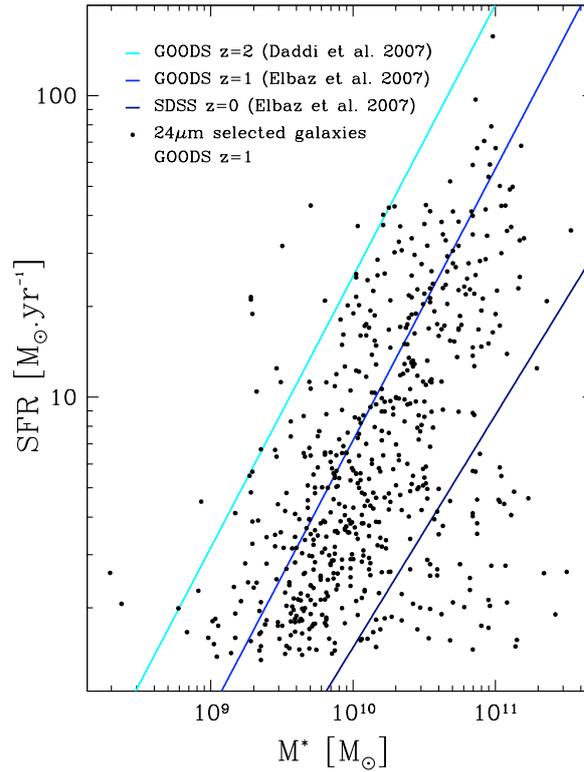


FIGURE 4.8 – Même graphe en superposant les ajustements de la séquence principale pour des galaxies à $z \sim 2$ en cyan, $z \sim 1$ en bleu et $z \sim 0$ en bleu foncé provenant respectivement de Daddi et al. 2007 et Elbaz et al. 2007. On constate que nos galaxies sont bien décrites par celui à $z \sim 1$, mais la grande dispersion à grande masse brise la relation.

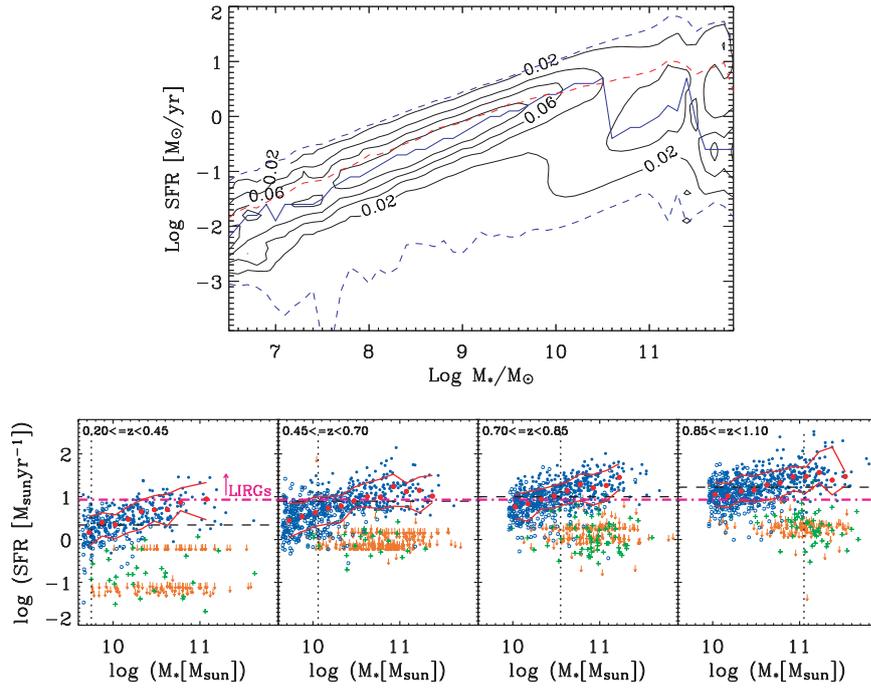


FIGURE 4.9 – Haut : SFR- M^* pour des galaxies à $z \sim 0$ provenant de Brinchmann et al. 2004, on remarque le nombre important de outliers à grande masse, mais leur sélection prend aussi en compte les galaxies passives. Bas : SFR- M^* pour différents bins de redshifts, provenant de Noeske et al. 2007a, on constate des outliers sous la séquence en orange ou vert, mais ils correspondent aux galaxies non détectées à $24\mu\text{m}$ ou n'ayant pas de détection robuste. L'auteur estime que la plupart sont des AGN.

formation d'étoiles à $z \sim 2$ en cyan, à $z \sim 1$ en bleu et à $z \sim 0$ en bleu foncé provenant respectivement de Daddi et al. 2007 et Elbaz et al. 2007, on peut constater qu'il y a effectivement une séquence qui concorde avec la droite à $z \sim 1$, cependant un nombre non négligeable de galaxies localisées en dessous de cette séquence et concordant plutôt avec la droite à $z \sim 0$ et même plus bas brisent la relation SFR– M_* en augmentant significativement la dispersion pour $M_* > 10^{10}M_\odot$ au point d'estomper la relation à grandes masses.

On retrouve un résultat semblable à celui de certaines études comme celle de Brinchmann et al. 2004, voir Figure 4.9 panneau du haut, où ils concluent que la distribution en SFR augmentait significativement à $\log(M_*/M_\odot) > 10$ brisant la corrélation existante entre SFR et M_* et aussi celle de Noeske et al. 2007a, panneaux du bas, où on retrouve sous la séquence un nombre important de outliers en orange et vert. Cependant, il est important de rappeler que la première étude a été menée sur un échantillon de galaxies de l'Univers local comprenant des galaxies à formation d'étoiles mais aussi des galaxies passives, quant à la deuxième étude, les outliers en orange ou vert, correspondent soit à des galaxies non détectées à $24\mu\text{m}$ ou soit à des galaxies n'ayant pas de détection robuste dans le $24\mu\text{m}$ ou dans les lignes d'émissions. Noeske et al. 2007a indiquent que la plupart de ces galaxies sous la séquence sont des AGN.

Il semble ainsi étonnant de retrouver le même résultat alors que leurs sélection est différente de la nôtre, cette dernière ne prenant en compte que les détections robustes à $24\mu\text{m}$ d'une part et est donc censée éliminer les galaxies passives et d'autre part nous sommes censés avoir éliminé les candidats d'AGN grâce aux détections X. Par conséquent, nous pensons que les outliers observés dans notre étude ne sont pas dus aux mêmes raisons ayant engendrées ces outliers dans leurs études.

Il est donc intrigant de ne pas retrouver avec netteté cette séquence principale de galaxies à formation d'étoiles pour notre échantillon sélectionné dans ce but, du fait qu'à grande masse stellaire la relation s'estompe en raison d'un nombre important de outliers. En les quantifiant approximativement à l'aide de la droite représentant la séquence à $z \sim 0$ de la Figure 4.8, où l'on voit qu'elle les délimite à première vue, on trouve un pourcentage non négligeable de 10%. Plusieurs pistes sont envisageables pour expliquer ce phénomène, mais nous allons voir par la suite qu'il peut-être interprété à l'aide de la morphologie.

4.3.2 Séquence de galaxies disques à formation d'étoiles.

Nous pensons que ce phénomène est réel, en effet, nous avons étudié la morphologie dans cet échantillon de galaxies à formation d'étoiles, et nous l'avons divisé en deux sous-familles, à savoir les galaxies purement disques ($n < 1.5$) et les galaxies dominées par un bulbe et les galaxies sphéroïdes ($n > 1.5$) voir chapitre 2. On rappelle que l'utilisation de la morphologie dans le plan SFR – M_* visait à analyser s'il y avait une différence de comportement entre les différentes classes morphologiques, en particulier entre les galaxies de type spirale et les galaxies de type elliptique. L'utilisation de l'indice de Sérsic à l'aide des résultats obtenus avec Galfit pour différencier ces deux classes à montrer, voir chapitre 2, que la meilleure limite qui permettait de distinguer entre les deux était à $n \sim 1.5$. Cependant, une partie des galaxies spirales à bulbe proéminent allait ainsi se retrouver dans l'échantillon des galaxies sphéroïdes. Ainsi, on se retrouve avec un sous-échantillon de galaxies spirales à faible bulbe, appelées donc disques, et un sous-échantillon de galaxies spirales à bulbe proéminent et de galaxies elliptiques, toutefois cela n'est pas un obstacle car ça va nous permettre d'étudier les galaxies disques de manière plus précise qui sera le travail de fond de notre étude.

Dans la Figure 4.10 panneau de gauche est représenté le graphe SFR– M_* pour les galaxies disques (points bleus), on constate de manière flagrante que la séquence recherchée est maintenant clairement visible, les outliers qui existaient à faible SFR et grande M_* ont été éliminés par la simple sélection morphologique. Par contre, dans le panneau de droite, on peut voir le même graphe cette fois-ci uniquement pour les galaxies dominées par un bulbe ou sphéroïdes (points rouges), on retrouve la même configuration que pour l'échantillon complet, ainsi les outliers détectés plus haut sont bien présents et la séquence s'estompe à grande masse.

Par conséquent, il y a une différence de comportement dans le plan SFR – M_* au sein même des galaxies à formation d'étoiles, où les galaxies disques se retrouvent dans une séquence étroite alors que les galaxies avec bulbe ou les sphéroïdes montrent une dispersion plus importante, bien qu'il y ait quelques unes de ces dernières se retrouvant dans la séquence.

Dans la Figure 4.11, nous montrons une fraction des galaxies disques ($n < 1.5$), on y voit de belles spirales de face mais aussi de côté. On remarque leur couleur bleue et l'aspect clumpy de plusieurs d'entre elles,

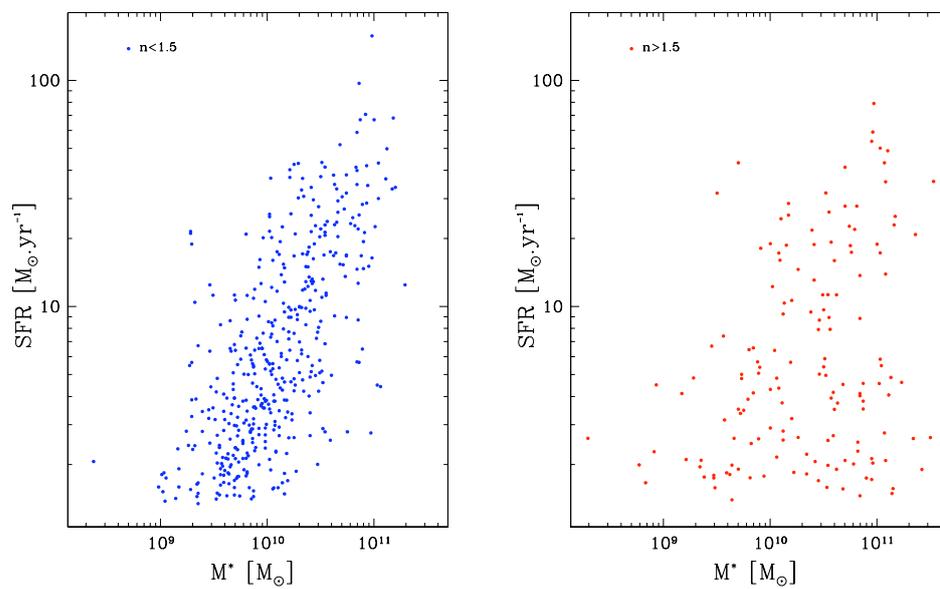


FIGURE 4.10 – Gauche : SFR- M^* pour les galaxies disques ($n < 1.5$), on voit une séquence bien définie. Droite : SFR- M^* pour les galaxies avec une bulbe proéminent ou les galaxies sphéroïdes, la dispersion dans le plan SFR- M^* est tellement importante que la séquence disparaît.

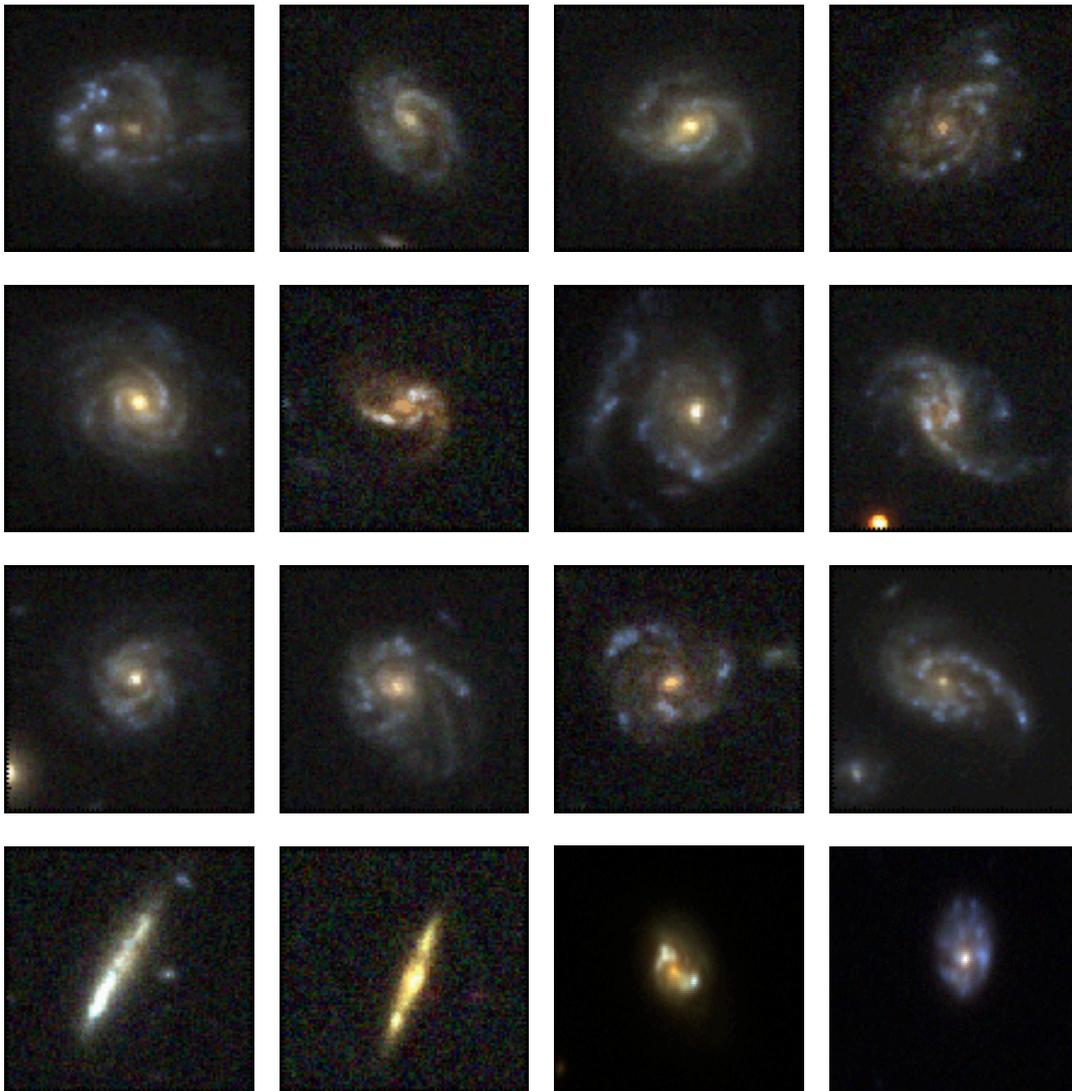
attestant de la grande fraction de gaz dans ces dernières et d'une formation d'étoiles assez élevée, on note aussi le faible bulbe qu'elles comportent.

Dans la Figure 4.12, j'ai sélectionné une fraction de galaxies elliptiques avec $n > 1.5$ se retrouvant dans la séquence celles-ci représentant seulement 7% de la séquence, on y voit de belles elliptiques montrant des structures similaires et bien homogènes. On peut remarquer d'une part leur couleur, pas complètement rouge, attestant peut-être de formation d'étoiles et d'autre part un nombre important d'elliptiques compactes.

Malgré la structure similaire de ces galaxies sphéroïdes paraissant assez homogène et simple, leur dispersion importante dans le plan SFR- M^* suggère que ces galaxies montre une distribution riche en formation d'étoiles, au point que certaines se retrouvent dans la séquence et d'autres bien en dessous. Bien qu'elles aient été souvent considérées comme une population de galaxies ayant des propriétés très similaires et homogènes, on voit ici que ce n'est pas du tout le cas. Et paradoxalement, les galaxies spirales affichant elles, des structures très complexes et très différentes ainsi que des couleurs très variées, elles, montrent ici un comportement très similaire se retrouvant toutes dans une même séquence SFR – M^* .

Le SFR- M^* pour tout l'échantillon en prenant en compte la morphologie, avec en bleu la famille des disques ($n < 1.5$) et en rouge la famille des sphéroïdes ou avec un bulbe proéminent ($n > 1.5$), dont une fraction est représentée Figure 4.13. On peut voir qu'à partir de la masse de transition $M \sim 10^{10}M_{\odot}$ la dispersion est accentuée par les galaxies ayant un indice de Sérsic supérieur à 1.5 au point que la séquence se brouille. Cet effet est dévié si l'on prend en compte uniquement les galaxies ayant un indice de Sérsic inférieur à 1.5, donc la famille des galaxies purement disques, on peut alors constater une séquence bien définie qui montre une augmentation du taux de formation d'étoiles avec la masse stellaire. Cette séquence est composée en grande majorité de galaxies disques (80%) même si elle comporte quelques galaxies ayant un $n > 1.5$, cependant elles sont en minorité, en effet en prenant en compte ces galaxies son indice de Sérsic moyenné reste faible $n_{\text{séquence}} \sim 1.17$. A l'opposé de cette séquence, on remarque ce qu'on appellera dans la suite le nuage de galaxies elliptiques, qui se distingue par une grande majorité de galaxies ayant un indice de Sérsic élevé ($n_{\text{nuage}} \sim 3.20$) se situant juste en dessous de la séquence et arborant une telle dispersion qu'on ne peut parler que de nuage.

Dans la Figure 4.14, nous avons effectué un histogramme du taux de

FIGURE 4.11 – Fraction de galaxies disques ($n < 1.5$) de la séquence.

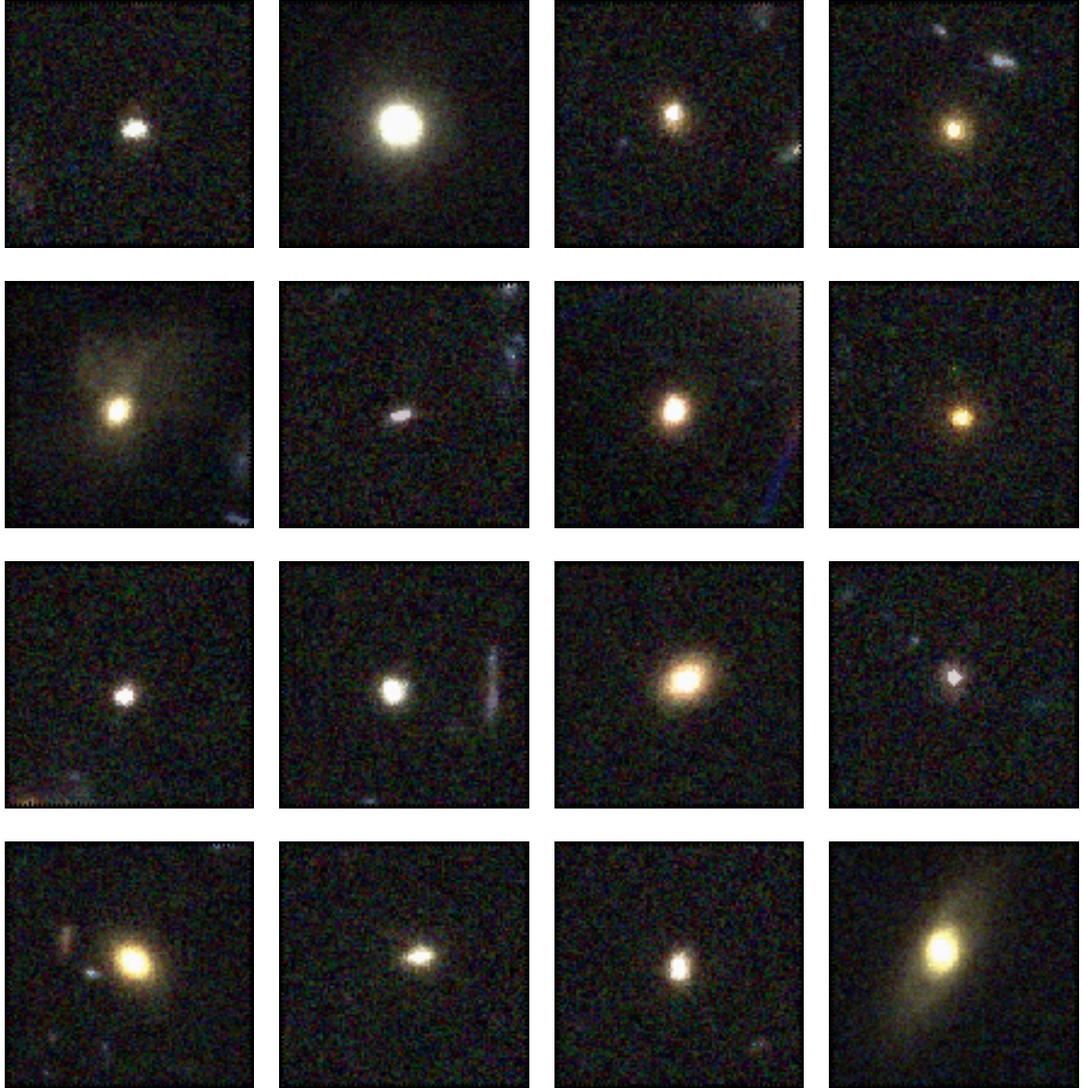


FIGURE 4.12 – Sélection de galaxies elliptiques parmi les galaxies avec $n > 1.5$ se trouvant dans la séquence.

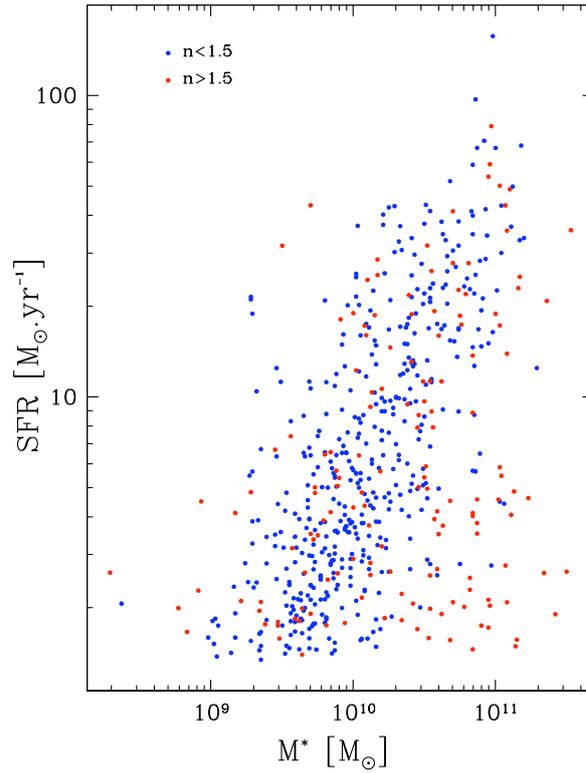


FIGURE 4.13 – SFR- M^* pour l'échantillon complet de galaxies à formation d'étoiles, en prenant en compte la différence morphologique : $n < 1.5$ en bleu pour la famille des galaxies disques et $n > 1.5$ pour la famille des galaxies sphéroïdes ou dominées par un bulbe. On constate que la corrélation entre SFR et M^* existe pour les galaxies disques, les autres arborant une dispersion trop importante.

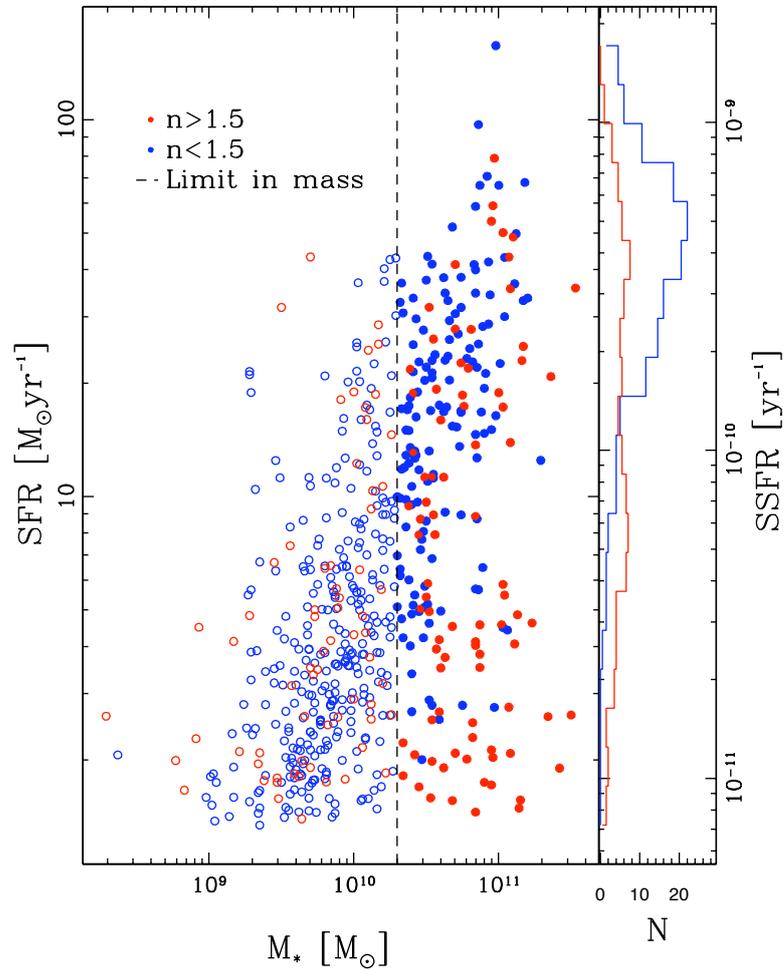


FIGURE 4.14 – Histogramme du SSFR déterminé à partir de la masse de transition $M \sim 2 \cdot 10^{10} M_{\odot}$, avec en bleu les galaxies avec $n < 1.5$ et en rouge les galaxies avec $n > 1.5$. L'on remarque que les galaxies disques sont concentrés à des âges de formation d'étoiles court alors que les galaxies à haut indice de Sérsic ($n > 1.5$) montrent une dispersion importante allant des âges courts dans la séquence aux âges plus long pour les galaxies se situant dans le nuage sous la séquence.

formation d'étoiles spécifique SSFR pour les galaxies ayant une masse supérieure à la masse transitoire où l'on peut voir que la corrélation se brise c'est-à-dire $M > \sim 2.10^{10}M_{\odot}$. Le taux de formation d'étoiles spécifique, SSFR, est défini de la manière suivante :

$$\text{SSFR} = \frac{\text{SFR}}{M_{*}} \quad (4.6)$$

et si l'on suppose que toutes les étoiles vieilles qui reflètent la masse stellaire de la galaxie ont à peu près le même âge stellaire, cette expression se simplifie en :

$$\text{SSFR} = \frac{\text{SFR}}{\langle \text{SFR} \rangle} \times \frac{1}{\text{âge}} \quad (4.7)$$

où le $\langle \text{SFR} \rangle$ est le taux de formation d'étoiles moyen. Le SSFR est donc une quantité reliée à l'âge approximatif qu'il a fallu pour former les étoiles de la galaxie en question. Nous pouvons remarquer dans la Figure 4.14, que les galaxies disques se concentrent dans la région où l'âge moyen de formation d'étoiles est assez court, alors que les galaxies à plus haut indice de Sérsic, elles, montrent un éventail plus grand d'âges allant du court comme les galaxies disques se trouvant dans la séquence au long pour les galaxies elliptiques du nuage se trouvant en dessous de la séquence.

Ainsi il existe comme une dichotomie entre cette séquence de galaxies disques et ce nuage de galaxies elliptiques dans le plan SFR- M_{*} . La première montrant une relation étroite entre le taux de formation d'étoiles et la masse stellaire de galaxies disques et le second plutôt un nuage qu'une séquence pour des galaxies elliptiques massives formant peu d'étoiles. Ils suggèrent ainsi qu'il y ait en plus de la différence de structure une différence de propriétés physiques qui révélerait deux modes de formations d'étoiles différents. Par conséquent, la morphologie qui est étroitement relié à l'histoire de formation d'étoiles passée se révèle être un critère discriminant de ces différents modes dans le plan SFR- M_{*} . Ce résultat nouveau a aussi été découvert par Schminovich et al. 2007 dans l'Univers local, et plus récemment par Wuyts et al. 2011b sur une étude de SFR- M_{*} en fonction de la morphologie dans différents champs d'observation et pour différents redshifts.

Finalement, on parle généralement de la corrélation SFR- M_{*} pour des galaxies à formation d'étoiles, mais le terme formation d'étoiles est quelque peu ambigu. Par exemple, on peut citer la sélection de galaxies à formation d'étoiles en prenant en compte le critère BzK à redshift $z \sim 2$ (Daddi et

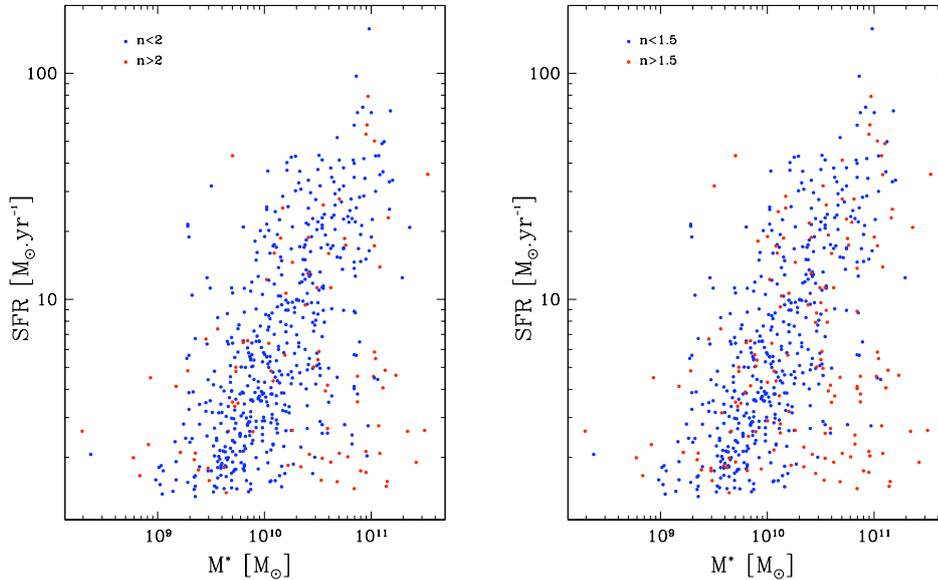


FIGURE 4.15 – Gauche : SFR- M^* pour tout l'échantillon en faisant une sélection morphologique à l'aide de l'indice de Sérsic à $n = 2$, en point bleu les galaxies de type spirale $n < 2$ et en rouge les galaxies de type elliptique $n > 2$. Droite : même graphe avec la sélection précédente à $n = 1.5$ ne prenant en compte que les disques en bleu.

al. 2007, Pannella et al. 2009), ou la sélection des galaxies de couleur bleue (Elbaz et al. 2007, Peng et al. 2010) ou même les galaxies Lyman break à $z > 3$ ainsi que la sélection en UV (Lee et al 2010), mais nous avons découvert ici que cette corrélation entre SFR et M^* existe seulement pour les galaxies disques à formation d'étoiles. La famille des galaxies à formation d'étoiles avec $n > 1.5$ arborant, elle, une dispersion plus importante, au point qu'il y ait des galaxies dans la séquence mais en minorité et des galaxies sous la séquence, situées dans une sorte de nuage. Nous étudierons cette corrélation pour les disques en détail dans le chapitre suivant et dans ce qui suit nous allons montrer le bien fondé de la limite prise dans l'indice de Sérsic à 1.5, ainsi qu'au nuage de galaxies elliptiques.



FIGURE 4.16 – Galaxies ayant un $2 > n > 1.5$, ce sont des belles spirales avec un bulbe important.

4.3.3 Limite sur n

En se basant sur nos simulations avec Galfit, voir chapitre 2, nous avons pris une limite sur l'indice de Sérsic à $n = 1.5$ pour distinguer entre les galaxies disques ayant un profil exponentiel et les galaxies de type elliptique. Nous rappelons que certaines études prennent une limite à $n = 2$ (Ravindranath et al. 2004, Pannella et al. 2006) voir $n = 2.5$ (Schiminovich et al. 2007), cependant elles incluent de cette manière certaines elliptiques ou des galaxies de type S0 dans leur échantillon de spirales. Nous montrons dans la Figure 4.15, dans le panneau de gauche le SFR- M^* pour tout l'échantillon en prenant en compte la morphologie, cette fois avec la limite $n = 2$ dans l'indice de Sérsic pour distinguer les deux familles. Pour comparer, nous représentons le même graphe avec notre limite précédente c'est-à-dire $n = 1.5$. Il y a une légère différence entre les deux graphes, où on voit qu'avec la limite $n = 2$ on obtient plus de points bleus dans la séquence surtout à grande masse même si la différence n'est pas très importante, cependant on remarque qu'il reste toujours des galaxies cette fois avec $n > 2$ dans la séquence, ce qui indique qu'il y a bien des elliptiques dans la séquence (voir Figure 4.12). Donc cette nouvelle sélection n'apporte pas de changement significatif à part une plus grande statistique à grande masse. Par contre l'un des inconvénients est que cette sélection augmente le nombre de galaxies sélectionnées comme étant spirales dans le nuage des galaxies elliptiques, alors qu'après vérification à l'oeil elles ne le sont pas. De plus, notre précédente sélection montrait une meilleur discrimination entre les galaxies disques de la séquence et les galaxies elliptiques du

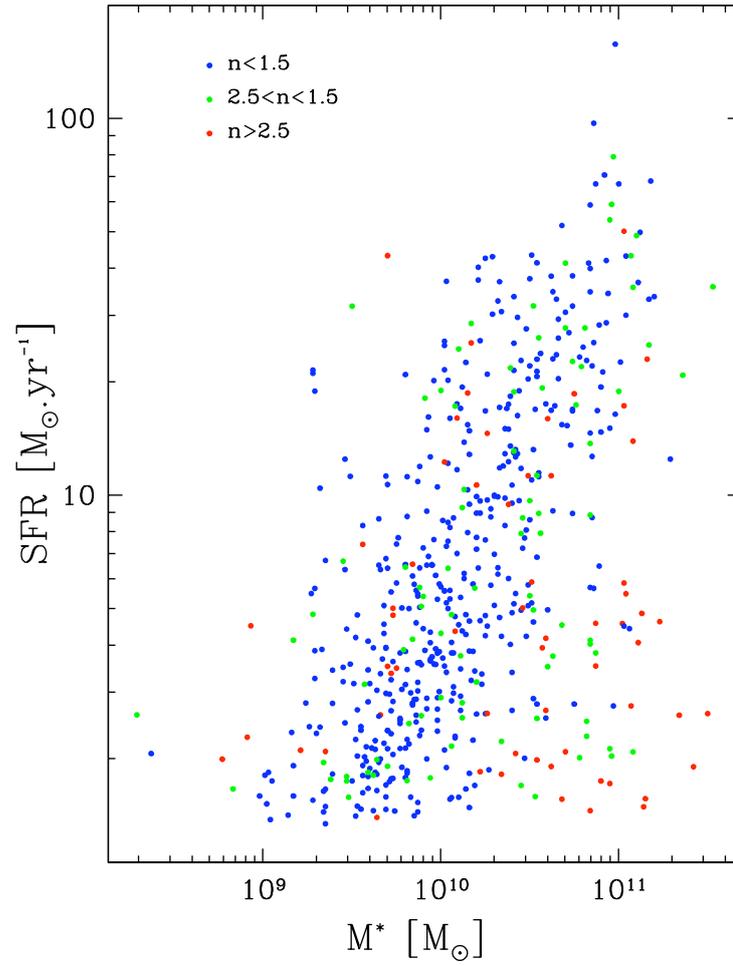


FIGURE 4.17 – SFR- M^* pour tout l'échantillon en faisant une sélection morphologique à l'aide de l'indice de Sérsic en trois bins différents, avec $n < 1.5$ pour les disques en bleu, $1.5 < n < 2.5$ pour les spirales à fort bulbe en vert et $n > 2.5$ pour les elliptiques en rouge.

nuage. Et nous pensons que la sélection précédente représente un réel sens physique mettant en avant une séquence de galaxies disques ayant des propriétés similaires, les galaxies de type sphéroïdes arborant une dispersion très importante, mettant en avant un mode de formation d'étoiles différent.

