



HAL
open science

Evolution morphologique des galaxies sub-M* et contraintes instrumentales pour un ELT-MOS.

Karen Disseau

► **To cite this version:**

Karen Disseau. Evolution morphologique des galaxies sub-M* et contraintes instrumentales pour un ELT-MOS.. Cosmologie et astrophysique extra-galactique [astro-ph.CO]. Université Paris Diderot Paris 7, 2015. Français. NNT: . tel-01318114

HAL Id: tel-01318114

<https://theses.hal.science/tel-01318114>

Submitted on 19 May 2016

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.



UNIVERSITÉ SORBONNE PARIS CITÉ
UNIVERSITÉ PARIS DIDEROT



Ecole doctorale d'Astronomie et d'Astrophysique d'Ile de France

Observatoire de Paris-Meudon
Laboratoire Galaxies, Etoiles, Physique et Instrumentation - UMR 8111

DOCTORAT

Astrophysique et méthodes associées

Karen DISSEAU

Evolution morphologique des galaxies sub- M^* et contraintes instrumentales pour un ELT-MOS.

Thèse dirigée par : François Hammer

Soutenue publiquement le 28 septembre 2015, devant le jury constitué de :

M. Gérard Rousset	Président de jury
M. François Hammer	Directeur de thèse
M. Mathieu Puech	Encadrant de thèse
M. Martin Roth	Rapporteur
M. Samuel Boissier	Rapporteur
Mme Lia Athanassoula	Examinateur

A Boris

Remerciements

Jusqu'ici mon parcours a été motivé par une passion pour l'astronomie que je nourris depuis le plus jeune âge, par une curiosité insatiable pour les sciences que j'ai cultivée d'années en années, et il a été rendu possible par une succession de rencontres, tant sur le plan professionnel que personnel, qui m'ont aidée à réaliser mes rêves, à aller au bout de mes ambitions, et qui ont même parfois ouvert des perspectives que je n'avais pas imaginées avant.

Ma gratitude va avant tout à mes deux directeurs de thèse : François Hammer et Mathieu Puech, que j'ai rencontrés lors de mon stage de master recherche dans cette même équipe. Par la confiance en mon travail et en mes qualités, que François a manifestée dès lors, et en me proposant un sujet adapté à mes centres d'intérêt (galaxies et ELT), il m'a donné l'impulsion nécessaire pour surmonter les difficultés et les doutes que je rencontrais cette année-là. François et Mathieu m'ont toujours soutenue inconditionnellement et ont fait preuve d'une confiance en moi dont j'étais moi-même souvent dépourvue. Je sais et je n'oublie pas que je leur dois d'être où je suis actuellement, et diplômée de ce doctorat. Merci à François pour toutes les discussions de science pour lesquelles il a toujours montré beaucoup de disponibilité et pour tout ce que j'ai appris de lui. Merci à Mathieu pour sa bienveillance quotidienne (et sa patience infinie!). Je remercie avec eux tous les membres de l'équipe qui m'a accueillie, et particulièrement Hector Flores, Yanbin Yang et Myriam Rodrigues pour leur aide et leur disponibilité concernant le travail au quotidien. Plus personnellement, j'adresse un immense merci à Myriam pour son soutien moral qui a souvent adouci les moments difficiles et pour son énergie rayonnante qui est celle qui me donne encore aujourd'hui l'envie de poursuivre le travail que nous avons mené en commun sur la morphologie.

Je remercie ensuite tous les membres de mon jury de thèse (Gérard Rousset, Samuel Boissier, Martin Roth, Lia Athanassoula) pour avoir accepté d'en faire partie et m'avoir accordé le diplôme. Merci à Gérard d'avoir accepté de présider mon jury de thèse. Merci à Samuel et Martin pour la relecture critique de mon manuscrit, et je salue particulièrement, avec respect et reconnaissance, l'effort que le déchiffrement de ce manuscrit tout en français écrit a représenté pour Martin.

Merci à toutes les personnes avec qui j'ai pu interagir durant cette thèse et qui ont alimenté mon travail. Merci à l'équipe d'OA du LESIA, à Eric Gendron et Damien Gratadour pour le temps qu'ils m'ont consacré. Merci aussi à Benoit Neichel et Thierry Fusco pour tous nos échanges. Merci enfin à Laura Pentericci pour m'avoir donné un peu de son temps et fait partager son expertise sur les galaxies à grand décalage spectral.

Merci à tous ceux et toutes celles qui ont, simplement par leur présence, leur sourire, rendu ces quatre années moralement moins éprouvantes : merci à toute l'équipe administrative (Sabine Kimmel, Patricia Maillot, Stéphane Thomas, Pascale Hammès), et un merci spécial à Sabine et Patricia pour toutes les fois où elles m'ont épaulée, et pour toutes les aides précieuses apportées. Merci à Chantal Balkowski pour tous les échanges humains que j'ai eus avec elle. Merci aux gens du pôle et de l'équipe informatique pour les sourires et les petits échanges qui éclairaient mon quotidien, merci

à Philippe Laporte pour les thés, les pauses et les papotes, à Gilles Fasola, Frédéric Sayède, Mathieu Cohen, Fanny Chemla, les deux Isabelle (Guinouard et Jégouzo), Jean-Philippe Amans pour ses blagues trop lourdes qui me manquent déjà. Merci enfin à Sylvestre Taburet pour les sourires, les cafés, les papotes, le soutien, et toutes les paroles réconfortantes qui m'ont tenue debout.

Je ne peux oublier le merci tout spécial à Benoît Mosser, qui fait partie de ces rencontres qui ouvrent le champ des possibles. D'abord le responsable du master OSAE (au passage : merci à Sonia pour tous ses sourires et sa bonne humeur !) grâce auquel j'ai rebondi et trouvé ma voie à une période de fin d'études parsemée de doutes, il s'est révélé être finalement non pas seulement un collègue mais surtout un ami. Merci pour cet œil bienveillant posé sur moi, jusqu'à ma soutenance à laquelle je lui sais gré d'avoir assisté. Merci aussi pour cette boule de poils ronronnante qui était (et est toujours) le plus doux réconfort qu'il était possible de m'apporter.

Il fut un jour une rencontre humaine déterminante, sans laquelle je n'aurais pas su rester fidèle à moi-même et à mes ambitions, grâce à laquelle j'ai ouvert les yeux et trouvé au fond de moi mon propre chemin, et son sens. Je lui exprime ma reconnaissance, et la valeur de cette rencontre à mes yeux, en lui dédiant cette thèse.

Merci à tous les amis, en plus de ceux déjà cités, qui ont, d'une façon ou d'une autre, accompagné une partie de ma route durant ces quatre années ... Merci à Vincent, Julien, Guillaume, Marc, Lauriane, Loïc, Irène, Clotilde. Merci à Jean. Tous ont contribué à m'enrichir humainement.

Merci à mes parents, à mes deux frères, qui sont depuis toujours mon soutien et mes modèles. Merci pour votre patience devant mon peu de disponibilité.

Enfin, merci à Tony, qui est arrivé dans ma vie à la fin de ce parcours de thèse, m'a tenu la main pour franchir la ligne d'arrivée, se tenant prêt à m'accompagner pour la suite de mon chemin.

Pardon à ceux que j'aurais oubliés ...

Résumé

Si l'évolution des galaxies de masse intermédiaire ($M_* > 10^{10} M_\odot$) à $z < 1$ est aujourd'hui bien contrainte grâce à l'apport des grands relevés photométriques et spectroscopiques, l'étude des galaxies de plus faible masse et à faible brillance de surface (galaxies LSB) est limitée à l'Univers proche du fait de leur faible luminosité. La première partie de cette thèse leur est consacrée et montre que les études des galaxies LSB dans l'Univers local souffrent non seulement d'une absence d'homogénéité quant à la méthode de sélection des échantillons mais que la représentativité de ces derniers est de plus mal maîtrisée du fait d'une absence de sélection en masse. Palliant les nombreuses difficultés méthodologiques, j'ai procédé à l'étude morphologique complète de deux échantillons de galaxies locales et distantes ($z \sim 0,5$) sélectionnées sur l'unique critère de leur magnitude absolue $M_r < -18$, assurant que ces échantillons sont représentatifs de la population de galaxies de masse $M_* > 10^9 M_\odot$ aux deux époques de l'Univers. Cette étude a mis en évidence que les galaxies sub- M^* à $z = 0$ suivent une séquence de Hubble similaire à celle des galaxies plus massives, avec cependant un plus grand nombre de galaxies particulières et de galaxies à faible brillance de surface. Cette tendance persiste à $z \sim 0,5$, suggérant que les galaxies sub- M^* n'ont pas encore atteint leur stade de relaxation, contrairement aux galaxies plus massives. 10% des galaxies sub- M^* à disque à $z = 0,5$ se sont révélées être à faible brillance de surface, arborant des morphologies perturbées et des rayons d'échelle de disque comparables à celui de M31 alors que leur masse stellaire est proche de celle du Grand Nuage de Magellan.

La deuxième partie de cette thèse s'inscrit dans l'étude préparatoire de MOSAIC, un concept de spectrographe multi-objets intégral de champ destiné à l'E-ELT, dont l'un des objectifs majeurs est la détection et l'étude des premières galaxies de l'Univers et des sources de sa réionisation. L'instrument devrait comporter deux modes d'observation : un mode haut multiplex qui n'utilise que la GLAO du télescope et un mode haute définition qui utilise des IFUs assistés par MOAO. Des simulations *end-to-end* montrent que la raie Ly- α et le *break* Lyman peuvent être détectés à $z \sim 9$ jusqu'à $J_{AB} \sim 29$ et $J_{AB} \sim 27$ respectivement en 10 heures de temps d'exposition avec le mode haut multiplex, et cette limite de détection est repoussée à $J_{AB} \sim 30$ et $J_{AB} \sim 28$ en tirant profit de l'utilisation des IFUs assistés par MOAO. La spectroscopie spatialement résolue, assistée par optique adaptative, s'avère nécessaire pour détecter les raies UV interstellaires en absorption dans le spectre des galaxies à $z \sim 7$ et de magnitudes jusqu'à $J_{AB} \sim 27$ en 40 heures de temps d'exposition. Ce cas scientifique contraint alors la taille du pixel de l'IFU à 80 milli seconde d'arc. Ces premiers résultats sont très prometteurs quant aux performances que l'on pourra attendre d'un tel instrument et confirment également la nécessité d'un MOS sur l'E-ELT pour apporter une nouvelle lumière sur les populations de galaxies à $z \gg 1$.

Mots clés

Formation, Evolution des galaxies - Galaxies à faible brillance de surface - Galaxies naines - Morphologie - Spectroscopie intégrale de champ - Spectroscopie multi-objets - Optique adaptative - Instrumentation

Abstract

Large photometric and spectroscopic surveys have led to a good knowledge of massive and intermediate mass galaxies ($M_* > 10^{10} M_\odot$) up to $z \sim 1$. The study of low-mass galaxies is still limited to the nearby Universe because of their faint luminosities. The first part of this manuscript is dedicated to low mass and low surface brightness galaxies (LSB). I first show that selection methods and even the definition of LSB galaxies in the local Universe are not homogeneous. Moreover the representativeness of the different samples is often poorly controlled since they are not selected on a mass criterion. To avoid methodological pitfalls, I have studied the morphology of two complete samples of local and distant ($z \sim 0.5$) galaxies selected on the basis of their absolute magnitude in a red band $M_r < -18$. This ensures that the samples are representative of the galaxy population with $M_* > 10^9 M_\odot$ at the two epochs. I found that sub- M_* galaxies at $z \sim 0$ follow a similar Hubble sequence than their massive counterparts though with a larger number of peculiar galaxies and low surface brightness galaxies. These trends persist at $z \sim 0.5$, suggesting that sub- M_* galaxies have not reached yet a relaxed stage, contrary to their more massive counterparts. This study put in evidence that 10% of sub- M_* galaxies at $z \sim 0.5$ have low surface brightness discs with clumpy and disturbed features. More surprisingly, their disc scalelengths are comparable to the one of M31 while their stellar mass are close to that of the LMC. In the second part of this manuscript I expose my contribution to the preparatory study of MOSAIC, a new concept of multi-object spectrograph (MOS) for the E-ELT. One of the dimensionning science case is the detection and study of the first galaxies and sources of the reionisation. Using an end-to-end instrumental simulator, I have simulated the detection of UV interstellar lines in galaxies at $z \sim 7$ and of the Ly- α line and Lyman Break in galaxies at $z \sim 9$, using the two observing modes of the instrument : the high multiplex mode (HMM) using GLAO-fed fibers and the high definition mode (HDM) using MOAO-fed IFUs. I show that the Ly- α line should be detected in only 10 hours of integration time in galaxies up to $J_{AB} = 29$ using integrated spectroscopy in the HMM mode and up to $J_{AB} = 30$ using MOAO-fed IFUs. IFUs are necessary to detect the UV absorption lines in galaxy spectra up to $J_{AB} = 27$ in 40 hours of integration time. These results are used to constrain the top level requirements of the instrument, especially the optimal IFU pixel size. They also are very promising and show that a MOS is essential on the E-ELT to shed new light on galaxy populations at $z \gg 1$.

Keywords

Galaxy formation and evolution - Low surface brightness galaxies - Dwarf galaxies - Morphology - Integral field spectroscopy - Multi-object spectroscopy - Adaptive optics - Instrumentation

Table des matières

Introduction générale	1
I Evolution des galaxies de faible masse jusqu'à $z \sim 1$	19
1 Les galaxies à faible brillance de surface	21
1.1 Découverte et propriétés des galaxies LSB	21
1.1.1 Historique	21
1.1.2 Propriétés	23
1.1.3 Les galaxies LSB géantes	24
1.2 Définition et méthodes de sélection dans l'Univers local	25
1.2.1 Définition sur le critère de la brillance de surface centrale	25
1.2.2 Correction de l'extinction et inclinaison	27
1.3 Vers une étude à plus grand décalage spectral	28
1.3.1 Recherche des galaxies à faible brillance de surface dans le HUDF	28
1.3.2 Nouveau critère de sélection des galaxies LSB en bande rouge	29
1.3.3 Conclusion et méthodologie	31
Bibliographie	32
2 Morphologie des galaxies	39
2.1 La séquence de Hubble des galaxies locales	39
2.2 Les méthodes de classifications morphologiques	41
2.2.1 Classification visuelle	41
2.2.2 Classifications paramétriques	42
2.2.3 Classifications non paramétriques	43
2.3 L'information de couleur	48
2.4 Le choix des données	48
2.4.1 La bande spectrale	48
2.4.2 La profondeur	49
2.4.3 La résolution	49
2.4.4 Taille des échantillons et représentativité	49
Bibliographie	50
3 Méthode adoptée pour l'étude de l'évolution morphologique des galaxies	57
3.1 Sélection des échantillons de galaxies locales et distantes	57
3.1.1 Echantillon de galaxies de l'Univers local	57
3.1.2 Echantillon de galaxies de l'Univers distant	58

3.2	Analyse et classification morphologique des échantillons	63
3.2.1	Construction des cartes et images couleurs	63
3.2.2	Détermination des rayons de demi-lumière	66
3.2.3	Analyse des profils de lumière	66
3.2.4	Arbre de décision	75
	Bibliographie	76
4	Evolution des galaxies sub-M* durant les 5 derniers milliards d'années	81
4.1	Classification morphologique : résultats	81
4.1.1	Fraction numérique de galaxies dans chaque classe morphologique	81
4.1.2	Construction d'une séquence morphologique pour les galaxies sub-M*	82
4.1.3	Une population de galaxies LSB à grands disques à $z \sim 0,5$	86
4.2	Conclusions et perspectives	86
	Bibliographie	102
II	Evolution des galaxies à $z > 1$: besoins instrumentaux pour un ELT-MOS103	
5	Définition d'un ELT-MOS : des spécifications scientifiques aux spécifications instrumentales	105
5.1	Méthodes de détection des galaxies distantes	106
5.1.1	Lyman Break Galaxies	106
5.1.2	Break Balmer et galaxies avec break à 400 nm	106
5.2	MOSAIC : un nouveau concept de spectrographe 3D multi-objets pour l'E-ELT	107
5.3	Des contraintes scientifiques aux contraintes instrumentales	109
5.3.1	Enjeu des simulations	109
5.3.2	Le simulateur instrumental	110
5.3.3	Paramètres d'entrée : cubes de données haute résolution	111
5.3.4	PSF et optique adaptative	113
5.3.5	Paramètres instrumentaux et observationnels	115
5.3.6	Analyse des cubes de données	117
5.3.7	Synthèse sur les jeux de simulations	120
	Bibliographie	121
6	Simulations d'observations de galaxies à $z \geq 7$ et dimensionnement de MOSAIC	127
6.1	Analyse des résultats	127
6.2	Perspectives	146
	Bibliographie	146
	Conclusions & perspectives	149
A	Liste des publications et relevés de conférences	155
B	Résultats des classifications morphologiques des deux échantillons local et distant	159
C	Proposition d'observation au VLT/VIMOS	181
D	Bilan sur les PSF collectées utilisables pour les simulations	201

Table des figures

1	Evolution de la séquence de Hubble sur 6 milliards d'années	3
2	Les différentes phases d'une fusion de galaxies	6
3	Vue d'artiste de l'E-ELT	9
4	Schémas de principe de la GLAO et de la MOAO.	10
1.1	Densité numérique des galaxies en fonction de la brillance de surface centrale de leur disque	22
1.2	Comparaison entre le paramètre <i>frac_dev</i> fournie par la base de données SDSS et le rapport B/T issu d'une décomposition complète bulbe+disque effectuée par ajustement du profil de lumière de la galaxie avec GALFIT	27
1.3	Exemples de galaxies avec des disques à faible brillance de surface, identifiées visuellement dans le champ Hubble Ultra Deep Field	30
1.4	Distributions en brillance de surface centrale des disques établies pour des échantillons de galaxies sélectionnées dans le champ profond Hubble Ultra Deep Field, dans trois intervalles redshifts photométriques	30
2.1	Séquence de Hubble	40
2.2	Comparaison entre l'indice de Sersic <i>n</i> issu d'un ajustement automatique du profil de lumière à une composante de type Sersic et le rapport B/T issu d'une décomposition complète du profil de lumière avec plusieurs composantes	44
2.3	Comparaison entre classifications paramétriques et non paramétriques	47
3.1	Relation entre le redshift et la magnitude absolue pour les galaxies du SDSS	59
3.2	Pointage du champ GOODS-South par les caméras ACS et WFC3	60
3.3	Distribution en magnitudes absolues et redshifts des galaxies du champ GOODS-South dans le catalogue spectroscopique de l'ESO.	62
3.4	Etoiles dans le catalogue de redshifts photométriques de Dahlen <i>et al.</i> (2010)	64
3.5	Distributions en masses stellaires, redshifts et magnitudes absolues de l'échantillon local.	65
3.6	Distributions en masses stellaires, redshifts et magnitudes absolues de l'échantillon distant.	65
3.7	Exemples d'images et cartes couleur.	67
3.8	Exemple de l'utilisation de la fonction Ellipse d'IRAF	68
3.9	Exemple d'ajustement de la distribution de lumière d'une galaxie spirale avec GALFIT	73
3.10	Exemple d'ajustement de la distribution de lumière d'une galaxie de type précoce avec GALFIT	74
3.11	Arbre de décision utilisé pour la classification morphologique des galaxies	75

4.1	Influence de l'inclinaison sur le calcul de la brillance de surface	84
4.2	Histogrammes des brillances de surface centrales des disques des galaxies locales et distantes	85
4.3	Séquences morphologiques pour les échantillons de galaxies locales et distantes ($z \sim 0, 5$)	87
4.4	Relation entre la magnitude absolue en r et le rayon d'échelle des disques des galaxies locales et distantes	88
4.5	Galaxies LSB aux grands disques de l'échantillon distant	88
5.1	Distribution spatiale de lumière et champ de vitesse utilisés pour les simulations des raies UV interstellaires.	112
5.2	Spectre typique de LBG	112
5.3	Paramètres physiques pour les simulations de LAE et LBG.	114
5.4	Énergie encadrée en fonction de la taille de l'élément de résolution	115
5.5	Construction du spectre intégré à partir du cube de données en sortie de la simulation.	118
5.6	Exemple de spectre intégré dans les raies UV interstellaires	119
5.7	Exemple de spectre intégré d'une LAE	119
5.8	Exemple de détection du break Lyman	120
5.9	Exemples de courbes de rapport signal à bruit en fonction de la taille du pixel de l'IFU (mode HDM) ou de la taille de l'ouverture (mode HMM)	122
6.1	Résultats des simulations d'observation des raies UV interstellaires dans une galaxie à $z \sim 7$ avec un temps d'intégration de 40 heures.	128
6.2	Résultats des simulations d'observation de LBG à $z \sim 9$ avec un temps d'intégration de 10 heures.	129
6.3	Résultats des simulations d'observation de la raie Ly- α ($\lambda = 1216\text{\AA}$) dans une galaxie à $z \sim 9$ avec un temps d'intégration de 10 heures.	130

Liste des tableaux

2.1	Longueurs d'onde effectives des différents filtres du SDSS et de ceux de la caméra ACS qui a observé le champ GOODS.	50
4.1	Fractions numériques de galaxies massives ($M_* > 1,5 \times 10^{10} M_\odot$) dans chaque classe morphologique	82
4.2	Fractions numériques de galaxies sub- M^* ($M_* < 1,5 \times 10^{10} M_\odot$) dans chaque classe morphologique	82
5.1	Emission du fond thermique pour différents jeux de températures des sous-systèmes de l'instrument.	116
5.2	Paramètres instrumentaux utilisés pour les simulations.	121
5.3	Espace des paramètres variables dans les simulations <i>end-to-end</i>	121

Liste des abbréviations

- ACS** Advanced Camera for Survey
- AGN** Active Galactic Nucleus
- ANR** Agence Nationale pour la Recherche
- CANDELS** Cosmic Assembly Near-infrared Deep Extragalactic Legacy Survey
- CCD** Coupled Charge Device
- CDFS** Chandra Deep Field South
- CDM** Cold Dark Matter
- CFRS** Canada France Redshift Survey
- DM** Deformable Mirror
- DRM** Design Reference Mission
- DRS** Data Reduction Software
- EAGLE** ELT Adaptive optics for GaLaxie Evolution
- E2E** End-to-End
- EE** Ensquared Energy
- ELT** Extremely Large Telescope
- E-ELT** European-Extremely Large Telescope
- ESO** European Southern Observatory
- EW** Equivalent Width
- FWHM** Full Width at Half Maximum
- FoV** Field of View
- GEPI** Galaxie, Etoiles, Physique et Instrumentation
- GOODS** Great Observatory Origins Survey
- GLAO** Ground Layer Adaptive Optics

GS Guide Star

HDF Hubble Deep Field

HSB High Surface Brightness

HST Hubble Space Telescope

HDF Hubble Deep Field

IFU Integral Field Unit

IMAGES Intermediate MAss Galaxy Evolution Survey

IMF Initial Mass Function

IR InfraRed

ISO Infrared Space Observatory

JWST James Webb Space Telescope

LBG Lyman Break Galaxy

LAE Lyman- α Emitter

LCG Luminous Compact Galaxy

LGS Laser Guide Star

LIRG Luminous InfraRed Galaxy

LSB Low Surface Brightness

MOAO Multi-Object Adaptive Optics

MOS Multi-Object Spectrograph

MOSAIC Multi-Object Spectrograph for Astrophysics, Intergalactic medium and Cosmology

NIR Near InfraRed

NGS Natural Guide Star

OA Optique Adaptative

OPTMOS-EVE OPTical Multi-Object Spectrograph - Extreme Visual Explorer

PI Principal Investigator

PSF Point Spread Function

RMS Root Mean Square

RON Read-Out Noise

SDSS Sloan Digital Sky Survey

SED Spectral Energy Distribution
SFR Star Formation Rate
SNR Signal to Noise Ratio
SPIE Society for Photonics and Instrumental Engineering
TAS Target Acquisition System
TF Tully-Fisher
UDF Ultra Deep Field
UGC Uppsala Galaxy Catalog
ULIRG Ultra Luminous InfraRed Galaxy
VLT Very Large Telescope
VVDS VIMOS VLT Deep Survey
WFPC2 Wide Field Planetary Camera 2
2MASS Two Micron All Sky Survey

Il n'y a pas de chemin, le chemin se fait en
marchant

Antonio Machado

Introduction générale

En 1926, Hubble (1926) observa un échantillon de 400 galaxies dans le visible et nota des caractéristiques morphologiques communes. Il les regroupa en trois grandes catégories : les galaxies elliptiques, les galaxies spirales et les galaxies irrégulières. Le succès de cette classification réside dans le fait que d'autres grandeurs physiques soient corrélées au type morphologique (Roberts et Haynes, 1994). Ainsi par exemple les galaxies spirales sont plutôt bleues car constituées d'étoiles jeunes alors que les étoiles plus vieilles dans les elliptiques leur confèrent une couleur plus rouge. Les recherches sur les galaxies ont alors visé à comprendre comment celles-ci se formaient et évoluaient pour aboutir à la séquence de Hubble des galaxies de l'Univers local. La mise en service du télescope spatial *Hubble* (le HST) dans les années 90 a permis de s'affranchir des effets de la turbulence atmosphérique et ainsi de résoudre spatialement les galaxies distantes. En parallèle, le pouvoir collecteur de la nouvelle génération de télescopes de la classe des 8-10m a permis le suivi des galaxies de plus en plus faibles et de plus en plus lointaines. La combinaison de l'imagerie obtenue par le HST pour l'information morphologique et de la spectroscopie systématique de ces objets pour l'information dynamique et chimique s'est avérée être un outil indispensable pour notre compréhension de l'Univers.

Evolution des galaxies depuis les 8 derniers milliards d'années

De nombreuses études des propriétés des galaxies jusqu'à $z \sim 1$ ont été entreprises depuis les années 1990 et depuis l'avènement des télescopes spatiaux, pour comprendre comment ces propriétés ont évolué durant les 8 derniers milliards d'années et contraindre ainsi les modèles de formation et d'évolution des galaxies. L'enjeu principal de ces études est de comprendre quand et comment se sont formées les étoiles dans les galaxies.

Les études sur la morphologie des galaxies jusqu'à $z \sim 1$ ont montré que certaines galaxies elliptiques et certaines grandes spirales étaient déjà en place il y a 8 milliards d'années (Schade *et al.* 1999; Lilly *et al.* 1998). La formation stellaire dans les galaxies, traditionnellement mesurée à travers leur émission UV, ou par l'émission $H\alpha$ (Kennicutt, 1998), a commencé à être étudiée au travers du rayonnement IR, plus pertinent du fait de l'absorption partielle voire totale de la lumière UV par la poussière et les nuages moléculaires dans lesquels les étoiles se forment. La poussière ainsi chauffée ré-émet l'énergie dans l'IR. En utilisant les données de l'*Infrared Space Observatory* (ISO), Flores *et al.* (1999) ont mis en évidence qu'une fraction importante de la formation stellaire depuis $z \sim 1$ est associée aux galaxies lumineuses dans l'IR, les LIRGs (*Luminous InfraRed Galaxies*, Sanders et Mirabel 1996), qui sont des objets rares dans l'Univers local. Ces galaxies émettent très fortement dans l'IR, $> 10^{11} L_{\odot}$ pour les LIRGs et $> 10^{12} L_{\odot}$ pour les ULIRGs (*Ultra Luminous InfraRed Galaxies*), du fait de la combinaison d'une flambée d'étoiles enfouies dans une grande quantité de gaz. L'étude de leur morphologie (Zheng *et al.*, 2004) montre qu'elles sont en majorité des galaxies à disque mais peuvent aussi être irrégulières ou des LCGs (*Luminous Compact Galaxies*), et que beaucoup montrent des traces de fusion ou interaction. Liang *et al.* (2004) ont étudié leur extinction,

leur taux de formation stellaire et leurs abondances chimiques à l'aide de spectres obtenus sur le VLT et ont montré que les LIRGs sont deux fois moins métalliques que les disques brillants actuels.

Hammer *et al.* (2005) ont constitué un échantillon représentatif de galaxies de masse intermédiaire (3 à $30 \times 10^{10} M_{\odot}$) à des décalages spectraux entre 0,4 et 1. Ils trouvent que 15% des galaxies de leur échantillon sont des LIRGs, et que la formation stellaire, de courte durée dans ces systèmes, pourrait expliquer à elle seule une part majeure de la production de masse stellaire dans les galaxies de masse intermédiaire. Leur étude morphologique des galaxies de masse intermédiaire est venue confirmer le résultat déjà connu que la morphologie des galaxies distantes n'était plus aussi bien décrite par la séquence de Hubble, car beaucoup d'entre elles montrent des morphologies irrégulières, complexes, et également compactes (Brinchmann *et al.* 1998 ; Lilly *et al.* 1998 ; Guzmán *et al.* 1997). La comparaison avec les morphologies de l'Univers local montre que les LCGs ont disparu dans l'Univers local, et que la fraction de galaxies en fusion et de galaxies irrégulières a considérablement diminué, alors que la fraction de spirales a augmenté, et la fraction galaxies E/S0 est restée inchangée. Par ailleurs, Zheng *et al.* (2004) ont montré dans leur étude morphologique des galaxies à $z > 0,4$, que la plupart des galaxies à disque ont des cœurs plus bleus que les bulbes des galaxies spirales locales, mettant en évidence une formation stellaire active dans la région centrale des galaxies à cette époque.

Une étape supplémentaire a été franchie pour dresser le portrait de l'évolution des galaxies avec le relevé IMAGES (*Intermediate Mass Galaxy Evolution Sequence*, Yang *et al.* 2008), qui a rassemblé suffisamment de contraintes sur les galaxies entre $z = 0,4$ et $z = 0,8$ pour les relier directement à leurs descendantes de l'Univers local. Dans ce relevé, la sélection des galaxies est effectuée sur un unique critère de magnitude absolue en bande J ($M_J(AB) < -20,3$), une quantité bien corrélée avec la masse stellaire, menant à un échantillon représentatif de galaxies avec des masses stellaires supérieures à $1,5 \times 10^{10} M_{\odot}$. En utilisant conjointement l'imagerie du HST, la spectroscopie 3D obtenue avec VLT/GIRAFFE pour étudier la cinématique, des observations spectrales profondes avec VLT/FORS pour l'étude des abondances en métaux, et enfin des observations Spitzer IRAC et GALEX, il a été possible de caractériser précisément la morphologie, les mouvements internes et l'évolution de la masse des galaxies distantes. Les données IMAGES rassemblent des observations dans quatre champs différents, pour éviter les effets de variance cosmique, et sont assez profondes pour permettre la détection du disque optique d'une galaxie similaire à la Voie Lactée à $z \sim 0,5$. Les études cinématiques effectuées à partir des données spectroscopiques spatialement résolues ont permis d'établir des champs de vitesse et de les classer comme des rotations, rotations perturbées ou cinématiques complexes (Flores *et al.* 2006 ; Yang *et al.* 2008). Il a alors été établi que les morphologies particulières pouvaient être corrélées à des cinématiques anormales (Neichel *et al.*, 2008) : 95% et 86% des galaxies avec des cinématiques complexes et des rotations perturbées ont des morphologies particulières, et 80% des galaxies avec des rotations régulières ont des morphologies de galaxies spirales. La Figure 1 présente le résultat d'une classification morphologique comparative d'un échantillon représentatif de galaxies distantes du relevé IMAGES, et d'un échantillon représentatif de galaxies locales prélevées dans le SDSS, le critère de sélection, la profondeur et la résolution spatiale des deux échantillons étant strictement équivalents (Delgado-Serrano *et al.*, 2010). Le lien entre les deux séquences de Hubble est peu affecté par les fusions récentes et par l'évolution des populations stellaires, et, par conséquent, les galaxies de la séquence il y a 6 milliards d'années doivent être les progéniteurs des galaxies de la séquence actuelle. La comparaison montre et confirme que la fraction de E/S0 n'a pas évolué, que la moitié des spirales n'était pas formée il y a 6 milliards d'années et que les progéniteurs des spirales actuelles étaient des galaxies particulières.

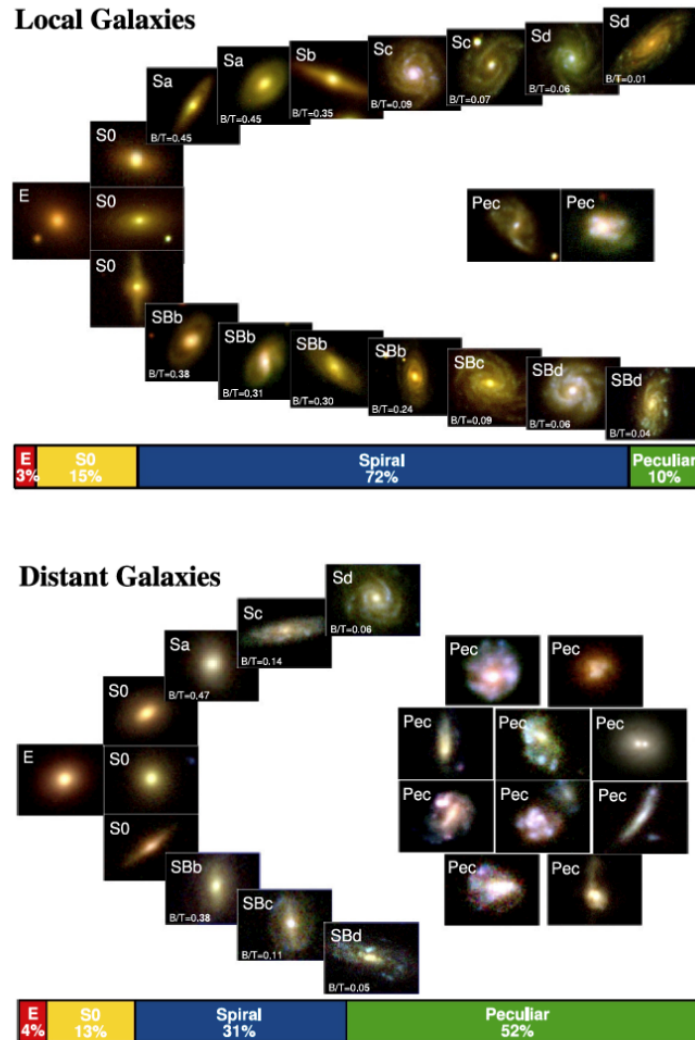


FIGURE 1 – Evolution de la séquence de Hubble sur 6 milliards d’années. Des séquences morphologiques sur des échantillons comparables ont été établies pour l’Univers local (*en haut*) et pour l’Univers distant (*en bas*) à $z \sim 0,65$ (figure tirée de Delgado-Serrano *et al.* (2010)). Dans l’Univers local, les galaxies particulières représentent environ 10% de la population et prennent une place prépondérante dans l’Univers distant avec une fraction de plus de 50% de la population de galaxies alors que la proportion de spirales passe de 70% dans l’Univers local à 30% dans l’Univers distant.

Mécanismes de formation et d'évolution des galaxies

Depuis la découverte du diagramme de Hubble pour les galaxies de l'Univers local, les astronomes n'ont eu de cesse de chercher à comprendre les mécanismes pouvant mener à la formation des galaxies aussi bien elliptiques que spirales et particulières. Dans le cadre du modèle Λ -CDM, les structures sont supposées croître par fusions successives des halos de matière noire, puis des baryons contenus dans ces halos. Dans ce scénario, dit hiérarchique, les étoiles s'assemblent en structures de plus en plus grandes et massives au cours d'interactions et de fusions entre structures plus petites. Les populations stellaires plutôt vieilles des galaxies elliptiques, ainsi que les études observationnelles des galaxies distantes évoquées précédemment, suggèrent que les elliptiques ont été formées relativement tôt dans l'histoire de l'Univers. De plus, les simulations numériques de fusions ont longtemps mené à la formation systématique de galaxies elliptiques, celles-ci étant alors comprises comme d'anciennes fusions majeures, pauvres en gaz, dont le retour à l'équilibre morphologique et dynamique a été possible sous forme d'un sphéroïde dominé par la dispersion de vitesse (White et Rees 1978 ; Barnes 1988 ; Barnes 1992 ; Naab et Burkert 2003). Les quelques pourcents de galaxies particulières que l'on trouve dans l'Univers local peuvent s'expliquer par des fusions majeures récentes impliquant des galaxies de l'Univers proche. Les forces de marées associées à la fusion majeure permettent d'expliquer leurs caractéristiques morphologiques (Toomre et Toomre 1972 ; Toomre 1974). Le problème principal est de parvenir à expliquer les 70% de galaxies spirales de l'Univers local, si l'on suppose que chaque galaxie locale a subi une fusion dans un temps de Hubble. En effet, si les simulations numériques de fusions ne parviennent pas à former un disque mince stable, comme ceux que l'on observe dans les galaxies spirales, et ne mènent ainsi qu'à la formation de galaxies elliptiques, l'Univers local devrait être majoritairement peuplé d'elliptiques, et non de spirales.

Les premiers scénarios invoqués pour expliquer la formation des galaxies à disque supposent des processus séculaires dans lesquels des effondrements de gaz au sein des halos de matière noire sont responsables de la formation des galaxies spirales. Lors de son effondrement, le gaz hérite des propriétés cinématiques du halo, en particulier de son moment angulaire. La galaxie continue alors de croître par accrétion de gaz qui se transforme progressivement en étoiles (Semelin et Combes 2002 ; Birnboim et Dekel 2003 ; Kereš *et al.* 2005 ; Dekel et Birnboim 2006). Kereš *et al.* (2005) montrent que selon la masse de la galaxies, deux processus d'accrétion sont mis en jeu : une accrétion de gaz chaud ou bien une accrétion de gaz froid. Dans le cas d'une accrétion de gaz chaud, le gaz est chauffé en subissant des chocs violents lors de la virialisation du halo, ou bien par des phénomènes de rétroaction (*feedback*) tels que les supernovae (Okamoto *et al.*, 2005). En se refroidissant par des processus radiatifs, le gaz retombe de manière isotrope et forme un disque par flambées de formation d'étoiles. L'accrétion de gaz froid interviendrait de manière plus anisotrope, le long des filaments ou par l'absorption de petits nuages riches en gaz.

Ces scénarios de formation des galaxies souffrent de plusieurs problèmes et peinent à reproduire correctement les observations. D'abord les simulations numériques conduisent à des systèmes trop petits, trop concentrés et qui n'ont pas assez de moment angulaire (Navarro et Benz 1991 ; Navarro et Steinmetz 2000). Ces simulations ont par ailleurs la particularité de ne faire intervenir qu'une faible quantité de gaz, hypothèse pertinente au regard de la faible fraction de gaz dans les galaxies locales, mais en désaccord avec les études des galaxies distantes qui montrent qu'elles ont des fractions de gaz bien plus élevées, pouvant atteindre jusqu'à la moitié de leur masse baryonique à $z = 1$ (Liang *et al.* 2006 ; Daddi *et al.* 2008, Rodrigues *et al.* 2012). Enfin, ces scénarios ne s'accordent pas avec l'augmentation du taux de fusion entre galaxies avec le décalage spectral, déduite des observations (Le Fèvre *et al.* 2000 ; Conselice *et al.* 2003 ; Lotz *et al.* 2008a ; Bell *et al.* 2006 ; Rawat *et al.* 2008).

Ces études qui utilisent des méthodologies différentes s'accordent à dire qu'à $z = 0,6$ environ 5% des galaxies de masse supérieure à $3 \times 10^{10} M_{\odot}$ sont dynamiquement liées en paires. Le temps caractéristique pour que ces paires de galaxies fusionnent est de l'ordre de $\sim 0,3 - 0,5$ milliards d'années (Binney et Tremaine 1987 ; Tissera *et al.* 2002 ; Bell *et al.* 2006). En combinant le nombre de paires de galaxies avec le temps de fusion, Hammer *et al.* (2005) trouvent qu'entre 50 et 70% des galaxies dont la masse est supérieure à $3 \times 10^{10} M_{\odot}$ auraient subi un évènement de fusion majeure depuis $z = 1$. A plus grand décalage spectral, Conselice *et al.* (2003) trouvent qu'une galaxie doit subir entre 4 et 5 évènements de ce type.

Pour résoudre ces difficultés, Hammer *et al.* (2005) proposent, à partir des observations des galaxies entre $z = 0,4$ et $z = 1$, un scénario dans lequel les disques peuvent se reformer à la suite de fusions entre deux galaxies spirales, ce qui est possible si les progéniteurs sont riches en gaz. Barnes (2002) a été le premier à reconnaître, à l'aide de simulations hydrodynamiques, la possibilité de reformer un disque, mais les progéniteurs ne possédaient dans ces simulations que 12% de gaz. Le scénario de Hammer *et al.* (2005), appelé *Disk Rebuilding*, a été appuyé par des simulations numériques récentes (Robertson *et al.* 2006 ; Hopkins *et al.* 2008 ; Lotz *et al.* 2008b), dans lesquelles les progéniteurs sont supposés être dominés par le gaz (avec des fractions de gaz de l'ordre de 50% au moment de la fusion). Cet épisode de fusion majeure aurait fortement perturbé la morphologie des galaxies spirales, expliquant ainsi la présence de galaxies particulières plus fréquentes à des décalages spectraux intermédiaires. Pendant la phase de fusion, la forte compression du gaz déclenche des flambées de formation stellaire, menant aux LIRGs et ULIRGs. Le gaz, qui domine la masse et qui, contrairement aux étoiles, est non collisionnel, atténue la phase de relaxation violente qui se produit dans les étoiles lors de la fusion, permettant ainsi la reconstruction d'un disque. Ce scénario de reconstruction peut se résumer en trois étapes (voir Figure 2) :

- la phase d'interaction/fusion au cours de laquelle les disques des progéniteurs sont détruits alors que l'essentiel de la matière tombe vers le centre de masse du système, provoquant un pic de formation stellaire important ;
- la phase compacte au cours de laquelle le résidu de l'interaction est associé à la formation d'un bulbe. La galaxie apparaît alors comme une LCG avec une couleur centrale bleue ;
- la phase de reconstruction du disque pendant laquelle le gaz expulsé lors de l'interaction est progressivement ré-accrété par le résidu de l'interaction et reforme peu à peu un disque, dont le moment angulaire est le résidu de celui de l'interaction entre les galaxies progénitrices.

Puech *et al.* (2012) montrent l'accord obtenu sur le taux de fusion, entre les observations morphocinématiques, les résultats de simulations de fusion et la théorie Λ CDM, concluant ainsi que 50% des galaxies massives ont connu une fusion majeure depuis $z = 1,5$.

Les galaxies de plus faible masse et à faible brillance de surface : vers les limites observationnelles

Si l'évolution des galaxies massives ($> 10^{10} M_{\odot}$) a été largement étudiée aux décalages spectraux intermédiaires (Delgado-Serrano *et al.* 2010 ; Yang *et al.* 2008) et à grands décalages spectraux (Förster Schreiber *et al.*, 2011), les galaxies de plus faible masse ont été négligées dans beaucoup de ces études. Pourtant, les galaxies naines jouent certainement un rôle clé dans la formation et l'évolution des galaxies. Le modèle hiérarchique Λ CDM, prédisant que les galaxies se sont assemblées progressivement par fusions successives de structures moins massives, mène à penser que les galaxies naines seraient les premières structures à se former dans l'Univers (Dekel et Silk, 1986). Elles

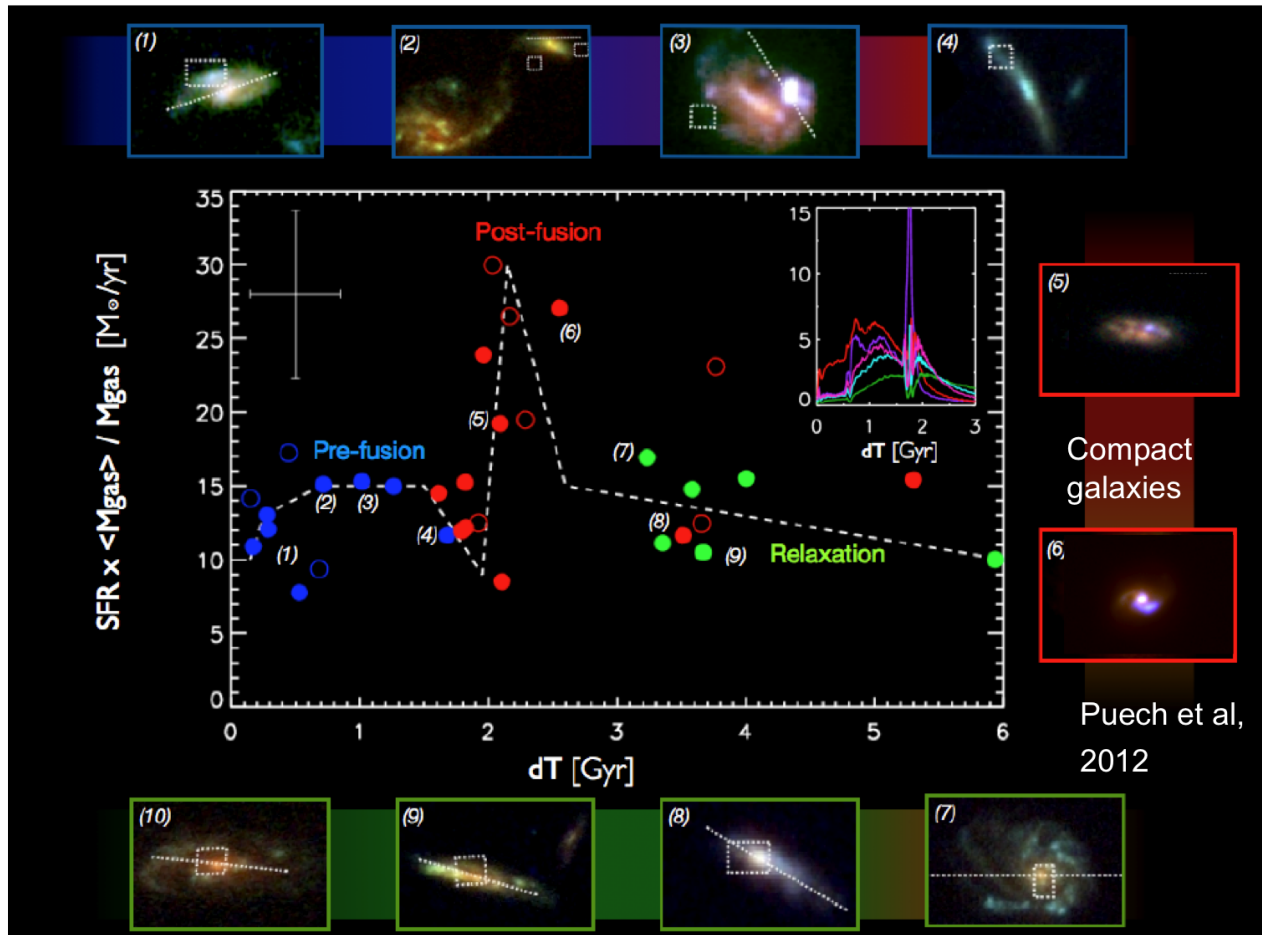


FIGURE 2 – **Les différentes phases d’une fusion de galaxies**, à partir d’une comparaison entre les observations morpho-cinématiques et les simulations hydrodynamiques de fusions majeures. Des galaxies du relevé IMAGES (Yang *et al.*, 2008) sont placées dans le plan au temps pour lequel les simulations s’ajustent au mieux aux observations. Les symboles pleins représentent les galaxies pour lesquelles les observations sont les mieux ajustées par les modèles. Les galaxies en formation sont classées selon les trois phases avant-fusion (bleu), après-fusion (rouge) avec un pic de formation stellaire et relaxation (vert). La courbe en pointillé n’est qu’un guide visuel pour relier les points. L’incertitude médiane est tracée en haut à gauche de la figure, et les courbes en haut à droite sont des courbes similaires issues de simulations hydrodynamiques de fusions majeures (Cox *et al.*, 2008). Les images de galaxies sont des observations HST (bandes B,V,z de la caméra ACS) des galaxies IMAGES, observées également en spectroscopie 3D avec VLT/FLAMES-GIRAFFE. La position approximative de l’axe cinématique est superposée à l’image (ligne pointillée blanche) ainsi que la position du pic de dispersion de vitesses (cadre pointillé blanc). Figure adaptée de Puech *et al.* (2012).

pourraient même avoir contribué au processus de réionisation (Bouwens *et al.*, 2012). On s’attend logiquement à ce que la fraction numérique de galaxies naines augmente avec le décalage spectral (Khochfar *et al.*, 2007). Les images les plus profondes du HST ont effectivement révélé un nombre considérable de galaxies intrinsèquement faibles entre $z = 1$ et $z = 3$ (Ryan *et al.*, 2007), et les études des fonctions de luminosité des galaxies ont montré un raidissement de leur pente vers les faibles luminosités (Reddy et Steidel 2009; Ilbert *et al.* 2013; Muzzin *et al.* 2013; Mortlock *et al.* 2015). Ce raidissement de la pente de la fonction de luminosité indique un excès de naines dans le bleu, et a mené à penser que celles-ci pourraient contribuer à une fraction significative de la densité de formation stellaire. Pourtant, cet excès s’avère moins évident lorsqu’on considère la fonction de luminosité dans une bande plus rouge, donc plus représentative de la masse stellaire (Ilbert *et al.* 2005; Marchesini *et al.* 2012), ce qui suggère une tension potentielle avec les prédictions du modèle Λ CDM.

L’étude approfondie des propriétés des galaxies sub- L^* est restreint aujourd’hui à l’Univers local et aux amas, du fait de leur faible magnitude apparente ($m_{AB} \sim 24 - 27$) qui empêche d’effectuer de la spectroscopie avec les moyens d’observations actuels. Leur aspect morphologique est de plus sévèrement affecté par l’effet d’affaiblissement cosmologique (*cosmological dimming*), qui se traduit par une atténuation de la brillance de surface des sources selon la loi dépendant du décalage spectral z :

$$\Sigma_{obs} = \frac{\Sigma_{em}}{(1+z)^4}. \quad (1)$$

En plus des galaxies spirales et elliptiques qui constituent la majeure partie des galaxies massives locales, d’autres types de galaxies font leur apparition quand on passe de $10^{10} M_{\odot}$ à $10^9 M_{\odot}$ en masse stellaire : on trouve un nombre de plus en plus important de galaxies à faible brillance de surface, des galaxies naines de queues de marée (Kaviraj *et al.*, 2011), des naines elliptiques dE, des naines irrégulières dIrr ou des naines spirales (Kormendy *et al.*, 2009). On trouve ainsi dans les galaxies de plus faible masse stellaire une grande variété de morphologies, avec une évolution incertaine de cette population du fait que le temps caractéristique de fusion est d’autant plus grand que la masse des galaxies progénitrices est faible (Hopkins *et al.*, 2010).

Le chapitre 1 de cette thèse se concentre sur les galaxies à faible brillance de surface. Je propose un tour d’horizon des différentes études conduites depuis leur découverte en mettant en évidence un manque d’homogénéité dans les critères de sélection et de définition. Ces lacunes méthodologiques se révèlent particulièrement handicapantes lorsque l’on cherche à étendre l’étude des galaxies LSB à plus grand décalage spectral. Je présente alors mes tentatives pour établir des échantillons de galaxies LSB distantes en utilisant les images les plus profondes obtenues par le HST, dans l’objectif de comparer les propriétés des galaxies LSB distantes aux locales et d’étudier l’évolution de leur densité numérique avec le décalage spectral.

Les difficultés rencontrées pour établir un échantillon de galaxies LSB distantes ont mené à la conclusion qu’une étude morphologique complète était nécessaire pour accéder à la brillance de surface centrale du disque et ainsi identifier les galaxies LSB. Cette étude doit, de plus, être menée sur des échantillons représentatifs de la population de galaxies dans un certain intervalle de masse, afin d’évaluer de façon pertinente la place des LSB dans cette population.

Je discute dans le chapitre 2 les différentes méthodes de classification morphologique, avant de détailler dans le chapitre 3 la sélection des échantillons de galaxies locales et distantes et la méthode adoptée pour les classer morphologiquement. Cette classification est calquée sur l’étude menée par Delgado-Serrano *et al.* (2010) pour les galaxies de masse intermédiaire en l’étendant aux galaxies jusqu’à la masse du Grand Nuage de Magellan. J’ai inclus en plus dans ma classification la distinction

entre les galaxies LSB et les HSB. Les résultats de ce travail sont exposés dans le chapitre 4 de cette thèse.

Les galaxies à $z > 1$ et la nécessité des télescopes géants

La combinaison des observations spatiales (HST) et sol sur les télescopes de la classe des 8-10m a permis d’apporter une première lumière sur les populations de galaxies à $z > 1$. Leurs propriétés commencent à être mieux connues grâce à des études morphologiques (Giavalisco *et al.* 1996; Conselice *et al.* 2003; Ferguson *et al.* 2004; Papovich *et al.* 2005), spectroscopiques (Erb *et al.* 2003; Erb *et al.* 2006; Reddy *et al.* 2006), ou même dynamiques (Förster Schreiber *et al.* 2006; Genzel *et al.* 2006; Wright *et al.* 2007; Law *et al.* 2007; Genzel *et al.* 2008; Bournaud *et al.* 2008).

Des efforts considérables ont été faits pour identifier les galaxies à grand décalage spectral, en utilisant une grande variété de méthodes. Il n’est toujours pas certain que l’intégralité de la population galactique ait été identifiée et atteindre un recensement à grand z est beaucoup plus complexe qu’à $z \leq 1$. Des fonctions de luminosité peuvent être établies pour chaque catégorie de galaxies sélectionnées à grand z . En principe, les études en redshift photométrique pourraient fournir une image encore plus complète si ceux-ci n’étaient pas affectés par des échecs touchant particulièrement les galaxies faibles à grand z . Une avancée possible pourrait être apportée par un relevé spectroscopique de galaxies sélectionnées dans le proche IR ou dans l’IR moyen et utilisant des spectrographes multi-objets (MOS) proche IR. GMASS (Cimatti *et al.*, 2008) fournit un premier aperçu de cela en sélectionnant $m_{4,5\mu m}(AB) < 23$, bien qu’un critère additionnel $z_{phot} > 1,4$ ait été ajouté, sans compter la magnitude limite supplémentaire due à l’utilisation d’un spectrographe optique. Il est probable qu’un recensement raisonnable de la plupart des galaxies les plus massives (typiquement $M_{star} > 10^{11} M_{\odot}$) et des galaxies les plus actives en formation stellaire (au moins les ULIRGs) a été atteint jusqu’à $z \sim 2,5$. Ce n’est probablement pas le cas pour les galaxies de plus faible luminosité et cela affecte particulièrement le recensement global de la masse stellaire à grand décalage spectral. La situation est certainement encore pire pour toute tentative de recensement ou même d’estimation du contenu baryonique à grand décalage spectral puisqu’il est pratiquement certain que la fraction de galaxies riches en gaz augmente avec le décalage spectral (Rodrigues *et al.*, 2012).

Le pouvoir collecteur des futurs télescopes géants (ELTs) permettra de reproduire les mêmes analyses que celles qui sont actuellement menées sur les galaxies à $z < 1$, mais sur des galaxies au moins aussi loin que $z \sim 4$ (Puech *et al.*, 2008). A des décalages spectraux encore plus grands, l’enjeu majeur de cette prochaine génération de télescopes est d’identifier les premières galaxies formées qui apporteront une meilleure compréhension de la phase de réionisation de l’Univers.

Les modèles cosmologiques Λ -CDM prédisent en effet que les structures de l’Univers ont évolué selon un scénario hiérarchique qui implique une croissance par des fusions successives d’objets de plus en plus massifs. Comment se sont alors formées les toutes premières structures de l’Univers? Comment ont-elles évolué pour devenir des galaxies, comme la Voie Lactée, que nous observons aujourd’hui? Comment est distribué le gaz dans le milieu intergalactique? Comment ce gaz s’est-il ionisé? Qu’est-ce qui détermine les propriétés des noyaux actifs et leur lien avec la galaxie hôte? L’Univers observable contient des centaines de milliards de galaxies, elle-mêmes constituées de centaines de milliards d’étoiles, autour d’une grande partie desquelles orbite probablement une exoplanète. Comprendre la formation et l’évolution de toutes ces structures demande de la spectroscopie sur de larges échantillons représentatifs de différentes populations de galaxies, d’étoiles et de planètes. Ceci requiert la sensibilité d’un ELT, combinée à de la spectroscopie multi-objets permettant des observations efficaces qui répondent au besoin d’augmenter la taille des échantillons et d’obtenir

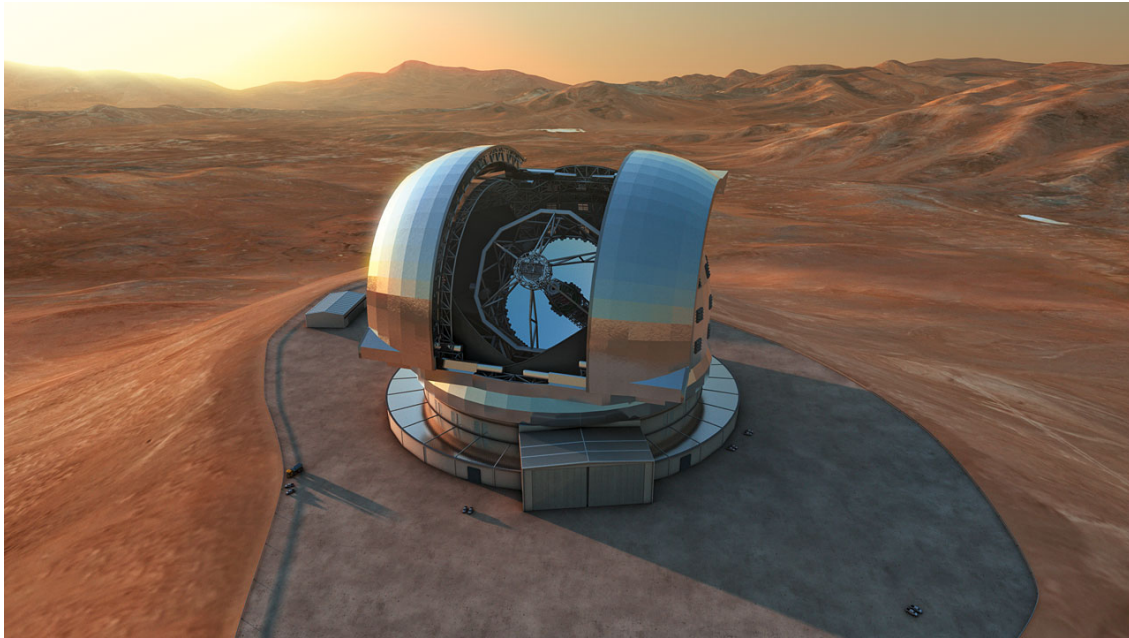


FIGURE 3 – **Vue d’artiste de l’E-ELT** sur le Cerro Armazones (3060m) dans le désert d’Atacama au Chili. *Crédit : ESO*

des résultats statistiques pertinents.

L’ESO a d’ores et déjà lancé la phase de construction de son télescope géant, l’*European Extremely Large Telescope* (E-ELT). Son ouverture de 39m en fait le projet sol le plus ambitieux pour l’observation dans l’optique et dans l’infrarouge, en offrant aux astronomes une sensibilité et une résolution spatiale encore inégalées. Les objectifs scientifiques d’un tel télescope concernent principalement la détection et l’étude des premières structures de l’Univers (jusqu’à 10-13 milliards d’années dans le passé), la résolution des populations stellaires des galaxies pour retracer leur histoire à travers des milliards d’années, et la caractérisation systématique des propriétés et des processus de formation des planètes extrasolaires. L’E-ELT a la particularité, parmi les projets de télescopes géants dans le monde, d’intégrer dans son *design* une optique adaptative (OA), grâce à un grand miroir déformable, permettant une correction de la turbulence atmosphérique dans les couches proches du sol : c’est ce que l’on appelle la GLAO (*Ground Layer Adaptive Optics*, dont le schéma de principe est donné en Figure 4), qui présente l’avantage de fournir une correction grossière de la turbulence sur l’intégralité des $7'$ de champ de vue du télescope. Des performances plus fines pourront être ensuite fournies par des modules dédiés ou inclus dans les instruments eux-mêmes.

Les premières observations avec l’E-ELT sont attendues pour 2024, et l’enjeu est d’assurer qu’un spectrographe multi-objets (MOS) sera disponible pour exploiter les capacités de cet observatoire dès que possible, en s’insérant dans la suite instrumentale de première génération du télescope.

Entre 2008 et 2010, en parallèle de la phase B de l’ELT, neuf études instrumentales en phase A ont été entreprises. Trois d’entre elles étaient des MOS : EAGLE (Cuby *et al.*, 2010), OPTIMOS-EVE (Navarro *et al.*, 2010) et OPTIMOS-DIORAMAS (Le Fèvre *et al.*, 2010). Ceux-ci couvraient différentes parties de l’espace des paramètres en terme de qualité d’image fournie par l’optique adaptative, du nombre de sources à observer simultanément, de la couverture spectrale et de la

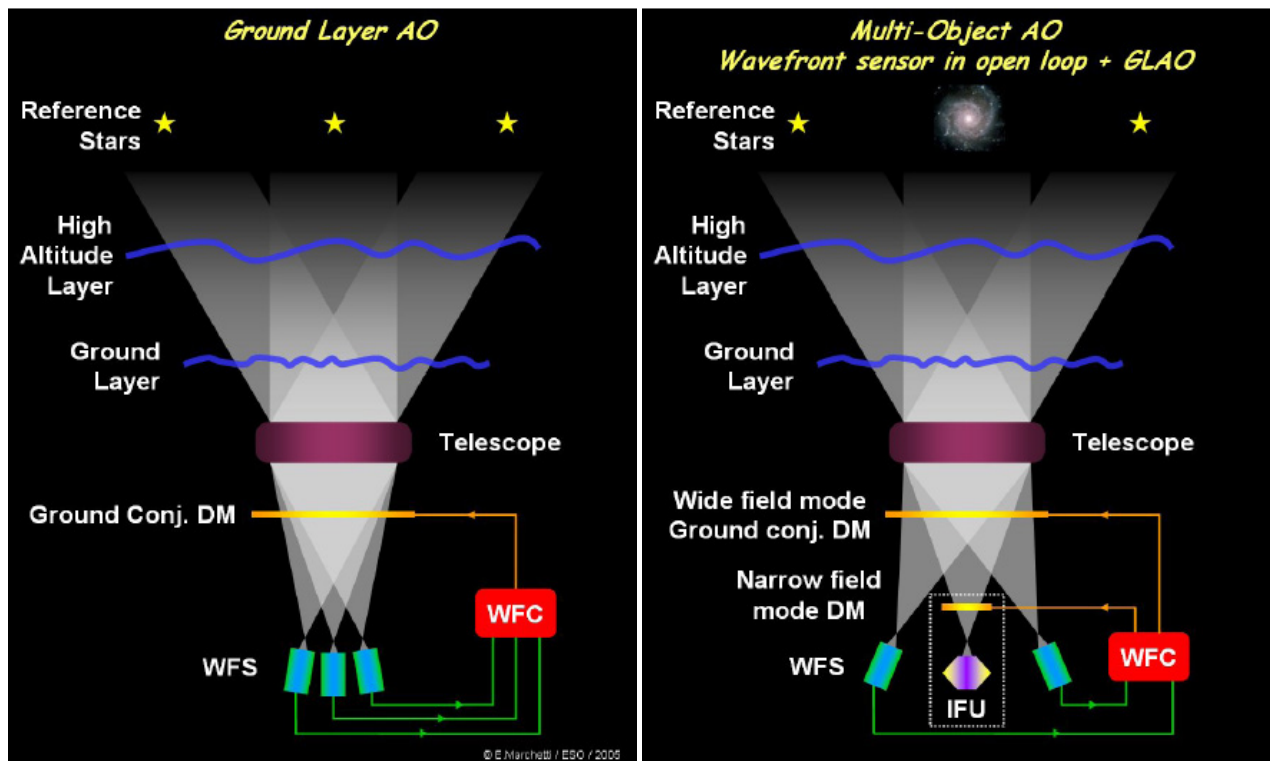


FIGURE 4 – Schémas de principe de la GLAO (à gauche) et de la MOAO (à droite). Dans les deux cas, la turbulence est mesurée dans différentes directions du champ, à l'aide d'étoiles laser ou naturelles, et le volume turbulent est reconstruit à partir de ces mesures. La GLAO corrige alors, à l'aide d'un miroir déformable la turbulence des couches atmosphérique près du sol, fournissant une première correction grossière sur un grand champ de vue. La MOAO corrige la turbulence non pas sur tout le champ, mais dans chaque direction d'intérêt, à l'aide d'un miroir déformable par direction. *Crédit : ESO*

capacité d'imagerie. En particulier, l'instrument EAGLE proposait d'intégrer un concept d'optique adaptative particulièrement adapté aux observations multi-objets : c'est de l'optique adaptative multi-objets (MOAO pour *Multi-Object Adaptive Optics*, Hammer *et al.* 2004), dont le schéma de principe est donné en Figure 4, qui fournit une correction fine de la turbulence atmosphérique dans différentes directions du champ. La MOAO consiste à reconstituer le volume turbulent par tomographie, grâce à des mesures de la déformation du front d'onde sur le trajet optique de la lumière provenant d'étoiles guides naturelles (NGS) et/ou d'étoiles guides artificielles (étoiles guides laser, LGS). La correction à apporter est calculée pour chaque direction d'intérêt du champ et appliquée par un miroir déformable dédié à chacune de ces directions.

Au terme de ces études phase A, l'ESO n'a sélectionné aucun de ces MOS, choisissant pour la première lumière de l'ELT un imageur infrarouge, correspondant à l'étude phase A de MICADO (Davies *et al.*, 2010) et un IFU, correspondant à l'étude de l'instrument HARMONI (Thatte *et al.*, 2010). Il y a quatre ans les consortium des trois MOS ont commencé à se réunir pour redéfinir les besoins scientifiques pour un ELT-MOS et ce nouveau consortium s'est progressivement agrandi, rassemblant aujourd'hui une large partie de la communauté scientifique européenne autour d'un nouvel instrument nommé MOSAIC. Cette nouvelle étude a donné lieu à un White Paper (Evans

et al. 2013; Evans *et al.* 2015), rédigé par les Project Scientist Chris Evans, de l'ATC à Edimbourg, et Mathieu Puech, du GEPI en France, après itération avec les différents contributeurs européens constituant l'équipe scientifique, dont je fais également partie. Ce White Paper définit les besoins scientifiques de l'ELT-MOS et les traduit en spécifications de haut niveau.

La traduction des besoins scientifiques en spécifications instrumentales se fait grâce à des simulations instrumentales *end-to-end*, dont j'expose le principe dans le chapitre 5. J'ai conduit les simulations relatives au cas scientifique de MOSAIC lié à la détection et l'étude des premières galaxies et sources de la réionisation de l'Univers. Les galaxies distantes sont détectées grâce à diverses méthodes, en particulier à travers la détection de la raie Lyman- α , du *Break Lyman* ou bien des raies UV interstellaires dans le spectre des galaxies distantes. Le chapitre 6 présente les résultats de ces simulations en termes de spécifications instrumentales et de performances attendues avec l'instrument MOSAIC, en commençant à discuter notamment des possibilités de stratégie observationnelle.

Bibliographie

- J. E. BARNES : Encounters of disk/halo galaxies. *ApJ*, 331:699–717, août 1988.
- J. E. BARNES : Transformations of galaxies. I - Mergers of equal-mass stellar disks. *ApJ*, 393:484–507, juillet 1992.
- J. E. BARNES : Formation of gas discs in merging galaxies. *MNRAS*, 333:481–494, juillet 2002.
- E. F. BELL, S. PHLEPS, R. S. SOMERVILLE, C. WOLF, A. BORCH et K. MEISENHEIMER : The Merger Rate of Massive Galaxies. *ApJ*, 652:270–276, novembre 2006.
- J. BINNEY et S. TREMAINE : *Galactic dynamics*. 1987.
- Y. BIRNBOIM et A. DEKEL : Virial shocks in galactic haloes? *MNRAS*, 345:349–364, octobre 2003.
- F. BOURNAUD, E. DADDI, B. G. ELMEGREEN, D. M. ELMEGREEN, N. NESVADBA, E. VANZELLA, P. DI MATTEO, L. LE TIRAN, M. LEHNERT et D. ELBAZ : Observations and modeling of a clumpy galaxy at $z = 1.6$. Spectroscopic clues to the origin and evolution of chain galaxies. *A&A*, 486:741–753, août 2008.
- R. J. BOUWENS, G. D. ILLINGWORTH, P. A. OESCH, M. TRENTI, I. LABBÉ, M. FRANX, M. STIAVELLI, C. M. CAROLLO, P. VAN DOKKUM et D. MAGEE : Lower-luminosity Galaxies Could Reionize the Universe : Very Steep Faint-end Slopes to the UV Luminosity Functions at $z \geq 5 - 8$ from the HUDF09 WFC3/IR Observations. *ApJL*, 752:L5, juin 2012.
- J. BRINCHMANN, R. ABRAHAM, D. SCHADE, L. TRESSE, R. S. ELLIS, S. LILLY, O. LE FÈVRE, K. GLAZEBROOK, F. HAMMER, M. COLLESS, D. CRAMPTON et T. BROADHURST : Hubble Space Telescope Imaging of the CFRS and LDSS Redshift Surveys. I. Morphological Properties. *ApJ*, 499:112–133, mai 1998.
- A. CIMATTI, P. CASSATA, L. POZZETTI, J. KURK, M. MIGNOLI, A. RENZINI, E. DADDI, M. BOLZONELLA, M. BRUSA, G. RODIGHIERO, M. DICKINSON, A. FRANCESCHINI, G. ZAMORANI, S. BERTA, P. ROSATI et C. HALLIDAY : GMASS ultradeep spectroscopy of galaxies at $z \sim 2$. II. Superdense passive galaxies : how did they form and evolve? *A&A*, 482:21–42, avril 2008.