Notre sélection morphologie visait à sélectionner deux familles, à savoir celles des spirales et celles des elliptiques, afin de mener une étude particulière sur les galaxies spirales. Pour cette raison une attention particulière a été donnée à la limite entre ses deux familles afin d'avoir un échantillon de spirales le plus propre possible. Nos simulations nous ont menées vers une limite à $n = 1.5$, afin d'être contaminer le moins possible par les galaxies elliptiques dans notre échantillon de galaxies spirales. Cela aura aussi pour conséquence que les galaxies spirales à bulbe proéminent se retrouveront dans l'échantillon des galaxies à indice de Sérsic supérieur à 1.5, ça sera un biais dans notre étude. Dans la Figure 4.16, nous avons représenté quatre galaxies parmi les galaxies de la séquence ayant un indice de Sérsic supérieur à 1.5 et inférieur à 2, elles représentent 8% des galaxies de la séquence, ce sont des spirales mais on peut constater la présence d'un bulbe important.

D'après Allen et al. 2006, il y a une nette séparation des bulbes et des disques dans les galaxies. Ils auraient un comportement distinct : les bulbes ayant en majorité des couleurs proches de celles de elliptiques alors que les disques eux décrivent tout l'intervalle de couleur depuis le rouge des elliptiques au très bleu des irrégulières. Nous pensons que la présence d'un bulbe important dans une galaxie spirale impliquerait des propriétés physiques différentes en comparaison aux spirales à faible bulbe. On peut citer deux études en accord avec cela, la première Bell 2008, dans une étude sur le quenching (suppression ou baisse de la formation d'étoiles) dans les galaxies, qui indique qu'il est naturel de prévoir qu'il y ait un lien entre le quenching et la présence d'un bulbe dans les galaxies. Il sélectionna les galaxies en fonction de leur indice de Sérsic, les galaxies disques sans bulbe ou un faible bulbe ayant été sélectionnées avec $n < 1.5$. La deuxième étude est celle de Martig et al. 2009, qui montra avec ses simulations que la formation d'un bulbe proéminent dans les galaxies pouvait engendrer un quenching de la formation d'étoiles.

On pourrait penser que les galaxies spirales à fort bulbe auraient un comportement différent dans le plan SFR- M^* , pour cela nous avons effectué une sélection morphologique en trois bins différents, avec $n < 1.5$ pour les



FIGURE 4.18 – Ce sont les huit galaxies de la séquence avec $n < 1.5$ semblant être des elliptiques, la vérification a été faite à l’œil sur tout l’échantillon de $n < 1.5$.

disques en bleu, $1.5 < n < 2.5$ pour les spirales à fort bulbe en vert et $n > 2.5$ pour les purement elliptiques en rouge, le graphe correspondant est représenté Figure 4.17. Bien sûr, c'est une sélection très approximative sachant que le bin à $1.5 < n < 2.5$ sera aussi contaminé par des elliptiques. La distribution des galaxies à bulbe est proche de celle des elliptiques même si elles ne peuplent pas autant le nuage. Cependant il faut rappeler que certaines études ont trouvé que des elliptiques peuvent avoir un indice de Sérsic de l'ordre de 2 (voir Chapitre 2).

Ainsi la meilleure sélection à prendre pour sélectionner les galaxies disques ayant pas de bulbe ou ayant un faible bulbe, est $n = 1.5$, et cette sélection est déjà contaminée par huit galaxies qui sembleraient être des elliptiques. En effet, dans la Figure 4.18, nous représentons les huit galaxies de la séquence ayant $n < 1.5$ et qui semble avoir une morphologie elliptique. Donc si l'on prend une limite plus grande en n , on risquerait d'être encore plus contaminer par des galaxies elliptiques ou des galaxies à fort bulbe dans notre famille de galaxies purement disques, et d'être ainsi plus biaisé dans notre étude. A titre de comparaison, Wuyts et al. 2011b, trouve un indice de Sérsic moyen pour la séquence $n \sim 1$ décrivant un profil exponentiel de disques, ce qui est en accord avec notre étude.

On note en plus, qu'en utilisant la sous-estimation donnée par Galfit, qui est de 15% environ, si l'on prend une sélection pour un indice de Sérsic de 1.7, elle correspondra en réalité, à cause de la sous-estimation, à une sélection à $n=2$. En faisant la vérification de prendre $n=1.5$ ou $n=1.7$, mais le changement n'est pas significatif, on verra cela dans le prochain chapitre.

4.3.4 Nuage des galaxies elliptiques.

Nous allons nous intéresser dans cette sous-section au nuage de galaxies se retrouvant sous la séquence SFR- M^* des galaxies disques voir Figure 4.13. Son appellation nuage, vient de la distribution importante en SFR et M^* qu'il affiche, ne montrant pas de relation particulière entre ces deux quantités. On rappelle que ces galaxies du nuage, sont des détections robustes à $24\mu\text{m}$ censées représenter des galaxies à formation d'étoiles. Avant de discuter de ce point, nous allons d'abord considérer la morphologie de ce nuage de galaxies, en faisant une inspection à l'oeil.

La plupart des galaxies de ce nuage à $n > 1.5$ sont des galaxies elliptiques. En effet, dans la Figure 4.19, nous avons représenté la moitié de

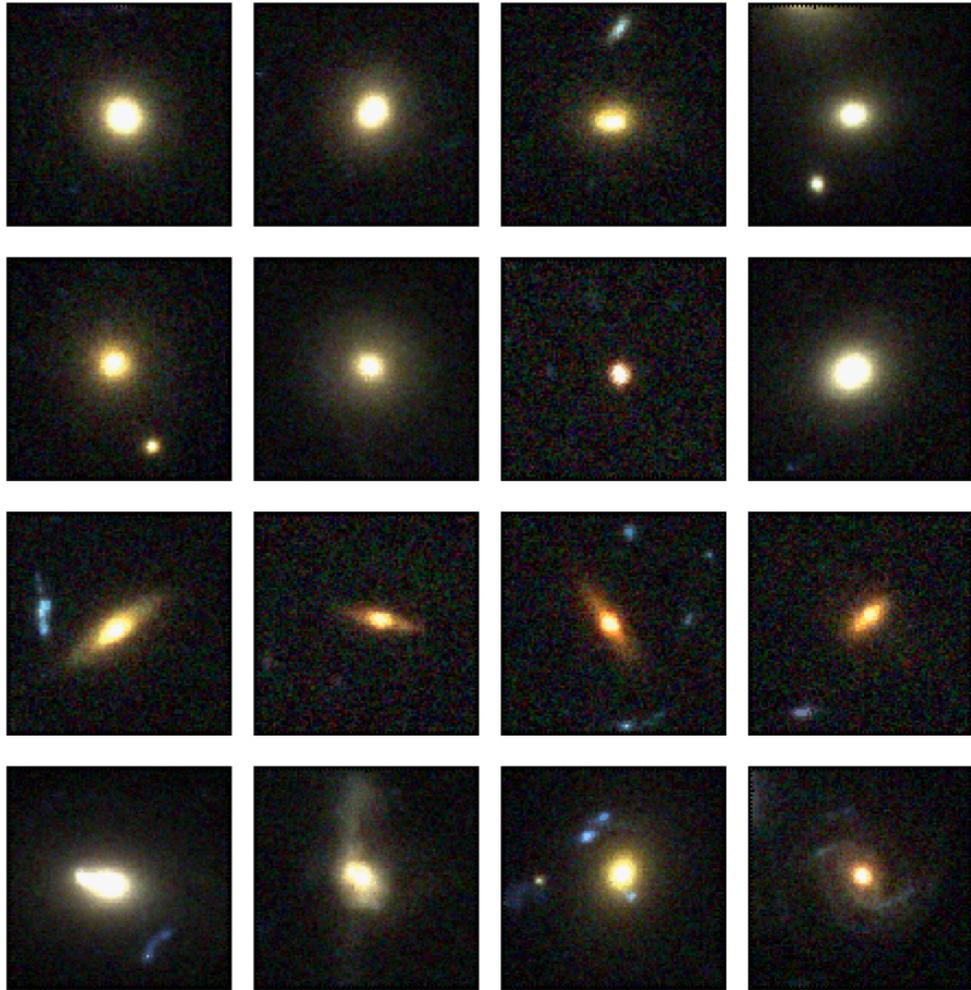


FIGURE 4.19 – La moitié des galaxies du nuage est représentée. Il est composé en majorité d'elliptiques massives avec $n > 3$.

l'échantillon de galaxies du nuage, c'est-à-dire 16 galaxies sur 32. Dans les deux premières lignes de la figure, on peut voir des galaxies massives elliptiques, elles ont un indice de Sérsic majoritairement supérieur à 3, et elles représentent à elles seules la moitié des galaxies du nuage, expliquant ainsi la valeur moyenne de l'indice de Sérsic trouvée, qui est de $n_{\text{nuage}} \sim 3.20$. Dans la troisième ligne du graphe, on a représenté les galaxies qui sont plutôt du type S0 ou peut-être des galaxies elliptiques très aplaties, elles représentent 1/6 des galaxies du nuage. Nous retrouvons aussi dans ce nuage des galaxies elliptiques paraissant subir une fusion mineure, les trois premières galaxies de la dernière ligne de la figure seraient peut-être en train d'accréter un objet de plus petite taille (cela reste hypothétique étant donné qu'il pourrait aussi s'agir d'un gros clump), elles représentent 1/5 des galaxies du nuage. Le reste est composé de galaxies spirales mais ayant un bulbe très important, voir la dernière ligne image de droite où on voit une galaxie avec un bulbe important de couleur rouge, ou aussi de galaxies qui sont très peu brillantes.

En ce qui concerne les rares galaxies ayant un indice de Sérsic $n < 1.5$ et se retrouvant au bord du nuage, ce sont des galaxies très peu brillantes. Ainsi la morphologie dominante est une morphologie de type elliptique avec de hauts indices de Sérsic, avec une présence de galaxies spirales à bulbe proéminent.

Ces galaxies qui sont très massives $M > 10^{10} M_{\odot}$ arborant des taux de formation d'étoiles peu élevés mais montrant une dispersion importante indiquant que leur faible activité ne semble pas s'expliquer par les mêmes processus se situent juste en dessous de la séquence des galaxies disques à formation d'étoiles. Cette localisation n'est pas anodine, effectivement, elle suggérerait qu'il est possible que le peuplement de ce nuage viendrait des galaxies de la séquence se situant juste au dessus qui auraient par un mécanisme quelconque transformé leur morphologie de disque vers elliptique ou disque avec bulbe important en parallèle à une transformation de leur activité. Leur formation stellaire serait alors atténuée comparativement aux galaxies de la séquence qui à même masse stellaire forment des étoiles à un taux supérieur d'au moins un ordre de grandeur. Il faut rappeler ici, que c'est l'une des questions les plus fondamentales dans l'étude de l'évolution des galaxies, à savoir le mécanisme qui expliquerait le changement morphologique mais aussi le changement d'activité des galaxies. Une des possibilités serait un remodelage par une fusion majeure avec une galaxie

de masse similaire qui engendrerait des elliptiques massives et formant peu d'étoiles, ce qui expliquerait leur dispersion importante en forme de nuage dans le plan SFR- M^* , vu qu'une fusion dans une galaxie n'est pas censée s'opérer de la même manière que dans une autre galaxie. De plus, comme indiqué plus haut, il est possible que la formation d'un bulbe important contribue à la baisse de formation d'étoiles. Nous en discuterons plus bas et en particulier dans la partie III.

Cependant, il y a une autre considération à prendre en compte concernant ce nuage, il est possible que des galaxies elliptiques passives ne formant plus d'étoiles aient acquis du gaz par un quelconque mécanisme qui leur donna l'occasion de former un peu d'étoiles. En l'occurrence, quelques observations à bas redshift ont découvert de la formation d'étoiles dans de telles galaxies (Rich et al. 2005, Yi et al. 2005, Salim & Rich 2010). Dans notre échantillon, on peut supposer que les galaxies semblant subir une fusion mineure rentre dans de tels critères. Néanmoins, cela reste hypothétique car des observations du gaz moléculaire étant nécessaires pour cela ; de plus, ce phénomène reste tout de même rare.

On peut enfin, se demander si la détection à $24\mu\text{m}$ de ces galaxies correspond vraiment à de la formation d'étoiles. En effet, cette sélection dans le mid-IR, est censée correspondre à l'émission des petits grains et aux bandes de PAHs, qui indiqueraient la présence de formation d'étoiles. Cependant des études menées sur des galaxies elliptiques montre que plusieurs possibilités peuvent expliquer cette émission dans le mid-IR. Premièrement l'avènement d'une fusion (Xilouris et al. 2004), deuxièmement les cooling flows (jets de gaz froid) (Fabian, Nulsen & Canizares 1991), troisièmement la perte de masses des étoiles vieilles (Knapp, Gunn & Wynn-Williams 1992), voir même des émissions de PAHs différents de ceux trouvés dans les galaxies normales, comme l'indique Vega et al. 2010, qui montre que l'émission dans le mid-IR dans ses galaxies elliptiques sont probablement dues à des émissions de grandes molécules neutres de PAH qui peuvent exister à proximité des étoiles carbonées géantes et froides qui permettent à ces molécules de se condenser. Et enfin, cette émission dans le mid-IR, peut être due à la présence d'un AGN obscurci, qui aurait une bonne partie du rayonnement du à son disque d'accrétion réémis dans le mid-IR à cause de l'absorption de la poussière l'entourant.

Les trois premières possibilités étant difficiles à vérifier dans notre cas, nous avons au moins tenter d'éliminer les candidats d'AGN, en éliminant

les détections dans les rayons X durs, voir plus haut. Les détections en X durs sont un moyen assez efficace d'éliminer les AGNs, en effet, ces rayons sont capables de pénétrer la poussière et le gaz qui obscurcissent l'émission de l'AGN dans l'optique, l'UV mais aussi les rayons X doux. Cependant les AGNs ayant des colonnes de densité de gaz importantes peuvent même être obscurcis dans leurs rayons X durs (Donley et al. 2005). Il est donc possible qu'on ait pu laisser passer certains AGNs obscurcis au point qu'ils ne soient pas détectés en rayons X durs. L'un des moyens de remédier à cela aurait été de faire une sélection couleur-couleur dans les bandes IRAC (Lacy et al. 2004, Stern et al. 2005) car même si ces bandes peuvent être touchées par l'absorption, la géométrie de la poussière dans les galaxies permettent tout de même à cette réémission en mid-IR d'être visible (Lacy et al. 2004). Ces sélections dans le diagramme couleur-couleur utilisant les bandes IRAC ont justement été mis en place pour sélectionner ces AGNs très obscurcis. Cependant même s'ils sont assez efficaces, il est aussi probable que même si elles rentrent dans leurs critères ces galaxies ne contiennent pas d'AGN, ou contiennent un AGN qui est en co-habitation avec de la formation d'étoiles. Car comme le note Stern et al. 2005, certaines galaxies (17%) qui n'indiquent pas d'AGN avec leur sélection spectroscopique tombent dans leur critères tout de même.

Quoiqu'il en soit, nous allons nous intéresser spécialement aux galaxies disques de la séquence mettant de côté les galaxies ayant un indice de Sérsic $n > 1.5$ pour l'instant. Avant de commencer cela, nous ferons une comparaison entre la sélection morphologique et en couleur des galaxies.

4.4 Sélection en couleur

Dans cette section nous nous intéresserons, à titre comparatif, à une sélection en couleur des galaxies au lieu de la sélection précédente morphologique.

Comme indiqué plus haut dans le chapitre 1, il est maintenant établi qu'il existe une relation entre la couleur et la magnitude des étoiles, à savoir ce qu'on appelle usuellement le diagramme de Hertzsprung-Russel (HR). Si ce diagramme est bien établi pour les étoiles, pour les galaxies cela n'est pas aussi évident. En effet, la difficulté est due au fait que la lumière provenant d'une galaxie est la lumière moyennée sur toute sa population stellaire, ainsi

elle rendrait compte de plusieurs paramètres, comme l'histoire de formation stellaire, sa métallicité ou même son activité. Donc un diagramme couleur-magnitude pour une galaxie n'est pas obtenu par la simple intégration du diagramme HR pour l'ensemble de ses étoiles, on ne retrouve alors pas une simple séquence comme pour les étoiles.

Cependant, le diagramme couleur-magnitude pour les galaxies, appelé diagramme CM a tout de même été rapidement étudié et différents résultats en aboutirent. Tout d'abord, pour ne pas introduire de biais morphologique, le diagramme CM a été étudié séparément pour les galaxies elliptiques d'un côté (Visvanathan & Griersmith 1977) et pour les galaxies spirales de l'autre (Chester & Roberts 1964). Il résulta de la première étude une séquence assez bien définie surtout pour les galaxies elliptiques massives des amas (Faber 1973), quant à la deuxième, le résultat est moins clair, les galaxies spirales affichant une dispersion importante dans le diagramme CM, ont été classées sous l'appellation nuage de galaxies bleues.

Ce diagramme fût par la suite étudié en mélangeant les deux types morphologiques, il fut alors découvert une dichotomie entre les galaxies dites rouges et les galaxies dites bleues (Strateva et al. 2001). Plusieurs études ont ainsi montré qu'il existait cette dichotomie jusqu'à redshift environ 2 (Baldry et al. 2004, Driver et al. 2006, Cooper et al. 2007, Franzetti et al. 2007 pour ne citer qu'eux). Dans la figure 4.20, provenant de Driver et al 2006, on voit qu'il existe une dichotomie bien définie entre galaxies bleues qui sont composées de galaxies spirales, ayant une grande fraction de gaz et formant donc des étoiles d'où leur couleur bleue et les galaxies rouges composées majoritairement de galaxies elliptiques ou à fort bulbe qui n'ont plus beaucoup de gaz et formant donc peu d'étoiles, d'où leur couleur rouge.

Cependant la limite entre ces deux populations n'est pas si rigoureuse que cela, car d'une part la limite définie entre galaxie bleue et rouge varie avec le redshift car les couleurs sont globalement décalées vers des couleurs plus bleues et d'autre part il existe une troisième population appelée vallée verte entre les galaxies bleues et rouges. Van den Bergh (2007) montra lui en utilisant 1246 galaxies dans l'Univers local qu'il n'y avait pas de dichotomie rouge-bleu à proprement dit mais plutôt une transition progressive en couleur le long de la séquence morphologique dans le diagramme CM.

Quoiqu'il en soit, nous utilisâmes la sélection d'Elbaz et al. 2007 pour

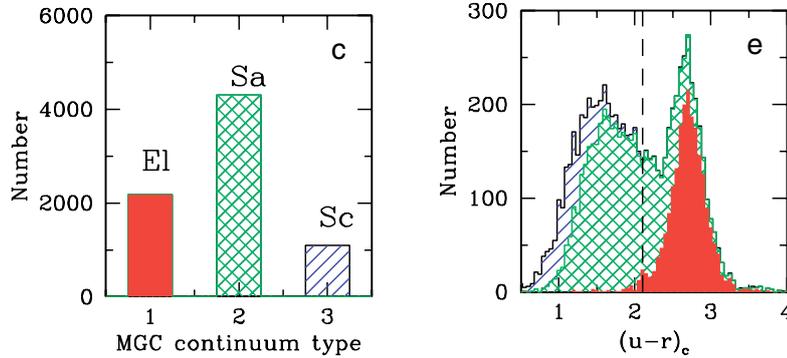


FIGURE 4.20 – Figure provenant de Driver et al. 2006, où l’on voit panneau de gauche la répartition morphologique de son échantillon et dans le panneau de droite l’histogramme de la couleur $u-r$, pour ces galaxies. L’ont voit une dichotomie dans la morphologie, où les galaxies elliptiques se cloisonnent au couleur rouge alors que les galaxies de type Sc, particulièrement et contrairement au Sa, se dispersent dans les couleurs plus bleues.

délimiter ces deux sous-populations à savoir :

$$U - B = -0.032(M_B + 21.52) + 0.454 - 0.25 + 0.831 \quad (4.8)$$

où la couleur $U-B$ est obtenue avec les magnitudes absolues et correspondant au référentiel d’émission, le résultat est montré dans la Figure 4.21. Cette limite fût privilégiée car Elbaz et al. 2007 étudient des galaxies à redshift 1, provenant des champs GOODS, ce qui est similaire à notre étude avec la seule différence que nous utilisons seulement les galaxies sélectionnées à $24\mu\text{m}$. Nous trouvons que la population de galaxies rouges est pratiquement inexistante. En effet il y a seulement 5% de galaxies définies comme rouge avec une telle limite pour tout l’échantillon complet. En regardant la relation $\text{SFR}-M^*$ en distinguant les bleues des rouges, voir Figure 4.22, nous n’arrivons pas à retrouver le résultat précédent, à savoir une séquence bien définie $\text{SFR}-M^*$ qui fut révélée plus haut pour les galaxies disques. Mais plutôt une séquence avec un nombre négligeable de outliers à faible SFR et grande M^* . Cette différence est très importante, en effet cela suggérerait premièrement que la population des galaxies disques n’est pas en bijection avec la population des galaxies bleues, ce qui impliquerait

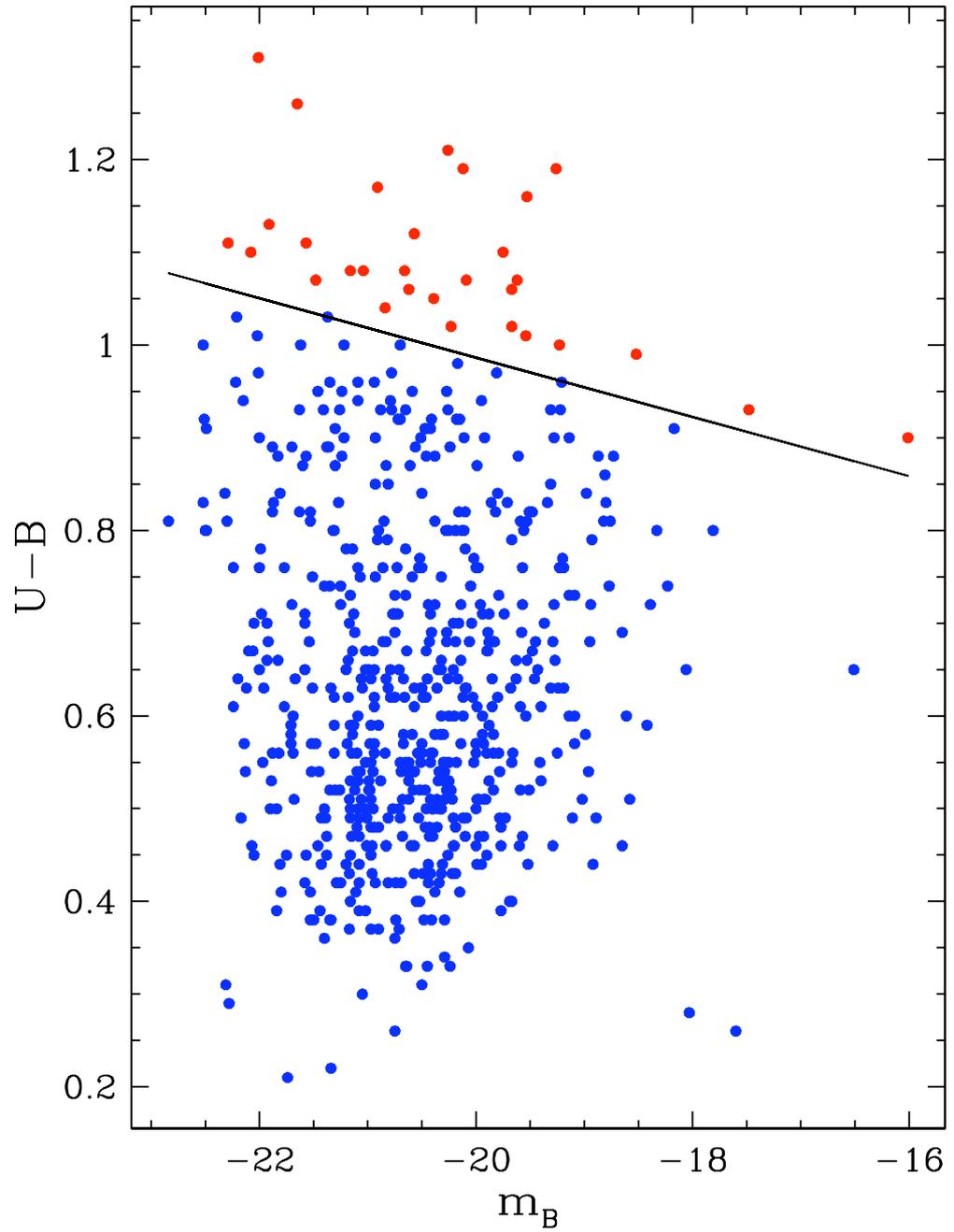


FIGURE 4.21 – Diagramme couleur magnitude, la limite utilisée est celle de Elbaz et al. 2007. On trouve seulement 5% de galaxies rouges.

que la morphologie et la couleur ne sont pas des informations identiques mais plutôt complémentaire. Dans la Figure 4.23, l'on a tracé la couleur U-B utilisée pour le diagramme en fonction de l'indice de Sérsic, on peut constater qu'il n'y a pas de relation particulière entre ses deux quantités.

En effet, la couleur bleue reflétant la formation d'étoiles dans la galaxie et la morphologie spirale rendant compte de la dynamique sous-jacente dans la galaxie, ces deux phénomènes sont sans doute liés mais non similaires. Donc, le résultat trouvé plus haut indique que la morphologie serait un moyen plus efficace de rendre compte du mode de formation d'étoiles continu qui créera cette séquence étroite appelée *Main sequence*. Ainsi même si la couleur est un indicateur de la formation stellaire, on peut retrouver dans cette population des galaxies ayant plutôt une morphologie sphéroïdale et qui ont une formation d'étoiles résiduelle, notamment les galaxies elliptiques sous la séquence. Mais cette dégénérescence peut être levée en prenant en compte la morphologie.

Cependant il est aussi possible de retrouver des galaxies elliptiques bleues formant des étoiles à haut redshift contrairement à la population d'elliptiques à bas redshift qui est essentiellement passive. Certaines observations sont allées dans ce sens (Rich et al. 2005, Yi et al. 2005, Salim & Rich 2010). La possibilité d'avoir une population d'elliptiques différentes à haut redshift en comparaison à celles de l'Univers local ne serait pas à écarter et aurait une répercussion sur la compréhension de l'évolution des galaxies. En effet, lorsqu'on sait que la fusion de galaxies peut créer une forme sphéroïdale et s'accompagner d'une flambée de formation d'étoiles on peut penser qu'à haut redshift, car c'est à haut redshift que les fusions ont lieu plus fréquemment, on retrouverait une population de galaxies elliptiques à formation d'étoiles qui sont le résultat de cette fusion et qui suivant le moment de l'observation seront sur le point de devenir passives et rouges, c'est-à-dire ce que l'on observe à plus bas redshift.

Ces galaxies elliptiques à flambée de formation d'étoiles auront tendance à être obscurcies par la poussière, or cela n'est pas le cas ici, vu qu'elles ont déjà une couleur bleue sans que l'on ait corrigé par le rougissement de la poussière. De plus on peut dire qu'elles ne sont pas à flambée de formation d'étoiles car elles ont des taux de formation d'étoiles très bas. Alors plusieurs hypothèses sont envisageables, soit en effet elles sont elliptiques formant des étoiles mais qui vont bientôt devenir passives, soit elles sont des galaxies elliptiques passives ayant accrétées du gaz, par exemple grâce

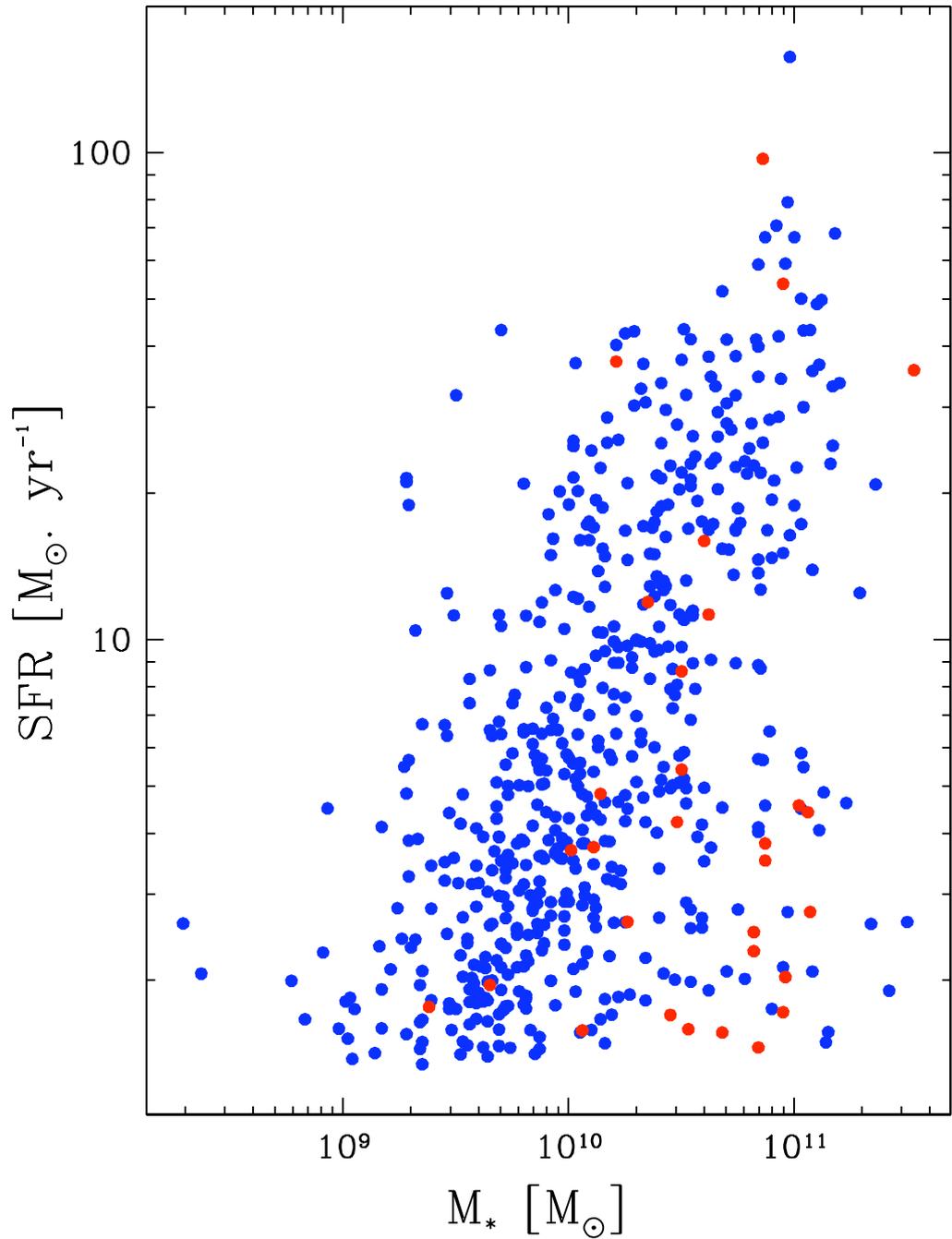


FIGURE 4.22 – SFR- M^* avec en bleu les galaxies ayant une couleur bleue selon le diagramme couleur magnitude précédent et en rouge les galaxies définies comme telle. La séquence devient estompé en raison d'un nombre important de galaxies bleues se retrouvant sous la séquence.

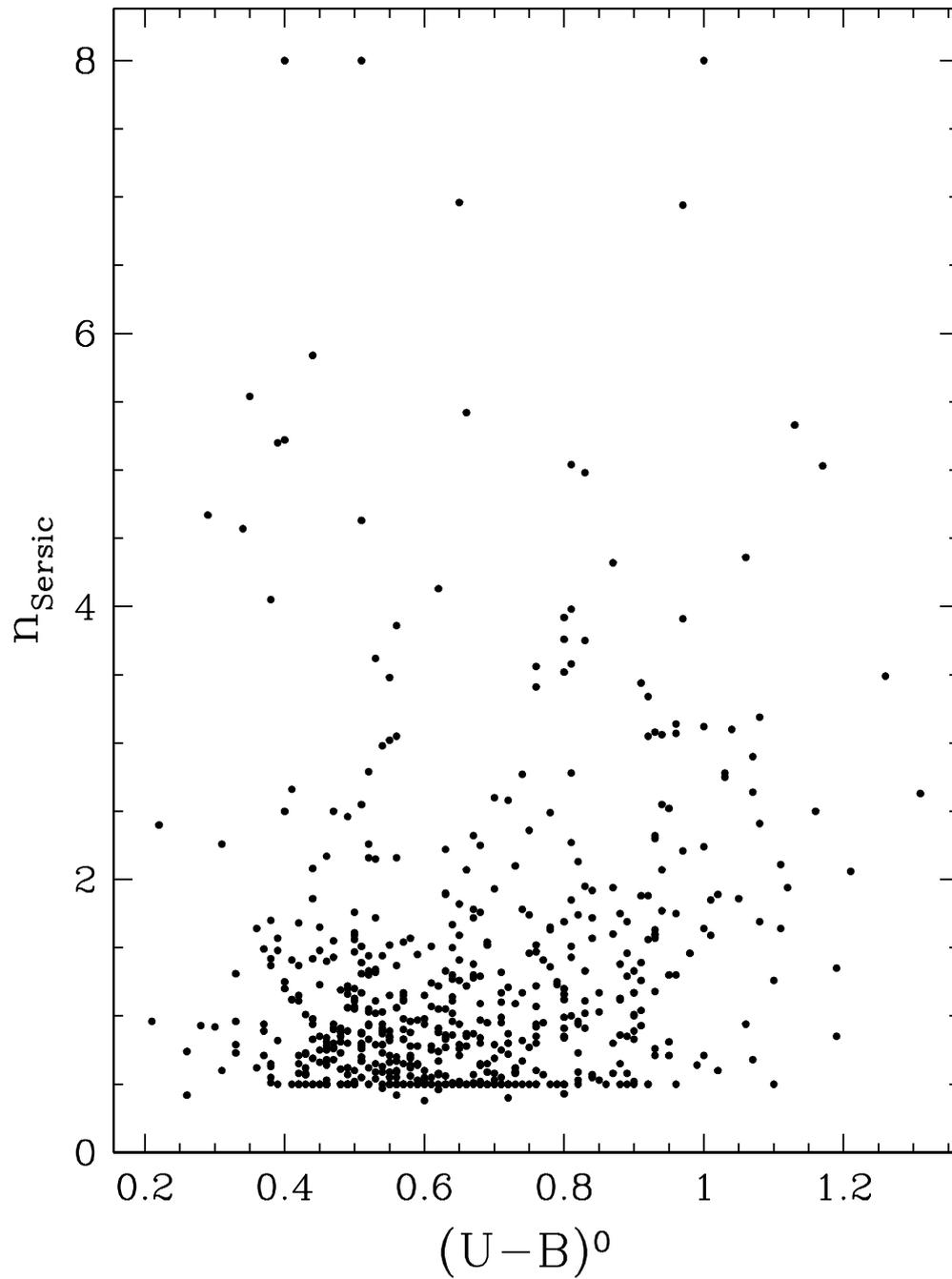


FIGURE 4.23 – Image montrant la couleur U-B dans le référentiel d'émission en fonction de l'indice de Sérsic, on peut constater qu'il n'y a pas de relation particulière entre ses deux quantités.

à une fusion mineure, et formant ainsi des étoiles résiduellement, soit enfin cette couleur bleue proviendrait de la présence d'un AGN non détecté en rayons X.

Ainsi on conclut cette section en mettant en évidence la différence entre la sélection en morphologie et la sélection en couleur pour l'étude de SFR- M^* , la première mettant plus en valeur une séquence SFR- M^* pour des galaxies disques à formation d'étoiles alors que la deuxième ne montre pas une séquence aussi bien définie pour les galaxies bleues. Cependant, il faut rappeler ici que nous avons volontairement sélectionné seulement des galaxies détectées à $24\mu\text{m}$, pour avoir un échantillon de galaxies à formation d'étoiles. Or, il est connu que le diagramme CM pour des galaxies sélectionnées à $24\mu\text{m}$ est sous-peuplé pour la séquence des galaxies rouges (Bell et al. 2005), ce que l'on observe dans notre cas aussi. Ce résultat n'est pas surprenant vu que cette sélection permet de ne considérer a priori que des galaxies formant des étoiles, d'où un dépeuplement des galaxies rouges qui sont passives. Cela renforce l'idée que la sélection en morphologie apporte des informations complémentaire à la sélection en couleur.