- C. J. CONSELICE, M. A. BERSHADY, M. DICKINSON et C. PAPOVICH : A Direct Measurement of Major Galaxy Mergers at $z < \sim 3$. *AJ*, 126:1183–1207, septembre 2003.
- T. J. COX, P. JONSSON, R. S. SOMERVILLE, J. R. PRIMACK et A. DEKEL : The effect of galaxy mass ratio on merger-driven starbursts. *MNRAS*, 384:386–409, février 2008.
- J.-G. CUBY, S. MORRIS, T. FUSCO, M. LEHNERT, P. PARR-BURMAN, G. ROUSSET, J.-P. AMANS, S. BEARD, I. BRYSON, M. COHEN, N. DIPPER, C. EVANS, M. FERRARI, E. GENDRON, J.-L. GIMENEZ, D. GRATADOUR, P. HASTINGS, Z. HUBERT, E. HUGOT, P. JAGOUREL, P. LAPORTE, V. LEBRUN, D. LE MIGNANT, F. MADEC, R. MYERS, B. NEICHEL, T. MORRIS, C. ROBERT, H. SCHNETLER, M. SWINBANK, G. TALBOT, W. TAYLOR, F. VIDAL, S. VIVÈS, P. VOLA, N. WELIKALA et M. WELLS : EAGLE : a MOAO fed multi-IFU NIR workhorse for E-ELT. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7735 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 2, juillet 2010.
- E. DADDI, H. DANNERBAUER, D. ELBAZ, M. DICKINSON, G. MORRISON, D. STERN et S. RAVINDRANATH : Vigorous Star Formation with Low Efficiency in Massive Disk Galaxies at $z = 1.5$. *ApJL*, 673:L21–L24, janvier 2008.
- R. DAVIES, N. AGEORGES, L. BARL, L. R. BEDIN, R. BENDER, P. BERNARDI, F. CHAPRON, Y. CLENET, A. DEEP, E. DEUL, M. DROST, F. EISENHAUER, R. FALOMO, G. FIORENTINO, N. M. FÖRSTER SCHREIBER, E. GENDRON, R. GENZEL, D. GRATADOUR, L. GREGGIO, F. GRUPP, E. HELD, T. HERBST, H.-J. HESS, Z. HUBERT, K. JAHNKE, K. KUIJKEN, D. LUTZ, D. MAGRIN, B. MÜSCHIELOK, R. NAVARRO, E. NOYOLA, T. PAUMARD, G. PIOTTO, R. RAGAZZONI, A. RENZINI, G. ROUSSET, H.-W. RIX, R. SAGLIA, L. TACCONI, M. THIEL, E. TOLSTOY, S. TRIPPE, N. TROMP, E. A. VALENTIJN, G. VERDOES KLEIJN et M. WEGNER : MICADO : the E-ELT adaptive optics imaging camera. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7735 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 2, juillet 2010.
- A. DEKEL et Y. BIRNBOIM : Galaxy bimodality due to cold flows and shock heating. *MNRAS*, 368:2–20, mai 2006.
- A. DEKEL et J. SILK : The origin of dwarf galaxies, cold dark matter, and biased galaxy formation. *ApJ*, 303:39–55, avril 1986.
- R. DELGADO-SERRANO, F. HAMMER, Y. B. YANG, M. PUECH, H. FLORES et M. RODRIGUES : How was the Hubble sequence 6 Gyr ago? *A&A*, 509:A78, janvier 2010.
- D. K. ERB, A. E. SHAPLEY, C. C. STEIDEL, M. PETTINI, K. L. ADELBERGER, M. P. HUNT, A. F. M. MOORWOOD et J.-G. CUBY : $H\alpha$ Spectroscopy of Galaxies at $z > 2$: Kinematics and Star Formation. *ApJ*, 591:101–118, juillet 2003.
- D. K. ERB, C. C. STEIDEL, A. E. SHAPLEY, M. PETTINI, N. A. REDDY et K. L. ADELBERGER : $H\alpha$ Observations of a Large Sample of Galaxies at $z \sim 2$: Implications for Star Formation in High-Redshift Galaxies. *ApJ*, 647:128–139, août 2006.
- C. EVANS, M. PUECH, J. AFONSO, O. ALMAINI, P. AMRAM, H. AUSSEL, B. BARBUY, A. BASDEN, N. BASTIAN, G. BATTAGLIA, B. BILLER, P. BONIFACIO, N. BOUCHÉ, A. BUNKER, E. CAFFAU, S. CHARLOT, M. CIRASUOLO, Y. CLENET, F. COMBES, C. CONSELICE, T. CONTINI, J.-G. CUBY,

- G. DALTON, B. DAVIES, A. DE KOTER, K. DISSEAU, J. DUNLOP, B. EPINAT, F. FIORE, S. FELTZING, A. FERGUSON, H. FLORES, A. FONTANA, T. FUSCO, D. GADOTTI, A. GALLAZZI, J. GALLEGO, E. GIALONGO, T. GONÇALVES, D. GRATADOUR, E. GUENTHER, F. HAMMER, V. HILL, M. HUERTAS-COMPANY, R. IBATA, L. KAPER, A. KORN, S. LARSEN, O. LE FÈVRE, B. LEMASLE, C. MARASTON, S. MEI, Y. MELLIER, S. MORRIS, G. ÖSTLIN, T. PAUMARD, R. PELLO, L. PENTERICCI, C. PEROUX, P. PETITJEAN, M. RODRIGUES, L. RODRÍGUEZ-MUÑOZ, D. ROUAN, H. SANA, D. SCHAERER, E. TELLES, S. TRAGER, L. TRESSE, N. WELIKALA, S. ZIBETTI et B. ZIEGLER : The Science Case for Multi-Object Spectroscopy on the European ELT. *ArXiv e-prints*, janvier 2015.
- C. EVANS, M. PUECH, B. BARBUY, N. BASTIAN, P. BONIFACIO, E. CAFFAU, J.-G. CUBY, G. DALTON, B. DAVIES, J. DUNLOP, H. FLORES, F. HAMMER, L. KAPER, B. LEMASLE, S. MORRIS, L. PENTERICCI, P. PETITJEAN, D. SCHAERER, E. TELLES, N. WELIKALA et B. ZIEGLER : ELT-MOS White Paper : Science Overview & Requirements. *ArXiv e-prints*, février 2013.
- H. C. FERGUSON, M. DICKINSON, M. GIAVALISCO, C. KRETCHMER, S. RAVINDRANATH, R. IDZI, E. TAYLOR, C. J. CONSELICE, S. M. FALL, J. P. GARDNER, M. LIVIO, P. MADAU, L. A. MOUSTAKAS, C. M. PAPOVICH, R. S. SOMERVILLE, H. SPINRAD et D. STERN : The Size Evolution of High-Redshift Galaxies. *ApJL*, 600:L107–L110, janvier 2004.
- H. FLORES, F. HAMMER, M. PUECH, P. AMRAM et C. BALKOWSKI : 3D spectroscopy with VLT/GIRAFFE. I. The true Tully Fisher relationship at $z \sim 0.6$. *A&A*, 455:107–118, août 2006.
- H. FLORES, F. HAMMER, T. X. THUAN, C. CÉSARSKY, F. X. DESERT, A. OMONT, S. J. LILLY, S. EALES, D. CRAMPTON et O. LE FÈVRE : 15 Micron Infrared Space Observatory Observations of the 1415+52 Canada-France Redshift Survey Field : The Cosmic Star Formation Rate as Derived from Deep Ultraviolet, Optical, Mid-Infrared, and Radio Photometry. *ApJ*, 517:148–167, mai 1999.
- N. M. FÖRSTER SCHREIBER, R. GENZEL, M. D. LEHNERT, N. BOUCHÉ, A. VERMA, D. K. ERB, A. E. SHAPLEY, C. C. STEIDEL, R. DAVIES, D. LUTZ, N. NESVADBA, L. J. TACCONI, F. EISENHAEUER, R. ABUTER, A. GILBERT, S. GILLESSEN et A. STERNBERG : SINFONI Integral Field Spectroscopy of $z \sim 2$ UV-selected Galaxies : Rotation Curves and Dynamical Evolution. *ApJ*, 645:1062–1075, juillet 2006.
- N. M. FÖRSTER SCHREIBER, A. E. SHAPLEY, D. K. ERB, R. GENZEL, C. C. STEIDEL, N. BOUCHÉ, G. CRESCI et R. DAVIES : Constraints on the Assembly and Dynamics of Galaxies. I. Detailed Rest-frame Optical Morphologies on Kiloparsec Scale of $z \sim 2$ Star-forming Galaxies. *ApJ*, 731:65, avril 2011.
- R. GENZEL, A. BURKERT, N. BOUCHÉ, G. CRESCI, N. M. FÖRSTER SCHREIBER, A. SHAPLEY, K. SHAPIRO, L. J. TACCONI, P. BUSCHKAMP, A. CIMATTI, E. DADDI, R. DAVIES, F. EISENHAEUER, D. K. ERB, S. GENEL, O. GERHARD, E. HICKS, D. LUTZ, T. NAAB, T. OTT, S. RABIEN, A. RENZINI, C. C. STEIDEL, A. STERNBERG et S. J. LILLY : From Rings to Bulges : Evidence for Rapid Secular Galaxy Evolution at $z \sim 2$ from Integral Field Spectroscopy in the SINS Survey. *ApJ*, 687:59–77, novembre 2008.
- R. GENZEL, L. J. TACCONI, F. EISENHAEUER, N. M. FÖRSTER SCHREIBER, A. CIMATTI, E. DADDI, N. BOUCHÉ, R. DAVIES, M. D. LEHNERT, D. LUTZ, N. NESVADBA, A. VERMA, R. ABUTER,

- K. SHAPIRO, A. STERNBERG, A. RENZINI, X. KONG, N. ARIMOTO et M. MIGNOLI : The rapid formation of a large rotating disk galaxy three billion years after the Big Bang. *Nature*, 442:786–789, août 2006.
- M. GIAVALISCO, C. C. STEIDEL et F. D. MACCHETTO : Hubble Space Telescope Imaging of Star-forming Galaxies at Redshifts $z > 3$. *ApJ*, 470:189, octobre 1996.
- R. GUZMÁN, J. GALLEGRO, D. C. KOO, A. C. PHILLIPS, J. D. LOWENTHAL, S. M. FABER, G. D. ILLINGWORTH et N. P. VOGT : The Nature of Compact Galaxies in the Hubble Deep Field. II. Spectroscopic Properties and Implications for the Evolution of the Star Formation Rate Density of the Universe¹. *ApJ*, 489:559–572, novembre 1997.
- F. HAMMER, H. FLORES, D. ELBAZ, X. Z. ZHENG, Y. C. LIANG et C. CESARSKY : Did most present-day spirals form during the last 8 Gyr?. A formation history with violent episodes revealed by panchromatic observations. *A&A*, 430:115–128, janvier 2005.
- F. HAMMER, M. PUECH, F. F. ASSEMAT, E. GENDRON, F. SAYEDE, P. LAPORTE, M. MARTEAUD, A. LIOTARD et F. ZAMKOTSIAN : FALCON : a concept to extend adaptive optics corrections to cosmological fields. In A. L. ARDEBERG et T. ANDERSEN, éditeurs : *Second Backaskog Workshop on Extremely Large Telescopes*, volume 5382 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, pages 727–736, juillet 2004.
- P. F. HOPKINS, K. BUNDY, D. CROTON, L. HERNQUIST, D. KERES, S. KHOCHFAR, K. STEWART, A. WETZEL et J. D. YOUNGER : Mergers and Bulge Formation in Λ CDM : Which Mergers Matter? *ApJ*, 715:202–229, mai 2010.
- P. F. HOPKINS, L. HERNQUIST, T. J. COX, J. D. YOUNGER et G. BESLA : The Radical Consequences of Realistic Satellite Orbits for the Heating and Implied Merger Histories of Galactic Disks. *ApJ*, 688:757–769, décembre 2008.
- E. P. HUBBLE : Extragalactic nebulae. *ApJ*, 64:321–369, décembre 1926.
- O. ILBERT, H. J. MCCrackEN, O. LE FÈVRE, P. CAPAK, J. DUNLOP, A. KARIM, M. A. RENZINI, K. CAPUTI, S. BOISSIER, S. ARNOUITS, H. AUSSSEL, J. COMPARAT, Q. GUO, P. HUDELLOT, J. KARTALTEPE, J. P. KNEIB, J. K. KROGAGER, E. LE FLOC’H, S. LILLY, Y. MELLIER, B. MILVANG-JENSEN, T. MOUTARD, M. ONODERA, J. RICHARD, M. SALVATO, D. B. SANDERS, N. SCOVILLE, J. D. SILVERMAN, Y. TANIGUCHI, L. TASCIA, R. THOMAS, S. TOFT, L. TRESSE, D. VERGANI, M. WOLK et A. ZIRM : Mass assembly in quiescent and star-forming galaxies since $z \simeq 4$ from UltraVISTA. *A&A*, 556:A55, août 2013.
- O. ILBERT, L. TRESSE, E. ZUCCA, S. BARDELLI, S. ARNOUITS, G. ZAMORANI, L. POZZETTI, D. BOTTINI, B. GARILLI, V. LE BRUN, O. LE FÈVRE, D. MACCAGNI, J.-P. PICAT, R. SCARAMELLA, M. SCODEGGIO, G. VETTOLANI, A. ZANICHELLI, C. ADAMI, M. ARNABOLDI, M. BOLZONELLA, A. CAPPI, S. CHARLOT, T. CONTINI, S. FOUCAUD, P. FRANZETTI, I. GAVIGNAUD, L. GUZZO, A. IOVINO, H. J. MCCrackEN, B. MARANO, C. MARINONI, G. MATHEZ, A. MAZURE, B. MEUNEUX, R. MERIGHI, S. PALTANI, R. PELLO, A. POLLO, M. RADOVICH, M. BONDI, A. BONGIORNO, G. BUSARELLO, P. CILIEGI, F. LAMAREILLE, Y. MELLIER, P. MERLUZZI, V. RIPEPI et D. RIZZO : The VIMOS-VLT deep survey. Evolution of the galaxy luminosity function up to $z = 2$ in first epoch data. *A&A*, 439:863–876, septembre 2005.

- S. KAVIRAJ, K.-M. TAN, R. S. ELLIS et J. SILK : A coincidence of disturbed morphology and blue UV colour : minor-merger-driven star formation in early-type galaxies at $z \sim 0.6$. *MNRAS*, 411:2148–2160, mars 2011.
- R. C. KENNICUTT, Jr. : The Global Schmidt Law in Star-forming Galaxies. *ApJ*, 498:541–552, mai 1998.
- D. KEREŠ, N. KATZ, D. H. WEINBERG et R. DAVÉ : How do galaxies get their gas? *MNRAS*, 363:2–28, octobre 2005.
- S. KHOCHFAR, J. SILK, R. A. WINDHORST et R. E. RYAN, Jr. : The Evolving Faint End of the Luminosity Function. *ApJL*, 668:L115–L118, octobre 2007.
- J. KORMENDY, D. B. FISHER, M. E. CORNELL et R. BENDER : Structure and Formation of Elliptical and Spheroidal Galaxies. *ApJS*, 182:216–309, mai 2009.
- D. R. LAW, C. C. STEIDEL, D. K. ERB, J. E. LARKIN, M. PETTINI, A. E. SHAPLEY et S. A. WRIGHT : Integral Field Spectroscopy of High-Redshift Star-forming Galaxies with Laser-guided Adaptive Optics : Evidence for Dispersion-dominated Kinematics. *ApJ*, 669:929–946, novembre 2007.
- O. LE FÈVRE, R. ABRAHAM, S. J. LILLY, R. S. ELLIS, J. BRINCHMANN, D. SCHADE, L. TRESSE, M. COLLESS, D. CRAMPTON, K. GLAZEBROOK, F. HAMMER et T. BROADHURST : Hubble Space Telescope imaging of the CFRS and LDSS redshift surveys - IV. Influence of mergers in the evolution of faint field galaxies from $z \sim 1$. *MNRAS*, 311:565–575, janvier 2000.
- O. LE FÈVRE, D. MACCAGNI, S. PALTANI, L. HILL, D. LE MIGNANT, L. TRESSE, F. GARZON LOPEZ, O. ALMAINI, J. BRINCHMANN, S. CHARLOT, B. CIARDI, A. FONTANA, J. GALLEGO, B. GARILLI, O. ILBERT, B. MENEUX, V. DE CAPRIO, B. DELABRE, L. GENOLET, M. JAQUET, L. MARTIN, F. ROMAN et G. ROUSSET : DIORAMAS : a wide-field visible and near-infrared imaging multi-slit spectrograph for the EELT. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7735 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 28, juillet 2010.
- Y. C. LIANG, F. HAMMER et H. FLORES : Significant evolution of the stellar mass-metallicity relation since $z \sim 0.65$. *A&A*, 447:113–119, février 2006.
- Y. C. LIANG, F. HAMMER, H. FLORES, D. ELBAZ, D. MARCILLAC et C. J. CESARSKY : The Luminosity-Metallicity relation of distant luminous infrared galaxies. *A&A*, 423:867–880, septembre 2004.
- S. LILLY, D. SCHADE, R. ELLIS, O. LE FÈVRE, J. BRINCHMANN, L. TRESSE, R. ABRAHAM, F. HAMMER, D. CRAMPTON, M. COLLESS, K. GLAZEBROOK, G. MALLÉN-ORNELAS et T. BROADHURST : Hubble Space Telescope Imaging of the CFRS and LDSS Redshift Surveys. II. Structural Parameters and the Evolution of disk Galaxies to $z \sim 1$. *ApJ*, 500:75–94, juin 1998.
- J. M. LOTZ, M. DAVIS, S. M. FABER, P. GUHATHAKURTA, S. GWYN, J. HUANG, D. C. KOO, E. LE FLOC'H, L. LIN, J. NEWMAN, K. NOESKE, C. PAPOVICH, C. N. A. WILLMER, A. COIL, C. J. CONSELICE, M. COOPER, A. M. HOPKINS, A. METEVIER, J. PRIMACK, G. RIEKE et B. J. WEINER : The Evolution of Galaxy Mergers and Morphology at $z < 1.2$ in the Extended Groth Strip. *ApJ*, 672:177–197, janvier 2008a.

- J. M. LOTZ, P. JONSSON, T. J. COX et J. R. PRIMACK : Galaxy merger morphologies and time-scales from simulations of equal-mass gas-rich disc mergers. *MNRAS*, 391:1137–1162, décembre 2008b.
- D. MARCHESINI, M. STEFANON, G. B. BRAMMER et K. E. WHITAKER : The Evolution of the Rest-frame V-band Luminosity Function from $z = 4$: A Constant Faint-end Slope over the Last 12 Gyr of Cosmic History. *ApJ*, 748:126, avril 2012.
- A. MORTLOCK, C. J. CONSELICE, W. G. HARTLEY, K. DUNCAN, C. LANI, J. R. OWNSWORTH, O. ALMAINI, A. v. d. WEL, K.-H. HUANG, M. L. N. ASHBY, S. P. WILLNER, A. FONTANA, A. DEKEL, A. M. KOEKEMOER, H. C. FERGUSON, S. M. FABER, N. A. GROGIN et D. D. KOCEVSKI : Deconstructing the galaxy stellar mass function with UKIDSS and CANDELS : the impact of colour, structure and environment. *MNRAS*, 447:2–24, février 2015.
- A. MUZZIN, D. MARCHESINI, M. STEFANON, M. FRANX, H. J. MCCrackEN, B. MILVANG-JENSEN, J. S. DUNLOP, J. P. U. FYNBO, G. BRAMMER, I. LABBÉ et P. G. VAN DOKKUM : The Evolution of the Stellar Mass Functions of Star-forming and Quiescent Galaxies to $z = 4$ from the COSMOS/UltraVISTA Survey. *ApJ*, 777:18, novembre 2013.
- T. NAAB et A. BURKERT : Statistical Properties of Collisionless Equal- and Unequal-Mass Merger Remnants of Disk Galaxies. *ApJ*, 597:893–906, novembre 2003.
- J. F. NAVARRO et W. BENZ : Dynamics of cooling gas in galactic dark halos. *ApJ*, 380:320–329, octobre 1991.
- J. F. NAVARRO et M. STEINMETZ : Dark Halo and Disk Galaxy Scaling Laws in Hierarchical Universes. *ApJ*, 538:477–488, août 2000.
- R. NAVARRO, F. CHEMLA, P. BONIFACIO, H. FLORES, I. GUINOARD, J.-M. HUET, M. PUECH, F. ROYER, J. H. PRAGT, G. WULTERKENS, E. C. SAWYER, M. E. CALDWELL, I. A. J. TOSH, M. S. WHALLEY, G. F. W. WOODHOUSE, P. SPANÒ, P. DI MARCANTONIO, M. I. ANDERSEN, G. B. DALTON, L. KAPER et F. HAMMER : Project overview of OPTIMOS-EVE : the fibre-fed multi-object spectrograph for the E-ELT. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7735 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 2, juillet 2010.
- B. NEICHEL, F. HAMMER, M. PUECH, H. FLORES, M. LEHNERT, A. RAWAT, Y. YANG, R. DELGADO, P. AMRAM, C. BALKOWSKI, C. CESARSKY, H. DANNERBAUER, I. FUENTES-CARRERA, B. GUIDERDONI, A. KEMBHAVI, Y. C. LIANG, N. NESVADBA, G. ÖSTLIN, L. POZZETTI, C. D. RAVIKUMAR, S. DI SEREGO ALIGHIERI, D. VERGANI, J. VERNET et H. WOZNIAK : IMAGES. II. A surprisingly low fraction of undisturbed rotating spiral disks at $z \sim 0.6$ The morpho-kinematical relation 6 Gyr ago. *A&A*, 484:159–172, juin 2008.
- T. OKAMOTO, V. R. EKE, C. S. FRENK et A. JENKINS : Effects of feedback on the morphology of galaxy discs. *MNRAS*, 363:1299–1314, novembre 2005.
- C. PAPOVICH, M. DICKINSON, M. GIAVALISCO, C. J. CONSELICE et H. C. FERGUSON : The Assembly of Diversity in the Morphologies and Stellar Populations of High-Redshift Galaxies. *ApJ*, 631:101–120, septembre 2005.

-
- M. PUECH, H. FLORES, F. HAMMER, Y. YANG, B. NEICHEL, M. LEHNERT, L. CHEMIN, N. NESVADBA, B. EPINAT, P. AMRAM, C. BALKOWSKI, C. CESARSKY, H. DANNERBAUER, S. DI SEREGO ALIGHIERI, I. FUENTES-CARRERA, B. GUIDERDONI, A. KEMBHAVI, Y. C. LIANG, G. ÖSTLIN, L. POZZETTI, C. D. RAVIKUMAR, A. RAWAT, D. VERGANI, J. VERNET et H. WOZNIAK : IMAGES. III. The evolution of the near-infrared Tully-Fisher relation over the last 6 Gyr. *A&A*, 484:173–187, juin 2008.
- M. PUECH, F. HAMMER, P. F. HOPKINS, E. ATHANASSOULA, H. FLORES, M. RODRIGUES, J. L. WANG et Y. B. YANG : Galaxy Disks Do Not Need to Survive in the Λ CDM Paradigm : The Galaxy Merger Rate Out to $z \sim 1.5$ from Morpho-kinematic Data. *ApJ*, 753:128, juillet 2012.
- A. RAWAT, F. HAMMER, A. K. KEMBHAVI et H. FLORES : Toward a Robust Estimate of the Merger Rate Evolution Using Near-IR Photometry. *ApJ*, 681:1089–1098, juillet 2008.
- N. A. REDDY et C. C. STEIDEL : A Steep Faint-End Slope of the UV Luminosity Function at $z \sim 2-3$: Implications for the Global Stellar Mass Density and Star Formation in Low-Mass Halos. *ApJ*, 692:778–803, février 2009.
- N. A. REDDY, C. C. STEIDEL, D. K. ERB, A. E. SHAPLEY et M. PETTINI : A Spectroscopic Survey of Redshift $1.4 < z < 3.0$ Galaxies in the GOODS-North Field : Survey Description, Catalogs, and Properties. *ApJ*, 653:1004–1026, décembre 2006.
- M. S. ROBERTS et M. P. HAYNES : Physical Parameters along the Hubble Sequence. *ARAA*, 32:115–152, 1994.
- B. ROBERTSON, J. S. BULLOCK, T. J. COX, T. DI MATTEO, L. HERNQUIST, V. SPRINGEL et N. YOSHIDA : A Merger-driven Scenario for Cosmological Disk Galaxy Formation. *ApJ*, 645:986–1000, juillet 2006.
- M. RODRIGUES, M. PUECH, F. HAMMER, B. ROTHBERG et H. FLORES : A decrease of the gas exchanges between galaxies and the intergalactic medium, from 12 to 6 billion years ago. *MNRAS*, 421:2888–2903, avril 2012.
- R. E. RYAN, Jr., N. P. HATHI, S. H. COHEN, S. MALHOTRA, J. RHOADS, R. A. WINDHORST, T. BUDAVÁRI, N. PIRZKAL, C. XU, N. PANAGIA, L. A. MOUSTAKAS, S. DI SEREGO ALIGHIERI et H. YAN : The Galaxy Luminosity Function at $z \sim 1$ in the HUDF : Probing the Dwarf Population. *ApJ*, 668:839–845, octobre 2007.
- D. B. SANDERS et I. F. MIRABEL : Luminous Infrared Galaxies. *ARAA*, 34:749, 1996.
- D. SCHADE, S. J. LILLY, D. CRAMPTON, R. S. ELLIS, O. LE FÈVRE, F. HAMMER, J. BRINCHMANN, R. ABRAHAM, M. COLLESS, K. GLAZEBROOK, L. TRESSE et T. BROADHURST : Hubble Space Telescope Imaging of the CFRS and LDSS Redshift Surveys. III. Field Elliptical Galaxies at $0.2 < z < 1.0$. *ApJ*, 525:31–46, novembre 1999.
- B. SEMELIN et F. COMBES : Formation and evolution of galactic disks with a multiphase numerical model. *A&A*, 388:826–841, juin 2002.
- N. THATTE, M. TECZA, F. CLARKE, R. L. DAVIES, A. REMILLIEUX, R. BACON, D. LUNNEY, S. ARRIBAS, E. MEDIAVILLA, F. GAGO, N. BEZAWADA, P. FERRUIT, A. FRAGOSO, D. FREEMAN,

- J. FUENTES, T. FUSCO, A. GALLIE, A. GARCIA, T. GOODSALL, F. GRACIA, A. JARNO, J. KOSMALKSI, J. LYNN, S. MCLAY, D. MONTGOMERY, A. PECONTAL, H. SCHNETLER, H. SMITH, D. SOSA, G. BATTAGLIA, N. BOWLES, L. COLINA, E. EMSELLEM, A. GARCIA-PEREZ, S. GLADYSZ, I. HOOK, P. IRWIN, M. JARVIS, R. KENNICUTT, A. LEVAN, A. LONGMORE, J. MAGORRIAN, M. MCCAUGHREAN, L. ORIGLIA, R. REBOLO, D. RIGOPOULOU, S. RYAN, M. SWINBANK, N. TANVIR, E. TOLSTOY et A. VERMA : HARMONI : a single-field wide-band integral-field spectrograph for the European ELT. *In Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7735 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 2, juillet 2010.
- P. B. TISSERA, R. DOMÍNGUEZ-TENREIRO, C. SCANNAPIECO et A. SÁIZ : Double starbursts triggered by mergers in hierarchical clustering scenarios. *MNRAS*, 333:327–338, juin 2002.
- A. TOOMRE : Gravitational interactions between galaxies. *In* J. R. SHAKESHAFT, éditeur : *The Formation and Dynamics of Galaxies*, volume 58 de *IAU Symposium*, pages 347–363, 1974.
- A. TOOMRE et J. TOOMRE : Galactic Bridges and Tails. *ApJ*, 178:623–666, décembre 1972.
- S. D. M. WHITE et M. J. REES : Core condensation in heavy halos - A two-stage theory for galaxy formation and clustering. *MNRAS*, 183:341–358, mai 1978.
- S. A. WRIGHT, J. E. LARKIN, M. BARCZYS, D. K. ERB, C. ISERLOHE, A. KRABBE, D. R. LAW, M. W. MCELWAIN, A. QUIRRENBACH, C. C. STEIDEL et J. WEISS : Integral Field Spectroscopy of a Candidate Disk Galaxy at $z \sim 1.5$ Using Laser Guide Star Adaptive Optics. *ApJ*, 658:78–84, mars 2007.
- Y. YANG, H. FLORES, F. HAMMER, B. NEICHEL, M. PUECH, N. NESVADBA, A. RAWAT, C. CESARSKY, M. LEHNERT, L. POZZETTI, I. FUENTES-CARRERA, P. AMRAM, C. BALKOWSKI, H. DANNERBAUER, S. DI SEREGO ALIGHIERI, B. GUIDERDONI, A. KEMBHAVI, Y. C. LIANG, G. ÖSTLIN, C. D. RAVIKUMAR, D. VERGANI, J. VERNET et H. WOZNIAK : IMAGES. I. Strong evolution of galaxy kinematics since $z = 1$. *A&A*, 477:789–805, janvier 2008.
- X. Z. ZHENG, F. HAMMER, H. FLORES, F. ASSÉMAT et D. PELAT : HST/WFPC2 morphologies and color maps of distant luminous infrared galaxies. *A&A*, 421:847–862, juillet 2004.

Première partie

Evolution des galaxies de faible masse
jusqu'à $z \sim 1$

Chapitre 1

Les galaxies à faible brillance de surface

Sommaire

1.1 Découverte et propriétés des galaxies LSB	21
1.1.1 Historique	21
1.1.2 Propriétés	23
1.1.3 Les galaxies LSB géantes	24
1.2 Définition et méthodes de sélection dans l’Univers local	25
1.2.1 Définition sur le critère de la brillance de surface centrale	25
1.2.2 Correction de l’extinction et inclinaison	27
1.3 Vers une étude à plus grand décalage spectral	28
1.3.1 Recherche des galaxies à faible brillance de surface dans le HUDF	28
1.3.2 Nouveau critère de sélection des galaxies LSB en bande rouge	29
1.3.3 Conclusion et méthodologie	31
Bibliographie	32

1.1 Découverte et propriétés des galaxies LSB

1.1.1 Historique

Dés 1936, Hubble avait noté que les galaxies intrinsèquement faibles étaient visibles à des distances beaucoup plus petites que les galaxies brillantes (Hubble, 1936). Plus tard, Zwicky (1957) émit déjà l’hypothèse que le ciel nocturne induisait des limites sur le type de galaxies que l’on était capable de détecter. Arp (1965) montra que la plupart des galaxies étudiées jusqu’alors occupaient une bande étroite dans le diagramme luminosité-diamètre, impliquant des brillances de surface pratiquement identiques. Cette conclusion a été quantifiée par Freeman (1970), qui étudia la distribution en brillance de surface centrale dans le filtre bleu de Johnson d’un échantillon de 36 galaxies à disques (spirales et lenticulaires) et établit que leur disque avait une brillance de surface centrale dans l’intervalle $\mu_0(B) = 21,65 \pm 0,3 \text{ mag.arcsec}^{-2}$. Le fait que toutes les galaxies à disque puissent avoir la même brillance de surface n’était pas sans conséquence sur les théories de formation et d’évolution des galaxies, puisque cela aurait supposé qu’elles aient toutes la même densité surfacique de gaz et que leur formation stellaire, leur moment angulaire et leur masse menaient tous ensemble à produire

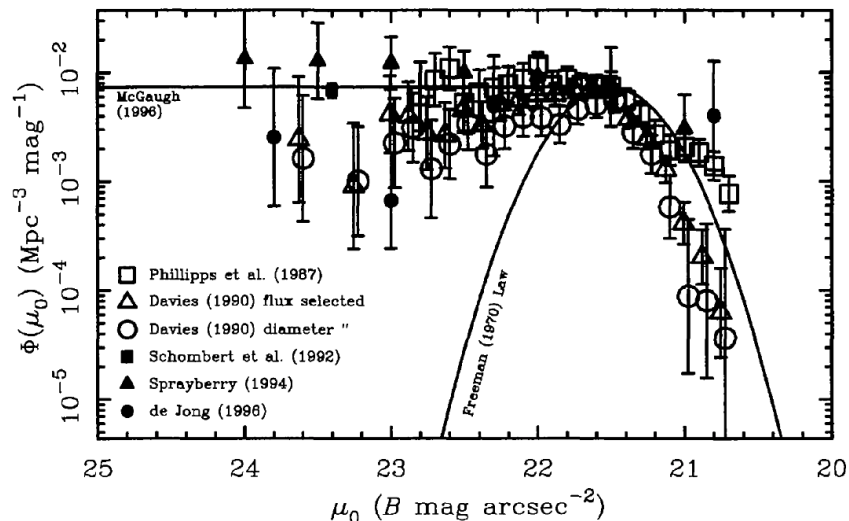


FIGURE 1.1 – **Densité numérique des galaxies en fonction de la brillance de surface centrale de leur disque.** Figure tirée de McGaugh *et al.* (1995b). Leur échantillon est toutefois à considérer avec beaucoup de précaution, car aucune sélection en masse n’est effectuée, induisant un manque de maîtrise des biais possibles et une impossibilité à interpréter correctement ces résultats.

une même brillance de surface pour toutes les galaxies. Disney (1976) s’intéressa aux effets de sélection dans les relevés de galaxies et expliqua ainsi la forme étroite de la distribution de Freeman, concluant que la vision que l’on pouvait avoir de l’Univers à l’époque était biaisée vers les galaxies les plus brillantes du fait de l’effet de sélection produit par la brillance de surface du ciel nocturne. Il s’ensuivit alors une réelle chasse aux galaxies à faible brillance de surface (*Low Surface Brightness galaxies*, d’où le terme de galaxies LSB), qui furent alors définies comme les galaxies dont la brillance de surface centrale du disque était plus faible que celle du ciel nocturne, en opposition aux autres galaxies, dites HSB (*High Surface Brightness*). Le ré-examen des plaques photographiques révéla alors de nombreuses galaxies jusque là oubliées, et la découverte fortuite en 1987 de la galaxie LSB géante Malin 1 (Bothun *et al.*, 1987) amena la communauté scientifique à s’intéresser largement à ces galaxies. McGaugh *et al.* (1995a) mirent effectivement en évidence la sévérité des effets de sélection, et l’absence par conséquent d’échantillons entièrement représentatifs de la population de galaxies locales. La Figure 1.1 montre la densité numérique de galaxies en fonction de la brillance de surface centrale de leurs disques dans le bleu, calculée dans le cadre de plusieurs études et comparées entre elles (McGaugh *et al.* 1995a; O’Neil et Bothun 2000; Habertzettl *et al.* 2007a). Par exemple, McGaugh *et al.* (1995a) ont ainsi suggéré que la densité numérique de galaxies telles que $\mu_0(B) < 23 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ est de l’ordre de 10^5 fois plus élevée que la valeur trouvée par Freeman. Il est cependant important de souligner que, si ces études soulèvent un problème potentiel quant à la complétude des relevés de galaxies, elles ne maîtrisent elles-mêmes pas les biais de sélection introduits par la manière dont sont sélectionnées les galaxies, puisque celles-ci ne sont pas sélectionnées en masse. Par exemple, si les galaxies sélectionnées telles que $\mu_0(B) < 23 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ sont majoritairement des galaxies de faible masse stellaire et que les galaxies HSB qui suivent la distribution de Freeman sont, elles, massives, alors la comparaison effectuée perd son sens.

Ces découvertes ont motivé de nouveaux relevés consacrés entièrement à la recherche de galaxies à

faible brillance de surface, d’abord par leur recherche dans les catalogues existants, notamment UGC (Nilson, 1973) et ESO-LV (Lauberts et Valentijn, 1989) et par l’examen des plaques photographiques avec la mise en œuvre d’algorithmes optimisés pour la recherche de sources faibles (Schombert et Bothun 1988; Schombert *et al.* 1992; Impey *et al.* 1996; Morshidi-Esslinger *et al.* 1999). Vinrent ensuite les relevés CCD qui ont permis une meilleure sensibilité (O’Neil *et al.* 1997; Dalcanton *et al.* 1997; Brown *et al.* 2001). Des recherches de galaxies LSB naines dans les amas ont également été entreprises (Impey *et al.* 1988; Bothun *et al.* 1991; Schombert *et al.* 1997; Sabatini *et al.* 2003). Tous ces relevés ont permis la constitution d’échantillons de galaxies LSB locales, qui ont constitué la base de la plupart des études ultérieures sur leur composition stellaire et leur formation stellaire (McGaugh et Bothun 1994; de Blok et van der Hulst 1998a; de Blok et van der Hulst 1998b; van den Hoek *et al.* 2000), leur morphologie (McGaugh *et al.*, 1995b), leur distribution spatiale et leur densité numérique (Mo *et al.* 1994; Dalcanton *et al.* 1997; O’Neil et Bothun 2000). De nombreuses observations en HI ont également mené à l’étude de leur rapport masse sur luminosité et leur rapport à la relation de Tully-Fisher (Sprayberry *et al.* 1995a; Zwaan *et al.* 1995; O’Neil *et al.* 2000; Chung *et al.* 2002) ainsi qu’à l’étude de leur courbe de rotation (McGaugh *et al.* 2001; de Blok et Bosma 2002; de Blok 2005).

L’avènement des grands relevés modernes a permis de collecter un nombre considérable de données observationnelles de haute qualité qui furent mises à profit pour l’étude des propriétés photométriques et spectroscopiques des galaxies LSB dans plusieurs domaines de longueurs d’onde. Le Sloan Digital Sky Survey (SDSS, Stoughton *et al.* 2002) a permis, par la constitution de grands échantillons de galaxies LSB, l’étude de leurs propriétés statistiques (Zhong *et al.* 2008; Zhong *et al.* 2012) et de leur environnement à grande échelle (Rosenbaum *et al.* 2009; Galaz *et al.* 2011), ainsi que d’autres études sur leur métallicité (Liang *et al.*, 2010) et sur leurs AGN (Mei *et al.*, 2009). Le relevé 2MASS a permis la recherche de galaxies LSB dans l’IR (Monnier Ragainne *et al.* 2003b; Monnier Ragainne *et al.* 2003a) et l’étude des populations stellaires (Zhong *et al.*, 2008). Des études de galaxies LSB locales et en particulier l’étude de leur formation stellaire ont été approfondies également grâce à des observations spatiales avec GALEX (Boissier *et al.*, 2008) et Spitzer (Hinz *et al.* 2007; Schombert et McGaugh 2014). Enfin on peut noter quelques tentatives de détection de galaxies LSB dans l’imagerie des champs cosmologiques par le télescope spatial Hubble (Wolfe et Chen 2006; Habertzettl *et al.* 2007b).

1.1.2 Propriétés

On peut globalement distinguer deux populations de galaxies LSB :

- les galaxies naines et irrégulières qui forment la majeure partie des galaxies LSB, et qui ont été détectées et étudiées surtout dans les amas;
- les galaxies LSB à disque, dont les plus grandes sont les galaxies LSB géantes qui font partie des plus grandes spirales de l’Univers. Ces galaxies LSB ne sont pas aussi courantes que les galaxies LSB naines. Il s’agit de galaxies spirales de type tardif (Sc ou Sd, selon la séquence de Hubble) (voir par exemple McGaugh *et al.* 1995b). Leur faible métallicité (McGaugh et Bothun 1994; Galaz *et al.* 2006; Liang *et al.* 2010), leur faible densité surfacique de gaz (Mo *et al.* 1994; Gerritsen et de Blok 1999; van den Hoek *et al.* 2000) au dessous du seuil de Kennicutt (Kennicutt, 1989) pour la formation de nuages moléculaires dans lesquels naissent les étoiles, et leur faible taux de formation stellaire (van der Hulst *et al.* 1993; Pickering *et al.* 1997) témoignent en faveur de systèmes peu évolués ayant connu une évolution plus tardive que les

galaxies normales (HSB). Elles semblent par ailleurs se former dans des environnements moins denses (Mo *et al.* 1994; Rosenbaum *et al.* 2009; Galaz *et al.* 2011). Enfin, leurs courbes de rotation extrêmement plates jusqu'à des grands rayons (e.g. de Blok 2005) indiquent qu'elles sont dominées par la matière noire.

Plusieurs scénarios tentent d'expliquer leur faible évolution, résultant en ces propriétés observées. Si les galaxies LSB ont peu de galaxies voisines à des échelles intermédiaires, l'absence de déclencheur gravitationnel est alors capable de maintenir le gaz dans un état stationnaire, c'est-à-dire sans turbulence ni perturbation de densité, ces dernières étant la cause de l'effondrement du gaz initiant la formation stellaire. Cette hypothèse s'accorde bien avec les théories selon lesquelles les galaxies se forment et évoluent sous l'impulsion de déclencheurs gravitationnels (interactions et effets de marée). Ce scénario se trouve corroboré par l'étude des couleurs des galaxies LSB : elles se révèlent être bleues (Romanishin *et al.* 1983; McGaugh et Bothun 1994), signe d'une population stellaire en moyenne plus jeune que dans les HSB, laissant penser que leur formation stellaire aurait débuté plus tardivement que dans les disques HSB. Une autre hypothèse plausible a été proposée grâce aux simulations de formation de disques de galaxies dans les halos de matière noire (Dalcanton *et al.* 1997; Boissier *et al.* 2003; Alard 2011). Dans ce scénario, les halos de matière noire des disques de LSB auraient des paramètres de spin plus élevés que ceux des halos dans lesquels se forment les disques des spirales HSB, ce paramètre de spin décrivant en fait la manière dont le moment angulaire du halo est transféré au disque. Le disque résultant aurait alors un moment angulaire plus élevé, impliquant une distribution de la quantité totale de gaz sur des plus grands rayons. Ceci expliquerait la faible densité surfacique de gaz observée, ainsi que les grands rapports M/L (Sprayberry *et al.*, 1995a). Savoir si le phénomène de faible brillance de surface est dû à la nature des halos de matière noire ou à la densité de l'environnement dans lequel ces galaxies se forment est toujours en question.

1.1.3 Les galaxies LSB géantes

Les galaxies LSB géantes, qui sont un phénomène rare dans l'Univers local, arborent des propriétés un peu différentes des autres galaxies LSB à disque et posent tout autant de questions quant à leur mécanisme de formation et d'évolution. Lors d'un relevé visant à rechercher des galaxies LSB dans l'amas de la Vierge, Bothun *et al.* (1987) rendent compte de la découverte fortuite d'une galaxie spirale à $z = 0,083$ de luminosité totale élevée ($M_B = -21,1$) et au bulbe brillant, mais avec un disque extrêmement faible de brillance de surface centrale $\mu_0(B) = 26,5 \text{ mag.arcsec}^{-2}$, de rayon exceptionnellement large avec un rayon d'échelle de 55 kpc, et possédant une quantité importante de gaz neutre ($M_{HI} \sim 10 \times 10^{11} M_\odot$) (Impey et Bothun, 1989). De par ces propriétés extrêmes en comparaison des autres galaxies LSB découvertes à l'époque, cette galaxie, nommée Malin-1, semblait exceptionnelle. Pourtant, une seconde galaxie, Malin-2, présentant des propriétés similaires, fut découverte (Bothun *et al.*, 1990), bien que moins extrême : lumineuse ($M_B = -21,4$), elle présente un bulbe également brillant et un disque sous-jacent faible ($\mu_0(B) = 23,5 \text{ mag.arcsec}^{-2}$) de rayon d'échelle 15,5 kpc et ayant une masse HI de $\sim 2 - 3 \times 10^{10} M_\odot$. Une poignée d'autres galaxies LSB géantes furent finalement répertoriées et étudiées (Gallagher et Bushouse 1983; Sprayberry *et al.* 1993b; Sprayberry *et al.* 1995b; Walsh *et al.* 1997; Pickering *et al.* 1997; Schombert 1998; Matthews *et al.* 2001; Das *et al.* 2009; Barth 2007; Kasparova *et al.* 2014).

Leurs couleurs se révèlent comparables à celles des spirales normales (Sprayberry *et al.*, 1995b) et s'avèrent plus rouges que les disques LSB de tailles plus modérées (e.g. McGaugh et Bothun 1994; Matthews et Gallagher 1997; de Blok *et al.* 1995; Beijersbergen *et al.* 1999). Les LSB géantes se distinguent également des autres galaxies LSB par la présence significative d'un bulbe et fréquem-

ment aussi d'un noyau actif de galaxie (e.g. Schombert 1998). Sprayberry *et al.* (1995b) ont montré qu'elles ne semblent pas toutes suivre la relation de Tully-Fisher suivie par les galaxies normales et la plupart des autres galaxies LSB spirales de tailles et luminosités plus modérées (Zwaan *et al.* 1995; Verheijen 1997). Matthews *et al.* (2001) soulignent également que les différentes études des galaxies LSB géantes dans la littérature mènent à des désaccords parfois importants dans les valeurs des paramètres physiques estimés dans l'optique : la photométrie de surface des galaxies LSB géantes est rendue difficile notamment par la présence d'un bulbe brillant qui entraîne des ambiguïtés dans la décomposition bulbe et disque et des incertitudes importantes dans la valeur des paramètres physiques.

Avec leur disque géant diffus, leur grande masse HI et leurs luminosités qui les classent parmi les galaxies les plus brillantes des galaxies à disque, les galaxies LSB géantes occupent une région unique de l'espace des paramètres physiques, rendant leur origine et leur histoire évolutive énigmatiques. Hoffman *et al.* (1992) proposent un scénario de formation dans lequel ces systèmes naissent dans des régions de très faible densité à partir de rares fluctuations. Ils prédisent ainsi que ces galaxies doivent posséder des disques peu actifs en terme de formation stellaire, peu évolués et riches en gaz. Ce scénario suppose aussi que pour rester dans cet état peu évolué, les LSB géantes doivent être plus isolées, ce que les observations tendent effectivement à montrer (Sprayberry *et al.*, 1993a).

Des scénarios alternatifs suggèrent au contraire que les galaxies LSB géantes se formeraient via des interactions avec des compagnons massifs. Mapelli *et al.* (2008) suggèrent que la structure inhabituelle des galaxies LSB géantes serait le résultat d'une collision avec un compagnon massif (rapport de masse 1:1.7). Ils considèrent alors les galaxies à anneaux comme les progéniteurs des galaxies LSB géantes ayant des disques de faible densité et de grand rayon d'échelle. Reshetnikov *et al.* (2010) discutent un scénario possible de formation pour la galaxie Malin-1 et concluent que les observations actuelles disponibles ne contredisent pas le scénario proposé par Mapelli *et al.* (2008). Enfin, Kasparova *et al.* (2014) mettent en regard leur étude approfondie de Malin-2 avec les scénarios proposés et concluent qu'aucun ne s'applique au cadre de cette galaxie.

Finalement, aucun scénario satisfaisant ne semble à ce jour encore expliquer comment les rares disques LSB géants ont pu se former et évoluer.

1.2 Définition et méthodes de sélection dans l'Univers local

1.2.1 Définition sur le critère de la brillance de surface centrale

La définition des galaxies LSB dans la littérature est loin d'être homogène et unique. Pour des raisons historiques et de par les techniques d'observation sur plaques photographiques, les galaxies LSB ont été définies comme les galaxies à disque dont la brillance de surface centrale du disque dans le bleu est plus faible que $22 \text{ mag.arcsec}^{-2}$, valeur qui correspond à 1σ au dessus du pic de la distribution en brillance de surface centrale des disques des spirales étudiées par Freeman (1970). Dans la pratique le seuil utilisé varie entre $22 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ (e.g. McGaugh *et al.* 1995b; Zhong *et al.* 2008) et $23 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ (e.g. McGaugh et Bothun 1994; Impey et Bothun 1997). McGaugh (1996) discute particulièrement cette non homogénéité dans la définition des galaxies LSB et la limite peu claire de séparation entre les galaxies LSB et les galaxies HSB. Il argumente ainsi qu'une galaxie avec $\mu_0 < 22 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ est susceptible de tomber dans l'intervalle étroit défini par Freeman et propose ainsi de définir les LSB comme les galaxies au moins une magnitude plus faible que la brillance de surface du ciel nocturne, soit $22,75 \text{ mag.arcsec}^{-2}$.

Selon les différentes études, on trouve globalement deux moyens de quantifier la brillance de surface centrale du disque d'une galaxie :

- utiliser un profil de brillance de surface et ajuster un modèle pour obtenir la brillance de surface centrale du disque. Il peut s'agir d'un profil à une dimension intégré dans les ellipses qui définissent les isophotes. Dans ce cas, soit le profil est ajusté avec un modèle à deux composantes (Bothun *et al.* 1987; Bothun *et al.* 1990; Sprayberry *et al.* 1993b; Beijersbergen *et al.* 1999; Galaz *et al.* 2002) : un bulbe modélisé par un profil de De Vaucouleurs (de Vaucouleurs, 1953) ou un profil de Sersic (Sersic, 1968) à n libre, et un disque exponentiel (voir chapitre 2 pour des détails sur ces profils). Dans d'autres études, seule la partie du profil correspondant au disque est ajustée par un profil de disque exponentiel extrapolé au centre pour obtenir la brillance de surface centrale (McGaugh et Bothun 1994; de Blok *et al.* 1995; O'Neil *et al.* 1997; Dalcanton *et al.* 1997; Morshidi-Esslinger *et al.* 1999; Brown *et al.* 2001; O'Neil *et al.* 2007; Habertzettl *et al.* 2007b; Rosenbaum *et al.* 2009). Des méthodes plus élaborées utilisent la distribution de lumière à 2 dimensions de la galaxie et à l'aide de logiciels tels que GIM2D (Simard, 1998) ou GALFIT (Peng *et al.*, 2002), y ajustent des modèles à plusieurs composantes (Trachternach *et al.* 2006; Barth 2007; Kasparova *et al.* 2014);
- mesurer la brillance de surface moyenne à l'intérieur d'un isophote donné, en particulier celui correspondant au rayon de demi-luminosité (Monnier Ragaïgne *et al.* 2003b; Geller *et al.* 2012). Cette méthode souffre du fait que la lumière du bulbe est incluse dans l'estimation de la brillance de surface, bien que les LSB soient connues pour ne pas avoir de bulbes significatifs, en dehors des galaxies LSB géantes.

Les études des galaxies LSB dans le SDSS utilisent souvent les paramètres disponibles de la base de données du relevé pour calculer la brillance de surface centrale des galaxies. En effet, le traitement des données du SDSS inclut un ajustement systématique de la distribution de lumière de chaque galaxie par un modèle à une composante : un profil de De Vaucouleurs pur et un disque exponentiel pur sont ajustés à chaque profil. Les modèles sont convolués par une double gaussienne modélisant la PSF observée avant d'être ajustés aux observations à l'aide de la minimisation d'un χ^2 . Les paramètres résultant de ces ajustements (magnitude mag , rayon effectif r_e dans le cas du profil de de Vaucouleurs ou rayon d'échelle r_d dans le cas du disque exponentiel, rapport d'axe b/a et angle de position PA), ainsi que leurs erreurs, sont enregistrés dans la base de données. Dans un deuxième temps, les deux meilleurs modèles sont utilisés pour en construire une combinaison linéaire à son tour ajustée à la distribution de lumière. Le coefficient du terme de de Vaucouleurs est stocké dans le paramètre $frac_dev$ de la base de données¹. Le paramètre $frac_dev$ est ainsi souvent utilisé dans la littérature pour distinguer les galaxies dominées par un disque ($frac_dev$ proche de 0) des galaxies dominées par un bulbe ($frac_dev$ proche de 1). Certaines études des galaxies LSB dans le SDSS sélectionnent alors les galaxies dominées par un disque à l'aide de ce critère : Zhong *et al.* (2008) sélectionnent les galaxies telles que $frac_dev < 0,25$, Galaz *et al.* (2011) appliquent $frac_dev < 0,9$ et Shao *et al.* (2015) restreignent la sélection aux galaxies telles que $frac_dev = 0$. L'ajustement du profil par un disque exponentiel est alors censé être d'autant meilleur que le bulbe ne contribue pas significativement à la distribution de lumière de la galaxie. Les paramètres mag et r_d sont utilisés pour calculer la brillance de surface centrale du disque :

$$\mu_0 = mag + 2,5 \log(2\pi r_d^2)^2 \quad (1.1)$$

1. En terme de flux, cette combinaison linéaire s'écrit $F = frac_dev F_{dev} + (1 - frac_dev) F_{exp}$.

2. Cette formule provient de l'intégration du profil de luminosité exponentiel en supposant un disque optiquement mince.

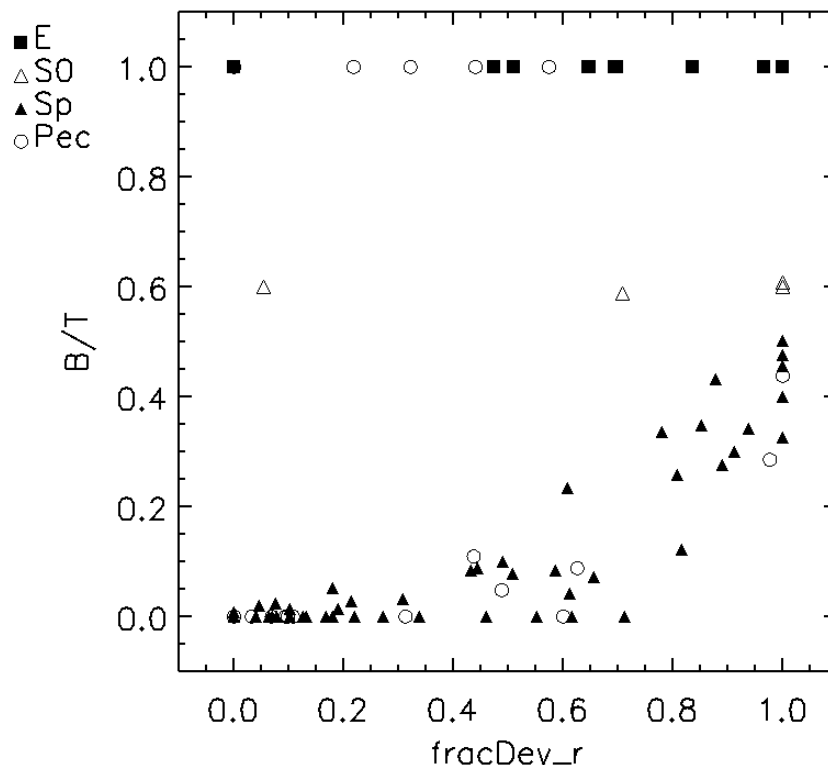


FIGURE 1.2 – Comparaison entre le paramètre $frac_dev$ fournie par la base de données SDSS et le rapport B/T issu d'une décomposition complète bulbe+disque effectuée par ajustement du profil de lumière de la galaxie avec GALFIT. Aucune corrélation n'apparaît entre ces deux paramètres, interrogeant la pertinence du paramètre $frac_dev$ pour distinguer les galaxies dominées par un bulbe de celles dominées par un disque.

Cette brillance de surface est ensuite éventuellement corrigée de l'inclinaison et des effets de *dimming* cosmologique.

Après avoir effectué une décomposition complète du profil de chaque galaxie avec GALFIT pour un échantillon de galaxies locales dont la sélection dans le SDSS est décrite dans le chapitre 3, j'ai comparé alors le rapport B/T issu de cette décomposition au paramètre $frac_dev$ issu de la base de données du SDSS. La Fig 1.2 montre qu'aucune corrélation n'est visible entre ces deux paramètres, ce qui m'amène à conclure que le $frac_dev$ est un paramètre peu robuste pour réellement distinguer les galaxies spirales dominées par un disque des galaxies dominées par un bulbe : des galaxies elliptiques ou lenticulaires peuvent ainsi contaminer les échantillons de galaxies sélectionnées par ce critère, et ce de façon non contrôlée.

1.2.2 Correction de l'extinction et inclinaison

Outre les divergences dans la littérature concernant la définition même des LSB et la méthode d'estimation de la brillance de surface centrale du disque, les corrections apportées à cette dernière sont également différentes selon les études. Pratiquement toutes prennent bien sûr en compte la correction d'extinction par notre propre galaxie. La principale difficulté réside dans la manière de

corriger l’extinction interne et l’effet dû à l’inclinaison de la galaxie par rapport à la ligne de visée. Il est généralement considéré que les disques des galaxies LSB sont optiquement minces, et ne contiennent pas de poussière (McGaugh 1994 ; O’Neil *et al.* 1997). La seule correction appliquée consiste à prendre en compte le fait que l’on intègre d’autant plus de lumière le long de la ligne de visée que la galaxie est inclinée. Il s’agit alors de déprojeter la brillance de surface en appliquant le facteur correctif :

$$\mu_0^c = \mu_0 - 2,5 \log(\cos(i)) \quad (1.2)$$

où i est l’inclinaison de la galaxie par rapport à la ligne de visée. O’Neil *et al.* (1997) valident cette hypothèse en étudiant la corrélation entre la brillance de surface centrale et l’inclinaison et concluent que l’opacité due à la poussière est en effet négligeable. Au final, certains auteurs décident de prendre en compte ce facteur de correction, et d’autres non (par exemple Courteau 1996 ; Shao *et al.* 2015). En réalité, plusieurs effets seraient à prendre en compte pour corriger de l’extinction, mais ils interviennent de façon non prédictible. En cas d’absence totale de poussière, une galaxie apparaîtra effectivement plus brillante si son disque est vu de côté du fait du plus grand nombre d’étoiles sur la ligne de visée. Si on prend en compte la présence de poussière, celle-ci absorbe alors une partie de cette lumière, mais cette extinction dépend de la distribution géométrique de la poussière, *a priori* inconnue.

En conclusion, il apparaît en regardant la littérature sur le sujet que l’étude des galaxies à faible brillance de surface se base très souvent sur des échantillons constitués dans les années 90, après sélection visuelle des galaxies sur les images des relevés du ciel, même si pour ces galaxies, des données d’imagerie ou de spectroscopiques utilisant les instruments récents ont ensuite été acquises. Les études sur des échantillons de grande taille, exploitant les données du SDSS, sont les premières tentatives de constitution d’échantillons complets de la population de galaxies LSB locales, mais souffrent encore du manque de critère clair pour définir ce qu’on appelle galaxie LSB. Par ailleurs, l’accès à la brillance de surface centrale du disque nécessite rigoureusement une décomposition du profil de lumière pour séparer la composante bulbe de la composante disque : sur des échantillons de milliers de galaxies, il s’agit d’un travail laborieux, qui est fait dans le meilleur des cas de façon automatique, rendant alors difficile le contrôle de la qualité de l’ajustement du profil par un modèle.

1.3 Vers une étude à plus grand décalage spectral

Chercher des galaxies LSB à plus grands décalages spectraux nous confronte à plusieurs difficultés qui nécessitent la mise en place d’une méthodologie rigoureuse. Avant de parvenir à l’établir, j’ai effectué plusieurs tentatives, que je décris ici, pour rechercher les galaxies LSB à des décalages spectraux intermédiaires. Ces recherches ont occupé mon stage de Master 2 ainsi que le début de ma thèse.

1.3.1 Recherche des galaxies à faible brillance de surface dans le HUDF

La première étude s’est proposée de rechercher les galaxies LSB dans le Hubble Ultra Deep Field (HUDF, Beckwith *et al.* 2006), le champ le plus profond observé par le télescope spatial Hubble qui a pointé pendant 412 orbites une petite région du ciel de 11 minutes d’arc au carré de surface, dans les bandes B,V,i,z de la caméra ACS. L’idée maîtresse de cette recherche inédite était de procéder à une comparaison entre la densité numérique de galaxies LSB dans l’Univers local et dans l’Univers distant. Ce travail, commencé lors de mon stage de Master a été poursuivi avant le début de ma

thèse par Guohu Zhong qui effectuait sa dernière année de thèse au GEPI, et dont j'ai repris ensuite le travail.

L'inspection visuelle des images de l'UDF a révélé la présence de galaxies particulièrement faibles, ressemblant à des galaxies à faible brillance de surface : la figure 1.3 en montre quelques exemples. J'ai construit des catalogues photométriques des sources dans l'UDF, en utilisant SExtractor (Bertin et Arnouts, 1996), et tenté de trouver un critère simple permettant d'en extraire les galaxies à faible brillance de surface, le recours à une décomposition systématique du profil en un bulbe et un disque sur un grand nombre de sources apparaissant d'emblée trop coûteux en temps. Les décalages spectraux des sources sont tirés du catalogue de redshifts photométriques de Dahlen *et al.* (2010). Les galaxies ont été pré-sélectionnées en calculant la brillance de surface moyenne de chaque objet, à partir de la magnitude en bande i intégrée dans une surface à 1σ au dessus des fluctuations du ciel et en appliquant le critère $\mu > 22$ mag.arcsec⁻², complété des critères $0,2 \leq z_{phot} \leq 1$ et $m_i < 25$ (assurant que les sources sont assez brillantes pour une étude spectroscopique ultérieure). Cette sélection a mené à garder 71 galaxies sur lesquelles une décomposition complète du profil de lumière en un bulbe (profil de Sérsic) et un disque exponentiel à l'aide de GALFIT a été effectuée dans chaque bande. La brillance de surface centrale du disque dans chaque bande est déduite des paramètres structurels mag et r_d de ce dernier, selon l'équation 1.1. Tout le détail de cette procédure d'analyse des profils par GALFIT est donné au chapitre 2. Aux décalages spectraux considérés, la bande bleue se trouve décalée entre les bandes V et i ou entre les bandes V et z, selon la loi $\lambda_{obs} = (1+z)\lambda_{em}$: la brillance de surface centrale du disque en bande bleue a donc été déduite en interpolant les flux surfaciques entre les bandes encadrant λ_{obs} . La brillance de surface a également été corrigée des effets de *dimming* cosmologique. Sur les 71 sources sélectionnées, 19 se sont révélées être réellement des galaxies LSB. Pour comparer la densité numérique de galaxies LSB distantes à la densité numérique de LSB locales déduite de l'étude de Zhong *et al.* (2008), le même critère en magnitude absolue que celui qu'ils ont utilisé pour supprimer les galaxies naines, $M_B < -18$, a été appliqué, ne laissant dans cet échantillon distant que 3 galaxies LSB. Outre l'erreur statistique importante résultant du nombre trop faible d'objets, cette étude met en évidence un autre phénomène lié à l'utilisation de la couleur bleue pour étudier ces galaxies : en effet, la figure 1.4 montre la distribution en brillance de surface centrale en bleu des 71 sources pré-sélectionnées dans l'UDF, selon trois tranches de décalages spectraux, mettant en évidence le décalage de cette distribution vers des magnitudes plus brillantes à mesure que le décalage spectral augmente. Cet effet peut être dû à un biais systématique introduit par la méthode de sélection adoptée, mais résulte également d'un effet réel qui s'explique par le fait que les étoiles observées sont de plus en plus jeunes à mesure que le décalage spectral augmente. Par exemple, dans l'étude du Canada-France Redshift Survey (CFRS), Schade et al. (1995) trouvent une valeur de brillance de surface centrale moyenne au repos dans le bleu de $20,2 \pm 0,25$ mag.arcsec⁻² pour des disques de galaxies de type tardif de décalages spectraux compris entre 0,5 et 1,2, soit environ 1,2 magnitude plus brillante que la valeur de Freeman (1970) pour les galaxies spirales locales. Cet effet est censé être moins marqué dans une couleur plus rouge, moins sensible à l'âge des étoiles.

1.3.2 Nouveau critère de sélection des galaxies LSB en bande rouge

La deuxième étude qui a occupé la première année de ma thèse s'est concentrée sur la recherche de galaxies LSB dans le champ GOODS-South (Giavalisco *et al.*, 2004), moins profond que l'UDF mais significativement plus grand, ce qui permet d'augmenter le nombre de cibles potentielles. Cette recherche a été menée sur la base, cette fois, d'un critère en brillance de surface dans le rouge. Comment définir alors une galaxie LSB dans une autre couleur que le bleu ? Quelques études ont proposé une transposition du critère $\mu_0(B) > 22$ mag.arcsec⁻² dans d'autres bandes photométriques, à partir

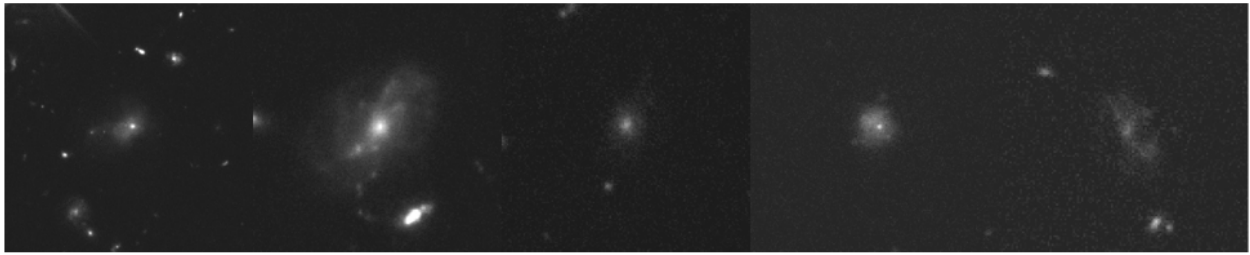


FIGURE 1.3 – Exemples de galaxies avec des disques qui semblent à faible brillance de surface, identifiées visuellement dans le champ Hubble Ultra Deep Field. Toutes ont des redshifts photométriques (d’après le catalogue de Dahlen *et al.* 2010) entre 0,3 et 1. Les images sont à la même échelle en flux et en taille (30 kpc de côté).

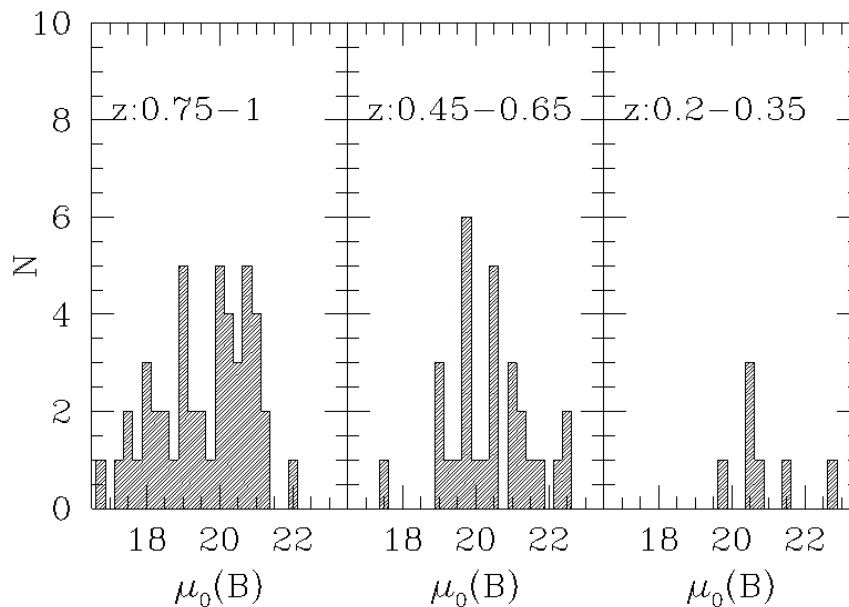


FIGURE 1.4 – Distributions en brillance de surface centrale des disques établies pour un échantillon de galaxies sélectionnées dans le champ profond Hubble Ultra Deep Field, dans trois intervalles de redshifts photométriques. Les redshifts photométriques sont issus du catalogue de Dahlen *et al.* (2010). Le profil de brillance de surface de chaque galaxie a été décomposé par GALFIT en deux composantes bulbe+disque et la brillance de surface a été calculée à partir des paramètres magnitude et rayon d’échelle du disque ajustés, puis elle a été corrigée du *dimming* cosmologique.

des études sur les couleurs des galaxies LSB. Suivant la couleur moyenne $(B - V) = 0,79$ trouvée par O'Neil *et al.* (1997), et la couleur moyenne $(V - R) = 0,4$ issue de leur propre étude, Brown *et al.* (2001) proposent de définir les galaxies LSB en V et R par les galaxies telles que $\mu_0(V) > 21,2$ mag.arcsec⁻² et $\mu_0(R) > 20,8$ mag.arcsec⁻² respectivement. Courteau (1996) propose également une étude de la distribution en brillance de surface de 349 galaxies spirales sélectionnées dans le catalogue UGC et qu'il a observées et étudiées dans une bande rouge r ($\lambda_{eff}=6779\text{\AA}$) : il trouve une distribution étroite, similaire à celle de Freeman, centrée sur la valeur $\mu_0(r) = 21,08 \pm 0,55$ mag.arcsec⁻². A partir de cette référence, Liang *et al.* (2010) utilisent le critère $\mu_0(R) > 20,7$ mag.arcsec⁻² (correspondant à 1σ au dessus du pic de la distribution trouvée par Courteau) pour sélectionner les galaxies LSB dans le rouge.

J'ai construit un catalogue photométrique des sources du champ GOODS-South à partir des images ACS/B,V,i,z et des redshifts photométriques de Dahlen *et al.* (2010). La construction de ces catalogues est détaillé en chapitre 3. J'ai sélectionné ensuite les sources telles que $0,2 \leq z_{phot} \leq 0,4$, de manière à ce que la bande r ($\lambda_{eff}=6779\text{\AA}$) utilisée soit décalée entre les bandes V et z du HST. Pour limiter le nombre de sources à étudier avec GALFIT, j'ai effectué une pré-sélection des sources sur la base de la brillance de surface intégrée dans une ouverture centrale de taille correspondant à deux fois la largeur de la PSF (soit $0,2''$), et imposé que cette estimation de la brillance de surface centrale soit supérieure à $20,7$ mag.arcsec⁻². J'ai utilisé alors GALFIT pour ajuster les profils de lumière des 193 galaxies résultant de cette sélection à l'aide d'un modèle à deux composantes (bulbe et disque), dans les bandes V et z. Les brillances de surface centrale du disque sont calculées en bandes V et z, et la valeur de brillance de surface centrale en rouge à 6779\AA est déduite par interpolation entre les deux bandes. Parmi les 193 sources, 160 sont confirmées avec une brillance de surface centrale du disque supérieure à $20,7$ mag.arcsec⁻². Ce travail a donné lieu à un stage de Master 1 que j'ai encadré entre mai et juin 2012, pour effectuer les ajustements des profils de lumières de ces sources avec GALFIT.

L'échantillon local utilisé alors pour tenter une comparaison avec les galaxies LSB de l'Univers local est celui issu de Zhong *et al.* (2012), qui sélectionnent les galaxies LSB dans le SDSS en appliquant deux critères en magnitudes absolues : $M_B < -18$ et $M_R < -20,5$. Les magnitudes absolues des galaxies de notre échantillon sont également calculées, selon la méthode décrite dans le chapitre 3. L'application des deux mêmes critères que dans l'échantillon local ne laisse alors que 2 galaxies LSB parmi les 160, rendant la statistique insuffisante pour conclure sur l'évolution de la densité numérique de galaxies LSB.

1.3.3 Conclusion et méthodologie

Le manque de définition claire et unique des galaxies LSB, ainsi que les méthodes de sélections utilisées pour construire les échantillons de galaxies LSB locales mènent probablement à un grand manque de représentativité de ces échantillons. Les problèmes rencontrés pour sélectionner les galaxies LSB locales s'avèrent d'autant plus critiques que l'on cherche à étendre l'étude à grand décalage spectral. Les points durs à surmonter sont les suivants :

- Etant intrinsèquement faibles, les galaxies LSB seront particulièrement affectées par le *dimming* cosmologique et le biais de sélection sera d'autant plus sévère à leur encontre que le décalage spectral augmente. Cet effet interroge ainsi d'autant plus la complétude des échantillons de galaxies à grand décalage spectral. Une recherche de galaxies LSB à des décalages spectraux intermédiaires nécessite donc l'utilisation d'images spatiales très profondes ;

- La définition des galaxies LSB repose sur la brillance de surface centrale de la composante disque. Rigoureusement, une décomposition des galaxies en une composante bulbe et une composante disque est nécessaire pour rechercher les galaxies LSB. Cette décomposition devient cependant délicate et laborieuse pour des grands échantillons de galaxies, comme c'est le cas avec les relevés modernes. Pour cette raison, un critère de pré-sélection, utilisant une estimation de la brillance de surface centrale, est souvent envisagé pour réduire la taille de l'échantillon en vue d'une étude plus approfondie. L'introduction de ce critère s'avère cependant problématique pour la maîtrise de la complétude des échantillons ainsi construits ;
- L'utilisation de la couleur bleue comme critère de définition des galaxies à faible de brillance de surface s'avère problématique à plus grand décalage spectral en raison de la sensibilité de la bande bleue à l'âge des étoiles, celles-ci étant plus jeunes par le passé, et à la formation stellaire, plus intense également par le passé. Pour cette raison, on s'attend à ce que la distribution en brillance de surface se décale vers des magnitudes plus brillantes à mesure que le décalage augmente et que l'on trouve des étoiles de plus en plus jeunes.