Ainsi on trouve une séquence étroite SFR- M^* de galaxies spirales que l'on aurait pas retrouvé en utilisant seulement les galaxies bleues. On peut citer par exemple l'étude de Karim et al. 2011, qui sont concernés par ce problème. En effet, en faisant une sélection en couleur ils retrouvent beaucoup de outliers à bas SFR et haut M^* , qui noie la réelle séquence sous-jacente et qui biaise les propriétés de la séquence vers des pentes plus faibles et une dispersion plus importante. Parce que la morphologie est étroitement liée à d'autres descripteurs majeurs des galaxies (flux, contenu stellaire, masse) elle apparaît comme une approche performante pour effectuer une séparation univoque des différents types physiques des galaxies qui arboreraient des emplacements différents dans le plan SFR- M^* .

Chapitre 5

Caractéristiques de la séquence SFR- M^*

Dans le chapitre précédent nous avons mis en évidence l'existence d'une relation SFR- M^* qui existe pour les galaxies à formation d'étoiles disques (type morphologique spiral ayant un faible bulbe); parcontre les galaxies ayant un grand indice de Sérsic regroupant des galaxies elliptiques et contaminé par des galaxies spirales à bulbe proéminent ne montraient pas de relation particulière dans le plan SFR- M^* mais plutôt une dispersion importante reflétant des activités très différentes des galaxies elliptiques malgré leur forme morphologique relativement homogène contrairement aux spirales. On parle alors de dichotomie en une séquence de galaxies disques et en un nuage de galaxies elliptiques se situant sous la séquence.

Les galaxies disques se retrouvent dans une séquence étroite, où à masse stellaire, M^* , donnée leur taux de formation d'étoiles, SFR, ne peut prendre que certaines valeurs particulières se situant dans un petit intervalle. De plus, leur taux de formation d'étoiles augmente avec la masse stellaire déjà existante dans la galaxie. Comme dit plus haut, cette relation a été découverte à plusieurs redshifts avec des méthodes de sélection de l'échantillon et des outils utilisés différents, on sait que cette relation change de normalisation avec le redshift, c'est-à-dire qu'elle est translatée vers les hauts SFR avec le redshift et quant à sa dispersion et à sa pente lorsqu'elles sont étudiées elles sont respectivement de l'ordre d'un facteur 2 (0.3 dex en échelle logarithmique) et inférieure à 1 allant de 0.5 à 1 selon les sélections utilisées.

Il est important d'étudier en détail cette corrélation pour les galaxies

disques pour essayer de comprendre quels sont les phénomènes physiques entraînant un tel comportement de ces galaxies. Cela est d'autant plus important qu'il n'y a toujours pas de consensus quant à ses propriétés et à son interprétation malgré le fait qu'elle pourrait nous apporter des réponses sur le mode de formation d'étoiles principal dans les galaxies en fonction de leur type morphologie, qui est l'une des questions les plus fondamentales de l'évolution des galaxies.

Nous allons dans la suite étudier en détail les caractéristiques de cette séquence de galaxies disques à formation d'étoiles, à savoir sa pente, sa dispersion mais aussi sa dépendance à d'autres paramètres physiques. Il est, en effet, intrigant de retrouver toutes ces galaxies aussi différentes soient-elles dans une séquence aussi étroite sachant que les deux quantités utilisées, le SFR et la M^* , sont tirées d'observables et donc aux erreurs d'observation sont aussi additionnées les erreurs d'estimation, qu'on appellera les systématiques (qui sont par ailleurs seulement des approximations à titre indicatif), et le tout rendra compte de la précision sur ces deux valeurs. Ainsi on peut alors se demander si la faible dispersion de la séquence serait uniquement due aux erreurs de mesures sur les deux quantités ou s'il y a des contributions de paramètres physiques qui pourront en plus nous apporter des éléments de compréhension sur l'existence de cette séquence. Avant cela nous allons nous pencher sur la completeness de l'échantillon de galaxies disques qui sera utilisé.

5.1 *Completeness*

Comme dit plus haut, nous avons sélectionné des galaxies en masse avec une bande K plus brillante que 22 et ayant un $S/N > 3$ dans leur flux MIPS à $24\mu\text{m}$ et un flux supérieur à $12\mu\text{Jy}$. Cette dernière limite se traduira en limite sur le SFR voir Figure 4.4 qui dans le graphe SFR- M^* se reflétera par une limite approximativement horizontale en fonction de la masse stellaire, voir Figure 5.1. Cette coupure horizontale peut introduire un biais sur la pente de la séquence qui pourrait être décalée vers des valeurs moindres et cela impliquera de ce fait un biais sur la dispersion déterminée. Ainsi pour ne pas introduire de tels biais, il était nécessaire d'élaborer une limite en masse stellaire verticale afin de rejeter les galaxies se retrouvant dans le creux de la séquence c'est-à-dire à faible masse et faible SFR. Cela

nous permettra de nous affranchir des biais créés par l'application de la limite sur le SFR sans pour autant introduire de biais supplémentaires étant donné qu'une coupure verticale n'influence pas la pente déterminée lors de l'ajustement.

Cette limite en masse stellaire, qui nous garantira une completeness tout le long de la séquence, sera définie en fonction du taux de formation d'étoiles spécifique SSFR et de la limite dans le SFR en fonction du redshift. Après plusieurs tentatives, nous avons obtenu une limite sur le SSFR, $SSFR_{LIM}$, en fonction du redshift voir panneau du haut Figure 5.2, où les points noirs sont les galaxies rejetées. Cette limite a été déterminée en fonction du redshift, définie de la manière suivante : on voit une grande majorité de galaxies se retrouvant dans le même emplacement sur le plan SSFR-z, par contre certaines galaxies se retrouvent très déviantes à cet emplacement, ce sont des outliers ; la limite en SSFR sera celle qui délimitera l'emplacement où il y a la majorité des galaxies et rejettera les autres qui se trouvent à faible SSFR en fonction du redshift. Encore une fois, ces galaxies sont rejetées uniquement pour ne pas que l'on soit biaisé dans la détermination de la pente. Grâce à cette limite et à la limite dans le SFR, SFR_{LIM} , nous pouvons définir une limite sur la masse :

$$M_{LIM}^* = \frac{SFR_{LIM}}{SSFR_{LIM}} \quad (5.1)$$

Nous pouvons voir le résultat dans le panneau du bas de la Figure 5.2, où l'on a tracé la masse stellaire en fonction du redshift avec la limite en vert les points noirs étant les galaxies rejetées. Enfin, cette limite sera utilisée pour l'échantillon des galaxies disques dans le plan SFR-M*. Ce nouvel échantillon, que l'on peut voir dans la Figure 5.3 où les points ouverts sont les galaxies qui seront rejetées par la limite en masse (verticale), sera dénommé dans la suite échantillon complet et il sera utilisé dans la suite pour tous nos calculs. Il est composé au total de 338 galaxies disques.

5.2 Méthodologie de l'ajustement de la relation SFR-M*

Nous allons nous intéresser à la relation SFR-M* en fonction de différents paramètres physiques afin d'étudier la contribution de ces derniers dans la séquence et en particulier dans la dispersion de cette dernière ainsi

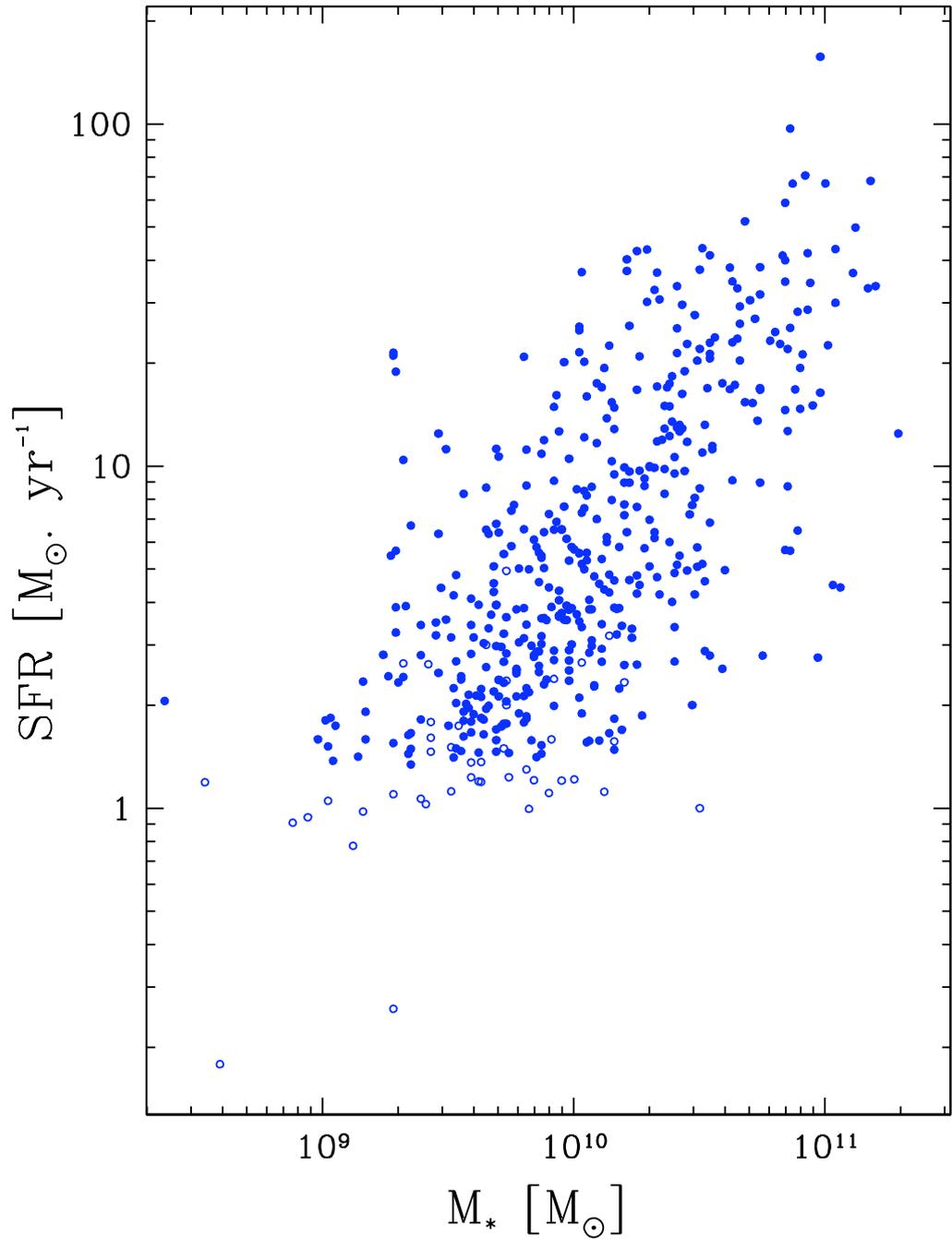


FIGURE 5.1 – Figure montrant le plan SFR- M^* pour les galaxies disques en mettant en évidence les galaxies rejetées (points ouverts) en appliquant la limite sur le SFR.

5.2. MÉTHODOLOGIE DE L'AJUSTEMENT DE LA RELATION SFR- M^* 123

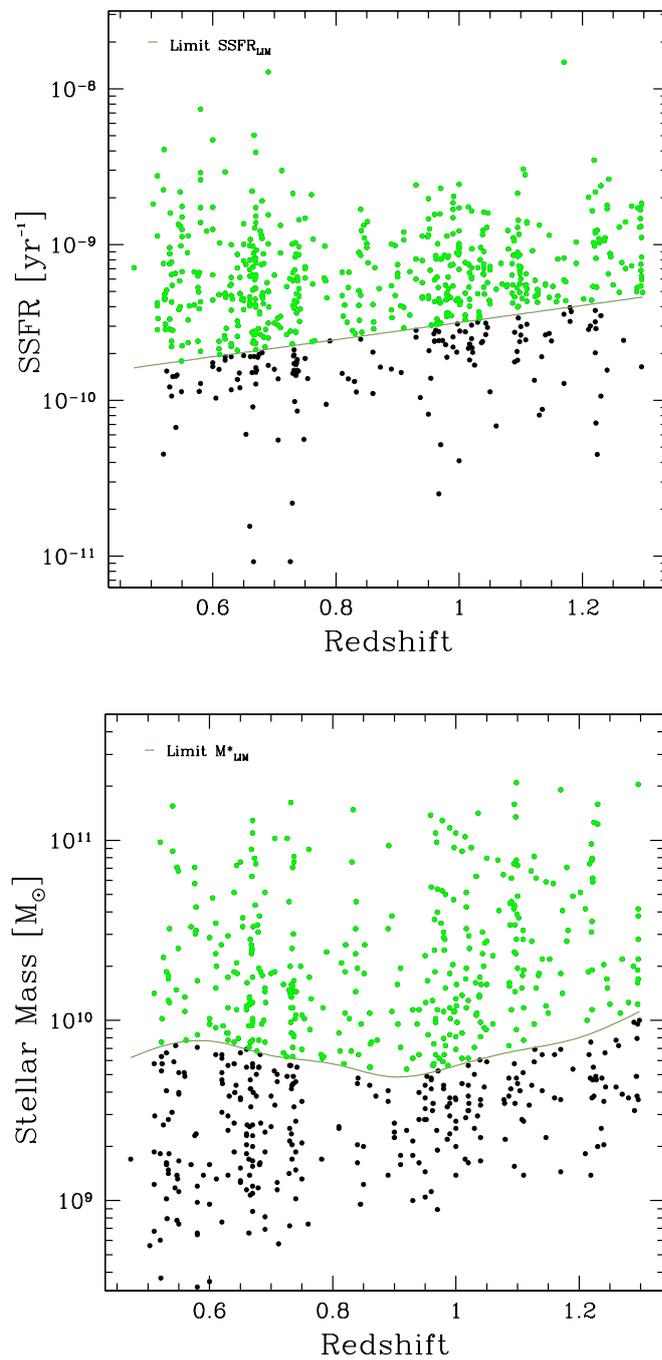


FIGURE 5.2 – Panneau du haut : limite établie pour le SSFR en fonction du redshift qui sera utilisée pour déterminer une limite dans la masse stellaire. Panneau du bas : limite dans la masse stellaire en fonction du redshift.

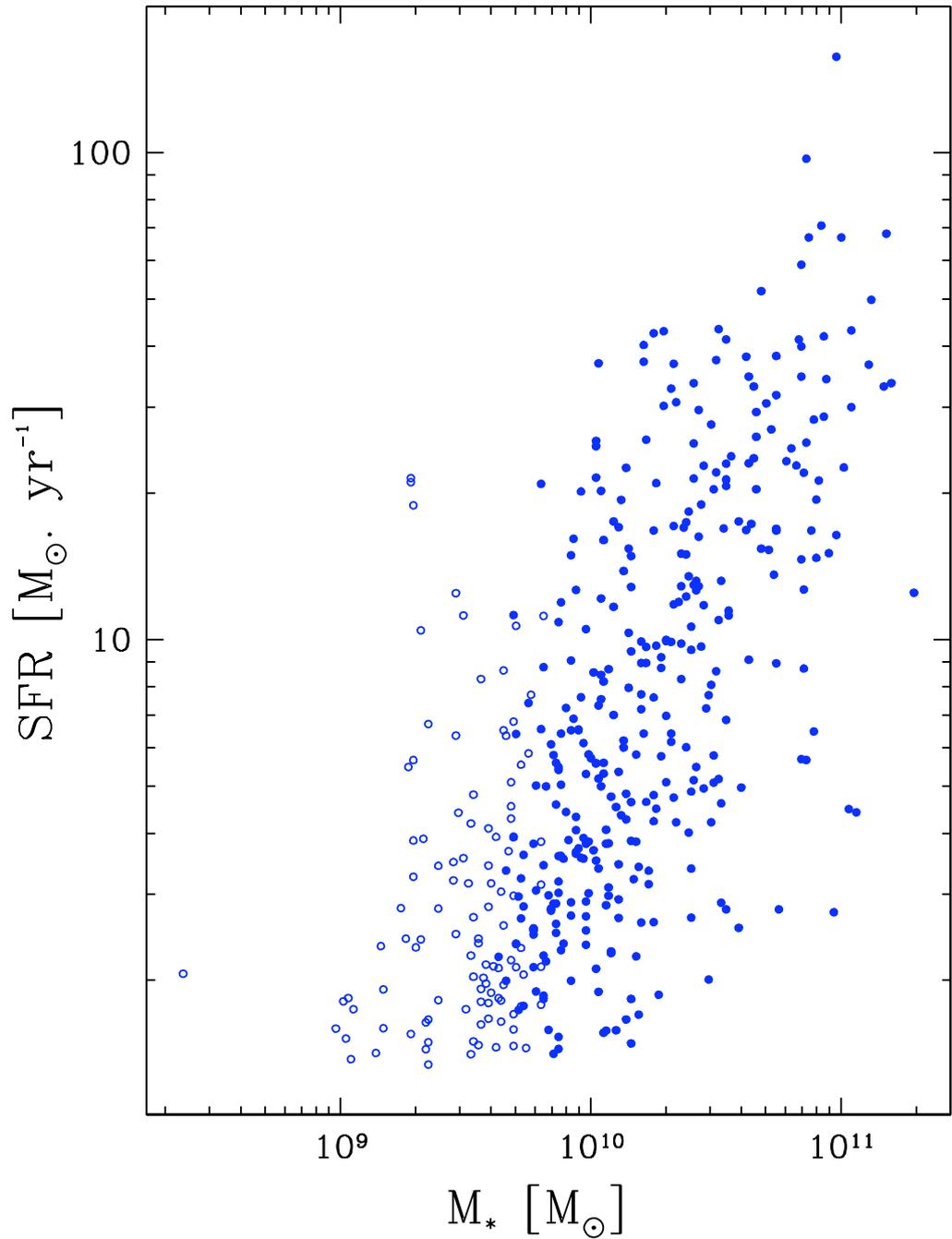


FIGURE 5.3 – Figure montrant le plan SFR- M^* pour les galaxies disques en mettant en évidence les galaxies rejetées (points ouverts) en appliquant la limite sur la masse.

5.3. RÉSULTATS DE L'AJUSTEMENT MULTI-LINÉAIRE DE SFR-M*125

que sa pente. Pour cela, nous allons considérer que SFR est la variable dépendante et nous calculerons des ajustements multi-linéaires de $\log(\text{SFR})$ en fonction de $\log(M^*)$ et des autres paramètres physiques de la galaxie notés P_i :

$$\log(\text{SFR})_{\text{modèle}} = c_0 \times P_0 + \dots + c_n \times P_n + N_0 \quad (5.2)$$

où le $\log(\text{SFR})_{\text{modèle}}$ est l'ajustement fait du $\log(\text{SFR})$ réel, les indices c_i pour chaque paramètre sont déterminés par l'ajustement effectué, le facteur N_0 correspond à l'ordonnée à l'origine de la séquence, on l'appellera la normalisation de la séquence et la pente sera définie comme étant le coefficient de $\log(M^*)$ dans l'ajustement. Quant à la dispersion, elle sera définie comme la rms de la différence entre le $\log(\text{SFR})$ réel et le $\log(\text{SFR})_{\text{modèle}}$ obtenu. De plus nous effectuons un rejet itératif de tous les outliers se situant au delà de 3σ du modèle en valeur absolue, que l'on nommera par la suite 3σ clipping. Lorsqu'il n'y a plus de outliers au delà de cette limite, l'itération s'arrêtera et on est censé avoir le meilleur ajustement.

Cela a été réalisé en utilisant la programmation en Supermongo, avec lequel on peut effectuer un ajustement par la méthode des moindres carrés. Pour chaque paramètre de l'ajustement nous pouvons calculer un signal sur bruit (SNR) qui nous permettra de vérifier le bien-fondé de la dépendance de la séquence à ces paramètres.

5.3 Résultats de l'ajustement multi-linéaire de SFR-M*

Dans tout ce qui suit, nous exposerons certains des calculs effectués et nous laisserons l'interprétation à la section interprétation. En utilisant la méthodologie ci-dessus sur l'échantillon complete de galaxies disques, nous obtenons, en utilisant seulement la masse stellaire, l'ajustement suivant :

$$\log(\text{SFR}) = (0.720 \pm 0.048) \times \log(M_*) - (6.486 \pm 0.492) \quad (5.3)$$

Ainsi on obtient une pente de 0.720 et une dispersion qui s'élève à 0.325 dex correspondant à un facteur ~ 2 en échelle linéaire, avec de bons SNR pour ces deux facteurs qui sont tous deux supérieurs à 13 (Voir Table 5.1, où M^{SED} représente la masse stellaire calculée avec les SED).

Dans la Figure 5.4, nous pouvons voir l'ajustement fait (droite bleue foncée), de l'échantillon des galaxies disques complete (points bleus). Nous

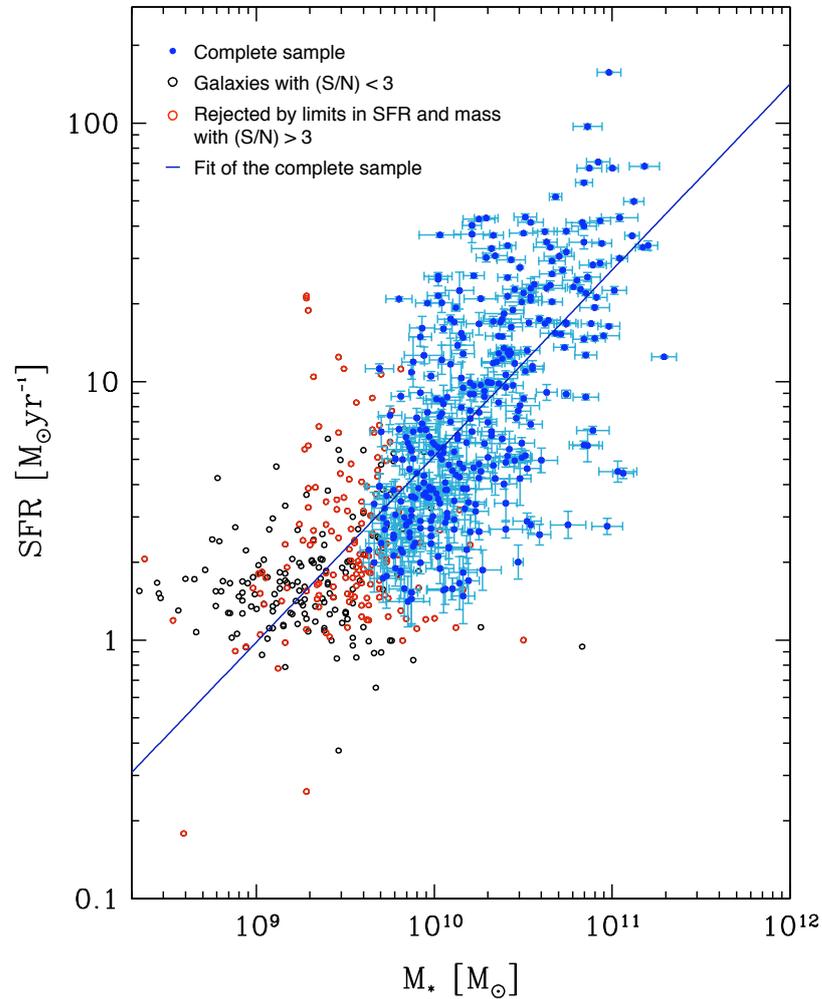


FIGURE 5.4 – Figure représentant la relation SFR- M^* pour l'échantillon complet des galaxies disques (points bleus) avec le meilleur ajustement obtenu (droite bleue foncée). Une estimation approximative des erreurs sur la masse stellaire et le taux de formation d'étoiles a aussi été rajoutée pour chaque galaxie à titre indicatif. Les points ouverts représentent en noirs les galaxies rejetées car ayant un SNR très faible et en rouge celles dont le SFR ou la M^* ne remplissaient pas les critères de complétude appliquée plus haut.

5.3. RÉSULTATS DE L'AJUSTEMENT MULTI-LINÉAIRE DE SFR-M*¹²⁷

avons aussi ajouté toutes les galaxies qui ont été rejetées pour la définition de cet échantillon complet, où les points ouverts noirs représentent les galaxies ayant un SNR dans leur flux MIPS à 24 μ m inférieur à 3 et en rouge les galaxies dont le SFR ou la M* sont respectivement inférieurs à SFR_{LIM} ou M*_{LIM}. De plus, pour chaque galaxie disque de cet échantillon nous avons représenté en bleu cyan une estimation des erreurs sur la masse stellaire (horizontalement) et sur le taux de formation d'étoiles (verticalement). L'estimation de la première nous est donnée par le calcul de la masse stellaire avec l'ajustement des SED qui reflète alors la robustesse de cet ajustement, elle est en moyenne de l'ordre de ~ 0.07 dex. Quant à l'erreur sur le SFR, nous l'avons estimée en utilisant l'erreur observationnelle sur le flux à 24 μ m, nous trouvons une valeur moyenne de ~ 0.04 dex. Ce qui revient en échelle linéaire à une erreur moyenne sur la masse de ~ 1.18 et sur le SFR de ~ 1.1 . Cependant, ces erreurs sont bien sûr juste des approximations grossières elles ne prennent pas en compte toutes les erreurs que l'on rencontre lors du calcul des deux quantités physiques qui sont difficiles d'accès, on les a donc utilisées à titre indicatif.

En utilisant l'erreur sur l'indice de Sérsic qui est de 15% environ, j'ai sélectionné deux autres échantillons de galaxies disques, cette fois avec $n=1.7$ et $n=1.3$. L'on retrouve des pentes et des dispersions tout à fait similaires, de respectivement 0.677 et 0.332 dex pour la première sélection et de 0.758 et 0.314 dex pour la seconde. On conclut alors que l'erreur sur la pente due à l'erreur sur l'indice de Sérsic introduite par Galfit n'introduit pas de grandes erreurs sur la pente. On ne prendra pas en compte les erreurs sur cet indice dans la suite.

Il faut rappeler ici que notre échantillon décrit un intervalle de redshift qui est petit certes mais qui n'est pas négligeable pour pouvoir avoir une répercussion sur les caractéristiques de la séquence lorsqu'on sait que cette relation est translatée avec le redshift. Ainsi ce que l'on obtient ici est une moyenne sur l'ensemble des bins de redshifts, et cela peut avoir comme effet une pente plus faible que ce qu'elle devrait être à $z \sim 1$ et une dispersion plus importante, il est donc nécessaire de s'affranchir de cela.

5.3.1 Redshift

La normalisation de la corrélation SFR-M* augmente avec le redshift (Pannella et al. 2009 pour ne citer qu'eux). Pour lever cette dégénérescence

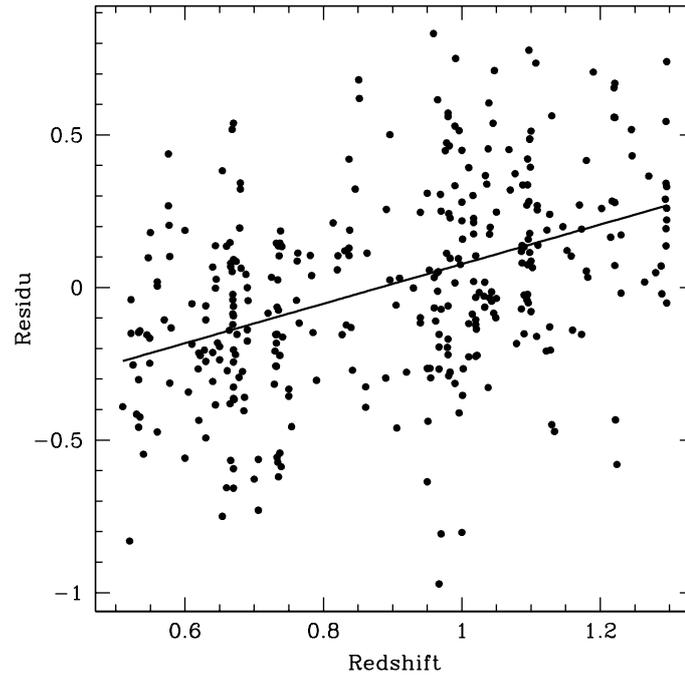


FIGURE 5.5 – Résidu de l’ajustement $\log(\text{SFR})$ en fonction de $\log(M^*)$ versus le redshift. On remarque qu’il y a une relation claire entre les deux, indiquant qu’il y ait une contribution du redshift dans la séquence SFR- M^* , ce qui était attendu vu l’étendue de sa distribution. La droite noire tracée décrit le modèle créé par l’ajustement : $\text{résidu}_{\text{modèle}} = 0.65 \times z - 0.57$. Les SNR des deux facteurs, c’est-à-dire celui de z et la constante sont supérieur à 9.

5.3. RÉSULTATS DE L'AJUSTEMENT MULTI-LINÉAIRE DE SFR-M*129

nous allons effectuer un ajustement suivant la méthodologie expliquée plus haut en utilisant à la fois la masse stellaire et le redshift. L'un des outils que nous avons conçu pour prévoir la dépendance de la séquence à un paramètre, notamment ici le redshift, est de vérifier la dépendance du résidu de l'ajustement au paramètre en question. Comme indiqué plus haut, le résidu est défini de cette manière :

$$\text{résidu} = \log(\text{SFR}) - \log(\text{SFR})_{\text{modèle}} \quad (5.4)$$

La dépendance du résidu au paramètre, indiquerait en fait qu'il y ait une dépendance au modèle, vu que le SFR est une valeur réelle fixe, et ainsi impliquerait qu'il y ait un modèle différent prenant en compte le paramètre et qui définirait mieux la séquence.

Nous présentons en Figure 5.5 cette relation entre le résidu de l'ajustement entre $\log(\text{SFR})$ et $\log(M^*)$, présenté au dessus, et le redshift. On peut voir qu'il y a une tendance claire du résidu, qui augmente en fonction du redshift, alors que s'il n'y avait aucune dépendance de la séquence à ce paramètre, on devrait avoir une variation nulle du résidu restant inchangé à la valeur ~ 0 . Cela n'est pas étonnant car l'on s'attendait effectivement à la dépendance du redshift vu l'intervalle non-négligeable qu'il décrit.

En l'utilisant alors lors de l'ajustement, nous obtenons le modèle suivant :

$$\log(\text{SFR}) = 0.736 \times \log(M_*) + 2.791 \times \log\left(\frac{1+z}{1+\langle z \rangle}\right) - 6.631 \quad (5.5)$$

où $\log\left(\frac{1+z}{1+\langle z \rangle}\right)$ correspond à la contribution du redshift, $\langle z \rangle$ étant la valeur moyenne de l'échantillon, ici $\langle z \rangle = 0.9$ (voir Table 5.1 pour plus de détails). Cette forme nous servira par la suite à ce qu'on appellera la normalisation, opération qui se résume à ramener toutes les galaxies de la séquence à une même valeur (valeur moyenne) du paramètre utilisé, ici le redshift.

Cet ajustement a été réalisé avec la méthode décrite plus haut avec le 3σ clipping qui rejeta seulement 0.89% des objets. Les différents facteurs, eux, ont des SNR tous supérieurs à 9 attestant de la robustesse de la contribution du redshift au modèle créé, qui définit mieux la séquence. En ce qui concerne la pente, elle a légèrement augmenté à 0.736 et la dispersion a diminuée à la valeur 0.283 dex, et cela est en accord avec nos prédictions.

Afin de s'affranchir de la dépendance au redshift, nous normalisâmes le SFR de la façon suivante :

$$\log(\text{SFR}_{z=0.9}) = \log(\text{SFR}) - 2.791 \times \log\left(\frac{1+z}{1+\langle z \rangle}\right) \quad (5.6)$$

Nous obtenons, un $\text{SFR}_{z=0.9}$, qu'on appellera taux de formation d'étoiles normalisé à la valeur moyenne du redshift.

Cette normalisation vise à s'affranchir de la contribution du paramètre physique en question dans la séquence, en particulier dans sa dispersion, le but étant d'étudier les différentes contributions de ces derniers dans la dispersion, qui après avoir été éliminées en normalisant le SFR à la valeur moyenne de chaque paramètre nous permettra ainsi de comprendre l'origine physique de cette dispersion d'une part et d'autre part avoir accès à une dispersion la plus intrinsèque possible.

Ainsi après avoir normalisé le SFR à un redshift moyen $z = 0.9$, nous obtenons le graphe de la Figure 5.6. Les galaxies disques complete sont en bleu avec en points ouverts les 3 galaxies ayant été rejetées par le 3σ clipping. La droite en trait plein représente le modèle créé c'est-à-dire :

$$\log(\text{SFR}_{z=0.9}) = 0.736 \times \log(M_*) - 6.631 \quad (5.7)$$

Il reste biensûr inchangé comparé au précédent. Les droites en tirets représentent la dispersion qui est de 0.283 dex.

La pente est légèrement inférieur à celle reportée par Elbaz et al. 2007 mais supérieure à celle de Noeske et al. 2007a, qui sont deux études menées à $z \sim 1$, ces différences viennent sans doute du fait que la sélection des échantillons n'est pas tout à fait similaire. L'on trouve par contre que notre pente et notre dispersion sont semblables avec celles de l'étude de Rodighiero et al. 2011, qui est à $z \sim 2$.

Par la suite, nous allons étudier la contribution dans la séquence des différents paramètres physiques à notre disposition de la même manière que nous l'avons mené pour le redshift, sachant que ce dernier a été pris comme exemple pour illustré la méthode que nous avons mené, étant donné qu'il n'y avait pas d'interrogation sur la réelle dépendance de la séquence à z , car cela est un résultat connu.

5.3. RÉSULTATS DE L'AJUSTEMENT MULTI-LINÉAIRE DE SFR-M*131

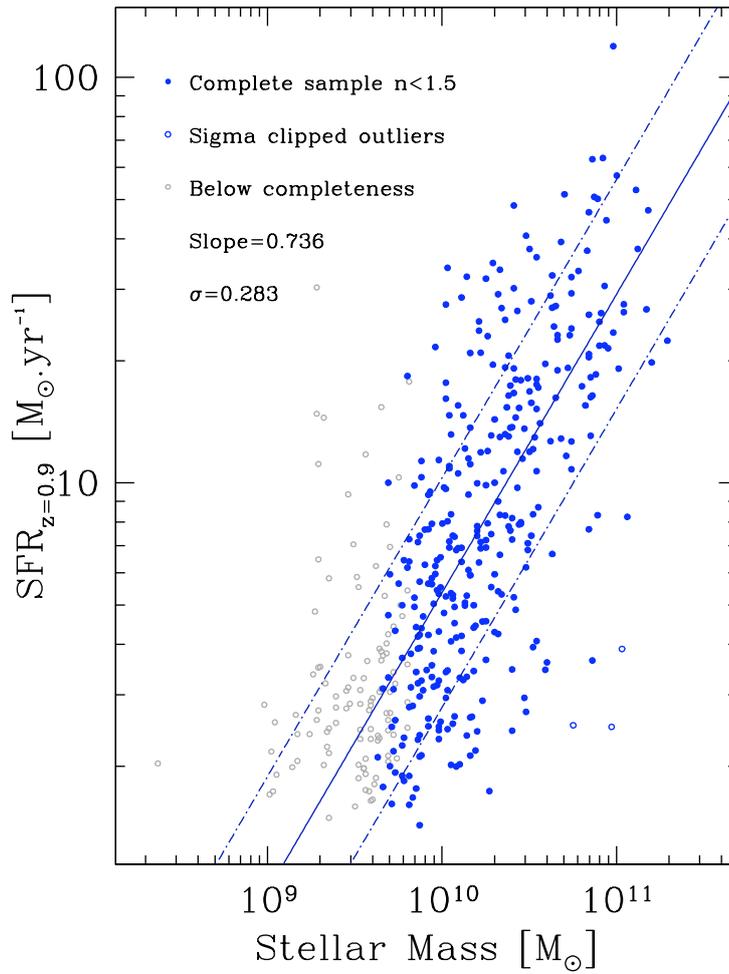


FIGURE 5.6 – Figure représentant la relation SFR-M* où toutes les galaxies on été ramenées à la même valeur de redshift, c'est à dire à $\langle z \rangle = 0.9$. La droite en trait plein représente le modèle créé et les droites en tirets représentent la dispersion de la séquence.