Les premières tentatives peu fructueuses pour constituer des échantillons de galaxies LSB distantes nous ont menés à vouloir dans un premier temps redéfinir proprement le critère de sélection de ces galaxies dans une bande rouge, mieux corrélée à la masse stellaire et limitant les biais dus à l'évolution des populations stellaires. Cette étude doit être effectuée en étudiant la distribution en brillance de surface centrale des galaxies à disque, à partir d'une décomposition des profils bi-dimensionnels de lumière en deux composantes. Il est essentiel également que cette étude soit menée sur des échantillons représentatifs d'une population donnée de galaxies, donc sélectionnés selon un critère unique en masse, pour limiter l'introduction d'effets systématiques. Ces considérations ont mené à élargir le sujet de l'étude à l'évolution morphologique des galaxies telles que $M_r \leq -18$, échantillonnant ainsi les masses stellaires jusqu'à celle correspondant au grand nuage de Magellan.

Bibliographie

- C. ALARD : Low Surface Brightness Galaxies : Mass Profiles as a Consequence of Galactic Evolution. *ApJL*, 728:L47, février 2011.
- H. ARP : A Very Small, Condensed Galaxy. *ApJ*, 142:402–406, juillet 1965.
- A. J. BARTH : A Normal Stellar Disk in the Galaxy Malin 1. *AJ*, 133:1085–1091, mars 2007.
- S. V. W. BECKWITH, M. STIAVELLI, A. M. KOEKEMOER, J. A. R. CALDWELL, H. C. FERGUSON, R. HOOK, R. A. LUCAS, L. E. BERGERON, M. CORBIN, S. JOGEE, N. PANAGIA, M. ROBERTO, P. ROYLE, R. S. SOMERVILLE et M. SOSEY : The Hubble Ultra Deep Field. *AJ*, 132:1729–1755, novembre 2006.
- M. BEIJERSBERGEN, W. J. G. DE BLOK et J. M. VAN DER HULST : Surface photometry of bulge dominated low surface brightness galaxies. *A&A*, 351:903–919, novembre 1999.
- E. BERTIN et S. ARNOUITS : SExtractor : Software for source extraction. *A&AS*, 117:393–404, juin 1996.
- S. BOISSIER, A. GIL DE PAZ, A. BOSELLI, V. BUAT, B. MADORE, L. CHEMIN, C. BALKOWSKI, P. AMRAM, C. CARIGNAN et W. VAN DRIEL : GALEX Observations of Low Surface Brightness Galaxies : UV Color and Star Formation Efficiency. *ApJ*, 681:244–257, juillet 2008.

- S. BOISSIER, D. MONNIER RAGAIGNE, N. PRANTZOS, W. VAN DRIEL, C. BALKOWSKI et K. O'NEIL : Chemical and spectrophotometric evolution of low surface brightness galaxies. *MNRAS*, 343:653–664, août 2003.
- G. D. BOTHUN, C. D. IMPEY et D. F. MALIN : Extremely low surface brightness galaxies in the Fornax Cluster - Properties, stability, and luminosity fluctuations. *ApJ*, 376:404–423, août 1991.
- G. D. BOTHUN, C. D. IMPEY, D. F. MALIN et J. R. MOULD : Discovery of a huge low-surface-brightness galaxy - A protodisk galaxy at low redshift? *AJ*, 94:23–29, juillet 1987.
- G. D. BOTHUN, J. M. SCHOMBERT, C. D. IMPEY et S. E. SCHNEIDER : Discovery of a second giant low surface brightness galaxy - Further confirmation of slowly evolving disk galaxies. *ApJ*, 360:427–435, septembre 1990.
- W. R. BROWN, M. J. GELLER, D. G. FABRICANT et M. J. KURTZ : V- and R-band Galaxy Luminosity Functions and Low Surface Brightness Galaxies in the Century Survey. *AJ*, 122:714–728, août 2001.
- A. CHUNG, J. H. VAN GORKOM, K. O'NEIL et G. D. BOTHUN : Low Surface Brightness Galaxies and the Tully-Fisher Relation. *AJ*, 123:2387–2401, mai 2002.
- S. COURTEAU : Deep r-Band Photometry for Northern Spiral Galaxies. *ApJS*, 103:363, avril 1996.
- T. DAHLEN, B. MOBASHER, M. DICKINSON, H. C. FERGUSON, M. GIAVALISCO, N. A. GROGIN, Y. GUO, A. KOEKEMOER, K.-S. LEE, S.-K. LEE, M. NONINO, A. G. RIESS et S. SALIMBENI : A Detailed Study of Photometric Redshifts for GOODS-South Galaxies. *ApJ*, 724:425–447, novembre 2010.
- J. J. DALCANTON, D. N. SPERGEL, J. E. GUNN, M. SCHMIDT et D. P. SCHNEIDER : The Number Density of Low-Surface Brightness Galaxies with $23 < \mu_0 < 25 \text{VMag/arcsec}^2$. *AJ*, 114:635–654, août 1997.
- M. DAS, N. G. KANTHARIA, S. N. VOGEL et S. S. MCGAUGH : Radio Emission from AGN in Giant LSB Galaxies. In D. J. SAIKIA, D. A. GREEN, Y. GUPTA et T. VENTURI, éditeurs : *The Low-Frequency Radio Universe*, volume 407 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 167, septembre 2009.
- W. J. G. DE BLOK : Halo Mass Profiles and Low Surface Brightness Galaxy Rotation Curves. *ApJ*, 634:227–238, novembre 2005.
- W. J. G. DE BLOK et A. BOSMA : High-resolution rotation curves of low surface brightness galaxies. *A&A*, 385:816–846, avril 2002.
- W. J. G. DE BLOK et J. M. VAN DER HULST : Star formation and the interstellar medium in low surface brightness galaxies. I. Oxygen abundances and abundance gradients in low surface brightness disk galaxies. *A&A*, 335:421–430, juillet 1998a.
- W. J. G. DE BLOK et J. M. VAN DER HULST : Star formation and the interstellar medium in low surface brightness galaxies. II. Deep CO observations of low surface brightness disk galaxies. *A&A*, 336:49–56, août 1998b.

- W. J. G. DE BLOK, J. M. VAN DER HULST et G. D. BOTHUN : Surface photometry of low surface brightness galaxies. *MNRAS*, 274:235–255, mai 1995.
- G. DE VAUCOULEURS : On the distribution of mass and luminosity in elliptical galaxies. *MNRAS*, 113:134, 1953.
- M. J. DISNEY : Visibility of galaxies. *Nature*, 263:573–575, octobre 1976.
- K. C. FREEMAN : On the Disks of Spiral and so Galaxies. *ApJ*, 160:811, juin 1970.
- G. GALAZ, J. J. DALCANTON, L. INFANTE et E. TREISTER : Properties of Low Surface Brightness Galaxies and Normal Spirals in the Near-Infrared. *AJ*, 124:1360–1379, septembre 2002.
- G. GALAZ, R. HERRERA-CAMUS, D. GARCIA-LAMBAS et N. PADILLA : Low Surface Brightness Galaxies in the SDSS : The Link Between Environment, Star-forming Properties, and Active Galactic Nuclei. *ApJ*, 728:74, février 2011.
- G. GALAZ, A. VILLALOBOS, L. INFANTE et C. DONZELLI : Bulge Evolution in Face-On Spiral and Low Surface Brightness Galaxies. *AJ*, 131:2035–2049, avril 2006.
- J. S. GALLAGHER et H. BUSHOUSE : Optical studies of H I-rich southern galaxies. II - The low-visibility spiral NGC 1079. *AJ*, 88:55–61, janvier 1983.
- M. J. GELLER, A. DIAFERIO, M. J. KURTZ, I. P. DELL’ANTONIO et D. G. FABRICANT : The Faint End of the Luminosity Function and Low Surface Brightness Galaxies. *AJ*, 143:102, avril 2012.
- J. P. E. GERRITSEN et W. J. G. DE BLOK : Star formation and the interstellar medium in low surface brightness galaxies. III. Why they are blue, thin and poor in molecular gas. *A&A*, 342:655–664, février 1999.
- M. GIAVALISCO, H. C. FERGUSON, A. M. KOEKEMOER, M. DICKINSON, D. M. ALEXANDER, F. E. BAUER, J. BERGERON, C. BIAGETTI, W. N. BRANDT, S. CASERTANO, C. CESARSKY, E. CHATZICHRISTOU, C. CONSELICE, S. CRISTIANI, L. DA COSTA, T. DAHLEN, D. DE MELLO, P. EISENHARDT, T. ERBEN, S. M. FALL, C. FASSNACHT, R. FOSBURY, A. FRUCHTER, J. P. GARDNER, N. GROGIN, R. N. HOOK, A. E. HORNSCHEMEIER, R. IDZI, S. JOGEE, C. KRETCHMER, V. LAIDLER, K. S. LEE, M. LIVIO, R. LUCAS, P. MADAU, B. MOBASHER, L. A. MOUSTAKAS, M. NONINO, P. PADOVANI, C. PAPOVICH, Y. PARK, S. RAVINDRANATH, A. RENZINI, M. RICHARDSON, A. RIESS, P. ROSATI, M. SCHIRMER, E. SCHREIER, R. S. SOMERVILLE, H. SPINRAD, D. STERN, M. STIAVELLI, L. STROLGER, C. M. URRY, B. VANDAME, R. WILLIAMS et C. WOLF : The Great Observatories Origins Deep Survey : Initial Results from Optical and Near-Infrared Imaging. *ApJL*, 600:L93–L98, janvier 2004.
- L. HABERZETTL, D. J. BOMANS et R.-J. DETTMAR : Low surface brightness galaxies around the HDF-S. II. Distances and volume densities. *A&A*, 471:787–794, septembre 2007a.
- L. HABERZETTL, D. J. BOMANS, R.-J. DETTMAR et M. POHLEN : Low surface brightness galaxies around the HDF-S. I. Object extraction and photometric results. *A&A*, 465:95–105, avril 2007b.
- J. L. HINZ, M. J. RIEKE, G. H. RIEKE, C. N. A. WILLMER, K. MISSELT, C. W. ENGELBRACHT, M. BLAYLOCK et T. E. PICKERING : Spitzer Observations of Low-Luminosity Isolated and Low Surface Brightness Galaxies. *ApJ*, 663:895–907, juillet 2007.

-
- Y. HOFFMAN, J. SILK et R. F. G. WYSE : The formation of giant low surface brightness galaxies. *ApJL*, 388:L13–L17, mars 1992.
- E. P. HUBBLE : *Realm of the Nebulae*. 1936.
- C. IMPEY et G. BOTHUN : Malin 1 - A quiescent disk galaxy. *ApJ*, 341:89–104, juin 1989.
- C. IMPEY et G. BOTHUN : Low Surface Brightness Galaxies. *ARAA*, 35:267–307, 1997.
- C. IMPEY, G. BOTHUN et D. MALIN : Virgo dwarfs - New light on faint galaxies. *ApJ*, 330:634–660, juillet 1988.
- C. D. IMPEY, D. SPRAYBERRY, M. J. IRWIN et G. D. BOTHUN : Low Surface Brightness Galaxies in the Local Universe. I. The Catalog. *ApJS*, 105:209, août 1996.
- A. V. KASPAROVA, A. S. SABUROVA, I. Y. KATKOV, I. V. CHILINGARIAN et D. V. BIZYAEV : A portrait of Malin 2 : a case study of a giant low surface brightness galaxy. *MNRAS*, 437:3072–3086, février 2014.
- R. C. KENNICUTT, Jr. : The star formation law in galactic disks. *ApJ*, 344:685–703, septembre 1989.
- A. LAUBERTS et E. A. VALENTIJN : *The surface photometry catalogue of the ESO-Uppsala galaxies*. 1989.
- Y. C. LIANG, G. H. ZHONG, F. HAMMER, X. Y. CHEN, F. S. LIU, D. GAO, J. Y. HU, L. C. DENG et B. ZHANG : A large sample of low surface brightness disc galaxies from the SDSS - II. Metallicities in surface brightness bins. *MNRAS*, 409:213–225, novembre 2010.
- M. MAPELLI, B. MOORE, E. RIPAMONTI, L. MAYER, M. COLPI et L. GIORDANO : Are ring galaxies the ancestors of giant low surface brightness galaxies? *MNRAS*, 383:1223–1231, janvier 2008.
- L. D. MATTHEWS et J. S. GALLAGHER, III : B and V CCD Photometry of Southern, Extreme Late-Type Spiral Galaxies. *AJ*, 114:1899, novembre 1997.
- L. D. MATTHEWS, W. VAN DRIEL et D. MONNIER-RAGAIGNE : H I observations of giant low surface brightness galaxies. *A&A*, 365:1–10, janvier 2001.
- S. S. MCGAUGH : Oxygen abundances in low surface brightness disk galaxies. *ApJ*, 426:135–149, mai 1994.
- S. S. MCGAUGH : The number, luminosity and mass density of spiral galaxies as a function of surface brightness. *MNRAS*, 280:337–354, mai 1996.
- S. S. MCGAUGH et G. D. BOTHUN : Structural characteristics and stellar composition of low surface brightness disk galaxies. *AJ*, 107:530–542, février 1994.
- S. S. MCGAUGH, G. D. BOTHUN et J. M. SCHOMBERT : Galaxy Selection and the Surface Brightness Distribution. *AJ*, 110:573, août 1995a.
- S. S. MCGAUGH, V. C. RUBIN et W. J. G. DE BLOK : High-Resolution Rotation Curves of Low Surface Brightness Galaxies. I. Data. *AJ*, 122:2381–2395, novembre 2001.

- S. S. MCGAUGH, J. M. SCHOMBERT et G. D. BOTHUN : The Morphology of Low Surface Brightness Disk Galaxies. *AJ*, 109:2019, mai 1995b.
- L. MEI, W.-M. YUAN et X.-B. DONG : A study of active galactic nuclei in low surface brightness galaxies with Sloan Digital Sky Survey spectroscopy. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 9:269–292, mars 2009.
- H. J. MO, S. S. MCGAUGH et G. D. BOTHUN : Spatial distribution of low-surface-brightness galaxies. *MNRAS*, 267:129, mars 1994.
- D. MONNIER RAGAIGNE, W. VAN DRIEL, K. O’NEIL, S. E. SCHNEIDER, C. BALKOWSKI et T. H. JARRETT : A search for Low Surface Brightness galaxies in the near-infrared. II. Arecibo H I line observations. *A&A*, 408:67–78, septembre 2003a.
- D. MONNIER RAGAIGNE, W. VAN DRIEL, S. E. SCHNEIDER, T. H. JARRETT et C. BALKOWSKI : A search for Low Surface Brightness galaxies in the near-infrared. I. Selection of the sample. *A&A*, 405:99–109, juillet 2003b.
- Z. MORSHIDI-ESSLINGER, J. I. DAVIES et R. M. SMITH : An automated search for nearby low-surface-brightness galaxies - I. The catalogue. *MNRAS*, 304:297–310, avril 1999.
- P. NILSON : *Uppsala general catalogue of galaxies*. 1973.
- K. O’NEIL et G. BOTHUN : The Space Density of Galaxies through $\mu_B(0)=25.0$ Magnitudes per Inverse Arcsecond Squared. *ApJ*, 529:811–815, février 2000.
- K. O’NEIL, G. D. BOTHUN et M. E. CORNELL : A Wide Field CCD Survey for Low Surface Brightness Galaxies :I.Data Acquisition, Description, and Initial Results. *AJ*, 113:1212, avril 1997.
- K. O’NEIL, G. D. BOTHUN et J. SCHOMBERT : Red, Gas-Rich Low Surface Brightness Galaxies and Enigmatic Deviations from the Tully-Fisher Relation. *AJ*, 119:136–152, janvier 2000.
- K. O’NEIL, M. S. OEY et G. BOTHUN : Star Formation in Galaxies with Large Lower Surface Brightness Disks. *AJ*, 134:547–565, août 2007.
- C. Y. PENG, L. C. HO, C. D. IMPEY et H.-W. RIX : Detailed Structural Decomposition of Galaxy Images. *AJ*, 124:266–293, juillet 2002.
- T. E. PICKERING, C. D. IMPEY, J. H. VAN GORKOM et G. D. BOTHUN : Neutral Hydrogen Distributions and Kinematics of Giant Low Surface=20 Brightness Disk Galaxies. *AJ*, 114:1858, novembre 1997.
- V. P. RESHETNIKOV, A. V. MOISEEV et N. Y. SOTNIKOVA : Malin1 : interacting galaxy pair? *MNRAS*, 406:L90–L94, juillet 2010.
- W. ROMANISHIN, K. M. STROM et S. E. STROM : A study of low surface brightness spiral galaxies. II Optical surface photometry, infrared photometry, and H II region spectrophotometry. *ApJS*, 53:105–128, septembre 1983.
- S. D. ROSENBAUM, E. KRUSCH, D. J. BOMANS et R.-J. DETTMAR : The large-scale environment of low surface brightness galaxies. *A&A*, 504:807–820, septembre 2009.

-
- S. SABATINI, J. DAVIES, R. SCARAMELLA, R. SMITH, M. BAES, S. M. LINDER, S. ROBERTS et V. TESTA : The dwarf LSB galaxy population of the Virgo cluster - I. The faint-end slope of the luminosity function. *MNRAS*, 341:981–992, mai 2003.
- J. SCHOMBERT : Active Galactic Nucleus Activity in Giant, Low Surface Brightness Galaxies. *AJ*, 116:1650–1656, octobre 1998.
- J. SCHOMBERT et S. MCGAUGH : Stellar Populations and the Star Formation Histories of LSB Galaxies : III. Stellar Population Models. *PASA*, 31:36, septembre 2014.
- J. M. SCHOMBERT et G. D. BOTHUN : A catalog of low-surface-brightness objects - Declination zone + 20 deg. *AJ*, 95:1389–1399, mai 1988.
- J. M. SCHOMBERT, G. D. BOTHUN, S. E. SCHNEIDER et S. S. MCGAUGH : A catalog of low surface brightness galaxies - List II. *AJ*, 103:1107–1133, avril 1992.
- J. M. SCHOMBERT, R. A. PILDIS et J. A. EDER : Gas-rich Dwarfs from the Second Palomar Sky Survey. I. Catalog and Characteristics. *ApJS*, 111:233–244, juillet 1997.
- J. L. SERSIC : *Atlas de galaxies australes*. 1968.
- X. SHAO, K. DISSEAU, Y. B. YANG, F. HAMMER, M. PUECH, M. RODRIGUES, Y. C. LIANG et L. C. DENG : Environment, morphology, and stellar populations of bulgeless low surface-brightness galaxies. *A&A*, 579:A57, juillet 2015.
- L. SIMARD : GIM2D : an IRAF package for the Quantitative Morphology Analysis of Distant Galaxies. In R. ALBRECHT, R. N. HOOK et H. A. BUSHOUSE, éditeurs : *Astronomical Data Analysis Software and Systems VII*, volume 145 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 108, 1998.
- D. SPRAYBERRY, G. M. BERNSTEIN, C. D. IMPEY et G. D. BOTHUN : The Mass-To-Light Ratios of Low Surface Brightness Galaxies. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, volume 25 de *Bulletin of the American Astronomical Society*, page 1383, décembre 1993a.
- D. SPRAYBERRY, G. M. BERNSTEIN, C. D. IMPEY et G. D. BOTHUN : The mass-to-light ratios of low surface brightness spiral galaxies : Clues from the Tully-Fisher relation. *ApJ*, 438:72–82, janvier 1995a.
- D. SPRAYBERRY, C. D. IMPEY, G. D. BOTHUN et M. J. IRWIN : Properties of the class of giant low surface brightness spiral galaxies. *AJ*, 109:558–571, février 1995b.
- D. SPRAYBERRY, C. D. IMPEY, M. J. IRWIN, R. G. MCMAHON et G. D. BOTHUN : Discovery of a Third Giant Low Surface Brightness Disk Galaxy. *ApJ*, 417:114, novembre 1993b.
- C. STOUGHTON, R. H. LUPTON, M. BERNARDI, M. R. BLANTON, S. BURLES, F. J. CASTANDER, A. J. CONNOLLY, D. J. EISENSTEIN, J. A. FRIEMAN, G. S. HENNESSY, R. B. HINDSLEY, Ž. IVEZIĆ, S. KENT, P. Z. KUNSZT, B. C. LEE, A. MEIKSIN, J. A. MUNN, H. J. NEWBERG, R. C. NICHOL, T. NICINSKI, J. R. PIER, G. T. RICHARDS, M. W. RICHMOND, D. J. SCHLEGEL, J. A. SMITH, M. A. STRAUSS, M. SUBBARAO, A. S. SZALAY, A. R. THAKAR, D. L. TUCKER, D. E. VANDEN BERK, B. YANNY, J. K. ADELMAN, J. E. ANDERSON, Jr., S. F. ANDERSON, J. ANNIS, N. A. BAH-CALL, J. A. BAKKEN, M. BARTELMANN, S. BASTIAN, A. BAUER, E. BERMAN, H. BÖHRINGER,

- W. N. BOROSKI, S. BRACKER, C. BRIEGEL, J. W. BRIGGS, J. BRINKMANN, R. BRUNNER, L. CAREY, M. A. CARR, B. CHEN, D. CHRISTIAN, P. L. COLESTOCK, J. H. CROCKER, I. CSABAI, P. C. CZARAPATA, J. DALCANTON, A. F. DAVIDSEN, J. E. DAVIS, W. DEHNEN, S. DODELSON, M. DOI, T. DOMBECK, M. DONAHUE, N. ELLMAN, B. R. ELMS, M. L. EVANS, L. EYER, X. FAN, G. R. FEDERWITZ, S. FRIEDMAN, M. FUKUGITA, R. GAL, B. GILLESPIE, K. GLAZEBROOK, J. GRAY, E. K. GREBEL, B. GREENAWALT, G. GREENE et J. E. GUNN : Sloan Digital Sky Survey : Early Data Release. *AJ*, 123:485–548, janvier 2002.
- C. TRACHTERNACH, D. J. BOMANS, L. HABERZETTL et R.-J. DETTMAR : An optical search for low surface brightness galaxies in the Arecibo HI Strip Survey. *A&A*, 458:341–348, octobre 2006.
- L. B. VAN DEN HOEK, W. J. G. DE BLOK, J. M. VAN DER HULST et T. DE JONG : The evolution of the stellar populations in low surface brightness galaxies. *A&A*, 357:397–413, mai 2000.
- J. M. VAN DER HULST, E. D. SKILLMAN, T. R. SMITH, G. D. BOTHUN, S. S. MCGAUGH et W. J. G. DE BLOK : Star formation thresholds in Low Surface Brightness galaxies. *AJ*, 106:548–559, août 1993.
- M. A. W. VERHEIJEN : The Ursa Major Cluster of Galaxies. In M. PERSIC et P. SALUCCI, éditeurs : *Dark and Visible Matter in Galaxies and Cosmological Implications*, volume 117 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 190, 1997.
- W. WALSH, L. STAVELEY-SMITH et T. OOSTERLOO : The Giant, Gas-Rich, Low-Surface-Brightness Galaxy NGC 289. *AJ*, 113:1591–1606, mai 1997.
- A. M. WOLFE et H.-W. CHEN : Searching for Low Surface Brightness Galaxies in the Hubble Ultra Deep Field : Implications for the Star Formation Efficiency in Neutral Gas at $z \sim 3$. *ApJ*, 652:981–993, décembre 2006.
- G.-H. ZHONG, Y.-C. LIANG, F.-S. LIU, F. HAMMER, K. DISSEAU et L.-C. DENG : The properties of a large volume-limited sample of face-on low surface brightness disk galaxies. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 12:1486–1498, novembre 2012.
- G. H. ZHONG, Y. C. LIANG, F. S. LIU, F. HAMMER, J. Y. HU, X. Y. CHEN, L. C. DENG et B. ZHANG : A large sample of low surface brightness disc galaxies from the SDSS - I. The sample and the stellar populations. *MNRAS*, 391:986–999, décembre 2008.
- M. A. ZWAAN, J. M. VAN DER HULST, W. J. G. DE BLOK et S. S. MCGAUGH : The Tully-Fisher relation for low surface brightness galaxies : implications for galaxy evolution. *MNRAS*, 273:L35–L38, mars 1995.
- F. ZWICKY : *Morphological astronomy*. 1957.

Chapitre 2

Morphologie des galaxies

Sommaire

2.1	La séquence de Hubble des galaxies locales	39
2.2	Les méthodes de classifications morphologiques	41
2.2.1	Classification visuelle	41
2.2.2	Classifications paramétriques	42
2.2.3	Classifications non paramétriques	43
2.3	L’information de couleur	48
2.4	Le choix des données	48
2.4.1	La bande spectrale	48
2.4.2	La profondeur	49
2.4.3	La résolution	49
2.4.4	Taille des échantillons et représentativité	49
	Bibliographie	50

2.1 La séquence de Hubble des galaxies locales

En 1926, à partir de l’étude morphologique visuelle de 400 nébuleuses extragalactiques, Edwin Hubble (Hubble, 1926) a établi un schéma de classification des galaxies, connu aujourd’hui sous le nom de « séquence de Hubble », présentée en Fig. 2.1. Cette classification divise les galaxies en deux grandes catégories, qui sont les galaxies elliptiques (E) et les galaxies spirales (S), ces dernières représentant 97% de son échantillon. Les galaxies elliptiques sont divisées selon leur ellipticité ($e = 1 - b/a$, où a et b sont respectivement les grand et petit axes de l’ellipse observée en projection sur le ciel) en sept catégories notées e_n où $n = 10e$ avec n variant de 0 à 7. Les galaxies spirales, quant à elles, sont divisées en spirales barrées (SB) et non barrées. Contrairement aux elliptiques, les galaxies spirales se décomposent en sous-structures formées d’un disque et d’un bulbe. Les galaxies spirales sont classées en sous-catégories, des S(B)a, qui présentent un bulbe massif, aux S(B)c pour lesquelles le bulbe est pratiquement inexistant. Le disque des galaxies spirales peut aussi présenter des bras qui se rattachent alors au bulbe. Entre les galaxies elliptiques et spirales s’insère une autre classe morphologique : les galaxies lenticulaires, notées S0. Elles présentent un bulbe particulièrement important et un petit disque, mais pas de bras spiraux (Hubble, 1936). Enfin les 3% de galaxies

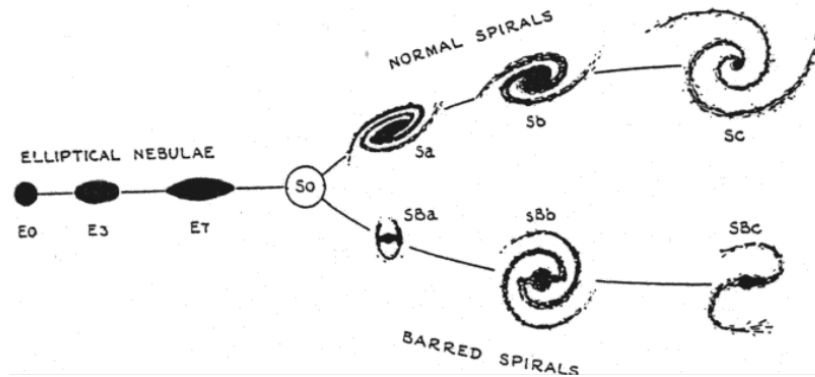


FIGURE 2.1 – **Séquence de Hubble.** Ce diagramme en fourche représente la séquence morphologique des galaxies telle que Hubble l'établit en 1936. A gauche les elliptiques sont triées en fonction de n puis viennent les lenticulaires et enfin les spirales, barrées ou non, et divisées en sous-catégories a, b, c. Figure tirée de l'ouvrage de Hubble (1936), *Realm of te Nebulae*.

qui ne rentrent pas dans ces catégories sont regroupées dans une classe : les irrégulières (Irr), dans la continuité des spirales (Shapley et Paraskevopoulos, 1940). La séquence de Hubble a été étendue par De Vaucouleurs (de Vaucouleurs, 1959) qui a introduit les types intermédiaires Sd, Sm, entre les Sc et les Irr, elles-mêmes redivisées en Im de type magellanique et en I0. La qualification d'irrégulières pour désigner les galaxies qui ne sont ni spirales ni elliptiques ou lenticulaires s'est révélée inadéquate pour certaines galaxies présentant des propriétés morphologiques asymétriques du fait de fortes perturbations gravitationnelles, se manifestant par la présence de structures particulières comme des ponts ou des queues de marées (Toomre et Toomre 1972 ; Barnes et Hernquist 1992) : on parlera alors de galaxies particulières (Pec pour *Peculiar*). La qualification de galaxies irrégulières est alors réservée aux galaxies naines irrégulières de forme asymétrique du fait de leur faible potentiel gravitationnel.

La séquence de Hubble a d'abord été interprétée comme une séquence évolutive des galaxies elliptiques vers les galaxies spirales, plus riches en structures, d'où le qualificatif de tardives pour désigner les galaxies spirales et de précoces pour parler des elliptiques. Cette dénomination reste aujourd'hui, bien que cette interprétation soit devenue désuète, si ce n'est en terme de populations stellaires, celles-ci étant effectivement plus vieilles dans les galaxies de type précoce que les galaxies de type tardif.

La séquence de Hubble établie sur l'observation de galaxies locales constitue une référence en terme de classes morphologiques. Des études postérieures ont mis en évidence que les galaxies d'une même classe morphologique présentaient d'autres propriétés communes, comme la formation stellaire et la couleur (Roberts et Haynes 1994 ; Buta *et al.* 1994), ce qui a permis d'affiner les critères de classification et de renforcer la pertinence de ces classes de galaxies. On compte globalement quatre grandes classes morphologiques :

- Les galaxies elliptiques (E) : elles sont caractérisées par une forme ovale quantifiée par l'ellipticité. L'effondrement gravitationnel est contre-balançé par la dispersion de vitesse des étoiles. Elles sont composées d'étoiles plutôt vieilles et abondantes en éléments lourds, ce qui leur donne une couleur rouge. Le gaz et la formation stellaire sont rares dans les galaxies elliptiques ;
- Les galaxies lenticulaires (S0) : à la différence des galaxies elliptiques, elles possèdent un disque

fin autour d'un bulbe géant. Leur disque ne présente pas de bras spiraux ;

- Les galaxies spirales (Sp) : elles sont composées de deux structures, un bulbe et un disque. Le bulbe est sphérique et peut-être associé à une barre, il contient des étoiles plutôt vieilles et métalliques dont la cinématique est dominée par la dispersion de vitesse. Le disque, en revanche, est constitué d'étoiles plus jeunes, moins métalliques, qui ont un mouvement de rotation d'ensemble qui domine la cinématique du disque. Un disque de gaz HI, plus étendu que le disque stellaire, comporte une grande quantité de gaz (pour la Voie Lactée, il représente 12% de la masse baryonique). Des bras sont communément formés dans les disques où la formation stellaire a lieu ;
- Les galaxies particulières : il s'agit des galaxies asymétriques qui n'entrent pas dans les classes sus-citées, car elles présentent au moins une propriété qui ne permet pas de les qualifier d'elliptique ou spirale. Il peut s'agir par exemple de galaxies naines de forme irrégulière (Pec/Irr), de galaxies en fusion (Pec/M), de galaxies compactes (Pec/C).

La compréhension de la formation de la séquence de Hubble constitue un des enjeux majeurs des recherches actuelles.

2.2 Les méthodes de classifications morphologiques

2.2.1 Classification visuelle

Une méthode de classification, qui fut la première utilisée par Hubble, repose sur l'analyse visuelle de la distribution de lumière des galaxies, en particulier l'importance du bulbe par rapport au disque, la forme des bras spiraux et leur degré de résolution. Cette classification a pour principale limite d'être d'autant plus subjective que la résolution de l'image diminue. Cette méthode s'avère peu transposable à l'étude des galaxies distantes pour les raisons suivantes :

- Les galaxies sont de moins en moins résolues à mesure que le décalage spectral augmente, en plus d'être intrinsèquement faibles. Les erreurs de classification, dues à la difficulté à discerner les structures, sont donc fréquentes ;
- Le *dimming* cosmologique augmente le risque de perdre les structures à faible brillance de surface ;
- La correction K morphologique due au décalage spectral fait apparaître la galaxie dans une longueur d'onde plus rouge que la lumière qu'elle a effectivement émise. Ainsi, pour classer une galaxie à grand décalage spectral, il est nécessaire d'analyser sa morphologie dans une longueur d'onde plus rouge, correspondant au décalage spectral subi par la lumière émise dans le visible.

Afin à la fois de limiter la subjectivité de cette classification, de la rendre plus reproductible tout en permettant le traitement d'un plus grand nombre de données, d'autres méthodes ont été développées, qui visent à trouver des paramètres quantitatifs communs aux galaxies d'un même type morphologique. Certaines de ces méthodes posent un *a priori* sur la distribution de lumière des galaxies (méthodes paramétriques) et d'autres non (méthodes non paramétriques).

2.2.2 Classifications paramétriques

Les méthodes paramétriques consistent en l’ajustement d’un modèle analytique connu à la distribution de lumière observée de la galaxie. Les modèles analytiques utilisés proviennent à l’origine d’études de profils en brillance de surface des galaxies elliptiques et spirales. De Vaucouleurs (1953) a découvert un profil de brillance de surface commun aux galaxies elliptiques, nommé aujourd’hui profil de De Vaucouleurs :

$$\Sigma(r) = \Sigma_e e^{-7.67[(r/r_e)^{1/4}-1]} \quad (2.1)$$

où r_e est le rayon contenu la moitié de la luminosité, dit rayon effectif, et Σ_e la brillance de surface à ce rayon. Concernant les galaxies spirales, ce fut Freeman (1970) qui étudia les profils de brillance de surface de galaxies à disque et mit en évidence un profil commun de type exponentiel :

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 e^{-r/r_d} \quad (2.2)$$

où Σ_0 est la brillance de surface centrale et r_d le rayon caractéristique pour lequel la brillance de surface vaut Σ_0/e . Ces deux profils sont en fait des cas particuliers de profils de Sersic (Sersic, 1968) :

$$\Sigma(r) = \Sigma_e e^{-\kappa[(r/r_e)^{1/n}-1]} \quad (2.3)$$

où n est l’indice de Sersic, valant 1 dans le cas du profil exponentiel et 4 dans le cas du profil de De Vaucouleurs. La valeur de κ est ajustée en fonction de n de manière à ce que r_e soit le rayon contenant la moitié de la lumière. Par exemple, pour $n = 4$, κ vaut 7,67 et pour $0,5 < n < 10$, une relation empirique a été déduite entre κ et n : $\kappa = 1,9992n - 0,3271$ (voir Capaccioli 1989 ; Prugniel et Simien 1997 ; Ciotti et Bertin 1999). Par ailleurs, pour $n = 1$, il existe une relation entre r_e et le rayon d’échelle r_d : $r_e = 1,678r_d$. Graham et Driver (2005) proposent une revue des propriétés de la loi de Sersic et rappellent les relations analytiques entre les différentes quantités physiques liées à la distribution de lumière des galaxies.

L’ajustement de ces profils au profil de lumière de la galaxie se fait généralement par la minimisation d’un χ^2 . Le meilleur modèle nous donne alors accès à des paramètres physiques tels que le flux, la forme, la taille, l’orientation, etc. En particulier, la décomposition bulbe+disque est devenue particulièrement populaire (Schade *et al.* 1995 ; Schade *et al.* 1996 ; Ratnatunga *et al.* 1999 ; Simard *et al.* 2002) car elle permet d’accéder au rapport entre le flux du bulbe et le flux total (rapport noté B/T) fortement corrélé avec le type morphologique : B/T est proche de 1 pour une galaxie elliptique alors qu’il est proche de 0 pour une galaxie de type tardif (Kent, 1985).

Les premières méthodes paramétriques développées utilisaient un profil moyen ou bien une coupe selon un axe particulier de la galaxie, et ajustaient le modèle analytique à ce profil. Ces méthodes, dites à 1D, ont été principalement utilisées pour les galaxies de l’Univers local (e.g. Kormendy 1977 ; Burstein 1979 ; Boroson 1981 ; Pignatelli *et al.* 2006). Le passage d’une distribution bidimensionnelle de la lumière à un profil à une dimension s’avère cependant périlleux, car il est généralement basé sur la répartition des isophotes qui présentent souvent des irrégularités ou changent d’orientation avec le rayon. Des méthodes considérant la distribution de la lumière à deux dimensions ont l’avantage de mieux contraindre les modèles ; on parle alors d’ajustement 2D (e.g. Schade *et al.* 1995 ; Schade *et al.* 1996 ; de Jong 1996 ; Simard 1998 ; Trujillo *et al.* 2001 ; Peng *et al.* 2002 ; de Souza *et al.* 2004). Les paramètres à ajuster sont alors plus nombreux que dans le cas 1D (l’inclinaison de la galaxie par rapport à la ligne de visée ou l’angle principal défini entre la direction Nord des coordonnées sphériques et le grand axe de la galaxie vont alors intervenir dans l’ajustement), et il devient nécessaire d’avoir des images bien résolues et de rapport signal à bruit suffisant pour éviter les possibles

dégénérescences (e.g. Simard *et al.* 2002; Häussler *et al.* 2007 pour une discussion du rapport signal à bruit). Pour réduire ce risque de dégénérescence, des méthodes de classification basées sur l'indice de Sersic sont envisagées : elles ajustent le profil de lumière de la galaxie avec une unique composante de type Sersic et distinguent les galaxies de type sphéroïdal (précoce) pour lesquelles $n > 2,5$ des galaxies de type tardif pour lesquelles $n < 2,5$. Cette méthode présente l'avantage de pouvoir traiter un grand nombre de galaxies en les ajustant de façon automatique. Dans cette perspective des logiciels ont été développés pour automatiser totalement le processus depuis l'extraction des sources dans l'image et l'identification de la PSF, jusqu'à l'ajustement du profil avec GALFIT. C'est le cas par exemple du logiciel GALAPAGOS (Barden *et al.*, 2012) utilisé notamment pour une étude systématique de la morphologie des galaxies dans les champs profonds du HST. Ainsi, Griffith *et al.* (2012) ont constitué un catalogue rassemblant les paramètres structurels pour environ un demi million de galaxies dans les champs GOODS, GEMS, AEGIS et COSMOS, et van der Wel *et al.* (2012) ont estimé les paramètres structurels de plus de 100000 objets sélectionnés en bande H dans les champs CANDELS (Koekemoer *et al.* 2011; Grogin *et al.* 2011). La figure 2.2 présente la comparaison entre l'indice de Sersic n déduit de l'ajustement systématique à une composante (tiré du catalogue ACS-GC de Griffith *et al.* 2012) au rapport B/T déduit d'une décomposition complète bulbe+disque avec GALFIT, pour un échantillon représentatif de galaxies sélectionnées dans les champs CANDELS/GOODS-South et analysées morphologiquement selon la méthode de classification décrite en section 2.3. Cette figure montre que les galaxies classées E/S0 ont effectivement un $n > 2$ lorsqu'elles ont été ajustées de façon automatique avec un unique Sersic, alors que les galaxies spirales occupent principalement la région entre $n = 0,5$ et $n = 2,5$. Trois galaxies classées S0 par notre méthode auraient été classées de type plutôt tardif en se basant sur le seul critère de l'indice de Sersic avec un ajustement à une composante, et trois galaxies clairement de type spirale ont un $n \sim 4,5$: une galaxie barrée, une galaxie à anneau (avec un disque tronqué) et une galaxie dont le disque incliné sous-jacent au bulbe est de faible brillance de surface. Classifier les galaxies, qui présentent souvent plusieurs composante, sur la base de la valeur du n issu de l'ajustement de leur profil de lumière par une unique composante de type Sersic, et sans vérification visuelle supplémentaire, apparaît bien moins robuste qu'une classification basée sur le rapport B/T après une décomposition du profil de la galaxie en deux composantes ; c'est ce que montrent également Cassata *et al.* (2005) et Sargent *et al.* (2007). En particulier la présence de structures de type anneaux, de disques à faible brillance de surface, ou de barres, ne peuvent pas être ajustées correctement par une composante unique.

Les méthodes paramétriques sont également limitées par le fait qu'elles supposent que la distribution de lumière des galaxies est symétrique et lisse, ce qui implique que toutes les structures asymétriques tels que les bras spiraux, les régions de formation stellaires ou les galaxies en cours de fusion ne seront pas ou mal ajustées. En particulier, cela signifie qu'utiliser la valeur du χ^2 résiduel, d'autant plus élevé que les résidus dus à ces structures sont importants, comme critère de qualité de l'ajustement n'est pas pertinent, car il ne différencie pas les irrégularités dues à des bras spiraux des vraies irrégularités (Neichel *et al.*, 2008). Il est par conséquent impératif de procéder à un examen minutieux des résidus pour établir une classification morphologique (e.g. de Souza *et al.* 2004). Cela restreint l'application des méthodes paramétriques à des échantillons de petite taille permettant une inspection visuelle des objets un à un.

2.2.3 Classifications non paramétriques

Les méthodes de classification non paramétriques diffèrent des méthodes paramétriques par le fait qu'elles ne supposent aucun *a priori* sur la distribution de lumière. Comme elles ne requièrent

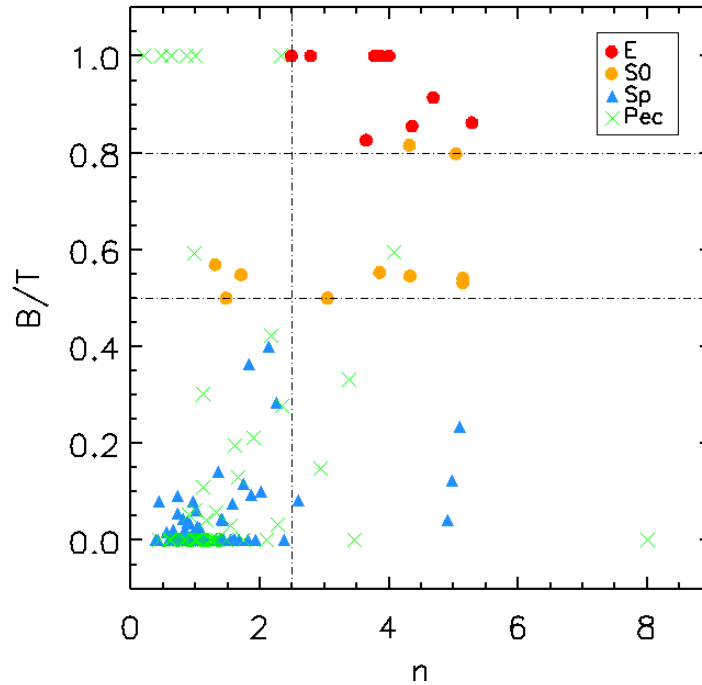


FIGURE 2.2 – Comparaison entre l'indice de Sersic n issu d'un ajustement automatique du profil de lumière à une composante de type Sersic et le rapport B/T issu d'une décomposition complète du profil de lumière avec plusieurs composantes (bulbe et disque, complété d'une barre si nécessaire), pour un échantillon représentatif de 150 galaxies sélectionnées dans le champ CANDELS/GOODS-S. Les galaxies ont été analysées une à une morphologiquement selon la méthode décrite dans la section 3.2, puis l'échantillon a été corrélé au catalogue ACS-GC de Griffith et al. (2012), pour identifier les objets en commun. Griffith et al. (2012) ont utilisé GALAPAGOS (Barden et al. 2012) pour traiter de façon automatique tout le processus d'extraction des sources dans le champ et d'ajustement des profils de lumière par GALFIT en utilisant une unique composante. Les galaxies de type précoce ont $n > 2,5$ et celles de type tardif ont généralement $n < 2,5$; les trois galaxies à $n \sim 4,5$ classées pourtant spirales sont une galaxie barrée, une galaxie à anneau et une galaxie au disque à faible brillance de surface.

pas d'ajuster des profils de luminosité, elles semblent moins assujetties au biais humain et sont plus adaptés à des traitements automatiques de grands échantillons. L'idée générale de ces méthodes est de définir des indices liés à la distribution de lumière des galaxies, appelés indices morphologiques, pour remonter au type morphologique de celles-ci. Ces méthodes requièrent cependant un étalonnage, effectué sur des galaxies dont on connaît par avance les types morphologiques. Ceci permet alors d'associer à un type morphologique un espace de valeurs d'indices morphologiques.

Le système CAS : Ce système de classification non paramétrique (Abraham *et al.* 1994 ; Abraham *et al.* 1996b ; Abraham *et al.* 1996a ; Conselice *et al.* 2000 ; Conselice *et al.* 2003) utilise trois indices morphologiques : Concentration (C), Asymmetry (A), Smoothness (S).

Il est possible de trouver dans la littérature plusieurs définitions de la concentration. Il s'agit dans tous les cas d'estimer à quel point la distribution de lumière est piquée au centre, en calculant le rapport entre la quantité de lumière contenue dans une première région définie de sorte à inclure suffisamment de pixels et la quantité de lumière dans une deuxième région définie de sorte à inclure la totalité de la lumière de l'objet sans inclure trop de ciel. Deux définitions sont couramment utilisées. La première est due à Abraham *et al.* (1994) :

$$C = \frac{\sum \sum_{i,j \in E(\alpha)} I_{i,j}}{\sum \sum_{i,j \in E(1)} I_{i,j}} \quad (2.4)$$

où C désigne la concentration, $I_{i,j}$ l'intensité du pixel à la coordonnée (i, j) et E l'ellipsoïde au rayon normalisé α (0,3 pour Abraham *et al.* 1994), avec pour définition $\alpha = 1$ aux bords de la galaxie. La concentration est alors comprise entre 0 et 1. Une autre définition a été introduite par Kent (1985) et reprise par Conselice *et al.* (2000), et consiste à calculer le rapport entre le rayon contenant 80% de la lumière et le rayon contenant 20% de la lumière :

$$C = 5 \log \frac{r_{80}}{r_{20}}. \quad (2.5)$$

Dans ce cas, la concentration est toujours supérieure à 1.

Quelque soit la définition, l'utilisation de la concentration comme paramètre morphologique est ancienne et a été d'abord introduite par Morgan et Mayall (1957) dans le système de classification Yerkes. Ils montrent que la concentration de lumière est corrélée avec les populations stellaires : les galaxies ayant la concentration la plus faible ont plutôt des propriétés spectroscopiques de type tardif, alors que les galaxies ayant la concentration la plus élevée ont des propriétés spectroscopiques de type précoce. L'idée est donc que les galaxies elliptiques sont des systèmes plus concentrés que les galaxies spirales. La concentration peut ainsi être corrélée au rapport B/T, mais la dispersion reste cependant importante (voir Conselice *et al.* 2003).

Le second indice morphologique quantifie l'asymétrie d'une galaxie (Abraham *et al.* 1996a ; Conselice *et al.* 2000), mesurée par la valeur absolue de la différence, pixel à pixel, d'une image et de sa version tournée à 180 degrés, cette différence étant ensuite normalisée par le flux total de la galaxie. Le centre de la rotation, dont la détermination est le point crucial (Conselice *et al.* 2000) montrent qu'un changement d'un pixel pour une galaxie de l'univers proche peut changer la valeur de l'asymétrie de 50%), est pris soit comme le pixel le plus brillant à partir de la version lissée de la galaxie (Abraham *et al.*, 1996a) soit comme le pixel (ou fraction de pixel) qui minimise l'asymétrie (Conselice *et al.*, 2000). Enfin, pour corriger des effets introduits par le bruit du fond de ciel, on soustrait à l'asymétrie une asymétrie de fond de ciel, déterminée de la même manière que pour la galaxie, mais sur une zone de l'image ne contenant aucun objet. Dans la version de Conselice *et al.*

(2000), l'asymétrie est définie comme suit :

$$A = \min\left(\frac{\Sigma|I_0 - I_{180}|}{\Sigma I_0}\right) - \min\left(\frac{\Sigma|B_0 - B_{180}|}{\Sigma B_0}\right) \quad (2.6)$$

Les galaxies elliptiques, hautement symétriques, sont connues pour avoir une valeur d'asymétrie proche de 0, alors que les spirales, du fait des bras ou des régions de formation stellaire, ont une valeur plus élevée d'asymétrie. Enfin, les galaxies particulières sont censées avoir une forte valeur d'asymétrie car elles présentent de fortes irrégularités, des bras, des ponts, des queues de marée, etc. Ainsi, Conselice *et al.* (2003) suggèrent que le paramètre d'asymétrie peut être utilisé comme indicateur du taux de fusion dans l'Univers lointain. Il reconnaît néanmoins que ce paramètre n'est pas sensible à toutes les phases de la fusion, notamment en début ou fin de fusion, lorsque les systèmes peuvent avoir une asymétrie très proche des galaxies d'allure normale.

Le troisième indice morphologique mesure le degré d'agrégation au sein de la galaxie (clumpiness ou Smoothness en anglais). Ce paramètre est défini comme le rapport entre le flux contenu dans les structures à haute fréquence spatiales et le flux total. On le calcule dans la pratique en soustrayant une version lissée de la galaxie à l'image de la galaxie (Conselice *et al.*, 2003). L'argument sous-jacent est que les galaxies elliptiques ont une distribution de lumière plus lisse que les galaxies spirales, les galaxies irrégulières ou les galaxies en fusion, pour lesquelles les zones de formation stellaires forment des grumeaux. Conselice *et al.* (2003) concluent également que ce paramètre est corrélé au flux H_α et donc au taux de formation stellaire.

Le système CAS ne s'avère en réalité efficace que lorsqu'il est restreint uniquement aux deux grandes classes de galaxies : les galaxies E/S0 et les galaxies spirales (Cassata *et al.*, 2005). Ainsi la principale limitation est l'identification des galaxies particulières.

Le système G-M₂₀ : Plus récemment, Abraham *et al.* (2003) et Lotz *et al.* (2004) ont introduit deux nouveaux indices : le coefficient de Gini (G) et le coefficient M₂₀. Le coefficient de Gini est un outil statistique utilisé à l'origine en économie. Il détermine la distribution d'une grandeur, dans notre cas le flux dans les pixels. Une valeur élevée, proche de 1, de ce coefficient indique que tout le flux est concentré dans un unique pixel. Une valeur plus faible, proche de 0, indique que tous les pixels partagent une même valeur de flux. Les galaxies elliptiques sont supposées avoir une valeur de G élevée (> 0,5), alors que les galaxies spirales ont un indice G plus petit (< 0,5). Ce paramètre est donc corrélé à la concentration (Abraham *et al.*, 2003) mais présente l'avantage d'être insensible à la distribution spatiale de flux, ce qui en fait un outil plus adapté à l'étude des galaxies distantes qui sont fortement asymétriques et qui n'ont pas forcément de centre photométrique bien défini.

$$G = \frac{1}{\bar{X}n(n-1)} \sum_{i=1}^n (2i - n - 1)X_i, \quad n > 2 \quad (2.7)$$

Le coefficient M₂₀ est aussi une mesure de la concentration, qui pondère le flux des pixels les plus brillants contenant 20% du flux total par leur distance au centre de la galaxie. Celui-ci est déterminé par une minimisation du moment d'ordre 2 du flux total de la galaxie.

$$M_{tot} = \sum_i I_i [(x_i - x_c)^2 + (y_i - y_c)^2] \quad (2.8)$$

$$M_{20} = \log \frac{M}{M_{tot}}$$

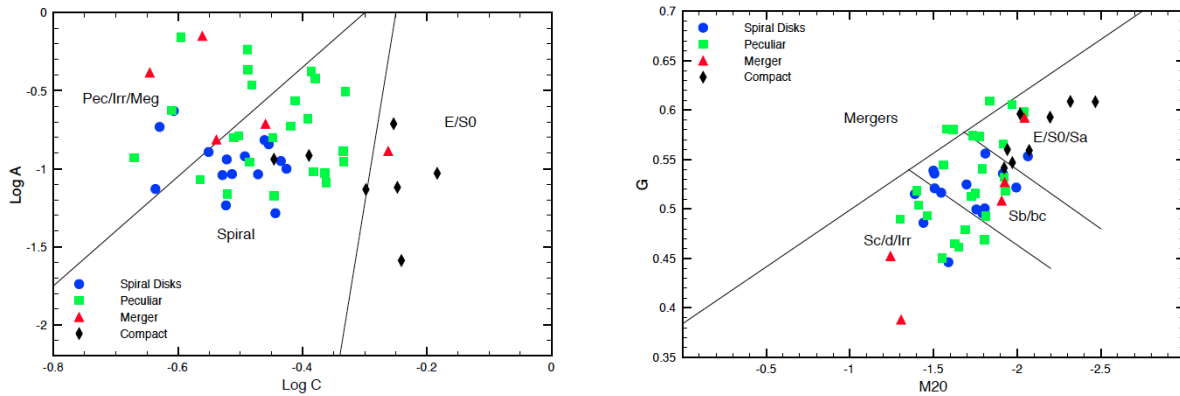


FIGURE 2.3 – **Comparaison entre classifications paramétriques et non paramétriques.** Figure tirée de Neichel *et al.* (2008). La classification paramétrique est basée sur une décomposition bulbe+disque et un arbre de décision. Les classifications non paramétriques utilisent le plan A-C (à gauche) et le plan $G - M_{20}$ (à droite). Les différents symboles font référence à la classification morphologique semi-empirique définie dans Neichel *et al.* (2008) qui, elle seule, est bien corrélée avec la classification issue de la cinématique. Les méthodes automatiques non paramétriques sont particulièrement inexactes dans la distinction entre les galaxies particulières ou en fusion et les disques.

où x_c et y_c sont les coordonnées du centre de la galaxie et M est défini comme M_{tot} mais en ne prenant que les pixels les plus brillants contenant 20% du flux total. Pour une galaxie elliptique, les pixels les plus brillants sont tous au centre et le profil de luminosité est très piqué, donc il n'y a que quelques pixels qui forment les 20% du flux total. M a alors une petite valeur et M_{20} est empiriquement inférieur à -2,0. Pour les galaxies spirales au contraire, leur profil de luminosité exponentiel fait que les pixels les plus lumineux totalisant 20% de la lumière totale sont aussi au centre mais en plus grand nombre d'où $-2,0 < M_{20} < -0,5$. Les galaxies dites normales suivent ainsi une séquence dans le plan $G - M_{20}$, des E/S0 aux Sa-Sb et aux Sc-Sd. Les galaxies aux morphologies plus distordues, comme les galaxies en cours de fusion, divergent significativement de cette séquence. Le plan $G - M_{20}$ est donc principalement utilisé pour séparer les types morphologiques (Lotz *et al.*, 2008) et pour déterminer les galaxies en cours de fusion (Lotz *et al.*, 2006).

Les classifications non paramétriques sont de bonnes méthodes pour classer un grand nombre de galaxies de l'Univers proche qui se trouvent être majoritairement régulières (elliptiques ou spirales), avec peu de galaxies particulières. Elles sont un outil idéal pour le traitement automatique et reproductible d'un gros volume de données. Il faut noter cependant leur incapacité à différencier les galaxies de types morphologiques proches comme les E des S0 ou les différents types de spirales (Sb à Sd). De plus, l'information morphologique fournie par ces indices est pauvre, puisqu'ils ne détectent pas les barres, les bras spiraux ni les anneaux. Menanteau *et al.* (2006) montrent que le système de classification CAS a une incertitude de 15% pour les galaxies de l'Univers proche. Les biais résultant peuvent ainsi être particulièrement élevés, avec en particulier une tendance extrême à classer les galaxies particulières dans la classe des spirales. La figure 2.3 illustre la comparaison effectuée par Neichel *et al.* (2008) entre les classifications paramétriques et non paramétriques : ils trouvent par exemple que les galaxies spirales à $z < 1$ sont surestimées d'un facteur 2 dans la classification paramétrique. Également, Franceschini *et al.* (2006) trouvent que 30% des galaxies à $z < 1,5$ classées elliptiques ressemblent en fait à des galaxies spirales de type tardif.

2.3 L'information de couleur

Chaque filtre dans lequel on observe une galaxie donne une information différente sur celle-ci, en fonction de la population stellaire qui émet dans la longueur d'onde de ce filtre et la présence de poussière, révélant ainsi les différentes composantes de la galaxie. En comparant par exemple la magnitude dans deux filtres différents, on peut avoir une idée de la population stellaire qui domine la galaxie, ainsi que de son histoire en comparant sa couleur à des modèles de populations stellaires (e.g. Menanteau *et al.* 2001 ; Zheng *et al.* 2004 ; Rawat *et al.* 2007). La couleur intégrée d'une galaxie est également reliée à son type morphologique (Roberts et Haynes, 1994). En effet, les galaxies E/S0, de populations stellaires plus vieilles, sont plus rouges que les spirales et les irrégulières dont les étoiles sont plus jeunes. Il est possible également d'étudier la couleur de chaque sous-composante comme le bulbe ou le disque (e.g. Ellis *et al.* 2001), ou même, lorsque la résolution le permet, de l'analyser dans chaque élément de résolution (Abraham *et al.* 1999 ; Menanteau *et al.* 2001 ; Menanteau *et al.* 2004 ; Zheng *et al.* 2004 ; Zheng *et al.* 2005 ; Papovich *et al.* 2005 ; Lanyon-Foster *et al.* 2007).

Il existe une corrélation entre le type spectroscopique et la concentration de lumière des galaxies : les galaxies les plus concentrées sont les elliptiques, de couleur rouge, et les galaxies les moins concentrées sont les galaxies spirales et irrégulières, plus bleues. De même, la couleur intégrée d'un échantillon de galaxies forme une séquence lorsqu'on la compare aux coefficients A ou S. Cette séquence va des galaxies rouges et symétriques (les E) aux galaxies bleues et asymétriques (Sc-d) (Conselice *et al.*, 2000). Conselice *et al.* (2003) utilisent cette relation pour discriminer les mergers comme les galaxies qui divergent de cette séquence. Lauger *et al.* (2005) proposent d'utiliser l'information de couleur pour former des classes spectro-morphologiques en construisant le plan C-A à partir de la différence mesurée des indices dans différentes bandes (voir aussi Kuchinski *et al.* 2000 ; Burgarella *et al.* 2001).

L'information de couleur et notamment l'utilisation de cartes couleurs est donc très intéressante car elle permet de relier la morphologie avec la physique sous-jacente, comme par exemple les régions de formation stellaire intense, les régions de poussière, les régions d'étoiles vieilles ou plus jeunes, etc. Notons cependant qu'il existe une dégénérescence entre l'âge, la métallicité et la poussière : par exemple, une population vieille sous-métallique peut présenter une couleur similaire à une population d'âge intermédiaire de métallicité solaire, ou une population jeune mais éteinte par la poussière pourra être confondue avec une population d'étoiles vieilles typiques de celles que l'on trouve dans les galaxies de type précoce. Enfin, la principale raison pour laquelle cette information est peu utilisée est qu'elle nécessite une inspection minutieuse de chaque objet, ce qui n'est pas compatible avec l'analyse de grands échantillons de galaxies.

2.4 Le choix des données

Classer morphologiquement des galaxies à deux époques différentes nécessite des données observationnelles homogènes et comparables. Plusieurs critères, décrits ci-après, sont à prendre en compte.

2.4.1 La bande spectrale

L'aspect d'une galaxie diffère selon la bande photométrique dans laquelle elle est observée. L'utilisation de plusieurs bandes spectrales permet ainsi de faire ressortir différentes composantes de la galaxie : étoiles, gaz neutre ou ionisé, poussières, etc. Dans le cadre d'une étude morphologique, il est nécessaire d'avoir une vision d'ensemble de la forme de la galaxie, qui ne peut être donnée que

par la distribution spatiale des étoiles qui représentent l’essentiel de sa masse ou de son évolution. On cherchera donc la bande spectrale dans laquelle l’émission de ces étoiles domine, soit une bande plutôt rouge et ainsi peu sensible aux effets de formation stellaire, qui peut affecter fortement l’aspect de la galaxie et ainsi biaiser sa classification morphologique. L’utilisation d’une bande rouge permet également d’être moins sensible à la poussière.

Par ailleurs, dans le cadre d’une étude morphologique comparative à différents décalages spectraux, il est essentiel de s’assurer que l’on étudie l’aspect des galaxies dans la même couleur au repos, afin de minimiser les effets de correction K.

2.4.2 La profondeur

Il est essentiel de s’assurer que la profondeur des images est suffisante pour que la classification morphologique manque le moins possible les structures faibles de la galaxie. Par exemple, par manque de profondeur, une galaxie spirale ayant un bulbe trop lumineux par rapport au disque pourra se retrouver classée elliptique. De plus, dans le cadre d’une étude comparative à deux époques de l’Univers, il est indispensable de s’assurer que les jeux de données ont la même profondeur. A grand décalage spectral, il faut prendre en compte le *dimming* cosmologique.

2.4.3 La résolution

La résolution d’un instrument peut être quantifiée par la largeur à mi-hauteur de sa PSF, qui marque la limite de la taille des détails visibles. Depuis le sol, la résolution est limitée par la turbulence de l’atmosphère terrestre, qui étale la PSF théorique de l’instrument. Si la résolution atteignable depuis le sol permet néanmoins de résoudre les structures internes des galaxies proches, telles que les bras spiraux, les barres ou les anneaux, cela n’est plus le cas pour les galaxies à grand décalage spectral, difficilement résolues depuis le sol. Il est alors nécessaire de les observer depuis l’espace pour s’affranchir des effets atmosphériques et obtenir la résolution nécessaire.

2.4.4 Taille des échantillons et représentativité

L’étude d’un échantillon de galaxies requiert de prêter une attention particulière au critère de sélection utilisé, qui ne doit pas introduire de biais incontrôlable mais qui doit permettre la constitution d’un échantillon représentatif de la population de galaxies à une certaine époque de l’Univers. Le nombre de galaxies doit également être suffisant pour ne pas manquer un type de galaxies dont la densité numérique serait très faible (exemple des elliptiques dans l’Univers local qui représentent seulement $\sim 20\%$ de la population).

Les relevés de galaxies rassemblent des galaxies en nombres toujours plus grands, principalement dans l’objectif de diminuer l’erreur statistique (pour 10000 galaxies \sqrt{N}/N vaut 1%). Cependant, comme évoqué ci-dessus, étudier un grand nombre de galaxies nécessite de mettre en place des procédures automatisées dans lequel le contrôle visuel nécessaire devient impossible. Supposons, dans un souci de simplification, que l’erreur globale soit la racine carrée de la somme quadratique de l’erreur statistique, liée au nombre N d’objets, et des erreurs systématiques, indépendantes de N ¹. L’erreur statistique peut être diminuée en augmentant la taille des échantillons, mais l’erreur systématique reste constante. Delgado-Serrano *et al.* (2010) estiment leur erreur systématique à 5%, en utilisant une méthode de classification semi-automatique basée sur une décomposition paramétrique des profils de lumière, couplée à l’analyse des cartes couleur et un arbre de décision. Ainsi, construire des

1. Cette assertion suppose que les erreurs sont indépendantes et gaussiennes.

Survey	u	g	r	i	z
SDSS	3551Å	4686Å	6165Å	7481Å	8931Å
	B	V	i	z	
GOODS	4312Å	5915Å	7697Å	9103Å	
<i>rest-frame</i>	[2695-3080]Å	[3697-4225]Å	[4811-5498]Å	[5689-6502]Å	

TABLE 2.1 – **Longueurs d’onde effectives des différents filtres du SDSS et de ceux de la caméra ACS qui a observé le champ GOODS.** Les longueurs d’onde dans le référentiel au repos, en supposant l’intervalle de redshift [0,4-0,6] sont calculées pour les bandes photométriques ACS.

échantillons de plus de 150-200 objets ne présente pas d’intérêt car seule l’erreur statistique sera diminuée et l’erreur globale restera limitée par l’erreur systématique.

Enfin, pour mesurer la représentativité d’un échantillon de galaxies, on utilise les fonctions de luminosité déduites de plus grands échantillons (e.g. Blanton *et al.* 2003 ; Ilbert *et al.* 2005). Cette fonction de luminosité donne la densité de galaxies par volume d’espace et tranches de luminosité. Il s’agit d’une représentation de la distribution du nombre de galaxies par rapport à leur masse. Typiquement les fonctions de luminosité des galaxies sont caractérisées par des fonctions de Schechter, donnant le nombre de galaxies par unité de volume et par unité de luminosité :

$$\Phi(L) = \frac{\phi^*}{L^*} \left(\frac{L}{L^*} \right)^\alpha e^{-L/L^*} \quad (2.9)$$

où ϕ^* est une densité de normalisation, L^* est la luminosité caractéristique et α la pente de la loi de puissance à faible luminosité. Les relevés spectroscopiques en redshift peuvent être utilisés pour ajuster les paramètres ϕ^*, L^* et α .

Données choisies et comparaison

Afin de satisfaire les critères évoqués ci-dessus, le choix des données s’est porté dans l’Univers local sur la bande r' du SDSS (de longueur d’onde effective $\lambda_{eff} = 6166\text{Å}$). Les données obtenues depuis le sol offrent une résolution suffisante pour l’étude de la morphologie des galaxies proches. A plus grands décalages spectraux, des données obtenues depuis l’espace sont nécessaires pour résoudre les structures des galaxies. Les données les plus profondes à des décalages spectraux intermédiaires sont fournies par les images du HST, en particulier dans le visible et proche IR par la caméra ACS, dont les filtres V, i, z correspondent, à $z \sim 0.5$, aux filtres u', g', r' du SDSS (voir table 2.1). Par ailleurs, la résolution de la caméra ACS est de $0,1''$, soit $0,6$ kpc à $z = 0.5$, alors que les images SDSS ont une résolution de $0,4''$, soit $0,81$ kpc à $z = 0,03$, ce qui assure une résolution similaire pour les jeux de données locaux et distants.

Enfin, la comparaison de la profondeur des images HST/ACS et des images SDSS a été analysée de façon analytique dans (Delgado-Serrano *et al.*, 2010), en comparant les rapports signal à bruit obtenus dans chaque image. Leur formule appliquée aux données au décalage spectral de mon échantillon distant ($z \sim 0,5$) montre que les images HST sont plus profondes que les images SDSS de 1,09, 0,63, et 1,48 magnitudes respectivement dans les bandes u, g et r au repos.

Bibliographie

- R. G. ABRAHAM, R. S. ELLIS, A. C. FABIAN, N. R. TANVIR et K. GLAZEBROOK : The star formation history of the Hubble sequence : spatially resolved colour distributions of intermediate-redshift galaxies in the Hubble Deep Field. *MNRAS*, 303:641–658, mars 1999.
- R. G. ABRAHAM, N. R. TANVIR, B. X. SANTIAGO, R. S. ELLIS, K. GLAZEBROOK et S. VAN DEN BERGH : Galaxy morphology to I=25 mag in the Hubble Deep Field. *MNRAS*, 279:L47–L52, avril 1996a.
- R. G. ABRAHAM, F. VALDES, H. K. C. YEE et S. VAN DEN BERGH : The morphologies of distant galaxies. 1 : an automated classification system. *ApJ*, 432:75–90, septembre 1994.
- R. G. ABRAHAM, S. VAN DEN BERGH, K. GLAZEBROOK, R. S. ELLIS, B. X. SANTIAGO, P. SURMA et R. E. GRIFFITHS : The Morphologies of Distant Galaxies. II. Classifications from the Hubble Space Telescope Medium Deep Survey. *ApJS*, 107:1, novembre 1996b.
- R. G. ABRAHAM, S. VAN DEN BERGH et P. NAIR : A New Approach to Galaxy Morphology. I. Analysis of the Sloan Digital Sky Survey Early Data Release. *ApJ*, 588:218–229, mai 2003.
- M. BARDEN, B. HÄUSSLER, C. Y. PENG, D. H. MCINTOSH et Y. GUO : GALAPAGOS : from pixels to parameters. *MNRAS*, 422:449–468, mai 2012.
- J. E. BARNES et L. HERNQUIST : Formation of dwarf galaxies in tidal tails. *Nature*, 360:715–717, décembre 1992.
- M. R. BLANTON, D. W. HOGG, N. A. BAHCALL, J. BRINKMANN, M. BRITTON, A. J. CONNOLLY, I. CSABAI, M. FUKUGITA, J. LOVEDAY, A. MEIKSIN, J. A. MUNN, R. C. NICHOL, S. OKAMURA, T. QUINN, D. P. SCHNEIDER, K. SHIMASAKU, M. A. STRAUSS, M. TEGMARK, M. S. VOGLEY et D. H. WEINBERG : The Galaxy Luminosity Function and Luminosity Density at Redshift $z = 0.1$. *ApJ*, 592:819–838, août 2003.
- T. BOROSON : The distribution of luminosity in spiral galaxies. *ApJS*, 46:177–209, juin 1981.
- D. BURGARELLA, V. BUAT, J. DONAS, B. MILLIARD et S. CHAPELON : The ultraviolet visibility and quantitative morphology of galactic disks at low and high redshift. *A&A*, 369:421–431, avril 2001.
- D. BURSTEIN : Structure and origin of S0 galaxies. II - Disk-to-bulge ratios. *ApJ*, 234:435–447, décembre 1979.
- R. BUTA, S. MITRA, G. DE VAUCOULEURS et H. G. CORWIN, Jr. : Mean morphological types of bright galaxies. *AJ*, 107:118–134, janvier 1994.
- M. CAPACCIOLI : Photometry of early-type galaxies and the R exp 1/4 law. In H. G. CORWIN, Jr. et L. BOTTINELLI, éditeurs : *World of Galaxies (Le Monde des Galaxies)*, pages 208–227, 1989.
- P. CASSATA, A. CIMATTI, A. FRANCESCHINI, E. DADDI, E. PIGNATELLI, G. FASANO, G. RODIGHIERO, L. POZZETTI, M. MIGNOLI et A. RENZINI : The evolution of the galaxy B-band rest-frame morphology to $z \sim 2$: new clues from the K20/GOODS sample. *MNRAS*, 357:903–917, mars 2005.