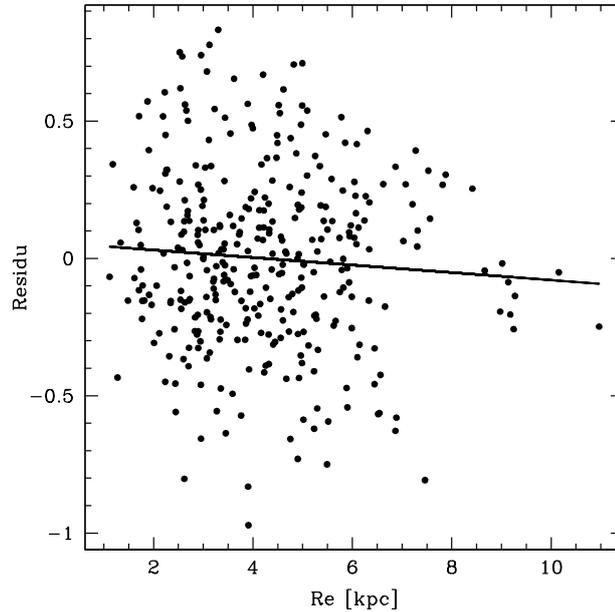


FIGURE 5.7 – Résidu de l’ajustement de $\log(\text{SFR})$ en fonction de $\log(M^*)$ versus le rayon effectif. Il n’y a pas de relation entre ces deux quantités, la droite tracée est le modèle obtenu qui est $\text{résidu} = -0.01 \times \text{Re} + 0.06$. Cela implique qu’il n’y a pas de contribution du rayon dans la séquence SFR- M^* .

5.3.2 Rayon, indice de Sérsic n , et Atténuation

De la même façon que pour le redshift, nous avons recherché s’il existait des relations entre le résidu (de l’ajustement de $\log(\text{SFR})$ en fonction de $\log(M^*)$) et le rayon Re , l’indice de Sérsic n , mais aussi l’Atténuation A_{1500} .

Rayon

Le rayon que nous utilisâmes est celui qui nous est fourni par Galfit, il représente le rayon de demi-lumière ou rayon effectif dans le profil de Sérsic à défaut de ne pas avoir accès au rayon total de la galaxie. Ce rayon doit contenir 50% de la lumière reçue de la galaxie. Il est donné en pixels par Galfit, nous l’avons converti en arcsecondes sachant que pour les

5.3. RÉSULTATS DE L'AJUSTEMENT MULTI-LINÉAIRE DE SFR-M*133

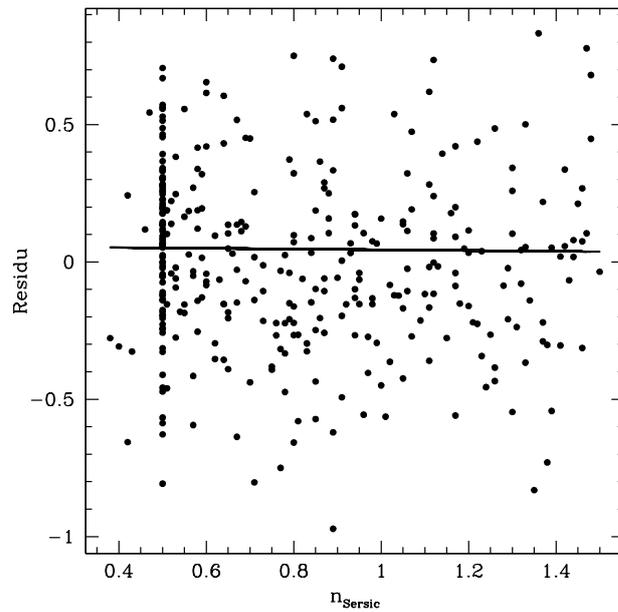


FIGURE 5.8 – Résidu de l’ajustement de $\log(\text{SFR})$ en fonction de $\log(M^*)$ versus l’indice de Sérsic. Il n’y a pas de relation entre ces deux quantités, la droite tracée est le modèle obtenu qui est $\text{résidu} = -0.06 \times n + 0.05$. Cela implique qu’il n’y a pas de contribution de l’indice de Sérsic dans la séquence SFR- M^*

images avec lesquelles nous travaillons, 1 pixel représente 0.03 arcsecondes. Une deuxième conversion a été effectuée pour passer en kiloparsecs, cette conversion prenant en compte l'évolution avec le redshift.

Dans la Figure 5.7, est représenté le résidu en fonction du rayon Re pour l'échantillon de galaxies disques complète. L'on peut remarquer la distribution non ordonnée montrant qu'il n'y a pas de relation particulière ce qui est confirmé par l'ajustement que nous avons réalisé où le modèle créé est pratiquement constant à 0. De plus les SNR des facteurs de l'ajustement sont très bas, attestant que le résidu ne varie pas avec le rayon. Impliquant ainsi, comme dit plus haut, que le rayon n'a pas de contribution dans la séquence SFR-M*. De plus nous vérifiâmes cela, en faisant un ajustement prenant en compte le rayon, nous obtînmes :

$$\log(\text{SFR}) = 0.743 \times \log(M_*) - 0.141 \times \log\left(\frac{Re}{\langle Re \rangle}\right) - 6.729 \quad (5.8)$$

où $\langle Re \rangle = 4.23 \text{kpc}$. Nous constatons que la pente a légèrement augmenté, mais reste semblable à la pente précédente, cependant la dispersion elle, a aussi augmenté à 0.324 dex et le SNR du facteur relatif à Re est bas, il est de l'ordre de ~ 1 . Ainsi nous concluons qu'il n'y a pas de contribution du rayon dans la séquence SFR - M_* .

Indice de Sérsic

Dans le chapitre précédent, nous avons vu qu'il y avait une dépendance du plan SFR-M* à l'indice de Sérsic, où l'on retrouvait toutes les galaxies avec $n < 1.5$ dans la séquence et les galaxies à indice plus grand se retrouvaient éparpillées entre la séquence et le nuage. Cependant ici, nous voulons savoir si au sein même de la séquence qui ne contient que des galaxies avec $n < 1.5$ s'il existe une différence de comportement des galaxies en fonction de cet indice. C'est-à-dire, s'il y a une contribution de cet indice dans la séquence SFR - M_* , dans sa pente et sa dispersion.

Nous nous sommes penchés sur l'existence ou non d'une relation entre le résidu et l'indice de Sérsic, le résultat est représenté dans la Figure 5.8. L'on remarque qu'il n'y a pas de relation et que le modèle créé est complètement plat et proche de zéro. Nous avons tout de même voulu vérifier sur l'ajustement directement, nous avons obtenu :

$$\log(\text{SFR}) = 0.727 \times \log(M_*) - 0.143 \times \log\left(\frac{n}{\langle n \rangle}\right) - 6.600 \quad (5.9)$$

5.3. RÉSULTATS DE L'AJUSTEMENT MULTI-LINÉAIRE DE SFR-M*135

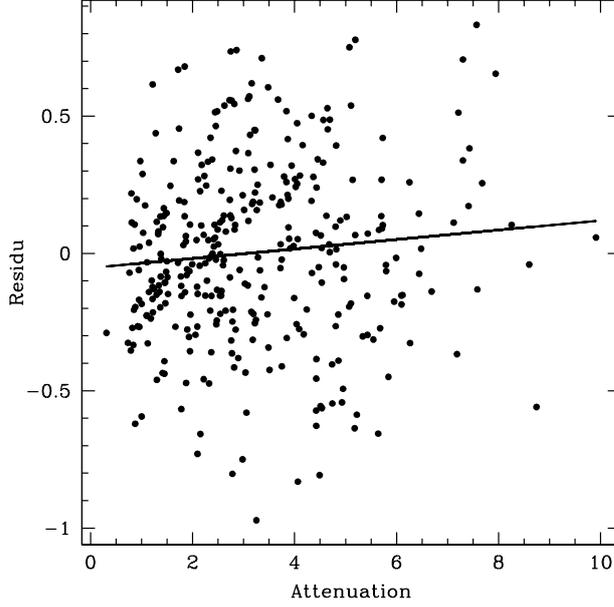


FIGURE 5.9 – Résidu en fonction de l’atténuation, l’on constate une tendance croissante du résidu en fonction de l’atténuation. Le modèle créé est $\text{résidu} = 0.018 \times A_{1500} - 0.053$.

où $\langle n \rangle = 0.82$, la pente a cette fois-ci légèrement diminuée, la dispersion, elle, a augmenté à 0.324 dex. Cependant comme pour le rayon, le SNR du facteur représentant n , est très bas de l’ordre de ~ 1 .

On conclut alors comme pour le rayon, qu’il n’y a pas de contribution de l’indice de Sérsic au sein même de la séquence, les galaxies disques ne montrant pas de différences de comportement en fonction de leur distribution de lumière.

Atténuation

Nous rappelons la définition de l’atténuation due à la poussière calculée à partir du SFR de la manière suivante :

$$A_{1500} = 2.5 \log\left(\frac{\text{SFR}_{\text{TOT}}}{\text{SFR}_{\text{UV}}}\right) \quad (5.10)$$

Elle est censée représenter, approximativement, l’atténuation touchant la luminosité UV à 1500Å due à la poussière environnant les étoiles jeunes

et chaudes. Identiquement aux paramètres précédents, nous montrons la relation entre le résidu et l'atténuation dans la Figure 5.9. Il y a une légère tendance du résidu à augmenter en fonction de l'atténuation, cependant les SNR sont tous les deux bas, de l'ordre de ~ 1 . Nous allons alors vérifier l'impact que cela a sur l'ajustement :

$$\log(\text{SFR}) = 0.654 \times \log(M_*) + 0.196 \times \log\left(\frac{A_{1500}}{\langle A_{1500} \rangle}\right) - 5.796 \quad (5.11)$$

où $\langle A_{1500} \rangle = 3.24$. La pente a largement diminué, la dispersion étant encore à 0.32 dex. Le SNR du facteur de A_{1500} , reste tout de même faible, même s'il est plus haut que ceux précédemment, il est à 2.5. On peut dire qu'il y a une très légère contribution, cependant, l'atténuation étant liée directement au SFR, il est dangereux de l'utiliser dans un ajustement du SFR.

5.4 La couleur

Cette section est dédiée à la contribution de la couleur dans la séquence SFR – M^* de disques. Dans le chapitre précédent, nous avons exposé une comparaison entre notre sélection morphologique et une sélection utilisant le diagramme couleur magnitude, c'est-à-dire une sélection en couleur. Et il fût souligné que ces deux sélections étaient plutôt complémentaires que semblables étant donné que l'on ne retrouve pas la même configuration dans le plan SFR- M^* , en particulier la dichotomie entre disques de la séquence et elliptiques du nuage, en raison du faible pourcentage de galaxies rouges. Quoiqu'il en soit, ici nous allons analyser les variations de couleurs au sein même de la séquence de disques, pour inspecter la dépendance ou non de la séquence à la couleur.

Les couleurs utilisées, U-V et U-B, sont calculées à l'aide des magnitudes absolues dans le référentiel d'émission et elles ont été corrigées de l'effet de l'extinction due à la poussière (voir chapitre précédent).

Pareillement à ce qui précède, nous présentons Figure 5.10 le graphe du résidu en fonction de U-V et de U-B. Cette fois-ci le résidu est celui de l'ajustement entre le taux de formation d'étoiles normalisé à la valeur moyenne du redshift, $\log(\text{SFR}_{z=0.9})$, en fonction de la masse stellaire. Car comme vu plus haut, la distribution du redshift qui n'est pas négligeable,

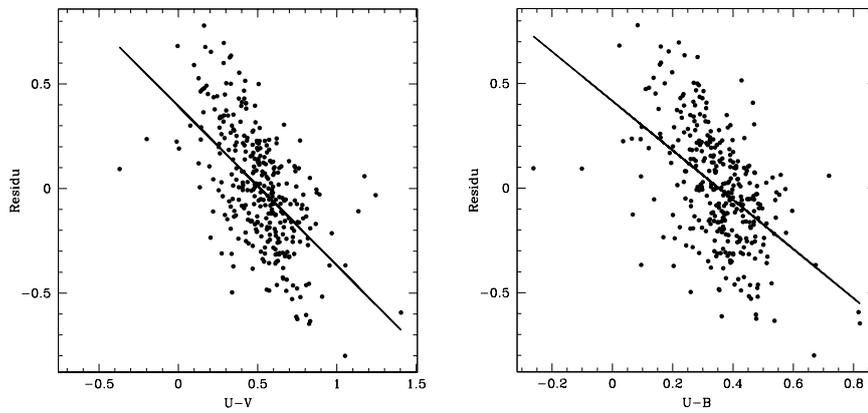


FIGURE 5.10 – Panneau de gauche : Résidu de l’ajustement $\log(\text{SFR}_{z=0.9})$ en fonction de $\log(M^*)$ versus U-V. On voit une corrélation, indiquant qu’il y a une dépendance de la séquence à la couleur. Le modèle créé qui est tracé est $\text{résidu} = -0.762 \times (U - V) + 0.394$, et le SNR de ces deux facteurs est respectivement 13.0 et 12.1 avec une dispersion de 0.23 dex. Panneau de droite : Mêmes conclusions, avec comme modèle $\text{résidu} = -1.180 \times (U - B) + 0.420$, et le SNR vaut respectivement 11.0 et 10.5, quant à la dispersion elle est de 0.24 dex.

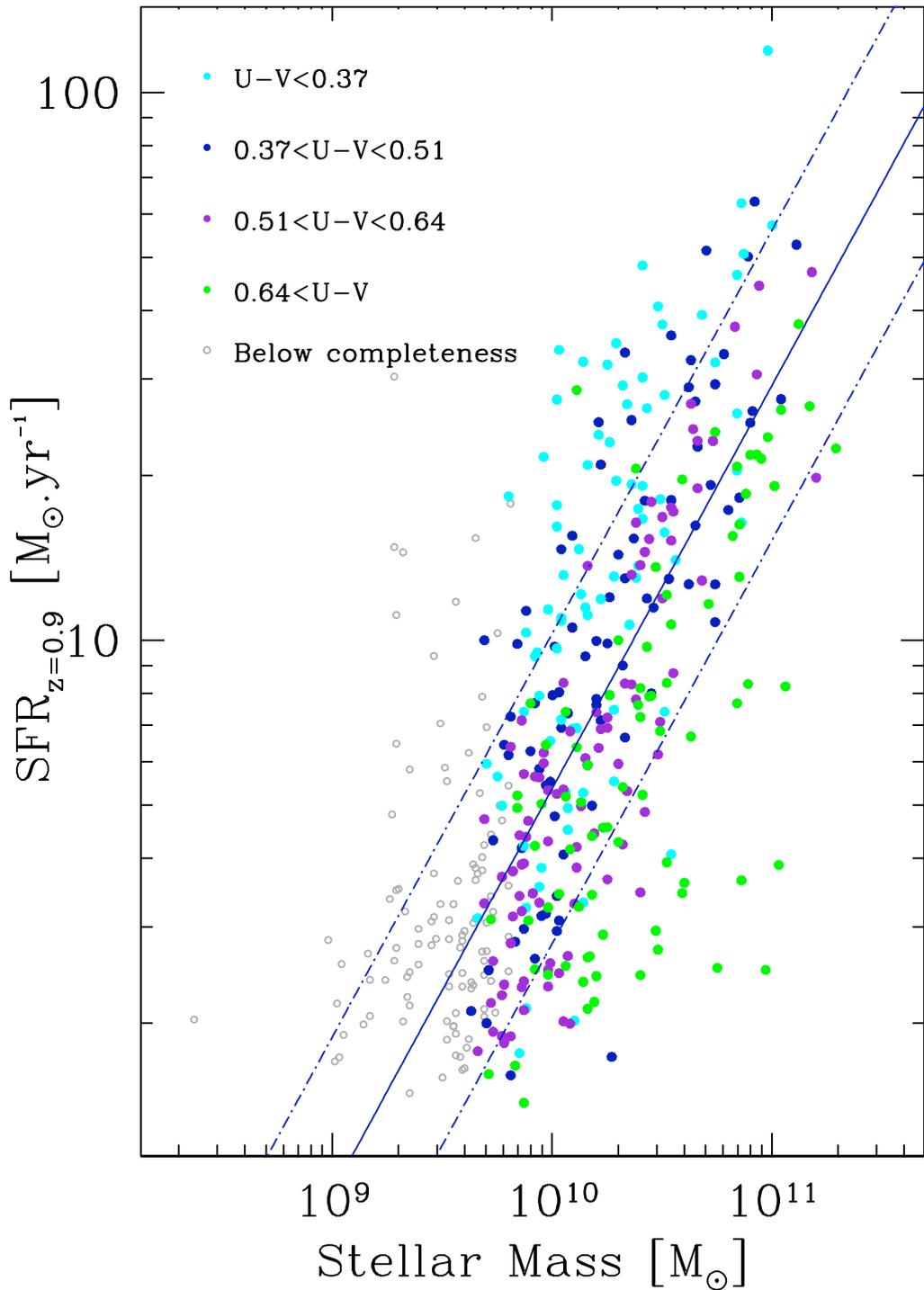


FIGURE 5.11 – Séquence SFR- M^* des galaxies disques avec différents bins de couleur U-V. Des bandes de couleurs parallèles à la séquence allant des couleurs les plus bleues dans le haut de la séquence vers des couleurs moins bleues dans le bas de cette dernière, montrant ainsi sa forte dépendance à la couleur. La droite en trait plein représente le modèle $\log(SFR_{z=0.9}) = 0.736 \times \log(M^*) - 6.631$ et les droites en tirets la dispersion qui est de 0.283 dex.

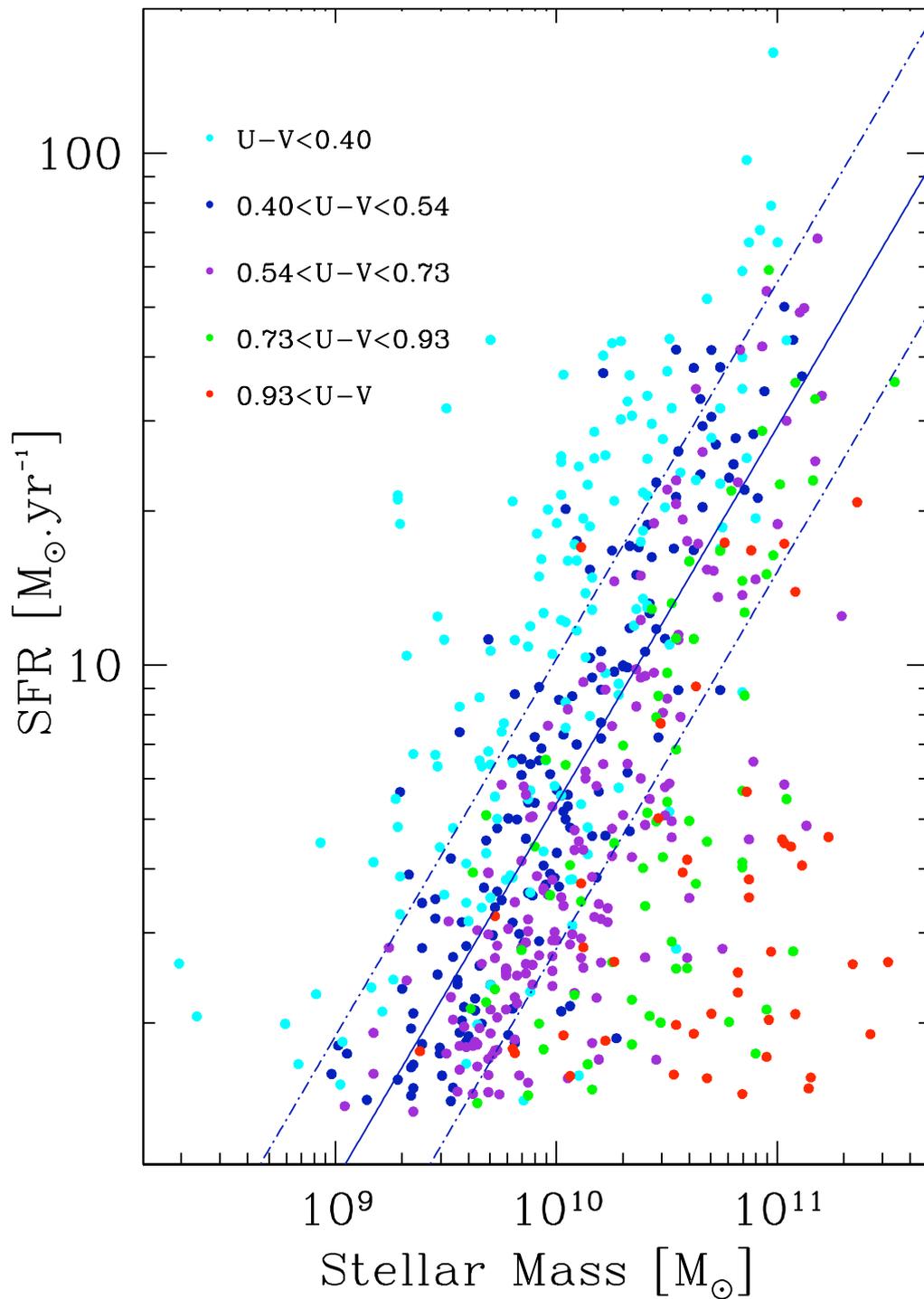


FIGURE 5.12 – Même graphe que le précédent cette fois-ci pour l'échantillon complet de galaxies, avec une légère différence dans les bins de couleur. On constate que la tendance avec la couleur existe aussi pour toutes les galaxies quel que soit leur type morphologique et le nuage d'elliptiques affiche lui les couleurs les moins bleues de tout l'échantillon.

influe sur la séquence, il est donc important de l'éliminer pour déterminer une dispersion de la séquence la plus intrinsèque possible.

Dans le panneau de gauche, nous retrouvons le graphe pour la couleur U-V et dans celui de droite pour la couleur U-B, l'on peut constater clairement une tendance significative du résidu à décroître avec ces deux couleurs. De plus, le SNR de ces facteurs indiquent une corrélation robuste, en effet pour la couleur U-V, les SNR sont tous deux supérieurs à 12, et pour la couleur U-B, ils sont supérieurs à 10, avec pour les deux relations des petites dispersions respectivement de 0.23 dex et 0.24 dex. Ces résultats nous indiquent qu'il y a une forte contribution de la couleur dans la séquence. Nous allons alors l'utiliser dans l'ajustement, les calculs ont été fait pour les deux couleurs, nous présenterons ici uniquement ceux de la couleur U-V étant légèrement meilleures que ceux de la couleur U-B.

Mais avant cela nous montrons dans la Figure 5.11, la séquence avec des bins de U-V, où nous avons déterminé quatre bins de couleur distinct en fonction de la distribution de cette dernière. La couleur cyan utilisée dans le graphe représente les couleurs de galaxies les plus bleues, et ainsi de suite allant du bleu foncé, au violet et enfin au vert représentant les couleurs les moins bleues (car elles restent bleues) des galaxies de la séquence. On s'aperçoit premièrement, qu'il y a effectivement, une dépendance importante de notre séquence à la couleur et deuxièmement, cette dépendance se manifeste de façon étonnante affichant pratiquement des bandes de couleurs parallèles à la séquence allant des couleurs les plus bleues dans le haut de la séquence vers des couleurs moins bleues dans le bas de cette dernière.

Cette tendance, nous a amené à représenter le même graphe mais cette fois-ci pour tout l'échantillon de galaxies (remplissant les critères de sélection en SNR et SFR) à titre de comparaison, dans la Figure 5.12. On remarque la même tendance que précédemment c'est à dire une variation de la couleur en bandes parallèles à la séquence allant des plus bleues en haut de cette dernière jusqu'au nuage d'elliptiques qui arborent les couleurs les moins bleues.

Maintenant que nous avons visualisé la dépendance de la séquence à la couleur, utilisons cette dernière dans l'ajustement. Après un 3σ clipping qui a rejeté, 2,36% des galaxies, nous obtenons :

$$\log(\text{SFR}) = 0.804 \times \log(M_*) + 1.632 \times \log\left(\frac{1+z}{1+\langle z \rangle}\right) - 0.969 \times (U-V - \langle U-V \rangle) - 7.329 \quad (5.12)$$

où $\langle U - V \rangle = 0.51$, les couleurs étant déjà en échelle logarithmique, nous avons utilisé la forme ci-dessus. On peut remarquer que la pente a augmenté, elle est maintenant à 0.804 quant à la dispersion, elle a significativement diminué. En effet, la dispersion est maintenant de 0.215 dex, ce qui fait qu'elle a diminué de 0.18 dex (soustraction en quadrature). De plus, les SNR des facteurs du modèle sont tous supérieures à 16, à part celui du redshift qui est à 6.6. Ainsi, l'exploitation de la couleur dans l'ajustement du SFR en fonction de M^* apporte une large contribution dans la compréhension de l'origine de la dispersion de cette séquence. En éliminant les apports de la couleur et du redshift, nous aurons accès à une dispersion plus intrinsèque que nous allons étudier avec les paramètres restants.

Auparavant, nous avons tracé Figure 5.13, le graphe en question, c'est-à-dire le taux de formation d'étoiles normalisé aux valeurs moyennes du redshift et de la couleur, qui a été obtenu comme suit :

$$\log(\text{SFR}_{z=0.9, U-V=0.51}) = \log(\text{SFR}) - 1.632 \times \log\left(\frac{1+z}{1+\langle z \rangle}\right) + 0.969 \times (U-V - \langle U-V \rangle) \quad (5.13)$$

c'est à dire en soustrayant les contributions du redshift et de la couleur calculées dans l'ajustement précédent. Cela aura pour conséquence que toutes les galaxies seront ramenées à une même valeur de redshift, $z=0.9$, et de couleur, $U-V=0.51$.

Le graphe de la Figure 5.13, montre à quel point la normalisation du redshift et celle de la couleur ont un impact sur la séquence SFR- M^* de galaxies disques, qui se trouve alors plus étroite et mieux définie que précédemment.

5.5 Clumpiness

La clumpiness, comme définie dans le chapitre 3, rend compte de l'aspect granulaire de la galaxie, voir Figure 5.14, où nous exposons une partie de nos galaxies clumpy, où l'on peut voir de gros clumps représentant des zones de formation d'étoiles. Nous rappelons que nous avons effectué une sélection à l'oeil sur notre échantillon total de galaxies, qui a été suivie par une sélection à l'aide d'un critère de clumpiness, S , que nous avons créé, voir chapitre 3.

Nous allons dans cette section nous intéresser à la dépendance ou non de la séquence de galaxies disques à la clumpiness. Etant donnée que cette

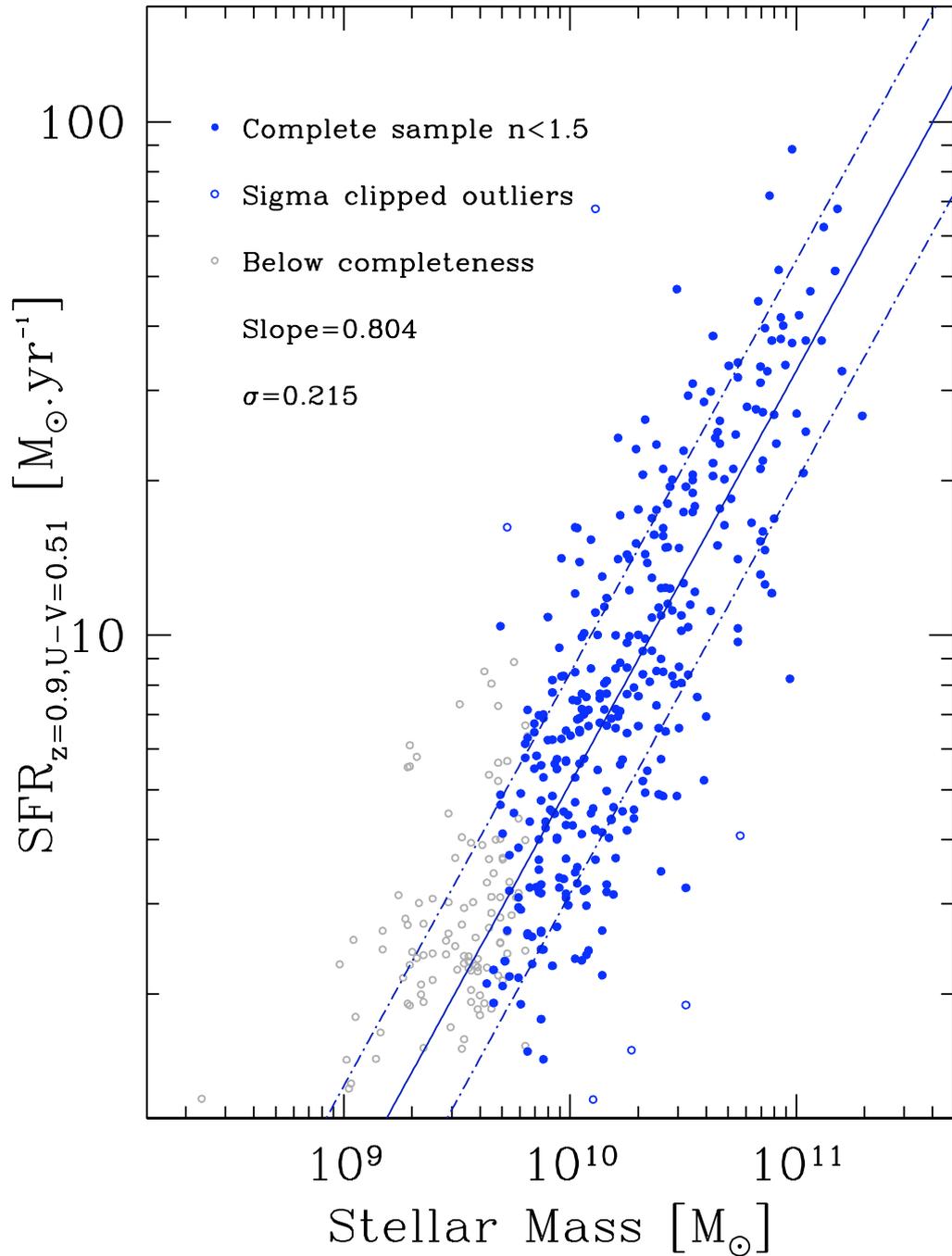


FIGURE 5.13 – Taux de formation d'étoiles normalisé, $\text{SFR}_{z=0.9, U-V=0.51}$, aux valeurs moyennes de redshift et de couleur en fonction de la masse stellaire. On remarque une meilleure définition de la séquence SFR- M^* pour les disques qui est par ailleurs plus étroite.

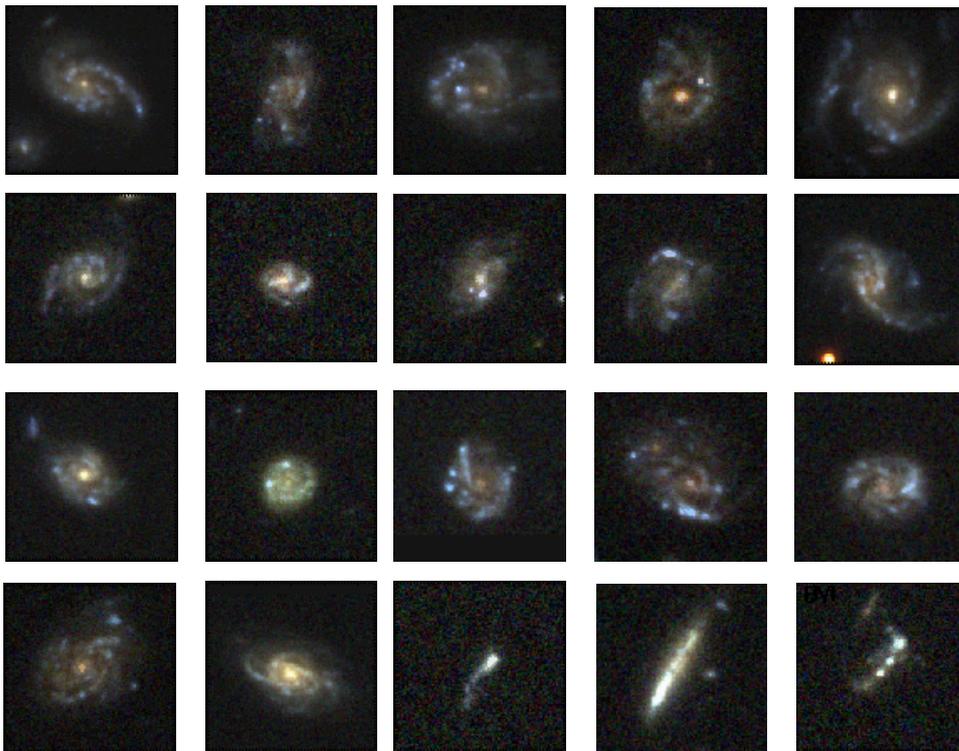


FIGURE 5.14 – Quelques galaxies de notre échantillon de galaxies disques clumpy.

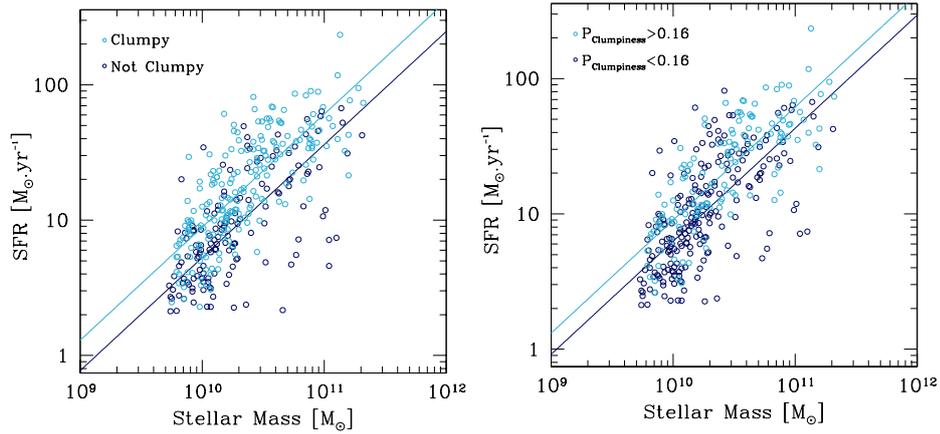


FIGURE 5.15 – Panneau de gauche : SFR- M^* avec en cyan les galaxies disques clumpy et en bleu les galaxies disques non clumpy, avec une sélection à l’œil. Panneau de droite : Même graphe avec la sélection quantitative déterminée à l’aide de notre facteur créé de clumpiness S , calibré à l’aide de la sélection à l’œil. Si $S > 0.16$ la galaxie étant classée clumpy. Pour les deux panneaux, nous constatons une différence de comportement entre ces deux sous-familles, où les galaxies disques clumpy se situent dans une bande parallèle à la séquence vers le haut de celle-ci, alors que les non clumpy disques se situent dans une bande dans le bas de la séquence, attestant d’une différence de normalisation entre ces deux sous-familles. Nous avons alors fixé la pente à 0.804 du modèle avant de faire l’ajustement afin de déterminer si la différence de la normalisation entre clumpy et non clumpy est significative. Elle est effectivement significative avec une différence étant de 5σ .

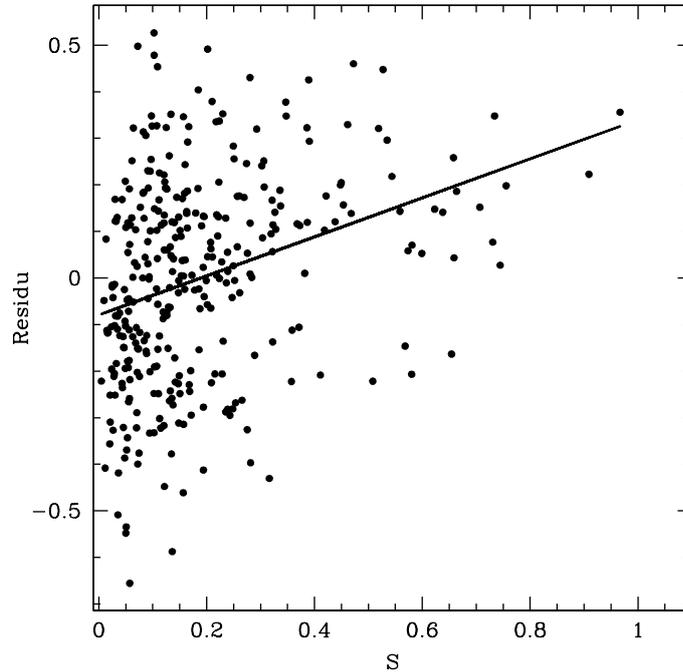


FIGURE 5.16 – Résidu de l’ajustement $\log(\text{SFR}_{z=0.9, U-V=0.51})$ en fonction de $\log(M^*)$ versus le paramètre de clumpiness. On constate qu’il y a une relation entre ces deux quantités confirmant que la séquence a une dépendance en clumpiness. La droite trace le modèle créé : $\text{residu} = 0.420 \times S - 0.080$, avec des SNR pour ces deux facteurs supérieurs à 4.

dernière reflète les zones de formation d’étoiles, on peut penser qu’il y ait une possible contribution dans notre séquence. Dans le Figure 5.15, nous montrons la séquence $\text{SFR} - M^*$ avec dans le panneau de gauche une distinction, faite à l’oeil, entre galaxies clumpy en cyan et galaxies non clumpy en bleu et dans le panneau de droite, le même graphe avec la sélection faite grâce à notre paramètre S , ici appelé $P_{\text{Clumpiness}}$. Nous rappelons, que nous avons estimé grâce à notre sélection à l’oeil une limite dans le paramètre S pour distinguer les galaxies clumpy des non clumpy, cette valeur étant à $S=0.16$ (multipliée par 20).