- L. CIOTTI et G. BERTIN : Analytical properties of the $R^{1/m}$ law. *A&A*, 352:447–451, décembre 1999.
- C. J. CONSELICE, M. A. BERSHADY, M. DICKINSON et C. PAPOVICH : A Direct Measurement of Major Galaxy Mergers at $z < \sim 3$. *AJ*, 126:1183–1207, septembre 2003.
- C. J. CONSELICE, M. A. BERSHADY et A. JANGREN : The Asymmetry of Galaxies : Physical Morphology for Nearby and High-Redshift Galaxies. *ApJ*, 529:886–910, février 2000.
- R. S. DE JONG : Near-infrared and optical broadband surface photometry of 86 face-on disk dominated galaxies. II. A two-dimensional method to determine bulge and disk parameters. *A&AS*, 118:557–573, septembre 1996.
- R. E. DE SOUZA, D. A. GADOTTI et S. DOS ANJOS : BUDDA : A New Two-dimensional Bulge/Disk Decomposition Code for Detailed Structural Analysis of Galaxies. *ApJS*, 153:411–427, août 2004.
- G. DE VAUCOULEURS : On the distribution of mass and luminosity in elliptical galaxies. *MNRAS*, 113:134, 1953.
- G. DE VAUCOULEURS : Classification and Morphology of External Galaxies. *Handbuch der Physik*, 53:275, 1959.
- R. DELGADO-SERRANO, F. HAMMER, Y. B. YANG, M. PUECH, H. FLORES et M. RODRIGUES : How was the Hubble sequence 6 Gyr ago? *A&A*, 509:A78, janvier 2010.
- R. S. ELLIS, R. G. ABRAHAM et M. DICKINSON : The Relative Star Formation Histories of Spiral Bulges and Elliptical Galaxies in the Hubble Deep Fields. *ApJ*, 551:111–130, avril 2001.
- A. FRANCESCHINI, G. RODIGHIERO, P. CASSATA, S. BERTA, M. VACCARI, M. NONINO, E. VANZELLA, E. HATZIMINAOGLOU, J. ANTICHI et S. CRISTIANI : Cosmic evolution of the galaxy’s mass and luminosity functions by morphological type from multi-wavelength data in the CDF-South. *A&A*, 453:397–421, juillet 2006.
- K. C. FREEMAN : On the Disks of Spiral and so Galaxies. *ApJ*, 160:811, juin 1970.
- A. W. GRAHAM et S. P. DRIVER : A Concise Reference to (Projected) Sérsic $R^{1/n}$ Quantities, Including Concentration, Profile Slopes, Petrosian Indices, and Kron Magnitudes. *PASA*, 22:118–127, 2005.
- R. L. GRIFFITH, M. C. COOPER, J. A. NEWMAN, L. A. MOUSTAKAS, D. STERN, J. M. COMERFORD, M. DAVIS, J. M. LOTZ, M. BARDEN, C. J. CONSELICE, P. L. CAPAK, S. M. FABER, J. D. KIRKPATRICK, A. M. KOEKEMOER, D. C. KOO, K. G. NOESKE, N. SCOVILLE, K. SHETH, P. SHOPBELL, C. N. A. WILLMER et B. WEINER : The Advanced Camera for Surveys General Catalog : Structural Parameters for Approximately Half a Million Galaxies. *ApJS*, 200:9, mai 2012.
- N. A. GROGIN, D. D. KOCEVSKI, S. M. FABER, H. C. FERGUSON, A. M. KOEKEMOER, A. G. RIESS, V. ACQUAVIVA, D. M. ALEXANDER, O. ALMAINI, M. L. N. ASHBY, M. BARDEN, E. F. BELL, F. BOURNAUD, T. M. BROWN, K. I. CAPUTI, S. CASERTANO, P. CASSATA, M. CASTELLANO, P. CHALLIS, R.-R. CHARY, E. CHEUNG, M. CIRASUOLO, C. J. CONSELICE, A. ROSHAN COORAY, D. J. CROTON, E. DADDI, T. DAHLEN, R. DAVÉ, D. F. DE MELLO, A. DEKEL, M. DICKINSON, T. DOLCH, J. L. DONLEY, J. S. DUNLOP, A. A. DUTTON, D. ELBAZ, G. G. FAZIO,

- A. V. FILIPPENKO et S. L. FINKELSTEIN : CANDELS : The Cosmic Assembly Near-infrared Deep Extragalactic Legacy Survey. *ApJS*, 197:35, décembre 2011.
- B. HÄUSSLER, D. H. MCINTOSH, M. BARDEN, E. F. BELL, H.-W. RIX, A. BORCH, S. V. W. BECKWITH, J. A. R. CALDWELL, C. HEYMANS, K. JAHNKE, S. JOGEE, S. E. KOPOSOV, K. MEISENHEIMER, S. F. SÁNCHEZ, R. S. SOMERVILLE, L. WISOTZKI et C. WOLF : GEMS : Galaxy Fitting Catalogs and Testing Parametric Galaxy Fitting Codes : GALFIT and GIM2D. *ApJS*, 172:615–633, octobre 2007.
- E. P. HUBBLE : Extragalactic nebulae. *ApJ*, 64:321–369, décembre 1926.
- E. P. HUBBLE : *Realm of the Nebulae*. 1936.
- O. ILBERT, L. TRESSE, E. ZUCCA, S. BARDELLI, S. ARNOUITS, G. ZAMORANI, L. POZZETTI, D. BOTTINI, B. GARILLI, V. LE BRUN, O. LE FÈVRE, D. MACCAGNI, J.-P. PICAT, R. SCARAMELLA, M. SCODEGGIO, G. VETTOLANI, A. ZANICHELLI, C. ADAMI, M. ARNABOLDI, M. BOLZONELLA, A. CAPPI, S. CHARLOT, T. CONTINI, S. FOUCAUD, P. FRANZETTI, I. GAVIGNAUD, L. GUZZO, A. IOVINO, H. J. MCCrackEN, B. MARANO, C. MARINONI, G. MATHEZ, A. MAZURE, B. MEUNEUX, R. MERIGHI, S. PALTANI, R. PELLO, A. POLLO, M. RADOVICH, M. BONDI, A. BONGIORNO, G. BUSARELLO, P. CILIEGI, F. LAMAREILLE, Y. MELLIER, P. MERLUZZI, V. RIPEPI et D. RIZZO : The VIMOS-VLT deep survey. Evolution of the galaxy luminosity function up to $z = 2$ in first epoch data. *A&A*, 439:863–876, septembre 2005.
- S. M. KENT : CCD surface photometry of field Galaxies. II - Bulge/disk decompositions. *ApJS*, 59:115–159, octobre 1985.
- A. M. KOEKEMOER, S. M. FABER, H. C. FERGUSON, N. A. GROGIN, D. D. KOCEVSKI, D. C. KOO, K. LAI, J. M. LOTZ, R. A. LUCAS, E. J. MCGRATH, S. OGAZ, A. RAJAN, A. G. RIESS, S. A. RODNEY, L. STROLGER, S. CASERTANO, M. CASTELLANO, T. DAHLEN, M. DICKINSON, T. DOLCH, A. FONTANA, M. GIAVALISCO, A. GRAZIAN, Y. GUO, N. P. HATHI, K.-H. HUANG, A. VAN DER WEL, H.-J. YAN, V. ACQUAVIVA, D. M. ALEXANDER, O. ALMAINI, M. L. N. ASHBY, M. BARDEN, E. F. BELL, F. BOURNAUD, T. M. BROWN, K. I. CAPUTI, P. CASSATA, P. J. CHALLIS, R.-R. CHARY, E. CHEUNG, M. CIRASUOLO, C. J. CONSELICE, A. ROSHAN COORAY, D. J. CROTON, E. DADDI, R. DAVÉ, D. F. DE MELLO, L. DE RAVEL, A. DEKEL, J. L. DONLEY, J. S. DUNLOP et A. A. DUTTON : CANDELS : The Cosmic Assembly Near-infrared Deep Extragalactic Legacy Survey - The Hubble Space Telescope Observations, Imaging Data Products, and Mosaics. *ApJS*, 197:36, décembre 2011.
- J. KORMENDY : Brightness distributions in compact and normal galaxies. III - Decomposition of observed profiles into spheroid and disk components. *ApJ*, 217:406–419, octobre 1977.
- L. E. KUCHINSKI, W. L. FREEDMAN, B. F. MADORE, M. TREWHELLA, R. C. BOHLIN, R. H. CORNETT, M. N. FANELLI, P. M. MARCUM, S. G. NEFF, R. W. O'CONNELL, M. S. ROBERTS, A. M. SMITH, T. P. STECHER et W. H. WALLER : Comparing Galaxy Morphology at Ultraviolet and Optical Wavelengths. *ApJS*, 131:441–463, décembre 2000.
- M. M. LANYON-FOSTER, C. J. CONSELICE et M. R. MERRIFIELD : Structure through colour : a pixel approach towards understanding galaxies. *MNRAS*, 380:571–584, septembre 2007.
- S. LAUGER, D. BURGARELLA et V. BUAT : Spectro-morphology of galaxies : A multi-wavelength (UV-R) classification method. *A&A*, 434:77–87, avril 2005.

- J. M. LOTZ, M. DAVIS, S. M. FABER, P. GUHATHAKURTA, S. GWYN, J. HUANG, D. C. KOO, E. LE FLOC'H, L. LIN, J. NEWMAN, K. NOESKE, C. PAPOVICH, C. N. A. WILLMER, A. COIL, C. J. CONSELICE, M. COOPER, A. M. HOPKINS, A. METEVIER, J. PRIMACK, G. RIEKE et B. J. WEINER : The Evolution of Galaxy Mergers and Morphology at $z < 1.2$ in the Extended Groth Strip. *ApJ*, 672:177–197, janvier 2008.
- J. M. LOTZ, P. MADAU, M. GIAVALISCO, J. PRIMACK et H. C. FERGUSON : The Rest-Frame Far-Ultraviolet Morphologies of Star-forming Galaxies at $z \sim 1.5$ and 4. *ApJ*, 636:592–609, janvier 2006.
- J. M. LOTZ, J. PRIMACK et P. MADAU : A New Nonparametric Approach to Galaxy Morphological Classification. *AJ*, 128:163–182, juillet 2004.
- F. MENANTEAU, R. G. ABRAHAM et R. S. ELLIS : Evidence for evolving spheroidals in the Hubble Deep Fields North and South. *MNRAS*, 322:1–12, mars 2001.
- F. MENANTEAU, H. C. FORD, G. D. ILLINGWORTH, M. SIRIANNI, J. P. BLAKESLEE, G. R. MEURER, A. R. MARTEL, N. BENÍTEZ, M. POSTMAN, M. FRANX, D. R. ARDILA, F. BARTKO, R. J. BOWENS, T. J. BROADHURST, R. A. BROWN, C. J. BURROWS, E. S. CHENG, M. CLAMPIN, N. J. G. CROSS, P. D. FELDMAN, D. A. GOLIMOWSKI, C. GRONWALL, G. F. HARTIG, L. INFANTE, R. A. KIMBLE, J. E. KRIST, M. P. LESSER, G. K. MILEY, P. ROSATI, W. B. SPARKS, H. D. TRAN, Z. I. TSVETANOV, R. L. WHITE et W. ZHENG : Internal Color Properties of Resolved Spheroidals in the Deep Hubble Space Telescope Advanced Camera for Surveys Field of UGC 10214. *ApJ*, 612:202–214, septembre 2004.
- F. MENANTEAU, H. C. FORD, V. MOTTA, N. BENÍTEZ, A. R. MARTEL, J. P. BLAKESLEE et L. INFANTE : The Morphological Demographics of Galaxies in the Advanced Camera for Surveys Hubble Ultra Deep Parallel Fields. *AJ*, 131:208–215, janvier 2006.
- W. W. MORGAN et N. U. MAYALL : A Spectral Classification of Galaxies. *PASP*, 69:291, août 1957.
- B. NEICHEL, F. HAMMER, M. PUECH, H. FLORES, M. LEHNERT, A. RAWAT, Y. YANG, R. DELGADO, P. AMRAM, C. BALKOWSKI, C. CESARSKY, H. DANNERBAUER, I. FUENTES-CARRERA, B. GUIDERDONI, A. KEMBHAVI, Y. C. LIANG, N. NESVADBA, G. ÖSTLIN, L. POZZETTI, C. D. RAVIKUMAR, S. DI SEREGO ALIGHIERI, D. VERGANI, J. VERNET et H. WOZNIAK : IMAGES. II. A surprisingly low fraction of undisturbed rotating spiral disks at $z \sim 0.6$ The morpho-kinematical relation 6 Gyr ago. *A&A*, 484:159–172, juin 2008.
- C. PAPOVICH, M. DICKINSON, M. GIAVALISCO, C. J. CONSELICE et H. C. FERGUSON : The Assembly of Diversity in the Morphologies and Stellar Populations of High-Redshift Galaxies. *ApJ*, 631:101–120, septembre 2005.
- C. Y. PENG, L. C. HO, C. D. IMPEY et H.-W. RIX : Detailed Structural Decomposition of Galaxy Images. *AJ*, 124:266–293, juillet 2002.
- E. PIGNATELLI, G. FASANO et P. CASSATA : GASPHOT : a tool for Galaxy Automatic Surface PHOTometry. *A&A*, 446:373–388, janvier 2006.
- P. PRUGNIEL et F. SIMIEN : The fundamental plane of early-type galaxies : non-homology of the spatial structure. *A&A*, 321:111–122, mai 1997.

- K. U. RATNATUNGA, R. E. GRIFFITHS et E. J. OSTRANDER : Disk and Bulge Morphology of WFPC2 Galaxies : The HUBBLE SPACE TELESCOPE Medium Deep Survey. *AJ*, 118:86–107, juillet 1999.
- A. RAWAT, A. K. KEMBHAVI, F. HAMMER, H. FLORES et S. BARWAY : Unravelling the morphologies of luminous compact galaxies using the HST/ACS GOODS survey. *A&A*, 469:483–501, juillet 2007.
- M. S. ROBERTS et M. P. HAYNES : Physical Parameters along the Hubble Sequence. *ARAA*, 32:115–152, 1994.
- M. T. SARGENT, C. M. CAROLLO, S. J. LILLY, C. SCARLATA, R. FELDMANN, P. KAMPCZYK, A. M. KOEKEMOER, N. SCOVILLE, J.-P. KNEIB, A. LEAUTHAUD, R. MASSEY, J. RHODES, L. A. M. TASCA, P. CAPAK, H. J. MCCrackEN, C. PORCIANI, A. RENZINI, Y. TANIGUCHI, D. J. THOMPSON et K. SHETH : The Evolution of the Number Density of Large Disk Galaxies in COSMOS. *ApJS*, 172:434–455, septembre 2007.
- D. SCHADE, S. J. LILLY, D. CRAMPTON, F. HAMMER, O. LE FEVRE et L. TRESSE : Canada-France Redshift Survey : Hubble Space Telescope Imaging of High-Redshift Field Galaxies. *ApJL*, 451:L1, septembre 1995.
- D. SCHADE, S. J. LILLY, O. LE FEVRE, F. HAMMER et D. CRAMPTON : Canada-France Redshift Survey. XI. Morphology of High-Redshift Field Galaxies from High-Resolution Ground-based Imaging. *ApJ*, 464:79, juin 1996.
- J. L. SERSIC : *Atlas de galaxies australes*. 1968.
- H. SHAPLEY et J. S. PARASKEVOPOULOS : Galactic and Extragalactic Studies, III. Photographs of Thirty Southern Nebulae and Clusters. *Proceedings of the National Academy of Science*, 26:31–36, janvier 1940.
- L. SIMARD : GIM2D : an IRAF package for the Quantitative Morphology Analysis of Distant Galaxies. In R. ALBRECHT, R. N. HOOK et H. A. BUSHOUSE, éditeurs : *Astronomical Data Analysis Software and Systems VII*, volume 145 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 108, 1998.
- L. SIMARD, C. N. A. WILLMER, N. P. VOGT, V. L. SARAJEDINI, A. C. PHILLIPS, B. J. WEINER, D. C. KOO, M. IM, G. D. ILLINGWORTH et S. M. FABER : The DEEP Groth Strip Survey. II. Hubble Space Telescope Structural Parameters of Galaxies in the Groth Strip. *ApJS*, 142:1–33, septembre 2002.
- A. TOOMRE et J. TOOMRE : Galactic Bridges and Tails. *ApJ*, 178:623–666, décembre 1972.
- I. TRUJILLO, J. A. L. AGUERRI, C. M. GUTIÉRREZ et J. CEPÁ : Quantitative Morphology of the Intermediate-Redshift Galaxy Cluster Abell 2443 from Ground-based Imaging : Evidence for a Galaxy Concentration Index Correlation with Cluster Density. *AJ*, 122:38–54, juillet 2001.
- A. VAN DER WEL, E. F. BELL, B. HÄUSSLER, E. J. MCGRATH, Y.-Y. CHANG, Y. GUO, D. H. MCINTOSH, H.-W. RIX, M. BARDEN, E. CHEUNG, S. M. FABER, H. C. FERGUSON, A. GALAMETZ, N. A. GROGIN, W. HARTLEY, J. S. KARTALTEPE, D. D. KOCEVSKI, A. M. KOEKEMOER, J. LOTZ, M. MOZENA, M. A. PETH et C. Y. PENG : Structural Parameters of Galaxies in CANDELS. *ApJS*, 203:24, décembre 2012.

BIBLIOGRAPHIE

- X. Z. ZHENG, F. HAMMER, H. FLORES, F. ASSÉMAT et D. PELAT : HST/WFPC2 morphologies and color maps of distant luminous infrared galaxies. *A&A*, 421:847–862, juillet 2004.
- X. Z. ZHENG, F. HAMMER, H. FLORES, F. ASSÉMAT et A. RAWAT : HST/WFPC2 morphologies and bar structures of field galaxies at $0.4 < z < 1$. *A&A*, 435:507–519, mai 2005.

Chapitre 3

Méthode adoptée pour l'étude de l'évolution morphologique des galaxies

Sommaire

3.1	Sélection des échantillons de galaxies locales et distantes	57
3.1.1	Echantillon de galaxies de l'Univers local	57
3.1.2	Echantillon de galaxies de l'Univers distant	58
3.2	Analyse et classification morphologique des échantillons	63
3.2.1	Construction des cartes et images couleurs	63
3.2.2	Détermination des rayons de demi-lumière	66
3.2.3	Analyse des profils de lumière	66
3.2.4	Arbre de décision	75
	Bibliographie	76

3.1 Sélection des échantillons de galaxies locales et distantes

3.1.1 Echantillon de galaxies de l'Univers local

Parmi les relevés de l'Univers proche, le Sloan Digital Sky Survey (SDSS DR7, Abazajian *et al.* 2009) se détache particulièrement car il recouvre une grande partie du ciel de l'hémisphère nord. Il utilise un télescope optique dédié de 2,5 m de diamètre situé à l'Observatoire d'Apache Point (Nouveau Mexique, USA). Il s'agit d'abord d'un relevé photométrique, avec de l'imagerie dans 5 bandes photométriques u, g, r, i, z (voir table 2.1), complété d'un relevé spectroscopique sur un échantillon de galaxies complet jusqu'à une magnitude $r \sim 17,77$ (le *Main Galaxy Sample*, Strauss *et al.* 2002). Les données du SDSS ont été exploitées et complétées par des travaux visant à constituer des catalogues de galaxies, en corrélant la base de données du SDSS aux données d'autres relevés dans d'autres longueurs d'onde (2MASS, 2dFGRS, IRAS, etc). Blanton *et al.* (2005) ont mis à disposition un catalogue additionnel, le New-York University (Value Added Catalog, NUY-VAGC). Le NYU-VAGC fournit notamment un catalogue spécial à faible décalage spectral (distances comobiles variant de 14 à 214 Mpc), donnant en particulier les décalages spectraux corrigés des vitesses particulières, les corrections K, les extinctions selon la carte de Schlegel *et al.* (1998) et les magnitudes absolues dans les cinq bandes u, g, r, i, z .

J'ai donc exploité les données du SDSS DR7 et du VAGC-NYU pour constituer un échantillon de galaxies dans un volume complet d'Univers. La figure 3.1 montre la relation entre la magnitude absolue et le décalage spectral, mettant en évidence ce qu'on appelle le biais de Malmquist, qui apparait dans les relevés limités simplement en flux, et qui entraîne que l'on manque inévitablement les galaxies faibles vers les grands décalages spectraux, alors qu'elles sont présentes à plus bas z . Ainsi, le choix du critère de sélection des galaxies telles que $M_r \leq -18$ amène à une limite supérieure en redshift ($z \leq 0.033$) pour ne pas manquer ces galaxies faibles. Une limite inférieure a également été choisie ($z \geq 0.022$) pour assurer que la détermination des décalages spectraux ne soit pas affectée par les vitesses particulières. Cet échantillon de galaxies est bien représentatif, car il n'est non plus limité en flux mais limité en volume. Un test de Kolmogorov-Smirnov, test KS, montre d'ailleurs que la distribution en magnitude absolue en r et la fonction de luminosité établie en r par Blanton *et al.* (2003) sont compatibles à $\sim 100\%$. Un sous-échantillon représentatif de 150 galaxies est alors extrait. Pour ce faire, j'ai effectué 500 tirages aléatoires de 150 galaxies et comparé la distribution en M_r de chacun de ces sous-échantillons à la fonction de luminosité de Blanton *et al.* (2003), à l'aide d'un test KS, puis j'ai gardé le sous-échantillon qui maximise ce test. J'ai obtenu ainsi un échantillon de 150 galaxies, de décalage spectral median $z_{med} = 0,029$; la comparaison entre la distribution en M_r et la fonction de luminosité, ainsi que les distributions en masses et décalages spectraux de l'échantillon sont montrées dans la Figure 3.5. La masse stellaire de chaque galaxie est calculée en suivant la relation empirique établie par Bell *et al.* (2003) entre le rapport masse sur luminosité M_{star}/L_r et la couleur $u-g$ au repos :

$$\begin{aligned} \log(M_*/L_r) &= a_r + b_r(M_u - M_g) \\ L_r &= 10^{-0,4(M_r - M_\odot)} L_\odot \end{aligned} \tag{3.1}$$

avec $a_r = -0,099$ et $b_r = 0,345$, $M_\odot(r) = 4,65$ (magnitudes AB) et M_g et M_u (r) sont les magnitudes absolues en bandes g et u , prenant en compte la correction d'extinction et la correction K.

3.1.2 Echantillon de galaxies de l'Univers distant

L'étude de la morphologie des galaxies distantes nécessite, pour résoudre les structures de la galaxie, une résolution spatiale telle qu'elle n'est accessible que depuis l'espace. Le plus ancien relevé photométrique de l'univers lointain utilisant le HST avec la caméra WFPC2 (*Wide Field Planetary Camera 2*) couvrait deux régions du ciel, une dans chaque hémisphère, le Hubble Deep Field-North (HDF-N), et le Hubble Deep Field South (HDF-S). Plus tard, un second champ de plus grande surface a été observé à travers quatre bandes photométriques B, V, i, z : le Chandra Deep Field South (CDFS, Giacconi *et al.* 2002). Ce champ se limite à une région du ciel a priori dépourvu d'étoiles brillantes et de galaxies proches, couvrant une surface de près de 400 minutes d'arc au carré. Il dévoile des galaxies allant jusqu'à des décalages spectraux de 1 au moins. Le relevé GOODS (Great Observatories Origins Deep Survey, Giavalisco *et al.* 2004) est un relevé panchromatique qui se focalise sur le CDFS et le HDF-N, recouvrant une surface totale de près de 320 minutes d'arc au carré. Le champ GOODS a initialement été observé dans le visible dans les bandes B, V, i, z par la caméra ACS, puis en infrarouge par Spitzer. Les observations de ce champ ont été complétées par de l'imagerie depuis le sol avec ISAAC dans les bandes J, H et Ks et VIMOS en bande U et R. Cet ensemble fait de ce relevé le plus profond et le plus complet en terme d'imagerie. Plus récemment, l'installation de la caméra WFC3 s'est accompagnée d'un relevé supplémentaire exploitant entre autres la moitié du champ GOODS-South : le relevé CANDELS (Cosmic Assembly Near-Infrared Deep Extragalactic Legacy Survey, Grogin *et al.* 2011 ; Koekemoer *et al.* 2011), fournissant de l'imagerie spatiale profonde dans les bandes J et H.

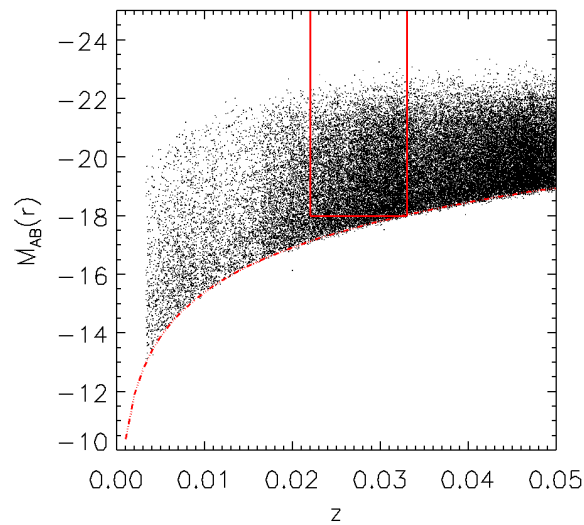


FIGURE 3.1 – **Relation entre le redshift et la magnitude absolue pour les galaxies du SDSS.** Données tirées du catalogue VAGC de Blanton *et al.* 2005. La région délimitée en rouge contient l'échantillon de galaxies limité en volume, pour la magnitude limite $M_r \leq -18$, évitant les biais de sélection. La ligne inférieure rouge en pointillés met en évidence le biais de sélection envers les galaxies faibles (appelé biais de Malmquist), intrinsèque aux relevés limités en magnitude apparente (ici $r < 17,77$ pour le Main Galaxy Sample du SDSS)

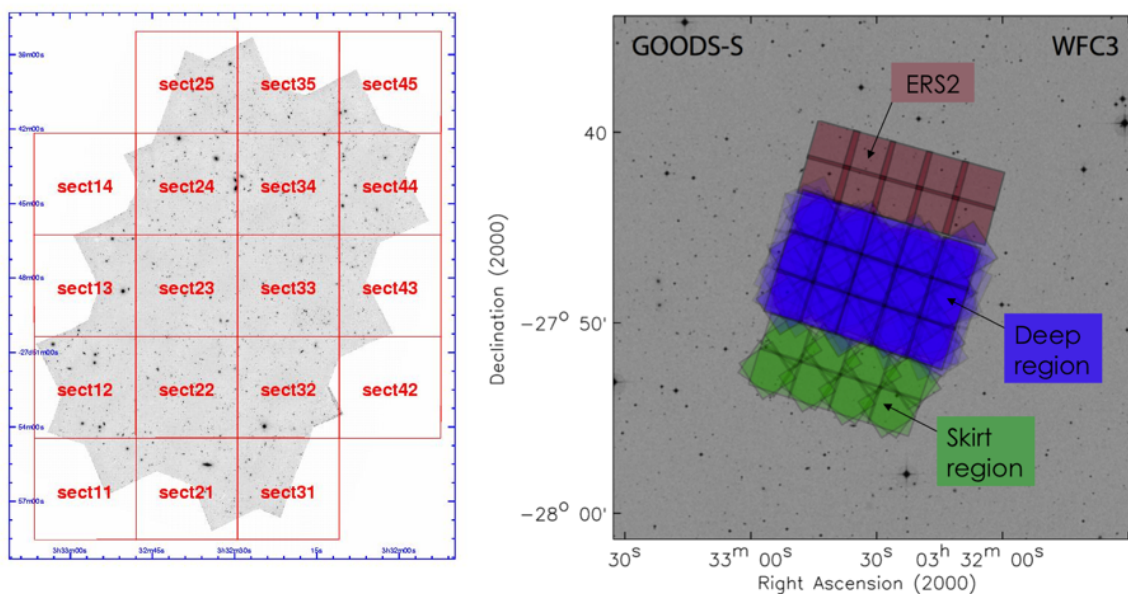


FIGURE 3.2 – Pointage du champ GOODS-South par les caméras ACS et WFC3. *A gauche*, le champ GOODS-South observé par le HST avec la caméra ACS dans les bandes visibles B,V,i,z, et *à droite*, la portion du champ observée profondément (*Deep region*) en bandes J et H avec la caméra WFC3 dans le cadre du relevé CANDELS.

J'ai utilisé les images GOODS-South ACS/B,V,i,z (version 2.0) et les images CANDELS/GOODS-S WFC3/J,H (version 0.5, les seules disponibles à l'époque où ce travail a été effectué), pour en extraire les sources à l'aide de SExtractor (Bertin et Arnouts, 1996) et construire mes propres catalogues. Bien qu'il existe dans les données publiques des catalogues du champ GOODS, il est nécessaire ici de refaire nos propres catalogues afin d'extraire la photométrie dans une ouverture de $3''$ de diamètre¹, utilisée dans nos procédures qui calculent les couleurs au repos et les magnitudes absolues. Cette procédure (Hammer *et al.* 2001; Hammer *et al.* 2005) utilise la photométrie visible et infrarouge et ajuste des modèles de spectres (Bruzual A. et Charlot, 1993) aux distributions spectrales d'énergie de chaque galaxie de décalage spectral connu, pour en déduire le flux correspondant à la longueur d'onde à laquelle on souhaite obtenir la magnitude absolue. Cette méthode a l'avantage de minimiser l'erreur liée à la correction K. Les masses stellaires sont calculées sur la base des formules de Bell *et al.* (2003) à partir des luminosités infrarouges et des couleurs dans le visible (couleur B-V) ainsi déterminées.

Dans le cas des images infrarouges WFC3, il a fallu en premier lieu combiner les 10 images du champ fournies dans la version 0.5 du relevé, correspondant à 10 époques d'observation. Une mosaïque finale, combinant toutes ces poses pour aboutir à une unique image profonde du champ, n'a été fournie que plus tard par l'équipe de CANDELS dans la version 1.0. A l'époque où j'ai construit ces catalogues, j'ai donc dû combiner moi-même les 10 poses. Cette combinaison a été effectuée à l'aide du logiciel Swarp (Bertin *et al.*, 2002). La qualité de la combinaison a été vérifiée en examinant d'une part l'homogénéité du fond par l'étude statistique de différentes régions de l'image vides de sources, et d'autre part en s'assurant, par l'examen du profil des étoiles non saturées présentes dans le champ, que la résolution a bien été conservée. Un catalogue photométrique a ensuite été produit à l'aide de SExtractor (Bertin et Arnouts, 1996) dans chaque bande. Le catalogue en bande H est alors utilisé comme référence et les contreparties dans les autres filtres sont recherchées dans un rayon de $0,5''^2$, ce qui a permis d'aboutir à un catalogue final des sources du champ CANDELS/GOODS-South.

L'ensemble de ces étapes qui a abouti à la constitution des catalogues photométriques et à leur vérification par rapport aux catalogues publics, est le résultat d'un travail qui a duré plusieurs mois.

Pour obtenir les décalages spectraux des sources du champ, j'ai dans un premier temps tenté d'utiliser le catalogue spectroscopique GOODS/CDFS de l'ESO³, compilant tous les redshifts spectroscopiques disponibles pour les sources du CDFS jusqu'en août 2012. Il inclut en particulier les redshifts obtenus par FORS2 (Vanzella *et al.*, 2008) dans GOODS-South, les redshifts obtenus par VIMOS dans le cadre du VVDS (Le Fèvre *et al.*, 2005), les redshifts obtenus par VIMOS dans GOODS (Popesso *et al.* 2009 et Balestra *et al.* 2010) et les redshifts obtenus dans le cadre du relevé IMAGES (Ravikumar *et al.*, 2007). Dans la plupart des cas, les décalages spectraux sont associés à un indice de qualité quantifiant le degré de confiance de sa détermination. En ne gardant que les plus fiables, j'ai corrélé spatialement mon catalogue photométrique à ce catalogue de redshifts spectroscopiques, en cherchant la contrepartie la plus proche dans un rayon de $0,5''$. Les magnitudes absolues dans la bande r au repos du SDSS et les masses stellaires sont calculées selon la méthode décrite précédemment. J'ai alors sélectionné les sources telles que $0,4 \leq z_{spec} \leq 0,6$, assurant ainsi

1. Etant donné la taille des objets aux décalages spectraux considérés, le choix de $3''$ résulte d'un compromis établi empiriquement pour optimiser le rapport signal à bruit (une ouverture trop petite couperait trop de flux de l'objet et une ouverture trop grande comprendrait une fraction trop grande de flux provenant du fond de ciel).

2. Ce choix résulte d'un compromis entre la taille des objets et la PSF, établi en effectuant plusieurs tests avec plusieurs rayons de corrélation.

3. <http://www.eso.org/sci/activities/garching/projects/goods/MasterSpectroscopy.html>

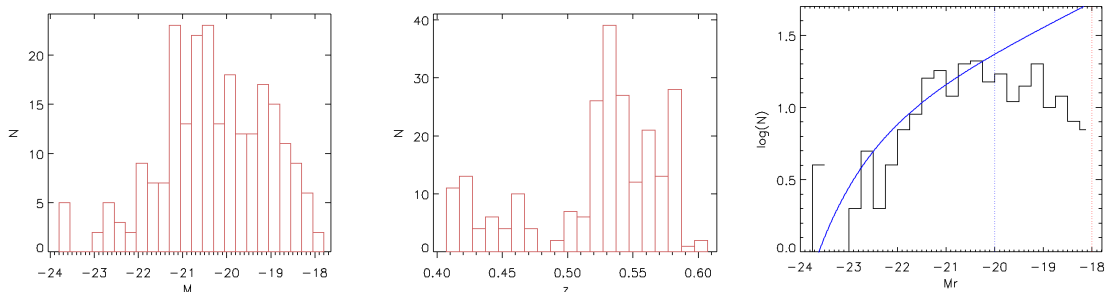


FIGURE 3.3 – **Distribution en magnitudes absolues et redshifts des galaxies du champ GOODS-South dans le catalogue spectroscopique de l'ESO.** Les galaxies sont sélectionnées telles que $0,4 \leq z \leq 0,6$. La figure de droite montre la comparaison entre la distribution en magnitude absolue et la fonction de luminosité (en bleu) déduite par Ilbert *et al.* (2005) dans le même intervalle de redshifts, mettant en évidence une bonne représentativité de l'échantillon seulement jusqu'à $M_r \sim -20$.

que la bande z de ACS corresponde à une émission dans la bande r du SDSS, et appliqué le même critère $M_r \leq -18$ que pour l'échantillon local. La comparaison de la distribution en magnitude absolue et la fonction de luminosité (Ilbert *et al.*, 2005) entre $z = 0,4$ et $z = 0,6$ montre toutefois que l'échantillon n'est pas complet jusqu'à $M_r < -18$. Les redshifts spectroscopiques disponibles ne permettent de constituer des échantillons complets et représentatifs à ces décalages spectraux que pour les sources telles que $M_r \sim < -20$ (voir Figure 3.3).

Construire un échantillon complet représentatif jusqu'à des magnitudes absolues supérieures à -20 nécessite donc l'utilisation de redshifts photométriques. Le choix s'est porté sur le catalogue des redshifts photométriques de Dahlen *et al.* (2010). Ils ont utilisé les données d'imagerie VLT/VIMOS (U), HST/ACS (B,V,i,z), VLT/ISAAC (J,H,Ks) et Spitzer/IRAC (3,6-4,5-5,8 et $8 \mu\text{m}$) du champ GOODS-South pour construire un catalogue de 32505 sources, dont les distributions spectrales d'énergie sont ajustées par un code qu'ils ont développé. Celui-ci, à l'aide de la minimisation d'un χ^2 et en utilisant la fonction de luminosité comme *a priori*, détermine alors une distribution de probabilité sur les redshifts et en déduit le plus probable. Ce qui a motivé le choix de ce catalogue de redshifts photométrique est l'utilisation de la bande U dans leur procédure de détermination des redshifts, assurant ainsi un bon échantillonnage du break à 4000\AA même pour des décalages spectraux modérés. J'ai donc corrélé mon catalogue photométrique au leur pour assigner un redshift à chaque source, re-calculé les magnitudes absolues et masses stellaires et sélectionné les objets tels que $M_r \leq -18$ et $0,4 \leq z_{phot} \leq 0,6$ (276 sources).

En comparant leurs estimations de redshifts photométriques aux redshifts spectroscopiques disponibles, et en ajustant la distribution de la quantité $|z_{phot} - z_{spec}|/(1 + z_{spec})$ par une gaussienne, Dahlen *et al.* (2010) trouvent une dispersion de 0,04 dans leur résultat, garantissant ainsi la robustesse de leur redshifts photométriques et la limitation du nombre de « catastrophes », définies généralement par $\Delta z/(1 + z_{spec}) > 0,1$. Par ailleurs, ils prévoient aussi dans leur procédure l'identification des sources de type stellaire, en se basant d'une part sur la comparaison entre la magnitude dans une ouverture correspondant à la résolution des images et la magnitude totale, et d'autre part sur des critères de couleurs. Il prédisent ainsi une bonne décontamination de leur catalogue. L'examen visuel des 276 sources détectées dans toutes les bandes photométriques disponibles et telles que $M_r \leq -18$ et $0,4 \leq z_{phot} \leq 0,6$ a cependant révélé que 47 sources parmi elles étaient en réalité

des étoiles (voir figure 3.4). Ceci représente 17% de catastrophes dans cet échantillon. Ces étoiles sont généralement saturées, ce qui a empêché de les identifier comme des sources ponctuelles dans le processus établi par Dahlen *et al.* (2010), et sont traitées comme des galaxies auxquelles a été associé un redshift photométrique autour de 0,4. Il s'agit probablement d'une confusion entre le break à 4000Å et des bandes d'absorption présentes dans des étoiles de type K.

Une fois ces étoiles supprimées, j'ai obtenu au final un échantillon représentatif et complet de 229 galaxies, parmi lesquelles 150 ont été sélectionnées de façon aléatoire (pour avoir un échantillon de même taille que l'échantillon de galaxies locales). La représentativité de l'échantillon est quantifiée par un test KS en comparant la distribution en magnitude absolue de l'échantillon avec la fonction de luminosité établie sur la base d'un relevé spectroscopique par Ilbert *et al.* (2005) dans l'intervalle de redshift entre 0,4 et 0,6. Les distributions en masses, redshifts photométriques et magnitudes absolues de l'échantillon final sont montrées en Figure 3.6.

3.2 Analyse et classification morphologique des échantillons

La méthode adoptée pour classer les deux échantillons de galaxie a d'abord été développée par Zheng *et al.* (2004) avec l'introduction de l'information couleur dans le processus de classification morphologique, en plus de l'ajustement des profils de lumière (méthode paramétrique). Neichel *et al.* (2008), dans leur étude morpho-cinématique visant à distinguer des disques en rotation de disques en fusion, l'ont formalisé sous forme d'un arbre de décision semi-automatique. Celui-ci a été complété par Delgado-Serrano *et al.* (2010) qui y a introduit les critères de classification des galaxies elliptiques et lenticulaires, et qui ont également repoussé le critère de compacité à $R_{half} \leq 1$ kpc au lieu de 3 kpc grâce à la meilleure résolution de la caméra ACS qui a remplacé WFPC2 sur le HST. L'étude menée dans le cadre de ma thèse reprend les grands principes de cette méthode de classification, en l'appliquant à des galaxies de plus faible luminosité que ce qui a été fait précédemment. Ceci a mis en évidence des nouvelles difficultés liées au plus faible rapport signal à bruit des images. En particulier, le choix des conditions initiales dans les procédures d'ajustement des profils de lumière a été une étape délicate qui a dû être formalisée plus rigoureusement, du fait de dégénérescences dans les modèles utilisés, liées au nombre importants de paramètres libres à ajuster par rapport au nombre limité de points de données dans les images de faible rapport signal à bruit.

3.2.1 Construction des cartes et images couleurs

La couleur d'une galaxie peut être définie comme la différence entre deux magnitudes obtenues en utilisant deux filtres différents à bandes spectrales larges. Par convention, la magnitude dans la bande centrée sur la longueur d'onde la plus grande est soustraite à celle centrée sur la longueur d'onde la courte. Il en résulte qu'une valeur négative de la couleur correspond à un flux plus important observé dans la longueur d'onde la plus courte, et donc à une couleur bleue. Au contraire, une valeur positive correspond à une couleur rouge.

La carte couleur est construite en soustrayant, pixel par pixel, les magnitudes observées dans deux bandes photométriques. La méthode utilisée, développée par Zheng *et al.* (2004), utilise astucieusement les propriétés statistiques du bruit de Poisson dans les images et des lois normales et log-normales, pour calculer la différence de flux entre deux images en échelle logarithmique, ainsi que l'incertitude associée. Ceci permet de construire une carte de rapport signal à bruit pour mesurer quantitativement la pertinence de chaque pixel dans la carte couleur et contraindre au mieux les régions où le rapport signal à bruit est faible. Cette méthode pour le calcul du rapport signal à bruit requiert que les images dans les deux bandes contiennent le signal de la source ainsi que le signal

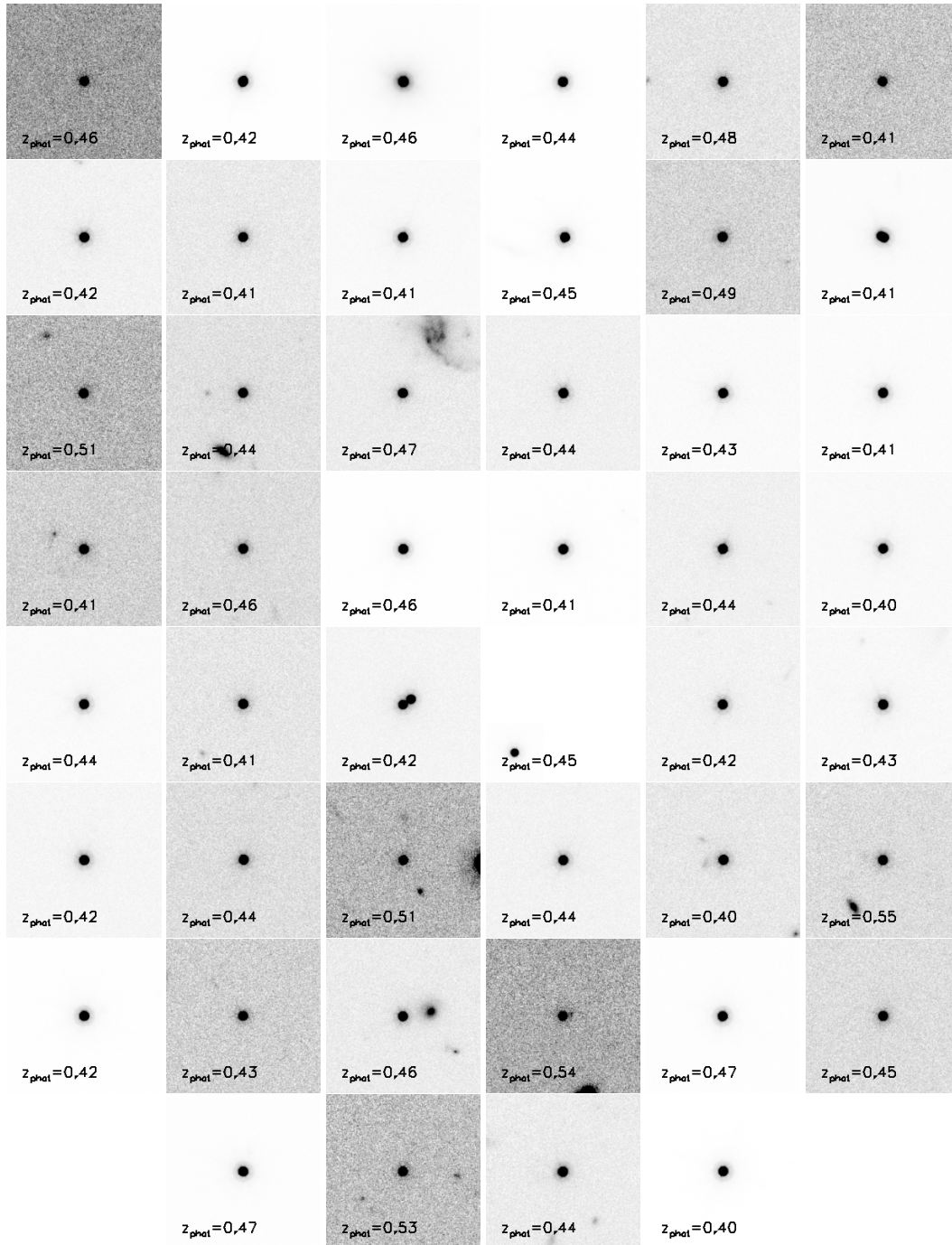


FIGURE 3.4 – Étoiles dans le catalogue de redshifts photométriques de Dahlen *et al.* (2010), contaminant l'échantillon de galaxies entre $z = 0,4$ et $z = 0,6$. Il s'agit d'étoiles saturées traitées comme des galaxies dans le processus de détermination des redshifts photométriques.

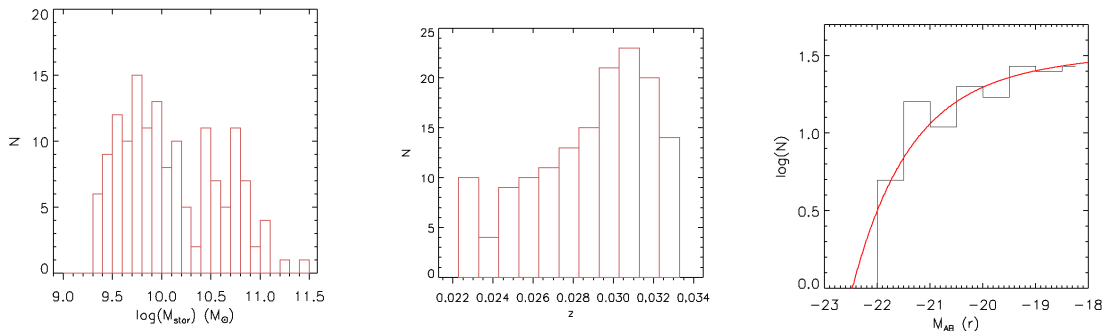


FIGURE 3.5 – **Distributions en masses stellaires, redshifts et magnitudes absolues de l'échantillon local.** Les masses stellaires (à gauche) sont calculées selon Bell *et al.* (2003) et les redshifts (au milieu) sont issus du catalogue NYU-VAGC de Blanton *et al.* (2005). La distribution en magnitude absolue en r (à droite) est comparée à la fonction de luminosité de Blanton *et al.* (2003) (en rouge sur la figure de droite). Un test de Kolmogorov-Smirnov donne une probabilité de 99,9% que les magnitudes absolues cet échantillon et la fonction de luminosité suivent la même distribution.

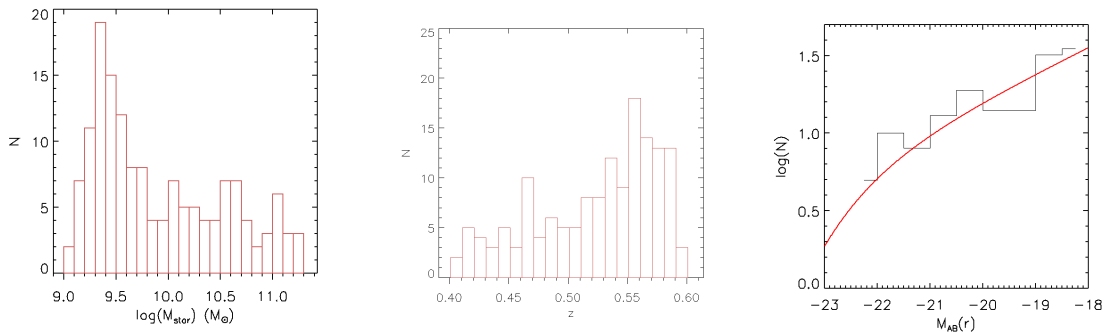


FIGURE 3.6 – **Distributions en masses stellaires, redshifts et magnitudes absolues de l'échantillon distant.** Les masses stellaires (à gauche) et les magnitudes absolues (à droite) sont calculées selon la méthode décrite dans Hammer *et al.* (2001) et Hammer *et al.* (2005) et les redshifts photométriques (au milieu) proviennent du catalogue de Dahlen *et al.* (2010). La distribution en magnitude absolue en r est comparée à la fonction de luminosité de Ilbert *et al.* (2005) (en rouge sur la figure de droite), pour le même intervalle de redshift, et déterminée à l'aide d'un relevé spectroscopique. Un test de Kolmogorov-Smirnov donne une probabilité de 99% que les magnitudes absolues cet échantillon et la fonction de luminosité suivent la même distribution.

du fond de ciel, ce qui est le cas des images SDSS, mais pas des images HST/ACS dont le fond instrumental a été soustrait lors de la procédure de réduction des données. Dans le cas des images HST/ACS, le seuillage de la carte couleur n'a donc pas pu être effectué sur la base de la valeur du rapport signal à bruit ; SExtractor a été appliqué sur l'image la plus rouge pour ne garder que les pixels de valeur au moins supérieure à 3σ au dessus des variations du fond.

Pour les galaxies locales du SDSS, les bandes utilisées pour les cartes couleur sont les bandes $u-r$, correspondant aux bandes $V-z$ dans l'échantillon distant. Pour ce dernier, en complément des cartes $V-z$, les cartes $B-z$ ont également été produites. La raison est que la couleur $V-z$ s'est révélée être souvent bleue au centre des galaxies de type précoce, alors que la carte $B-z$ révèle bel et bien un centre rouge, ce qui pouvait donc mener à une erreur de classification. En effet, à $z \sim 0,5$, la bande V au repos correspond à la région du break Balmer, particulièrement affectée par la formation stellaire moyennement récente (typiquement il y a un milliard d'années). Si du gaz a été capturé par la galaxie il y a environ un milliard d'années, activant un sursaut de formation stellaire, cela se traduit par un excès de flux dans la bande V observée, et un centre bleu dans la carte $V-z$ comparativement au reste de la galaxie. Ce phénomène a plus de chance de se produire dans les galaxies elliptiques ou lenticulaires car le gaz sera susceptible de tomber au centre de la galaxie, alors qu'il suivrait une trajectoire plus circulaire le long du disque dans le cas d'une galaxie spirale.

L'image couleur est la combinaison des images dans trois bandes pour reconstituer une image RGB de la galaxie permettant d'aider à la visualisation des structures internes de la galaxie. Ces cartes ont été créées en combinant les bandes u , g et r pour les galaxies locales, et les bandes V , i , z pour les galaxies distantes.

Deux exemples de ces images et cartes couleur pour une galaxie spirale distante et une galaxie S0 distante sont montrés en Figure 3.7.

3.2.2 Détermination des rayons de demi-lumière

Il s'agit du rayon contenant la moitié du flux total de la galaxie, noté R_{half} . Celui-ci donne une information sur la taille de la galaxie qui présente l'avantage d'être indépendante de la forme et du type de celle-ci, ce qui n'est pas le cas notamment des rayons de Kron ou Petrosian qui ont été largement utilisés dans l'Univers local. R_{half} est calculé en intégrant le flux dans des ellipses de rayons croissants. Pour ce faire, l'angle de position (*position angle*, noté PA) et l'ellipticité de la galaxie sont déterminés de deux façons. D'abord SExtractor est appliqué à chaque image, donnant une première estimation de l'ellipticité et du PA de la galaxie, et la carte de segmentation produite est mise à profit pour masquer les objets autour de la galaxie, ceux-ci étant remplacés par un bruit gaussien de même caractéristique que le bruit dans l'image. Ces images nettoyées des sources voisines sont ensuite analysées à l'aide de la fonction *Ellipse* de IRAF, et les paramètres PA et ellipticités sont extraits en considérant l'isophote la plus externe de la galaxie. Une routine IDL intègre ensuite le flux dans des ellipses concentriques de même PA et ellipticité et de rayons croissants. Le flux cumulé augmente alors jusqu'à atteindre un plateau, détecté en considérant la dérivée de la courbe, et qui correspond à la valeur du flux total de la galaxie (voir l'exemple montré en Figure 3.8). Le rayon pour lequel le flux vaut la moitié de ce flux donne la valeur de R_{half} .

3.2.3 Analyse des profils de lumière

GALFIT (Peng *et al.*, 2002) est un logiciel permettant d'ajuster un ou plusieurs modèles analytiques à la distribution de lumière observée d'une galaxie. Cet ajustement se fait par la minimisation

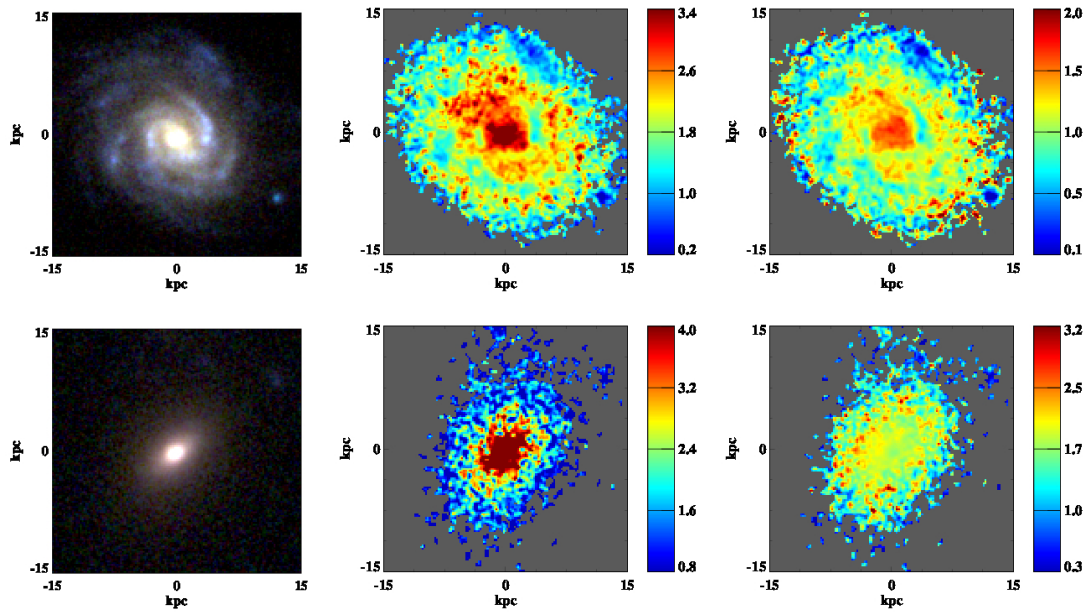


FIGURE 3.7 – **Exemples d’images et cartes couleur**, pour une galaxie spirale (*panneau supérieur*) et une galaxie lenticulaire (*panneau inférieur*). Les images couleurs (*à gauche*) sont construites en combinant les bandes V,i,z, et les cartes couleurs utilisent les combinaisons B-z (*au milieu*) et V-z (*à droite*). Pour la galaxie lenticulaire, on peut noter le centre rouge dans la carte couleur B-z et bleu dans la carte V-z, correspondant à une formation stellaire au centre de la galaxie il y a environ 1 milliard d’années et causant un excès de couleur dans la région proche du break Balmer ($\sim 3646\text{\AA}$) décalée dans la bande V aux décalages spectraux considérés ici.

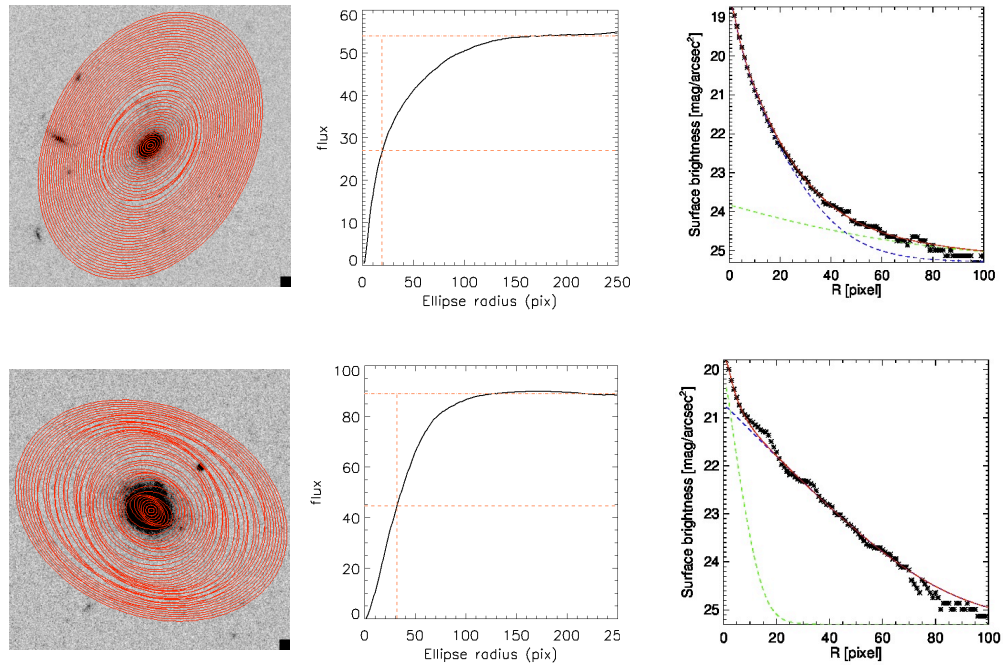


FIGURE 3.8 – Exemple de l'utilisation de la fonction Ellipse d'IRAF sur une galaxie au profil de lumière dominé par le bulbe (*en haut*) et une galaxie à disque (*en bas*). Les courbes du milieu montrent le flux intégré dans des ellipses concentriques de PA et d'ellipticités égales à celles estimées pour la galaxie en considérant l'isophote la plus externe : le plateau donne le flux total de la galaxie (courbe orange) et R_{half} est déduit de cette valeur. Les courbes de droite donnent le profil radial de lumière, à partir duquel est déduit la composante dominante (bulbe ou disque) et sur lequel un premier ajustement d'un profil à deux composantes (Sersic et disque exponentiel) est effectué : chaque composante est ajustée sur les points de la courbe correspondant à la région où la composante domine (les points centraux pour le bulbe et les ailes du profil pour le disque). Ceci fournit le jeu de conditions initiales en entrée de GALFIT.

d'un χ^2_ν (normalisé, dit « réduit »), en utilisant un algorithme de Levenberg-Marquardt :

$$\chi^2_\nu = \frac{1}{N} \sum_{x=1}^{N_x} \sum_{y=1}^{N_y} \frac{(f_{data}(x, y) - f_{model}(x, y))^2}{\sigma(x, y)^2}, \quad (3.2)$$

où N est le nombre de degrés de liberté, $f_{data}(x, y)$ est la donnée au pixel (x, y) , f_{model} est la valeur générée par GALFIT au pixel (x, y) et $\sigma(x, y)$ est l'erreur sur le flux au pixel (x, y) . Dans le cas de l'étude morphologique des galaxies, on utilise la combinaison linéaire d'au moins deux composantes (voire trois dans le cas des galaxies barrées) :

- Une composante centrale (bulbe, pseudo-bulbe), représentée par un profil de Sersic, selon l'équation 2.3. Les paramètres ajustés par GALFIT sont la magnitude totale calculée à partir du flux total de la composante, le rayon effectif r_e , l'indice n , le rapport du demi-grand axe sur le demi-petit axe q et l'angle de position PA ;
- Un disque exponentiel, dont le profil radial de brillance de surface suit l'équation 2.2. GALFIT ajuste alors les paramètres mag (magnitude totale de la composante), le rayon d'échelle du disque r_d , le rapport des axes q et l'angle de position PA .

Bien que la dernière version de GALFIT (version 3, Peng *et al.* 2010) propose des fonctionnalités plus complexes (profils azimutaux, avec ellipses généralisées, modes de Fourier, fonctions diverses modélisant la rotation des isophotes de la galaxie en fonction du rayon, etc.) adaptées à la modélisation de structures comme les bras spiraux, on propose ici une méthode qui évite volontairement une telle complexité et suppose que le profil de lumière de la galaxie peut être modélisé par la combinaison linéaire de profils radiaux analytiques simples. Une barre, lorsque la résolution est suffisante, est prise en compte ; elle est alors modélisée par un Sersic très allongé (rapport d'axe b/a inférieur à 0,4 environ) et d'indice n faible (entre 0,5 et 1 typiquement).

Le rapport B/T est déduit de cette analyse et défini comme le rapport du flux total de la composante bulbe et du flux total, ainsi pour n composantes :

$$\frac{B}{T} = \frac{F_{bulbe}}{\sum_{i=1}^n F_i}. \quad (3.3)$$

S'il n'y a pas de bulbe (cas d'une galaxie dont le profil est ajusté avec un modèle à une composante disque unique, ou un modèle ne contenant qu'une barre et un disque) alors B/T vaut 0, et dans le cas où le profil de la galaxie est ajusté avec une composante Sersic pure, alors B/T vaut 1.

Pour amener GALFIT à converger vers un modèle qui ait physiquement du sens, il est essentiel d'accorder une attention particulière à la préparation des données d'entrées, qui sont décrites ci-dessous.

L'image de la galaxie : L'image de la galaxie, en format FITS, doit être une image suffisamment large afin d'assurer qu'elle contient toute la lumière de la galaxie et une part significative de ciel, celui étant ajusté par GALFIT et soustrait aux images avant l'ajustement du modèle. J'ai utilisé des images de taille 500×500 pixels, ce qui correspond à $15''$ pour les images GOODS et $158''$ pour les images SDSS. Il est alors raisonnable, au vu de la taille des images, de négliger les variations du fond de ciel et de le considérer comme constant.

La carte de bruit : Une carte du bruit dans chaque pixel, qui doit avoir la même unité et la même taille que l'image de la galaxie traitée par GALFIT, est utilisée pour donner un poids relatif à chaque pixel lors de l'ajustement et pour le calcul du χ^2 , (terme $\sigma(x, y)$ de l'équation 3.2). Normalement, $\sigma(x, y)$ comprend le bruit dû aux fluctuations de Poisson (ciel et source), ainsi que le bruit thermique et le bruit de lecture.

Dans le cas des images SDSS, on laisse GALFIT générer en interne la carte de bruit, en supposant un bruit poissonnien : la valeur moyenne et le bruit associé au fond de ciel sont déterminés par le logiciel et le bruit total calculé comme suit :

$$\sigma(x, y) = \sqrt{(f_{obj}(x, y) - \langle sky \rangle) + \sigma_{sky}(x, y)^2} \quad (3.4)$$

où le bruit thermique et le bruit de lecture sont compris dans le terme $\sigma_{sky}(x, y)^2$.

Les images HST sont fournies avec une carte de poids (la *weight map*, $w(x, y)$) qui donne une mesure du fond de ciel ainsi que du bruit instrumental sur chaque pixel. Les images du champ GOODS, provenant des acquisitions par les caméra ACS et WFC3 sont obtenues à l'aide d'une procédure de traitement d'image appelée *drizzling* (Fruchter et Hook, 2002) qui consiste à combiner linéairement des images sous-échantillonnées, en prenant en compte les décalages et rotations entre les différentes poses. Combiner différentes images requiert de donner un poids à chaque pose individuelle, ce poids étant fonction de l'inverse de la racine carrée du bruit par pixel. L'algorithme prend donc en entrée une carte de poids pour chaque pose individuelle et produit en sortie une carte de poids à partir de laquelle il est possible de calculer le bruit sur l'image finale combinée. Cette carte de poids reflète seulement le bruit de fond (ciel et détecteur) sans considérer le signal dû aux objets physiques observés. Les interpolations effectuées lors de la procédure introduisent des corrélations entre les pixels dans l'image de sortie, et la carte de poids produite est construite et normalisée de sorte à refléter le bruit attendu par pixel en l'absence de ces corrélations. Lorsqu'on estime le bruit sur une zone étendue de l'image, ces corrélations entre pixels vont résulter en un bruit total plus grand que la combinaison quadratique des bruits des pixels individuels. Le bruit apparent mesuré sur l'image scientifique est donc plus petit que celui déduit des cartes de poids (voir Casertano *et al.* 2000). C'est pourquoi un facteur correctif est normalement nécessaire lors de la conversion entre $w(x, y)$ et $\sigma(x, y)$:

$$\sigma(x, y) = \frac{F}{\sqrt{w(x, y)}}. \quad (3.5)$$

Les cartes de bruit sont ainsi construites pour les images HST/ACS, où l'on considère que le fond instrumental domine sur le bruit dû à la source. Le paramètre F vaut $F=0,61$ (Rawat *et al.*, 2007) pour le filtre correspondant à la bande z , utilisée ici.

Un masque de mauvais pixels : Un masque indiquant les pixels qui ne doivent pas être pris en compte lors de l'ajustement (pixels morts, pixels contenant le flux provenant d'une source voisine, etc). En particulier, pour que GALFIT considère bien le disque sur toute son étendue, il peut être intéressant de masquer les zones brillantes de formation stellaire que l'on ne cherche pas à modéliser, mais qui peuvent perturber la convergence de l'algorithme. Ce masque est créé manuellement image par image à en utilisant ds9 pour définir les régions à masquer.

La PSF : GALFIT ajuste en effet aux données un modèle convolué par la PSF de l'image, qui doit refléter au mieux la façon dont l'image d'un point source est transformée par le système optique, ainsi que par la traversée de l'atmosphère. Les images obtenues depuis le sol ont souvent des PSF

bien modélisées par des profils de Gauss ou de Moffat. Ainsi, pour les images obtenues depuis le sol, connaissant le *seeing* des images, et donc la largeur à mi-hauteur (FWHM) de la PSF, modéliser celle-ci par une gaussienne s'avère suffisant, d'autant plus que l'on s'intéresse à des galaxies proches dont la taille apparente est nettement supérieure à la taille de la PSF. En revanche, dans le cas des images obtenues depuis l'espace, il est nécessaire de prêter plus attention à la modélisation de la PSF, du fait que les images montrent des structures plus fines, la résolution étant meilleure, et également parce que l'on s'intéresse ici à des galaxies aux décalages spectraux plus élevés, donc de taille apparente plus petite que les galaxies locales.

L'image de la PSF fournie à GALFIT doit également répondre à certaines exigences, comme ne pas être contaminée par des sources externes, avoir un rapport signal à bruit largement plus élevé que celui de la galaxie ajustée, à défaut d'être infini, avoir un fond plat et à zéro, et enfin l'image doit être suffisamment grande pour contenir l'intégralité du flux de la PSF.

Dans le cas des galaxies locales comme distantes, le choix a été de modéliser la PSF, plutôt que d'utiliser des étoiles observées à proximité de la source. Ce choix permet d'assurer des PSF sans fond de ciel et de rapport signal à bruit suffisant. Dans le cas des galaxies locales, la PSF est modélisée par une gaussienne dont la FWHM est égale à celle mesurée sur les étoiles proches de la source. Pour les galaxies distantes, observées avec le HST, le choix s'est porté sur le logiciel TinyTim pour modéliser la PSF.

Choix des modèles et des conditions initiales : Une fois les données préparées vient le choix du nombre de composantes et des valeurs initiales des paramètres des modèles qui seront ajustés à la distribution de lumière de la galaxie. Cette étape est essentielle et ne peut se passer d'un examen visuel de l'image de la galaxie. Outre l'éventuelle difficulté à faire converger l'algorithme, déterminer à l'aveugle les conditions initiales peut amener le logiciel à converger vers une bonne solution sur plan mathématique, mais dépourvue de sens physique. GALFIT utilise en effet un algorithme de Levensberg-Marquardt pour minimiser un χ^2 (voir eq. 3.2), en déterminant le minimum local le plus proche des conditions initiales dans l'espace des paramètres, et non nécessairement le minimum global. Le résultat est par conséquent dépendant des paramètres d'entrée. Neichel *et al.* (2008) montrent également que la valeur du χ^2 résultant n'est pas un critère suffisant pour évaluer la pertinence physique du modèle obtenu. De plus, dans le cadre de l'analyse des galaxies distantes, de faible signal à bruit, le problème est rapidement dégénéré du fait du nombre important de paramètres à ajuster par rapport au nombre de points de données. J'ai été d'autant plus affectée par cette difficulté que j'ai analysé des galaxies de faible luminosité. Ceci m'a donc mené à formaliser rigoureusement la procédure d'ajustement des profils de brillance de surface avec GALFIT, améliorant ainsi le processus établi dans Delgado-Serrano *et al.* (2010) :

1. La première étape consiste en l'examen visuel des images de la galaxie dans les différentes bandes photométriques disponibles, et de sa carte couleur. Ces images fournissent un indice important sur le type précoce ou tardif de la galaxie. Un profil de brillance de surface 1D est ensuite construit dans la bande d'étude (ici en bande r pour les données SDSS et en bande z pour les données GOODS). Pour ce faire, IRAF/ellipse est utilisé pour déterminer les isophotes de la galaxie, et en déduire d'une part la position du centre de la galaxie, et d'autre part, par la recherche de l'isophote externe correspondant à la brillance de surface du fond, la valeur du PA et de l'ellipticité de la galaxie (duquel est déduit le rapport d'axes b/a qui est le paramètre ajusté par GALFIT). Ces valeurs sont gardées comme valeurs initiales pour les paramètres des modèles. La lumière est alors intégrée entre chaque ellipse concentrique de même PA et b/a et de rayons croissants, et les flux sont convertis en brillance de surface, pour obtenir un profil

radial.

2. L'examen du profil radial de brillance de surface permet d'identifier le nombre de composantes et leur nature : une droite (si l'ordonnée est bien en brillance de surface), indique un disque exponentiel et une rupture de pente vers le centre indique la présence d'un bulbe. L'étude des isophotes peut également révéler la présence d'une barre au centre de la galaxie. On procède ensuite à un ajustement de ce profil à une dimension (par un Sersic pour la partie centrale et un disque exponentiel pour la partie externe) en commençant par ajuster les paramètres de la composante qui domine de profil de lumière. Si la composante centrale s'avère non résolue (de taille caractéristique inférieure à la largeur de la PSF), elle devra être remplacée par une PSF.

3. Une fois un modèle satisfaisant déterminé, on peut alors fournir les paramètres ainsi ajustés comme conditions initiales à GALFIT et le laisser converger.

Si GALFIT parvient à converger, la solution vers laquelle il converge est généralement proche du modèle initial. L'examen de l'image du modèle et de l'image résiduelle constitue ici une étape essentielle : les éventuelles incohérences sur les paramètres PA et b/a se traduiront pas des résidus importants et asymétriques, un disque qui n'est pas suffisamment étendu laissera des résidus sur la partie externe. La présence d'une barre se manifeste par un résidu allongé et symétrique dans la région centrale. Le profil radial résultant de cet ajustement doit également être examiné et on préférera cette fois le construire en intégrant la lumière sur une bande de pixels le long du demi-grand axe, de largeur correspondant à au moins deux éléments de résolution. De cette manière apparaissent les asymétries du profil qui sont prises en compte dans le processus de classification. On vérifie également que la solution a un sens physique : par exemple que les composantes sont bien centrées (à deux éléments de résolution près), ou bien que si $B/T \leq 0,5$ alors le rayon effectif du bulbe est bien inférieur à celui du disque, etc. En fonction de ce que révèle cet examen, les conditions initiales peuvent être réajustées et toute cette étape réitérée. Si une barre est présente, et si la profondeur et la résolution de l'image le permettent, une troisième composante de type Sersic, avec un faible b/a et une petite valeur de n , est ajoutée.

Si GALFIT ne parvient pas à converger vers une solution correcte, c'est probablement que trop de paramètres sont dégénérés. Pour identifier les dégénérescences, le mieux est de fixer les paramètres pour lesquels il a été possible d'obtenir une bonne estimation et de faire converger GALFIT avec les autres paramètres libres, pour obtenir une estimation de ceux-ci. Les conditions initiales seront alors remises à jour, et les paramètres relâchés un à un pour identifier ceux qui sont dégénérés. Dans les cas les plus difficiles, certains devront être laissés fixes. Si besoin également, un fichier de contraintes en entrée de GALFIT, imposant un intervalle de valeurs pour certains paramètres, peut également aider à faire converger le logiciel vers une solution satisfaisante.

4. Une solution satisfaisante est obtenue lorsqu'elle a un sens physique, que les résidus sont minimisés ou bien correspondent à des structures sous-jacentes réelles, comme les bras spiraux ou les anneaux, et que le profil du modèle suit bien les ailes du profil observé jusqu'au niveau du bruit du fond.

Deux exemples de ces ajustements, pour une galaxie spirale (dont le profil de lumière est dominé par la composante disque), et pour une galaxie lenticulaire (dont le profil de lumière est dominé par la composante bulbe) sont donnés en Figures 3.9 et 3.10.