En effet, nous pouvons constater qu’il y a bien un comportement différent des galaxies disques clumpy par rapport aux galaxies disques non clumpy dans la séquence, les premières se retrouvant dans le haut de la

séquence et les dernières se retrouvant elles vers le bas de la séquence, de façon approximativement parallèle à la séquence, et cela que ce soit pour la sélection à l'oeil ou quantitative ; elles doivent donc avoir des normalisations différentes. Les droites tracés dans les deux graphes, en cyan et bleu, représentent les modèles créés pour respectivement les disques clumpy et les disques non clumpy. Et nous avons, volontairement, fixé la pente à 0.804, pour quantifier la différence entre les deux normalisations, nous trouvons une différence significative supérieure à 5σ pour les deux sélections.

Comme attendu, les galaxies clumpy ayant des signes de formation d'étoiles grâce à leurs clumps affichent les hauts SFR tout au long de la séquence, c'est-à-dire en fonction de la masse stellaire, décrivant ainsi une bande parallèle au modèle SFR- M^* . Quant aux galaxies disques non clumpy de la séquence elles se situent approximativement, dans une bande parallèle à la séquence mais cette fois dans le bas de la séquence. Ces galaxies qui font partie de la séquence principale de formation d'étoiles de disques indiquent que l'absence de clump a un lien avec leur emplacement dans la séquence. Pour l'ajustement que nous allons mener, l'utilisation du paramètre quantitatif est plus rigoureuse, d'ailleurs c'était le but de la création de ce paramètre. Pour les raisons décrites dans la section précédente, le résidu du taux de formation d'étoiles normalisé aux valeurs moyennes de redshift, $z=0.9$, et de couleur, $U-V=0.51$, $\log(\text{SFR}_{z=0.9, U-V=0.51})$ en fonction de la masse stellaire $\log(M^*)$ a été investigué en fonction du paramètre de clumpiness S , le résultat étant exposé dans la Figure 5.16. On vérifie qu'il existe bel et bien une relation entre le résidu et la clumpiness confirmant la dépendance de la séquence à ce paramètre.

L'ajustement recherché devient alors après 3σ clipping ayant rejeté 1.47% des galaxies :

$$\log(\text{SFR}) = 0.709 \times \log(M_*) + 1.917 \times \log\left(\frac{1+z}{1+\langle z \rangle}\right) - 0.944 \times (U-V - \langle U-V \rangle) + 0.224 \times \log\left(\frac{S}{\langle S \rangle}\right) - 6.345 \quad (5.14)$$

où $\langle S \rangle = 0.138$. On remarque que la pente a diminué passant de 0.804 à 0.709 et en ce qui concerne la dispersion elle a légèrement diminué passant à 0.208 dex. Les SNR des différents facteurs sont supérieurs à 16 sauf pour le redshift z et le paramètre de clumpiness qui sont eux supérieurs à 7, montrant ainsi la robustesse de l'ajustement. Quant aux variations des différents indices des paramètres physiques ainsi que celle de la pente, il est très difficile de leur donner une explication, mais sans doute sont-ils dus au fait que ces paramètres ne sont pas complètement indépendants les uns des autres.

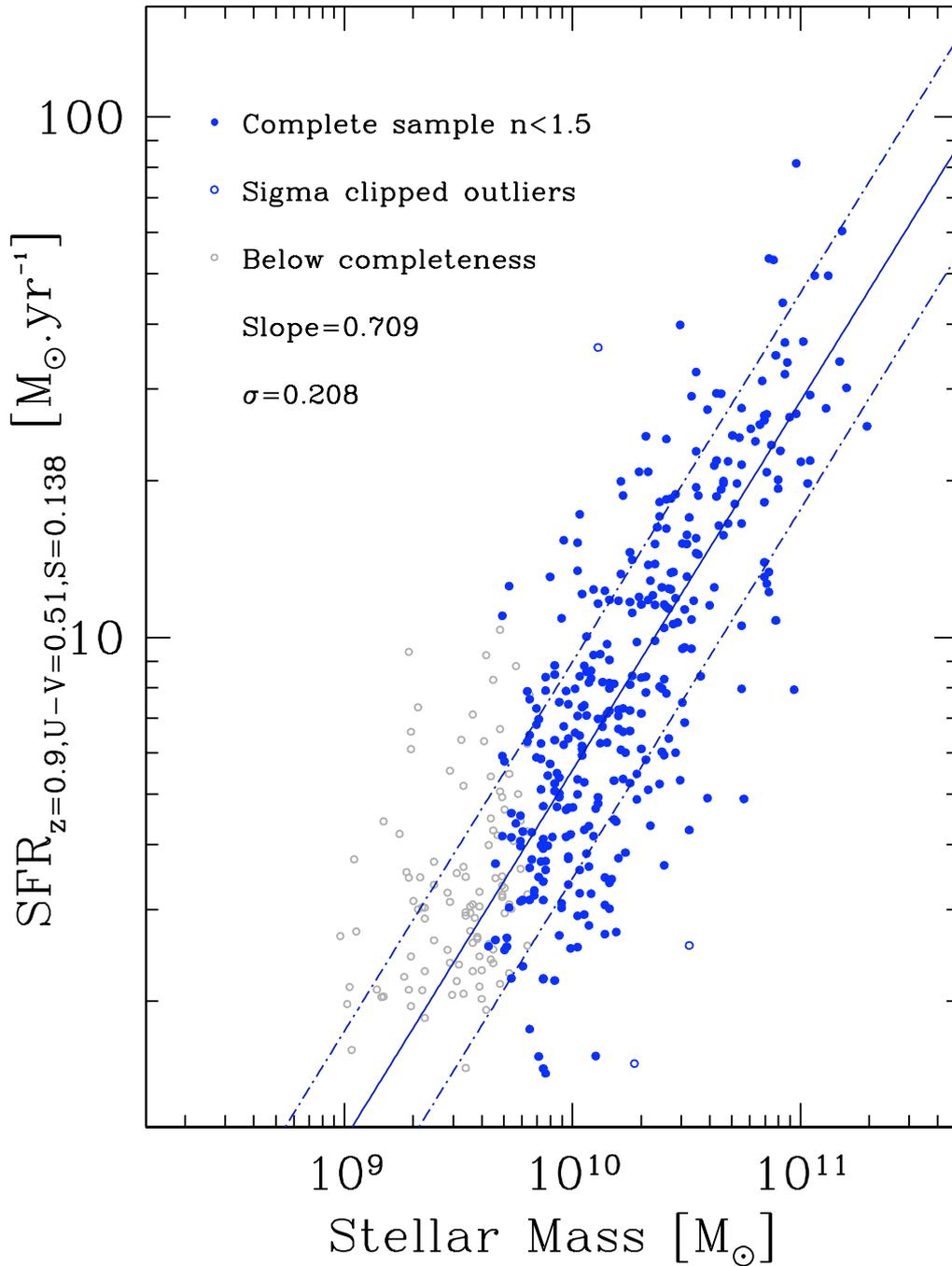


FIGURE 5.17 – Séquence de disques, avec un taux de formation d'étoiles $\text{SFR}_{z=0.9, U-V=0.51, S=0.138}$ normalisé, c'est à dire que toutes les galaxies sont ramenées aux mêmes valeurs de redshift, couleur et clumpiness. La séquence qui est alors mieux définie et plus étroite, a alors une pente de 0.709 et une dispersion de 0.208 dex.

De façon similaire à la méthodologie adoptée plus haut, nous normalisons le SFR aux valeurs moyennes de redshift, $z=0.9$, de couleur, $U-V=0.51$ et enfin de clumpiness, $S=0.138$:

$$\log(\text{SFR}_{z=0.9, U-V=0.51, S=0.138}) = \log(\text{SFR}) - 1.917 \times \log\left(\frac{1+z}{1+\langle z \rangle}\right) + 0.944 \times (U-V - \langle U-V \rangle) - 0.224 \times \log\left(\frac{S}{\langle S \rangle}\right) \quad (5.15)$$

Ainsi nous obtenons une séquence affranchie de la contribution de ces trois paramètres physiques, ramenant toutes les galaxies aux mêmes valeurs de redshift, de couleur et de clumpiness. Nous pouvons remarquer qu'elle est devenue plus étroite impliquant une corrélation plus forte et donc une relation SFR-M* mieux définie. On peut dire que la dispersion obtenue, qui est de 0.208 dex en échelle logarithmique, correspondant en échelle linéaire à 1.61, est la plus intrinsèque possible, ayant investigué la relation avec tous les paramètres physiques à notre disposition. Il serait intéressant de l'étudier avec d'autres paramètres comme la métallicité bien que cette faible valeur de la dispersion est déjà intrigante suggérant un comportement des galaxies très similaire. Mais il faut rappeler que cette dispersion restante peut tout simplement être expliquée par les erreurs de mesures sur les deux quantités SFR et M*. Nous discuterons de cela dans la prochaine section.

5.6 Luminosité L_H

Le taux de formation d'étoiles comme la masse stellaire sont deux quantités estimées des réelles valeurs de ces galaxies. L'éloignement des galaxies qui nous donne accès qu'à des valeurs moyennées sur l'ensemble de la galaxie, ainsi que l'absorption due à la poussière, et la restriction des données observationnelles, font que nous sommes obligés de passer par des valeurs estimées. Certains comme Conroy, Gunn & White 2009 trouvent même qu'à $z = 0$, là où on a les galaxies les plus accessibles, l'erreur sur les masses stellaires déterminées à partir des ajustements de SED atteint 0.3 dex, ce qui est un facteur 2 en échelle linéaire, cela étant dû aux erreurs d'extrapolations utilisées lors de l'ajustement. Cela semble alors étonnant que nous trouvons une séquence ayant une dispersion inférieure à 0.3 dex, arguant en faveur d'une réelle existence de la séquence SFR-M*.

Quoiqu'il en soit, nous voulions tester une autre approximation de la masse stellaire, cette fois-ci de type observationnel directement afin de se débarrasser des multiples erreurs introduites lors de l'ajustement d'une SED qui sont difficiles à quantifier. Ainsi nous utilisâmes la luminosité en

bande H, $1.6\mu\text{m}$, dans le référentiel d'émission qui devrait être sensible aux nombres d'étoiles de faible masse (Gavazzi, Pierini & Boselli 1996 ; Cowie & Barger 2008). Il est plus commun d'utiliser la bande K à $2.2\mu\text{m}$ en tant que sonde de la masse stellaire, cependant nos données en bande H sont plus rigoureuses. De plus, plusieurs auteurs ont déjà montré le caractère potentiel de la bande H à sonder la masse stellaire. Par exemple, Gavazzi 1993 écrivait déjà *the luminosity in the H band can be treated as a good indicator of galaxy masses*.

La luminosité dans la bande H a été calculée de la manière suivante :

$$L_H = 10^{-0.4 \times ((m_H - A_{1.6}) - m_H^\odot)} \quad (5.16)$$

où, m_H est la magnitude absolue dans le référentiel d'émission corrigée de l'effet de l'extinction grâce à l'atténuation $A_{1.6}$, et $m_H^\odot = 4.71L_\odot$ est la magnitude solaire en bande H. En tant que vérification, nous avons tracé dans la Figure 5.18, la luminosité L_H en fonction de la masse stellaire provenant des SEDs M^{SED} , pour l'échantillon total. La forte corrélation existant entre les deux (SNR > 24 et dispersion de 0.189 dex) existant entre les deux montre la cohérence de l'utilisation de la bande H pour estimer la masse stellaire.

Nous utilisâmes alors la luminosité L_H à la place de la masse stellaire M^{SED} pour l'ajustement de $\log(\text{SFR})$ en utilisant aussi le redshift (voir Table 5.1). Le modèle créé a une dispersion réduite par rapport au même ajustement avec la masse stellaire, en effet la première est de 0.186 dex comparé à la dernière qui est de 0.283 dex. Il y a donc une différence significative entre les deux paramètres en abscisse.

Enfin, l'ajustement entre $\log(\text{SFR})$ et $\log(L_H)$, avec tous les paramètres montrant une dépendance, donne après 3σ clipping ayant rejeté 9 galaxies :

$$\log(\text{SFR}) = 1.045 \times \log(L_H) + 0.367 \times \log\left(\frac{1+z}{1+z}\right) - 0.609 \times (U-V - \langle U-V \rangle) + 0.141 \times \log\left(\frac{S}{\langle S \rangle}\right) - 10.582 \quad (5.17)$$

On constate qu'il y a un changement radical de la pente (coefficient de $\log(L_H)$) qui est passé de 0.709 à 1.045, ainsi qu'un changement de la normalisation qui a largement diminué. De plus, on obtient d'assez bons SNR sauf pour le redshift. Quant à la dispersion, elle se trouve réduite à 0.139 dex, ce qui fait une différence avec la dispersion précédente avec la M^{SED} qui était de 0.208 dex, de l'ordre de 0.15 dex, ce qui est très important.

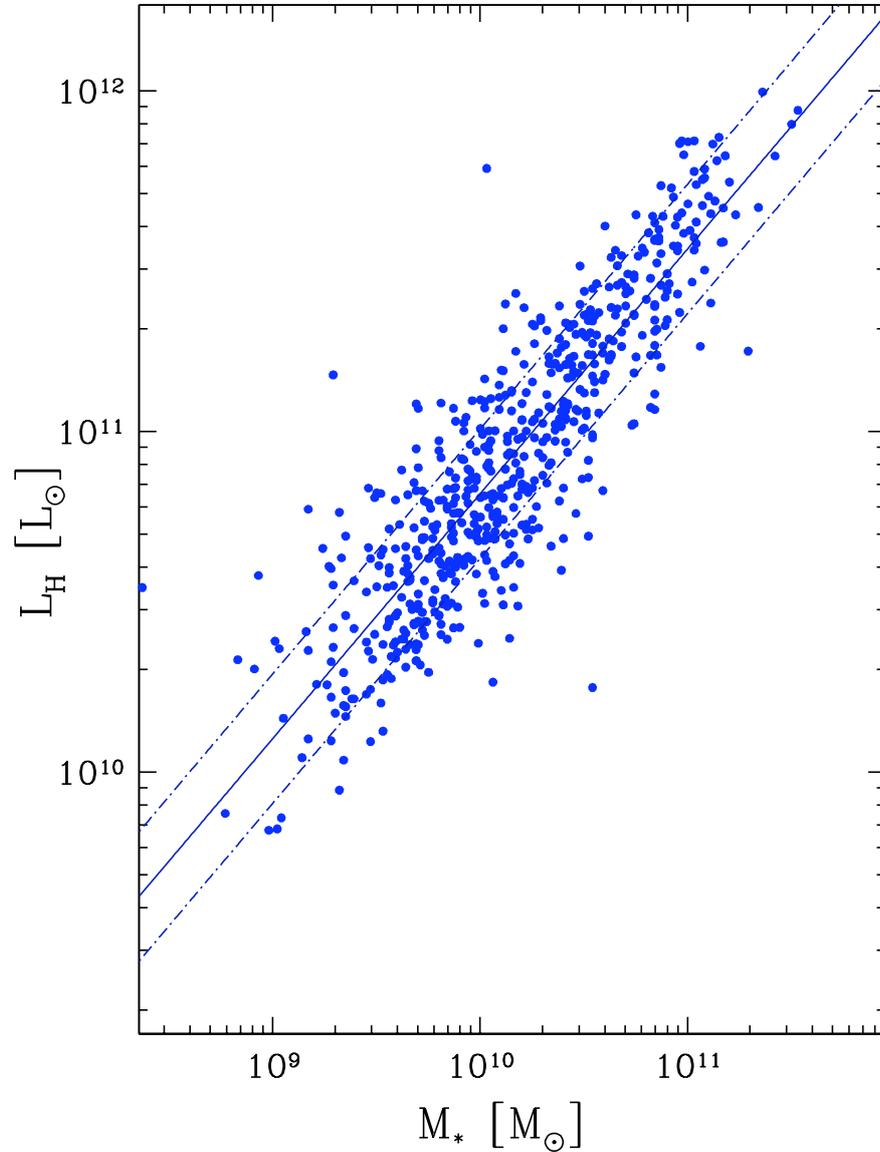


FIGURE 5.18 – La luminosité L_H en fonction de la masse stellaire M^{SED} . Il existe une forte corrélation entre ces deux quantités, le modèle étant $L_H = 0.719 \times M^{\text{SED}} + 3.627$ avec des SNR respectifs s'élevant à 48 et 24, et une dispersion de 0.189 dex. Cela montre la cohérence de l'utilisation de L_H à la place de M^{SED} dans l'ajustement.

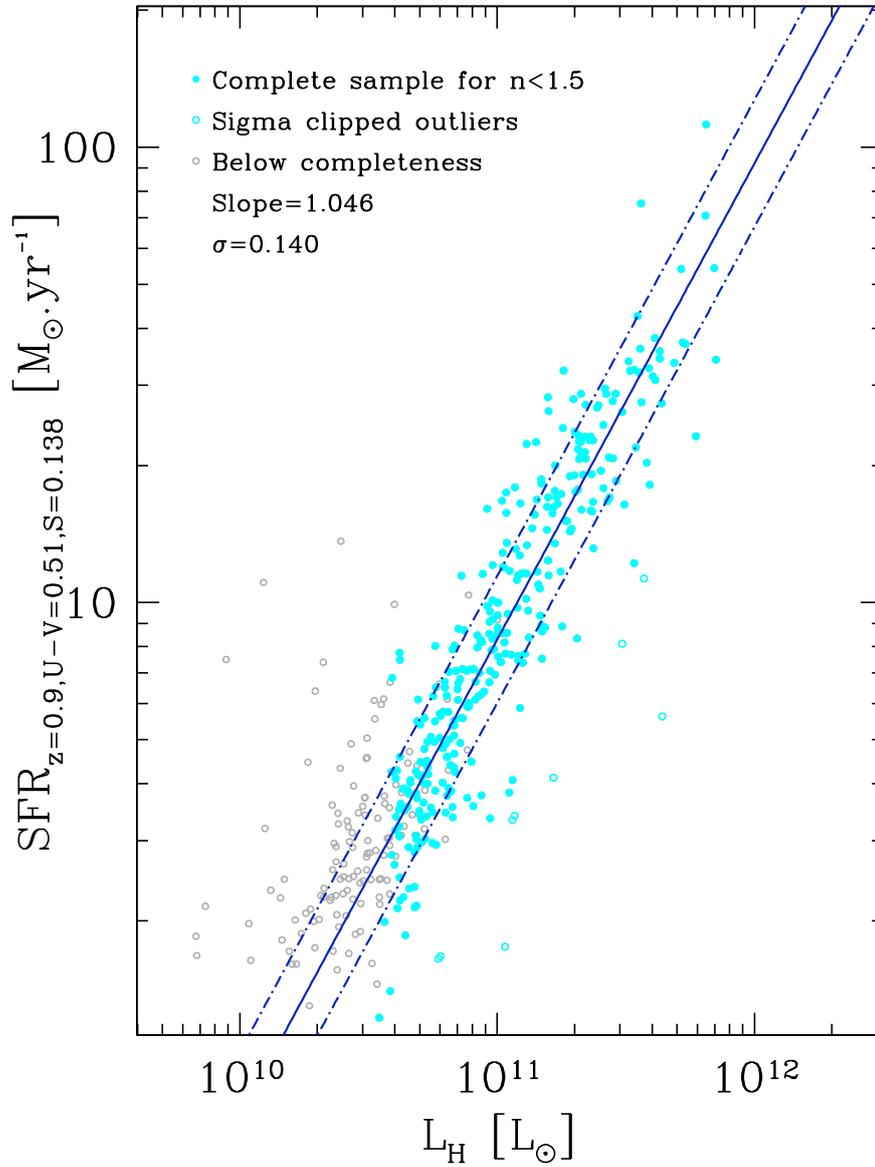


FIGURE 5.19 – Séquence SFR – L_H de disques, avec un taux de formation d'étoiles $\text{SFR}_{z=0.9, U-V=0.51, S=0.138}$ normalisé aux valeurs moyennes correspondantes des trois paramètres. Cette séquence plus étroite que pour celle de SFR – M_* de 0.15 dex est mieux définie que cette dernière.

Après avoir soustrait la contribution de tous ces paramètres dont dépend la séquence SFR – L_H pour l'échantillon complet de galaxies disques de la même façon que précédemment, nous obtenons le graphe de la Figure 5.19 où l'on voit une meilleure définition de la séquence SFR – L_H étant plus étroite que celle de SFR – M^* .

L'interprétation de ce phénomène n'est pas connue. Cependant on peut penser qu'une telle réduction de la dispersion, reflétant une meilleure corrélation de SFR avec L_H qu'avec M^* vient du fait que la bande H qui sonde les étoiles vieilles et de petites masses qui représentent la masse stellaire peut être contaminée même d'une infime partie de la lumière provenant d'étoiles plus massives, qui sont les traceurs de la formation d'étoiles. Ainsi on pourrait avoir dans la luminosité L_H , une légère contamination due à ces étoiles jeunes directement liées au taux de formation d'étoiles, et donc cette meilleure corrélation serait expliquée par le fait d'ajuster le SFR par une quantité reliée à ce SFR.

De façon imagée, admettons une galaxie disque de la séquence SFR – M^* dont le SFR a augmenté d'une quantité ΔSFR en Δt . Cette galaxie se trouve alors translatée vers le haut de la séquence quant à sa masse stellaire elle reste inchangée, car cette dernière n'a pas eu le temps de changer, la dispersion se voit alors augmenter. Alors que pour la même galaxie de la séquence SFR – L_H , l'augmentation du SFR va aussi engendrer une augmentation de L_H , qui fera déplacer la galaxie le long de la séquence, elle aura moins de possibilité de sortir de la séquence, ce qui donnera une dispersion plus faible. Cette explication serait plausible si L_H se trouve effectivement contaminé par le SFR.

Néanmoins, nous avons fait le test d'utiliser une bande qui est censée être corrélée clairement avec le SFR, la bande U que nous avons à notre disposition, à la place de L_H dans l'ajustement avec SFR. Il en ressort qu'elle ne corrèle pas aussi bien que L_H , en effet la dispersion est de 0.40 dex.

Quoiqu'il en soit, nous allons définir une masse empirique en utilisant la luminosité dans la bande H et la couleur, cela sera exposé dans ce qui suit.

5.6.1 Masse empirique

Nous avons vu que notre séquence est fortement dépendante de la couleur, cela induira que le rapport M^*/L_H sera fortement affecté par la couleur,

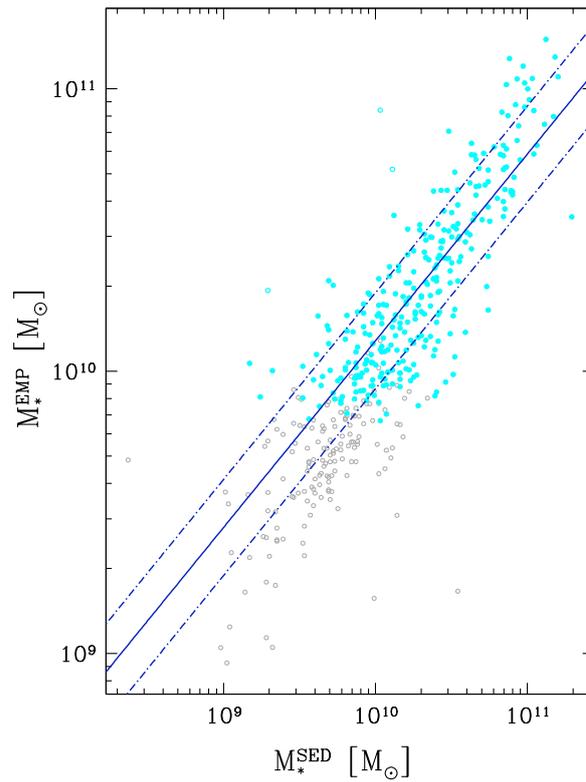


FIGURE 5.20 – Masse empirique, M^{EMP} , en fonction de la masse stellaire tirée des SEDs, M^{SED} . Le modèle créé est $M^{\text{EMP}} = 0.661 \times M^{\text{SED}} + 3.491$, les SNR sont respectivement de 26 et 13 et la dispersion de 0.17 dex. Une corrélation forte entre ces deux quantités atteste de la cohérence de la définition de notre masse empirique.

comme l'indique d'ailleurs Pannella et al. 2009b, de telle manière que les galaxies les plus rouges qui ont les plus bas SSFR auront des plus grands rapports M_*/L_H . Nous définissons alors, une masse empirique, notée M^{EMP} en ajustant la masse stellaire M^{SED} en fonction de L_H et de la couleur U-V :

$$\log(M_*^{\text{EMP}}) = -1.399 + 1.042 \times \log(L_H) + 0.339 \times (U - V) \quad (5.18)$$

où U-V est la couleur dans le référentiel d'émission corrigée de l'effet de l'extinction. Nous avons représenté, dans la Figure 5.20, la masse empirique, M^{EMP} , en fonction de la masse stellaire provenant des SED, M^{SED} , avec en bleu cyan les galaxies disques utilisées. La dispersion de la corrélation entre ces deux quantités est de 0.170 dex attestant du bien fondé de la définition de notre masse empirique.

Cette définition reprend un concept similaire à l'équation 6-7 de Daddi et al. 2004 pour des galaxies BzK, de même que l'équation 1 de Bell (2008) sur des galaxies de l'univers local ou encore l'estimation de la masse stellaire à partir de la bande H de Buat et al. 2008 dans leur échantillon de l'univers local et la bande K pour l'échantillon à haut redshift, pour ne citer que ces études. Notre définition utilise tout de même des couleurs corrigées par l'effet de la poussière ce qui est différent avec les leurs.

Nous trouvons que l'ajustement de SFR en fonction de M^{EMP} et du redshift a une dispersion de 0.246 dex légèrement inférieure à la dispersion obtenue pour le même ajustement avec M^{SED} qui était de 0.283 dex. Si l'on en croit ce résultat, on aurait une masse empirique plus précise que la masse stellaire provenant des SED à 0.14 dex près.

L'ajustement de SFR en fonction de M^{EMP} utilisant tous les paramètres, donne après 3σ clipping ayant rejeté 3.03% des galaxies :

$$\log(\text{SFR}) = 0.983 \times \log(M_*^{\text{EMP}}) + 0.406 \times \log\left(\frac{1+z}{1+z}\right) - 0.956 \times (U-V - \langle U-V \rangle) + 0.149 \times \log\left(\frac{S}{\langle S \rangle}\right) - 9.145 \quad (5.19)$$

Pour plus de détails voir Table 5.1. On remarque que la pente est pratiquement égale à l'unité, et la dispersion diminuant considérablement à 0.139 dex comparativement à 0.208 dex pour le même ajustement avec la masse stellaire, la différence entre les deux étant de 0.16 dex.

Après soustraction des contributions des différents paramètres, nous obtenons le graphe montrant, $\text{SFR}_{z=0.9, U-V=0.51, S=0.138}$, le taux de formation d'étoiles normalisé, en fonction de la masse empirique, dans la Figure 5.21. L'utilisation de la masse empirique donne une meilleure corrélation avec

le taux de formation d'étoiles, suggérant une meilleure détermination de la masse en utilisant des observables et non des ajustements de SED, voir section suivante.

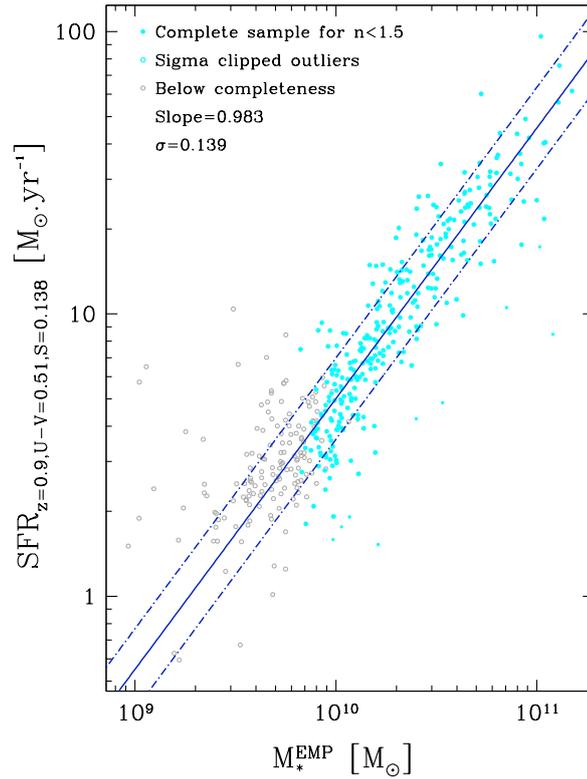


FIGURE 5.21 – Séquence de galaxies disques pour un taux de formation d'étoiles normalisé, $\text{SFR}_{z=0.9, U-V=0.51, S=0.138}$, en fonction de la masse empirique créée, M_*^{EMP} . Elle montre une meilleure corrélation qu'avec la masse fournie par les ajustements de SED. La dispersion de cette première séquence est de 0.139 dex comparée à 0.208 dex pour celle avec M_*^{SED} .

TABLE 5.1 – Table résumant les différents ajustements exposés ci-dessus.

Parameters P_i	RMS dex	Coefficients		Outliers rej. Fraction (%)
		Values (S/N)		
$N_0, \log M_*^{\text{SED}}$	0.325	-6.486 (15.0), 0.720 (13.2)		0
$N_0, \log M_*^{\text{SED}}, \log(1+z)/1.9$	0.283	-6.631(15.3), 0.736(11.4), 2.791(9.1)		0.89
$N_0, \log L_H, \log(1+z)/1.9$	0.186	-1.733(29.0), 1.150(31.4), 0.689(3.0)		2.20
$N_0, \log M_*^{\text{EMP}}, \log(1+z)/1.9$	0.246	-9.110(18.4), 0.979(20.4), 1.416(4.8)		1.68
$N_0, \log M_*^{\text{EMP}}, \log(1+z)/1.9, (U-V)_{\text{rest}}$	0.154	-10.147(32.4), 1.080(35.6), 0.093(0.48), -0.923(21.7)		2.02
$N_0, \log M_*^{\text{EMP}}, \log(1+z)/1.9, (U-V)_{\text{rest}}, \log S^{\text{ext}}$	0.139	-9.145(28.8), 0.983(32.0), 0.406(2.2), -0.956(24.4), 0.149(6.4)		3.03

Chapitre 6

Interprétation et conclusion

Qu'est-ce qui détermine la formation d'étoiles dans les galaxies ? L'on peut dire que c'est essentiellement la quantité de gaz moléculaire de la galaxie ainsi que les processus dynamiques de ce gaz qui engendrent soit l'amorçage de la formation d'étoiles, soit sa régulation ou soit enfin son extinction. Cependant, comprendre l'évolution de la formation d'étoiles cosmologique n'est pas si évident que cela, en effet, la tendance à avoir des taux de formation d'étoiles plus élevés à haut redshift (voir Figure 4.1 du chapitre précédent) n'est toujours pas expliquée. Une autre relation découverte récemment (Daddi et al. 2007, González et al. 2010, Magdis et al. 2010a), voir Figure 6.1, montrant une augmentation du taux de formation d'étoiles spécifique cosmologique en fonction du redshift, indiquant qu'à plus grand redshift, l'échelle de temps de formation d'étoiles dans les galaxies est plus courte que dans l'Univers local, reste aussi sans explication claire. Il est souvent assumé que cet effet est en partie dû à l'augmentation de la fréquence des fusions de galaxies à haut redshift (Conselice 2006) qui engendreront une flambée de formation d'étoiles, toutefois cette piste, qui ne fait pas l'unanimité, reste à démontrer.

Contraindre le mode principal de formation d'étoiles à haut redshift est d'une importance fondamentale dans la théorie de l'évolution des galaxies. Malgré les efforts fournis dans ce domaine, les questions cruciales restent encore ouvertes. En particulier, la prévalence entre deux modes de formation d'étoiles à savoir un mode en forme de pics, appelé mode starburst, où dans une courte durée la galaxie forme une quantité énorme de ses étoiles (ce mode serait engendré par une fusion majeure de galaxies), et le mode continu, où la galaxie forme des étoiles de manière continue et stable, qui

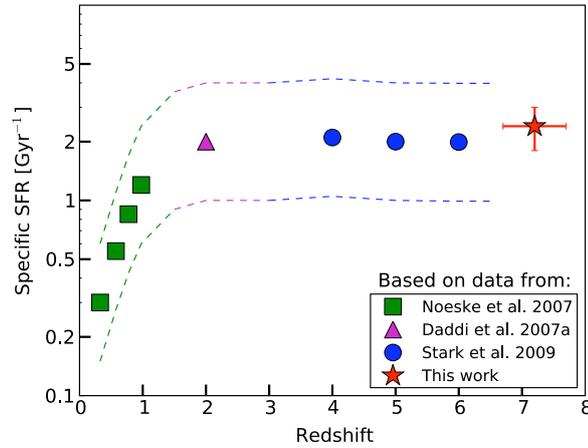


FIGURE 6.1 – Figure provenant de González et al. 2010, montrant l’augmentation du SSFR en fonction du redshift.

peut être expliqué par des écoulements réguliers de gaz froid intergalactique vers la galaxie (Dekel et al. 2009).

Dans ce contexte nous avons étudié la relation $SFR - M_*$ pour un échantillon de galaxies à formation d’étoiles. Il en résulte qu’il existe une séquence étroite de galaxies ayant un type morphologique disque (spiral à faible bulbe) parcontre les galaxies de type elliptique, malgré leur forme relativement homogène, se retrouvent dispersées dans le plan $SFR - M_*$ ne décrivant pas de relation particulière. Une partie de ces galaxies elliptiques se retrouvent sous la séquence dans ce que l’on appelle le nuage des galaxies elliptiques. Ainsi il existe une dichotomie entre les galaxies disques de la séquence et les galaxies elliptiques du nuage, la relation $SFR - M_*$ n’existait que pour les disques.

Cette séquence $SFR - M_*$ de disques a été étudiée avec minutie quant à ses caractéristiques et à sa dispersion. Nous obtenons, après avoir réduit l’effet du redshift, une pente de 0.74 et une dispersion de 0.28 dex. Si l’on compare ces indices à quelques valeurs que l’on trouve dans la littérature à redshift $z = 1$, nous retrouvons une pente supérieure à celle de Noeske et al. 2007a (0.65) et à celle de Karim et al. 2011 (0.52) parcontre inférieure à celle d’Elbaz et al. 2007 (0.9) et de Wuyts et al. 2011 (~ 1); à redshift $z = 2$, on trouve une pente similaire à celle de Rodighiero et al. 2011 (0.79) mais inférieure à celle de Daddi et al. 2007 (0.9); enfin à red-

shift $z = 7$ nous trouvons une pente inférieure à celle de Labbé et al. 2010 (0.94). Quant à redshift $z \sim 0$, nous comparons à celle de Schiminovich et al. 2007 qui utilisa la morphologie, nous retrouvons une pente légèrement supérieure mais semblable à la leur qui est de 0.65. En ce qui concerne la dispersion, elle est similaire à ces études, c'est-à-dire de l'ordre de 0.3 dex.

Les galaxies disques à formation d'étoiles se trouvent ainsi dans une séquence étroite $\text{SFR} - M_*$, où le taux de formation d'étoiles croît avec la masse stellaire déjà existante dans la galaxie. En d'autres mots, le nombre d'étoiles massives et chaudes qui seront formées dépend du nombre d'étoiles de faible masse et froides présentes dans la galaxie depuis bien longtemps. Cette relation est d'autant plus étonnante qu'à une masse stellaire donnée, le SFR ne peut décrire qu'un nombre limité de valeurs, donnant une faible dispersion à la séquence, suggérant de fortes similarités dans le comportement de ces galaxies disques. De plus, la relation $\text{SFR} - M_*$ apparaît inchangée (approximativement) le long de l'histoire cosmologique, elle est seulement translatée entièrement vers des plus hauts SFRs avec le redshift. Par conséquent, la masse stellaire des galaxies semble être l'élément primordial gouvernant la formation stellaire.

La dispersion obtenue (0.3 dex) peut être de deux sortes, d'une part les erreurs de mesures sur les deux quantités SFR et M_* et d'autre part elle peut être d'origine physique. Les premières sont difficiles à quantifier, mais certains essais ont été menés en utilisant une masse empirique créée à partir d'une observable. L'origine physique peut être, elle, approchée en étudiant la contribution de paramètres à notre disposition. Nous insistons sur le fait qu'il soit important d'étudier cette dispersion afin d'apporter des éléments de compréhension à l'origine de cette séquence mais aussi d'avoir accès à la dispersion intrinsèque (la plus intrinsèque possible) après s'être affranchis de la contribution des différents paramètres.

Les paramètres physiques suivants ont été utilisés dans l'étude de la séquence :

1. le rayon R_e
2. l'indice de Sérsic
3. l'atténuation due à la poussière A_{1500}
4. la couleur $(U - V)_{\text{rest}}$
5. la clumpiness

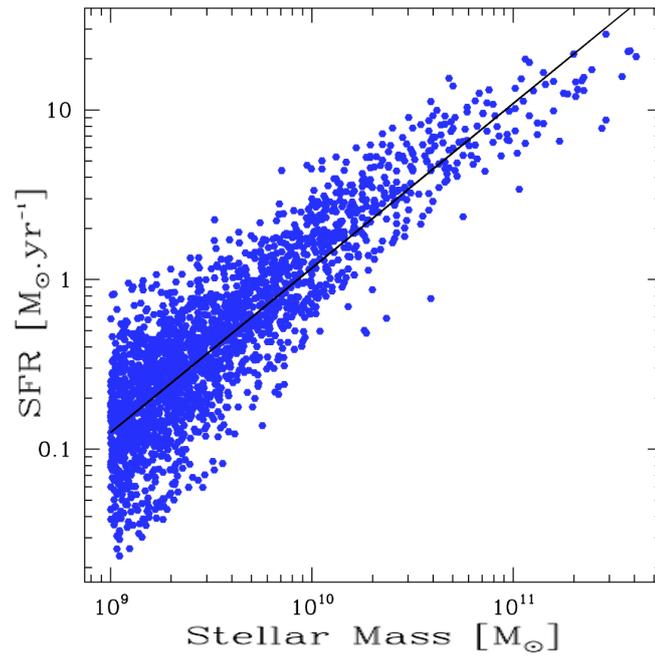


FIGURE 6.2 – Séquence que nous vérifiâmes dans les simulations, la dispersion est de 0.26 dex.

L'indice de Sérsic et le rayon n'ont pas de contribution dans la séquence, indiquant que pour ces galaxies, le simple fait d'être de type disque suffit à leur donner un comportement similaire qui par ailleurs n'est pas influencé par leurs dimensions. Quant à l'atténuation de la poussière, elle a une légère contribution, cependant le seul fait qu'elle soit liée au SFR à cause de sa définition nous a poussé à ne pas utiliser cette dernière.

La couleur ainsi que la clumpiness ont un effet évident sur la dispersion de cette séquence, qui a été réduite de 0.19 dex (soustraction quadratique), avec une pente de 0.709 assez similaire à la pente précédente.

Ayant éliminer les contributions de ces paramètres, c'est-à-dire, en ramenant toutes les galaxies de la séquence aux mêmes valeurs de couleur et de clumpiness, nous obtenons alors une dispersion intrinsèque de 0.208 dex. Cela semble intrigant, car malgré la complexité du processus de formation d'étoiles qui dépend de la fraction de gaz dans la galaxie, de sa dynamique mais aussi de sa composition chimique sans parler des effets d'environnements, pour ne citer que ces éléments, les galaxies de la séquence décrivent une séquence très étroite qui indique que leur activité est très semblable. Ainsi, elles ont un comportement très homogène. En faisant une comparaison aux simulations, en particulier celui d'Oppenheimer & Davé, 2006, nous retrouvons la même séquence (même si la normalisation est différente) ayant une dispersion de 0.26 dex, voir Figure 6.2. Notre dispersion intrinsèque est inférieure à cette dispersion qui n'est pas entachée des erreurs de mesures.

La contribution de la clumpiness dans la séquence peut être interprétée simplement sachant que la présence de clumps est un signe de formation d'étoiles. En effet, ces derniers représenteraient les nuages moléculaires où de la formation d'étoiles est en cours ayant alors une couleur bleue et indiquant la présence d'une fraction de gaz importante dans ces galaxies (Bournaud, Elmegreen & Elmegreen 2007). Les galaxies clumpy de la séquence, ayant des fractions de gaz plus grande que les non clumpy, se retrouveront alors dans le haut de la séquence en raison de leur plus grand SFR.

Quant à la couleur, l'interprétation est plus difficile, en effet, elle peut être liée à la métallicité, à l'extinction de la poussière ou même l'âge stellaire. Nous pensons, que l'effet que nous retrouvons dans notre séquence, où l'on voit un gradient de couleur parallèle à la séquence allant des plus bleues vers le haut de cette dernière aux moins bleues vers le bas

de celle-ci, n'est pas due à la métallicité. Car comme le montre Mannucci et al. 2010 ainsi que Lara-Lopez et al. 2010, il existe un plan fondamental entre SFR, M^* et la métallicité, cette dernière serait donc liée aux deux quantités, ce qui ne peut expliquer la tendance observée en bandes parallèles à la séquence. Les couleurs ayant été corrigées de l'effet de l'extinction due à la poussière nous pensons donc qu'elle n'explique pas la dépendance observée, mais nous pensons plutôt qu'elle reflète l'âge stellaire de telle manière que les galaxies se trouvant dans le bas de la séquence ayant des taux de formations d'étoiles spécifiques SSFR plus petits auront des coupures de Balmer plus importantes.

Pour les contributions dues aux erreurs de mesures, nous utilisâmes une observable, la luminosité en bande H, $1.6\mu\text{m}$, qui est sensible à la lumière provenant des étoiles vieilles de petites masses comme estimation de la masse stellaire. Après avoir éliminer la contribution des différents paramètres décrits ci-dessus, nous atteignons une dispersion intrinsèque de **0.139 dex**. Cependant, il est possible qu'il y ait une légère contamination de cette bande par des étoiles massives et chaudes qui engendrerait une meilleure corrélation car cette quantité serait reliée légèrement au SFR. Toutefois, en utilisant la bande U à la place, nous ne retrouvons pas de corrélation avec le SFR. Quoiqu'il en soit, le simple fait d'obtenir le taux de formation d'étoiles, quantité très difficile à obtenir, rappelons le, à **0.139 dex** près en ayant juste la luminosité en bande H, la morphologie, la couleur U-V et la clumpiness, quantités relativement faciles à avoir, est un résultat important qu'il serait bon d'investiguer dans l'avenir. Il serait possible de prédire un SFR à **0.139 dex** près sans avoir recours à des bandes en IR.

Dans la même lancée, nous créâmes une masse empirique M^{EMP} à l'aide de la luminosité L_{H} et d'un facteur correctif de couleur. Nous obtînmes une masse corrélée à la masse stellaire provenant des ajustements de SED à **0.17 dex** près, attestant du bien fondé de la définition de cette masse. La dispersion intrinsèque de notre séquence SFR – M^{EMP} pour les galaxies disques, après avoir éliminer les contributions des différents paramètres physiques est de **0.139 dex** avec une pente de **0.98 dex**. C'est-à-dire une diminution de la dispersion de l'ordre de **0.25 dex** comparé aux **0.283 dex** initiaux, cela implique que **0.25 dex** de la séquence SFR – M^* est une dispersion réelle dont on a été affranchie à l'aide des paramètres utilisés ci-dessus. Si l'on en croit ce résultat, la combinaison des erreurs sur

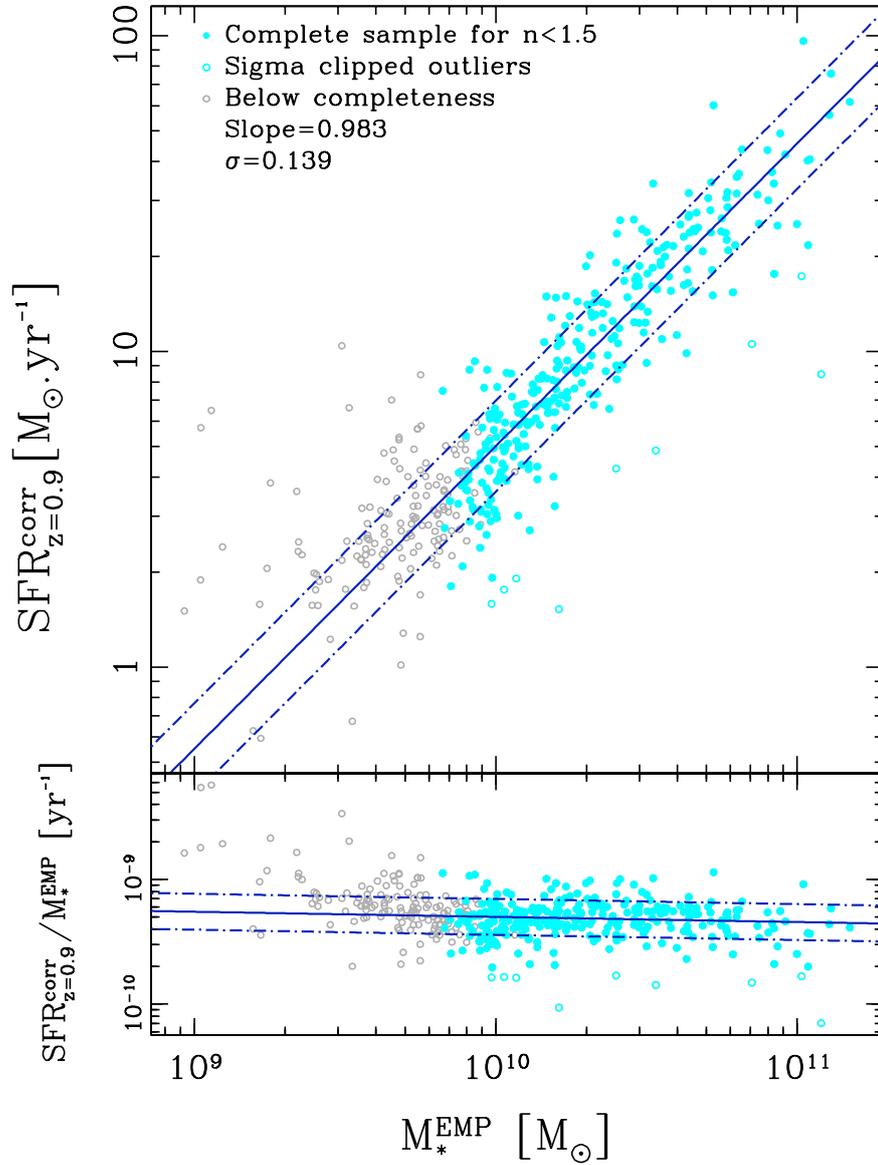


FIGURE 6.3 – Panneau du haut : Séquence entre le SFR normalisé et la masse empirique. Panneau du bas : SSFR en fonction de la masse. Le SSFR est indépendant de la masse impliquant une échelle de temps caractéristiques de formation d'étoiles constante.

SFR et M^* aurait une dispersion inférieure à ~ 0.14 dex correspondant aux 0.14 dex restants. Si l'on suppose alors que les erreurs sur le SFR et la M^* sont du même ordre de grandeur alors on obtiendrait une précision sur ces quantités meilleure que 0.10 dex ce qui semble étonnant.

L'amélioration de la corrélation en utilisant la masse empirique suggérerait que la masse stellaire provenant des ajustements des SED est moins précise que celle obtenue à l'aide d'une seule observable. En effet, le grand nombre de degrés de liberté (histoire de formation stellaire, métallicité...) existants lors de l'ajustement pourrait jouer en faveur d'erreurs plus importantes dues aux différentes dégénérescences. Par contre l'utilisation d'une observable, la luminosité L_H avec un facteur de couleur a moins de possibilité d'acheminer de telles erreurs.

En conclusion, la séquence de galaxies disques SFR – M^* dont la dispersion peut atteindre ~ 0.14 dex (et même moins n'ayant pas utilisé tous les paramètres physiques possibles) avec une pente de ~ 1 , montre un comportement extrêmement homogène de ses galaxies. De plus, elles ont des échelles de temps de formation d'étoiles ($1/SSFR$) pratiquement identique et constant (voir Figure 6.3 panneau du bas). Ces éléments indiqueraient qu'elles seraient dans un mode continu et stable de formation d'étoiles, qui peut atteindre de grands SFR, mais qui ne sont pas pour autant des modes en pics de formation d'étoiles. Ce mode serait lié à la masse stellaire présente, qui semble gouverner l'activité des galaxies de la séquence. Ainsi, nous pouvons déduire que le mode en pics n'est pas le mode principal de formations d'étoiles à $z \sim 1$ qui est plutôt un mode continu représenté par une séquence principale SFR – M^* . Ce dernier, représenté par des galaxies disques normales et non par des fusions de galaxies, serait relié à l'accrétion régulière par la galaxie de gaz froid intergalactique.

En effet, une théorie avancée par Bouché et al. 2010, expliquerait cette séquence de formation d'étoiles en reliant la masse stellaire de la galaxie au halo de matière noire de cette dernière. Plus la masse stellaire est grande et plus ce halo est important engendrant un potentiel gravitationnel qui serait plus efficace à accrérer le gaz froid par des écoulements intergalactiques (Dekel et al. 2009). Cependant cela relève de l'hypothétique aucune observation de ce phénomène ayant été réalisée jusqu'à ce jour.

DISSECTING THE STELLAR-MASS–SFR CORRELATION IN $z = 1$ STAR-FORMING DISK GALAXIES

F. SALMI¹, E. DADDI¹, D. ELBAZ¹, M. T. SARGENT¹, M. DICKINSON², A. RENZINI³, M. BETHERMIN¹, AND D. LE BORGNE⁴

¹ Laboratoire AIM, CEA/DSM-CNRS-Université Paris Diderot, Irfu/Service d’Astrophysique, CEA Saclay, Orme des Merisiers, F-91191 Gif-sur-Yvette Cedex, France; fadia.salmi@cea.fr, edaddi@cea.fr

² National Optical Astronomy Observatory, 950 N. Cherry Ave., Tucson, AZ 85719, USA

³ INAF-Osservatorio Astronomico di Padova, Vicolo dell’Osservatorio 2, I-35122 Padova, Italy

⁴ Institut d’Astrophysique de Paris, UMR 7095 CNRS, UPMC, 98 bis boulevard Arago, F-75014 Paris, France

Received 2011 December 8; accepted 2012 June 21; published 2012 July 5

ABSTRACT

Using a mass-limited sample of $24\ \mu\text{m}$ detected, star-forming galaxies at $0.5 < z < 1.3$, we study the mass–star formation rate (SFR) correlation and its tightness. The correlation is well defined ($\sigma = 0.28$ dex) for disk galaxies ($n_{\text{Sérsic}} < 1.5$), while more bulge-dominated objects often have lower specific SFRs (sSFRs). For disk galaxies, a much tighter correlation ($\sigma = 0.19$ dex) is obtained if the rest-frame H -band luminosity is used instead of stellar mass derived from multi-color photometry. The sSFR correlates strongly with rest-frame optical colors (hence luminosity-weighted stellar age) and also with clumpiness (which likely reflects the molecular gas fraction). This implies that most of the observed scatter is real, despite its low level, and not dominated by random measurement errors. After correcting for these differential effects a remarkably small dispersion remains ($\sigma = 0.14$ dex), suggesting that measurement errors in mass or SFR are $\lesssim 0.10$ dex, excluding systematic uncertainties. Measurement errors in stellar masses, the thickening of the correlation due to real sSFR variations, and varying completeness with stellar mass, can spuriously bias the derived slope to lower values due to the finite range over which observables (mass and SFR) are available. When accounting for these effects, the intrinsic slope for the main sequence for disk galaxies gets closer to unity.

Key words: galaxies: fundamental parameters – galaxies: high-redshift – galaxies: structure – Galaxy: evolution – Galaxy: formation

Online-only material: color figures

1. INTRODUCTION

Star-forming galaxies obey a tight correlation between stellar mass and star formation rate (SFR), from the local universe (e.g., Elbaz et al. 2007; based on Brinchmann et al. 2004; Peng et al. 2010) all the way to intermediate and high redshifts (e.g., Noeske et al. 2007; Elbaz et al. 2007; Daddi et al. 2007; Pannella et al. 2009a; Magdis et al. 2010; Karim et al. 2011; Daddi et al. 2009; Stark et al. 2009; Lee et al. 2011; González et al. 2010; Bouwens et al. 2011). With a scatter of ~ 0.3 dex at all redshifts where it has been measured, this relation is now known as the main sequence (MS) of star-forming galaxies. This finding has several interesting implications: (1) there is a high degree of uniformity among star-forming galaxies and stellar mass is a crucial parameter regulating the SFR, (2) fluctuations in specific SFRs throughout the star formation histories of actively star-forming galaxies are minor in all but a small number of outliers (e.g., Rodighiero et al. 2011), (3) at high redshifts, the SFR of individual galaxies must increase rapidly with time (Daddi et al. 2007; Renzini 2009; Peng et al. 2010; Papovich et al. 2011).

The existence of such a tight relation raises several questions. First, it is often believed that stellar masses and SFRs for individual galaxies cannot be measured to much better than a factor of two precision, even in relative terms. This raises the question of whether the small spread in the mass–SFR correlation is actually dominated by measurement errors, implying a potentially smaller intrinsic scatter. The question applies to other tight relations recently discovered for normal galaxies, like that between mid-IR and total IR luminosity (Elbaz et al. 2011; scatter ~ 0.3 dex), and between SFR and CO luminosity (scatter ~ 0.2 dex; Daddi et al. 2010a, 2010b; Genzel et al. 2010; M. T. Sargent et al. 2012, in preparation). Intimately related to

this is a second issue which deals with the slope of the correlation. Writing $\text{SFR} \propto M_*^\alpha$, it is generally found that $\alpha \lesssim 1$, but results vary from ~ 0.6 to ~ 1 , depending on sample definition, the adopted SFR indicator, and (perhaps) redshift (e.g., Pannella et al. 2009a; Karim et al. 2011). Finally, it is generally found that the mass–SFR correlation holds for star-forming galaxies only, but the term “star-forming galaxy” is somewhat ambiguous. For example, one can refer to star-forming BzK samples at $z \sim 2$ (e.g., Daddi et al. 2007; Pannella et al. 2009a), or to blue-cloud galaxies at $z = 0\text{--}1$ (e.g., Elbaz et al. 2007; Peng et al. 2010), or to Lyman break galaxies at $z \geq 3$. It would be desirable to explicitly study what happens for objectively selected and complete samples of all star-forming galaxies down to low levels of specific SFR (henceforth sSFR), well below the MS. To start addressing these questions, we will explore in this Letter the role of physical parameters, including morphology, in driving the mass–SFR correlation. We assume a *Wilkinson Microwave Anisotropy Probe* concordance cosmology and a Chabrier initial mass function.

2. SAMPLE SELECTION AND MEASUREMENTS

We study a sample of galaxies at $0.5 < z < 1.3$ extracted from the K -band-selected catalog of Daddi et al. (2007) in GOODS-S. We consider all star-forming galaxies with an $S/N > 3$ detection and flux $> 12\ \mu\text{Jy}$ at $24\ \mu\text{m}$ from *Spitzer*+MIPS (e.g., Magnelli et al. 2011). We remove 56 active galactic nuclei (AGNs) significantly detected in the 2 Ms *Chandra* X-ray data (Alexander et al. 2003). There are 599 galaxies in the sample, of which 70% have spectroscopic redshifts and the remainder have accurate photometric redshifts from Grazian et al. (2006). Detailed spectral energy distributions (SEDs) are

available based on multi-color imaging from the U band through the mid-infrared, which we use to derive rest-frame magnitudes and colors by spline interpolation between adjacent photometry. Stellar masses are derived from SED fitting (M_*^{SED} hereafter), using a wide range of star formation histories, metallicity, and allowing for dust reddening, using the method described in Le Borgne & Rocca-Volmerange (2002) and as used in Elbaz et al. (2007, 2011). The *Spitzer* $24\ \mu\text{m}$ fluxes are converted into SFRs using SED templates from Chary & Elbaz (2001). Analyses of *Spitzer* and *Herschel* far-infrared data have shown this approach to be reliable for galaxies at $z < 1.3$ (Magnelli et al. 2009; Elbaz et al. 2010, 2011). The infrared-based SFR is added to the unobscured component computed from the UV $1500\ \text{\AA}$ luminosity (extrapolated from the observed photometry using the best-fitting SED model), without correction for dust extinction. By comparing the latter to the total SFR, we obtain a direct estimate of the dust attenuation at $1500\ \text{\AA}$ (A_{1500}) that we use to correct absolute magnitudes and rest-frame colors for reddening, based on the Calzetti et al. (2000) extinction law. These extinction-corrected magnitudes and colors are used throughout the following analysis.

One aspect that we want to explore is the effect of galaxy morphology on the mass–SFR correlation of star-forming galaxies. Using *GALFIT* (Peng et al. 2002) we model the *HST*+ACS z -band images of each object (Giavalisco et al. 2004; release 2.0), deriving the Sérsic index ($n_{\text{Sérsic}}$) and half-light radius. It is well known that star-forming galaxies become clumpier at higher redshifts (e.g., Elmegreen et al. 2004; Förster-Schreiber et al. 2009), hence we have also investigated the role of clumpiness. Galaxy clumpiness is generally defined as the fraction of light in high spatial frequency structures (Conselice 2003; Lotz et al. 2004). Here we measure clumpiness (S) after subtracting the *GALFIT* model (G) from the image (I) of each galaxy:

$$S = \left\langle \frac{|I - G|}{G} \right\rangle. \quad (1)$$

The images in both the numerator and denominator are convolved by the point-spread function, and we exclude pixels within $\pm 1.5\sigma$ to reduce the noise, thus measuring residual structures only above this intensity threshold. The average is performed over the segmentation map of the galaxy, as defined by SExtractor, which is meant to produce an *intensive* measurement of clumpiness, normalized by the spatial extent of the galaxy (A_S). We would expect that this measurement should correlate better with SFR per unit surface area rather than with SFR itself, and we thus also use an *extensive* measurement of clumpiness defined as $S^{\text{ext}} = S \times A_S$ that should be more closely related to the SFR. We find that S^{ext} is better correlated with visual clumpiness classification performed for our sample. Clumpiness is sensitive to all sorts of structures, including clumps but also to the strengths of spiral arms and anything deviating from a single Sérsic fit.

3. RESULTS

When plotting galaxies in the mass–SFR plane (Figure 1), we find that bona fide disk galaxies (447 objects with $n_{\text{Sérsic}} < 1.5$, or 72% of the parent $24\ \mu\text{m}$ selected sample) display a clear, well-defined correlation. We adopt here a lower threshold than the canonical $n_{\text{Sérsic}} = 2$ separation of disks/ellipticals in order to have a cleaner sample of disks, at the expense of completeness. Instead, some more bulge-dominated ($n_{\text{Sérsic}} > 1.5$) galaxies fall near the correlation for disk galaxies, while

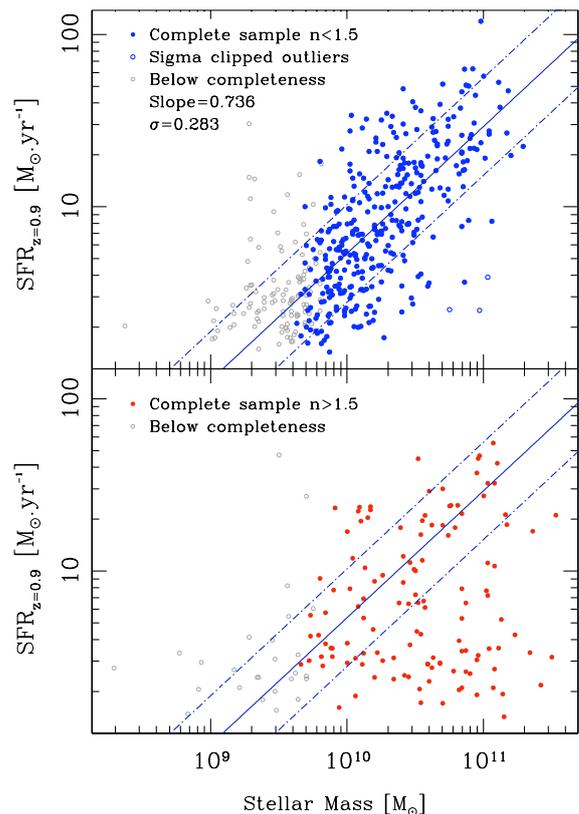


Figure 1. Stellar-mass–SFR correlation for disk galaxies ($n_{\text{Sérsic}} < 1.5$, top) and bulge-dominated galaxies ($n_{\text{Sérsic}} > 1.5$, bottom). Lines in the top panels show the best-fit relation and the 1σ scatter after 3σ clipping of outliers, and are repeated in the bottom panel for comparison. Points below completeness are not used in the fit.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

others have lower sSFRs (Figure 1), consistent with the results of Wuyts et al. (2011). The latter galaxies are often visually classified as ellipticals and have red optical colors. We conclude that the mass–SFR correlation is primarily a sequence of star-forming disk galaxies. Comparing to color selections, 96% of $n_{\text{Sérsic}} < 1.5$ galaxies fall in the blue cloud, while conversely 73% of blue-cloud galaxies have $n_{\text{Sérsic}} < 1.5$, implying that a blue-cloud selection of star-forming galaxies results in a higher dispersion. Including $n_{\text{Sérsic}} > 1.5$ galaxies would also bias the slope, as completeness as a function of sSFR varies strongly with mass in an SFR-limited sample (we are considering only $24\ \mu\text{m}$ detected galaxies), i.e., a Malmquist bias. Red, bulge-dominated objects with sSFR more than 0.6 dex below the MS contribute $\lesssim 6\%$ of the total SFR density from $M_*^{\text{SED}} > 5 \times 10^{10} M_\odot$ galaxies. This is likely to be an overestimate because the $24\ \mu\text{m}$ emission in some of these red spheroids, rather than from star formation, could come from winds in evolved stars (e.g., Vega et al. 2010) or to an AGN torus, whereas the rejection of X-ray-detected AGNs is strongly reducing the number of MS galaxies at the highest stellar masses (Mullaney et al. 2012). In the following analysis, we consider only the sample of 338 $n_{\text{Sérsic}} < 1.5$ disk galaxies satisfying redshift-dependent mass limits which guarantee completeness down to the lower edge of the MS. At stellar masses higher than such mass limits, galaxies can be detected to even lower sSFRs. This can lead to a spurious flattening of the measured slope.

Table 1
Summary of Multilinear Fit Results for log(SFR) Based on Equation (2)

Parameters (P_i)	Coefficients (c_i) Values (S/N)	rms dex	Outliers Rej. Fraction (%)
(1)	(2)	(3)	(4)
$c_0, \log M_*^{\text{SED}}, \log((1+z)/1.9)$	-6.631 (15.3), 0.736 (11.4), 2.791 (9.1)	0.283	0.89
$c_0, \log L_H, \log((1+z)/1.9)$	-11.733 (29.0), 1.150 (31.4), 0.689 (3.0)	0.186	2.20
$c_0, \log M_*^{\text{EMP}}, \log((1+z)/1.9)$	-9.110 (18.4), 0.979 (20.4), 1.416 (4.8)	0.246	1.68
$c_0, \log M_*^{\text{EMP}}, \log((1+z)/1.9), (U - V)_{\text{rest}}$	-10.147 (32.4), 1.080 (35.6), 0.093 (0.48), -0.923 (21.7)	0.154	2.02
$c_0, \log M_*^{\text{SED}}, \log((1+z)/1.9), (U - V)_{\text{rest}}$	-7.329 (21.9), 0.804 (24.7), 1.632 (6.64), -0.969 (16.2)	0.215	2.36
$c_0, \log M_*^{\text{EMP}}, \log((1+z)/1.9), (U - V)_{\text{rest}}, \log S^{\text{ext}}$	-9.145 (28.8), 0.983 (32.0), 0.406 (2.2), -0.956 (24.4), 0.149 (6.4)	0.139	3.03
Const, $\log M_*^{\text{SED}}, \log((1+z)/1.9), (U - V)_{\text{rest}}, \log S^{\text{ext}}$	-6.345 (18.7), 0.709 (21.4), 1.917 (8.0), -0.944 (16.6), 0.224 (7.2)	0.208	1.47

Notes. M_*^{SED} , L_H , and M_*^{EMP} are in solar units; the absolute scale of S^{ext} is arbitrary. Each row shows a particular fit with the physical parameters used for that fit in Column 1, the relative coefficients determined in the fit (with their S/Ns in parenthesis) in Column 2, the rms between individual SFR measurements and those predicted by the multilinear fit in Column 3, and the fraction of $>3\sigma$ outliers rejected from the fit in Column 4.

We now explore to which extent real variations of galaxy properties contribute to the thickness of the mass–SFR relation. We treat SFR as the dependent variable and present multiple linear fits of log(SFR) as a function of log mass and other measured galaxy properties (P_i 's):

$$\log(\text{SFR}) = c_0 + c_1 \times P_1 + \dots + c_n \times P_n, \quad (2)$$

where c_i 's are coefficient to be determined by the fit (see Table 1 for the different fits performed). Given the fairly wide redshift range $0.5 < z < 1.3$ explored, over which the normalization of the mass–SFR relation changes appreciably, we scale all SFR measurements to a common $\langle z \rangle = 0.9$ using the relation

$$\log(\text{SFR}_{z=0.9}) = \log(\text{SFR}) - c_z \times \log\left(\frac{1+z}{1+0.9}\right),$$

where the coefficient c_z is also derived from the multilinear regression (Table 1). By MS “slope” we mean the coefficient of $\log(M_*)$ (or equivalent) in the fit, whereas the scatter refers to the rms of the difference between the individual measures of $\log(\text{SFR})$ and that predicted by the multilinear fit of Equation (2). We apply an iterative 3σ clipping to remove strong outliers in the fit, which results in rejecting from ~ 1 to at most $\sim 3\%$ of the galaxies.

The mass–SFR correlation for our disk sample is found to have a slope of 0.74 and a scatter of 0.283 dex (Figure 1). This is just slightly shallower than reported by Elbaz et al. (2007) but steeper than that of Noeske et al. (2007) at similar redshifts, and comparable to the slope and scatter found by Rodighiero et al. (2011) for $z \sim 2$ galaxies.

The rest-frame $1.6 \mu\text{m}$ luminosity (L_H) is sometimes used as a proxy for the stellar mass (e.g., Gavazzi et al. 1996; Cowie & Barger 2008), so we also tried using this in the fitting. Remarkably, the SFR– L_H relation is even tighter, with a scatter of only 0.186 dex (Table 1; Figure 2). The M_*/L_H ratio is affected by the light from young stars, and hence it is somewhat affected by the SFR. However, L_U is even more directly affected by star formation, and yet we find that the SFR– L_U relation has a scatter of 0.40 dex. When using galaxy colors $(U - V)_{\text{rest}}$ together with L_H in the fit one obtains a relation with even smaller scatter (0.154 dex), hence colors seem to be the strongest factor affecting the mass–SFR sequence. Binning in colors produces roughly parallel sequences in the mass–SFR plane (Figure 3, top). The M_*/L_H ratio is also strongly affected by color (e.g., Pannella et al. 2009b): redder galaxies have lower sSFR and higher M_*/L_H , which helps reduce the scatter in the

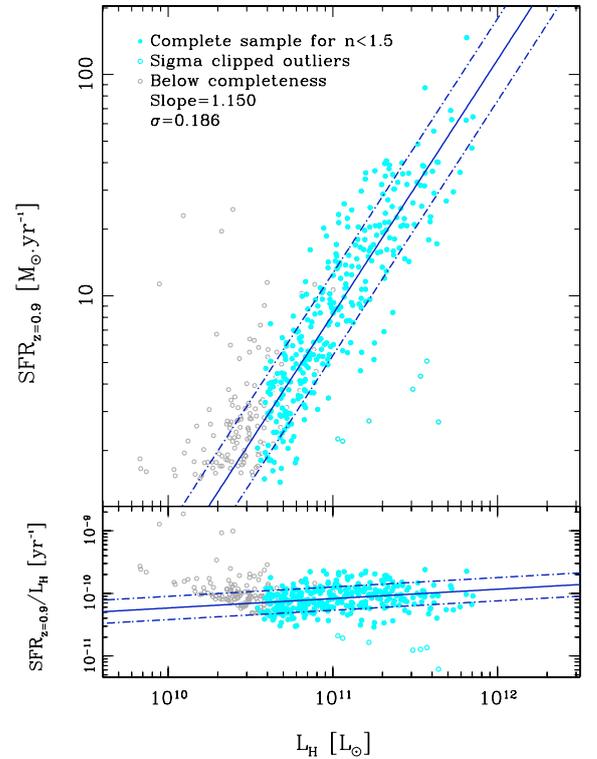


Figure 2. Correlation between SFR and H -band luminosity.

M_* – L_H correlation compared to the SFR– M_* relation. We thus introduce an “empirical mass” M_*^{EMP} by fitting the M_*^{SED} as a function of L_H and $(U - V)_{\text{rest}}$ color:

$$\log M_*^{\text{EMP}} = -1.399 + 1.042 \times \log(L_H) + 0.339 \times (U - V)_{\text{rest}}, \quad (3)$$

similar in concept to Equations (6) and (7) of Daddi et al. (2004) for BzK galaxies and to Equation (1) in Bell (2008) for local galaxies (but recall that here quantities are reddening corrected). The dispersion between M_*^{EMP} and M_*^{SED} is only 0.20 dex. We find that the M_*^{EMP} –SFR correlation has a scatter of 0.246 dex, slightly smaller than the scatter in M_*^{SED} –SFR (0.283 dex; Figure 1). A simple interpretation of this finding would be that, somewhat surprisingly, the “empirical mass” is a more accurate stellar mass estimator by about 0.14 dex in relative terms (subtracting in quadrature), compared to using full

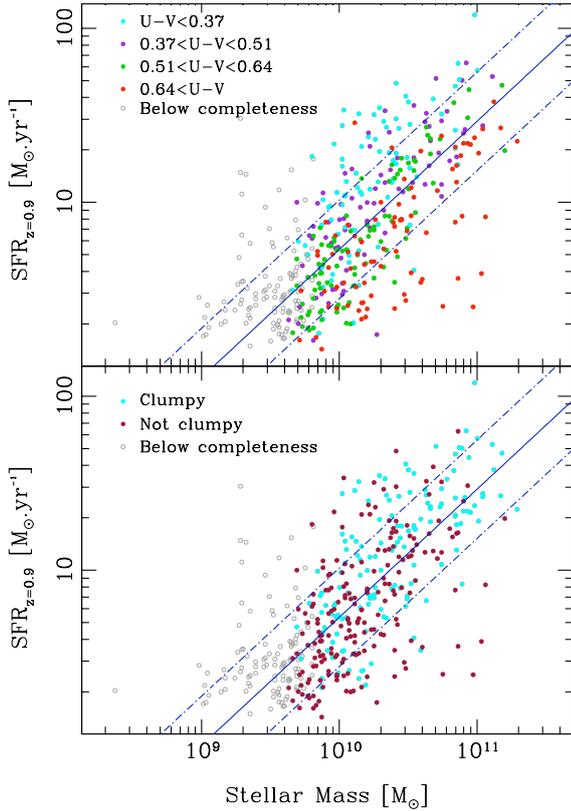


Figure 3. Mass–SFR correlation with galaxies coded according to their optical rest-frame reddening-corrected colors (top) and clumpiness (bottom). Lines from Figure 1 (top).

(A color version of this figure is available in the online journal.)