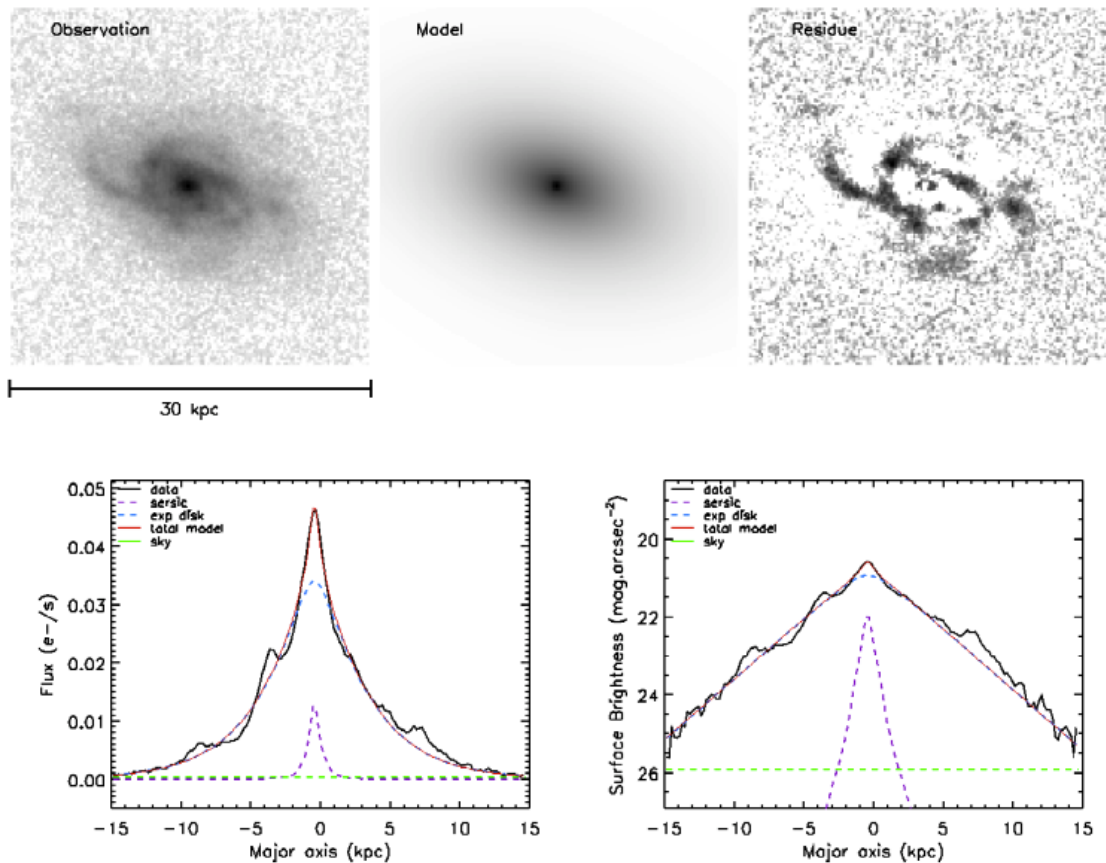


FIGURE 3.9 – Exemple d’ajustement de la distribution de lumière d’une galaxie spirale avec GALFIT. Deux composantes sont ajustées : un Sersic à n libre et un disque exponentiel. Le panneau du haut montre l’image initiale, le modèle optimal et l’image résiduelle (soustraction du modèle à l’image). Cette dernière laisse apparente les bras spiraux, structures sous-jacentes au disque et qui ne sont pas ajustées. Le panneau inférieur montre une coupe du profil de lumière (en flux et en brillance de surface) intégré sur une bande de 5 pixels (soit environ deux largeurs de PSF) le long du demi-grand axe de la galaxie, identifié grâce à la valeur du PA du disque ajusté par GALFIT.

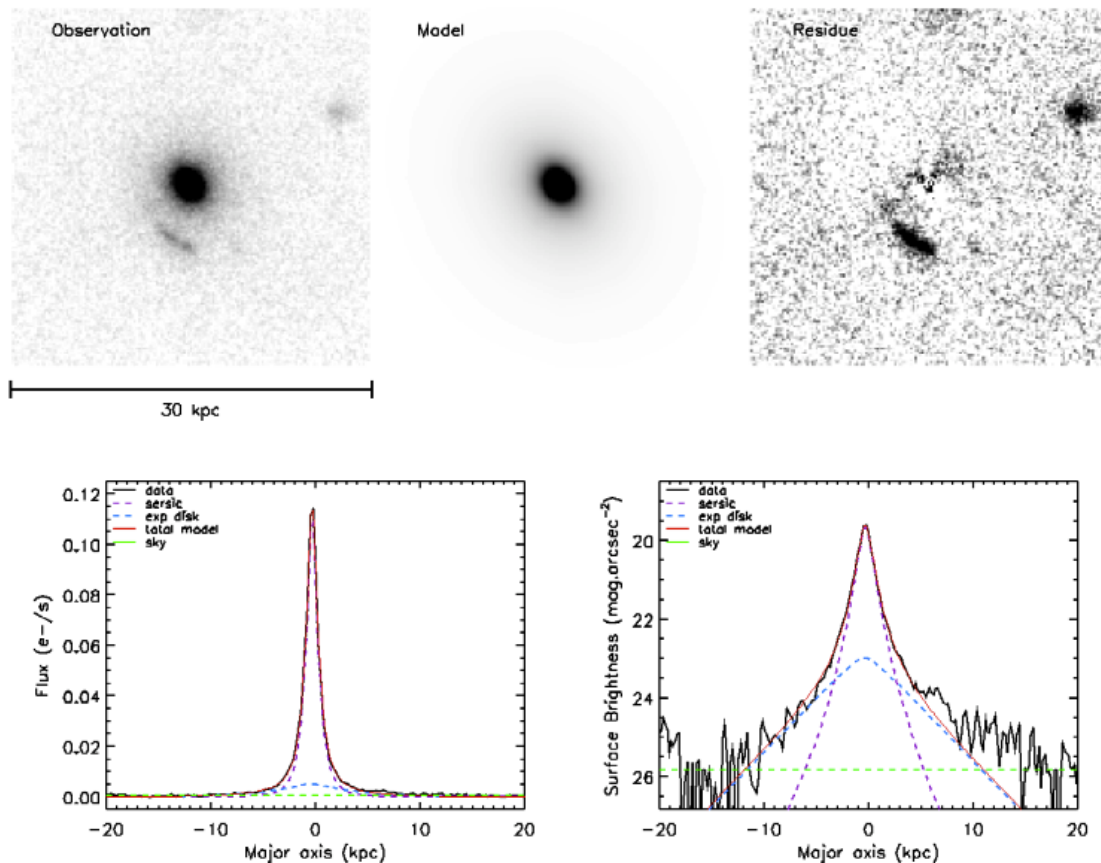


FIGURE 3.10 – Exemple d’ajustement de la distribution de lumière d’une galaxie de type précoce avec GALFIT. Deux composantes sont ajustées : un Sersic à n libre et un disque exponentiel. Le bulbe domine clairement la partie centrale du profil de lumière. Le panneau du haut montre l’image initiale, le modèle optimal et l’image résiduelle, qui ne révèle aucune structure symétrique identifiable, contrairement au cas de la galaxie spirale. Le panneau inférieur montre une coupe du profil de lumière intégré sur une bande de 5 pixels (soit environ deux largeurs de PSF) le long du demi-grand axe de la galaxie, identifié grâce à la valeur du PA du disque ajusté par GALFIT.

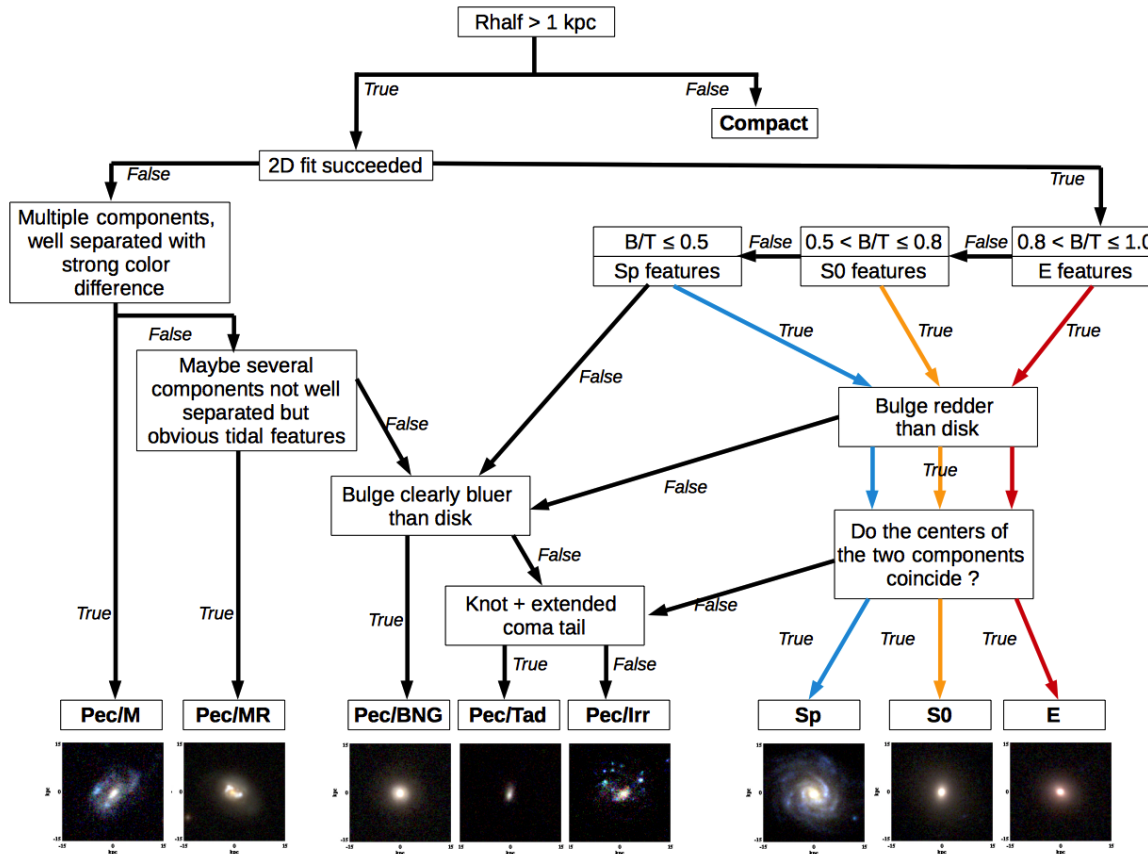


FIGURE 3.11 – **Arbre de décision utilisé pour la classification morphologique des galaxies.** A chaque étape, un unique critère est testé. Cette méthode prend en compte l'ensemble des informations fournies par l'analyse des profils de lumière et par les cartes couleurs. Figure adaptée de Delgado-Serrano *et al.* (2010).

3.2.4 Arbre de décision

La combinaison des informations obtenues par l'analyse des profils de lumière (R_{half} , les paramètres structurels, B/T, les profils radiaux), et l'information de couleur (cartes couleurs, images couleurs et images de la galaxie dans différentes bandes photométriques) permet de classer chaque galaxie dans les deux échantillons local et distant. Le choix de la classe morphologique de chaque objet est effectué en se basant sur un arbre de décision semi-automatique, présenté en Fig 3.11 (Neichel *et al.* 2008 ; Delgado-Serrano *et al.* 2010) qui synthétise l'ensemble des informations de manière hiérarchisée et teste à chacune de ses étapes un critère unique. L'arbre de décision, par construction, distingue les catégories de galaxies suivantes :

- les galaxies compactes (C), dont le rayon contenant la moitié de la lumière est inférieur à ~ 1 kpc (plus précisément à 1,33 fois la largeur à mi-hauteur de la PSF, d'après Delgado-Serrano *et al.* (2010)) ; il n'est alors pas possible de les résoudre suffisamment pour les décomposer en un bulbe et un disque, ou identifier des structures morphologiques ;
- les galaxies elliptiques (E), dont le profil de luminosité est ajusté avec une composante de

type Sersic, parfois additionnée d'un disque; le bulbe domine largement le profil de lumière ($B/T > 0,8$) et montre une couleur rouge;

- les galaxies lenticulaires (S0) montrent deux composantes bulbe et disque, avec un bulbe encore dominant ($0,5 < B/T < 0,8$) et plus rouge que le disque; ce dernier présente une forte symétrie et est dépourvu de structures de type bras;
- les galaxies spirales (Sp), dont le profil de lumière est dominé par une composante de type disque exponentiel, montrent parfois un bulbe qui est alors plus rouge que le disque; le disque est symétrique, et les résidus laissent apparaître des structures sous-jacentes régulières et symétriques (bas, anneaux);
- les galaxies particulières irrégulières (Pec/Irr) présentent des irrégularités dans leur profil de lumière et de couleur;
- les galaxies particulières en interaction (Pec/M) présentent une forte asymétrie avec deux composantes distinctes de couleurs différentes;
- les galaxies particulières de type tadpole (Pec/T) ont une forme allongée avec un centre photométrique localisé à une extrémité;
- les galaxies particulières montrant une rémanence d'interaction (Pec/MR) présentent également une forte asymétrie mais n'ont pas, contrairement aux Pec/M, deux composantes bien distinctes; on peut pourtant identifier des structures caractéristiques d'interaction (queues de marée, forme d'hélice, voir notamment un cas discuté dans Hammer *et al.* 2009);
- les galaxies particulières/à cœur bleu (Pec/BNG) ont la seule particularité de montrer un cœur bleu, parfois décentré (Schade *et al.* 1999). Ces galaxies se révélant plus nombreuses dans la population sub- M^* que dans le cas des travaux précédents, j'ai ajouté cette classe de galaxies à l'arbre de décision de Delgado-Serrano *et al.* (2010) (voir Figure 3.11).

Dans le cas des galaxies distantes en particulier, disposer des images dans l'infrarouge s'est révélé un atout de taille pour lever le doute entre la nature régulière ou irrégulière de certaines galaxies. En effet, comme évoqué précédemment, les régions de formation stellaire, d'autant plus brillantes que l'on observe dans une bande bleue, peuvent donner à la galaxie une apparence irrégulière. Si de telles régions brillantes restent apparentes dans les bandes les plus rouges, et en particulier en J et H, qui tracent mieux la distribution de masse de la galaxie, cela signifie que ces régions représentent une part non négligeable de la masse, et mène à classer la galaxie dans la classe des particulières irrégulières.

La répartition des galaxies dans les différentes catégories est donc le résultat d'un examen minutieux de chaque objet, qui est effectué de façon totalement indépendante par au moins trois personnes. Leurs classifications sont ensuite confrontées et chaque cas de désaccord discuté et réexaminé, pour aboutir à la classification finale. Bien que la distinction entre deux catégories soit parfois difficile, les objets ambigus ne représentent qu'une petite fraction de l'échantillon total et la subjectivité est réduite grâce à l'ensemble des critères définis dans cette procédure.

Bibliographie

- K. N. ABAZAJIAN, J. K. ADELMAN-McCARTHY, M. A. AGÜEROS, S. S. ALLAM, C. ALLENDE PRIETO, D. AN, K. S. J. ANDERSON, S. F. ANDERSON, J. ANNIS, N. A. BAHCALL et al. : The Seventh Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. *ApJS*, 182:543–558, juin 2009.
- I. BALESTRA, V. MAINIERI, P. POPESSO, M. DICKINSON, M. NONINO, P. ROSATI, H. TEIMOORINIA, E. VANZELLA, S. CRISTIANI, C. CESARSKY, R. A. E. FOSBURY, H. KUNTSCHEMER et A. RETTURA : The Great Observatories Origins Deep Survey. VLT/VIMOS spectroscopy in the GOODS-south field : Part II. *A&A*, 512:A12, mars 2010.
- E. F. BELL, D. H. McINTOSH, N. KATZ et M. D. WEINBERG : The Optical and Near-Infrared Properties of Galaxies. I. Luminosity and Stellar Mass Functions. *ApJS*, 149:289–312, décembre 2003.
- E. BERTIN et S. ARNOUITS : SExtractor : Software for source extraction. *A&AS*, 117:393–404, juin 1996.
- E. BERTIN, Y. MELLIER, M. RADOVICH, G. MISSONNIER, P. DIDELON et B. MORIN : The TERAPIX Pipeline. In D. A. BOHLENDER, D. DURAND et T. H. HANDLEY, éditeurs : *Astronomical Data Analysis Software and Systems XI*, volume 281 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 228, 2002.
- M. R. BLANTON, D. W. HOGG, N. A. BAHCALL, J. BRINKMANN, M. BRITTON, A. J. CONNOLLY, I. CSABAI, M. FUKUGITA, J. LOVEDAY, A. MEIKSIN, J. A. MUNN, R. C. NICHOL, S. OKAMURA, T. QUINN, D. P. SCHNEIDER, K. SHIMASAKU, M. A. STRAUSS, M. TEGMARK, M. S. VOGLEY et D. H. WEINBERG : The Galaxy Luminosity Function and Luminosity Density at Redshift $z = 0.1$. *ApJ*, 592:819–838, août 2003.
- M. R. BLANTON, D. J. SCHLEGEL, M. A. STRAUSS, J. BRINKMANN, D. FINKBEINER, M. FUKUGITA, J. E. GUNN, D. W. HOGG, Ž. IVEZIĆ, G. R. KNAPP, R. H. LUPTON, J. A. MUNN, D. P. SCHNEIDER, M. TEGMARK et I. ZEHAVI : New York University Value-Added Galaxy Catalog : A Galaxy Catalog Based on New Public Surveys. *AJ*, 129:2562–2578, juin 2005.
- G. BRUZUAL A. et S. CHARLOT : Spectral evolution of stellar populations using isochrone synthesis. *ApJ*, 405:538–553, mars 1993.
- S. CASERTANO, D. DE MELLO, M. DICKINSON, H. C. FERGUSON, A. S. FRUCHTER, R. A. GONZALEZ-LOPEZLIRA, I. HEYER, R. N. HOOK, Z. LEVAY, R. A. LUCAS, J. MACK, R. B. MAKIDON, M. MUTCHLER, T. E. SMITH, M. STIAVELLI, M. S. WIGGS et R. E. WILLIAMS : WFPC2 Observations of the Hubble Deep Field South. *AJ*, 120:2747–2824, décembre 2000.
- T. DAHLEN, B. MOBASHER, M. DICKINSON, H. C. FERGUSON, M. GIAVALISCO, N. A. GROGIN, Y. GUO, A. KOEKEMOER, K.-S. LEE, S.-K. LEE, M. NONINO, A. G. RIESS et S. SALIMBENI : A Detailed Study of Photometric Redshifts for GOODS-South Galaxies. *ApJ*, 724:425–447, novembre 2010.
- R. DELGADO-SERRANO, F. HAMMER, Y. B. YANG, M. PUECH, H. FLORES et M. RODRIGUES : How was the Hubble sequence 6 Gyr ago? *A&A*, 509:A78, janvier 2010.
- A. S. FRUCHTER et R. N. HOOK : Drizzle : A Method for the Linear Reconstruction of Undersampled Images. *PASP*, 114:144–152, février 2002.

- R. GIACCONI, A. ZIRM, J. WANG, P. ROSATI, M. NONINO, P. TOZZI, R. GILLI, V. MAINIERI, G. HASINGER, L. KEWLEY, J. BERGERON, S. BORGANI, R. GILMOZZI, N. GROGIN, A. KOEKEMOER, E. SCHREIER, W. ZHENG et C. NORMAN : Chandra Deep Field South : The 1 Ms Catalog. *ApJS*, 139:369–410, avril 2002.
- M. GIAVALISCO, M. DICKINSON, H. C. FERGUSON, S. RAVINDRANATH, C. KRETCHMER, L. A. MOUSTAKAS, P. MADAU, S. M. FALL, J. P. GARDNER, M. LIVIO, C. PAPOVICH, A. RENZINI, H. SPINRAD, D. STERN et A. RIESS : The Rest-Frame Ultraviolet Luminosity Density of Star-forming Galaxies at Redshifts $z > 3.5$. *ApJL*, 600:L103–L106, janvier 2004.
- N. A. GROGIN, D. D. KOCEVSKI, S. M. FABER, H. C. FERGUSON, A. M. KOEKEMOER, A. G. RIESS, V. ACQUAVIVA, D. M. ALEXANDER, O. ALMAINI, M. L. N. ASHBY, M. BARDEN, E. F. BELL, F. BOURNAUD, T. M. BROWN, K. I. CAPUTI, S. CASERTANO, P. CASSATA, M. CASTELLANO, P. CHALLIS, R.-R. CHARY, E. CHEUNG, M. CIRASUOLO, C. J. CONSELICE, A. ROSHAN COORAY, D. J. CROTON, E. DADDI, T. DAHLEN, R. DAVÉ, D. F. DE MELLO, A. DEKEL, M. DICKINSON, T. DOLCH, J. L. DONLEY, J. S. DUNLOP, A. A. DUTTON, D. ELBAZ, G. G. FAZIO, A. V. FILIPPENKO et S. L. FINKELSTEIN : CANDELS : The Cosmic Assembly Near-infrared Deep Extragalactic Legacy Survey. *ApJS*, 197:35, décembre 2011.
- F. HAMMER, H. FLORES, D. ELBAZ, X. Z. ZHENG, Y. C. LIANG et C. CESARSKY : Did most present-day spirals form during the last 8 Gyr?. A formation history with violent episodes revealed by panchromatic observations. *A&A*, 430:115–128, janvier 2005.
- F. HAMMER, H. FLORES, Y. B. YANG, E. ATHANASSOULA, M. PUECH, M. RODRIGUES et S. PEIRANI : A forming, dust-enshrouded disk at $z = 0.43$: the first example of a massive, late-type spiral rebuilt after a major merger? *A&A*, 496:381–387, mars 2009.
- F. HAMMER, N. GRUEL, T. X. THUAN, H. FLORES et L. INFANTE : Luminous Compact Galaxies at Intermediate Redshifts : Progenitors of Bulges of Massive Spirals? *ApJ*, 550:570–584, avril 2001.
- O. ILBERT, L. TRESSE, E. ZUCCA, S. BARDELLI, S. ARNOUTS, G. ZAMORANI, L. POZZETTI, D. BOTTINI, B. GARILLI, V. LE BRUN, O. LE FÈVRE, D. MACCAGNI, J.-P. PICAT, R. SCARAMELLA, M. SCODEGGIO, G. VETTOLANI, A. ZANICHELLI, C. ADAMI, M. ARNABOLDI, M. BOLZONELLA, A. CAPPI, S. CHARLOT, T. CONTINI, S. FOUCAUD, P. FRANZETTI, I. GAVIGNAUD, L. GUZZO, A. IOVINO, H. J. MCCrackEN, B. MARANO, C. MARINONI, G. MATHEZ, A. MAZURE, B. MEUNEUX, R. MERIGHI, S. PALTANI, R. PELLO, A. POLLO, M. RADOVICH, M. BONDI, A. BONGIORNO, G. BUSARELLO, P. CILIEGI, F. LAMAREILLE, Y. MELLIER, P. MERLUZZI, V. RIPEPI et D. RIZZO : The VIMOS-VLT deep survey. Evolution of the galaxy luminosity function up to $z = 2$ in first epoch data. *A&A*, 439:863–876, septembre 2005.
- A. M. KOEKEMOER, S. M. FABER, H. C. FERGUSON, N. A. GROGIN, D. D. KOCEVSKI, D. C. KOO, K. LAI, J. M. LOTZ, R. A. LUCAS, E. J. McGRATH, S. OGAZ, A. RAJAN, A. G. RIESS, S. A. RODNEY, L. STROLGER, S. CASERTANO, M. CASTELLANO, T. DAHLEN, M. DICKINSON, T. DOLCH, A. FONTANA, M. GIAVALISCO, A. GRAZIAN, Y. GUO, N. P. HATHI, K.-H. HUANG, A. VAN DER WEL, H.-J. YAN, V. ACQUAVIVA, D. M. ALEXANDER, O. ALMAINI, M. L. N. ASHBY, M. BARDEN, E. F. BELL, F. BOURNAUD, T. M. BROWN, K. I. CAPUTI, P. CASSATA, P. J. CHALLIS, R.-R. CHARY, E. CHEUNG, M. CIRASUOLO, C. J. CONSELICE, A. ROSHAN COORAY, D. J. CROTON, E. DADDI, R. DAVÉ, D. F. DE MELLO, L. DE RAVEL, A. DEKEL, J. L. DONLEY, J. S. DUNLOP et A. A. DUTTON : CANDELS : The Cosmic Assembly Near-infrared Deep Extragalactic Legacy

- Survey - The Hubble Space Telescope Observations, Imaging Data Products, and Mosaics. *ApJS*, 197:36, décembre 2011.
- O. LE FÈVRE, G. VETTOLANI, B. GARILLI, L. TRESSE, D. BOTTINI, V. LE BRUN, D. MACCAGNI, J. P. PICAT, R. SCARAMELLA, M. SCODEGGIO, A. ZANICHELLI, C. ADAMI, M. ARNABOLDI, S. ARNOUITS, S. BARDELLI, M. BOLZONELLA, A. CAPPI, S. CHARLOT, P. CILIEGI, T. CONTINI, S. FOUCAUD, P. FRANZETTI, I. GAVIGNAUD, L. GUZZO, O. ILBERT, A. IOVINO, H. J. MCCracken, B. MARANO, C. MARINONI, G. MATHEZ, A. MAZURE, B. MENEUX, R. MERIGHI, S. PALTANI, R. PELLÒ, A. POLLO, L. POZZETTI, M. RADOVICH, G. ZAMORANI, E. ZUCCA, M. BONDI, A. BONGIORNO, G. BUSARELLO, F. LAMAREILLE, Y. MELLIER, P. MERLUZZI, V. RIPEPI et D. RIZZO : The VIMOS VLT deep survey. First epoch VVDS-deep survey : 11 564 spectra with $17.5 \leq I_{AB} \leq 24$, and the redshift distribution over $0 \leq z \leq 5$. *A&A*, 439:845–862, septembre 2005.
- B. NEICHEL, F. HAMMER, M. PUECH, H. FLORES, M. LEHNERT, A. RAWAT, Y. YANG, R. DELGADO, P. AMRAM, C. BALKOWSKI, C. CESARSKY, H. DANNERBAUER, I. FUENTES-CARRERA, B. GUIDERDONI, A. KEMBHAVI, Y. C. LIANG, N. NESVADBA, G. ÖSTLIN, L. POZZETTI, C. D. RAVIKUMAR, S. DI SEREGO ALIGHIERI, D. VERGANI, J. VERNET et H. WOZNIAC : IMAGES. II. A surprisingly low fraction of undisturbed rotating spiral disks at $z \sim 0.6$ The morpho-kinematical relation 6 Gyr ago. *A&A*, 484:159–172, juin 2008.
- C. Y. PENG, L. C. HO, C. D. IMPEY et H.-W. RIX : Detailed Structural Decomposition of Galaxy Images. *AJ*, 124:266–293, juillet 2002.
- C. Y. PENG, L. C. HO, C. D. IMPEY et H.-W. RIX : Detailed Decomposition of Galaxy Images. II. Beyond Axisymmetric Models. *AJ*, 139:2097–2129, juin 2010.
- P. POPESSO, M. DICKINSON, M. NONINO, E. VANZELLA, E. DADDI, R. A. E. FOSBURY, H. KUNT-SCHNER, V. MAINIERI, S. CRISTIANI, C. CESARSKY, M. GIAVALISCO, A. RENZINI et GOODS TEAM : The great observatories origins deep survey. VLT/VIMOS spectroscopy in the GOODS-south field. *A&A*, 494:443–460, février 2009.
- C. D. RAVIKUMAR, M. PUECH, H. FLORES, D. PROUST, F. HAMMER, M. LEHNERT, A. RAWAT, P. AMRAM, C. BALKOWSKI, D. BURGARELLA, P. CASSATA, C. CESARSKY, A. CIMATTI, F. COMBES, E. DADDI, H. DANNERBAUER, S. DI SEREGO ALIGHIERI, D. ELBAZ, B. GUIDERDONI, A. KEMBHAVI, Y. C. LIANG, L. POZZETTI, D. VERGANI, J. VERNET, H. WOZNIAC et X. Z. ZHENG : New spectroscopic redshifts from the CDFS and a test of the cosmological relevance of the GOODS-South field. *A&A*, 465:1099–1108, avril 2007.
- A. RAWAT, A. K. KEMBHAVI, F. HAMMER, H. FLORES et S. BARWAY : Unravelling the morphologies of luminous compact galaxies using the HST/ACS GOODS survey. *A&A*, 469:483–501, juillet 2007.
- D. J. SCHLEGEL, D. P. FINKBEINER et M. DAVIS : Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. *ApJ*, 500:525–553, juin 1998.
- M. A. STRAUSS, D. H. WEINBERG, R. H. LUPTON, V. K. NARAYANAN, J. ANNIS, M. BERNARDI, M. BLANTON, S. BURLES, A. J. CONNOLLY, J. DALCANTON, M. DOI, D. EISENSTEIN, J. A. FRIEMAN, M. FUKUGITA, J. E. GUNN, Ž. IVEZIĆ, S. KENT, R. S. J. KIM, G. R. KNAPP, R. G.

- KRON, J. A. MUNN, H. J. NEWBERG, R. C. NICHOL, S. OKAMURA, T. R. QUINN, M. W. RICHMOND, D. J. SCHLEGEL, K. SHIMASAKU, M. SUBBARAO, A. S. SZALAY, D. VANDEN BERK, M. S. VOGLEY, B. YANNY, N. YASUDA, D. G. YORK et I. ZEHAVI : Spectroscopic Target Selection in the Sloan Digital Sky Survey : The Main Galaxy Sample. *AJ*, 124:1810–1824, septembre 2002.
- E. VANZELLA, S. CRISTIANI, M. DICKINSON, M. GIAVALISCO, H. KUNTSCHEMER, J. HAASE, M. NONINO, P. ROSATI, C. CESARSKY, H. C. FERGUSON, R. A. E. FOSBURY, A. GRAZIAN, L. A. MOUSTAKAS, A. RETTURA, P. POPESSO, A. RENZINI, D. STERN et GOODS TEAM : The great observatories origins deep survey. VLT/FORS2 spectroscopy in the GOODS-South field : Part III. *A&A*, 478:83–92, janvier 2008.
- X. Z. ZHENG, F. HAMMER, H. FLORES, F. ASSÉMAT et D. PELAT : HST/WFPC2 morphologies and color maps of distant luminous infrared galaxies. *A&A*, 421:847–862, juillet 2004.

Chapitre 4

Evolution des galaxies sub- M^* durant les 5 derniers milliards d'années

Sommaire

4.1 Classification morphologique : résultats	81
4.1.1 Fraction numérique de galaxies dans chaque classe morphologique	81
4.1.2 Construction d'une séquence morphologique pour les galaxies sub- M^*	82
4.1.3 Une population de galaxies LSB à grands disques à $z \sim 0,5$	86
4.2 Conclusions et perspectives	86
Bibliographie	102

4.1 Classification morphologique : résultats

Deux échantillons de galaxies à $z \sim 0,03$ et $z \sim 0,5$ ont été sélectionnés respectivement dans les relevés SDSS et CANDELS/GOODS-South sur un critère simple et unique $M_r \leq -18$, collectant ainsi à deux époques différentes de l'Univers la population de galaxies plus massives que le Grand Nuage de Magellan ($\sim 2,7 \times 10^9 M_\odot$). La représentativité des échantillons a été contrôlée à l'aide des fonctions de luminosité aux décalages spectraux considérés. Ils ont été analysés sur le plan morphologique en utilisant une méthode de classification déjà rodée dans le cadre du relevé IMAGES pour les galaxies de masses intermédiaires. Cette procédure est formalisée par un arbre décisionnel et utilise l'information de couleur, les profils de luminosité 1D et la décomposition 2D du profil de lumière en un modèle simple combinant linéairement le profil d'un bulbe et celui d'un disque. Elle présente ainsi l'avantage de limiter la subjectivité humaine ainsi que le risque d'introduction d'erreurs systématiques. Ce travail a donné lieu à une publication, soumise au journal MNRAS en 2015, et reproduite à la fin de ce chapitre. Le rapport du *referee* est donnée en Annexe E. Egalement, le détail des paramètres issus des ajustements par GALFIT pour les deux échantillons de galaxies est donné dans les tables de l'Annexe B.

4.1.1 Fraction numérique de galaxies dans chaque classe morphologique

Chacun des deux échantillons a été divisé selon la masse stellaire des galaxies, échantillonnant les mêmes intervalles de masse stellaire que les échantillons de Delgado-Serrano *et al.* (2010), qui avaient

sélectionné des galaxies telles que $M_J \leq -20,3$. Les résultats de la classification des sous-échantillons de galaxies dans l'intervalle de masse supérieur est donné en table 4.1. Pour les galaxies locales, nous constatons un bon accord entre les résultats de Delgado-Serrano *et al.* (2010) alors que des différences sont constatées pour les galaxies distantes : la fraction de E/S0 est légèrement plus élevée dans notre échantillon distant que dans le leur, ainsi que la fraction de galaxies spirales, alors que nous trouvons un peu moins de galaxies particulières. Ainsi, le résultat fort de leurs travaux qui montraient que la moitié des galaxies aux décalages spectraux intermédiaires étaient particulières semble moins probant selon nos résultats, mais en tenant compte des incertitudes liées à la taille relativement limitée des échantillons, nos résultats sont globalement en accord avec les leurs. La différence constatée pourrait également s'expliquer par la différence entre le décalage spectral médian de notre échantillon et le leur, correspondant à une différence d'âge cosmique d'environ un milliard d'années ; il est possible que pendant cet intervalle de temps, plus de disques se soient reformés après fusion, expliquant ainsi que nous trouvons plus de spirales et moins de galaxies particulières à $z \sim 0,53$ que ce qu'ils trouvaient à $z \sim 0,65$.

<i>Disseau et al. (2015)</i>		<i>Delgado-Serrano et al. (2010)</i>			
	Echantillon Local	Echantillon Distant		Echantillon Local	Echantillon Distant
E	5±3%	12±5%	E	3±1%	4±1%
S0	10±4%	16±6%	S0	15±4%	13±2%
Sp	81±12%	45±9%	Sp	72±8%	31±7%
Pec	4±2%	27±7%	Pec	10±3%	52±9%

TABLE 4.1 – **Fractions numériques de galaxies massives ($M_* > 1,5 \times 10^{10} M_\odot$) dans chaque classe morphologique.** *A gauche* : résultats de la classification de nos échantillons de galaxies locales (59 galaxies à $z \sim 0,029$) et distantes (51 galaxies à $z \sim 0,53$). *A droite* : résultats de la classification des échantillons de Delgado-Serrano *et al.* (2010), avec un échantillon local à $z \sim 0,025$ et un échantillon distant à $z \sim 0,65$.

4.1.2 Construction d'une séquence morphologique pour les galaxies sub-M*

L'objectif est de construire, pour les galaxies de l'échantillon telles que $M_{star} < 1,5 \times 10^{10} M_\odot$ une séquence morphologique similaire à celle de Delgado-Serrano *et al.* (2010) (voir figure 1), allant des galaxies elliptiques et lenticulaires aux galaxies spirales, séparées entre la branche des spirales barrées et non barrées. Le nombre de galaxies classées dans chaque catégorie (E, S0, Sp, Pec) est donné en table 4.2.

<i>Disseau et al. (2015)</i>		
	Echantillon Local	Echantillon Distant
E	12±4%	3±2%
S0	2±1%	2±1%
Sp	58±8%	51±7%
Pec	28±6%	44±7%

TABLE 4.2 – **Fractions numériques de galaxies sub-M* ($M_* < 1,5 \times 10^{10} M_\odot$) dans chaque classe morphologique.** Le décalage spectral médian de l'échantillon local est 0,029 et celui de l'échantillon distant 0,53. Les incertitudes indiquées correspondent aux fluctuations de Poisson et sont calculées comme \sqrt{N}/N où N est le nombre d'objets.

Décompte des barres

Les galaxies spirales sont départagées entre les barrées et non barrées. Si pour les galaxies les plus massives et les plus grandes, la barre a souvent pu être prise en compte dans l’ajustement avec GALFIT, cela est rarement le cas des galaxies de plus faible masse, celles-ci étant souvent plus petites et la résolution insuffisante pour résoudre la composante centrale en un bulbe et une barre. La barre est cependant identifiable soit à l’aide de l’analyse qui a été faite avec la fonction *ellipse* d’IRAF, soit par l’examen des résidus : dans le cas où une barre est présente mais n’a pas été prise en compte dans l’ajustement, un résidu allongé au centre apparaît. Cette analyse n’est cependant possible que pour les galaxies vues de face, et devient bien trop incertaine sur les galaxies vues de côté, du fait notamment de l’extinction par la poussière qui empêche de bien identifier les sous-structures de la galaxie. Pour cette raison, la fraction numérique de galaxies barrées et non barrées a été déterminée sur les sous-échantillons de galaxies telles $b/a > 0,5$, a et b étant respectivement les demi-grands et petits axes de la galaxie (soit sur un sous-échantillon de 68 galaxies à disque dans l’Univers local et de 78 galaxies à disque dans l’Univers distant).

Calcul de la brillance de surface centrale

Lorsqu’un disque est présent, la brillance de surface centrale de celui-ci est calculée à l’aide des paramètres structurels r_d (son rayon d’échelle) et mag (sa magnitude), suivant l’équation 1.1, puis corrigé de l’effet de *dimming* cosmologique dépendant du décalage spectral z :

$$\mu_0 = mag + 2,5 \log(2\pi r_d^2) - 10 \log(1 + z) \quad (4.1)$$

Comme évoqué au chapitre 1, les effets dûs à l’inclinaison de la galaxie suivant la ligne de visée, que ce soit l’augmentation de la brillance de surface du fait du plus grand nombre d’étoiles sur la ligne de visée, ou au contraire les effets d’extinction par la poussière, sont peu contrôlables. Cet effet de l’inclinaison sur le calcul de la brillance de surface centrale est mis en évidence dans la Figure 4.1, montrant que la valeur médiane de brillance de surface pour les galaxies telles que $b/a \leq 0,5$ est une magnitude plus faible que celle des galaxies telles que $b/a \geq 0,5$. Pour cette raison, comme dans le cas du décompte des barres, les fractions de galaxies LSB ont été calculées pour des sous-échantillons de galaxies telles que $b/a \geq 0,5$. Pour ces sous-échantillons local et distant, la distribution en brillance de surface est montrée en Figure 4.2. Les médianes des distributions valent $20,7 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ et $20,2 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ pour l’échantillon local et l’échantillon distant respectivement, avec un écart-type de $1 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ pour les deux échantillons. Ce décalage de $0,5 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ entre les deux distributions correspond à ce que l’on attend en considérant une évolution stellaire purement passive sur 5 milliards d’années (Charlot *et al.*, 1996), c’est-à-dire en considérant l’évolution des étoiles nées dans une galaxie lors d’un premier sursaut de formation stellaire et sans autre formation stellaire ultérieure. Suivant ce qui a été souvent fait dans la littérature, nous avons décidé de définir les galaxies à faible brillance de surface comme les galaxies dont la brillance de surface du disque est supérieure à 1σ au-dessus de la médiane de la distribution, ce qui donne des seuils respectifs de $21,7 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ (local) et $20,2 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ (distant) pour définir le régime à faible brillance de surface.

Séquence morphologique

Le résultat de la classification des galaxies sub- M^* est résumé en figure 4.3 : chaque image représente une proportion de 5%. Contrairement aux galaxies plus massives, les galaxies spirales

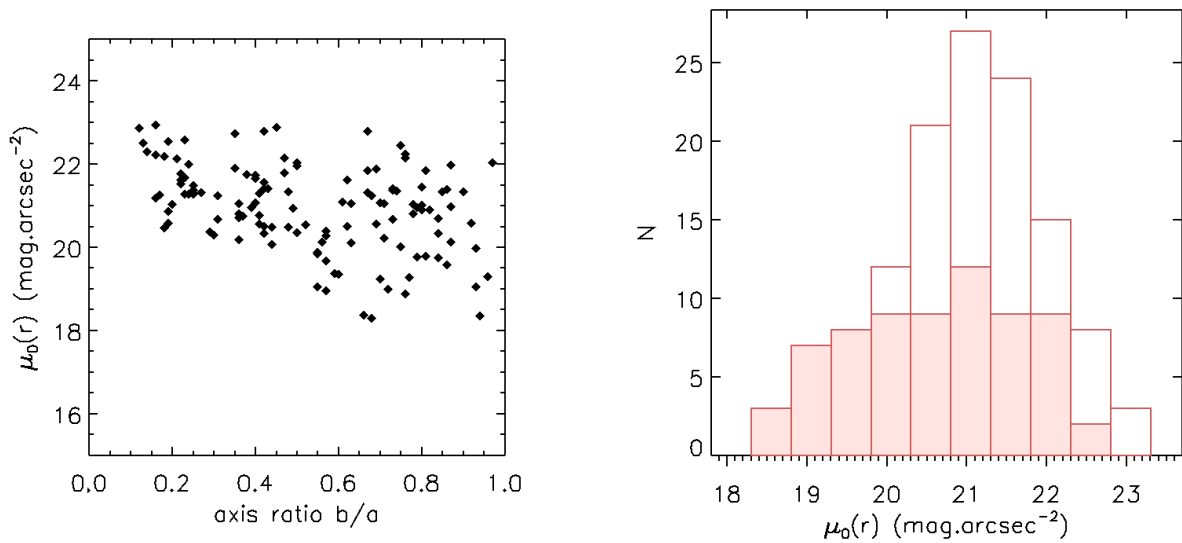


FIGURE 4.1 – **Influence de l’inclinaison sur le calcul de la brillance de surface.** *A gauche* est tracée la relation entre la brillance de surface centrale des disques calculée selon l’équation 4.1 d’après les résultats des ajustements par GALFIT, et le rapport entre les demi petit et grand axes des disques pour les galaxies locales. La figure de *droite* montre l’histogramme en brillance de surface centrale pour toutes les galaxies de l’échantillon local (la médiane vaut 21,1 mag.arcsec⁻²), et en rouge est superposée la distribution en brillance de surface pour les disques tels que $b/a > 0,5$ (la médiane vaut alors 20,7 mag.arcsec⁻²). Ces figures montrent le biais dû à l’inclinaison de la galaxie par rapport à la ligne de visée dans le calcul de la brillance de surface centrale.

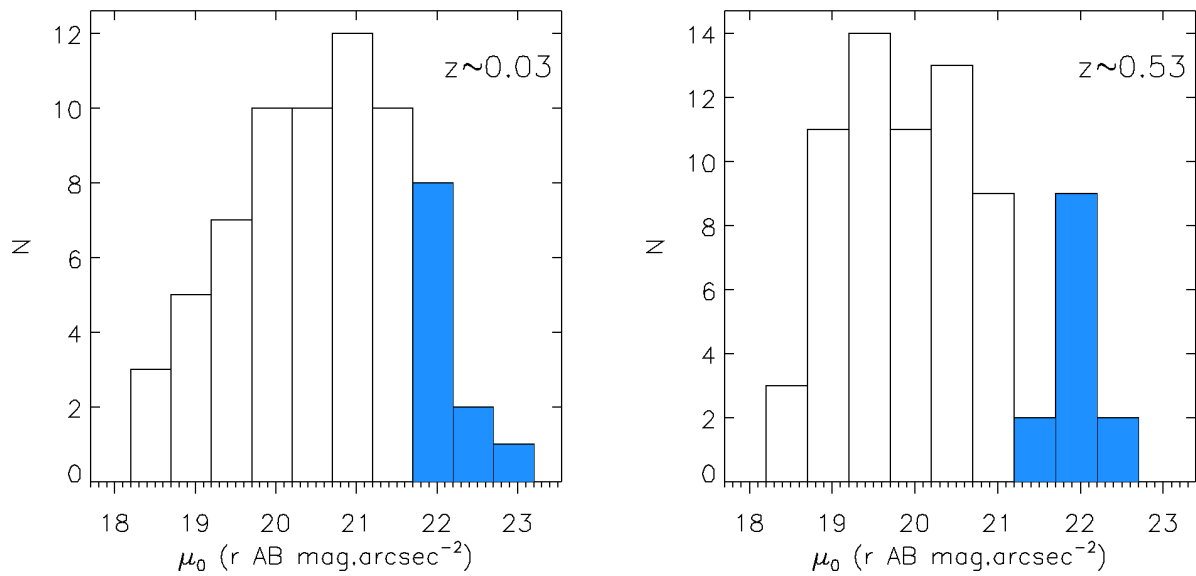


FIGURE 4.2 – **Histogrammes des brillances de surface centrales des disques des galaxies locales (à gauche) et distantes (à droite)**, pour les galaxies faiblement inclinées par rapport à la ligne de visée ($b/a > 0,5$). Les valeurs médianes des distributions valent respectivement $20,7 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ et $20,2 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ pour les échantillons local et distant, et l'écart-type des deux distributions vaut $1 \text{ mag.arcsec}^{-2}$. Les intervalles de brillance de surface correspondant aux galaxies LSB, définies comme les galaxies de brillances de surface centrale 1σ plus faible que la médiane de la distribution, sont coloriés en bleu.

ont des bulbes peu proéminents : 77% et 92% des galaxies ont des rapports B/T < 0,1 dans les échantillons local et distant, respectivement.

4.1.3 Une population de galaxies LSB à grands disques à $z \sim 0,5$

Ce travail de classification a révélé dans l'échantillon distant une population particulière de galaxies à faible brillance de surface, qui ne semble pas apparaître dans l'échantillon local. La Figure 4.4 montre relation entre la magnitude absolue en r et le rayon d'échelle du disque pour les galaxies locales et distantes (pour les raisons évoquées précédemment, je ne me suis concentrée ici que sur les disques tels que $b/a \geq 0,5$). D'une manière générale, le rayon d'échelle du disque augmente avec la magnitude absolue, comme ce qui est attendu au regard de l'équation 4.1. Les galaxies LSB montrent des rayons d'échelle globalement plus grands que pour les galaxies plus brillantes. Dans l'échantillon distant, une population de galaxies LSB telles que $M_r > -20$ et $r_d > 5$ kpc apparait et semble absente de l'échantillon local.

4.2 Conclusions et perspectives

La figure 4.3 constitue la première tentative de lier les populations de galaxies sub-M* locales et distantes, prolongeant le travail de Delgado-Serrano *et al.* (2010) sur les galaxies de masse intermédiaire. Cependant, l'analyse est ici plus ardue, d'abord du fait des limites observationnelles : les objets sont plus petits et faibles, donc l'identification des structures dans les galaxies est plus difficile et limitée par la résolution des images.

Ce travail m'a permis de mettre en évidence deux résultats particulièrement marquants :

- La proportion de galaxies particulières locales est plus importante ($28 \pm 6\%$) parmi les galaxies de faible masse que parmi les galaxies massives ($10 \pm 3\%$), suggérant que les galaxies sub-M* n'ont pas atteint leur stade de relaxation, contrairement aux galaxies plus massives. Ces résultats semblent confirmer un scénario hiérarchique de formation des galaxies dans lequel les fusions mineures auraient joué un rôle plus prépondérant chez les galaxies de faible masse que chez les galaxies massives formées plutôt à travers des fusions majeures à $z < 1$ (Hopkins *et al.*, 2010) ;
- Une population de galaxies à faible brillance de surface à $z \sim 0,5$ a été mise en évidence : ces galaxies présentent des morphologies perturbées et irrégulières, et ont des disques LSB dont les rayons d'échelle sont comparables à celui de M31 alors que leurs masses stellaires sont proches de celle du Grand Nuage de Magellan.

Les estimations des fractions numériques sont effectuées sur des échantillons de tailles relativement petites. Bien que l'accord avec les fonctions de luminosité aux décalages spectraux considérés ait été montré, augmenter la taille de l'échantillon amènerait à des résultats statistiquement plus robustes, confirmant les tendances déjà mises en évidence.

L'utilisation des redshifts photométriques constitue un point à améliorer pour la poursuite de cette étude : j'ai montré en effet qu'ils sont sujets à des catastrophes dans leur détermination (par exemple la forte proportion d'étoiles qui viennent contaminer les échantillons de galaxies à $z \sim 0,4$). Une fois ces catastrophes identifiées, j'ai montré que la comparaison entre les redshifts photométriques et spectroscopiques est bonne. Par ailleurs, deux des galaxies LSB dans l'échantillon distant

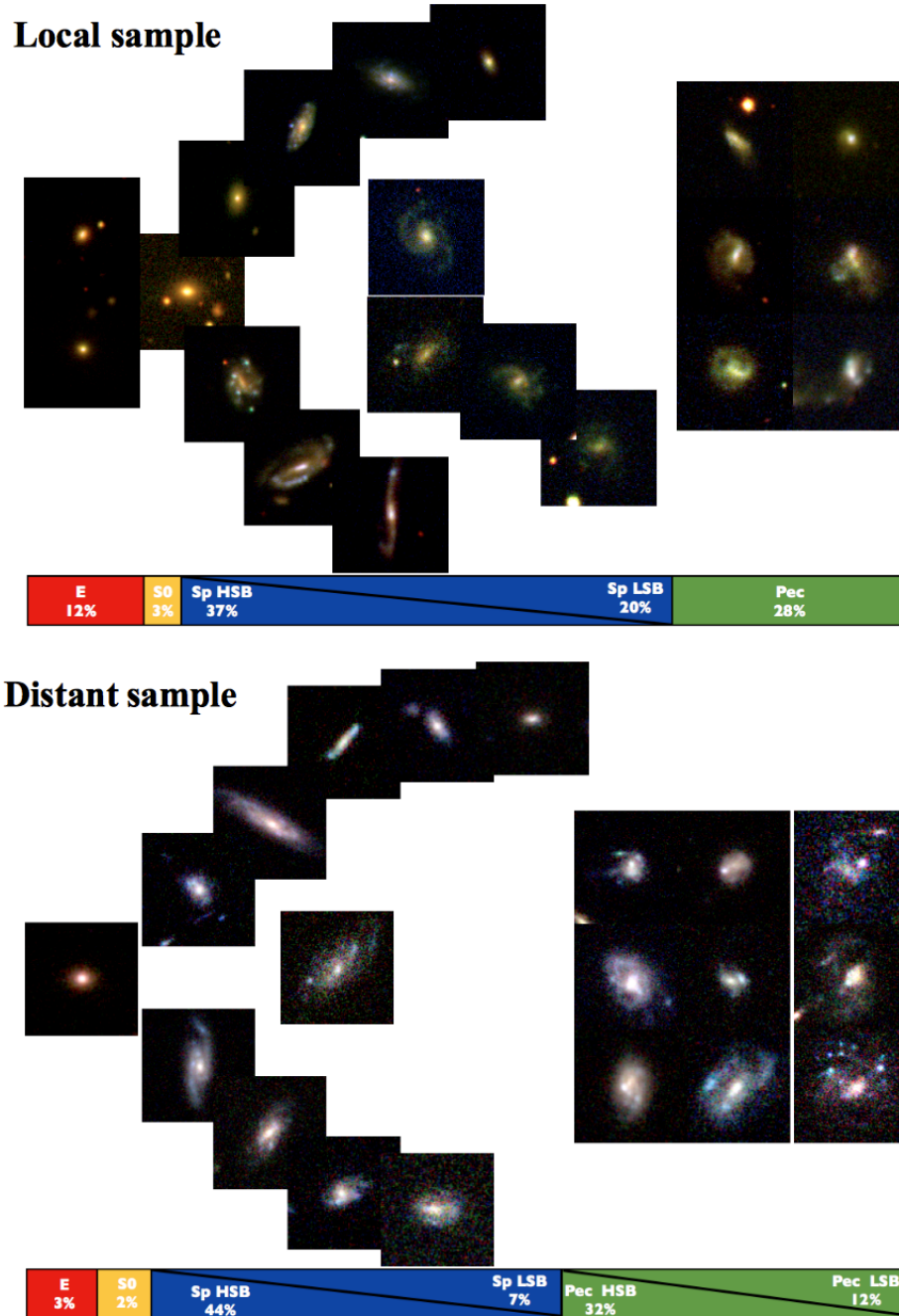


FIGURE 4.3 – Séquences morphologiques pour les échantillons de galaxies locales et distantes ($z \sim 0,5$). Chaque image a une taille de 25 kpc de côté et représente une proportion d'environ 5% d'objets. Les galaxies spirales ont toutes des rapport B/T inférieurs à 0,1.

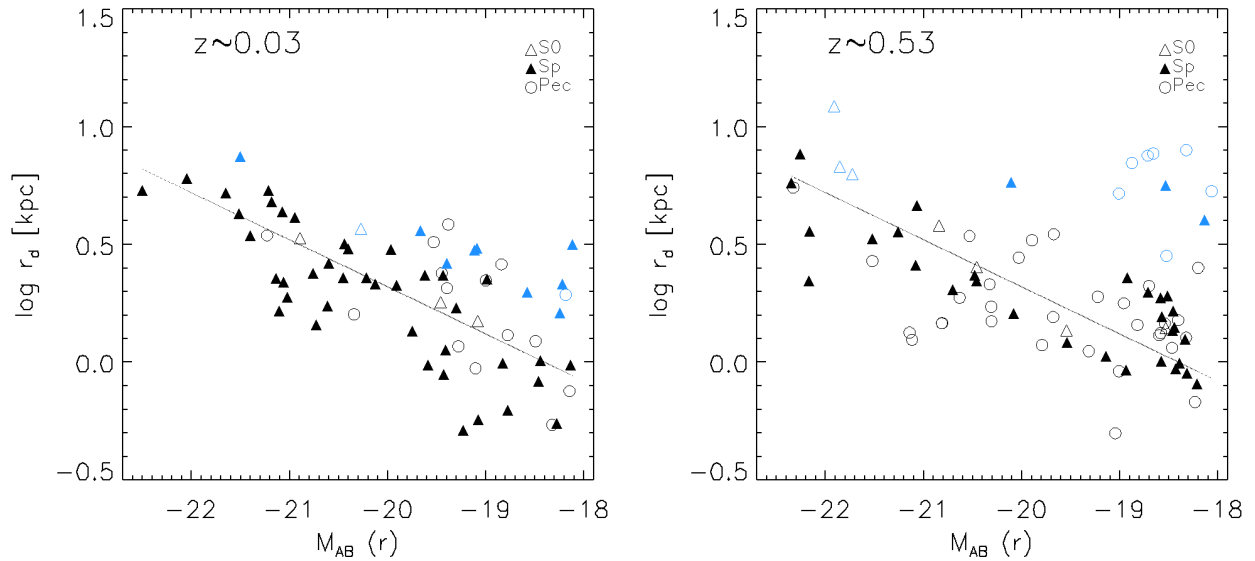


FIGURE 4.4 – Relation entre la magnitude absolue en r et le rayon d'échelle des disques des galaxies locales (à gauche) et distantes (à droite). La droite superposée aux deux figures représente la relation entre M_r et le rayon d'échelle du disque r_d , calculée pour $\mu_0(r) = 20,7$ mag.arcsec $^{-2}$ (valeur médiane de l'échantillon distant). Les points correspondant aux galaxies LSB sont en bleu, montrant que celles-ci ont des disques généralement plus grands que les galaxies HSB. L'échantillon distant révèle une population de galaxies LSB présentant des rayons d'échelle supérieurs à 5 kpc (jusqu'à 8 kpc) malgré des masses stellaires proches de celle du Grand Nuage de Magellan.

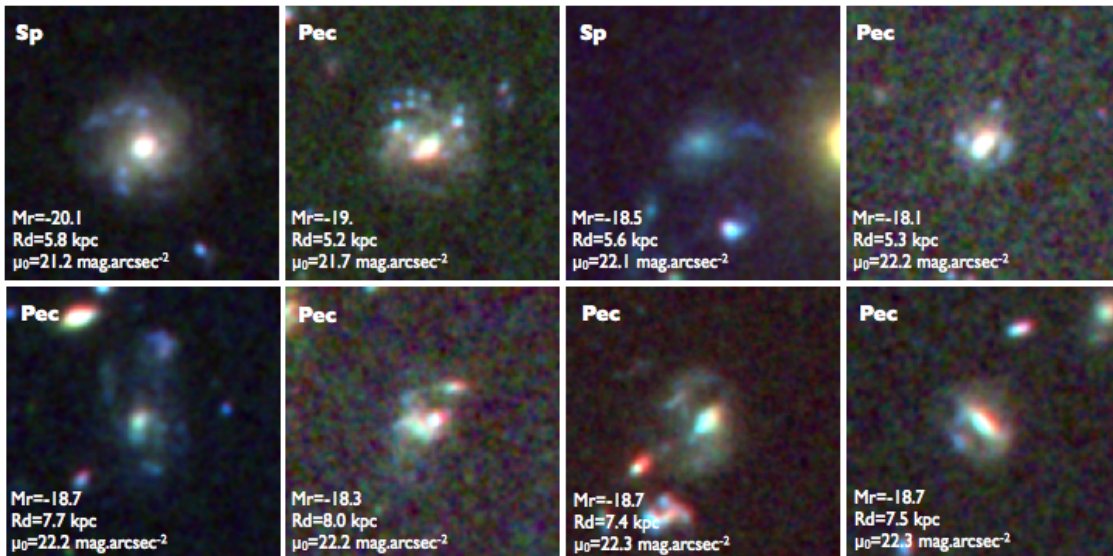


FIGURE 4.5 – Galaxies LSB aux grands disques de l'échantillon distant. Les images sont des compositions RGB utilisant la somme B+V pour le canal bleu, la somme i+z pour le canal vert et la somme J+H pour le canal rouge, après dégradation des images en B,V,i,z à la résolution dans l'infrarouge.

possèdent des mesures de redshifts spectroscopiques, proches des valeurs déterminées par photométrie, et qui n'impactent pas de façon majeure la valeur de la brillance de surface centrale du disque (la nature LSB des deux objets est conservée). Il sera nécessaire par la suite d'obtenir des confirmations spectroscopiques des valeurs des redshifts de l'échantillon distant. Des mesures de spectroscopie 3D permettront également de déterminer la dynamique interne de ces galaxies sub- M^* , et de confirmer ou infirmer que les fusions majeures ou mineures prévalent dans leurs mécanismes d'évolution.

Au cours de ma thèse, deux propositions d'observations ont été soumises à l'ESO (voir Annexe C) pour effectuer de la spectroscopie à l'aide de l'instrument VLT/VIMOS sur un échantillon de galaxies sélectionnées dans le champ CANDELS/GOODS-South, dans l'objectif de déterminer les redshifts spectroscopiques de sources faibles ne possédant que des estimations de redshifts photométriques. Cet échantillon a été construit en estimant la brillance de surface centrale à partir de la brillance de surface intégrée dans une ouverture de diamètre égal à deux fois la largeur à mi-hauteur de la PSF, et en sélectionnant les galaxies telles que cette valeur de brillance soit supérieure à $20,5 \text{ mag.arcsec}^{-2}$. Cette valeur reposait sur le critère utilisé par Zhong et al. (2010), définissant les galaxies LSB dans le rouge comme les galaxies dont la brillance de surface centrale est supérieure à 1σ au dessus du pic de la distribution de Courteau (1996) (soit une valeur de $20,7 \text{ mag.arcsec}^{-2}$). Les deux demandes ont été acceptées mais aucun des deux programmes d'observation n'a malheureusement été conduit à son terme, par manque de temps disponible sur le télescope.

The 5 Gyr evolution of sub- M^* galaxies

K. Disseau,^{1,2} F. Hammer,¹ M. Puech,¹ H. Flores,¹ and Y. Yang¹

¹ *GEPI, Observatoire de Paris, CNRS-UMR811, Univ. paris Diderot, Sorbonne Paris Cité, 5 place Jules Janssen, F-92195 Meudon, France*

² *Univ Paris Diderot, Sorbonne Paris Cité, GEPI, UMR8111 CNRS, Observatoire de Paris, F-92190 Meudon, France*

Released 2002 Xxxxx XX

ABSTRACT

We have gathered two complete samples of $M_{AB}(r) < -18$ ($M_{star} > 10^9 M_\odot$) galaxies, which are representative of the present-day galaxies and their counterparts, 5 Gyr ago. We have analysed their 2D luminosity profile and carefully decomposed them into bulges, bars and discs. This has been done in a very consistent way at the two epochs, by using same image quality and same (red) filters at rest. We have classified them into elliptical, lenticular, spiral, and peculiar galaxies on the basis of a morphological decision tree.

We have discovered that at $z = 0$, sub- M^* ($10^9 M_\odot < M_{star} < 1.5 \times 10^{10} M_\odot$) galaxies follow a similar Hubble Sequence that their massive counterparts, though with a considerable larger number of (1) peculiar galaxies and (2) low surface brightness galaxies. These trends persist in the $z \sim 0.5$ sample, suggesting that sub- M^* galaxies have not reached yet a relaxed state, conversely to their more massive counterparts. The fraction of peculiar galaxies is always high, consistent with a hierarchical scenario in which minor mergers could have played a more important role than for more massive galaxies.

Interestingly, we have also discovered that more than 10% of the sub- M^* galaxies at $z=0.5$ are low surface brightness galaxies with clumpy and perturbed features that suggest merging, while their discs show no sign of star formation. Even more enigmatic is the fact that their disc scalelengths are comparable to that of M31, while their stellar masses are similar to that of the LMC.

Key words: galaxies: general – galaxies: formation – galaxies: evolution – galaxies: dwarf – galaxies: peculiar .

1 INTRODUCTION

The deepest HST images have revealed a plethora of intrinsically faint galaxies at $z \sim 1$ (Ryan et al. 2007), which result in a steepening of the faint end of the luminosity function in the rest-frame B-band. The picture has been completed by Ilbert et al. (2005) and by Marchesini et al. (2012) who showed a progressive decrease of the steepening with increasing wavelengths. Because mass is more closely related to luminosities at red wavelengths, the later results may be in tension with Λ CDM predictions (Khochfar et al. 2007).

Such sub- M^* galaxies may nevertheless contribute to a significant fraction of the evolution in star-formation density, but we know little about the properties of their distant counterparts. Besides spirals and ellipticals, other types of galaxies may increasingly appear in the sub- M^* range, as mass decreases from $10^{10} M_\odot$ to $10^9 M_\odot$. These include low surface brightness galaxies (see Zhong et al. 2012 and references therein), tidal dwarf galaxies (TDGs, see Fig. 2 of Kaviraj et al. 2011), and objects more and more similar to dwarfs (elliptical: dE, spiral: dSp, and irregular: dIrr, see,

e.g., Kormendy et al. 2009). Spirals in this mass range form a sequence in the surface brightness-absolute magnitude plane together with Irrs and dSphs (see Kormendy et al. 2009, and references therein), which strongly differs from the sequence formed by Ellipticals and dEs.

It might appear quite surprising that sub- M^* galaxies have been somewhat neglected in many studies of galaxy evolution in morphology or kinematics, conversely to massive galaxies ($> 10^{10} M_\odot$), for which evolution has been followed up to intermediate (Delgado-Serrano et al. 2010; Yang et al. 2008) and to high redshifts (Förster Schreiber et al. 2011). Their faint apparent magnitudes ($z_{AB} \sim 24$ at $z = 0.5$) prevent detailed 3D spectroscopy with current facilities and their morphological appearance is severely affected by cosmological dimming.

Here we describe a morphological analysis of sub- M^* galaxies following the careful methodology followed by Delgado-Serrano et al. (2010) for $M_{stars} > 1.5 \times 10^{10} M_\odot$ galaxies. We did a complete morphological inventory of these galaxies at two epochs (i.e., 0 and 5 Gyr ago), as described in Sect. 2. Methodology and analysis are detailed in Sect.

3. Sect. 4 deals more specifically with low surface brightness galaxies in our samples. Results about our morphological classifications are presented in Sect. 5. We discuss in Sect. 6 the accuracy of our results and their main limitations. Finally we summarize our conclusions in Sect. 7. Throughout this paper we adopt cosmological parameters with $H_0 = 70$ km.s $^{-1}$.Mpc $^{-1}$ and $\Omega_\Lambda = 0.7$. Magnitudes are given in the AB system.

2 SELECTION OF REPRESENTATIVE SAMPLES OF NEARBY AND DISTANT GALAXIES

2.1 Local galaxy sample

Galaxies were selected from the Sloan Digital Sky Survey Release Seven (SDSS DR7, Abazajian et al. 2009). We used the low- z catalogue of the New York University Value Added Galaxy Catalog (NYU-VAGC, Blanton et al. 2005), which includes absolute magnitudes, k -corrections, and extinctions for each galaxy in the u (3551Å), g (4686Å), r (6165Å), i (7481Å), and z (8931Å) bands. Figure 1 shows the relationship between redshift and absolute magnitude in r band, from which we extracted a volume-limited sample : given a cut in luminosity ($M_{AB}(r) \leq -18$) a redshift cut ($z \leq 0.033$) is necessary to avoid any Malmquist bias. We also defined a lower redshift cut ($z \geq 0.022$) to ensure that peculiar motions cannot affect redshift and distance determinations. At this stage our sample contained 12,681 galaxies. A representative subsample of 150 galaxies was then randomly selected, with one galaxy falling on the CCD edge, which was removed from the sample. Figure 2 compares the distribution of r -band absolute magnitudes for this sample of 149 galaxies with the r -band luminosity function of local galaxies (Blanton et al. 2003). A Kolmogorov-Smirnov test indicates a probability of 99% that our sample and the local luminosity function are drawn from the same parent distribution. This sample is thus representative of the $M_{AB}(r) \leq -18$ galaxy population in the local Universe. Luminosities in r band were converted into stellar masses using the empirical relation between stellar-to-mass ratio and $u-g$ color from Bell et al. (2003).

2.2 Distant galaxy sample

The distant sample was selected from the CANDELS/GOODS-South survey (Koekemoer et al. 2011). Using SExtractor (Bertin & Arnouts 1996) in the HST/ACS v2.0 B (4312Å), V (5915Å), i (7697Å), and z (9103Å) images and in the HST/WFC3 v1.0 J (12486Å) and H (15369Å) images, we built our own photometric catalogue of sources, which was then cross-correlated with the catalogue of photometric redshifts of Dahlen et al. (2010). Stellar masses and absolute magnitudes are calculated using the prescription discussed in Bell et al. (2003) (see also Hammer et al. 2005 and references therein). We applied the same luminosity criterion we used in the local sample, i.e., $M_{AB}(r) \leq -18$, and selected sources with photometric redshifts between 0.4 and 0.6, which ensures that the observed light in z band corresponds to a rest-frame emission in r band. The 278 sources thus selected

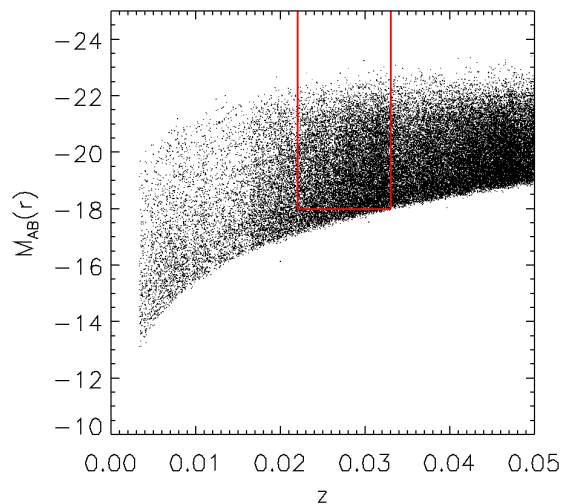


Figure 1. $M_{AB}(r) - z$ plane for SDSS galaxies. The region delimited by the red solid lines delineates the local volume-limited sample with $M_{AB}(r) \leq -18$ and $0.022 \leq z \leq 0.033$.

were checked by eye in all bands and we removed some contaminating stars¹ from the sample, keeping a final sample of 229 galaxies with $M_{AB}(r) \leq -18$ and $0.4 \leq z_{phot} \leq 0.6$. 150 galaxies were then randomly selected from this sample. The comparison between the $M_{AB}(r)$ distribution of the final sample and the R -band luminosity function of galaxies at redshifts 0.4 to 0.6 from Ilbert et al. (2005) is shown in Fig. 2. A Kolmogorov-Smirnov test gives a probability of 99.9% that the sample and the luminosity function are drawn from the same parent distribution, which evidences the representativeness of the distant sample.

2.3 Comparison of the data

A fundamental issue we must take care of when comparing morphologies at different redshifts and in different data sets is to ensure that the comparison is not affected by biases related to spatial resolution, depth, or k -correction.

The 0.1 arcsec PSF FWHM of GOODS/ACS images corresponds to 0.63 kpc at the median $z = 0.53$ of our distant sample, while the 1.4 arcsec PSF FWHM of the SDSS images corresponds to 0.81 kpc at the median $z = 0.029$ of our local sample. Thus the resolution is similar in the local and distant samples. Moreover, the good agreement between the rest-frame bands sampled by GOODS data and the SDSS (see Tab. 1) minimizes the k -correction effects. At last, it was shown in Delgado-Serrano et al. (2010) that GOODS images are 1.02 magnitude deeper than the SDSS images in rest-frame r band. How this could affect our results is discussed in Sect. 6.1.3.

¹ Saturated stars were treated like galaxies in the photometric redshift estimation : for instance, absorption bands present in K star spectra can be confused with the 4000Å break of a galaxy spectrum.

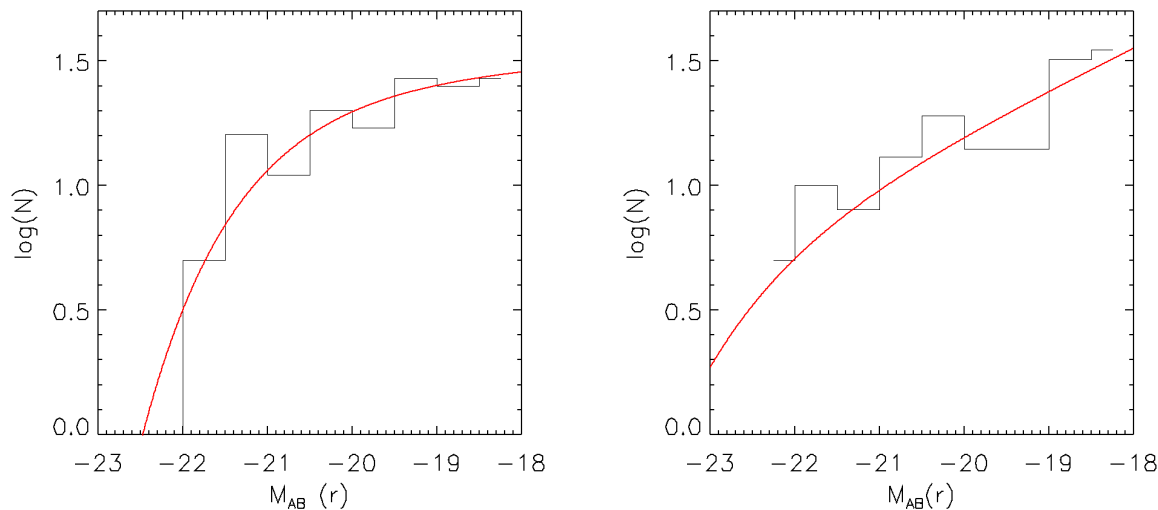


Figure 2. *Left* : $M_{AB}(r)$ histogram of the 150 galaxies in the local sample. The observed luminosity function from Blanton et al. (2003) is overplotted in red. *Right* : $M_{AB}(r)$ histogram of the 150 galaxies in the distant sample with the observed red band luminosity function from Ilbert et al. (2005) shown as a red line.

Table 1. Wavelength comparison of different bands in SDSS and GOODS (ACS). The rest-frame wavelengths are calculated assuming the redshift range [0.4-0.6].

Survey	u	g	r	i	z
SDSS	3551Å	4686Å	6165Å	7481Å	8931Å
	B	V	i	z	
GOODS	4312Å	5915Å	7697Å	9103Å	
<i>rest-frame</i>	[2695-3080]Å	[3697-4225]Å	[4811-5498]Å	[5689-6502]Å	

3 MORPHOLOGICAL ANALYSIS : METHODOLOGY

The morphological classification of each galaxy relies on a process that was formalised in Delgado-Serrano et al. (2010) as a semi-automatic decision tree, which takes into account the well-known morphologies of the galaxies that populate the Hubble sequence. To minimize the remaining subjectivity, three of us (FH, HF, MP) have independently classified each galaxy following this tree. The results were then compared and disagreement cases discussed to provide final classification. The decision is based on the examination of the elements described below : the color maps and the profile analysis in a single photometric band (r band for the local sample and z band for the distant one). As star formation likely affects the aspect of a galaxy in blue bands, the morphological classification must be performed in a red band in which the emission is dominated by main sequence stars, which form the most part of the mass, hence our choice for the working bands.

3.1 Color images and maps

Color information is essential to morphologically classify a galaxy. While the integrated light of a galaxy in different photometric bands can give some clues about the morphological type, a measure of the color in each pixel of the image

offers the possibility to examine each component and each small scale structure separately and compare their color.