SED fitting with a large number of galaxy population synthesis models. This would be possible if the large number of degrees of freedom (on star formation histories, etc.) in the libraries of fitted templates acts to increase the uncertainties through the various degeneracies of actual galaxies, perhaps because actual galaxies have more homogeneous star formation histories than are permitted in the SED-fitting models, leading to a smaller range of M_*/L ratios (at a given color) in the real world compared to the models, while the simple fit in Equation (2) could be effectively equivalent to introducing priors in the SED selection. Demonstrating this hypothesis would require extensive simulations that are beyond the scope of this work. We emphasize that Equation (2) has been empirically calibrated for our galaxy sample with an effective $z = 0.9$. It is not immediately obvious if the same relation could be applied at much lower or higher redshifts.

We also find that clumpiness correlates with the SFR residuals from the average relation: clumpy galaxies tend to have higher sSFRs (Figure 3, bottom; Table 1), an effect which is significant at $>6\sigma$ (Table 1) when the regression includes S^{ext} together with reddening-corrected color. The latter fit has a scatter of 0.139 dex (Table 1; Figure 4) and a slope of 0.98, which is substantially steeper than the original fit. We also tried using $n_{\text{S}^{\text{resic}}}$ and size but these parameters do not appear to have a measurable correlation with sSFR in our sample of disk galaxies.

4. DISCUSSION

When color and clumpiness are included as fitting parameters together with stellar mass (Figure 4; Table 1), the resulting

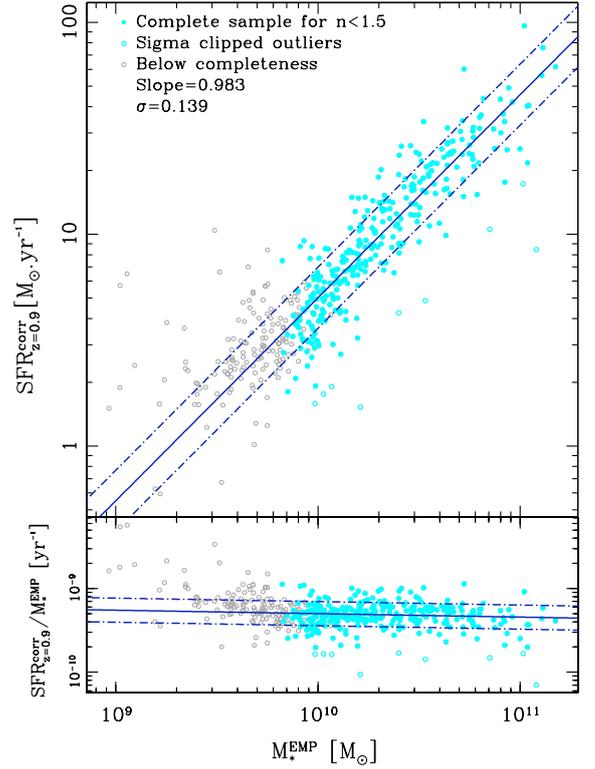


Figure 4. Mass–SFR correlation when SFR is formally corrected for trends in redshift, color, and clumpiness (see Table 1). Lines show the best-fit relation and the 1σ scatter after 3σ clipping of outliers.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

correlation ultimately reaches a scatter of about 0.14 dex, compared to 0.28 for the mass–SFR correlation (Figure 1). This implies that most ($\gtrsim 0.24$ dex) of the scatter in the original correlation is real, i.e., due to real variations of sSFR that can be traced to galaxy observables (namely, color and clumpiness). The combined effect of measurement errors on M_* and SFR is thus at the level of $\lesssim 0.14$ dex, and likely smaller, as our two parameters ($U - V$)_{rest} and S^{ext} may not account for all of the physical variance. If the measurement errors in M_* and SFR are similar, then each of these quantities is precise to better than 0.10 dex in relative terms, or about 25% in linear scale, which is quite amazing. It could be argued, however, that what we are comparing here is not a direct measurement of these quantities. For example, our SFR is derived from the total infrared luminosity L_{bol} , which in turn is inferred from $12\mu\text{m}$ rest-frame luminosity L_{12} (the UV contribution is generally negligible), hence our conclusions strictly apply to such an observable, and similar considerations could hold for M_* . In principle, the exact conversion between L_{12} and the bolometric luminosity (L_{bol}) could affect the slope that we infer for the mass–SFR relation, although our adopted value is perfectly consistent with all observables at $z \sim 1$ (Elbaz et al. 2011). It could also be possible that this L_{12} to L_{bol} conversion actually reduces the observed scatter, so that a smaller rms is found for the tracer (e.g., L_{12}) with respect to what it is designed to trace (e.g., SFR or L_{bol}). This might be the case if the correlation between IR8 ($=L_{8\mu\text{m}}/L_{\text{bol}}$) and sSFR (Elbaz et al. 2011) were to hold also at $12\mu\text{m}$ rest frame and inside the MS. On the other hand, for moderately star-forming galaxies, mid-IR might be better correlated to SFR than L_{bol} (see, e.g., Calzetti et al. 2007).

It is worth commenting on the reason for the dependence of sSFR on color and clumpiness. For the latter, the interpretation appears to be quite straightforward given that a higher gas fraction is expected to be the reason for higher clumpiness (Bournaud et al. 2007; Ceverino et al. 2010), and the higher gas fraction should directly imply higher SFRs (all other things being equal, hence higher sSFR). Higher sSFR obviously results in bluer colors, but age, metallicity, or extinction effects may also be at play. We explored if color differences could be connected to a metallicity dependence of the mass–SFR relation (Mannucci et al. 2010; Lara-López et al. 2010). However, the effect of a metallicity–SFR relation should depend strongly on stellar mass, so it seems unlikely that it could produce the series of almost parallel sequences as a function of color seen in Figure 3. In addition, metallicity has a weak impact on optical colors of actively star-forming galaxies. Using synthetic galaxy spectra we find that higher metallicity actually can imply slightly bluer colors for young galaxies. We exclude the possibility that colors reflect, even in part, dust reddening, because the luminosities and colors used in this analysis have all been corrected for dust extinction (see Section 2). We also find that using A_{1500} as an extra parameter would further reduce the scatter to 0.125 dex. However, this may be due to the fact that A_{1500} is derived in part from the same infrared data used to determine the SFR.

We have demonstrated that a sizable fraction of the dispersion of the SFR– M_* relation for MS galaxies in our sample can be traced to intrinsic differences in color and clumpiness at fixed mass, as SFR correlates with these quantities. While the existence of an MS of star-forming galaxies indicates that star formation proceeds in a quasi-steady fashion in most galaxies, it is quite natural to expect that the sSFR is also subject to up and down fluctuations, possibly responding to fluctuations in the gas accretion rate. On the other hand, the star formation process is intrinsically stochastic, as is the formation of clumps with enhanced SFR. In addition, some galaxies may sustain systematically lower or higher SFRs, over times comparable to the Hubble time, which would produce quite diverging mass growth histories over cosmological timescales (Renzini 2009). Addressing this question in detail is beyond the scope of this Letter.

Finally, this work provides hints about the possible intrinsic slope of the mass–SFR correlation. Indeed, the slope on the stellar mass term rises from 0.74 to ~ 1 when including color and clumpiness or using the empirical mass in the fit (see Table 1). When the analysis is limited to sSFR ranges with high completeness, the average color of galaxies in our sample does not change with stellar mass, which disfavors the slope steepening being just the effect of spurious removal of mass–SFR trends. Instead, using color at least partially removes the bias due to the higher dynamic range in sSFR at higher masses, allowing to see galaxies with lower sSFR and redder colors. Also, fitting for color and clumpiness removes most of the (real) thickness of the mass–SFR relation, which can also artificially reduce the slope, as we are spanning only a relatively small range in both stellar mass and SFR, i.e., about 1.5 dex in this and in similar studies. The slope will also be biased by additional errors in the stellar mass, which is used here as the independent variable but is also affected by measurement errors. Therefore, our work suggests that the intrinsic slope of the mass–SFR correlation is probably closer to unity than is suggested by simple fits neglecting these biases.

We conclude by emphasizing that the H -band luminosity and the (reddening corrected) rest-frame $(U - V)_{\text{rest}}$ color can be used to predict the $24\ \mu\text{m}$ emission (a measure of dust and polycyclic aromatic hydrocarbon luminosity) with better than a 40% accuracy, which is an impressive demonstration of the deep connection between the amount of stars already present (the stellar mass) and its time derivative (the SFR).

We thank Maurilio Pannella, Samir Salim, and the anonymous referee for interesting discussions and suggestions. F.S., E.D., M.T.S., and M.B. acknowledge funding support from ERC-StG Grant UPGAL 240039 and ANR-08-JCJC-0008. A.R. acknowledges support from grants INAF-PRIN/2008 and ASI I/009/1-/0. This work is based on observations with the *Spitzer Space Telescope*, which is operated by the JPL, CalTech, under a contract with NASA.

REFERENCES

- Alexander, D. M., Bauer, F. E., Brandt, W. N., et al. 2003, *AJ*, 126, 539
 Bell, E. F. 2008, *ApJ*, 682, 355
 Bournaud, F., Elmegreen, B. G., & Elmegreen, D. M. 2007, *ApJ*, 670, 237
 Bouwens, R. J., et al. 2011, *ApJ*, submitted (arXiv:1109.0994)
 Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., et al. 2004, *MNRAS*, 351, 1151
 Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., et al. 2000, *ApJ*, 533, 682
 Calzetti, D., Kennicutt, R. C., Engelbracht, C. W., et al. 2007, *ApJ*, 666, 870
 Ceverino, D., Dekel, A., & Bournaud, F. 2010, *MNRAS*, 404, 2151
 Chary, R., & Elbaz, D. 2001, *ApJ*, 556, 562
 Conselice, C. J. 2003, *ApJS*, 147, 1
 Cowie, L. L., & Barger, A. J. 2008, *ApJ*, 686, 72
 Daddi, E., Bournaud, F., Walter, F., et al. 2010a, *ApJ*, 713, 686
 Daddi, E., Cimatti, A., Renzini, A., et al. 2004, *ApJ*, 617, 746
 Daddi, E., Dannerbauer, H., Stern, D., et al. 2009, *ApJ*, 694, 1517
 Daddi, E., Dickinson, M., Morrison, G., et al. 2007, *ApJ*, 670, 156
 Daddi, E., Elbaz, D., Walter, F., et al. 2010b, *ApJ*, 714, L118
 Elbaz, D., Daddi, E., Le Borgne, D., et al. 2007, *A&A*, 468, 33
 Elbaz, D., Dickinson, M., Hwang, H. S., et al. 2011, *A&A*, 533, A119
 Elbaz, D., Hwang, H. S., Magnelli, B., et al. 2010, *A&A*, 518, L29
 Elmegreen, D. M., Elmegreen, B. G., & Sheets, C. M. 2004, *ApJ*, 603, 74
 Förster-Schreiber, N. M., Genzel, R., Bouché, N., et al. 2009, *ApJ*, 706, 1364
 Genzel, R., Tacconi, L. J., Gracia-Carpio, J., et al. 2010, *MNRAS*, 407, 2091
 Giavalisco, M., Ferguson, H. C., Koekemoer, A., et al. 2004, *ApJ*, 600, L93
 Gavazzi, G., Pierini, D., & Boselli, A. 1996, *A&A*, 312, 397
 González, V., Labbé, I., Bouwens, R. J., et al. 2010, *ApJ*, 713, 115
 Grazian, A., Fontana, A., de Santis, C., et al. 2006, *A&A*, 449, 951
 Karim, A., Schinnerer, E., Martínez-Sansigre, A., et al. 2011, *ApJ*, 730, 61
 Lara-López, M. A., Cepa, J., Bongiovanni, A., et al. 2010, *A&A*, 521, L53
 Le Borgne, D., & Rocca-Volmerange, B. 2002, *A&A*, 386, 446
 Lee, K.-S., Dey, A., Reddy, N., et al. 2011, *ApJ*, 733, 99
 Lotz, J. M., Primack, J., & Madau, P. 2004, *AJ*, 128, 163
 Magdis, G. E., Elbaz, D., Hwang, H. S., et al. 2010, *ApJ*, 720, L185
 Magnelli, B., Elbaz, D., Chary, R. R., et al. 2009, *A&A*, 496, 57
 Magnelli, B., Elbaz, D., Chary, R. R., et al. 2011, *A&A*, 528, A35
 Mannucci, F., Cresci, G., Maiolino, R., Marconi, A., & Gnerucci, A. 2010, *MNRAS*, 408, 2115
 Mullaney, J. R., Pannella, M., Daddi, E., et al. 2012, *MNRAS*, 419, 95
 Noeske, K. G., Weiner, B. J., Faber, S. M., et al. 2007, *ApJ*, 660, L43
 Pannella, M., Carilli, C. L., Daddi, E., et al. 2009a, *ApJ*, 698, L116
 Pannella, M., Gabasch, A., Goranova, Y., et al. 2009b, *ApJ*, 701, 787
 Papovich, C., Finkelstein, S. L., Ferguson, H. C., Lotz, J. M., & Giavalisco, M. 2011, *MNRAS*, 412, 1123
 Peng, C. Y., Ho, L. C., Impey, C. D., & Rix, H.-W. 2002, *AJ*, 124, 266
 Peng, Y.-j., Lilly, S. J., Kováč, K., et al. 2010, *ApJ*, 721, 193
 Renzini, A. 2009, *MNRAS*, 398, L58
 Rodighiero, G., Daddi, E., Baronchelli, I., et al. 2011, *ApJ*, 739, L40
 Stark, D. P., Ellis, R. S., Bunker, A., et al. 2009, *ApJ*, 697, 1493
 Vega, O., Bressan, A., Panuzzo, P., et al. 2010, *ApJ*, 721, 1090
 Wuyts, S., Förster Schreiber, N. M., van der Wel, A., et al. 2011, *ApJ*, 742, 96

Troisième partie
Observations IRAM

Chapitre 7

Observations du gaz moléculaire

Dans la partie précédente une séquence étroite $\text{SFR} - M_*$ de galaxies disques à formation d'étoiles a été mise en évidence, elle refléterait des processus de formation d'étoiles extrêmement homogènes dans ces dernières. Cela indiquerait que le mode de formation d'étoiles principal est un mode continu qui atteint certes des valeurs élevés de SFR pour les galaxies à grandes masses mais qui n'est pas induit par des flambées de formation d'étoiles. Le taux de formation d'étoiles dans ces galaxies semblerait gouverné par la masse stellaire existante ce qui est difficile à comprendre physiquement. La fraction de gaz présente dans ces galaxies pourrait être un élément essentiel pour l'explication de ce phénomène.

D'autre part, la caractérisation du réservoir de gaz moléculaire, ingrédient de la formation d'étoiles, dans les galaxies distantes est un élément manquant dans la compréhension des processus gouvernant la formation et l'évolution des galaxies avec notre séquence.

7.1 Relation de Schmidt-Kennicutt

Le principal constituant du gaz moléculaire d'une galaxie est la molécule de dihydrogène H_2 . Cependant sa symétrie l'empêche d'avoir un dipôle électrique et donc de rayonner. Le principal traceur utilisé est le monoxyde de carbone CO qui est dix milles fois moins abondant. Les observations de ses raies peuvent être effectuées dans le millimétrique et le submillimétrique. Des observations dans l'Univers local du réservoir de gaz de galaxies de type spirale, ont donné une relation entre le taux de formation d'étoiles, SFR, et la masse de gaz, M_{gaz} , en densité surfacique. Cette relation communément

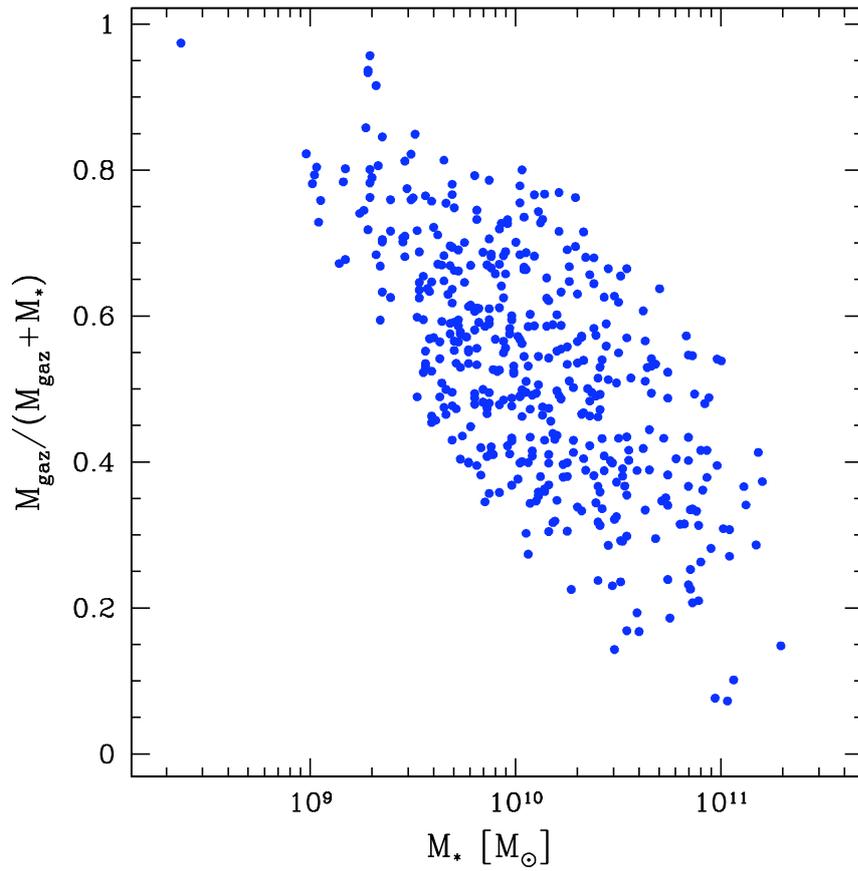


FIGURE 7.1 – Fraction de masse de gaz en fonction de la masse stellaire pour l'échantillon de galaxies. Nous trouvons des fractions importantes, en grande majorité supérieure à 20%.

appelée relation de Schmidt-Kennicutt est sous la forme :

$$\sum_{\text{SFR}} = (2.5 \times 10^{-4}) \left(\frac{\sum_{\text{gaz}}}{1 \text{M}_{\odot} \cdot \text{pc}^{-2}} \right)^{1.4} \text{M}_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1} \cdot \text{kpc}^{-2} \quad (7.1)$$

Tirée de Kennicutt (1998), qui inclut dans \sum_{gaz} le gaz moléculaire et le gaz atomique. Cette relation a été confirmée par plusieurs études même si généralement elles retrouvent des dispersions plus grandes de cette relation et avec des légères différences dans l'exposant de \sum_{gaz} (Buat et al. 1999). Cette grande dispersion peut être réduite en ne prenant en compte que le gaz moléculaire dans la relation (Bigiel et al. 2008), étant donné que ce dernier est l'ingrédient direct de la formation d'étoiles.

Cette relation déterminée à l'aide de données dans l'Univers local reste incertaine pour des galaxies à grand redshift. Bouché et al. 2007, à l'aide de leur quelques observations à haut redshift détermina une relation légèrement différente de celle à $z = 0$, où l'exposant est à 1.71.

7.1.1 Fraction de gaz importante

Ayant à notre disposition les taux de formation d'étoiles, nous estimâmes la masse de gaz ainsi que sa fraction (fraction = $(\text{M}_{\text{gaz}} / (\text{M}_{\text{gaz}} + \text{M}_{*}))$) à l'aide de la loi donnée par Bouché et al. 2007, pour notre échantillon de galaxies disques.

Nous obtenons voir Figure 7.1, des fractions relativement importantes, en grande majorité supérieure à 20% quelle que soit la masse stellaire, avec une fraction moyenne de 50% ce qui est très important.

7.2 Différentes lois de Schmidt-Kennicutt

L'observation du réservoir de gaz moléculaire de ces galaxies se révèle être nécessaire pour nous éclairer sur la réelle fraction de gaz dans ces galaxies à redshift $z \sim 1$. Rappelons, que nos galaxies sont des galaxies spirales normales et non des objets extrêmes comme la plupart des observations CO effectuées à haut z .

Trois galaxies disques de la séquence SFR – M_{*} de notre échantillon GOODS-N ont été sélectionnées pour des observations avec le télescope IRAM (plateau de Bures pdBI), voir Figure 7.2. Comme dit plus haut, la même étude que celle présentée plus haut a été menée pour l'échantillon

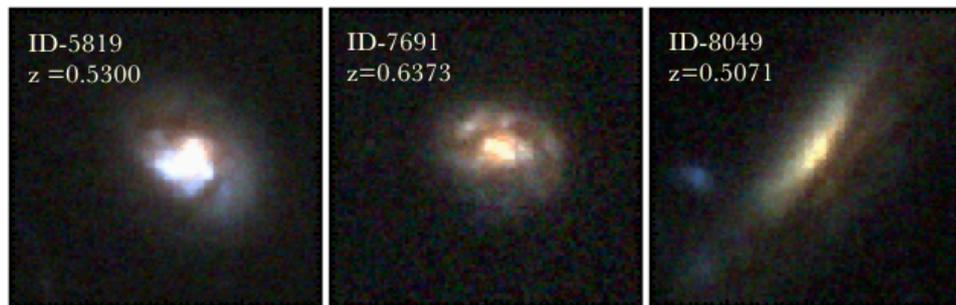
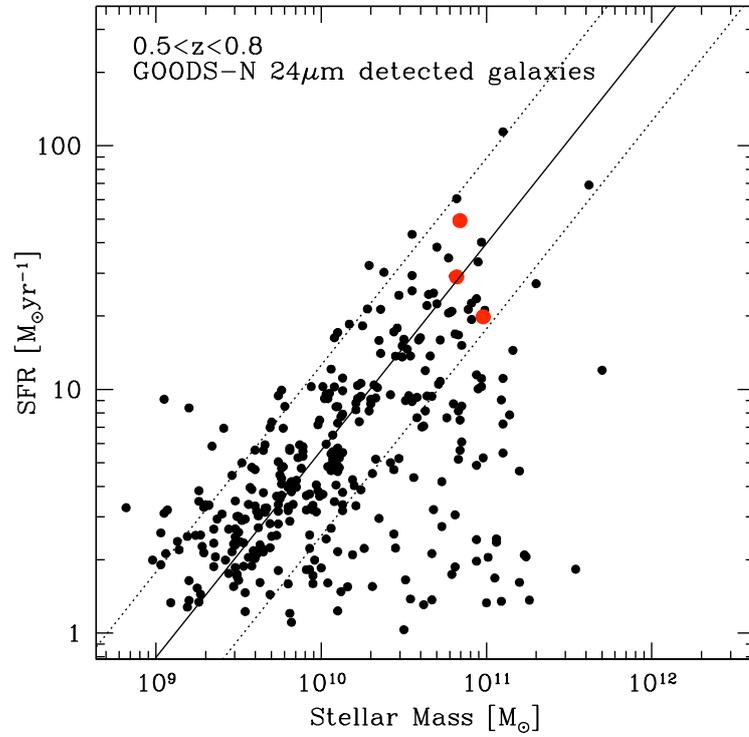


FIGURE 7.2 – Panneau du haut : Taux de formation d'étoiles SFR en fonction de la masse stellaire pour tout l'échantillon de galaxies tout type morphologique confondu du champs GOODS-N. Les trois galaxies observées sont représentées en rouge. Panneau du bas : les trois galaxies. Les deux premières sont des galaxies spirales clumpy alors que la troisième est une galaxie spirale pratiquement de côté.

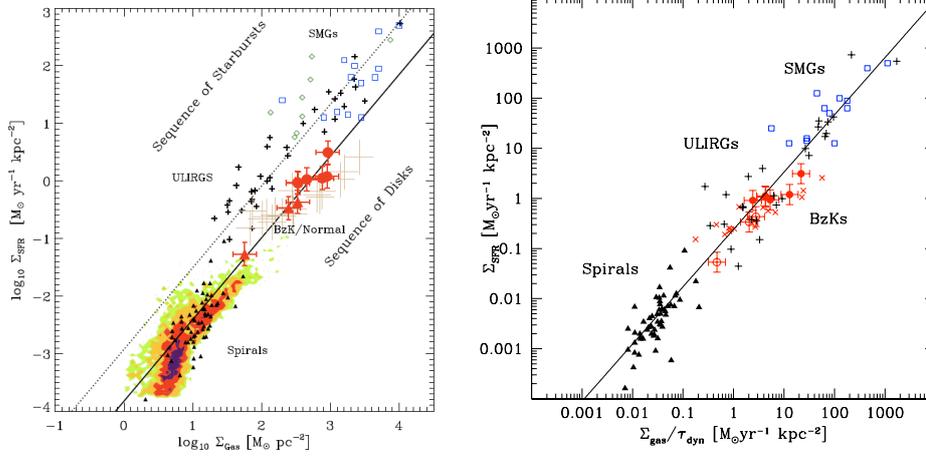


FIGURE 7.3 – Panneau de gauche : deux lois de Schmidt-Kennicutt différentes, la première étant pour les galaxies à flambée de formation d’étoiles, la deuxième pour les galaxies spirales normales. Panneau de droite : La loi devient unique pour toutes les galaxies lorsque le temps dynamique τ_{dyn} est introduit.

GOODS-N avec les mêmes sélections et les mêmes méthodologies. Nous retrouvons une séquence très étroite SFR – M_* pour les galaxies disques à formation d’étoiles. La sélection des objets pour l’observation a été faite de telle manière qu’elles aient les flux CO[2-1] prédits les plus hauts, elles se retrouvent alors dans le haut de la séquence montrant des SFR élevés. Les deux premières des trois galaxies sont des galaxies spirales clumpy alors que la troisième est une galaxie spirale pratiquement de côté.

Leur ligne d’émission CO[2-1] a effectivement été détectée dans la fenêtre 2mm du PdBI. Ces galaxies sont les premières galaxies spirales normales à être détectées en CO à redshift $z \sim 0.5$. Au delà de l’usage qui en a été fait ci-dessous, elles peuvent être utilisées pour l’étude de l’évolution cosmique du réservoir de gaz dans les galaxies.

7.2.1 Différentes lois de Schmidt-Kennicutt

Ces données ont été utilisées dans l’article Daddi et al. 2010b, où je suis co-auteur et elles feront l’objet d’une autre publication Salmi et al. en préparation.

Dans Daddi et al. 2010b, nos trois galaxies ci-dessus avec 6 galaxies BzK à $z=1.5$, des galaxies ULIRG de l'Univers local ainsi que des galaxies SMG à haut redshift on été utilisées pour vérifier la loi de Schmidt-Kennicutt.

Pour passer de la luminosité L_{CO} à la masse de gaz, il faut utiliser un facteur de conversion empirique, α_{CO} , dont l'estimation ne fait pas l'unanimité. Certaines études ont montré que ce facteur devrait être plus petit pour des galaxies à flambées de formation d'étoiles par rapport aux galaxies normales. Ainsi, il fut utilisé un $\alpha_{\text{CO}} = 0.8$ pour les ULIRG et les SMG (qui sont l'équivalent des ULIRG mais à haut redshift) et un $\alpha_{\text{CO}} = 3.6$ pour les trois galaxies disques et pour les BzK.

Il en résulta deux relations différentes entre le SFR et M_{gaz} en densité surfacique, c'est-à-dire deux lois de Schmidt-Kennicutt différentes. En effet, dans la Figure 7.3, panneau de gauche, l'on peut voir d'une part une relation pour les galaxies à flambée d'étoiles, qui est valable aussi bien pour les galaxies locales que celles à haut redshift et d'autre part une relation pour les galaxies normales spirales, reliant les galaxies de l'Univers local provenant de Leroy et al. 2008 aux galaxies à plus haut redshift, c'est-à-dire à $z=0.5$ et $z=1.5$. cette dernière relation est équivalente à la loi de Schmidt-Kennicutt initiale exposée plus haut.

Nous remarquons que la relation pour les galaxies à flambée de formation d'étoiles se trouvent dans une séquence au dessus de celle des galaxies spirales normales, et cela suggérerait deux régimes de formation d'étoiles différents.

Si maintenant l'échelle caractéristique du temps dynamique, τ_{dyn} , qui correspond à la période de rotation du gaz de la galaxie est introduite (c'est-à-dire $\sum_{\text{gaz}}/\tau_{\text{dyn}}$ est utilisé en fonction de \sum_{SFR}), il en résulte étonnement une même unique relation pour toutes les galaxies, voir Figure 7.3, panneau de droite. Le temps dynamique des ULIRG et SMG est plus court que celui des galaxies spirales normales et il est relié à la densité spatiale de gaz, indiquant ainsi que les premières aient des densités de gaz beaucoup plus importantes grâce aux quelles le gaz sera converti en étoile plus rapidement, ce qui explique leur loi de Schmidt-Kennicutt différente.



FIGURE 7.4 – Candidats de fusion de galaxies pour notre échantillon GOODS-S.

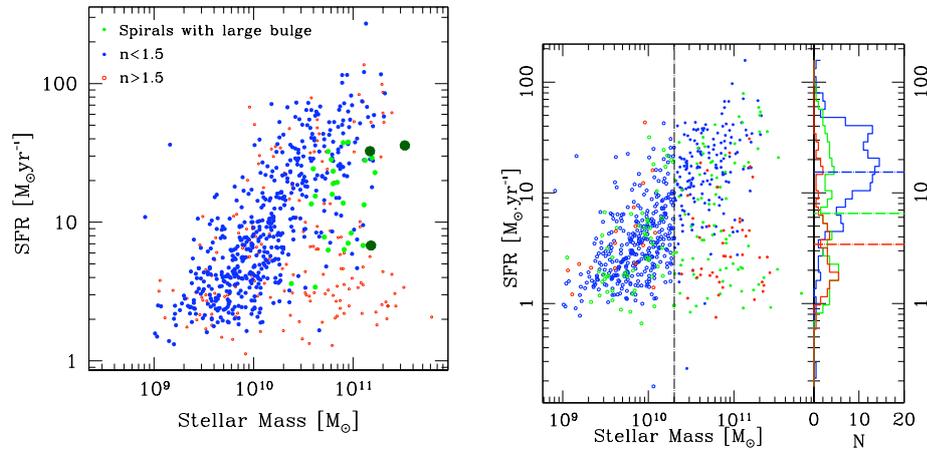


FIGURE 7.5 – Panneau de gauche : SFR- M^* pour le champ GOODS-S avec en bleu les galaxies disques, en rouge les galaxies avec $n > 1.5$ et en vert les quelques galaxies spirales à fort bulbe se retrouvant entre la séquence de disque et le nuage d'elliptique. Panneau de droite : SFR- M^* avec trois bins de sélection en indice de Sérsic : en bleu $n < 1.5$, en vert $1.5 < n < 3$ et en rouge $n > 3$. L'historgramme du SFR à partir d'une certaine masse limite M_{LIM} est tracé. On peut remarquer que les galaxies disques en bleu sont bien cloisonnées dans la séquence, les galaxies elliptiques en rouge plutôt dans le nuage et les spirales à fort bulbe en vert s'étalent entre les deux avec une médiane de SFR intermédiaire

7.3 Le "quenching" morphologique

Dans cette section je vais présenter le proposition de temps d'observation avec le PdBI que j'ai écrite et qui se trouve ci-joint. Le but de cette dernière était d'identifier un "quenching" morphologique dans trois de nos galaxies. Le "quenching", est le phénomène qui regroupe sous son appellation la baisse de la formation d'étoiles ou sa suppression. Nous allons faire ci-dessous un exposé résumé du but de l'étude qui est en cours (pour plus de détails voir l'attaché).

L'une des questions les plus importantes dans la compréhension de l'évolution des galaxies est de savoir quel est ou quels sont les processus physiques qui transforment les galaxies de telle manière que les galaxies actives passent en galaxies passives en changeant aussi de morphologie passant

d'une morphologie spirale à elliptique. Plusieurs phénomènes ont été proposés dans la littérature, notamment les fusions de galaxies majeures, qui engendrerait une flambée de formation d'étoiles, consommant rapidement le réservoir de gaz et une réorganisation de la structure stellaire en forme elliptique. Cependant, certains auteurs, Robaina et al. (2009) et di Matteo et al. (2007), montrent que le pic de formation d'étoiles engendré n'est pas si grand que ce que l'on imaginait. De plus, les nouvelles observations de galaxies normales dans l'Univers lointain (Daddi et al. 2010a) sont en accord avec un rôle limité de la fusion dans le contrôle de la formation d'étoiles.

Nous avons d'ailleurs sélectionné à l'oeil dans nos échantillons GOODS-N et GOODS-S des candidats présentant des signes de fusion, voir Figure 7.4. Nous obtenons un pourcentage assez faible de ces objets dans nos échantillons s'élevant à 7%. Leur position dans le plan SFR- M^* semble être complètement aléatoire, certains se retrouvant dans la séquence d'autres non. Cependant, dans la Figure 7.4, si l'on peut voir que certains sont sans équivoque des fusions de galaxies, d'autres nécessitent une vérification du redshift du second objet, ce qui nous poussa à ne pas tirer de conclusion hâtive sur le sujet. Nous rappelons tout de même, que nos échantillons sont issus de deux champs petits spatialement mais profond, qui ne sont pas adéquats pour l'étude des galaxies à flambée de formation d'étoiles, étant donné les faibles statistiques qu'ils contiendraient. Rodighiero et al. 2011 a, en utilisant des données de champs plus grand, étudié le comportement des galaxies à flambée de formation d'étoiles dans le plan SFR- M^* et trouva qu'elles se situaient au dessus de la séquence des galaxies normales.

Quoiqu'il en soit, les autres processus de quenching retrouvés dans la littérature sont l'effet d'un AGN qui ioniserait le gaz l'environnant l'empêchant de former des étoiles, l'effet de l'environnement, un halo de matière noire chaud pour les halos massifs. Cependant aucun de ces processus n'a d'unanimité quant à sa réelle réduction ou suppression de la formation d'étoiles.

Dans nos deux échantillons, GOODS-S et GOODS-N, nous remarquâmes que les galaxies à grande masse se situant sous la séquence mais au dessus du nuage, étaient des galaxies spirales à bulbe proéminent voir Figure 2 panneau de gauche (points verts) de la proposition (galaxies du champs GOODS-N) et Figure 7.5 panneau de gauche (ce sont les points verts) pour des galaxies du champ GOODS-S. Ces galaxies ont un indice de Sérsic supérieur à 1.5 ne se retrouvant donc pas dans la sélection morphologique de



FIGURE 7.6 – Galaxies spirales à fort bulbe du champ GOODS-S ayant un indice de Sérsic supérieur à 1.5 et se situant sous la séquence.

galaxies spirales que l'on a effectuée. Dans la Figure 7.5 panneau de droite, nous avons effectué une sélection avec l'indice de Sérsic en trois bins différents, le premier représentant les disques à $n < 1.5$, le deuxième les galaxies avec $1.5 < n < 3$ et enfin le troisième où $n > 3$. Nous pensons qu'une bonne partie des galaxies spirales à fort bulbe se retrouvent dans le deuxième bin (en vert) alors que les elliptiques seraient dans le troisième bin (en rouge). L'histogramme du SFR à partir d'une certaine masse limite M_{LIM} est tracé. On peut remarquer que les disques en bleu sont bien cloisonnées dans la séquence, les galaxies elliptiques en rouge plutôt dans le nuage et les spirales à fort bulbe en vert s'étalent entre les deux avec une médiane de SFR intermédiaire (voir Figure 1 de la proposition pour des images de ces galaxies pour le champ GOODS-N et pour le champ GOODS-S Figure 7.6).

Leur position dans le plan SFR- M^* laisse penser que la présence de ce bulbe aurait une incidence sur leur formation d'étoiles. En effet, Martig et al. 2009, ont montré que la création d'un bulbe dans une galaxie allait stabiliser le gaz moléculaire froid dans le disque de telle manière que ce dernier est moins efficace à s'effondrer et à former des étoiles. Ainsi malgré la présence d'un réservoir de gaz moléculaire ces galaxies formeraient moins d'étoiles que ce qu'elles pourraient sans la présence de ce bulbe.

Dans le plan SFR – M^* , si cela se révèle exacte ce phénomène se traduirait par des taux de formation d'étoiles inférieurs aux galaxies de même masse stellaire se situant dans la séquence. Nous avons alors proposé d'observer trois galaxies se retrouvant dans cette situation (voir Figure 1 et 2 panneau de gauche de la proposition). Deux des galaxies ont été acceptées et leur réduction de données a été faite, cependant l'exploitation des résultats est en cours.