To do so, we subtracted pixel by pixel the magnitude in two observed bands using an algorithm that allowed us to estimate colors and their uncertainties (see Zheng et al. 2005 for more details). The two bands used were $u - r$ for the local galaxies and $v - z$ for the distant ones, ensuring a meaningful comparison between the same rest-frame colors. For the distant sample we also used the $B - z$ colormap, because the $v - z$ color did not allow us to classify properly early-type galaxies at our working redshifts. Indeed, the rest-frame V band corresponds to the Balmer break region that could be affected by recent star formation. Such star formation bursts can occur in the central regions of a galaxy if some gas was captured 1 Gyr ago, which leads to a blue core in the $V - z$ color map compared to the rest of the galaxy. We observed this phenomenon especially in elliptical and S0 galaxies, in which the gas likely falls to the center, whereas in spiral galaxies the gas more likely follow circular trajectories along the disc. We thus had to use a bluer band to disentangle real blue core galaxies from early-type galaxies that are affected by this effect at their centers.

Three-band color images were also constructed using $u-g-r$ bands for the local samples and $V-i-z$ bands for the distant one.

Additionally, for the distant sample, we used infrared J and H images, which were helpful to remove doubts when

clumpy structures were visible in z band, and disentangle irregular galaxy from regular discs: as the infrared bands are representative of the galaxy stellar mass, if such structures were also visible in J and H, then they represent a non negligible part of the galaxy mass, and the galaxy was classified as irregular.

3.2 Light profile analysis

The light profile of each galaxy was analysed at restframe r -band, i.e. in r band for the local sample and in z band in the distant sample.

First, knowing the position angle and the axis ratio of the galaxy thanks to SExtractor, the half-light radius is derived from the integrated flux in concentric ellipses of growing radii. This flux remains constant beyond a certain radius, giving the total flux of the galaxy. We then deduced the half-light radius as the radius at which the integrated flux equals half the total flux.

The two-dimensional surface brightness distribution of each galaxy was fitted using GALFIT (Peng et al. 2002) as a linear combination of different components:

- a bulge, modelled by a Sersic (Sersic 1968) profile:

$$\Sigma(r) = \Sigma_e e^{-\kappa_n [(r/r_e)^{1/n} - 1]}, \quad (1)$$

where r_e is the effective radius enclosing half of the total light, Σ_e the surface brightness at r_e , n is the Sersic index, and κ_n is a constant coupled to n .

- a disc, modelled by an exponential profile:

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 e^{-r/r_d}, \quad (2)$$

where Σ_0 is the central surface brightness, and r_d is the disc scalelength.

- if present a bar was added as an elongated Sersic component. When a bar was present but the resolution was not sufficient, the central Sersic component of the galaxy was considered to be a mix of a bar and a bulge.

The ratio between the bulge and the total flux (B/T) was derived from this decomposition.

For each galaxy we used an iterative process to find the best model. First the radial profile shape of the galaxy in log stretch was carefully inspected : a change in its slope indicates at least two components. A prior model was then constructed by fitting visually the region of the profile corresponding to the bulge and the one corresponding to the disc. We then let GALFIT converge and inspected the residual image : if an elongated and symmetric structure was identified, then a bar could be present and was added to the model. However, for the smallest galaxies the resolution was not always sufficient to let GALFIT converge with three components, resulting in a bar visible in the residual map.

This iterative method is essential to make GALFIT converge towards the most meaningful solution. Indeed, the fitting process with GALFIT is based on a χ^2 minimization using a Levenberg-Marquardt algorithm. This can efficiently find a local minimum, which is not necessarily the global minimum. Therefore, depending on the initial conditions provided by the user, GALFIT can converge towards a solution that has no physical meaning, even if the χ^2 has been minimized to a reasonable value. Degeneracies occur

especially when fitting multi-component models with a large number of free parameters to faint and distant galaxies that are poorly resolved or have a low signal-to-noise ratio. In some extreme cases of degeneracies some parameters had to be constrained to a range of values or even be kept fixed to reduce the parameter space.

3.3 Morphological classification

Taking into account the color maps, the color images, the models produced by GALFIT, and especially the residual images (subtraction between the initial image and the model), each galaxy was classified into the following morphological classes:

- Elliptical galaxies (E) have a prominent bulge (B/T ranging between 0.8 and 1) and a red color;
- Lenticular galaxies (S0) also have a prominent bulge (B/T ranging between 0.5 and 0.8), which is redder than the underlying disc. The disc is highly symmetric but shows no presence of regular structure such as arms;
- Spiral galaxies (Sp) were fitted with a bulge and a disc, or with a pure exponential disc. The B/T ratio ranges between 0 and 0.5. If present, the bulge is redder than the disc. The disc is highly symmetric and can present regular structures such as spiral arms, which are revealed by the residual image from GALFIT. A bar can also be present;
- Peculiar galaxies (Pec) show asymmetrical features, which appear in the residual image. Irregularities associated to strong color gradients are assumed to be due to merger events (Pec/M). Only asymmetrical tidal features evoke a merger remnant (Pec/MR). Tadpole-like (Pec/Tad) galaxies show a knot at one end and an extended tail. Irregular galaxies (Pec/Irr) show only an asymmetric profile, or two off-centered components. Galaxies with a bulge bluer than the disc were also classified as peculiar because of their unexpected blue nucleus (Pec/BNG). At last, galaxies with a half-light radius smaller than 1 kpc were classified as compact galaxies (Pec/C).

4 LOW SURFACE BRIGHTNESS GALAXIES

4.1 How to define LSB galaxies: methodology

The definition of low surface brightness galaxies in the literature is not so clear. For historical reasons low surface brightness galaxies were often defined as galaxies dominated by an exponential disc whose central surface brightness in B band is fainter than 22 mag.arcsec⁻². This limit corresponds to 1σ above the peak distribution of the extrapolated disc central surface brightness of 36 spiral galaxies studied by Freeman (1970). However, such a narrow surface brightness distribution was shown to be due to selection effects (Disney 1976) that act against the discovery of galaxies fainter than the sky brightness (see also Sect. 6.1.3). LSB galaxies were extensively studied in the local Universe selected on the basis of their blue central surface brightness.

Because of the sensitivity of the blue band to star formation that was more intense in the past, the blue central surface brightness distribution of galaxies is known to shift towards brighter magnitudes with increasing redshift (see, e.g., Schade et al. 1995 who found a strong evolution of 1.2

mag in the restframe B central surface brightness distribution of galaxies at $z > 0.5$). It is therefore important to define LSB galaxies with a criterion that is not biased by stellar evolution when applying it to higher redshifts. We thus studied the evolution of central surface brightness distribution of disc galaxies in the SDSS r band, and defined low surface brightness galaxies as galaxies with a disc central surface brightness at least 1σ fainter than the median of the distribution.

4.2 Disc central surface brightness distribution

We consider in this section only galaxies with a non negligible disc component (i.e. S0 and spiral galaxies, as well as peculiar galaxies whose light profile fit includes a disc component). The calculation of the central surface brightness for highly inclined galaxies is affected by two effects that are difficult to control : the larger amount of stars and integrated light along the line of sight is in competition with the increasing extinction due to dust. To circumvent this, we restricted our sample to galaxies with $b/a \geq 0.5$, which corresponds approximately to an inclination lower than 60° . We thus kept 68 local disc galaxies and 78 distant disc galaxies, and considered them as representative of all the sample (a Kolmogorov-Smirnov test gives probabilities of 97% and 96% that the local and distant subsamples and the luminosity function at the corresponding redshifts are drawn from the same parent distributions).

Assuming an infinitely thin disc, integration of Eq. 2 gives the total flux of the disc component:

$$F_{tot} = 2\pi r_d^2 \Sigma_0, \quad (3)$$

where r_d is the disc scalelength (in arcsec), and Σ_0 the central surface brightness as defined in Eq 2. By converting this in a logarithmic scale and including the correction for extinction and cosmological dimming effects, we get the following formula to calculate the disc central surface brightness:

$$\mu_0 = m_d + 2.5 \log(2\pi r_d^2) - 10 \log(1+z) - A_\lambda, \quad (4)$$

where m_d refers to the total magnitude of the disc, z is the redshift, and A_λ is the galactic extinction. m_d and r_d were both returned by GALFIT when fitting the galaxy profile. For local galaxies, the galactic extinction, calculated following Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998) was provided by the SDSS database. For distant galaxies, which are observed far from the galactic plane, this correction can be neglected.

The disc central surface brightness distributions of the local and distant samples are shown in Fig 3 : we found median values of $\mu_0(r)=20.7$ mag.arcsec $^{-2}$ and 20.2 mag.arcsec $^{-2}$ for the local and distant samples respectively, with a standard deviation of 1 mag.arcsec $^{-2}$ for both distributions. The shift of 0.5 mag between the two distributions is consistent with expectations from a pure passive stellar evolution over 5 billion years². We defined low surface brightness galaxies as galaxies with a disc central surface brightness fainter than 1σ above the median value, i.e.,

² A purely passive evolution of an old stellar population consists in a stellar population that has no further star formation after an initial burst. Corresponding values can be found in Charlot, Worthey & Bressan (1996).

$\mu_0(r) \geq 21.7$ mag.arcsec $^{-2}$ for local galaxies and ≥ 21.2 mag.arcsec $^{-2}$ for distant galaxies.

4.3 Giant LSB discs at $z \sim 0.5$

Figure 4 shows the relation between the disc scalelength derived from the 2D fit and the r band absolute magnitude for the local and distant low-inclination disc galaxies selected as explained above. For both the local and distant samples, the disc scalelength decreases with absolute magnitude as expected from Eq. 4 (for $\mu_0(r)=20.7$ mag.arcsec $^{-2}$, represented as a black dashed line), evidencing that our decomposition has led to robust disc components that follow the Freeman's law. By contrast, low surface brightness galaxies (blue symbols) show a clear deviation from the line, i.e., they have larger disc scalelengths than those of high surface brightness galaxies. In the local sample, 80% of the LSB galaxies are bulgeless spiral galaxies, half of which show a bar.

In the distant sample 60% of the LSB galaxies reveal very disturbed morphologies with asymmetrical brightness profiles and clumps, which were classified as Pec/Irr galaxies. Their GALFIT model comprises two components : a Sersic component with an index close to one in the inner region and a large exponential LSB disc. Comparing the local and distant samples reveals a population of distant galaxies with small stellar masses ($M_{AB}(r) > -19$) and very extended low surface brightness discs ($r_d \geq 4 - 5$ kpc), which appear not to exist at lower redshifts (see further on this in Sect. 6.1.3). The scalelength of these discs are comparable to those of more massive high surface brightness spiral galaxies (e.g., M31 was found to have $r_d = 5.9 \pm 0.3$ kpc in R band, see Hammer et al. 2007).

Figure 5 evidences the presence of giant discs ($r_d > 5$ kpc) in four galaxies having stellar mass close to that of the LMC.

5 BUILDING UP A MORPHOLOGICAL SEQUENCE OF LOW MASS GALAXIES

Table 2 summarizes the fraction of E, S0, spiral and peculiar galaxies that were found in the two mass ranges $M_{star} < 1.5 \times 10^{10} M_\odot$ (low mass or sub- M^*) and $M_{star} \geq 1.5 \times 10^{10} M_\odot$ (high mass). This limit corresponds to $M_{AB}(r) \sim -20$.

5.1 Morphological classification of the high mass subsamples

We can directly compare the results we obtain for the local and distant high mass subsamples of galaxies to the results of Delgado-Serrano et al. (2010), who selected their samples such that $M_J \leq -20.3$, which corresponds to $M_{star} \geq 1.5 \times 10^{10} M_\odot$. For the local sample our results are in good agreement with theirs, showing that the local Universe is dominated by spiral galaxies that represent $\sim 80\%$ of the massive galaxy population, while the fraction of E/S0 is 15% and only 5% of galaxies have peculiar morphologies. At higher redshift we find a slight increase in the fraction of E/S0 and in the fraction of peculiar galaxies, but a drastic decrease in the fraction of spirals. Taking into account the statistical uncertainties, our results are consistent with what

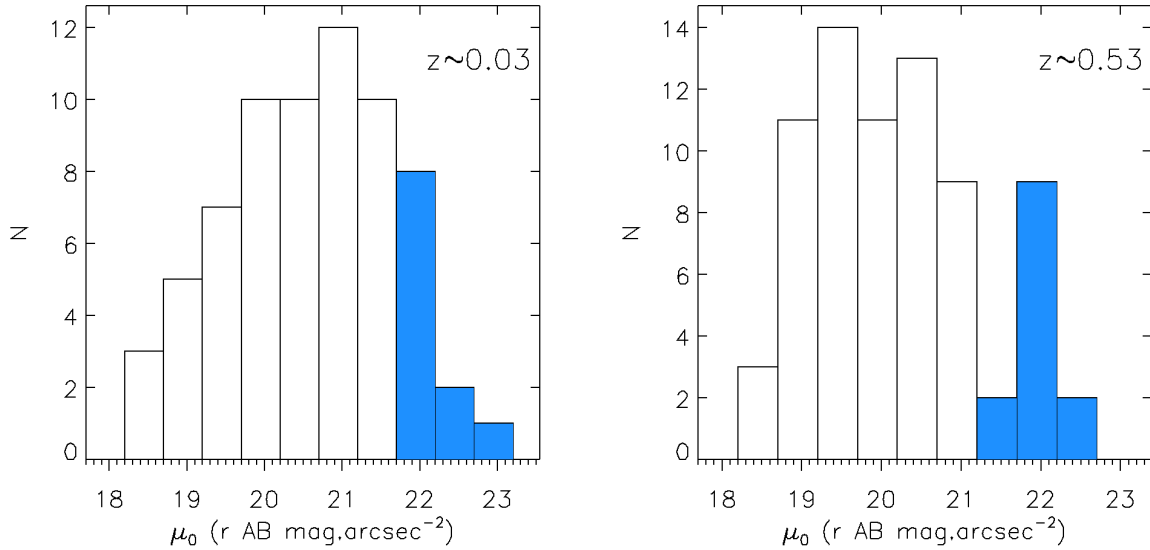


Figure 3. Disc central surface brightness distribution for local (*left panel*) and distant (*right panel*) galaxies in the rest-frame SDSS r band. Median values are 20.7 and $20.2 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ for the local and distant samples respectively, with a standard deviation of $1 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ for both. Following the definition of low surface brightness galaxies as disc galaxies with a central surface brightness of their disc at least 1σ above the median value, the bins corresponding to low surface brightness galaxies are shown in blue.

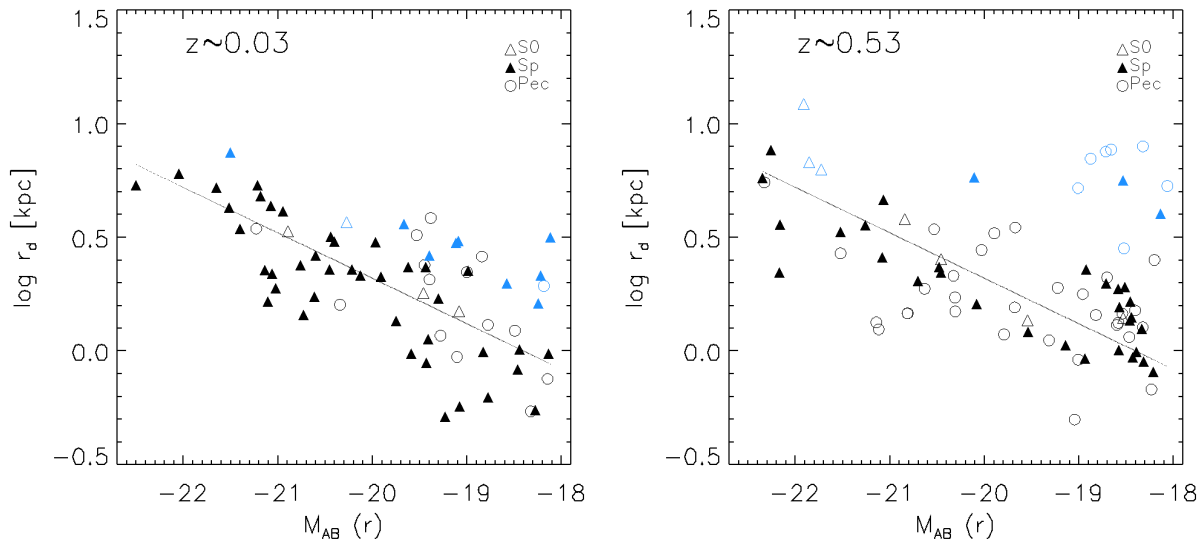


Figure 4. Relation between disc scalelengths r_d and luminosities in r band for disc galaxies with $i \leq 60^\circ$, at low (*left*) and high (*right*) redshifts. The plot at high redshifts shows a population of giant low surface brightness discs with $r_d \geq 3-4 \text{ kpc}$ and with low luminosities, which appears not to exist at low redshifts.

Delgado-Serrano et al. (2010) found : we thus confirm the evolution of the fraction of peculiar and spiral galaxies with redshift, suggesting that peculiar galaxies transform into spirals. Nevertheless, we find a less dramatic quantitative evolution : in our distant high mass galaxy sample, the fraction of spirals remains higher than the fraction of peculiar galaxies (45% and 27% of spirals and peculiar respectively instead of 31% and 52% in the sample of Delgado-Serrano et al. 2010). Moreover, while they found no evolution in the fraction of

E/S0 galaxies, we find a slight increase with redshift, which is not so significant when accounting for the relatively large statistical uncertainties due to the limited sample sizes. Differences we notice with the results of Delgado-Serrano et al. (2010) could also be explained by the fact that we probe a slightly more recent epoch of the Universe compared to them (the median redshift of our distant sample is $z = 0.53$ instead of $z = 0.65$ in their sample).

The consistency between our results and previous works

[h]

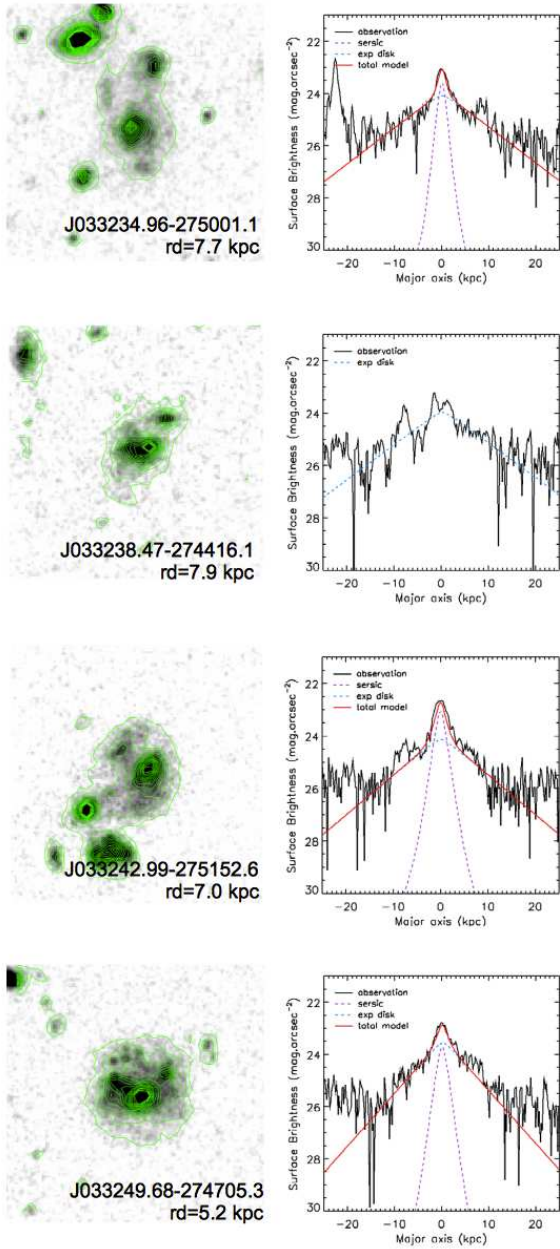


Figure 5. Examples of the most extreme LSB galaxies at $z \sim 0.5$. The left panels show the summed $i + z + J + H$ images of the galaxies (ACS i and z images were rescaled to the WFC3 resolution). Green lines follow the isophotes. The right panels show the observed profile along the major axis of the galaxy disc (black line). The profile of the model that has been fitted is superimposed in red. When the model comprises several components, the profile of each sub-component is shown. Because of the very low signal-to-noise ratio of the disc, GALFIT tends to underestimate the disc size. We thus kept the disc scalelength parameter fixed during the process : we fitted it by eye so that the model profile follows the disc wings at best.

strengthens the robustness of our classification process. The next step consists in building comparative morphological sequences of low mass galaxies in the local and distant Universe.

5.2 Morphological classification of the low mass subsamples

We built two morphological sequences of low mass galaxies at $z \sim 0$ and $z \sim 0.53$, which are shown in Fig. 8. Each stamp in this figure represents approximately 5% of the galaxies in the sample. The counting of bars and low surface brightness galaxies is performed on restricted subsamples of galaxies with $b/a \geq 0.5$ because of possible biases due to inclination and dust on the bar detection as well as on the central surface brightness calculation.

5.2.1 Local subsample of low mass galaxies

The local low mass galaxy population consists is 15% of E/S0, 57% of spirals, and 28% of peculiar galaxies (see Tab. 2). The major difference with the work done for higher mass galaxies (Delgado-Serrano et al. 2010) is the fraction of peculiar galaxies in the local Universe, which represents one third of the local low mass galaxy population instead of only a few percents in the well-known Hubble sequence. The fraction of E/S0 is comparable to what was found for high mass galaxies. The population of spiral galaxies represents slightly more than half of the local galaxies compared to more than 75% for high mass galaxies. They mainly consists in bulgeless galaxies (less than 10% of the spirals have $B/T > 0.2$). Low surface brightness galaxies, as defined in the previous section represent about 20% of the local galaxy population in this range of mass (and one third of the spiral galaxies). They are found to be almost exclusively spiral galaxies, most of them showing a prominent bar.

5.2.2 Distant subsample of low mass galaxies

We find that the distant population of low mass galaxies consists of 5% of E/S0, 51% of spirals, and 44% of peculiar galaxies. The number of early-type galaxies is a factor three smaller compared to the local sample. The fraction of spiral galaxies shows no evolution, in stark contradiction with high mass galaxies (Delgado-Serrano et al. 2010). They all have $B/T < 0.1$, and only 10% of them are found to be low surface brightness. The fraction of peculiar galaxies is larger compared to the local sample, as found in Delgado-Serrano et al. (2010) for high mass galaxies, although not as large. Moreover, the higher fraction of peculiar galaxies seems to be only due to the large and irregular low surface brightness discs that we do not detect in the local Universe.

6 DISCUSSION

6.1 Potential limitations of this study

6.1.1 Photometric redshifts

One of the main limitation of our study may be linked to the use of photometric redshifts to build our distant sample

Table 2. Number of galaxies in each morphological class and corresponding fractions for local and distant samples. LSB and HSB fractions were calculated in the subsamples of low-inclination galaxies (with $b/a \geq 0.5$).

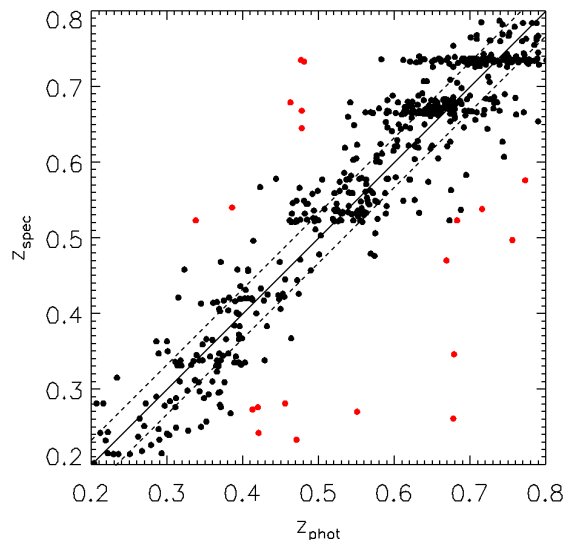
	$M_{star} < 1.5 \cdot 10^{10} M_{\odot}$		$M_{star} \geq 1.5 \cdot 10^{10} M_{\odot}$	
	Local	Distant	Local	Distant
E	11 (12±4 %)	3 (3±2 %)	3 (5±3 %)	6 (12±5 %)
SO	2 (2±1 %)	2 (2±1 %)	6 (10±4 %)	8 (16±6 %)
Sp	52 (58±8 %)	50 (51±7 %)	48 (81±12 %)	23 (45±9 %)
<i>HSB</i>	39±7 %	44±7 %		
<i>LSB</i>	19±5 %	7±3 %		
Pec	25 (28±6 %)	25 (44±7 %)	2 (4±2 %)	14 (27±7 %)
<i>HSB</i>	26±5 %	33±6 %		
<i>LSB</i>	2±1 %	11±3 %		
Total	90	99	59	51

of galaxies. We indeed first tried to use the ESO-GOODS spectroscopic master catalogue³ gathering all publicly available redshifts in the CDFS but it did not allow us to build a complete volume-limited sample up to $M_{AB}(r) = -18$ at such redshifts. Sampling such low masses is only possible using photometric redshift estimates. The catalogue of Dahlen et al. (2010) provides us with the best photometric redshift estimates so far. Fitting their $\Delta z/(1+z_{spec})$ distribution by a Gaussian they find a scatter of 0.04 between the spectroscopic redshifts they retrieved and their photometric estimates.

We have also cross-correlated the photometric redshift catalogue with the ESO spectroscopic catalogue to evaluate how errors in redshifts can affect our selection. We have considered only the most secure redshifts both in the spectroscopic catalogue, where redshifts are provided with a quality flag, and in the photometric catalogue from which we kept only redshifts that were estimated using at least ten photometric bands). We then fitted the $\Delta z/(1+z_{spec})$ distribution by a Gaussian and found $\sigma = 0.033$ as the standard deviation value. The comparison between spectroscopic and photometric redshifts is shown in Fig.6. Since the scatter is much lower than our working redshift range, we do not expect the redshift error to affect too much our selection.

However, another issue to consider is the effect of the catastrophic failures : we found that 12% of objects have $\Delta z/(1+z_{spec}) > 0.1$, which would represent two stamps in our sequence (Fig.8). Furthermore, Figure 2 shows that our sample follows the same logN-logS behavior that the Ilbert et al. (2005) counts, which are based on spectroscopic redshifts. It indicates that the same number of objects near the sample limits (in redshift or in absolute magnitude) have entered or have been excluded from our sample because of the photometric redshifts. In the following, we do not consider our conclusions being affected by these potential failures.

Errors in photometric redshift estimates could also have an impact on surface brightness estimates, because the cosmological dimming varies as $(1+z)^4$. An error of 0.033 on the redshift estimation leads to an error of 0.10 mag.arcsec⁻² at $z = 0.5$ on surface brightness. For example, this may affect our results about LSB galaxies and surface brightness evolution. We found spectroscopic redshifts for two large LSB discs : their photometric redshifts were found to be 0.462 for both while the spectroscopy confirms them at 0.503

**Figure 6.** Comparison between spectroscopic redshifts (from the ESO master spectroscopic catalogue) and photometric redshifts (from Dahlen et al. 2010). Fitting $\Delta z/(1+z_{spec})$ by a Gaussian, the scatter is found to be $\sigma = 0.033$. Red points represent cases of catastrophic failure, defined as $\Delta z/(1+z_{spec}) > 0.1$.

(J033242.99-275152.6) and 0.523 (J033225.07-274605.8), respectively. The first (second) galaxy would have $\mu_0(r) = 22.522$ (21.804) mag.arcsec⁻² instead of 22.642 (21.981) mag.arcsec⁻², implying that their LSB status is unchanged. It illustrates again that our results could be affected by photometric redshifts only in a marginal way, i.e., for galaxies near our adopted limits.

6.1.2 Uncertainties on mass estimates

Mass estimation is still a major issue in extragalactic studies. Stellar mass estimates are subject to systematic uncertainties related to the choice of the IMF and the star formation history (see, e.g., the discussion in Bell et al. 2003). Fig.7 evidences a significant excess of low mass galaxies concentrating near $\log(M_{star}/M_{\odot})=9.5$ when comparing the distant to the local sample. In fact this results from an evolution of the number density of low mass galaxies during the last 5 Gyr, as it can be seen in comparing the Ilbert et al. (2005) and Blanton et al. (2003) samples in Figure 2 (see also In-

³ <http://www.eso.org/sci/activities/garching/projects/goods/MasterSpectroscopy.html>

roduction). Masses have been derived in a very similar way for both samples and we have verified that errors due to photometric redshifts do not affect significantly our results.

6.1.3 Could we have missed very low SB galaxies?

Samples of galaxies with low stellar mass are likely affected by surface brightness limits. Figure 3 (left) shows a significant drop of local galaxy counts above $\mu_0(r) \sim 22.5$ mag.arcsec⁻². Accounting for Eq. 4 and our adopted absolute magnitude limit ($M_{AB}(r) < -18$), we may have lost some LSB galaxies with a disc scalelength larger than 2.5 kpc. Delgado-Serrano et al. (2010) have shown that GOODS images are deeper than the SDSS by 1.02 magnitude in rest-frame r band. Comparing the two panels of Figure 4 illustrates this: there are several distant LSBs with scalelengths larger than 3 kpc, while almost none in the local sample. This would affect mostly the interval between $M_{AB}(r) = -18$ to -19 and it is likely that 8-10 galaxies could have been missed in the local sample because of the insufficient depth of the SDSS images. It would correspond to two missing stamps⁴ in Figure 8 (top panel).

6.2 Evolutionary link between local and distant sequences of low mass galaxies

Delgado-Serrano et al. (2010) succeeded to build Hubble Sequences of distant and nearby galaxies and link them through the Cosmological Principle, i.e., distant galaxies are progenitors of the observed local ones. It has revealed a considerable evolution of spiral galaxies, whose progenitors are mostly peculiar galaxies, a feature corroborated by their internal motions revealed by 3D spectroscopy (Neichel et al. 2008), and then interpreted and modelled as being the result of major gas-rich mergers at various phases ~ 6 Gyr ago (Hammer et al. 2009).

Given the limitations discussed in Sect. 6.1, Figure 8 provides the first ever made attempt to link populations of sub-M* galaxies over an elapsed time of ~ 5 Gyr. However, here the comparison is more complicated compared to the high mass samples studied by Delgado-Serrano et al. (2010). In the later case, very few mergers are expected to occur over the past 6 Gyr, which is consistent with the paucity of peculiar galaxies in the local sample. In comparison, the local sub-M* spiral galaxies show a much wider variety of morphologies, which appears to be related to star formation in their discs. High surface brightness discs are generally accompanied with several HII complexes, which contrasts with the absence of star formation in the low surface brightness discs. There is also a considerable fraction (28%) of peculiar sub-M* galaxies that are far more numerous than their counterparts in massive galaxies (10%).

In fact, this is expected if peculiarities are associated to mergers, because the total visibility timescale for sub-M* galaxies is larger than that for M* galaxies. Examining Fig. 7, the ratio of the median stellar mass is ~ 10 , leading to characteristic times $\sim 80\%$ larger for sub-M* galaxies, i.e.,

~ 7 Gyr instead of ~ 4 Gyr, as estimated by Puech et al. (2012).

Calculations of merger rate (see Hopkins et al. 2010b and Puech et al. 2012) are consistent with the fraction of peculiar galaxies in all samples of this paper. For example, the fraction of $\leq 4:1$ mergers is expected to be 11 and 36% in the local and distant sample, respectively. When compared to the fraction of peculiar galaxies in Tab. 2, it is consistent with a predominance of this process in the evolution of sub-M* galaxies, though minor mergers (10:1 to 4:1) are necessary to provide a better matching, especially at the present epoch. An increasing role of minor mergers in sub-M* galaxies is consistent with expectations from Hopkins et al. (2010a). This is also consistent with the prevalence of pure discs and pseudo bulges in low mass galaxies, as we found here (77 and 92% of pseudo bulges or galaxies without bulges for local and distant samples, respectively).

The distant sub-M* galaxies have quite similar morphologies than the local ones, though they are even more peculiar. This is especially true for the 12% fraction of galaxies showing low surface brightness discs, and which are strongly perturbed, as it would be expected for mergers. Their large extent may show some resemblance with giant low surface brightness galaxies (GLSB) that were discovered in the local Universe (Sprayberry et al. 1995 ; Barth 2007 ; Kasparova et al. 2014). However the distant LSB discs in this paper have scale lengths from 3 to 8 kpc, instead of 19 kpc for Malin 2 (Kasparova et al. 2014). Mapelli et al. (2008) suggest that GLSB galaxies could form after a very efficient collision event, which first produces a ring galaxy that then evolves into a giant LSB galaxy. Such extreme processes are expected to be very rare because of the assumed very small impact parameters. They are probably not necessary to explain the distant LSBs found in this paper, though merger/collision events are suggested by the images. 3D spectroscopy is however necessary to confirm (or infirm) that major and minor mergers prevail in the evolution of sub-M* galaxies, including in LSBs.

7 CONCLUSION

Sub-M* galaxies are a very numerous and evolving population, which may account for a significant part of the star formation density and its evolution. We have studied in detail two complete samples of galaxies, which are representative of the present-day galaxies and their progenitors, 5 Gyr ago. Our analysis is based on a full control of biases and systematics, including those related to surface brightness. We have analysed the galaxy 2D luminosity profiles and carefully decomposed them into bulges, bars and discs. This was done in a very consistent way at the two epochs, by using same image quality and same (rest-frame red) filters. Using the same morphological decision tree than that established by Delgado-Serrano et al. (2010), we have classified them into elliptical, lenticular, spiral and peculiar galaxies.

We have discovered that at $z = 0$, sub-M* galaxies follow a similar Hubble Sequence than their massive counterparts, though with a considerable larger number of peculiar galaxies and with the emergence of low surface brightness galaxies, which are mostly disc galaxies. These trends persist in the $z \sim 0.5$ sample, suggesting that sub-M* galaxies

⁴ Notice that it also confirms the absence of bias against LSB galaxies in the Delgado-Serrano et al. (2010) sample, since it would have only affect galaxies with very large radii (> 4.0 kpc)

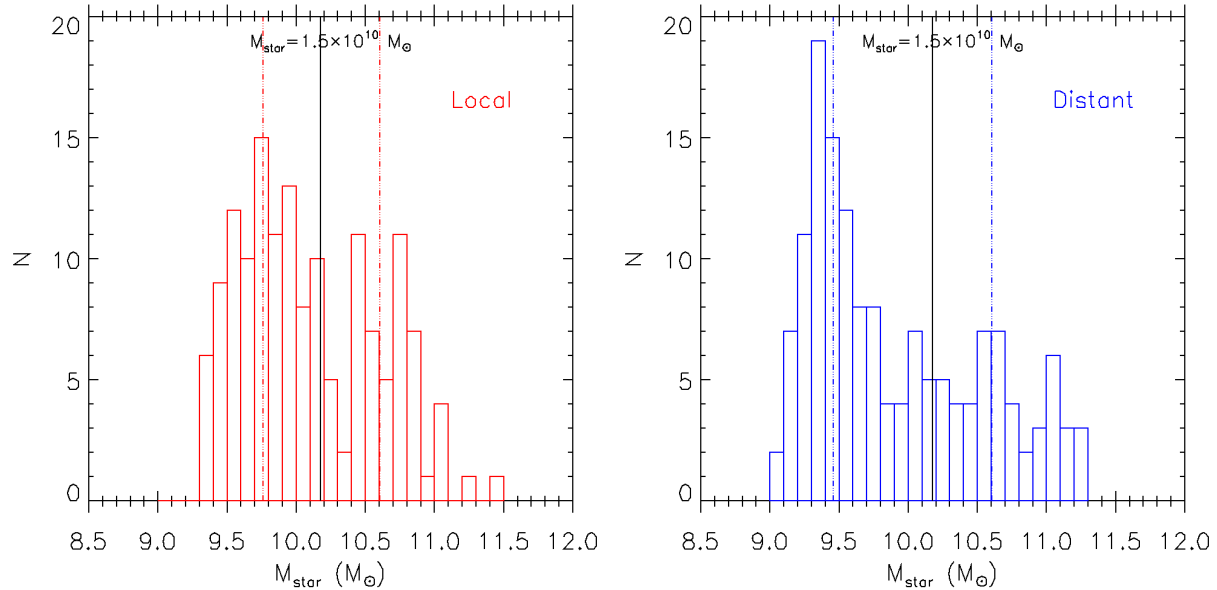


Figure 7. Histograms of stellar masses for the local (*left*) and distant (*right*) samples. Vertical dotted lines represent the median mass values for the lower ($M_{star} < 1.5 \times 10^{10} M_{\odot}$) and upper ($M_{star} > 1.5 \times 10^{10} M_{\odot}$) mass subsamples.

have not reached yet their relaxed stage, conversely to their more massive counterparts. The fraction of peculiar galaxies is always high, consistent with a hierarchical scenario, in which minor mergers could have played a more important role than for more massive galaxies.

An important role of mergers in sub- M^* galaxies would easily explain their slight excess at $z = 0.5$ compared to $z = 0$. Interestingly, mergers appear to be at work not only for star forming, high surface brightness discs, but also for inactive star formation in low surface brightness discs. This paper includes the first discovery of a population of giant low surface brightness galaxies at $z = 0.5$, which accounts for 5% (12%) of the overall galaxy (sub- M^*) population at $z=0.5$. Such galaxies are quite enigmatic because (1) they show no stellar activity while they show many distorted and clumpy features, and (2), their disc scalelengths are comparable to that of M31 while their stellar masses are close to the LMC.

Spatially-resolved spectroscopy as well as investigations of the neutral and ionized gas would be invaluable to establish more firmly the link between sub- M^* galaxies at various epochs.

APPENDIX A: THE SDSS *FRAC_DEV* PARAMETER VERSUS THE BULGE-TO-TOTAL LIGHT RATIO.

The reduction pipeline of the SDSS database (Stoughton et al. 2002) produces an automatic fit of each galaxy profile. Their code fits two models to the image of each galaxy in each band : a pure de Vaucouleurs profile truncated at $7r_{eff}$, and a pure exponential profile truncated at $3r_{eff}$. Their fit takes into account the PSF modelled by a double Gaussian. The choice of fitting only one component instead of a more complicated model is motivated by the huge amount of data and the computational expense of such a process. A linear combination of the two de Vaucouleurs and exponential

models is then fitted to the observed galaxy. The fraction of the de Vaucouleurs profile in the resulting fit is stored in the *frac_deV* parameter. In many paper this parameter is used to distinguish between early and late-type galaxies, or even as a proxy of the bulge-to-total light ratio (an elliptical galaxy is expected to have *frac_deV* > 0.5, while a pure disc galaxy is expected to have *frac_deV* < 0.5, see e.g., Masters et al. 2010; Zhong et al. 2012 and references therein). We compare in Fig. A1 the B/T ratio derived from our full bulge/disc decomposition and the *frac_deV* parameter provided by the SDSS database in *r* band. We find no clear correlation between the two parameters, although we can notice that the disc galaxies in our sample with $B/T < 0.1$ all have *frac_deV* < 0.4, and that except for one object, all our elliptical galaxies have *frac_deV* > 0.45. The spiral galaxies in our sample with $0.2 < B/T < 0.5$ all have *frac_deV* > 0.8, which means that they could be classified as S0 or elliptical galaxies using this criterion only.

REFERENCES

- Abazajian K. N. et al., 2009, ApJS, 182, 543
- Barth A. J., 2007, AJ, 133, 1085
- Bell E. F., McIntosh D. H., Katz N., Weinberg M. D., 2003, ApJS, 149, 289
- Bertin E., Arnouts S., 1996, A&AS, 117, 393
- Blanton M. R. et al., 2003, ApJ, 592, 819
- Blanton M. R., Lupton R. H., Schlegel D. J., Strauss M. A., Brinkmann J., Fukugita M., Loveday J., 2005, ApJ, 631, 208
- Charlot S., Worthey G., Bressan A., 1996, ApJ, 457, 625
- Dahlen T. et al., 2010, ApJ, 724, 425
- Delgado-Serrano R., Hammer F., Yang Y. B., Puech M., Flores H., Rodrigues M., 2010, A&A, 509, A78
- Disney M. J., 1976, Nature, 263, 573

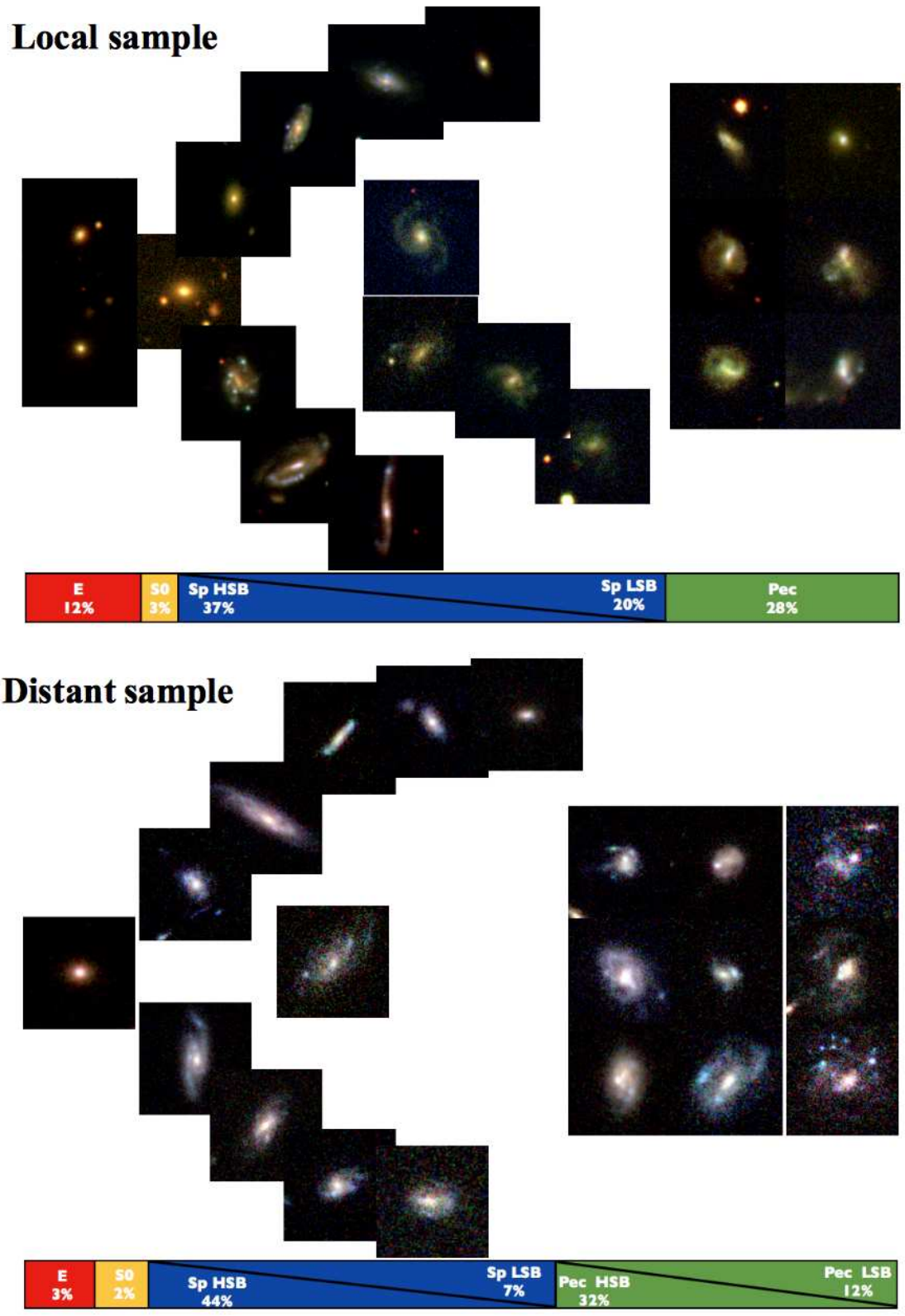


Figure 8. Present-day morphological sequence derived from the local sub-M* sample and past morphological sequence derived from the distant sub-M* sample. Each stamp are 25 kpc wide and represents approximately 5% of the galaxy population. Notice that the top panel is probably missing two LSBs, because of the insufficient depth of the SDSS.

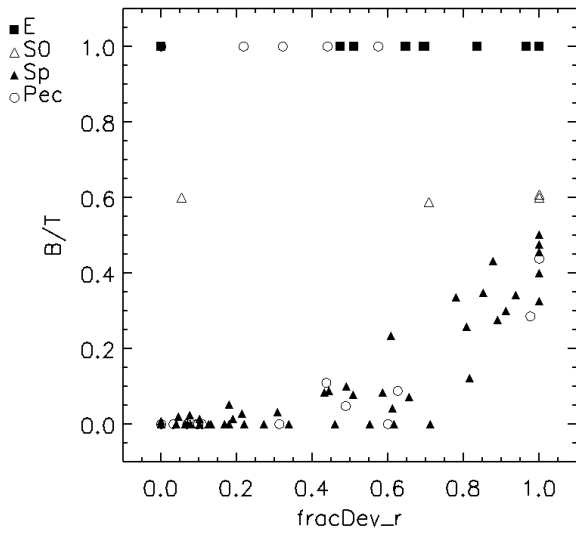


Figure A1. Comparison between the bulge-to-total light ratio and the SDSS *fracDev* parameter for our local subsample of galaxies with $b/a > 0.5$, in r band.

Sersic J. L., 1968, Atlas de galaxies australes
 Sprayberry D., Impey C. D., Bothun G. D., Irwin M. J.,
 1995, AJ, 109, 558
 Stoughton C. et al., 2002, AJ, 123, 485
 Yang Y. et al., 2008, A&A, 477, 789
 Zheng X. Z., Hammer F., Flores H., Assémat F., Rawat A.,
 2005, A&A, 435, 507
 Zhong G.-H., Liang Y.-C., Liu F.-S., Hammer F., Disseau
 K., Deng L.-C., 2012, Research in Astronomy and Astro-
 physics, 12, 1486

Förster Schreiber N. M., Shapley A. E., Erb D. K., Genzel
 R., Steidel C. C., Bouché N., Cresci G., Davies R., 2011,
 ApJ, 731, 65
 Freeman K. C., 1970, ApJ, 160, 811
 Hammer F., Flores H., Elbaz D., Zheng X. Z., Liang Y. C.,
 Cesarsky C., 2005, A&A, 430, 115
 Hammer F., Flores H., Puech M., Yang Y. B., Athanassoula
 E., Rodrigues M., Delgado R., 2009, A&A, 507, 1313
 Hammer F., Puech M., Chemin L., Flores H., Lehnert
 M. D., 2007, ApJ, 662, 322
 Hopkins P. F. et al., 2010a, ApJ, 715, 202
 Hopkins P. F. et al., 2010b, ApJ, 724, 915
 Ilbert O. et al., 2005, A&A, 439, 863
 Kasparova A. V., Saburova A. S., Katkov I. Y., Chilingar-
 ian I. V., Bizyaev D. V., 2014, MNRAS, 437, 3072
 Kaviraj S., Tan K.-M., Ellis R. S., Silk J., 2011, MNRAS,
 411, 2148
 Khochfar S., Silk J., Windhorst R. A., Ryan, Jr. R. E.,
 2007, ApJ, 668, L115
 Kormendy J., Fisher D. B., Cornell M. E., Bender R., 2009,
 ApJS, 182, 216
 Mapelli M., Moore B., Ripamonti E., Mayer L., Colpi M.,
 Giordano L., 2008, MNRAS, 383, 1223
 Marchesini D., Stefanon M., Brammer G. B., Whitaker
 K. E., 2012, ApJ, 748, 126
 Masters K. L. et al., 2010, MNRAS, 404, 792
 Neichel B. et al., 2008, A&A, 484, 159
 Peng C. Y., Ho L. C., Impey C. D., Rix H.-W., 2002, AJ,
 124, 266
 Puech M., Hammer F., Hopkins P. F., Athanassoula E.,
 Flores H., Rodrigues M., Wang J. L., Yang Y. B., 2012,
 ApJ, 753, 128
 Ryan, Jr. R. E. et al., 2007, ApJ, 668, 839
 Schade D., Lilly S. J., Crampton D., Hammer F., Le Fevre
 O., Tresse L., 1995, ApJ, 451, L1
 Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, ApJ, 500,
 525

Bibliographie

- S. CHARLOT, G. WORTHEY et A. BRESSAN : Uncertainties in the Modeling of Old Stellar Populations. *ApJ*, 457:625, février 1996.
- S. COURTEAU : Deep r-Band Photometry for Northern Spiral Galaxies. *ApJS*, 103:363, avril 1996.
- R. DELGADO-SERRANO, F. HAMMER, Y. B. YANG, M. PUECH, H. FLORES et M. RODRIGUES : How was the Hubble sequence 6 Gyr ago? *A&A*, 509:A78, janvier 2010.
- P. F. HOPKINS, K. BUNDY, D. CROTON, L. HERNQUIST, D. KERES, S. KHOCHFAR, K. STEWART, A. WETZEL et J. D. YOUNGER : Mergers and Bulge Formation in Λ CDM : Which Mergers Matter? *ApJ*, 715:202–229, mai 2010.

Deuxième partie

Evolution des galaxies à $z > 1$: besoins instrumentaux pour un ELT-MOS

Chapitre 5

Définition d'un ELT-MOS : des spécifications scientifiques aux spécifications instrumentales

Sommaire

5.1	Méthodes de détection des galaxies distantes	106
5.1.1	Lyman Break Galaxies	106
5.1.2	Break Balmer et galaxies avec break à 400 nm	106
5.2	MOSAIC : un nouveau concept de spectrographe 3D multi-objets pour l'E-ELT	107
5.3	Des contraintes scientifiques aux contraintes instrumentales	109
5.3.1	Enjeu des simulations	109
5.3.2	Le simulateur instrumental	110
5.3.3	Paramètres d'entrée : cubes de données haute résolution	111
5.3.4	PSF et optique adaptative	113
5.3.5	Paramètres instrumentaux et observationnels	115
5.3.6	Analyse des cubes de données	117
5.3.7	Synthèse sur les jeux de simulations	120
	Bibliographie	121

Je présente dans ce chapitre des simulations instrumentales *end-to-end* destinées à contraindre les spécifications haut-niveau de MOSAIC, un nouveau concept de spectrographe 3D multi-objets destiné au futur E-ELT. Ces simulations sont relatives à l'un des objectifs scientifiques majeurs de l'instrument, à savoir la détection et l'étude des propriétés des premières galaxies, dont les propriétés pourront nous renseigner sur les sources de la réionisation de l'Univers.

Je me concentre dans un premier temps à décrire les méthodes de détection des galaxies à grand décalage spectral, en particulier les deux méthodes les plus couramment utilisées, à savoir la détection de la raie Lyman- α et la détection du *Break Lyman*. Les raies UV interstellaires en absorption, attendues dans les spectres des galaxies distantes, peuvent également servir à la détection de ces galaxies. Ces raies fournissent en plus des informations sur les propriétés du milieu interstellaire et des vents dans ces galaxies.

Après une brève présentation de l'instrument MOSAIC, je présente le détail des simulations effectuées, dont les résultats seront détaillés en chapitre 6.

5.1 Méthodes de détection des galaxies distantes

5.1.1 Lyman Break Galaxies

Tous les objets astrophysiques brillant dans l'UV présentent une baisse de flux dans leur spectre à $\lambda_{rest} = 912\text{\AA}$, qui correspond à l'énergie d'ionisation de l'atome d'hydrogène dans son état fondamental. Cette diminution de flux est très marquée dans les galaxies jeunes, du fait à la fois de l'hydrogène présent dans les photosphères stellaires et de l'absorption photo-électrique par le gaz d'hydrogène neutre interstellaire supposé être abondant dans les galaxies jeunes. Cette absorption est par ailleurs d'autant plus importante que le redshift de l'objet observé est grand, à cause de l'absorption additionnelle par les nuages denses d'hydrogène neutre présents sur la ligne de visée. Ceci résulte en une forêt Ly- α qui impacte le continu de la galaxie entre $\lambda_{rest} = 912\text{\AA}$ et la raie Ly- α à $\lambda_{rest} = 1216\text{\AA}$. Cette forêt d'absorption peut devenir tellement épaisse optiquement qu'elle peut éteindre tout le flux de la galaxie à $\lambda_{rest} < 1216\text{\AA}$, décalant la cassure dans le continu.

Exploitant cette caractéristique du spectre des galaxies distantes, la technique du *drop-out* a été développée pour détecter le *Break Lyman* des galaxies à grand décalage spectral : on parle alors de *Lyman Break Galaxies* (LBG). Cette méthode présente l'avantage de pouvoir identifier un grand nombre de candidats LBG en utilisant des filtres photométriques à bandes larges : il s'agit alors d'identifier les sources détectées dans les filtres les plus rouges alors qu'elle n'apparaissent pas dans les filtres les plus bleus. Grâce à cette technique, Steidel *et al.* (1996) ont découvert une abondante population de galaxies à $z \geq 3$, confirmée par spectroscopie effectuée sur le télescope Keck. Le redshift de ces galaxies peut en effet être identifié à partir de la présence de nombreuses raies stellaires ionisées (HeII, CIV, SiIV, NV) et de fortes raies d'absorption interstellaire dues à des faibles ionisations de C, O, Si et Al. Les LBG sélectionnées par Steidel *et al.* (2003) et Steidel *et al.* (2004) présentaient un *break* au niveau de la bande U. Lorsque ce *break* rentre dans les bandes B, V ou I, il permet de détecter les galaxies dans les intervalles de décalages spectraux $z = 2,8 - 4,4$ (Papovich *et al.*, 2004), $z = 4,4 - 5,5$ (Giavalisco *et al.*, 2004) et $z = 5,5 - 6,8$ (Dickinson *et al.*, 2004) respectivement. Cependant, à des décalages spectraux supérieurs à 6, cette technique doit être adaptée à l'opacité de la forêt Ly- α , avec une cassure qui apparaît à $\lambda_{rest} = 1216\text{\AA}$ au lieu de $\lambda_{rest} = 912\text{\AA}$. En principe, si ce *break* atteint la bande J, cela permet de détecter les galaxies à $z \sim 10$ mais requiert aussi une photométrie très profonde jusqu'à $m_{AB} = 32$ dans les bandes visibles, afin d'éviter toute contamination par des sources à $z \sim 2$ (confusion possible avec [OIII], Hayes *et al.* 2012). Par ailleurs, cette méthode manque probablement les galaxies avec des extinctions significatives par la poussière ou avec des populations stellaires vieilles. Ainsi, cette technique apparaît très puissante pour pré-sélectionner les galaxies à grand décalage spectral parmi une grande population de galaxies dans un champ et a apporté la première population significative de galaxies bleues formant des étoiles à grand z . Elle ne permet cependant pas de sélectionner la totalité de la population galactique à grand z et donc d'en fournir une vue complète.

5.1.2 Break Balmer et galaxies avec break à 400 nm

En complément des populations de galaxies formant des étoiles révélées par les techniques du Lyman *drop-out*, il est nécessaire d'évaluer les propriétés des galaxies dans des filtres plus rouges et donc plus sensibles aux vieilles étoiles et ainsi à la majeure partie de la population stellaire. Le *break*

Balmer à 364,6 nm indique la domination d'étoiles d'âges intermédiaires ($\sim 0,2 - 1$ Gyr, étoiles A et F) alors que le break à 400 nm est causé par l'absorption par les métaux ionisés dans l'atmosphère des étoiles plus vieilles (G, K et M). Le principal inconvénient avec les galaxies sélectionnées dans le proche IR est lié à leur faible luminosité optique dans les filtres à bande large (généralement plus faibles que R=25,5) et seules les plus brillantes avec des raies d'émission ont des spectres avec un rapport signal à bruit raisonnablement élevé, obtenu avec les spectrographes dans le proche IR (voir par exemple Förster Schreiber *et al.* 2009 ; Onodera *et al.* 2010). Il en résulte que ces galaxies sont pour la plupart identifiées par des techniques de redshifts photométriques et les échantillons sont en réalité constitués d'un mélange de galaxies à formation stellaire éteinte, ou ayant passé le pic de formation stellaire. Le contenu stellaire de la plupart des galaxies passives à $z \sim 2$ apparaît significativement plus large que celui des LBG, ce qui apporte une grande incertitude sur le contenu stellaire à grand décalage spectral.

Les émetteurs Lyman- α

Des filtres à bande étroite à des longueurs d'onde ajustées pour éviter les raies OH du ciel fournissent également un moyen puissant de détecter l'émission Ly- α des galaxies jusqu'à des grands décalages spectraux. On nomme alors ces galaxies des émetteurs Lyman- α (LAE). La principale difficulté est d'éviter les confusions possibles avec d'autres raies d'émission à des décalages spectraux plus faibles comme [OII](372,7), [OIII](500,7) ou H α , d'où la nécessité d'un critère supplémentaire, comme la présence d'un *break* Lyman dans un filtre bleu. Lorsque le décalage spectral augmente, cela requiert de l'imagerie large bande profonde car les spectres des LAEs montrent une forte raie d'émission généralement associée à un continu très faible. Plusieurs milliers de LAEs de $z = 2$ à $z = 7$ ont été identifiées jusqu'à maintenant. A $z \sim 3$, 20 à 30% des LBGs de Shapley *et al.* (2003) sont des LAEs et réciproquement 23% des LAEs sont des LBGs. Cette superposition entre les deux populations dépend de toute la complexité de l'émission Ly- α incluant N(HI) et la poussière (Verhamme *et al.*, 2008) et dépend peut-être aussi de l'orientation de la galaxie par rapport à l'observateur (Dijkstra et Wyithe, 2010).

5.2 MOSAIC : un nouveau concept de spectrographe 3D multi-objets pour l'E-ELT

A partir des différentes questions scientifiques auxquelles l'E-ELT devra répondre, plusieurs objectifs scientifiques ont été identifiés spécifiquement pour un ELT-MOS, motivant sa définition technique. Le détail de ces différents cas scientifiques, énumérés ci-après, peut être trouvé dans le *White Paper* (Evans *et al.* 2014 ; Evans *et al.* 2015) auquel ont contribué les membres du consortium réuni autour de l'instrument MOSAIC.

Détection et études des toutes premières galaxies : La lumière des toutes premières galaxies a mis plus de 13 milliards d'années à nous parvenir. L'étude de leur spectre nous apporte ainsi des indices précieux pour comprendre l'état de l'Univers lors de sa réionisation, phase pendant laquelle le gaz est passé d'un état neutre à un état totalement ionisé.

Evolution des structures à grande échelle et cartographie du milieu inter-galactique : Le gaz situé dans le milieu intergalactique constitue le réservoir de matière première à partir duquel les embryons de galaxies peuvent se former, et dont les galaxies actuelles se nourrissent pour former

des nouvelles générations d'étoiles. Un ELT-MOS devra fournir pour la première fois une carte tri-dimensionnelle de la structure de ce gaz jusqu'à des grandes échelles.

Assemblage de la masse et évolution des galaxies à travers les âges cosmiques : L'étude des propriétés physiques et chimiques des galaxies à travers tous les âges de l'Univers observable est une clé pour comprendre l'origine des galaxies massives actuelles, telles la Voie Lactée ou Andromède. Les moyens actuels d'observation ne permettent pas de détecter les galaxies de plus faible masse au delà de $z \sim 0,5$ (voir première partie de cette thèse), que ce soit les galaxies naines ou à faible brillance de surface, supposées pourtant jouer un rôle majeur dans l'évolution des galaxies. Un ELT-MOS devra pouvoir inventorier puis analyser ces populations de galaxies jusqu'à des décalages spectraux élevés ($z \sim 2 - 3$).

Les trous noirs super-massifs : On sait que la plupart des galaxies spirales actuelles abritent en leur sein un trou noir supermassif. Une question essentielle pour les astronomes est de comprendre les processus d'auto-régulation et de croissance de ces trous noirs et de leurs galaxies hôtes. On pense que ces processus seraient liés à des flux intenses produits par les noyaux actifs de galaxie et à des éjections de supernovae. L'ELT-MOS pourra fournir les premiers échantillons significatifs, permettant de mesurer les paramètres physiques et géométriques de ces phénomènes.

Populations stellaires de la Voie Lactée et des galaxies proches : L'histoire évolutive des galaxies est gravée dans leurs populations stellaires, à travers l'âge des étoiles, leur abondance chimique et leur cinématique. Seule la spectroscopie permet une estimation robuste de ces propriétés, ensuite confrontées aux modèles théoriques d'évolution des galaxies. Actuellement, il n'est possible d'étudier directement ces propriétés que pour un nombre très limité d'étoiles. L'ELT-MOS devra permettre l'étude des plus vieilles populations stellaires de la Voie Lactée et des galaxies environnantes, jusqu'à quelques Mpc, ce qui fournira des estimations directes d'abondances chimiques pour un large volume de l'Univers local.

Exploration du centre de la Voie Lactée : Un des résultats les plus spectaculaires de la dernière décennie est l'observation des orbites des étoiles autour de Sgr A*, le trou noir massif situé au centre de notre Galaxie. Autour de cette région centrale se trouvent des structures de gaz et de poussière associées à de la formation stellaire, mais actuellement inaccessibles avec les moyens d'observation dont on dispose. L'ELT-MOS devra fournir une première lumière sur les conditions physiques qui règnent dans ces régions.

Formation des planètes dans différents environnements : Si le nombre d'exoplanètes connues continue d'augmenter rapidement, cela pose de nombreuses questions relatives à l'importance de l'environnement dans leur processus de formation, en particulier de la densité stellaire et de la métallicité. Il sera possible avec L'ELT-MOS d'analyser un grand nombre d'exoplanètes par la méthode des vitesses radiales, dans des environnements considérablement plus variés que ce qu'il est possible de faire avec les moyens d'observation actuels, en particulier dans des amas globulaires et des amas ouverts. Ceci permettra d'explorer une large gamme de densités stellaires et de métallicités.

Les objectifs scientifiques couverts par l'ELT-MOS ont ainsi mis en évidence le besoin de deux modes d'observations pour exploiter au mieux le grand champ de vue de l'E-ELT, ≥ 40 minutes d'arc au carré (Hammer *et al.*, 2014). Le premier mode consiste à effectuer de la spectroscopie intégrée

spatialement, dans les domaines optique et proche infrarouge, sur $\gtrsim 100$ sources simultanément, et sans correction d'optique adaptative autre que la GLAO du télescope : c'est le mode haut multiplex (HMM pour *High Multiplex Mode*). Le second mode propose de la spectroscopie spatialement résolue (3D) dans le proche infrarouge sur quelques dizaines de sources simultanément : c'est le mode haute définition spatiale (HDM pour *High Definition Mode*) assisté par MOAO.

5.3 Des contraintes scientifiques aux contraintes instrumentales

5.3.1 Enjeu des simulations

Les simulations instrumentales *end-to-end* ont pour objectif de transformer les besoins scientifiques en spécifications de haut niveau, de valider que les performances attendues de l'instrument sont atteintes, et d'effectuer les compromis techniques nécessaires pour satisfaire l'ensemble des objectifs scientifiques. Pour ce faire, plusieurs types de paramètres peuvent être explorés :

- les paramètres physiques qui définissent l'objet physique dont l'observation est simulée (par exemple son décalage spectral, sa taille, son continu, la largeur et l'intensité de la raie d'émission) ;
- les paramètres instrumentaux qui rassemblent les paramètres définissant le télescope et l'instrument (comme la taille des miroirs, la taille des pixels, la température et l'émissivité de l'instrument, la résolution spatiale, la résolution spectrale, etc) ;
- les paramètres observationnels tels que le temps d'exposition, les paramètres liés au site d'observation (seeing, brillance du ciel).

Le nombre de paramètres à explorer peut ainsi être immense, de même que leurs intervalles de variation. Les simulations sont donc conduites en restreignant l'espace des paramètres à explorer autour d'un cas de référence. Parmi les cas scientifiques concernant la physique des galaxies, le cas de l'assemblage de la masse (Puech *et al.*, 2010a) a déjà été largement étudié et simulé lors du DRM (*Design Reference Mission*) de l'E-ELT, puis les simulations ont été poursuivies et étendues lors de la phase A de l'instrument EAGLE. Ces simulations avaient posé une contrainte sur la taille du pixel de l'IFU et la performance d'OA nécessaire, en montrant le besoin d'avoir une correction d'OA fournissant 30% d'énergie encadrée¹ dans un pixel de taille 75 milli secondes d'arc (soit un élément de résolution de 150 milli secondes d'arc), afin de résoudre la dynamique des *clumps* dans les galaxies distantes. Il s'agit de structures brillantes mises en évidence par des observations profondes dans la majorité des galaxies à grand décalage spectral, et dont la taille caractéristique est d'environ 1 à 2 kpc (Elmegreen et Elmegreen, 2005). La détection des toutes premières galaxies, dont on ne sait aujourd'hui que peu de choses, est un des enjeux majeurs de l'E-ELT, et en particulier de MOSAIC, qui devrait permettre de multiplier les observations pour améliorer la représentativité statistique des échantillons. Quelques simulations autour de ce cas scientifique avaient été entreprises durant la phase A de EAGLE, mais restaient encore à élargir du point de vue des paramètres techniques explorés, en particulier la taille du pixel de l'IFU.

1. On définit l'énergie encadrée (EE) comme la quantité de lumière concentrée dans une boîte de taille donnée, normalisée par l'énergie totale.

$$EE = \frac{\iint_{box} PSF(x, y) dx dy}{\iint PSF(x, y) dx dy}$$

En spectroscopie, l'élément de surface d'intégration de l'énergie est généralement l'entrée d'une fibre, ou la fente d'un spectrographe (ici dans le cas des IFUs il s'agit de la taille du pixel).

Les simulations que je présente ici se concentrent donc sur la détection des toutes premières galaxies au travers de la détection des émetteurs Ly- α et des LBG ainsi que la détection des raies UV interstellaires en absorption. Les paramètres physiques sont restreints à ceux des simulations conduites dans le cadre de l'étude EAGLE : le modèle morpho-cinématique utilisé pour modéliser les galaxies à grand décalage spectral observées est issu de simulations hydrodynamiques de galaxies de type *chumpy* (Bournaud *et al.*, 2007). D'un point de vue technique, l'enjeu essentiel de ces simulations est de contraindre deux paramètres qui sont la taille du pixel de l'IFU dans le cadre des observations utilisant le mode HDM et la taille optimale de l'ouverture dans le mode HMM. L'ensemble des autres paramètres est fixé, et ceux-ci sont calqués sur les simulations effectuées lors des études précédentes de MOS.

5.3.2 Le simulateur instrumental

Un simulateur scientifique a été développé dans l'équipe du GEPI (Puech *et al.*, 2010b), destiné à réaliser des simulations instrumentales *end-to-end*, en explorant l'espace des paramètres instrumentaux et observationnels (par exemple la résolution, le multiplex, la taille du pixel, la PSF et le système d'OA éventuel, le diamètre du télescope, le fond thermique, etc). Ce simulateur scientifique est couplé à une interface web (appelée WEBSIM²) qui permet de faciliter et d'élargir son utilisation pour toutes les équipes scientifiques travaillant à la définition de l'instrument.

WEBSIM a été largement utilisé lors du DRM de l'ESO pour l'E-ELT, dont les résultats sont publiés dans Puech *et al.* (2010), ainsi que pour le dimensionnement des instruments EAGLE et OPTIMOS-EVE lors de leur phase A (Puech *et al.* 2008 ; Puech *et al.* 2010a).

Le cœur du simulateur est développé en IDL. La simulation comprend quatre étapes principales :

1. En premier lieu, un cube de données est généré à la résolution correspondant à la limite de diffraction du télescope (i.e. $\sim \lambda/2D$ où D est le diamètre du télescope). Les informations spatiales et spectrales sont déduites d'observations réelles ou de simulations ;
2. Chaque image monochromatique du cube haute résolution est convoluée par une PSF, représentative de tous les éléments traversés par la lumière le long du chemin optique, depuis l'atmosphère jusqu'à la sortie d'un éventuel système d'optique adaptative. Cette PSF, générée par une chaîne de simulation dédiée, doit être fournie en entrée du simulateur, dans lequel elle est alors ré-échantillonnée à l'échantillonnage spatial du cube. Les spectres derrière chacun des pixels spatiaux sont ré-échantillonnés à la résolution $\Delta\lambda = \lambda/R$ de l'instrument (R étant le pouvoir de résolution de l'instrument) ;
3. L'étape suivante consiste à ré-échantillonner chaque canal monochromatique à la taille du pixel Δ_{pix} de l'IFU pour le cas de la spectroscopie spatialement résolue, ou bien à intégrer la dimension spatiale dans une ouverture de taille donnée pour le cas de la spectroscopie intégrée ;
4. Le spectre du ciel (continu et raies OH), le courant d'obscurité du détecteur, le biais, ainsi que l'émission thermique sont ensuite ajoutés, soit au spectre intégré dans le mode HMM, soit à chaque spaxel de l'IFU dans le mode HDM.

En sortie, *ndit* cubes de données avec des temps d'exposition individuels de *dit* sont produits et combinés en estimant la médiane de chaque pixel, afin de simuler plusieurs poses individuelles

2. websim.obspm.fr

réalistes. Les cubes de données simulés sont ensuite analysés par une chaîne de traitement similaire à celle utilisée pour le traitement de données de galaxies à grand décalage spectral.

Toute cette chaîne de simulation ne simule pas le plan focal du détecteur lui-même, ce qui implique qu'il ne tient pas compte de modèles optiques ou d'imperfections dues au processus d'extraction des spectres. Ainsi, la PSF utilisée dans le simulateur ne tient compte que de l'ouverture du télescope (en particulier, les effets de toile d'araignée et d'obstruction centrale sur la forme de la PSF ne sont pas pris en compte), et de la turbulence atmosphérique. Le simulateur produit ainsi un cube de données en format FITS similaire à celui qui résulterait d'un DRS (*Data Reduction Software*) instrumental, en supposant un processus de réduction de données parfait.

J'ai contribué à enrichir ce simulateur en complétant le code existant pour y ajouter la simulation de la spectroscopie intégrée.

5.3.3 Paramètres d'entrée : cubes de données haute résolution

Raies UV interstellaire dans les spectres de galaxies à $z = 7$

La distribution spatiale de lumière est donnée par les simulations hydrodynamiques de disques *clumpy* de Bournaud *et al.* (2007) (voir Figure 5.1). La distribution de lumière est remise à l'échelle en flux, et les objets sont également remis à l'échelle en taille, de manière à correspondre aux observations de LBG à $z \sim 7$ par Grazian *et al.* (2012). Ils étudient en effet la relation entre la taille et la luminosité d'un échantillon de LBG de magnitudes $J \sim 26$, et trouvent que ces galaxies ont une taille moyenne de 0,15 secondes d'arc. Je considère ainsi, pour effectuer mes simulations, trois tailles typiques de galaxies : $R_{half}=100$ mas (compact), 150 mas (moyen) et 210 mas (large). Je considère également une grille de magnitudes allant de $J_{AB} = 22^3$ à $J_{AB} = 28$.

Les cartes de champs de vitesse et de dispersion de vitesses sont issues des simulations de Bournaud *et al.* (2007), et sont remises à l'échelle de manière à ce que $V_{max}=140$ km/s, ce qui correspond typiquement à une galaxie de type M* à $z \sim 6 - 7$ selon Puech *et al.* (2008).

Un cube de données haute résolution est alors construit en attachant derrière chaque pixel de la carte de distribution de lumière, un spectre décalé selon le décalage spectral de la galaxie et le champ de vitesse. Le modèle de spectre utilisé provient d'une compilation de spectres de LBG à $z \sim 3$ par Shapley *et al.* (2003) (voir Figure 5.2), ré-échantillonnée à la résolution de travail telle que $R = 4000$. Pour limiter le temps de calcul, la simulation se concentre seulement sur la région du spectre contenant les raies SiIII/CIV. Je cherche à simuler des observations en bande J, et j'ai ainsi choisi de travailler à $z = 6,99$, calculé de manière à tomber parfaitement entre les raies OH du ciel (dont la position m'est donnée par le spectre du ciel utilisé en entrée) dans cette bande d'observation.

Toutes les mises à l'échelle évoquées sont effectuées automatiquement dans le simulateur, que l'on renseigne des données utiles (z, V_{max}, R).

LAEs et LBGs à $z \sim 9$

La distribution spatiale de la lumière se base, comme dans le cas précédent, sur les simulations hydrodynamiques de Bournaud *et al.* (2007). J'ai en revanche entièrement construit le spectre au repos attaché derrière chaque pixel spatial, à partir des propriétés de LAE et LBG déduites des

3. Simuler l'observation d'une galaxie distante à $J_{AB} = 22$ est bien entendu irréaliste mais fournit un cas de référence à très grand rapport signal à bruit.

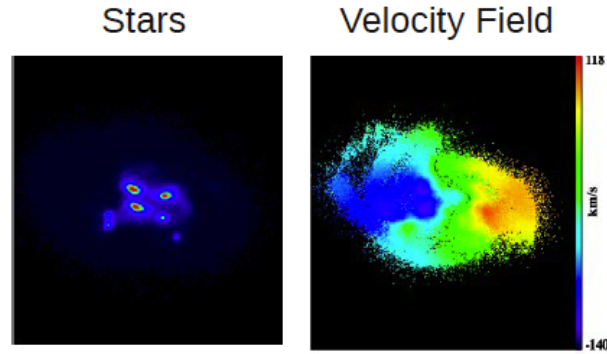


FIGURE 5.1 – **Distribution spatiale de lumière et champ de vitesse utilisés pour les simulations des raies UV interstellaires.** La même distribution de lumière a été utilisée pour les simulations de LAE et LBG. Ces cartes sont issues de simulations hydrodynamiques par Bournaud *et al.* (2007)

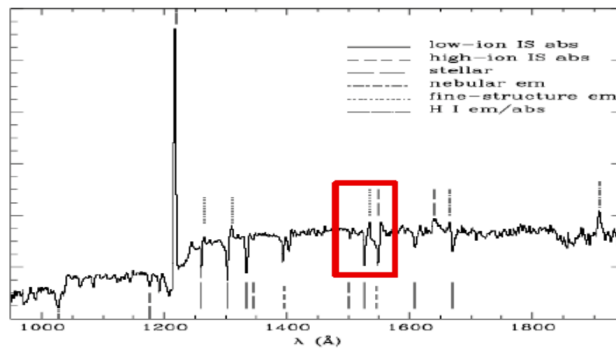


FIGURE 5.2 – **Spectre typique de LBG**, construit en sommant une série de spectres observés de LSB à $z \sim 3$ (Shapley *et al.*, 2003). Les simulations d'observations de raies UV interstellaires se concentrent sur la région du spectre entourée en rouge, autour de la raie SiII. Ce spectre, rééchantillonné à $R = 4000$ et décalé en prenant en compte le décalage spectral de la galaxie ainsi que le champ de vitesse considéré, est attaché à chaque pixel du cube haute résolution.

quelques observations disponibles à ce jour. Les LAEs semblent présenter des profils de raies similaires, ressemblant à une gaussienne tronquée vers les longueurs d'onde inférieures à celle de la raie Ly- α (Steidel *et al.* 2003 ; Swinbank *et al.* 2007 ; Hu *et al.* 2010 ; Jiang *et al.* 2013a) (voir 5.3(a)). Swinbank *et al.* (2007) mettent en évidence en observant les spectres obtenus par spectroscopie 3D sur 15 régions d'une LAE lentillée à $z \sim 5$, que la raie Ly- α présente un décalage de 200 km/s par rapport à la raie [OII], et que le centre de la raie ne varie pas de plus de 10 km/s sur toutes les régions de la galaxie (voir Figure 5.3(c)). Hu *et al.* (2010) mesurent des largeurs de raies correspondant à des vitesses entre 150 km/s et 360 km/s. J'ai ainsi construit derrière chaque pixel un spectre contenant une raie en émission ayant la forme d'une demi-gaussienne, de largeur correspondant à 270 km/s. Le continu du côté des longueurs d'onde inférieures à celle de la raie Ly- α vaut zéro et celui correspondant aux longueurs d'onde plus rouges est évalué à partir de la magnitude intégrée de la galaxie. J'ai fait varier cette dernière de $J_{AB} = 22$ à $J_{AB} = 30$. La largeur équivalente de la raie est supposée variable avec la magnitude en J , selon les observations de Jiang *et al.* (2013a) (voir Figure 5.3(b)). Toutes ces données d'entrées ont également été discutées et guidées grâce à des conversations et quelques itérations avec Laura Pentericci, de l'INAF.

Les mêmes cubes haute résolution ont été utilisés dans le cas LBG. Le spectre a seulement été exploité en se basant sur la détection non pas de la raie Ly- α mais de la différence de niveau entre les continus de part et d'autre de la raie Ly- α

5.3.4 PSF et optique adaptative

La correction de la turbulence atmosphérique est prise en compte au travers du choix de la PSF. Le simulateur contient une bibliothèque de PSF simulées datant des DRM de l'E-ELT et de la phase A d'EAGLE (voir Annexe D). Je décris ici les conditions dans lesquelles ces PSF ont été simulées à l'époque. Même si les simulations de l'OA avaient alors été effectuées pour un télescope de 42m, le changement d'ouverture est considéré négligeable et ces PSF ont été utilisées telles quelles pour simuler les observations sur un télescope de 39m. Les PSF ont été simulées selon une approche de type Fourier (Neichel *et al.*, 2008), c'est-à-dire qui suppose le système optique linéaire et invariant. Cette méthode est particulièrement pratique pour la simulation rapide de PSF mais suppose une ouverture idéale infinie et ne prend donc pas en compte les effets de bord de la pupille.

Les simulations du mode HDM utilisent une PSF de MOAO, tirée directement des études EAGLE. Ce système de MOAO suppose 6 étoiles laser et 5 étoiles naturelles, dont les positions sont choisies en utilisant les positions réelles d'étoiles dans le champ XMM-LSS. La mesure de la turbulence atmosphérique dans la direction de ces étoiles permet de reconstruire le volume turbulent et de calculer la correction à appliquer dans chaque direction d'intérêt du champ. Cette correction est appliquée à l'aide d'un miroir déformable dont l'espace inter-actionneurs projeté dans le plan pupille vaut 0,38m. J'ai utilisé pour les simulations la PSF correspondant à la correction au centre du champ.

Les simulations en mode haut multiplex utilisent une PSF de GLAO. Ces PSF sont simulées en supposant trois étoiles naturelles hors axe formant un triangle équilatéral inscrit dans un cercle de 7' de diamètre. Elles supposent que la correction est calculée au centre de la constellation d'étoiles guides, et assurée par un miroir déformable dont l'espace inter-actionneurs vaut 0,5m dans le plan pupille. Ces PSF sont simulées dans des conditions qui supposent un *seeing* de 0,8'' au zénith à 0,5 μ m, et un profil de C_n^2 à 10 couches.

Des séries de simulations dans le mode HMM sans aucune correction d'optique adaptative ont également été menées, afin d'évaluer l'apport de la GLAO. La PSF utilisée a été produite à partir de la densité spectrale de puissance de la turbulence atmosphérique, en supposant une valeur de seeing

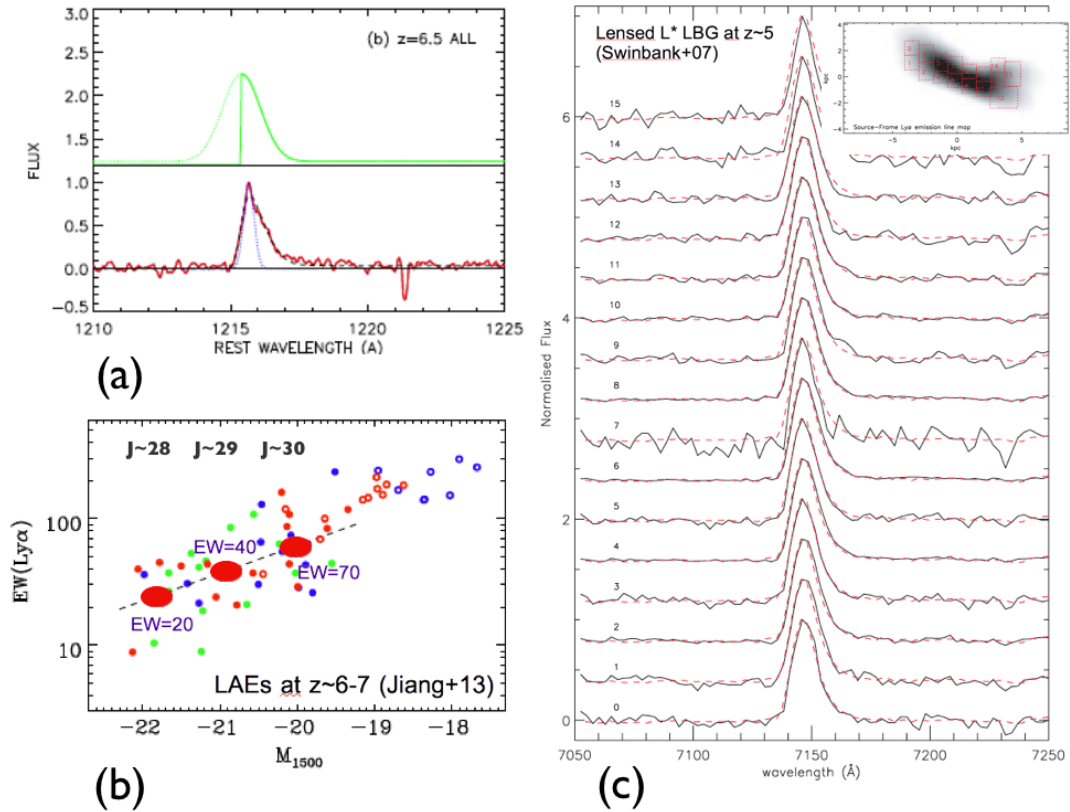


FIGURE 5.3 – Paramètres physiques pour les simulations de LAE et LBG. (a) La raie Ly- α est modélisée par une gaussienne tronquée vers les courtes longueurs d’onde, en accord avec les observations HST dans CANDELS de Hu *et al.* (2010) : la courbe verte montre la modélisation de la raie, la courbe rouge est le résultat de l’ajustement de cette demi-gaussienne sur les observations (en noir), en tenant compte de la réponse instrumentale (courbe bleue) (Figure tirée de Hu et al. 2010). (b) Dans mes simulations, la largeur équivalente de la raie est adaptée à la magnitude de l’objet modélisé, selon la relation empirique trouvée par Jiang *et al.* (2013b) (les magnitudes absolues sont traduites en magnitude apparentes en J en considérant un décalage spectral $z = 9$) (Figure adaptée de Jiang et al. 2013b). (c) La raie Ly- α est décalée de 200 km/s par rapport aux autres raies interstellaires, et l’observation du spectre sur différentes régions de la galaxie lentillée montre que le centre de la raie ne varie pas de plus de 10 km/s (Figure tirée de Swinbank et al. 2007).

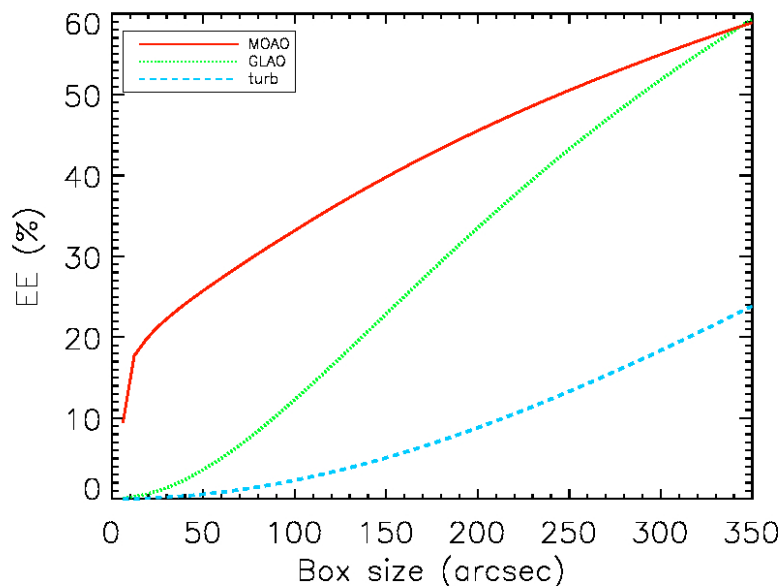


FIGURE 5.4 – **Énergie encadrée en fonction de la taille de l'élément de résolution** pour les PSF en bande J de MOAO, GLAO et turbulentes, utilisées pour les simulations.

de $0,9''$ à $0,5\mu\text{m}$ au zénith.

Lors des simulations la même PSF est utilisée pour convoluer tout le cube de données, c'est-à-dire que les variations spatiales de la PSF sont négligées dans le champ de vue de l'IFU. Cette hypothèse se justifie pleinement par le fait que le patch anisoplanétique, dont la valeur médiane à Paranal vaut $\sim 2,4''$ à $\lambda=0,5\mu\text{m}$, soit $\sim 10''$ à $1,6\mu\text{m}$, est plus grand que le champ de vue de l'IFU. On néglige également la variation de la PSF avec la longueur d'onde, puisque nous ne nous intéressons qu'à l'intervalle spectral autour des raies d'émission ou d'absorption.

5.3.5 Paramètres instrumentaux et observationnels

L'ensemble des paramètres instrumentaux utilisés et présentés dans cette section est résumé en table 5.2.

Simulation du télescope et de l'instrument

La chaîne de simulation suppose un télescope avec un miroir primaire de 39m de diamètre et une obstruction centrale due au miroir secondaire de 11m de diamètre. Tous les fonds thermiques sont modélisés en considérant des corps gris paramétrés par leur température T et leur émissivité ϵ . La modélisation thermique du système est issue de l'étude préliminaire de l'instrument EAGLE, séparant le système en trois sous-systèmes ayant leurs propres températures et émissivités (Laporte *et al.*, 2008) : le télescope, le système d'acquisition de la cible (TAS pour *Target Acquisition System*) et le spectrographe. L'instrument EAGLE intégrait une chaîne de refroidissement contraignante, avec un refroidissement du TAS et du spectrographe à l'azote liquide, ce qui ne sera probablement

Températures (K) [Télescope, TAS, Spectrographe]	[280,240,150]	[280,240,240]	[280,280,280]
Fond thermique (photons/pixel)	$9,02 \times 10^{-5}$	$9,43 \times 10^{-5}$	$5,12 \times 10^{-3}$

TABLE 5.1 – **Emission du fond thermique pour différents jeux de températures des sous-systèmes de l’instrument**, calculés en considérant une exposition de 600s et un pixel de taille 80 milli seconde d’arc. Ces niveaux sont négligeables devant le fond de ciel, de 124,02 photons/pixel sur le continu (entre les raies OH) dans les mêmes conditions.

pas le cas de l’instrument MOSAIC. Si les températures considérées ne sont certainement plus à jour, des tests effectués sur quelques jeux de simulations ont montré que changer les températures du TAS et du spectrographe n’augmentait pas de manière significative le niveau du bruit thermique (voir Table 5.1). Celui-ci reste négligeable devant le niveau du fond de ciel, et changer ces paramètres n’impacte donc pas nos résultats de manière significative.

Le détecteur est calqué sur un modèle de détecteur infrarouge Rockwell HAWAII-2G, refroidi à 80 K, avec un bruit de lecture de 2,3e-/pix et un courant d’obscurité de 0,01 e-/s/pix (Rauscher *et al.*, 2011). Son seuil de saturation n’est pas considéré dans les simulations. Le bruit associé au détecteur comprend le courant d’obscurité et le bruit de lecture.

Modélisation du ciel et paramètres observationnels

On utilise un modèle de spectre du ciel issu de Mauna Kea (Sullivan et Simcoe, 2012)⁴, remis à l’échelle en flux aux valeurs de Paranal. Il inclue la lumière zodiacale, l’émission thermique de l’atmosphère et une quantité moyenne de lumière de la Lune. Le choix s’est porté sur ce spectre particulièrement par rapport aux autres données disponibles car il présente l’avantage d’être bien échantillonné à 0,2Å/pixel.

Le temps d’intégration sur la source est spécifié à travers les paramètres *dit* et *ndit* qui sont respectivement les temps de pose élémentaires et le nombre de poses. En pratique, le choix s’est porté sur *dit* = 600s afin d’accélérer le temps de calcul de la simulation, tout en gardant un nombre raisonnable de poses individuelles. Les expositions seraient en réalité certainement plus courtes du fait de la saturation du détecteur et de l’échelle temporelle de variation du fond de ciel. *ndit* est ensuite fixé en fonction du temps total d’exposition simulé.

Soustraction du ciel

La simulation prend en compte la procédure de mesure et de soustraction du ciel. Dans le mode haute définition, un spectre médian du ciel est construit à partir de la mesure du spectre du ciel dans chaque spaxel de l’IFU. Ce spectre médian est ensuite soustrait au spectre de l’objet dans chaque spaxel.

Dans le mode haut multiplex, le signal du fond de ciel que l’on simule est intégré dans la même ouverture que celle dans laquelle le signal de l’objet est intégré, imitant ainsi la situation réelle où une fibre dédiée à la mesure du ciel est placée sur le ciel à côté de chaque objet observé : cette technique est appelée *Cross Beaming Switching* (Rodrigues *et al.* 2012; Yang *et al.* 2013). Ce spectre du ciel est ensuite soustrait au spectre de l’objet.

4. www.gemini.edu/sciops/ObsProcess.obs

5.3.6 Analyse des cubes de données

Les observations simulées sont réduites et analysées dans l’objectif de déterminer un rapport signal à bruit et de valider la détection des structures d’intérêt selon le cas considéré. J’ai entièrement codé l’analyse des cubes de données en sortie du simulateur.

Construction des spectres intégrés

La sortie de la simulation dans le mode HMM consiste en un spectre, issu directement de l’intégration spatiale du flux dans une ouverture circulaire. Dans le mode HDM, la donnée de sortie est un cube de données, simulant l’observation avec un IFU. L’objectif des simulations conduites dans le cadre de ce travail n’est cependant pas de garder l’information spatiale, mais d’obtenir au final un spectre intégré de la galaxie observée. L’utilisation de l’IFU est alors simplement mise à profit pour améliorer les performances obtenues en terme de qualité du rapport signal à bruit, et ce grâce à la méthode d’intégration adoptée, que je présente ci-après.

Le spectre intégré de la galaxie est construit à partir des spectres derrière chaque spaxel de l’IFU en utilisant une méthode qui optimise le choix des spaxels à sommer pour obtenir le spectre avec le meilleur rapport signal à bruit. Cette méthode est décrite dans Rosales-Ortega *et al.* (2012) : il s’agit de classer les spectres derrière chaque spaxel par ordre de signal à bruit décroissant puis de les sommer successivement en calculant à chaque pas le rapport signal à bruit du spectre résultant. Celui-ci croît progressivement jusqu’à atteindre un maximum avant de décroître de nouveau, car la contamination par le bruit du ciel devient trop importante (voir figure 5.5).

Calcul du rapport signal à bruit

La définition du rapport signal à bruit, dont il sera question dans les résultats présentés dans le chapitre suivant, dépend du cas étudié.

Raies UV interstellaires et raie Ly- α : On s’intéresse pour ces deux cas au signal à bruit dans la raie. Celle-ci est détectée dans le spectre en sortie de la simulation et ajustée par une gaussienne, dans le cas de la raie UV interstellaire SiII, ou par une demi-gaussienne dans le cas de la raie Ly- α (voir Figures 5.6 et 5.7). Le rapport signal à bruit est défini comme le flux dans la raie au-dessus du bruit du continu, suivant la relation explicitée dans Flores *et al.* (2006) :

$$SNR_{line} = \frac{\sum_{i=1}^N S_i}{\sqrt{N}\sigma} \quad (5.1)$$

où N est le nombre d’éléments de résolution dans lesquels la raie est détectée, S_i est le signal dans le pixel i et σ est le bruit sur le continu mesuré entre les raies OH. Les spectres pour lesquels le maximum de la raie détectée et ajustée est inférieur à deux fois le bruit sur le continu ont été rejetés.

Break Lyman : Le break Lyman est détecté en considérant la différence de flux de part et d’autre de la raie Lyman- α (voir Figure 5.8). Le rapport signal à bruit est alors défini comme suit :

$$SNR_{break} = \frac{f_r - f_l}{\sqrt{\frac{\sigma_r^2}{N_r} + \frac{\sigma_l^2}{N_l}}} \quad (5.2)$$

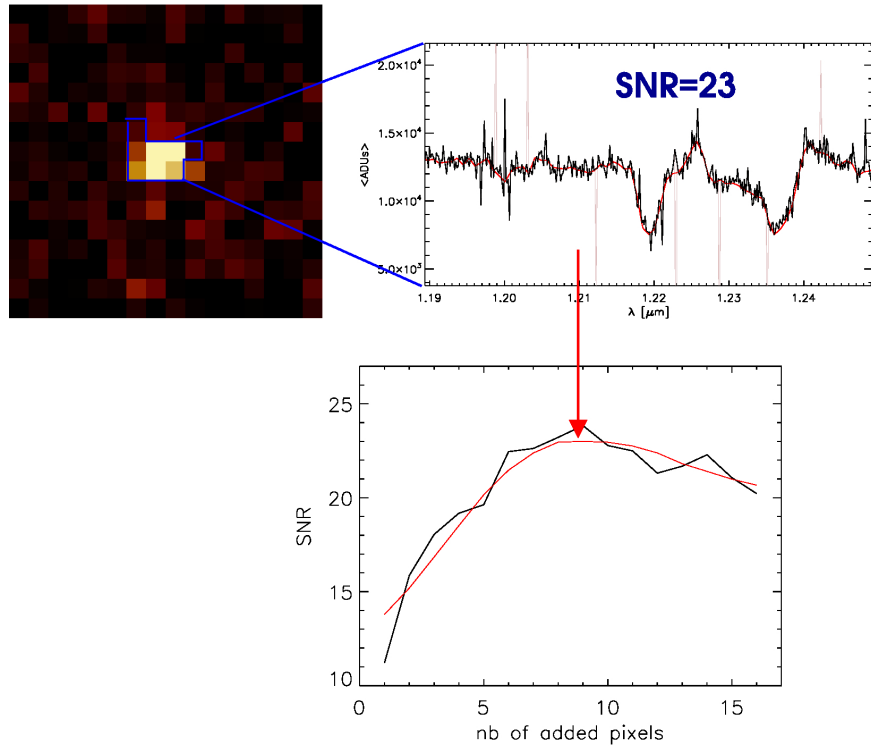


FIGURE 5.5 – **Construction du spectre intégré à partir du cube de données en sortie de la simulation.** La méthode est illustrée sur l'exemple de la détection des raies UV interstellaires dans une galaxie de décalage spectral $z \sim 7$ et de magnitude $J_{AB} = 25$. La taille du pixel de l'IFU vaut 80 mas. Le rapport signal à bruit dans la raie en absorption est calculé pour chaque spectre puis ceux-ci sont rangés en ordre décroissant puis ajoutés successivement. Après chaque somme, le rapport signal à bruit dans la raie dans le spectre résultant est calculé. La courbe du bas (courbe en noire) montre la variation du rapport signal à bruit dans les spectres ajoutés en fonction du nombre de spectres sommés. La courbe rouge correspond à un lissage de la courbe noire et aide à identifier le maximum. Cette méthode d'intégration est inspirée de Rosales-Ortega *et al.* (2012). Le spectre résultant de l'addition des spectres derrière les 7 pixels ainsi sélectionnés est montré en haut à droite, avec en rouge la courbe correspondant au modèle ajusté à ce spectre.

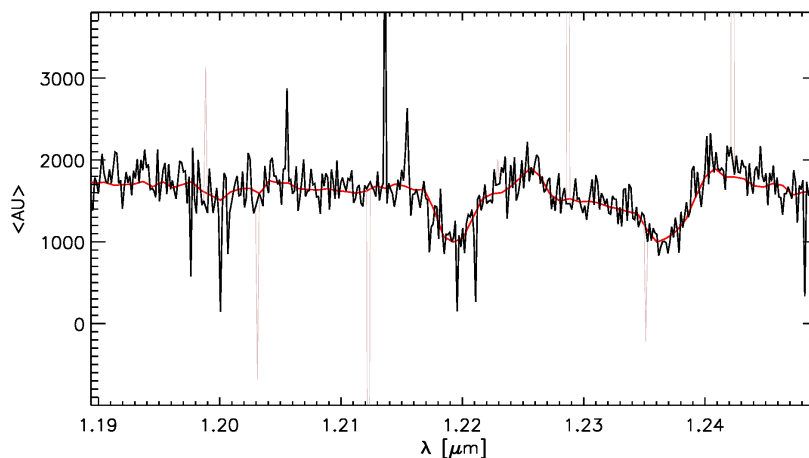


FIGURE 5.6 – **Exemple de spectre intégré dans les raies UV interstellaires SiII et CIV** (courbe noire) d’une LBG de taille $R_{half} = 100$ mas (compacte) de magnitude $J_{AB} = 26$ à $z \sim 7$, avec un IFU de pixel 80 mas. La courbe rouge correspond au spectre ajusté, à partir duquel le rapport signal à bruit dans la raie est calculé. Ici, il vaut 10,8, avec un temps d’intégration total de 40 heures. La partie du spectre grisée correspond aux raies OH non prises en compte lors de l’ajustement.

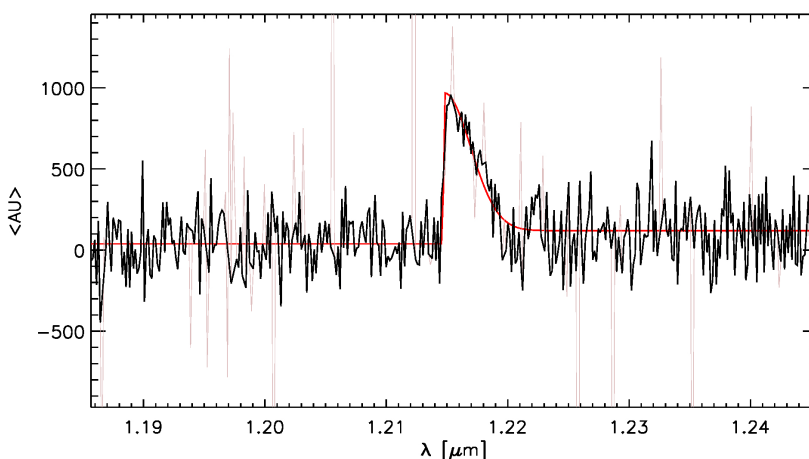


FIGURE 5.7 – **Exemple de spectre intégré d’une LAE** (courbe noire) de taille $R_{half} = 150$ mas de magnitude $J_{AB} = 30$ à $z \sim 9$, avec un IFU de pixel 80 mas. La courbe rouge correspond au spectre ajusté, avec la raie Ly- α modélisée par une demi-gaussienne. Le rapport signal à bruit vaut 16,4, et le temps d’intégration est de 10 heures. La partie du spectre grisée correspond aux raies OH non prises en compte lors de l’ajustement.

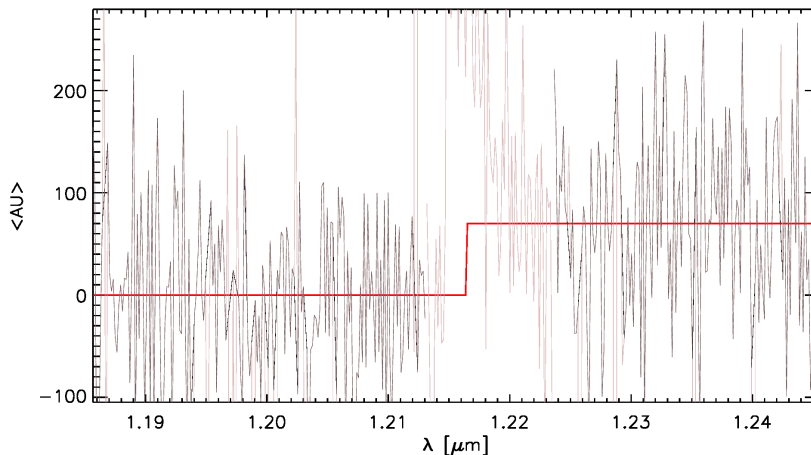


FIGURE 5.8 – **Exemple de détection du break Lyman** en utilisant le spectre intégré (courbe noire) d’une LAE/LBG de taille $R_{half} = 150$ mas et de magnitude $J_{AB} = 28$ à $z \sim 9$, avec un IFU de pixel 80 mas. La courbe rouge correspond à l’ajustement des deux continus de part et d’autre de la raie Ly- α . Les parties grisées montrent les parties du spectre non prises en compte pour effectuer l’ajustement. Le rapport signal à bruit sur le spectre vaut ici 7,1, avec un temps d’intégration de 10 heures.

où f_l et f_r sont respectivement les valeur moyennes du flux de part et d’autre de la raie, σ_l et σ_r sont les bruits associés et N_l et N_r sont les nombres de pixels spectraux dans lesquels ont été mesurés les flux moyens et les bruits. Une procédure de *sigma-clipping* a été utilisé pour mesurer les valeurs du continu de part et d’autre de la raie en s’affranchissant des raies OH. Les spectres pour lesquels le rapport signal à bruit est inférieur à 5 ont été rejetés.

5.3.7 Synthèse sur les jeux de simulations

Deux types de données d’entrée ont été générées :

- des cubes de données pour simuler les LAEs et LBGs à $z \sim 9$
- des cubes de données se focalisant sur les raies UV interstellaires dans le spectre des galaxies à $z \sim 7$.

Les paramètres physiques variables dans ces simulations sont la magnitude de la source avec une grille qui s’étend de $J_{AB} = 22$ à $J_{AB} = 30$, et la taille de la source en considérant 3 tailles typiques : compacte ($R_{half} = 100$ mas), moyenne ($R_{half} = 150$ mas) et large ($R_{half} = 210$ mas). Les paramètres techniques explorées dans le cadre de ces simulations sont la taille du pixel de l’IFU dans les simulations du mode HDM et la taille de l’ouverture dans laquelle la lumière est intégrée dans les simulations du mode HMM (mode simulé avec GLAO et sans GLAO, en condition *seeing-limited*). Par ailleurs, chaque jeu de simulations (à R_{half} , mag et taille de l’ouverture ou taille du pixel donnée) est répétée 33 fois afin d’obtenir des réalisations différentes du bruit. Ceci conduit à ~ 46000 simulations effectuées (voir table 5.3). Le rapport signal à bruit médian sur les 33 simulations est alors calculé, ainsi qu’une barre d’erreur sur ce rapport, à l’aide d’une procédure de

Télescope	
Diamètre M1	39 m
Diamètre M2	11,1 m
Transmission	30%
Température	280 K
Emissivité	5%

Instrument	
Températures [TAS,Spectro]	[240, 150]
Emissivité [TAS,Spectro]	[15%, 69%]
Résolution spectrale	4000
Taille du pixel de l'IFU (mode HDM)	20, 40, 60, 80, 100, 120, 140, 250, 500, 900 mas
Taille de l'ouverture (mode HMM)	100, 200, 300, 400, 500, 600, 700, 800, 900, 1000, 1100, 1200 mas

Détecteur	
dark	0,005 e ⁻ /s/pix
RON	2,3 e ⁻ /pix

TABLE 5.2 – Paramètres instrumentaux utilisés pour les simulations.

33 ×	HMM seeing-limited	HMM GLAO	HDM
		aper=100-200-300-400-500- 600-700-800-900-1000-1100-1200 mas	
Raies UV $J_{AB}=22-25-26-27-28-29$	$R_{half}=100-150-210$ mas		
LAE/LBG $J_{AB}=22-25-26-27-28-29-30$			

TABLE 5.3 – Espace des paramètres variables dans les simulations *end-to-end*. Il en résulte un total de $33 \times 3 \times (2 \times 13 + 6) \times (6 + 7) = 46332$ simulations.

bootstrapping. Des courbes de rapport signal à bruit en fonction de la taille du pixel ou de la taille de l'ouverture sont construites (deux exemples de telles courbes sont donnés en Figure 5.9) : elles montrent un maximum à partir duquel est alors déduit la valeur ou l'intervalle de valeurs optimales pour la taille du pixel ou la taille de l'ouverture, selon le cas.

Bibliographie

- F. BOURNAUD, B. G. ELMEGREEN et D. M. ELMEGREEN : Rapid Formation of Exponential Disks and Bulges at High Redshift from the Dynamical Evolution of Clump-Cluster and Chain Galaxies. *ApJ*, 670:237–248, novembre 2007.
- M. DICKINSON, D. STERN, M. GIAVALISCO, H. C. FERGUSON, Z. TSVETANOV, R. CHORNOCK, S. CRISTIANI, S. DAWSON, A. DEY, A. V. FILIPPENKO, L. A. MOUSTAKAS, M. NONINO, C. PAPOVICH, S. RAVINDRANATH, A. RIESS, P. ROSATI, H. SPINRAD et E. VANZELLA : Color-selected Galaxies at $z \sim 6$ in the Great Observatories Origins Deep Survey. *ApJL*, 600:L99–L102, janvier 2004.

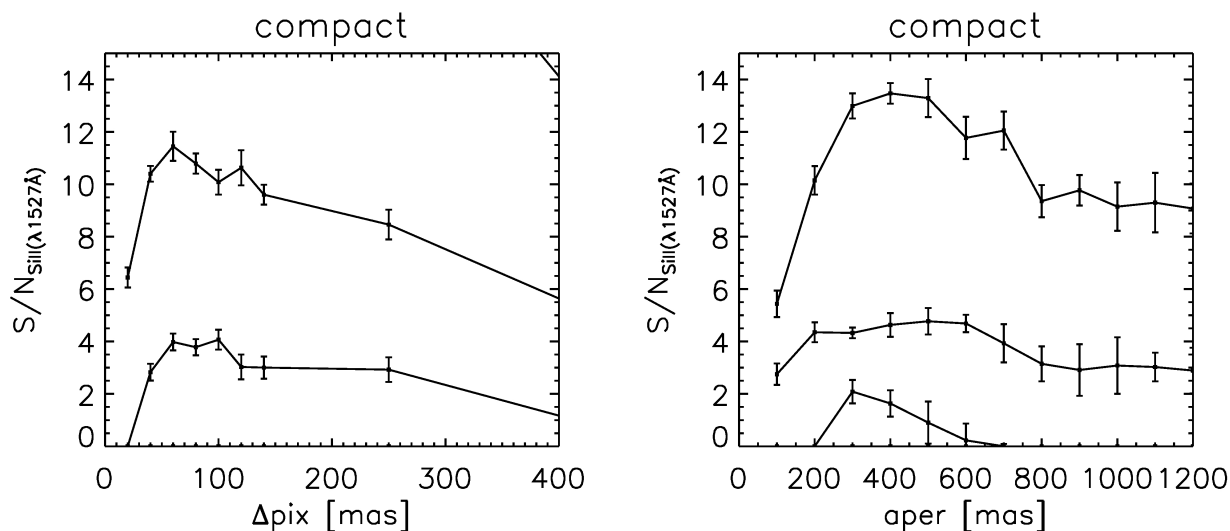


FIGURE 5.9 – Exemples de courbes de rapport signal à bruit en fonction de la taille du pixel de l’IFU (mode HDM à gauche) ou de la taille de l’ouverture (mode HMM, à droite). Le cas illustré présente le rapport signal à bruit dans les raies UV interstellaires dans le spectre de galaxies à $z \sim 7$ de taille compacte ($R_{half}=100$ mas). Les courbes montrent un maximum avant lequel la taille du pixel et de l’ouverture ne permettent pas d’intégrer suffisamment de flux de l’objet et c’est alors le bruit de lecture qui domine le bruit. Après ce maximum, l’ouverture est telle qu’elle intègre trop de fond de ciel, qui domine alors le bruit.

M. DIJKSTRA et J. S. B. WYTHE : Seeing through the trough : outflows and the detectability of Ly α emission from the first galaxies. *MNRAS*, 408:352–361, octobre 2010.

B. G. ELMEGREEN et D. M. ELMEGREEN : Stellar Populations in 10 Clump-Cluster Galaxies of the Hubble Ultra Deep Field. *ApJ*, 627:632–646, juillet 2005.

C. EVANS, M. PUECH, J. AFONSO, O. ALMAINI, P. AMRAM, H. AUSSEL, B. BARBUY, A. BASDEN, N. BASTIAN, G. BATTAGLIA, B. BILLER, P. BONIFACIO, N. BOUCHÉ, A. BUNKER, E. CAFFAU, S. CHARLOT, M. CIRASUOLO, Y. CLENET, F. COMBES, C. CONSELICE, T. CONTINI, J.-G. CUBY, G. DALTON, B. DAVIES, A. DE KOTER, K. DISSEAU, J. DUNLOP, B. EPINAT, F. FIORE, S. FELTZING, A. FERGUSON, H. FLORES, A. FONTANA, T. FUSCO, D. GADOTTI, A. GALLAZZI, J. GALLEGU, E. GIALLONGO, T. GONÇALVES, D. GRATADOUR, E. GUENTHER, F. HAMMER, V. HILL, M. HUERTAS-COMPANY, R. IBATA, L. KAPER, A. KORN, S. LARSEN, O. LE FÈVRE, B. LEMASLE, C. MARASTON, S. MEI, Y. MELLIER, S. MORRIS, G. ÖSTLIN, T. PAUMARD, R. PELLO, L. PENTERICCI, C. PEROUX, P. PETITJEAN, M. RODRIGUES, L. RODRÍGUEZ-MUÑOZ, D. ROUAN, H. SANA, D. SCHAEERER, E. TELLES, S. TRAGER, L. TRESSE, N. WELIKALA, S. ZIBETTI et B. ZIEGLER : The Science Case for Multi-Object Spectroscopy on the European ELT. *ArXiv e-prints*, janvier 2015.

C. J. EVANS, M. PUECH, B. BARBUY, P. BONIFACIO, J.-G. CUBY, E. GUENTHER, F. HAMMER, P. JAGOUREL, L. KAPER, S. L. MORRIS, J. AFONSO, P. AMRAM, H. AUSSEL, A. BASDEN, N. BASTIAN, G. BATTAGLIA, B. BILLER, N. BOUCHÉ, E. CAFFAU, S. CHARLOT, Y. CLÉNET, F. COMBES, C. CONSELICE, T. CONTINI, G. DALTON, B. DAVIES, K. DISSEAU, J. DUNLOP,

- F. FIORE, H. FLORES, T. FUSCO, D. GADOTTI, A. GALLAZZI, E. GIALLONGO, T. GONÇALVES, D. GRATADOUR, V. HILL, M. HUERTAS-COMPANY, R. IBATA, S. LARSEN, O. LE FÈVRE, B. LEMASLE, C. MARASTON, S. MEI, Y. MELLIER, G. ÖSTLIN, T. PAUMARD, R. PELLO, L. PENTERICCI, P. PETITJEAN, M. ROTH, D. ROUAN, D. SCHAERER, E. TELLES, S. TRAGER, N. WELIKALA, S. ZIBETTI et B. ZIEGLER : Science case and requirements for the MOSAIC concept for a multi-object spectrograph for the European Extremely Large Telescope. *In Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 9147 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 96, juillet 2014.
- H. FLORES, F. HAMMER, M. PUECH, P. AMRAM et C. BALKOWSKI : 3D spectroscopy with VLT/GIRAFFE. I. The true Tully Fisher relationship at $z \sim 0.6$. *A&A*, 455:107–118, août 2006.
- N. M. FÖRSTER SCHREIBER, R. GENZEL, N. BOUCHÉ, G. CRESCI, R. DAVIES, P. BUSCHKAMP, K. SHAPIRO, L. J. TACCONI, E. K. S. HICKS, S. GENEL, A. E. SHAPLEY, D. K. ERB, C. C. STEIDEL, D. LUTZ, F. EISENHAEUER, S. GILLESSEN, A. STERNBERG, A. RENZINI, A. CIMATTI, E. DADDI, J. KURK, S. LILLY, X. KONG, M. D. LEHNERT, N. NESVADBA, A. VERMA, H. MCCRACKEN, N. ARIMOTO, M. MIGNOLI et M. ONODERA : The SINS Survey : SINFONI Integral Field Spectroscopy of $z \sim 2$ Star-forming Galaxies. *ApJ*, 706:1364–1428, décembre 2009.
- M. GIAVALISCO, M. DICKINSON, H. C. FERGUSON, S. RAVINDRANATH, C. KRETCHMER, L. A. MOUSTAKAS, P. MADAU, S. M. FALL, J. P. GARDNER, M. LIVIO, C. PAPOVICH, A. RENZINI, H. SPINRAD, D. STERN et A. RIESS : The Rest-Frame Ultraviolet Luminosity Density of Star-forming Galaxies at Redshifts $z > 3.5$. *ApJL*, 600:L103–L106, janvier 2004.
- A. GRAZIAN, M. CASTELLANO, A. FONTANA, L. PENTERICCI, J. S. DUNLOP, R. J. MCLURE, A. M. KOEKEMOER, M. E. DICKINSON, S. M. FABER, H. C. FERGUSON, A. GALAMETZ, M. GIAVALISCO, N. A. GROGIN, N. P. HATHI, D. D. KOCEVSKI, K. LAI, J. A. NEWMAN et E. VANZELLA : The size-luminosity relation at $z = 7$ in CANDELS and its implication on reionization. *A&A*, 547:A51, novembre 2012.
- F. HAMMER, B. BARBUY, J. G. CUBY, L. KAPER, S. MORRIS, C. J. EVANS, P. JAGOUREL, G. DALTON, P. REES, M. PUECH, M. RODRIGUES, D. PEARSON et K. DISSEAU : MOSAIC at the E-ELT : A multi-object spectrograph for astrophysics, IGM and cosmology. *In Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 9147 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 27, août 2014.
- M. HAYES, N. LAPORTE, R. PELLÓ, D. SCHAERER et J.-F. LE BORGNE : A peculiar galaxy appears at redshift 11 : properties of a moderate-redshift interloper. *MNRAS*, 425:L19–L23, septembre 2012.
- E. M. HU, L. L. COWIE, A. J. BARGER, P. CAPAK, Y. KAKAZU et L. TROUILLE : An Atlas of $z = 5.7$ and $z = 6.5$ Ly α Emitters. *ApJ*, 725:394–423, décembre 2010.
- L. JIANG, E. EGAMI, X. FAN, R. A. WINDHORST, S. H. COHEN, R. DAVÉ, K. FINLATOR, N. KASHIKAWA, M. MECHTLEY, M. OUCHI et K. SHIMASAKU : Physical Properties of Spectroscopically Confirmed Galaxies at $z \geq 6$. II. Morphology of the Rest-frame UV Continuum and Ly α Emission. *ApJ*, 773:153, août 2013a.

- L. JIANG, E. EGAMI, M. MECHTLEY, X. FAN, S. H. COHEN, R. A. WINDHORST, R. DAVÉ, K. FINLATOR, N. KASHIKAWA, M. OUCHI et K. SHIMASAKU : Physical Properties of Spectroscopically Confirmed Galaxies at $z \geq 6$. I. Basic Characteristics of the Rest-frame UV Continuum and Ly α Emission. *ApJ*, 772:99, août 2013b.
- P. LAPORTE, F. CHEMLA, M. PUECH, E. GENDRON, P. HASTINGS et P. VOLA : Initial optothermal modelling of the EAGLE instrument to maximise SNR performance and resulting design considerations. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7014 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 63, juillet 2008.
- B. NEICHEL, T. FUSCO et J.-M. CONAN : Tomographic reconstruction for wide-field adaptive optics systems : Fourier domain analysis and fundamental limitations. *Journal of the Optical Society of America A*, 26:219, décembre 2008.
- M. ONODERA, N. ARIMOTO, E. DADDI, A. RENZINI, X. KONG, A. CIMATTI, T. BROADHURST et D. M. ALEXANDER : A Wide Area Survey for High-Redshift Massive Galaxies. II. Near-Infrared Spectroscopy of BzK-Selected Massive Star-Forming Galaxies. *ApJ*, 715:385–405, mai 2010.
- C. PAPOVICH, M. DICKINSON, H. C. FERGUSON, M. GIAVALISCO, J. LOTZ, P. MADAU, R. IDZI, C. KRETCHMER, L. A. MOUSTAKAS, D. F. DE MELLO, J. P. GARDNER, M. J. RIEKE, R. S. SOMERVILLE et D. STERN : Evolution in the Colors of Lyman Break Galaxies from $z \sim 4$ to $z \sim 3$. *ApJL*, 600:L111–L114, janvier 2004.
- M. PUECH, H. FLORES, F. HAMMER, Y. YANG, B. NEICHEL, M. LEHNERT, L. CHEMIN, N. NESVADBA, B. EPINAT, P. AMRAM, C. BALKOWSKI, C. CESARSKY, H. DANNERBAUER, S. DI SEREGO ALIGHIERI, I. FUENTES-CARRERA, B. GUIDERDONI, A. KEMBHAVI, Y. C. LIANG, G. ÖSTLIN, L. POZZETTI, C. D. RAVIKUMAR, A. RAWAT, D. VERGANI, J. VERNET et H. WOZNIAK : IMAGES. III. The evolution of the near-infrared Tully-Fisher relation over the last 6 Gyr. *A&A*, 484:173–187, juin 2008.
- M. PUECH, P. ROSATI, S. TOFT, A. CIMATTI, B. NEICHEL et T. FUSCO : Simulating the physics and mass assembly of distant galaxies out to $z \sim 6$ with the E-ELT. *MNRAS*, 402:903–922, février 2010a.
- M. PUECH, Y. B. YANG et H. FLORES : Web-based scientific simulation tools for E-ELT instruments. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7735 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 5, juillet 2010b.
- B. J. RAUSCHER, D. J. LINDLER, D. B. MOTT, Y. WEN, P. FERRUIT et M. SIRIANNI : The Dark Current and Hot Pixel Percentage of James Webb Space Telescope $5 \mu\text{m}$ Cutoff HgCdTe Detector Arrays as Functions of Temperature. *PASP*, 123:953–957, août 2011.
- M. RODRIGUES, M. PUECH, F. HAMMER, B. ROTHBERG et H. FLORES : A decrease of the gas exchanges between galaxies and the intergalactic medium, from 12 to 6 billion years ago. *MNRAS*, 421:2888–2903, avril 2012.
- F. F. ROSALES-ORTEGA, S. ARRIBAS et L. COLINA : Integrated spectra extraction based on signal-to-noise optimization using integral field spectroscopy. *A&A*, 539:A73, mars 2012.

- A. E. SHAPLEY, C. C. STEIDEL, M. PETTINI et K. L. ADELBERGER : Rest-Frame Ultraviolet Spectra of $z \sim 3$ Lyman Break Galaxies. *ApJ*, 588:65–89, mai 2003.
- C. C. STEIDEL, K. L. ADELBERGER, A. E. SHAPLEY, M. PETTINI, M. DICKINSON et M. GIAVALISCO : Lyman Break Galaxies at Redshift $z \sim 3$: Survey Description and Full Data Set. *ApJ*, 592:728–754, août 2003.
- C. C. STEIDEL, M. GIAVALISCO, M. PETTINI, M. DICKINSON et K. L. ADELBERGER : Spectroscopic Confirmation of a Population of Normal Star-forming Galaxies at Redshifts $z > 3$. *ApJL*, 462:L17, mai 1996.
- C. C. STEIDEL, A. E. SHAPLEY, M. PETTINI, K. L. ADELBERGER, D. K. ERB, N. A. REDDY et M. P. HUNT : A Survey of Star-forming Galaxies in the $1.4 < z < 2.5$ Redshift Desert : Overview. *ApJ*, 604:534–550, avril 2004.
- P. W. SULLIVAN et R. A. SIMCOE : A Calibrated Measurement of the Near-IR Continuum Sky Brightness Using Magellan/FIRE. *PASP*, 124:1336–1346, décembre 2012.
- A. M. SWINBANK, R. G. BOWER, G. P. SMITH, R. J. WILMAN, I. SMAIL, R. S. ELLIS, S. L. MORRIS et J.-P. KNEIB : Resolved spectroscopy of a gravitationally lensed L^* Lyman-break galaxy at $z \sim 5$. *MNRAS*, 376:479–491, avril 2007.
- A. VERHAMME, D. SCHAEERER, H. ATEK et C. TAPKEN : 3D $\text{Ly}\alpha$ radiation transfer. III. Constraints on gas and stellar properties of $z \sim 3$ Lyman break galaxies (LBG) and implications for high- z LBGs and $\text{Ly}\alpha$ emitters. *A&A*, 491:89–111, novembre 2008.
- Y. YANG, M. RODRIGUES, M. PUECH, H. FLORES, F. ROYER, K. DISSEAU, T. GONÇALVES, F. HAMMER, M. CIRASUOLO, C. EVANS, G. LI CAUSI, R. MAIOLINO et C. MELO : Accurate Sky Continuum Subtraction with Fibre-fed Spectrographs. *The Messenger*, 151:10–13, mars 2013.

Chapitre 6

Simulations d'observations de galaxies à $z \geq 7$ et dimensionnement de MOSAIC

Sommaire

6.1	Analyse des résultats	127
6.2	Perspectives	146
	Bibliographie	146

J'ai effectué une série de simulations *end-to-end*, simulant la détection avec l'instrument MOSAIC :

- des raies UV interstellaires en absorption dans le spectre des galaxies à $z \sim 7$;
- de la raie Ly- α dans le spectre des galaxies à $z \sim 9$;
- du *break* Lyman dans le spectre des galaxies à $z \sim 9$;

et ce dans les deux modes d'observation de l'instrument (HMM avec et sans GLAO et HDM assisté par MOAO). Les résultats de ces simulations ont été présentés au SPIE qui s'est tenu à Montréal en juin 2014.

6.1 Analyse des résultats

Les courbes donnant le rapport signal à bruit obtenu dans le spectre résultant en fonction de la taille de l'ouverture pour le mode HMM ou de la taille du pixel de l'IFU pour le mode HDM, sont données en Figures 6.1, 6.2 et 6.3.

Ces simulations montrent que le cas le plus critique est la détection des raies UV interstellaires : un IFU de pixel 80 mas permet, en 40 heures de temps d'exposition, de les détecter dans des sources jusqu'à $J_{AB} \sim 27$. Je trouve, dans ce même mode d'observation, que les LAE et LBG sont détectables, en 10 heures d'exposition, jusqu'à des magnitudes respectivement de $J_{AB} \sim 30$ et $J_{AB} \sim 28$. En observant ces sources avec les mêmes temps d'exposition dans le mode HMM, les limites de détection sont typiquement de 0,5 à 1 magnitude plus faibles. Les premières conclusions tirées de ces simulations quant au dimensionnement de MOSAIC ont été principalement basées sur l'analyse des résultats concernant les sources que j'ai qualifiées de compactes ($R_{half}=100$ mas) ou de tailles moyennes ($R_{half}=150$ mas) dans mes simulations. Cette restriction est motivée par

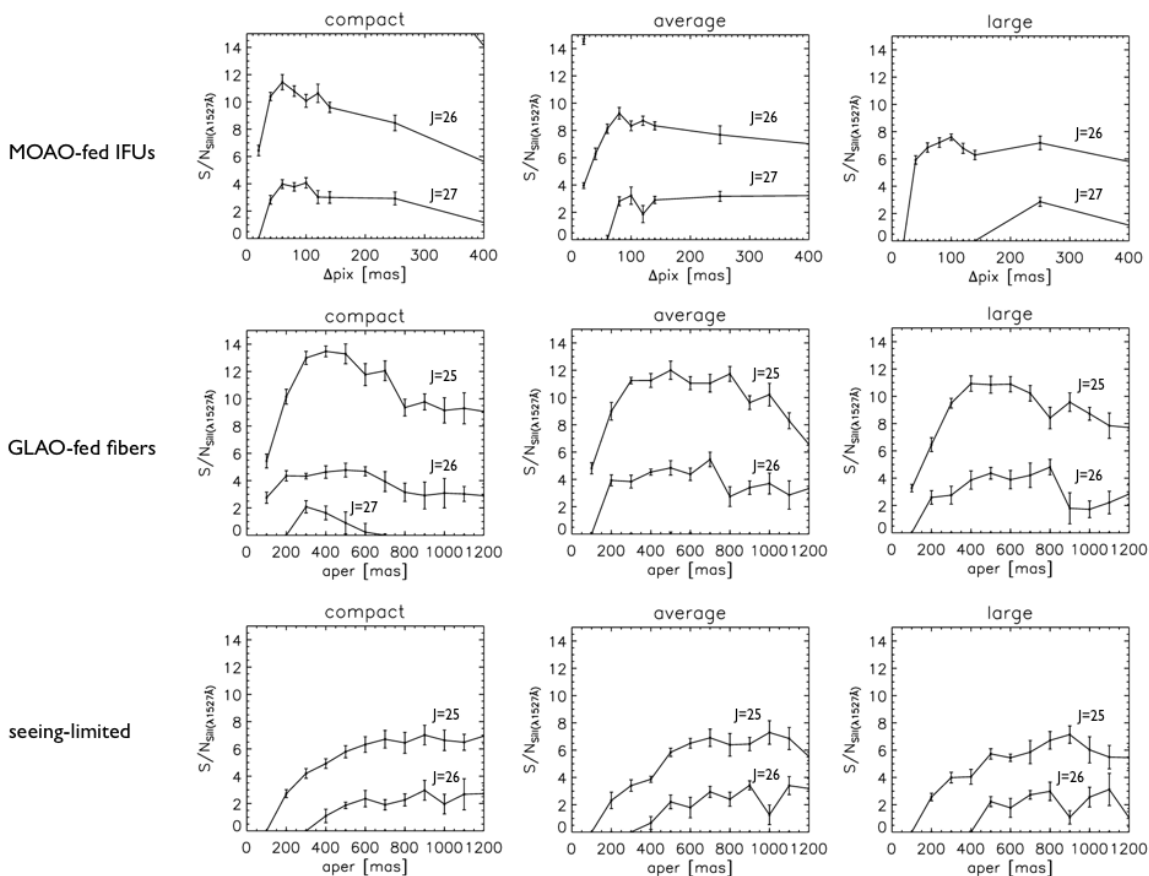


FIGURE 6.1 – Résultats des simulations d’observation des raies UV interstellaires dans une galaxie à $z \sim 7$ avec un temps d’intégration de 40 heures. Trois tailles typiques de galaxie sont simulées : galaxie compacte ($R_{\text{half}} = 100$ mas), de taille moyenne ($R_{\text{half}} = 150$ mas) et large ($R_{\text{half}} = 210$ mas). Pour chaque magnitude simulée, le rapport signal sur bruit dans la raie en absorption SiII ($\lambda = 1527\text{\AA}$) est tracé en fonction de la taille du pixel de l’IFU pour le mode haute définition spatiale, assisté par MOAO (panneau du haut) ou en fonction de la taille de l’ouverture dans laquelle la lumière est intégrée pour le mode haut multiplex, assisté simplement par la GLAO du télescope (panneau du milieu) ou sans aucune optique adaptative (panneau du bas).

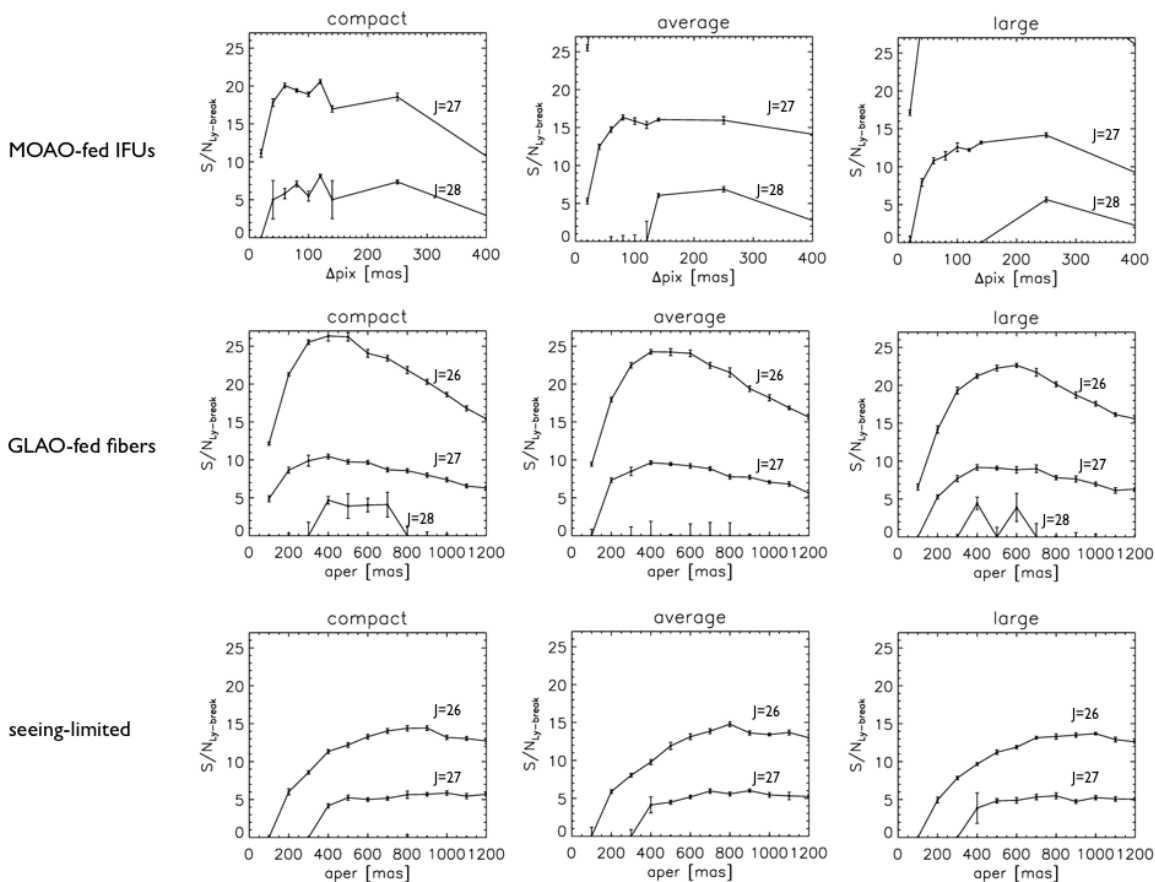


FIGURE 6.2 – Résultats des simulations d’observation de LBG à $z \sim 9$ avec un temps d’intégration de 10 heures. Trois tailles typiques de galaxie sont simulées : galaxie compacte ($R_{half} = 100$ mas), de taille moyenne ($R_{half} = 150$ mas) et large ($R_{half} = 210$ mas). Pour chaque magnitude simulée, le rapport signal sur bruit sur le break Lyman est tracé en fonction de la taille du pixel de l’IFU pour le mode haute définition spatiale, assisté par MOAO (panneau du haut) ou en fonction de la taille de l’ouverture dans laquelle la lumière est intégrée pour le mode haut multiplex, assisté simplement par la GLAO du télescope (panneau du milieu) ou sans aucune optique adaptative (panneau du bas).

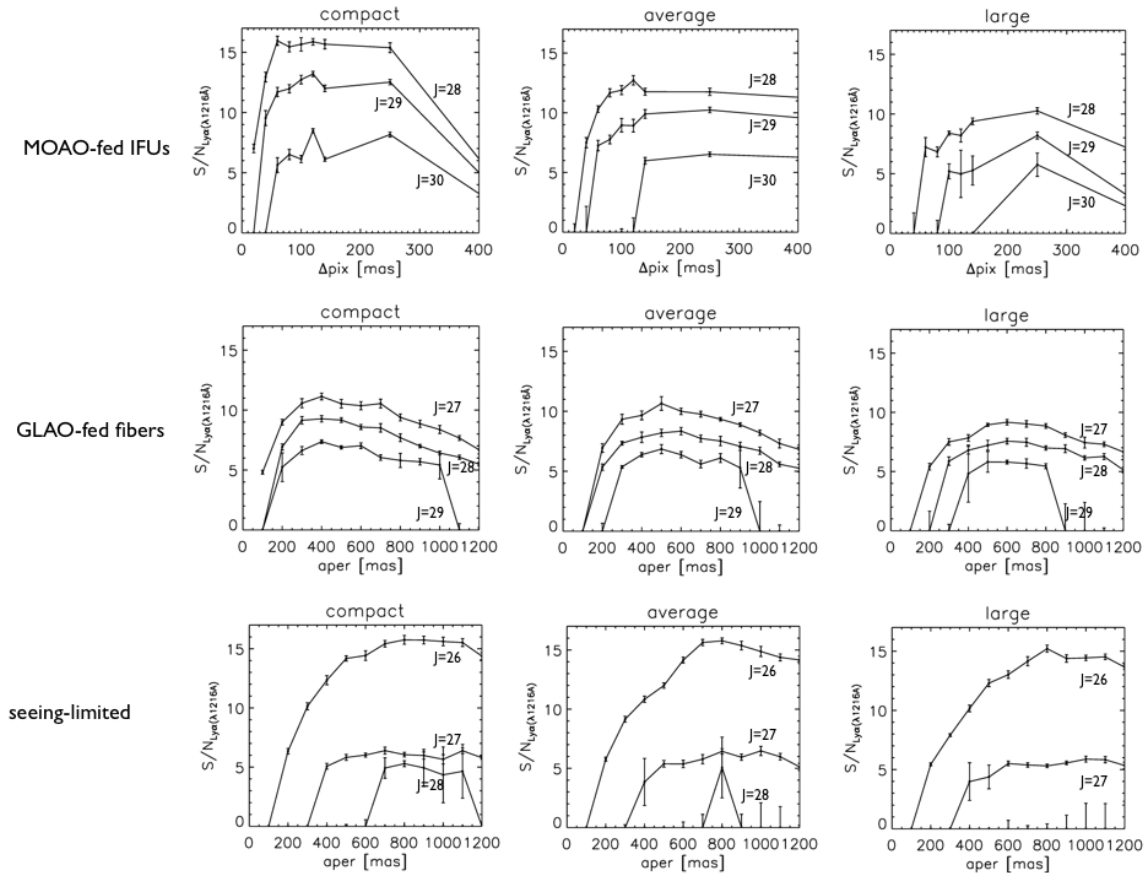


FIGURE 6.3 – Résultats des simulations d’observation de la raie Ly- α ($\lambda = 1216\text{\AA}$) dans une galaxie à $z \sim 9$ avec un temps d’intégration de 10 heures. Trois tailles typiques de galaxie sont simulées : galaxie compacte ($R_{half} = 100$ mas), de taille moyenne ($R_{half} = 150$ mas) et large ($R_{half} = 210$ mas). Pour chaque magnitude simulée, le rapport signal sur bruit dans la raie est tracé en fonction de la taille du pixel de l’IFU pour le mode haute définition spatiale, assisté par MOAO (panneau du haut) ou en fonction de la taille de l’ouverture dans laquelle la lumière est intégrée pour le mode haut multiplex, assisté simplement par la GLAO du télescope (panneau du milieu) ou sans aucune optique adaptative (panneau du bas).

l'hypothèse que les galaxies distantes sont majoritairement de taille $R_{half} < 150$ mas (Grazian *et al.*, 2012). L'interprétation des résultats change un peu si l'on considère à présent les sources de plus grandes tailles (voir Figures 6.1, 6.2 et 6.3) : dans le mode HDM, pour atteindre, avec le même temps d'intégration, les mêmes magnitudes limites, il semble nécessaire d'élargir la taille du pixel à plus de 200 mas. Dans le mode HMM, les résultats concernant les sources plus étendues semblent en revanche inchangés par rapport au cas compact.

D'autre part, le nombre de sources observées simultanément est environ 10 fois plus important dans le mode HMM que dans le mode HDM, ce qui amène à réfléchir sur un compromis entre l'utilisation des deux modes, en tenant compte également du nombre de sources observables attendues à ces décalages spectraux, pour optimiser l'efficacité des observations. Celle-ci se mesure par le *survey time*, dont l'optimisation est l'objectif même des observations multi-objets. Les conclusions et résultats sont détaillés dans l'article Disseau *et al.* 2014, SPIE, *Simulations of high-z galaxy observations with an ELT-MOS*.

Simulations of high- z galaxy observations with an ELT-MOS

Karen Disseau^a, Mathieu Puech^a, Hector Flores^a, François Hammer^a, Yanbin Yang^a, Laura Pentericci^b

^aGEPI, Observatoire de Paris, CNRS, Univ. Paris Diderot, 5 place Jules Janssen, 92190 Meudon, France;

^bINAF, Osservatorio Astronomico di Roma, via di Frascati 33, I-00040 Monte Porzio Catone, Italy

ABSTRACT

We present simulated observations of one of the major science cases for the 39m E-ELT, namely the detection of very high- z galaxies. We simulated the detection of UV interstellar lines at $z = 7$ and the detection of the Lyman alpha line and the Lyman break at $z = 9$, both with MOAO-assisted IFUs and GLAO-fed fibers. These simulations are performed with the scientific simulator we developed in the frame of the E-ELT phase A studies. First, we give a functional description of this simulator, which is coupled to a public web interface WEBSIM, and we then give an example of its practical use to constrain the high level specifications of MOSAIC, a new multi-object spectrograph concept for the E-ELT. Our simulations show that the most constraining case is the detection of UV interstellar lines. The optimal pixel size is found to be ~ 80 mas, which allows detecting UV lines up to $J_{AB} \sim 27$ in 40 hours of integration time. Lyman Alpha Emitters and Lyman Break Galaxies are detected respectively up to $J_{AB} \sim 30$ and $J_{AB} \sim 28$ with a 80 mas/pixel IFU and within only 10 hours of integration time. Detection limits are typically ~ 0.5 -1 mag fainter using MOAO-fed IFUs than using GLAO-fed fibers, but the multiplex is one magnitude larger in the mode using GLAO-fed fibers. We explore the optimal observational strategy for each observing mode considering these observing limits as well as the expected target densities.

Keywords: 3D Spectroscopy, integral field spectroscopy, multi-object spectroscopy, simulations, ELTs

1. INTRODUCTION

During the E-ELT instrument phase A studies, several MOS concept were studied, namely EAGLE¹, OPTIMOS-EVE² and OPTIMOS-DIORAMAS³. During the past years, these consortia, together with new partners, have joined their efforts to propose a new MOS concept at lower cost and complexity, called MOSAIC (see Hammer et al., these proceedings). The ELT-MOS White Paper (Evans et al. 2013⁴ and Evans et al., these proceedings) led the MOSAIC consortium to define two main observing modes, namely the High Definition Mode (HDM) with integral field units (IFUs) fed by multi-object adaptive optics (MOAO, see e.g. Hammer et al. 2004⁵) and the High Multiplex Mode (HMM) with mono-aperture fibers with ground layer adaptive optics (GLAO) or even seeing-limited resolutions.

In this paper, we present simulations of the first science case of MOSAIC, i.e. the first galaxies, in these two observing modes, which are both used here to study the integrated light emitted by the very first galaxies. We used these simulations to put constraints on the instrument specifications, such as the optimal pixel scale of the IFU in the HDM mode or the optimal aperture size in the HMM mode.

E-mail: karen.disseau@obspm.fr, Telephone: +33 (0)1 45 07 79 91

2. FIRST LIGHT GALAXIES : THE FIRST SCIENCE CASE OF MOSAIC

The goal of this science case is to identify the sources responsible for the reionisation of the Universe at $z \geq 6$. An inventory of the first galaxies is needed to constrain this history and get a complete picture of the star formation and quasar activity responsible for the reionisation. The detection of the Ly- α line ($\lambda_{rest} = 1215\text{\AA}$) is a widely used technique to detect Lyman alpha emitters (LAEs), an important sub-population of the very high- z galaxies. An alternative approach is to target continuum-selected Lyman break galaxies (LBGs) and measure their Lyman- α emission. For objects in which the Lyman- α emission will remain elusive, ultra-violet interstellar absorption lines are expected from the distant galaxies and may offer alternative redshifts determination. They are also used to study the interstellar medium and the properties of outflow winds in these galaxies. A full description of this science case can be found in the ELTMOS White Paper⁴. The White Paper defines the requirements for this science case, such as the spectral resolution which must be greater than 4000 to resolve the OH sky lines and target emission between them. It also requires the ELT-MOS to obtain a signal to noise ratio (SNR) of about 10 per resolution element for Lyman- α flux of $m_{AB} = 30$ sources in a few tens of hours of integration time.

3. METHODOLOGY

During the ESO E-ELT instrument phase A studies we have developed a versatile scientific simulation tool called WEBSIM*. It consists in a web interface coupled to an IDL code, which allows the user to perform full simulations of an observing mode with realistic PSFs. The pipeline produces datacubes in FITS format which mimicks the result of real observations. A full description of WEBSIM can be found in Puech et al. 2010⁶. The main steps of the process can be summarized as follows. First, a data cube with the spatial resolution of the telescope ($\sim \lambda/2D$ where D is the telescope diameter) is generated. In each pixel of this high resolution data cube a spectrum is constructed. Both spatial image and spectra are constructed from observations of local galaxies or from results of numerical simulations. The second step consists in convolving each spectral and spatial pixel of the high resolution data cube with a PSF, which is representative of the optical path through the atmosphere and the telescope. This PSF, which can model an AO system, is simulated using a dedicated pipeline. In the third step, the spatial sampling of the datacube is reduced to match that of the IFU of the simulated instrument. Finally, realistic sky as well as photon and detector noises are added. As this pipeline does not simulate the detector plane itself, it does not take into account the effects due to the data reduction process. The final datacube produced can thus be viewed as the final product of a given data reduction software, which has perfectly extracted the spectra and subtracted the sky to these spectra. The quality of the final reduced data depends mainly on the accuracy of the sky background subtraction process (see Puech et al., these proceedings, for more details about recent work that have been done to improve this process with fiber observations).

4. INPUTS AND SIMULATION SETUP

4.1 Scientific inputs

4.1.1 Simulations of UV interstellar lines at $z \sim 7$

The spatial distribution of the light relies on hydrodynamical simulations of local clumpy disks from Bournaud et al. 2007⁷, which have been rescaled to the typical sizes and fluxes observed with HST/WFC3 (Grazian et al. 2012⁸). We thus assumed three typical sizes for the simulated galaxies : a compact size ($R_{half}=100$ mas), an average size ($R_{half}=150$ mas) and a large size ($R_{half}=210$ mas). We considered a simulation grid of magnitudes from $J_{AB} = 22$ to $J_{AB} = 28$. The velocity field has also been rescaled to $V_{max}=140$ km/s to match an M_* galaxy at $z \sim 6 - 7$ (see e.g. Puech et al. 2008⁹ and references therein). Behind each spaxel of the cube is attached a $z \sim 3$ LBG spectrum from Shapley et al. 2003¹⁰ resampled at $R=4000$. Our simulation only focused on the SiII/CIV region redshifted at $z \sim 7$, between the OH sky lines.