Quant à la formation de ce bulbe proéminent on pourrait penser à l'étude de Bournaud et al. 2008 qui montra à l'aide de ses simulations, que les clumps des galaxies pouvaient migrer au centre des galaxies et ainsi former leur bulbe.

IRAM Plateau de Bure Interferometer: Proposal Technical Summary

Please fill one sheet per frequency setup

- **Category and Project type:** 2-mm lines detection

- **Source position and velocity:**

Source	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	LSR Velocity / Redshift (km/s)
ID-17650	12:36:24.765	62:15:10.396	$z = 0.6419$

- **For all projects (detection, mapping, mosaic, and snapshot):**

- *Configuration required:* A B C D Any
- *No. of tracks requested:* 0 0 0 0.5 0
- *Observing time requested:* $1.6 \times$ on-source time = 6.4h
- *Sensitivity:* Resolution on-source time 1σ -sensitivity
 50 MHz 4 hrs 1 mJy

- **For Mosaic projects:**

- *offset positions:* (,) (,) (,) (,)

- **Size of largest structure (in arcseconds):** unresolved

- **Continuum part:**

- *Expected continuum flux:* mJy
- *Expected continuum source size:* unresolved
- *Preferred observing frequency (pure continuum projects):*

- **For line projects:** (*add sketch of frequency setup, e.g. as separate .eps file in your .tar archive*)

- *Expected width of spectral line (to zero power)* 400 km/s
- *Line rest frequencies:* 230.538 GHz
- *Expected source size in each line:* arcsec
- *Expected line strength:* $I_{\text{CO}(2-1)} \approx 1\text{Jy} \cdot \text{km/s}$

- **Receiver and correlator setup:**

- *Receiver configuration (fill in empty columns) :*

	<i>line name</i>	<i>Freq. (GHz)</i>	<i>band</i>	<i>IF1 (MHz)</i>
LINE	CO(2-1)	140.4	LSB	6500

- *Correlator input (specify 2 out of the following: Q1, Q2, Q3, Q4):*

Narrow correlator input 1: Q3
 Narrow correlator input 2: Q4

- *Correlator configuration (fill in empty columns) :*

	<i>width</i>	<i>freq.</i>	<i>Correlator input</i>	<i>Mode</i>
SPECTRAL 1	20	600	/NARROW 1	/BAND
SPECTRAL 2	20	270	/NARROW 1	/BAND
SPECTRAL 3	320	400	/NARROW 1	/BAND
SPECTRAL 4	80	817	/NARROW 1	/BAND DSB
SPECTRAL 5	20	450	/NARROW 2	/BAND
SPECTRAL 6	20	750	/NARROW 2	/BAND
SPECTRAL 7	320	260	/NARROW 2	/BAND
SPECTRAL 8	320	940	/NARROW 2	/BAND

IRAM Plateau de Bure Interferometer: Proposal Technical Summary

Please fill one sheet per frequency setup

- **Category and Project type:** 2-mm lines detection

- **Source position and velocity:**

Source	RA	DEC	LSR Velocity / Redshift
	(J2000.0)	(J2000.0)	(km/s)
ID-15858	12:37:8.178	62:14:22.674	$z = 0.5639$

- **For all projects (detection, mapping, mosaic, and snapshot):**

- *Configuration required:* A B C D Any
- *No. of tracks requested:* 0 0 0 0.5 0
- *Observing time requested:* $1.6 \times \text{on-source time} = 6.4\text{h}$
- *Sensitivity:* Resolution on-source time 1σ -sensitivity
- 50 MHz 4 hrs 1 mJy

- **For Mosaic projects:**

- *offset positions:* () () () () ()

- **Size of largest structure (in arcseconds):** unresolved

- **Continuum part:**

- *Expected continuum flux:* mJy
- *Expected continuum source size:* unresolved
- *Preferred observing frequency (pure continuum projects):*

- **For line projects:** (*add sketch of frequency setup, e.g. as separate .eps file in your .tar archive*)

- *Expected width of spectral line (to zero power)* 400 km/s
- *Line rest frequencies:* 230.538 GHz
- *Expected source size in each line:* arcsec
- *Expected line strength:* $I_{\text{CO}(2-1)} \approx 1\text{Jy} \cdot \text{km/s}$

- **Receiver and correlator setup:**

- *Receiver configuration (fill in empty columns) :*

	<i>line name</i>	<i>Freq. (GHz)</i>	<i>band</i>	<i>IF1 (MHz)</i>
LINE	CO(2-1)	147.4	LSB	6500

- *Correlator input (specify 2 out of the following: Q1, Q2, Q3, Q4):*

Narrow correlator input 1: Q3
Narrow correlator input 2: Q3

- *Correlator configuration (fill in empty columns) :*

	<i>width</i>	<i>freq.</i>	<i>Correlator input</i>	<i>Mode</i>
SPECTRAL 1	20	705	/NARROW 1	/BAND
SPECTRAL 2	40	600	/NARROW 1	/BAND
SPECTRAL 3	320	300	/NARROW 1	/BAND
SPECTRAL 4	320	940	/NARROW 1	/BAND
SPECTRAL 5	20	705	/NARROW 2	/BAND
SPECTRAL 6	40	600	/NARROW 2	/BAND
SPECTRAL 7	320	300	/NARROW 2	/BAND
SPECTRAL 8	320	940	/NARROW 2	/BAND

IRAM Plateau de Bure Interferometer: Proposal Technical Summary

Please fill one sheet per frequency setup

- **Category and Project type:** 2-mm lines detection

- **Source position and velocity:**

Source	RA	DEC	LSR Velocity / Redshift
	(J2000.0)	(J2000.0)	(km/s)
ID-4071	12:36:57.858	62:8:27.266	$z = 0.5603$

- **For all projects (detection, mapping, mosaic, and snapshot):**

- *Configuration required:* A B C D Any
- *No. of tracks requested:* 0 0 0 0.5 0
- *Observing time requested:* $1.6 \times \text{on-source time} = 6.4\text{h}$
- *Sensitivity:* Resolution on-source time 1σ -sensitivity
- 50 MHz 4 hrs 1 mJy

- **For Mosaic projects:**

- *offset positions:* () () () () ()

- **Size of largest structure (in arcseconds):** unresolved

- **Continuum part:**

- *Expected continuum flux:* mJy
- *Expected continuum source size:* unresolved
- *Preferred observing frequency (pure continuum projects):*

- **For line projects:** (*add sketch of frequency setup, e.g. as separate .eps file in your .tar archive*)

- *Expected width of spectral line (to zero power)* km/s
- *Line rest frequencies:* 230.538 GHz
- *Expected source size in each line:* arcsec
- *Expected line strength:* $I_{\text{CO}(2-1)} \approx 1\text{Jy} \cdot \text{km/s}$

- **Receiver and correlator setup:**

- *Receiver configuration (fill in empty columns) :*

	<i>line name</i>	<i>Freq. (GHz)</i>	<i>band</i>	<i>IF1 (MHz)</i>
LINE	CO(2-1)	147.8	LSB	6500

- *Correlator input (specify 2 out of the following: Q1, Q2, Q3, Q4):*

Narrow correlator input 1: Q3
Narrow correlator input 2: Q3

- *Correlator configuration (fill in empty columns) :*

	<i>width</i>	<i>freq.</i>	<i>Correlator input</i>	<i>Mode</i>
SPECTRAL 1	20	705	/NARROW 1	/BAND
SPECTRAL 2	40	600	/NARROW 1	/BAND
SPECTRAL 3	320	300	/NARROW 1	/BAND
SPECTRAL 4	320	940	/NARROW 1	/BAND
SPECTRAL 5	20	705	/NARROW 2	/BAND
SPECTRAL 6	40	600	/NARROW 2	/BAND
SPECTRAL 7	320	300	/NARROW 2	/BAND
SPECTRAL 8	320	940	/NARROW 2	/BAND

SFR suppression in distant galaxies through bulge-driven feedback¹

It is well known that spiral galaxies are blue and actively forming stars, while ellipticals are red with little or no star formation. Nevertheless, the physical processes generating this change of morphology and the suppression of star formation (quenching) are still under debates. Merging of galaxies has been proposed as the most likely mechanism leading to quenching, as it is assumed that an intense starburst occurring after the major merging will effectively consume all the gas. Other authors have recently showed that merging has certainly a role in the quenching, but it might not be as important as it was thought. In fact, Robaina et al (2009) and di Matteo et al. (2007) have shown that the star formation is being increased by only a factor of a few during mergers. Moreover, observations of normal galaxies at high redshift (Daddi et al 2010a) are in agreement with the idea of a limited role of mergers in driving star formation rates in the high redshift Universe. Therefore the question is still open, and several other possible quenching mechanisms might be plausible and have been suggested.

One candidate is AGN feedback, where the gas surrounding the black hole will be ionized by its intense radiation preventing it to collapse and form stars. Moreover the jets and the winds of the AGN are also evoked as a quenching process, as they will strip the gas from the galaxy. But while some discuss AGN as positive actors of quenching, evidence also exist that AGNs can actually trigger star formation in galaxies (e.g., Elbaz et al. 2010). Moreover, there is a lack of observations to support this suggestion. A candidate for quenching is the environment, which is known since a long time. A galaxy in a cluster behaves differently as if it was isolated. As observed in the so-called "Butcher-Oemler effect", galaxies at the centre of clusters are massive dead ellipticals. However, at higher redshift actively star forming galaxies are frequently observed in dense environments (Elbaz et al. 2007; Cooper et al. 2008; Kim et al. 2010). This can be due to increased merging and interaction rates of galaxies in dense environment. Other quenching mechanisms exist, like the role of the hot halo of dark matter, preventing the gas to collapse because of its heating, but this can work only for massive halos. Ultimately no one of these candidates has the unanimity to be the main process of quenching, and observations of these phenomena lack to support these models.

Studying the correlation between SFR and stellar mass at $0.3 < z < 1.3$, we have possible direct observational evidence of quenching in action. In a sample of 1000 star forming galaxies in the GOODS South and North fields, we have investigated the correlation between SFR and stellar mass, distinguishing between spirals and ellipticals according to their Sersic profile index (derived using galfit; Peng et al, 2002). We have found that the mass-SFR correlation is driven by spiral galaxies having low Sersic indexes $n < 1.5$ (Salmi et al, in prep). Investigating galaxies with sersic index $n > 1.5$, we have found that not all of them are ellipticals as some are obviously spirals with large bulges (see Fig. 1). Quite remarkably, **these galaxies are offsetted from the mass-SFR correlation sequence defined by normal disks**. This suggests that these bulge-rich spirals are experiencing a particular process which has driven them out of the star forming sequence, with lower SFRs (see Fig. 2 left panel).

It's interesting to notice, a-posteriori, that Kennicutt (1989) had already reported a similar result, finding that spirals with large bulges, like S0 and Sa galaxies, possess large masses of HI gas but have small SFRs, adding that CO observations are needed to establish the presence of molecular gas – something that to our knowledge has not be tested to far at least at this redshift. We believe that our study it is even more compelling, because it is at high redshift when most massive galaxies have been quenched. Our observation is also in very good agreement with the numerical simulations by Martig et al (2009). Indeed, they have found that the formation of a large bulge will stabilize the disk and prevent its gas to form stars. Thus the gas reservoir doesn't need to be removed or consumed, it remains present without forming stars (or forming stars at a low rate). In practice, the models predict that these bulge-rich spiral galaxies will not follow in the Schmidt-Kennicutt law between the densities of SFR and gas for observed spiral galaxies, as it is shown in Fig. 2 right panel, they will slightly below this relation.

This phenomenon has never actually been observed neither at low nor at high redshift. **The detection of a large reservoir of molecular gas, in excess of what can be extrapolated by the ongoing star formation, will be a very strong evidence that quenching of star formation has recently taken place within these galaxies** and it was likely connected to the morphological transformation through the formation of the large bulges.

¹The proposed observations is part of the PhD thesis of Fadia Salmi, being developed at CEA-Saclay and funded by CNRS, under the supervision of Emanuele Daddi and David Elbaz on the evolution of star forming galaxies in the distant Universe. The thesis started in October 2008 and will be completed by the end of 2011.

The sample of spirals with large bulge

We propose to observe the CO[2-1] emission lines from 3 bulge-rich spirals. We choose the CO[2-1] transition because it is more sensitive to the cold, low-excitation molecular gas. We have selected 3 galaxies among our sample of spirals with large bulges (see Fig. 1). They have a Sersic index higher than 1.5, which means that the bulge has a large contribution in the brightness profile. They have large stellar masses and two of them have a large SFR (see Tab. 1 for the details of these galaxies' parameters). But these SFRs, which we measured thanks to deep Spitzer+MIPS imaging at $24\mu\text{m}$, are still small compared to the spiral star-forming galaxies of the same stellar mass lying in the sequence.

In order to estimate the CO luminosities for our target galaxies we assume that they have the same gas reservoir as galaxies with the same mass that lie on the mass-SFR sequence. We, thus, use the SFRs and IR luminosities they were expected to have just before quenching, and compute the CO luminosities from these IR luminosities using the relation observed by Daddi et al. (2010) and Tacconi et al. (2010) for normal galaxies. This corresponds to the case where the quenching (i.e., SFR suppression) timescale is much faster than the timescale by which the molecular gas reservoir is lost by the galaxy. This is quantitatively confirmed by the result of the simulations of Martig et al. 2009 (Fig. 2 right panel). Based on the predicted CO luminosities, we expect CO[2-1] line fluxes of order of 0.8–1.3 Jy*km/s (Table 1), falling in the 2mm bands in two cases and in the 3mm band for our highest redshift target. We find that we can detect these lines with about half a track for galaxy (assuming 400 km/s for the velocity width), hence we request a total of 1.5 tracks for this project.

We notice that the suppression factor ranges from 4 to 7 (0.6 to 0.8 dex) for these sources. Hence, we should expect them to be offsetted by a similar amount from the L'_{CO} versus L_{IR} relation defined by Daddi et al. (2010). Given that such relation has an observed scatter by just 0.2 dex (Fig.3), we should be able to significantly detect such an offset, at least when combining all 3 galaxies. This would be the first observational evidence of a quenching mechanism at play in the distant Universe.

Bibliography

- Cooper M. C., et al. 2008 MNRAS, 383, 1058
- Daddi E., et al 2010a, ApJ, 713, 686
- Daddi E., et al 2010b, ApJ, 714, L118
- Di Matteo P., et al. 2007, A&A, 468, 61
- Elbaz D., et al. 2007, A&A, 468, 33
- Elbaz D., Proceedings IAU Symposium No. 267, 2010
- Kennicutt R. C., 1989, ApJ, 344, 685
- Kim Tran H., et al. 2010, ApJ, 719, L126
- Martig M., et al. 2009, ApJ, 707, 250
- Peng C. Y., et al. 2002, ApJ, 124, 266
- Robaina A. R., et al. 2009, ApJ, 704, 324
- Tacconi L. J., et al. 2010, Nature, 463, 781

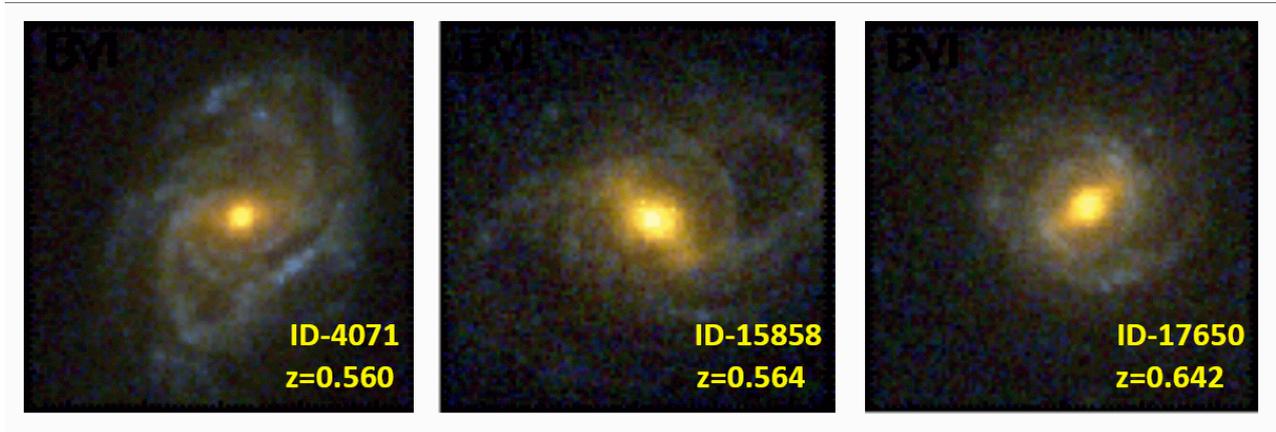


Figure 1: HST-ACS images of our 3 disk galaxies with large bulges selected for observations.

ID	z_{optical}	Mass $10^{10} M_{\odot}$	SFR M_{\odot}/yr	Δ SFR dex	Nseraic	$I_{\text{CO}[2-1]}$ Jy*km/s	Frequency GHz
17650	0.642	12.3	9	0.77	3.0	0.9	140.4
15858	0.564	13.8	8	0.87	3.3	1.3	147.4
4071	0.560	14.5	14	0.63	2.3	1.4	147.8

Table 1:

Targets for deep PdBI interferometric observations. The fluxes, $I_{\text{CO}[2-1]}$, were estimated using the spirals of same masses but lying in the sequence (the Δ SFR represents the deviation of the SFR of our 3 galaxies compared with the sequence). Because we expect that our 3 galaxies, which probably are experiencing a morphological quenching have the same amount of gas of the spirals of the masses forming more stars, lying in the sequence. This is support by the Schmidt-Kennicutt relation derived from the simulation comparing the spirals forming stars and the morphologically quenched galaxies (see Fig. 3).

We used the same factor of conversion between L'_{CO} and SFR as Daddi et al., 2010a.

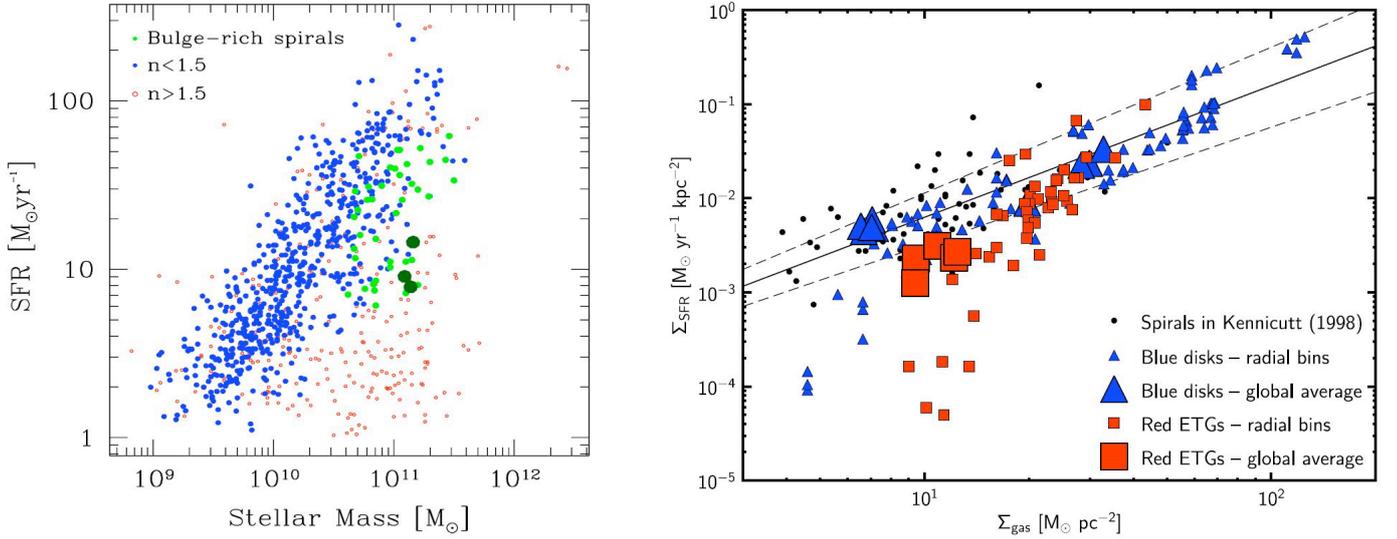


Figure 2: **Left panel:** The SFR-Stellar mass relation. We see a narrow sequence of spiral galaxies ($n < 1.5$), which involves that the star formation processes are highly homogeneous in these galaxies. We see a cloud of ellipticals ($n > 1.5$) underlying the sequence. In green, we see the galaxies classified as spheroid by galfit, but which are spirals with large bulges. They spread from the inferior limit of the sequence to the cloud of ellipticals, which suggests that a physical process has put them out of the sequence and change their morphology by the growing of their bulge. The big green 3 points are the 3 targets. **Right panel:** Simulations on the Kennicutt relation by Martig et al, 2009. In red, are the red early type galaxies undergoing morphological quenching and in blue, the blue star forming disks. Galaxies undergoing morphological quenching tend to lie slightly below star forming galaxies as expected. If we found large fraction of gas in our three galaxies, thus they will lie also below the sequence, arguing that the quenching which they undergo is linked to their morphological change. That is the formation of a large bulge, which have stabilised their disk, preventing the gas to form stars despite of large amount of gas.

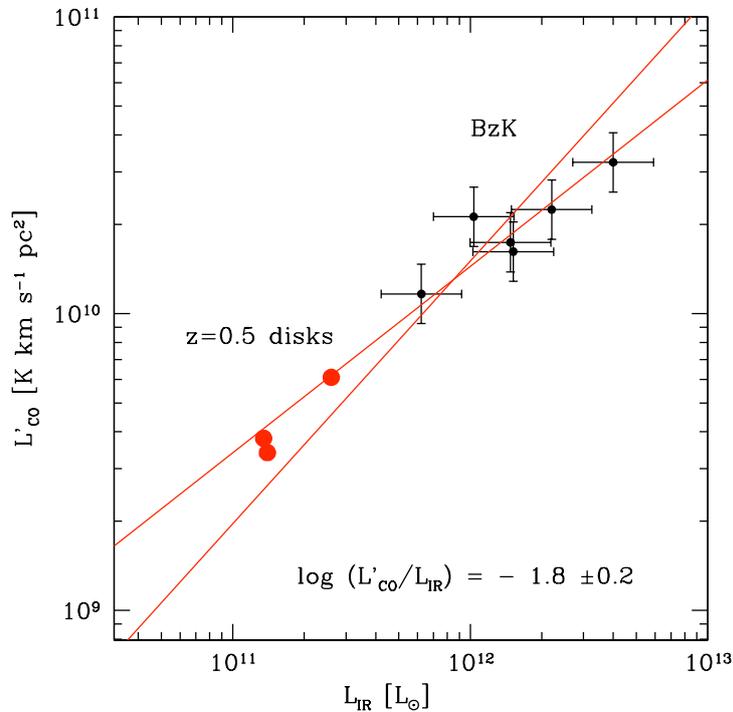


Figure 3: Relation between $L'_{\text{CO}[2-1]}$ and L_{IR} from Daddi et al, 2010b. In red we see our 3 normal spiral galaxies at redshift around 0.6 detected, and in black, the 6 BzK at redshift around 1.5 all detected, all with large gas reservoirs. We expect that the spirals with large bulge outliers of the SFR-Mass sequence will also be outliers in this relation, in the way that for the same L_{IR} they will have higher $L'_{\text{CO}[2-1]}$.

Conclusion

La séquence principale de formation d'étoiles $\text{SFR} - M_*$ est une séquence de galaxies disques à formation d'étoiles, qui montrent (dispersion de la séquence à 0.14 dex) un comportement extrêmement homogène indiquant que les processus de formation d'étoiles dans ces dernières sont excessivement semblables malgré leur complexité. Cette séquence étroite de galaxies disques normales suggère que le mode principal de formation d'étoiles à redshift $z \sim 1$ est un mode continu et stable.

De plus, cette formation d'étoiles serait gouvernée par la masse stellaire déjà existante dans ces galaxies ce qui semble étonnant. Certains l'expliquent par un lien indirect avec la masse de halo de matière noire qui accréterait du gaz plus efficacement qui alimenterait alors la formation d'étoiles. L'absence d'observations de ces accrétions par des écoulements de gaz froid à travers des filaments cosmiques nous empêche de conclure sur ce sujet. Toutefois nous pouvons dire que, grâce à nos quelques observations du réservoir du gaz moléculaire, ces galaxies contiennent des fractions de gaz importantes comparées à celles de l'Univers local. On pourrait comprendre ainsi la translation de cette séquence vers les hauts SFR à haut redshift en tant que présence de gaz plus importante dans ces galaxies.

Enfin, les galaxies sphéroïdes à formation d'étoiles, si l'on en croit la valeur de leur taux de formation d'étoiles qui a été calculé avec les meilleures estimations existantes, ne montrent pas de comportement particulier dans le plan $\text{SFR} - M_*$, étant dispersées entre la séquence et le nuage se trouvant sous cette dernière. Des galaxies spirales à fort bulbe se retrouvent entre la séquence et le nuage, elles sont peut être en train de subir un *morphological quenching*. Où la formation de leur bulbe (peut-être par l'accrétion jusqu'au centre de leurs clumps) engendrerait une baisse de leur formation d'étoiles. Les données observationnelles sont en cours d'exploitation.

Finalement, en utilisant la luminosité en bande H ainsi que la morpholo-

gie, la couleur et la clumpiness nous pouvons estimer des taux de formation d'étoiles SFR à 0.14 dex près sans avoir besoin de données dans l'infrarouge lointain, difficiles à avoir. Et en utilisant cette même bande avec la couleur, une masse stellaire empirique peut être estimée qui pourrait être plus précise que les masses stellaires provenant de l'ajustement des SEDs.

Bibliographie

- Abraham, R. G., Valdes, F., Yee, H. K. C., & van den Bergh, S. 1994, ApJ, 432, 75
Abraham, R. G., Tanvir, N. R., Santiago, et al., 1996, MNRAS, 279, L47
Alexander, D. M., Bauer, F. E., Brandt, W. N., et al. 2003, AJ, 126, 539
Allen, P. D., Driver, S. P., Graham, et al., 2006, MNRAS, 371, 2
Andredakis, Y. C., Peletier, R. F., Balcells, M., 1995, MNRAS, 275, 874
Baldry, I. K., Glazebrook, K., Brinkmann, et al., 2004, ApJ, 600, 681
Bell, E. F., McIntosh, D. H., Katz, N., & Weinberg, M. D., 2003, ApJS, 149, 289
Bell, E. F., Papovich, C., Wolf, C., et al. 2005, ApJ, 625, 23
Bell, E. F., Zheng, X. Z., Papovich, C. et al. 2007, ApJ, 663, 834
Bell, E. F. 2008, ApJ, 682, 355
Bigiel, F., Leroy, A., Walter, F., Brinks, et al. 2008, AJ, 136, 2846
Bouché, N., Cresci, G., Davies, R., et al. 2007, ApJ, 671, 303
Bouché, N., Dekel, A., Genzel, R., et al. 2010, ApJ, 718, 1001
Bournaud F., et al. 2008, AA, 486, 741 31
Bournaud, F., Juneau, S., Le Floch, E., Mullaney, J., Daddi, E., Dekel, A., Duc, P., Elbaz, D., Salmi, F., Dickinson, M., 2012, ApJ, 757, 81
Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., et al. 2004, MNRAS, 351, 1151
Buat, V., Deharveng, J. M., Donas, J., 1989, A&A, 223, 42
Buat, V., Boselli, A., Gavazzi, G., Bonfanti, C. 2002, AA, 383, 801
Buat, V., Boissier, S., Burgarella, D., et al. 2008, 483, 107
Calzetti, D., Kennicutt, R. C., Engelbracht, C. W., et al. 2007, ApJ, 666, 870
Caon, N., Capaccioni, M., D'Onofrio, M. 1993, MNRAS, 265, 1013
Chary, R., Elbaz, D. 2001, ApJ, 556, 562
Combes, F., Casoli, F., Encrenaz, P. et al. 1991, A&A, 248, 607
Conselice, C. J., & Bershady, M. A., & Jangren, A., 2000, ApJ, 529, 886
Conselice, C. J. 2003, ApJS, 147, 1
Cooper, M. C., et al. 2007, MNRAS, 376, 1445
Daddi, E., Cimatti, A., Renzini, A., et al. 2004, ApJ, 617, 746
Daddi, E., Dickinson, M., Chary, R. et al. 2005, ApJ, 631, L13
Daddi, E., Dickinson, M., Morrison, G., et al. 2007, ApJ, 670, 156
Daddi, E., Dannerbauer, H., Stern, D., et al. 2009, ApJ, 694, 1517
Daddi, E., Bournaud, F., Walter, F., et al. 2010a, ApJ, 713, 686
Daddi, E., Elbaz, D., Walter, F., et al. 2010b, ApJ, 714, L118
Damen, M., Förster Schreiber, N. M., Franx, M., et al. 2009, ApJ, 705, 617
Dekel A., et al. 2009, Nature, 457, 451
De Vaucouleurs, G., 1959, HDP, 53
De Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G., 1976, Second reference catalogue of bright galaxies
Di Matteo, P., Combes, F., Melchior, A.-L., Semelin, B., 2007, A&A, 468, 61
Dunne, L., Ivison, R. J., Maddox, S., et al. 2009, MNRAS, 394, 3
Donley, J. L., Rieke, G. H., Rigby, J. R., & Pérez-González, P. 2005, ApJ, 634, 169
Driver, S. P., Allen, P. D., Graham, A. W., et al. 2006, MNRAS, 368, 414
Elbaz, D., Daddi, E., Le Borgne, D., et al. 2007, AA, 468, 33
Elbaz, D., Dickinson, M., Hwang, H. S., et al. 2011, AA, 533, A119
Elbaz, D., Hwang, H. S., Magnelli, B., et al. 2010, AA, 518, L29
Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M. 2005, ApJ, 627, 632
Elmegreen, D. M., Elmegreen, B. G., Ravindranath, S., Coe D. A., 2007, ApJ, 658, 763
Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., Fernandez, M. X., Lemonias, J. J., 2009, ApJ, 692, 12
Elmegreen, B. G. & Elmegreen, D. M., 1982, MNRAS, 201, 1021
Fabian, A. C., Nulsen, P. E. J., & Canizares, C. R., 1991, ARA&A, 191-226
Feulner, G., Gabasch, A., Salvato, M., et al. 2005, ApJ, 633, L9
Franzetti, P., Scodreggio, M., Garilli, B., et al. 2007, A&A, 465, 711
Freeman, K. C., 1970, ApJ, 160, 811
Gavazzi, G., Pierini, D., Boselli, A. 1996, AA, 312, 397
Genzel, R., et al. 2008, ApJ, 687, 59 90
González, V., Labbé, I., Bouwens, R. J., et al. 2010, ApJ, 713, 115
Grazian, A., Fontana, A., de Santis, C., et al. 2006, A&A, 449, 951
Hambleton, K. M., Gibson, B. K., Brook, C. B. et al. 2001, MNRAS, 418, 801
Hameed, S. & Devereux, N., 1999, AJ, 118, 730
Häussler, B., McIntosh D. H., Barden, M., et al. 2007, ApJS, 172, 615
Holden, B. P., Franx, M., Illingworth, G. D., et al. 2009, ApJ, 693, 617
Iglesias-Páramo, J., Buat, V., Hernández-Fernández, J., et al. 2007, ApJ, 670, 279
Karim, A., Schinnerer, E., Martínez-Sansigre, A., et al. 2011, ApJ, 730, 61
Kennicutt, R. C., Jr., 1981, AJ, 86, 1847
Kennicutt, R. C., 1998, ApJ, 498, 541
Kennicutt R. C., 1998a, ARA&A, 36, 189

- Konishi et al. 2010 arXiv :1009.3377v1
 Kormendy, J. 1977, *ApJ*, 217, 506
 Knapp, G. R., Gunn, J. E., & Wynn-Williams, C. G. 1992, *ApJ*, 399, 76
 Labbé, I., González, V., Bouwens, R. J. et al., 2010, *ApJL*, 716, L103
 Lacy, M., Storrie-Lombardi, L. J., Sajina, A., et al. 2004, *ApJS*, 154, 166
 Lara-López, M. A., Cepa, J., Bongiovanni, A., et al. 2010, *AA*, 521, L53
 Le Borgne D., Elbaz D., Ocvirk P., & Pichon C. 2009, *A&A*, 504, 727
 Lee, K.-S., Dey, A., Reddy, N., et al. 2011, *ApJ*, 733, 99
 Leroy, A. K., Walter, F., Brinks, E., et al. 2008, *ApJ*, 136, 2782
 Lin, C. C., Shu, F. H., 1964, *ApJ*, 140
 Lotz, J. M., Primack, J., Madau, P. 2004, *AJ*, 128, 163
 Madau, P., Pozzetti, L., & Dickinson, M., 1998, *ApJ*, 498, 106
 Magdis, G. E., Elbaz, D., Hwang, H. S., et al. 2010, *ApJ*, 720, L185
 Magnelli, B., Elbaz, D., Chary, R. R., et al. 2011, *AA*, 528, A35
 Mancini, C., Daddi, E., Renzini, A., Salmi, F., et al. 2010, *MNRAS*, 40, 933
 Mannucci, F., Cresci, G., Maiolino, R., Marconi, A., Gnerucci, A. 2010, *MNRAS*, 408, 2115
 Marleau, F. R., & Simard, L., 1998, *ApJ*, 507, 585
 Martig M., Bournaud, F., Teyssier, R., Dekel, A., 2009, *ApJ*, 707, 250
 Morgan, W. W., 1959, *PASP*, Vol. 71, No. 422, p.394
 Morgan, W. W., 1958, *PASP*, Vol. 70, No. 415, p.364
 Moriondo, G., Cimatti, A., & Daddi, E. 2000, *A&A*, 364, 26
 Noeske, K. G., Weiner, B. J., Faber, S. M., et al. 2007a, *ApJ*, 660, L43-L46
 Noeske, K. G., Faber, S. M., Weiner, B. J., et al. 2007b, *ApJ*, 660, L47-L50
 Pannella, M., Carilli, C. L., Daddi, E., et al. 2009a, *ApJ*, 698, L116
 Peng, C. Y., Ho, L. C., Impey, C. D., Rix, H.-W. 2002, *AJ*, 124, 266
 Peng, Y.-j., Lilly, S. J., Kovac, K., et al. 2010, *ApJ*, 721, 193
 Ravindranath, S., et al. 2004, *ApJ*, 604, L9
 Reddy, N. A., Steidel, C. C., Fadda, D., et al., 2006, *ApJ*, 644, 792
 Rich, M. R., Salim, S., Brinchmann, J., et al. 2005, *ApJ*, 619, L107
 Robaina, A. R., et al. 2009, *ApJ*, 704, 324
 Rodighiero, G., Cimatti, A., Gruppioni, et al. 2010, *A&A*, 14624
 Rodighiero, G., Daddi, E., Baronchelli, I., et al. 2011, *ApJ*, 739, L40
 Salim, S., Rich, R. M., Charlot, S., Brinchmann, J. et al. 2007, *ApJS*, 173, 267
 Salim, S., & Rich, R. M., 2010, *ApJL*, 714, L290
 Schwarz, M. P. 1981, *ApJ*, 247, 77
 Schiminovich, D., Wyder, T. K., Martin, C., et al. 2007, *ApJS*, 173, 315
 Stern, D., Eisenhardt, P., Gorjian, V., et al. 2005, *ApJ*, 631, 163
 Strateva, I., et al. 2001, *ApJ*, 122, 1861
 Takamiya, M., 1999, *ApJS*, 122, 109
 Van den Bergh, S. 1960, *MNRAS*, 121, 387
 Van den Bergh, S., Abraham, R. G., Ellis, R. S., et al., 1996, *ApJ*, 112, 359
 Van den Bergh S., 2007, *ApJ*, 134, 1508
 Vega, O., Bressan, A., Panuzzo, P., et al. 2010, *ApJ*, 721, 1090
 Visvanathan, N., & Griersmith, D., 1977, *A&A*, 59, 317
 Williams, R. J., Quadri, R. F., Franx, M., et al. 2010, *ApJ*, 713, 738
 Wuyts, S., Forster Schreiber, N. M., van der Wel, A., et al. 2011, *ApJ*, 742, 96
 Xilouris, E. M., Georgakakis, A. E., Misiriotis, A., Charmandaris, V., 2004, *MNRAS*, 355, 57
 Yi, S. K., Yoon S.-J., Kaviraj, S., et al. 2005, *ApJ*, 619, L111
- Zheng X. Z., Bell E. F., Papovich C., Wolf C. et al. 2007, *ApJ*, 661, L41