*<http://websim.obspm.fr>

4.1.2 Simulations of LAEs and LBGs at $z \sim 9$

The spatial distribution of the light is the same as for the UV lines case. The simulated grid was extended to fainter magnitudes (up to $J_{AB}=30$). We modelled the Ly- α line as a truncated Gaussian on the blue side, following observations of LAEs at $z \sim 3 - 7$ (see e.g. Swinbank et al. 2007¹¹, Jiang et al. 2013¹², Hu et al. 2010¹³, Steidel et al. 2003¹⁴). We assumed a constant 200 km/s blueshift of the line compared to other nebula lines, consistent with the spatially constant outflow observed by Swinbank et al 2007¹¹ in a L^* lensed LBG at $z \sim 5$. The velocity width was scaled so that the spatially integrated spectrum has a width of $\sigma = 270$ km/s, following measurements by Hu et al 2010¹³ at $z = 5.7$ and $z = 6.5$. Finally, we increased the equivalent width (EW) of the line with the magnitude, according to the correlation between Ly- α EW and UV luminosity found by Jiang et al. 2013¹² at $z = 6 - 7$.

4.2 Adaptive Optics

The atmospheric correction is taken into account through the choice of the PSFs. We chose different PSFs available in the PSF library of WEBSIM. Most of them come from the ELT DRM or the EAGLE phase A study and were thus simulated for a 42-m telescope. We neglected the change of aperture and assume that these PSFs still apply to a 39-m telescope. We give below a brief description of these PSFs.

- Simulations in the HDM mode use an MOAO PSF coming from the EAGLE phase A study. This PSF was simulated using a Fourier approach (see Neichel et al. 2008¹⁵), i.e. the optical system is assumed linear and spatially invariant, so that the pupil is fully characterised by its power spectrum density from which the PSF is derived. This very convenient way to produce a PSF does not take into account the aperture-edge effects and assume an ideal infinite aperture. In this hypothetical MOAO system, 6 Laser Guide Stars (NGS) and 5 Natural Guide Stars (NGS) whose positions are modelled using a set of real stars positions, are used to perform a tomographic measurement of the turbulent atmospheric volume through a $7'$ field of view, assuming a seeing value of $0.9''$ at zenith at $\lambda = 0.5 \mu\text{m}$ and the ES0 C_n^2 profile with 10 layers. The optimal correction is deduced from the characteristics of the turbulent volume and applied assuming a single deformable mirror per direction of interest, here at 30° from the zenith, with an interactuator distance (pitch) of 0.38 m in the pupil plane (for a 42-m telescope).
- The GLAO PSF we used to simulate the HMM mode is generated by a hypothetical GLAO system, with three off-axis guide stars located at the edges of an equilateral triangle. The size of the guide stars constellation is $7'$ and the direction in which the PSF is calculated is taken as the center of the constellation. The interactuator pitch is 0.5 m in the pupil plane, the seeing is $0.8''$ at zenith at $0.5 \mu\text{m}$ and the atmosphere profile used is the same as for the MOAO PSF.
- A turbulent PSF, derived from the power spectrum density of the atmospheric turbulence, was also used to simulate the HMM mode, in order to conclude on the performance gain obtained with the GLAO compared to observations without any adaptive optics correction. This PSF was simulated assuming a seeing value of $0.9''$ at $0.5 \mu\text{m}$ at zenith.

Fig.1 gives a comparison of the Ensquared Energy (EE) as a function of aperture size : the MOAO PSF provides 30% of EE in a 80 mas square aperture, while the GLAO and seeing-limited PSFs provide only 8.4% and 1.5% respectively in the same box. We assume that the variations of seeing during the several hours of exposure time has a negligible effect in the final signal to noise ratio we obtain on the integrated spectra. We thus kept the PSF constant during the simulated integration time.

4.3 Observational inputs and exposure time

Atmospheric absorption is modelled following a Paranal-like site. Sky emission (continuum and OH sky lines) was accounted for using measured performed at Mauna Kea (see Sullivan et al. 2012¹⁷) rescaled to Paranal-like values. They include zodiacal emission, thermal emission from the atmosphere and an average amount of moonlight.

Specifying *dit* and *ndit* sets the total integration time as $t_{intg} = dit \times ndit$. In practice, we choose $dit = 600$ s to speed up the simulations while keeping a reasonable number of individual exposures, although realistic exposures will probably be much shorter because of sky variations and saturation of the detector.

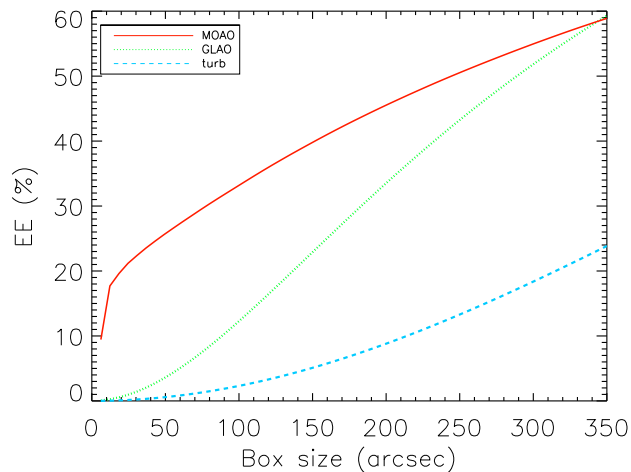


Figure 1. Ensquared energy as a function of the resolution aperture size (2 pixels per resolution element) for the MOAO PSF we used to simulate the High Definition Mode and for the two PSFs (GLAO and seeing limited) used to simulate the High Multiplex mode. The MOAO PSF gives 30% EE in a 80 mas box, which was the original EAGLE specification (see Puech et al. 2010¹⁶).

4.4 Telescope and instrument models

We assumed a 39 m E-ELT with a thermal background modelled using a grey body and assuming an emissivity of 5 per cent. The global throughput was assumed to be 30 per cent, detector quantum efficiency included. The instrument thermal background was modelled using two grey bodies, following a preliminary study of the thermal background of EAGLE (see Laporte et al. 2008¹⁸). The first one models the effect of the target acquisition system (TAS) and assumes a temperature of 240 K and an emissivity of 15 per cent. The second one models the effect of the spectrograph and assumes a temperature of 150 K and an emissivity of 69 per cent. For the detector, we relied on the description of a cooled Rockwell HAWAII-2RG IR array working at ~ 80 K with a readout noise (RON) of $2.3 e^-/\text{pix}$ and a dark current of $0.01 e^-/\text{s}/\text{pix}$ (see Rauscher et al. 2011¹⁹). Its saturation threshold was neglected in this study. Moreover, as the instrument and telescope thermal black body emissions are negligible compared to the sky background in J band (see Table 1 for illustration), we thus did not investigate varying the emissivities and temperatures of the grey bodies.

Temperatures (K) [Telescope, TAS, spectrograph]	[280, 240, 150]	[280, 240, 240]	[280, 280, 280]
Thermal background (photons/pixel)	9.02×10^{-5}	9.43×10^{-5}	5.12×10^{-3}

Table 1. Telescope and instrument black body emissions for different set of temperatures, calculated for a 600 s exposure time and a 80 mas pixel. They are to be compared with the **sky background emission** whose value is **124.02** photons per pixel on the continuum.

4.5 Sky subtraction

In the HDM mode we simulated the background measurement and subtraction in constructing a median sky spectrum from the sky spectra measured in each spaxel of the IFU. This median sky spectrum was then subtracted to the object spectrum in each spaxel. In the HMM mode, the sky background signal was integrated in the fiber aperture, mimicking the real situation of a dedicated fiber placed on the sky near the object (Cross Beam Switching Observations, see Puech et al., these proceedings). This sky spectrum was then subtracted to the object spectrum.

4.6 Analysis method

We investigated the case in which both the HDM and HMM observing modes are used to obtain an integrated spectrum of the object. In the HMM mode, the integrated spectrum is simply obtained by spatially integrating the light in a circle aperture. In the HDM mode, an integrated spectrum is constructed from the IFUs following a method explained in Rosales-Ortega et al. 2012²⁰ : spectra behind each pixel of the IFU are added by order of decreasing SNR until the resulting SNR stops increasing (see Fig. 2). Using this method makes the IFU more powerful to increase the signal to noise ratio of the integrated spectrum compared to that obtained by simply integrating the light within a mono-aperture fiber.

The definition of the signal to noise ratio depends on the scientific case studied.

- For the UV lines and Ly- α line cases, the SiII line and the Ly- α line are respectively fitted by a gaussian and a half-gaussian. The SNR is defined as the flux in the line over the noise on the continuum, following the relation explained in Flores et al. 2006²¹ :

$$\text{SNR}_{\text{line}} = \frac{\sum_{i=1}^N S_i}{\sqrt{N}\sigma} \quad (1)$$

where N is the number of spectral resolution elements in which the line is detected, S_i is the signal in the pixel i and σ is the dispersion of the noise on the continuum of the spectrum between the OH lines. We kept only the spectra in which the maximum of the fitted line is above two times the noise on the continuum.

- The signal to noise ratio on the Lyman break is defined as follows :

$$\text{SNR}_{\text{break}} = \frac{f_r - f_l}{\sqrt{\frac{\sigma_r^2}{N_r} + \frac{\sigma_l^2}{N_l}}} \quad (2)$$

where f_l and f_r are the mean values of the signal on the left and right sides of the Ly- α line respectively, σ_l and σ_r are the corresponding standard deviations and N_l and N_r are the number of spectral pixels from which the mean fluxes and standard deviations are calculated using a sigma-clipping to mask the OH lines. We set a threshold of SNR=5 below which the spaxels are not taken into account to construct the integrated spectrum.

Each simulation was repeated 32 times. We then calculated the median signal to noise ratio on these 32 realisations, and estimated the error on this value by using a bootstrapping method.

5. RESULTS

5.1 UV Interstellar Lines at $z \sim 7$

The results are illustrated in Fig. 3. They show that by using the HDM mode, the SiII absorption line in a galaxy with $J_{AB}=26-27$ should be detected with an integration time of ~ 40 hours. The optimal IFU pixel scale to reach the required SNR is found to range from 60 to 100 mas. By using the HMM mode with the same integration time, it will be possible to study the UV lines only up to $J \sim 25.5$, with a GLAO correction, and $J \sim 25$ without any AO correction. The SNR curves show that the optimal aperture with a GLAO correction is $\sim 400-600$ mas, while it becomes close to 800-1000 mas without any AO correction.

5.2 Lyman Break Galaxies at $z \sim 9$

The results are shown in Fig. 4. As for the LAE case, the optimal IFU pixel size is found to be around 40-120 mas and the Lyman break (i.e. the difference between the continuum values on the blue and red sides of the Ly- α line) in galaxies with $J_{AB} \sim 28$ should be detected with 10 hours of integration time with the HDM mode. Using the HMM mode, it should be possible to detect the break in galaxies up to $J_{AB} \sim 27$, and the optimal apertures are found to be $\sim 400-700$ and $\sim 800-1000$ in GLAO and seeing limited regimes respectively.

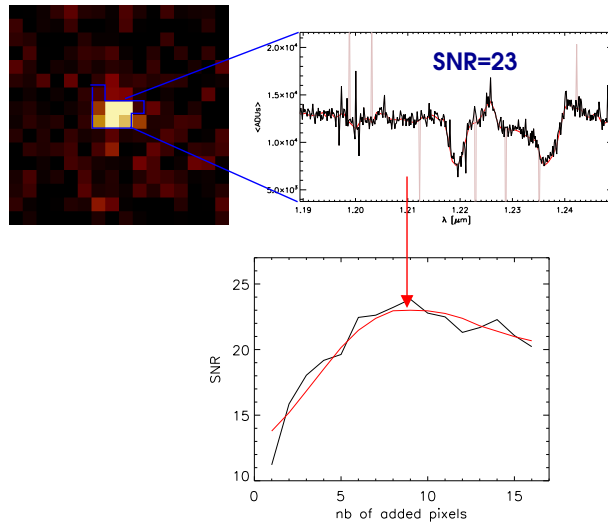


Figure 2. Method to construct an integrated spectrum from IFU observations : spectra are added by order of decreasing signal to noise ratio until the signal to noise ratio of the resulting spectrum stops increasing. This method has the advantage of selecting the regions of the galaxy where the signal to noise ratio is the highest and of rejecting the pixels where the background dominates. The SNR curve was smoothed using a polynomial filter (the red curve on the plot) in order to identify the maximum.

5.3 Lyman- α Emitters at $z \sim 9$

The results are shown in Fig. 5. In the HDM mode, the maximal SNR is obtained for pixel sizes ranging between 60 and 120 mas, and in the HMM mode, it is obtained for aperture sizes ranging between 400 and 600 mas with a GLAO correction and between 700 and 1000 mas in seeing limited observations. Simulations show that the Lyman- α line at $J_{AB}=30$ and with an EW of 70\AA should be easily detected with such pixel scales within ~ 10 hours of integration time with the HDM mode. In the HMM mode, it should be possible to detect the line in galaxies up to $J_{AB} \sim 29$ with GLAO and $J_{AB}=28$ in seeing limited observations (the EW width of the line was assumed to be 40\AA at $J_{AB} \sim 29$ and 20\AA at $J_{AB} \sim 28$).

5.4 Optimal apertures

The observation of UV interstellar lines is the most dimensioning case in terms of IFU pixel scale because it already takes 40 hours with IFU observations to obtain the required SNR of 10 per resolution element for $J_{AB} = 26.5$ sources. We will thus adopt an optimal IFU pixel scale of 80 mas for the HDM mode. By stacking spectra of galaxies or in the frame of a large programme with a few hundreds of hours of exposure time, it would be probably possible to study sources up to $J_{AB} = 27 - 28$.

The optimal aperture size deduced from observations of LAEs and LBGs is about 400-500 mas with the GLAO-fed HMM mode and about 700-800 in a seeing limited HMM mode. Taking into account the $\sim 0.13''$ pointing accuracy of the E-ELT, these optimal apertures become ~ 600 mas with GLAO and ~ 900 mas in seeing limited regime. The results and trade-offs on the pixel and aperture sizes between the three science cases that have been studied are given in Table 2 and Fig.6.

5.5 MOAO vs GLAO and seeing

Detection limits are typically 0.5 to 1 magnitude fainter using MOAO-fed IFUs instead of GLAO-fed fibers. A trade-off, which is discussed in section 6, has to be done between the multiplex and the exposure time required on each source, taking into account the source density at the reached limited magnitude. In a seeing-limited regime, the detection limits are 0.5 to 1 mag less than those reached with GLAO, resulting in much larger exposure time to reach the best limited magnitudes expected with GLAO-fed fibers and MOAO-fed IFUs. We thus conclude that GLAO is required in the HMM mode.

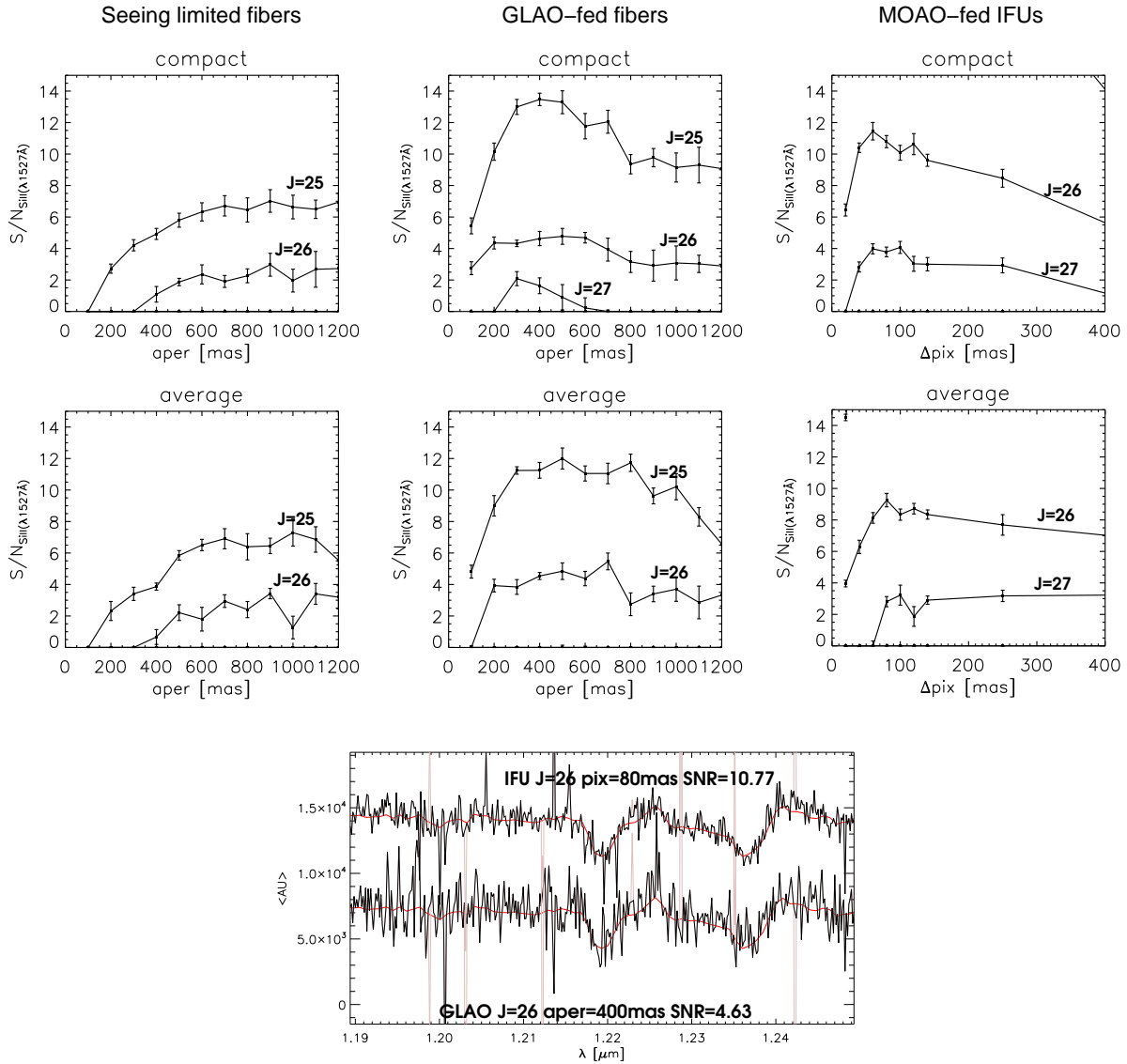


Figure 3. Results of simulated observations of UV interstellar absorption lines at $z \sim 7$ with $t_{intg} = 40$ hrs on source. The top panels show the SNR in the SiII ($\lambda = 1527\text{\AA}$) absorption line from integrated spectra of compact ($R_{half} = 100$ mas) and average ($R_{half} = 150$ mas) sources as a function of the aperture size in the High Multiplex Mode or of the IFU pixel size in the High Definition Mode (MOAO-fed IFUs). Example of such integrated spectra both in HDM and HMM (GLAO case) modes are superimposed in the bottom panel for $J_{AB} = 26$.

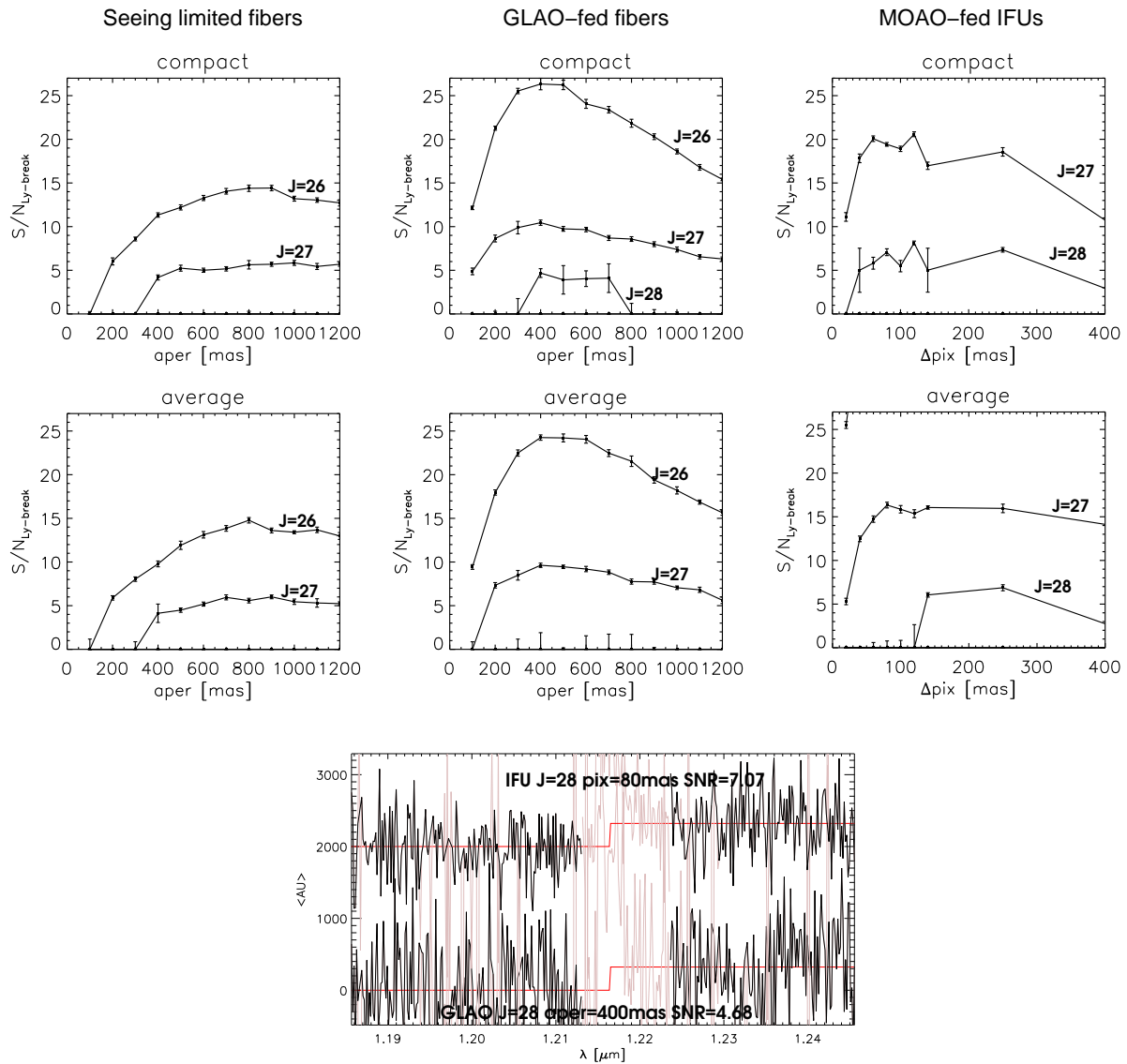


Figure 4. Results of simulated observations of LBGs at $z \sim 9$ with $t_{intg} = 10$ hrs on source. The top panels show the SNR on the Lyman break ($\lambda = 912\text{\AA}$) from integrated spectra of compact ($R_{half} = 100$ mas) and average ($R_{half} = 150$ mas) sources as a function of the aperture size in the High Multiplex Mode or of the IFU pixel size in the High Definition Mode. Example of such integrated spectra both in HDM and HMM (GLAO case) are superimposed in the bottom panel for $J = 28$.

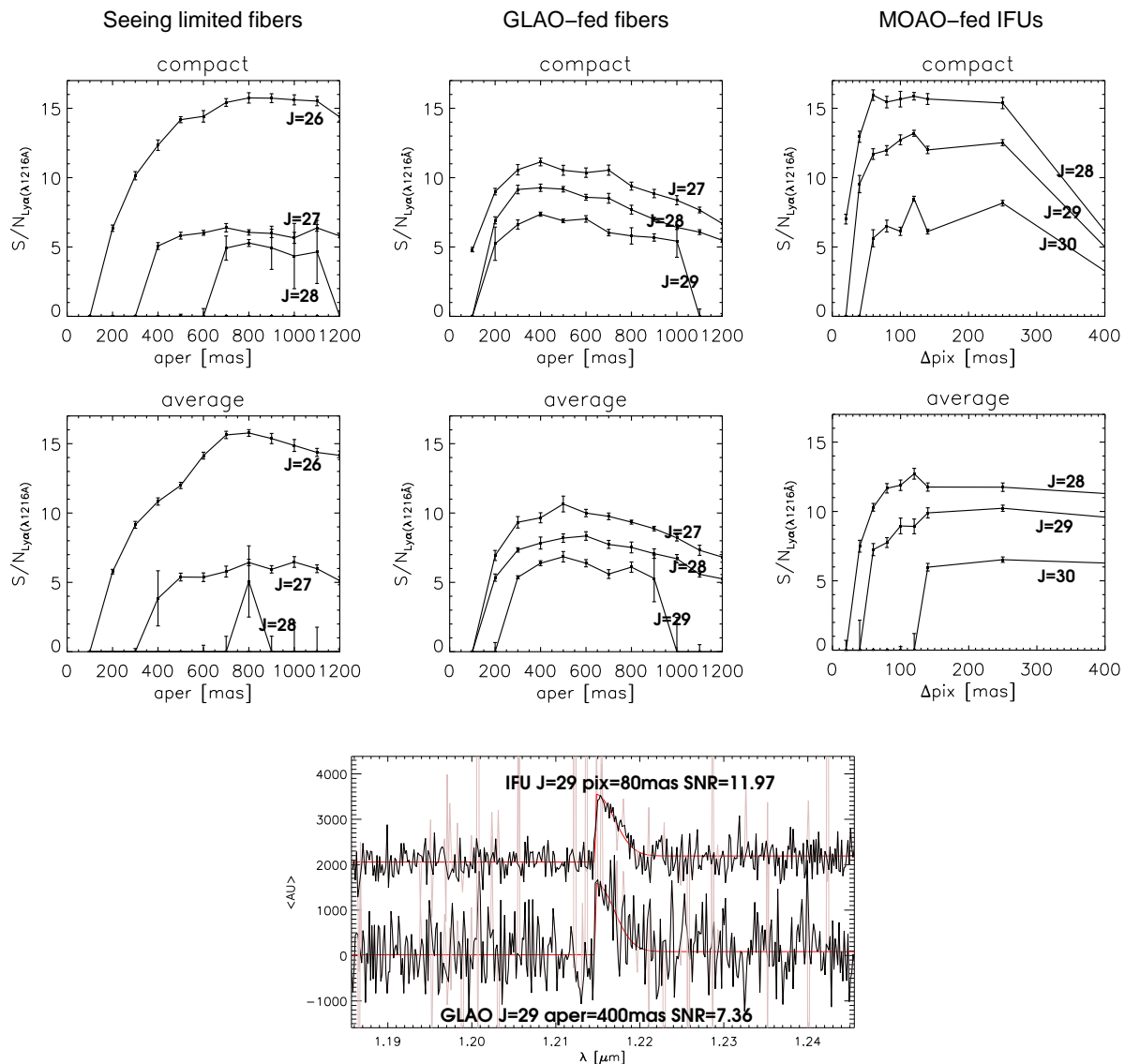


Figure 5. Results of simulated observations of LAEs at $z \sim 9$ with $t_{intg} = 10$ hrs on source. The top panels show the SNR in the Ly- α line ($\lambda = 1216\text{\AA}$) from integrated spectra of compact ($R_{half} = 100$ mas) and average ($R_{half} = 150$ mas) sources as a function of the aperture size in the High Multiplex Mode or of the IFU pixel size in the High Definition Mode (MOAO-fed IFUs). Example of such integrated spectra both in HDM and HMM (GLAO case) modes are superimposed in the bottom panel for $J = 29$. In our simulations, the equivalent width of the Ly- α line was assumed to be 10\AA up to $J_{AB} = 27$, then 20\AA at $J_{AB} = 28$, 40\AA at $J_{AB} = 29$ and 70\AA at $J_{AB} = 30$, following observations by Jiang et al. 2013¹² at lower redshifts.

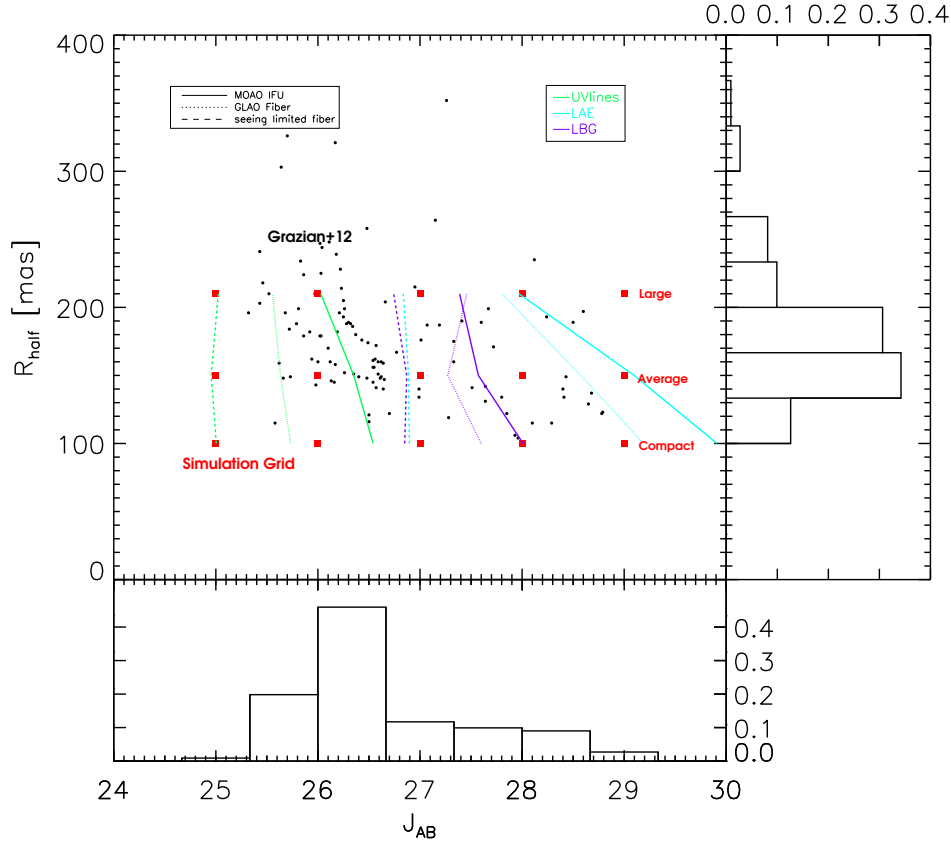


Figure 6. Observed J_{AB} vs R_{half} distributions of $z \sim 7$ LBG candidates by Grazian et al. 2012. Simulated observation grid is indicated as red squares. The color lines show the limit at which SNR=10 is reached for the optimal pixel size or the optimal aperture size (depending on the HDM or HMM observing mode).

	UVlines	LBG	LAE	Trade-off
HDM	$J_{lim}=27$ pix=60-100 mas	$J_{lim}=28$ pix=40-120 mas	$J_{lim}=30$ pix=60-120 mas	pix=80 mas
HMM GLAO	$J_{lim}=25.5$ aper=400-600 mas	$J_{lim}=27.5$ aper=400-700 mas	$J_{lim}=29$ aper=400-600 mas	aper=0.5'' \rightarrow \sim 0.6''
HMM seeing	$J_{lim}=25$ aper=800-1000 mas	$J_{lim}=26.5$ aper=800-1000	$J_{lim}=27$ aper=700-1000	aper=0.9'' \rightarrow \sim 1''

Table 2. Summary of the results for each science case, giving the optimal pixel scale or aperture and the limited magnitude reached with 40hrs of integration time for UV lines and 10 hrs of integration time for LAEs and LBGs.

6. OBSERVATIONAL STRATEGY

A metric is necessary to evaluate in each case which of the HDM mode or the HMM mode will be the most efficient. The most relevant metric is certainly the survey time that we want to minimize. The survey time is defined as follows :

$$T = \frac{n_{obj} \times t_{intg}}{\text{Multiplex}} \quad (3)$$

where t_{intg} is the integration time on one source required to achieve a given signal to noise ratio, and n_{obj} is the number of sources that will be observed in a field of view. The fraction $n_{obj}/\text{Multiplex}$ represents the number of

fiber or IFUs in the focal plane. The number of observable sources depends on the redshift and the luminosity function. Our calculations are based on the integrated luminosity functions defined in McLure et al. 2013²² (see also the White Paper⁴), from which we deduced the number of sources that will be observable in an E-ELT field of view (~ 40 arcmin²) up to a given limited magnitude. The $z \sim 7$ luminosity function integrated up to $J_{AB} \sim 27$ gives less than one source per arcmin². The Lyman break and the Lyman alpha line are redshifted in J band both at $z = 7$ and $z = 9$. The integration of the $z = 8$ and $z = 9$ luminosity functions up to $J = 29$ for LBGs and $J = 30$ for LAEs gives ~ 15 and ~ 50 -60 sources per arcmin² respectively. Let us assume a hypothetical observing programme in which we plan to observe with one pointing 600 observable galaxies with Lyman- α emission at $z = 9$ in the E-ELT field of view up to $J_{AB} = 30$, which is the limited magnitude for which we can obtain a SNR=10 in 10 hours of integration time. We calculated the integration time which would be required to observe sources up to the same magnitude by using the HMM mode (GLAO and seeing-limited), knowing from the results presented above the limited magnitude reached in 10 hours of integration time (for example $J_{AB} = 29$ in GLAO-fed HMM mode) and assuming that in a background limited regime $\text{SNR} \propto \sqrt{t_{intg}}$ and $\text{SNR} \propto flux \propto 10^{0.4mag}$ (for example, we calculated that 63 hours are required to reach $J_{AB} = 30$ with the GLAO-fed HMM mode). The survey time is then calculated following eq. 3. We did the same exercise for the Lyman Break and for the UV interstellar lines in galaxies that we would plan to observe up to the limited magnitude reached in the deepest mode (i.e. the HDM mode here). We present in Table 3 the calculated survey times assuming three different configurations :

- A High Multiplex Mode with a multiplex of 100 and a High Definition Mode with a multiplex of 10
- A High Multiplex Mode with a multiplex of 100 and a High Definition Mode with a multiplex of 20
- A High Multiplex Mode with a multiplex of 200 and a High Definition Mode with a multiplex of 10.

	UVlines	LBG	LAE
J_{lim}	27	28	30
# sources	$\lesssim 20$	~ 50	~ 600
	individual exposure time		
HDM	100 hrs	10 hrs	10 hrs
HMM GLAO	365 hrs	25 hrs	63 hrs
HMM seeing	1592 hrs	91 hrs	2512 hrs

	UVlines	LBG	LAE
CONFIG 1			
HDM	200 hrs	50 hrs	600 hrs
HMM GLAO	365 hrs	25 hrs	378 hrs
HMM seeing	1592 hrs	91 hrs	15072 hrs
CONFIG 2			
HDM	100 hrs	30 hrs	300 hrs
HMM GLAO	365 hrs	25 hrs	378 hrs
HMM seeing	1592 hrs	91 hrs	15072 hrs
CONFIG 3			
HDM	200 hrs	50 hrs	600 hrs
HMM GLAO	365 hrs	25 hrs	189 hrs
HMM seeing	1592 hrs	91 hrs	7536 hrs

Table 3. Survey Time for each science case necessary to reach a SNR=10 on the faintest sources (at J_{lim} in AB mag). The number of observable sources is calculated from the integrated luminosity function of McLure et al. 2013²² up to J_{lim} , at $z = 7$ for UV lines case and $z = 8$ and $z = 9$ both for LAE and LBG cases. Configuration 1 assumes a multiplex of 10 for the HDM mode and a multiplex of 100 for the HMM mode, configuration 2 assumes a multiplex of 20 for the HDM mode and a multiplex of 100 for the HMM mode and configuration 3 assumes a multiplex of 10 for the HDM mode and a multiplex of 200 for the HMM mode.

These estimations show that the HDM mode is the most powerful mode to study the UV interstellar lines of galaxies at $z = 7$ because of the small number of expected sources, which is much lower than the multiplex of the HMM mode. We also notice that the higher the ratio between the HMM and HDM multiplex is, the more favoured the HMM mode is, provided that it is GLAO-assisted. Indeed, these results show that a seeing limited HMM mode cannot be competitive compared to the HDM mode because its higher multiplex does not suffice to compensate the much larger exposure time required to reach the same performance. Assuming that the HMM mode will be assisted by GLAO, we can define strategies mixing the two observing modes. For example, let

us imagine that we use the HMM mode to observe LAEs up to $J_{AB} = 29.5$ at $z = 8$ and $z = 9$ (~ 9 sources per arcmin², i.e. 360 sources in an E-ELT field of view) : we estimate from previous results that 25 hours of integration time are required to obtain a SNR of 10 per resolution element for $J_{AB} = 29.5$ sources, which has the advantage to be much lower than the required time to observe the faintest sources up to $J_{AB} = 30$ with the HMM mode only. Sources with magnitudes between 29.5 and 30 (~ 240 sources) are observed with the HDM mode with 10 hours of integration time on each source, which is sufficient to reach a SNR of 10. We give the resulting survey times in Table 4 compared to the survey time obtained with the use of the HMM mode only. In this case, assuming 20 IFUs and 100 fibers, such a mix between the modes decreases the survey time. We can do the same exercise with LBG observations, by assuming the use of the HMM mode up to $J_{AB} = 27.5$ with 10 hours of integration time on source and the use of the HDM mode for the sources with magnitudes in the range 27.5–28. The luminosity functions show that few sources are expected up to $J_{AB} = 28$, so that the number of LBG candidates are small compared to the multiplex of the HMM mode. The advantage of mixing the two modes is thus less conclusive (see Table 4).

LAE	HMM+HDM	HMM only	LBG	HMM+HDM	HMM only
config 1	380 hrs	378 hrs	config 1	30 hrs	25 hrs
config 2	220 hrs	378 hrs	config 2	20 hrs	25 hrs
config 3	290 hrs	189 hrs	config 3	30 hrs	25 hrs

Table 4. *Left table* : Example of a mixed use of HDM mode and HMM mode to observe LAEs up to $J_{AB} = 30$: 360 sources are observed up to $J_{AB} = 29.5$ with HMM mode and 25 hours of integration time required to reach an SNR=10 per resolution element, and 240 sources of magnitudes between 29.5 and 30 are observed with the HDM mode with 10 hours of integration time required to reach SNR=10 for the faintest sources. For comparison, the survey time assuming the use of the HMM mode only (63 hrs of integration time required to reach SNR=10 for $J_{AB} = 30$ sources) are recalled. *Right table* : Observations of LBGs up to $J_{AB} = 28$ mixing the two modes : ~ 20 sources are observed up to $J_{AB} = 27.5$ with HMM mode and 10 hrs of integration time and 30 sources of magnitudes between 27.5 and 28 are observed with the HDM mode with 10 hrs of integration time. With HMM mode only, 25 hrs of integration are required to reach a SNR=10 for $J_{AB} = 28$ sources. Configuration 1 assumes a HDM multiplex of 10 and a HMM multiplex of 100, configuration 2 assumes a HDM multiplex of 20 and a HMM multiplex of 100 and configuration 3 assumes a HDM multiplex of 10 and a HMM multiplex of 200.

7. CONCLUSION

We used WEBSIM to simulate the first science case of MOSAIC, namely the detection of very high- z galaxies, and put constrains on the pixel scale of the IFUs for the HDM mode and on the optimal aperture size for the HMM mode. We found that the more dimensioning case is the study of UV interstellar absorption lines : magnitudes up to $J_{AB} \sim 27$ should be reached within 40 hours of integration time by using the HDM mode with an IFU pixel scale of ~ 80 mas, assuming an MOAO system delivering 30% of ensquared energy in a 80 mas square aperture size. The optimal aperture in HMM mode is found to be ~ 600 mas, taking into account the pointing accuracy. Deep LAE spectra up to $J_{AB} = 30$ should be easily obtained in a few tens hours of integration time both with the HDM mode and the HMM mode. The Lyman break in galaxies without Lyman- α emission should be detected in galaxies up to $J_{AB} \sim 28$ with the same range of integration time by using the HDM mode as well as the HMM mode. We also showed that GLAO is required in the HMM mode to achieve the required signal to noise ratio in a reasonable exposure time. Providing this correction, and depending on the source density, we can define strategies to speed up the total survey time by using simultaneously the two observing modes, keeping the IFUs for the faintest sources. Some additionnal simulations will be performed with updated MOAO and GLAO PSFs that will be provided in the frame of the COMPASS project, funded by the French ANR. These new PSFs will allow us to study how much we can relax the constrains on the adaptive optics without degrading the instrument performances. A next step will also consist in including in the simulator the temporal and spatial background variations, thanks to recent work (see Puech et al., these proceedings), and thus taking into account the sky background subtraction process for integrated light observations. This could result in slightly different conclusions about the observationnal strategy, making probably the HDM mode more competitive in cases for which a trade-off between the two modes does not seem obvious.

REFERENCES

- [1] J.-G. Cuby, S. Morris, T. Fusco, M. Lehnert, P. Parr-Burman, G. Rousset, J.-P. Amans, S. Beard, I. Bryson, M. Cohen, N. Dipper, C. Evans, M. Ferrari, E. Gendron, J.-L. Gimenez, D. Gratadour, P. Hastings, Z. Hubert, E. Hugot, P. Jagourel, P. Laporte, V. Lebrun, D. Le Mignant, F. Madec, R. Myers, B. Neichel, T. Morris, C. Robert, H. Schnetler, M. Swinbank, G. Talbot, W. Taylor, F. Vidal, S. Vivès, P. Vola, N. Welikala, and M. Wells, “EAGLE: a MOAO fed multi-IFU NIR workhorse for E-ELT,” in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series* **7735**, July 2010.
- [2] R. Navarro, F. Chemla, P. Bonifacio, H. Flores, I. Guinouard, J.-M. Huet, M. Puech, F. Royer, J. H. Pragt, G. Wulterkens, E. C. Sawyer, M. E. Caldwell, I. A. J. Tosh, M. S. Whalley, G. F. W. Woodhouse, P. Spanò, P. di Marcantonio, M. I. Andersen, G. B. Dalton, L. Kaper, and F. Hammer, “Project overview of OPTIMOS-EVE: the fibre-fed multi-object spectrograph for the E-ELT,” in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series* **7735**, July 2010.
- [3] O. Le Fèvre, D. Maccagni, S. Paltani, L. Hill, D. Le Mignant, L. Tresse, F. Garzon Lopez, O. Almaini, J. Brinchmann, S. Charlot, B. Ciardi, A. Fontana, J. Gallego, B. Garilli, O. Ilbert, B. Meneux, V. de Caprio, B. Delabre, L. Genolet, M. Jaquet, L. Martin, F. Roman, and G. Rousset, “DIORAMAS: a wide-field visible and near-infrared imaging multi-slit spectrograph for the EELT,” in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series* **7735**, July 2010.
- [4] C. Evans, M. Puech, B. Barbuy, N. Bastian, P. Bonifacio, E. Caffau, J.-G. Cuby, G. Dalton, B. Davies, J. Dunlop, H. Flores, F. Hammer, L. Kaper, B. Lemasle, S. Morris, L. Pentericci, P. Petitjean, D. Schaerer, E. Telles, N. Welikala, and B. Ziegler, “ELT-MOS White Paper: Science Overview and Requirements,” *ArXiv e-prints*, Feb. 2013.
- [5] F. Hammer, M. Puech, F. F. Assemat, E. Gendron, F. Sayede, P. Laporte, M. Marteaud, A. Liotard, and F. Zamkotsian, “FALCON: a concept to extend adaptive optics corrections to cosmological fields,” in *Second Backaskog Workshop on Extremely Large Telescopes*, A. L. Ardeberg and T. Andersen, eds., *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series* **5382**, pp. 727–736, July 2004.
- [6] M. Puech, Y. B. Yang, and H. Flores, “Web-based scientific simulation tools for E-ELT instruments,” in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series* **7735**, July 2010.
- [7] F. Bournaud, B. G. Elmegreen, and D. M. Elmegreen, “Rapid Formation of Exponential Disks and Bulges at High Redshift from the Dynamical Evolution of Clump-Cluster and Chain Galaxies,” *ApJ* **670**, pp. 237–248, Nov. 2007.
- [8] A. Grazian, M. Castellano, A. Fontana, L. Pentericci, J. S. Dunlop, R. J. McLure, A. M. Koekemoer, M. E. Dickinson, S. M. Faber, H. C. Ferguson, A. Galametz, M. Giavalisco, N. A. Grogin, N. P. Hathi, D. D. Kocevski, K. Lai, J. A. Newman, and E. Vanzella, “The size-luminosity relation at $z = 7$ in CANDELS and its implication on reionization,” *A&A* **547**, p. A51, Nov. 2012.
- [9] M. Puech, H. Flores, M. Lehnert, B. Neichel, T. Fusco, P. Rosati, J.-G. Cuby, and G. Rousset, “Coupling MOAO with integral field spectroscopy: specifications for the VLT and the E-ELT,” *MNRAS* **390**, pp. 1089–1104, Nov. 2008.
- [10] A. E. Shapley, C. C. Steidel, M. Pettini, and K. L. Adelberger, “Rest-Frame Ultraviolet Spectra of $z \sim 3$ Lyman Break Galaxies,” *ApJ* **588**, pp. 65–89, May 2003.
- [11] A. M. Swinbank, R. G. Bower, G. P. Smith, R. J. Wilman, I. Smail, R. S. Ellis, S. L. Morris, and J.-P. Kneib, “Resolved spectroscopy of a gravitationally lensed L^* Lyman-break galaxy at $z \sim 5$,” *MNRAS* **376**, pp. 479–491, Apr. 2007.
- [12] L. Jiang, E. Egami, M. Mechtley, X. Fan, S. H. Cohen, R. A. Windhorst, R. Davé, K. Finlator, N. Kashikawa, M. Ouchi, and K. Shimasaku, “Physical Properties of Spectroscopically Confirmed Galaxies at $z \geq 6$. I. Basic Characteristics of the Rest-frame UV Continuum and $\text{Ly}\alpha$ Emission,” *ApJ* **772**, p. 99, Aug. 2013.
- [13] E. M. Hu, L. L. Cowie, A. J. Barger, P. Capak, Y. Kakazu, and L. Trouille, “An Atlas of $z = 5.7$ and $z = 6.5$ $\text{Ly}\alpha$ Emitters,” *ApJ* **725**, pp. 394–423, Dec. 2010.

- [14] C. C. Steidel, K. L. Adelberger, A. E. Shapley, M. Pettini, M. Dickinson, and M. Giavalisco, “Lyman Break Galaxies at Redshift $z \sim 3$: Survey Description and Full Data Set,” *ApJ* **592**, pp. 728–754, Aug. 2003.
- [15] B. Neichel, T. Fusco, and J.-M. Conan, “Tomographic reconstruction for wide-field adaptive optics systems: Fourier domain analysis and fundamental limitations,” *Journal of the Optical Society of America A* **26**, p. 219, Dec. 2008.
- [16] M. Puech, M. Lehnert, Y. Yang, J.-G. Cuby, S. Morris, C. Evans, B. Neichel, T. Fusco, G. Rousset, and H. Flores, “The physics of galaxy evolution with EAGLE,” in *Adaptive Optics for Extremely Large Telescopes*, 2010.
- [17] P. W. Sullivan and R. A. Simcoe, “A Calibrated Measurement of the Near-IR Continuum Sky Brightness Using Magellan/FIRE,” *PASP* **124**, pp. 1336–1346, Dec. 2012.
- [18] P. Laporte, F. Chemla, M. Puech, E. Gendron, P. Hastings, and P. Vola, “Initial opto-thermal modelling of the EAGLE instrument to maximise SNR performance and resulting design considerations,” in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series* **7014**, Aug. 2008.
- [19] B. J. Rauscher, D. J. Lindler, D. B. Mott, Y. Wen, P. Ferruit, and M. Sirianni, “The Dark Current and Hot Pixel Percentage of James Webb Space Telescope $5 \mu\text{m}$ Cutoff HgCdTe Detector Arrays as Functions of Temperature,” *PASP* **123**, pp. 953–957, Aug. 2011.
- [20] F. F. Rosales-Ortega, S. Arribas, and L. Colina, “Integrated spectra extraction based on signal-to-noise optimization using integral field spectroscopy,” *A&A* **539**, p. A73, Mar. 2012.
- [21] H. Flores, F. Hammer, M. Puech, P. Amram, and C. Balkowski, “3D spectroscopy with VLT/GIRAFFE. I. The true Tully Fisher relationship at $z \sim 0.6$,” *A&A* **455**, pp. 107–118, Aug. 2006.
- [22] R. J. McLure, J. S. Dunlop, R. A. A. Bowler, E. Curtis-Lake, M. Schenker, R. S. Ellis, B. E. Robertson, A. M. Koekemoer, A. B. Rogers, Y. Ono, M. Ouchi, S. Charlot, V. Wild, D. P. Stark, S. R. Furlanetto, M. Cirasuolo, and T. A. Targett, “A new multifield determination of the galaxy luminosity function at $z = 7-9$ incorporating the 2012 Hubble Ultra-Deep Field imaging,” *MNRAS* **432**, pp. 2696–2716, July 2013.

6.2 Perspectives

Ces simulations ont montré le grand potentiel d'un instrument tel que MOSAIC pour la détection et l'étude des galaxies à très grand décalages spectraux : des spectres de LAE pourraient être obtenus jusqu'à des magnitudes $J \sim 30$ en quelques dizaines heures de temps d'intégration, que ce soit avec le mode HDM ou HMM. Ces résultats prometteurs sont à présent à élargir. En effet, l'objectif des simulations que j'ai effectuées était d'explorer l'espace des paramètres techniques pour préciser la contrainte sur la taille du pixel de l'IFU, relativement à cet objectif scientifique. J'ai ainsi mis en avant qu'un pixel de 80 mas suffisait à atteindre les performances requises, avec une correction de MOAO fournissant une énergie encadrée de 30% dans un élément de résolution de 80 mas.

La première étape, pour aller plus loin dans ces simulations, consisterait à mettre à jour les PSF utilisées, que ce soit des PSF de GLAO ou MOAO, grâce à de nouvelles simulations d'optique adaptative, en prenant en compte notamment les changements dans le design du télescope E-ELT depuis l'époque de EAGLE. Ces nouvelles simulations sont en cours de réalisation, dans le cadre du projet COMPASS financé par l'ANR. Dans le cadre de ce projet également, l'interface du simulateur WEBSIM est mis à jour, avec un volet du simulateur dédié à MOSAIC, en prévision de la phase A du projet qui devrait être lancée dans les mois futurs. Cette mise à jour permettra d'intégrer la nouvelle bibliothèque de PSFs, ainsi que de nouveaux types d'objets astrophysiques.

La deuxième étape consisterait alors à élargir cette fois l'espace des paramètres physiques, en simulant l'observation d'autres types de sources. En particulier, les connaissances actuelles sur les premières galaxies sont limitées.

En outre, concernant l'hypothèse sur la morphologie des galaxies à grands décalages spectraux, il n'est pas garanti que toutes les sources montrent des *clumps*, comme il est possible que ces *clumps* soient issus d'instabilités gravitationnelles (influence des fusions). Les simulations comme celles conduites par Bournaud *et al.* (2007), qui mènent à la formation de ces structures, sont également sujettes à discussion, en particulier à cause du fait qu'elles ne prennent en compte qu'un niveau relativement faible de rétroaction (*feedback*) (Hopkins *et al.*, 2012). Une suite à ce travail pourrait ainsi consister à utiliser le résultat d'autres simulations hydrodynamiques, notamment celles conduites au sein de l'équipe dans laquelle j'ai travaillé au GEPI, pour alimenter ces simulations et évaluer les conséquences sur les contraintes instrumentales.

Enfin, la simulation d'observations de galaxies naines ou à faible brillance de surface à $z > 1$ est également envisagée. A cet effet, des cubes de données de galaxies LSB observées avec un Fabry-Pérot nous ont été transmises dans le cadre d'une collaboration en cours avec Laurent Chemin (Laboratoire d'Astrophysique de Bordeaux), Philippe Aram (Laboratoire d'Astrophysique de Marseille) et Chantal Balkowski (Observatoire de Paris/GEPI), et seront exploitées prochainement pour une simulation d'observations de ces galaxies à $z \sim 2 - 3$.

Bibliographie

- F. BOURNAUD, B. G. ELMEGREEN et D. M. ELMEGREEN : Rapid Formation of Exponential Disks and Bulges at High Redshift from the Dynamical Evolution of Clump-Cluster and Chain Galaxies. *ApJ*, 670:237–248, novembre 2007.
- K. DISSEAU, M. PUECH, H. FLORES, F. HAMMER, Y. YANG et L. PENTERICCI : Simulations of high- z galaxy observations with an ELT-MOS. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 9147 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 91, août 2014.

- A. GRAZIAN, M. CASTELLANO, A. FONTANA, L. PENTERICCI, J. S. DUNLOP, R. J. MCLURE, A. M. KOEKEMOER, M. E. DICKINSON, S. M. FABER, H. C. FERGUSON, A. GALAMETZ, M. GIAVALISCO, N. A. GROGIN, N. P. HATHI, D. D. KOCEVSKI, K. LAI, J. A. NEWMAN et E. VANZELLA : The size-luminosity relation at $z = 7$ in CANDELS and its implication on reionization. *A&A*, 547:A51, novembre 2012.
- P. F. HOPKINS, D. KEREŠ, N. MURRAY, E. QUATAERT et L. HERNQUIST : Stellar feedback and bulge formation in clumpy discs. *MNRAS*, 427:968–978, décembre 2012.

Conclusions & Perspectives

Synthèse des résultats

Je me suis intéressée au cours de cette thèse à l'évolution d'une population de galaxies peu étudiée, de masses allant des galaxies de masses intermédiaires ($M_* \sim 10^{10} M_\odot$) à la masse du grand nuage de Magellan. A l'origine, mon travail devait porter sur l'évolution des galaxies à faible brillance de surface, mais la recherche de ces galaxies à des décalages spectraux plus élevés m'a confrontée aux limites posées par les moyens d'observation actuels, car il s'agit de galaxies particulièrement affectée par l'effet de *dimming* cosmologique et dont les magnitudes sont trop faibles pour effectuer de la spectroscopie sur des échantillons représentatifs. Par ailleurs, la recherche d'un critère permettant de sélectionner ces galaxies dans des images profondes du HST a mené à mettre en place une méthodologie rigoureuse, qui a dans le même temps ouvert le sujet à une étude plus globale sur l'évolution des galaxies sub- M^* . Identifier les galaxies à faible brillance de surface nécessite d'avoir accès à la brillance de surface du disque, et donc idéalement de procéder à une décomposition du profil de lumière de la galaxie en un bulbe et un disque. Pour être effectuée proprement, cette décomposition, qui est un ingrédient essentiel d'une étude morphologique, ne peut se dispenser d'un examen visuel, au risque d'introduire des erreurs systématiques importantes et difficilement contrôlables. Ceci requiert donc de travailler sur des échantillons de galaxies de petite taille, dont la représentativité doit alors être rigoureusement contrôlée. Par ailleurs, le critère de séparation entre galaxies à faible brillance de surface et galaxies normales est traditionnellement défini dans le bleu, couleur particulièrement sensible à la formation stellaire : celle-ci étant plus intense par le passé, ce critère introduit un biais important si on cherche à l'appliquer brutalement à plus grand décalage spectral.

La stratégie adoptée pour surmonter ces difficultés a donc été de sélectionner dans deux relevés de l'Univers local (SDSS) et de l'Univers distant (GOODS) des échantillons complets et représentatifs de galaxies, en les sélectionnant à l'aide d'un critère simple et unique en magnitude absolue dans la bande r du SDSS, $M_r \leq -18$. Le choix d'une couleur plus rouge pour l'étude de la morphologie d'une galaxie assure que son aspect dans les images est représentative de la distribution de sa masse. Pour des galaxies à $z \sim 0,5-0,6$, les bandes photométriques du SDSS et celles de la caméra ACS sur le HST, qui a observé le champ GOODS, correspondent aux mêmes couleurs au repos, présentent la même profondeur et la même résolution, ce qui assure l'homogénéité et la comparabilité des échantillons étudiés.

La classification morphologique a été effectuée selon une méthode mise en place dans l'équipe et qui a fait ses preuves dans l'étude de l'évolution morphologique des galaxies de masses intermédiaires dans le cadre du relevé IMAGES. Cette méthode utilise un arbre de décision qui assure, à l'aide à la fois de l'information issue de l'ajustement par des modèles paramétriques du profil de lumière des galaxies, et l'information couleur, la reproductibilité du processus et diminue autant que possible le biais humain. L'ajustement des profils de lumière par des modèles aux nombreux paramètres libres

est un processus délicat dans le cas de galaxies de plus faibles masses, du fait du faible rapport signal à bruit dans les images, et de la taille des objets comparée à la résolution des images. Cela a mis en lumière la nécessité de bien définir les paramètres initiaux des modèles utilisés afin de mieux contrôler les dégénérescences. Ce processus met ainsi encore une fois en défaut les méthodes systématiques et totalement automatiques d'étude morphologique des galaxies qui, certes, peuvent traiter un grand nombre de galaxies, minimisant ainsi l'erreur statistique, mais ne contrôlent pas la pertinence physique des résultats obtenus, ce qui a pour effet au contraire d'augmenter les erreurs systématiques.

Cette étude a mis en évidence que les galaxies sub- M^* locale suivent une séquence de Hubble similaire à celles des galaxies de masses intermédiaires, avec cependant une fraction plus importante de galaxies particulières, et l'apparition de galaxies effectivement à faible brillance de surface, qui sont principalement des galaxies à disque. Le même constat est effectué pour l'échantillon de galaxies sub- M^* à $z \sim 0,5$, suggérant que les galaxies sub- M^* n'auraient pas encore atteint leur stade de relaxation, contrairement aux galaxies plus massives. La fraction de galaxies particulières parmi les galaxies dans cet intervalle de masses stellaires reste élevée aujourd'hui, ce qui est cohérent avec le scénario hiérarchique de formation et d'évolution des galaxies, et selon lequel les fusions mineures auraient joué pour elles un rôle plus important que pour les galaxies massives.

Cette étude a également mené à la découverte de galaxies à disques LSB géants à $z \sim 5$, qui représentent $\sim 12\%$ de la population de galaxies sub- M^* à $z \sim 0,5$. Alors qu'il était attendu que les galaxies LSB, plus présentes dans la population des galaxies sub- M^* , soient plutôt des naines du point de vue de leur morphologie, nous avons découvert des galaxies LSB distantes de morphologies très irrégulières, avec des disques de rayons d'échelle comparables à celui de M31 alors que leurs masses stellaires sont de l'ordre de grandeur de celui du Grand Nuage de Magellan ! Deux d'entre elles ont des confirmations spectroscopiques de leur décalage spectral : il s'agit donc des disques LSB les plus lointains découverts à ce jour.

Etudier des galaxies faibles et de petite taille à des décalages spectraux intermédiaires m'a confrontée aux limitations observationnelles imposées par les moyens actuels, en terme de sensibilité et de résolution. Cette problématique est d'autant plus présente que l'on augmente le décalage spectral, car les sources apparaissent de plus en plus faibles et petites. L'étude des propriétés des galaxies à très grand décalage spectral, voire des galaxies primordiales, est important pour comprendre la physique qui a régi l'assemblage de la masse au sein des galaxies, et requiert de la spectroscopie profonde et spatialement résolue. La détection et l'étude des premières galaxies, à travers la détection du *break* Lyman ou de l'émission Ly- α , est un des objectifs scientifiques les plus dimensionnants dans la définition d'un spectrographe multi-objets destiné au projet de télescope géant européen E-ELT. La phase de construction de celui-ci a d'ores et déjà démarré et le projet MOSAIC va bientôt entrer en phase A. La préparation de celle-ci a consisté à rassembler les besoins scientifiques de la communauté astrophysique et de poser les spécifications haut niveau d'un tel instrument. J'y ai contribué en effectuant des simulations instrumentales complètes visant à contraindre les spécifications techniques de l'instrument, et de valider les performances attendues. En utilisant le simulateur WEBSIM développé par l'équipe, j'ai simulé l'observation des LBG, LAE et des raies UV interstellaires dans les galaxies à $z \sim 7 - 9$ par MOSAIC, dans ses différents modes d'observation (spectroscopie intégrée dans une ouverture avec une correction d'OA de type GLAO, ou spectroscopie spatialement résolue utilisant la MOAO). Les données scientifiques ont été simulées à l'aide du peu que l'on connaît aujourd'hui sur ces populations de galaxies, et les données observationnelles simulées ont été traitées par une procédure similaire à celle qui serait utilisée sur des données réelles. Ces simulations ont permis de montrer que l'instrument MOSAIC, équipé d'un système d'optique adaptative, serait capable de détecter les raies UV interstellaires dans des galaxies à $z \sim 7$ jusqu'à des magnitudes $J_{AB} \sim 27$ en

quarante heures de temps d'exposition, et de détecter les LAE jusqu'à des magnitudes $J_{AB} = 30$ à $z \sim 9$ en seulement 10 heures.

Perspectives

L'étude nouvelle que j'ai menée sur les galaxies sub- M^* mérite d'être approfondie, en particulier en effectuant de la spectroscopie sur les sources de mon échantillon distant. Cela est possible aujourd'hui avec des poses longues en utilisant les instruments sur les VLT. Ces observations permettront de confirmer le décalage spectral des sources. L'étude du gaz neutre et ionisé permettrait également de mieux comprendre la nature des galaxies LSB à grands disques découvertes à $z \sim 0,5$, et d'établir de façon plus robuste le lien entre les galaxies sub- M^* à différentes époques de l'Univers.

Au niveau instrumental, les résultats issus des simulations end-to-end effectuées pour MOSAIC sont très prometteurs quant aux performances que l'on peut attendre d'un tel instrument. Des développements du simulateur sont en cours, visant d'une part à y intégrer les procédures de soustraction du ciel récemment développées et optimisées pour les instruments à fibres, et d'autre part à simuler des nouvelles PSF d'optique adaptative mieux contraintes et plus réalistes. Les simulations instrumentales que j'ai conduites durant cette thèse étaient restreintes à un type de sources distantes. Compte tenu du peu d'information dont nous disposons à ce jour concernant les propriétés des galaxies à très grand décalage spectral, les simulations seront également élargies à d'autres types de sources, puis à de nombreux autres cas scientifiques, notamment grâce aux améliorations apportées au simulateur, dans le cadre du projet COMPASS financé par l'ANR.

Enfin, dans le cadre des développements liés à MOSAIC, des tests relatifs aux fibres optiques devront être conduits. En effet MOSAIC est un instrument qui utilisera des fibres optiques positionnées dans le plan focal pour amener la lumière jusqu'au spectrographe refroidi. Comme les galaxies qui seront observées sont plus faibles que le fond de ciel, une soustraction précise de celui-ci est requise. Les fentes ont souvent été préférées aux fibres pour la soustraction du ciel, car elles permettent d'échantillonner le ciel de part et d'autre de l'objet et donc d'interpoler la valeur du ciel sous la source. Des travaux récents menés par l'équipe dans laquelle j'ai travaillé au GEPI durant ma thèse ont montré qu'il était possible d'atteindre une précision de 0,6% dans la soustraction du ciel sur un instrument fibré. Des tests sur le ciel ont également été conduits en utilisant FLAMES/GIRAFFE au VLT (Rodrigues *et al.* 2012; Yang *et al.* 2013), instrument pourtant non optimisé pour la soustraction du ciel. Pour optimiser le design de MOSAIC et établir des procédures d'observations adaptées à ces performances requises, des tests restent à effectuer en isolant le système « fibres » pour caractériser le comportement de celles-ci (FRD, variation de la transmission en fonction de la torsion appliquée au toron de fibres, etc.). De tels tests pourraient être conduits notamment dans le cadre d'un partenariat avec l'AIP à Potsdam, qui possède les moyens d'essais adaptés à de tels tests.

Bibliographie

M. RODRIGUES, M. PUECH, F. HAMMER, B. ROTHBERG et H. FLORES : A decrease of the gas exchanges between galaxies and the intergalactic medium, from 12 to 6 billion years ago. *MNRAS*, 421:2888–2903, avril 2012.

Y. YANG, M. RODRIGUES, M. PUECH, H. FLORES, F. ROYER, K. DISSEAU, T. GONÇALVES, F. HAM-

BIBLIOGRAPHIE

MER, M. CIRASUOLO, C. EVANS, G. LI CAUSI, R. MAIOLINO et C. MELO : Accurate Sky Continuum Subtraction with Fibre-fed Spectrographs. *The Messenger*, 151:10–13, mars 2013.

Annexes

Annexe A

Liste des publications et relevés de conférences

- K. DISSEAU, F. HAMMER, M. PUECH, H. FLORES et Y YANG : The 5 Gyr evolution of sub-M* galaxies (SUBMITTED). *MNRAS*, 2015.
- K. DISSEAU, M. PUECH, Y. B. YANG, H. FLORES, F. HAMMER et L. PENTERICCI : Web-based scientific simulation tools for E-ELT instruments. In L. CAMBRESY, F. MARTINS, E. NUSS et A. PALACIOS, éditeurs : *SF2A-2013: Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, pages 273–276, novembre 2013.
- C. EVANS, M. PUECH, J. AFONSO, O. ALMAINI, P. AMRAM, H. AUSSEL, B. BARBUY, A. BASDEN, N. BASTIAN, G. BATTAGLIA, B. BILLER, P. BONIFACIO, N. BOUCHÉ, A. BUNKER, E. CAFFAU, S. CHARLOT, M. CIRASUOLO, Y. CLENET, F. COMBES, C. CONSELICE, T. CONTINI, J.-G. CUBY, G. DALTON, B. DAVIES, A. DE KOTER, K. DISSEAU, J. DUNLOP, B. EPINAT, F. FIORE, S. FELTZING, A. FERGUSON, H. FLORES, A. FONTANA, T. FUSCO, D. GADOTTI, A. GALLAZZI, J. GALLEGRO, E. GIALONGO, T. GONÇALVES, D. GRATADOUR, E. GUENTHER, F. HAMMER, V. HILL, M. HUERTAS-COMPANY, R. IBATA, L. KAPER, A. KORN, S. LARSEN, O. LE FÈVRE, B. LEMASLE, C. MARASTON, S. MEI, Y. MELLIER, S. MORRIS, G. ÖSTLIN, T. PAUMARD, R. PELLO, L. PENTERICCI, C. PEROUX, P. PETITJEAN, M. RODRIGUES, L. RODRÍGUEZ-MUÑOZ, D. ROUAN, H. SANA, D. SCHAEERER, E. TELLES, S. TRAGER, L. TRESSE, N. WELIKALA, S. ZIBETTI et B. ZIEGLER : The Science Case for Multi-Object Spectroscopy on the European ELT. *ArXiv e-prints*, janvier 2015.
- C. J. EVANS, B. BARBUY, P. BONIFACIO, F. CHEMLA, J.-G. CUBY, G. B. DALTON, B. DAVIES, K. DISSEAU, K. DOHLEN, H. FLORES, E. GENDRON, I. GUINOARD, F. HAMMER, P. HASTINGS, D. HORVILLE, P. JAGOUREL, L. KAPER, P. LAPORTE, D. LEE, S. L. MORRIS, T. MORRIS, R. MYERS, R. NAVARRO, P. PARR-BURMAN, P. PETITJEAN, M. PUECH, E. ROLLINDE, G. ROUSSET, H. SCHNETLER, N. WELIKALA, M. WELLS et Y. YANG : Multi-object spectroscopy with the European ELT: scientific synergies between EAGLE and EVE. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 8446 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, septembre 2012.
- C. J. EVANS, M. PUECH, B. BARBUY, P. BONIFACIO, J.-G. CUBY, E. GUENTHER, F. HAMMER, P. JAGOUREL, L. KAPER, S. L. MORRIS, J. AFONSO, P. AMRAM, H. AUSSEL, A. BASDEN, N. BASTIAN, G. BATTAGLIA, B. BILLER, N. BOUCHÉ, E. CAFFAU, S. CHARLOT, Y. CLÉNET, F. COMBES, C. CONSELICE, T. CONTINI, G. DALTON, B. DAVIES, K. DISSEAU, J. DUNLOP, F. FIORE, H. FLORES, T. FUSCO, D. GADOTTI, A. GALLAZZI, E. GIALONGO, T. GONÇALVES, D. GRATADOUR, V. HILL, M. HUERTAS-COMPANY, R. IBATA, S. LARSEN, O. LE FÈVRE, B. LEMASLE, C. MARASTON, S. MEI, Y. MELLIER, G. ÖSTLIN, T. PAUMARD, R. PELLO, L. PENTERICCI, P. PETITJEAN, M. ROTH, D. ROUAN, D. SCHAEERER, E. TELLES, S. TRAGER, N. WELIKALA, S. ZIBETTI et B. ZIEGLER : Science case and requirements for the MOSAIC concept for a multi-object spectrograph for the European Extremely Large Telescope. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 9147 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 96, juillet 2014.
- F. HAMMER, B. BARBUY, J. G. CUBY, L. KAPER, S. MORRIS, C. J. EVANS, P. JAGOUREL, G. DALTON, P. REES, M. PUECH, M. RODRIGUES, D. PEARSON et K. DISSEAU : MOSAIC at the E-ELT: A multi-object spectrograph for astrophysics, IGM and cosmology. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 9147 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 27, août 2014.

- M. PUECH, K. DISSEAU et L. PENTERICCI : Simulations of high- z galaxy observations with an E-ELT/MOS. In S. ESPOSITO et L. FINI, éditeurs : *Proceedings of the Third AO4ELT Conference*, décembre 2013.
- M. PUECH, H. FLORES, Y. B. YANG, M. RODRIGUES, T. GONÇALVES, F. HAMMER et K. DISSEAU : Characterizing the red optical sky background fluctuations from narrow-band imaging. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 8446 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, septembre 2012.
- M. PUECH, F. HAMMER, M. RODRIGUES, S. FOUQUET, H. FLORES et K. DISSEAU : The main sequence of star-forming galaxies at $z \sim 0.6$: reinstating major mergers. *MNRAS*, 443:L49–L53, septembre 2014a.
- M. PUECH, M. RODRIGUES, Y. YANG, H. FLORES, F. ROYER, K. DISSEAU, T. GONÇALVES, F. HAMMER, M. CIRASUOLO, C. J. EVANS, G. LI CAUSI, R. MAIOLINO et C. MELO : Sky background subtraction with fiber-fed spectrographs. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 9147 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 6, août 2014b.
- M. RODRIGUES, M. CIRASUOLO, F. HAMMER, F. ROYER, C. J. EVANS, M. PUECH, H. FLORES, I. GUINOUARD, G. LI CAUSI, K. DISSEAU et Y. YANG : On-sky tests of sky-subtraction methods for fiber-fed spectrographs. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 8450 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, septembre 2012.
- X. SHAO, K. DISSEAU, Y. B. YANG, F. HAMMER, M. PUECH, M. RODRIGUES, Y. C. LIANG et L. C. DENG : Environment, morphology, and stellar populations of bulgeless low surface-brightness galaxies. *A&A*, 579:A57, juillet 2015.
- Y. YANG, M. RODRIGUES, M. PUECH, H. FLORES, F. ROYER, K. DISSEAU, T. GONÇALVES, F. HAMMER, M. CIRASUOLO, C. EVANS, G. LI CAUSI, R. MAIOLINO et C. MELO : Accurate Sky Continuum Subtraction with Fibre-fed Spectrographs. *The Messenger*, 151:10–13, mars 2013.
- Y. B. YANG, M. PUECH, H. FLORES, F. HAMMER, M. RODRIGUES et K. DISSEAU : Variation of the near-IR sky continuum background from long-slit spectroscopy. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 8446 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, septembre 2012.
- G.-H. ZHONG, Y.-C. LIANG, F.-S. LIU, F. HAMMER, K. DISSEAU et L.-C. DENG : The properties of a large volume-limited sample of face-on low surface brightness disk galaxies. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 12:1486–1498, novembre 2012.
- heading=None]mypapers

Annexe B

Résultats des classifications morphologiques des deux échantillons local et distant

ID	RA (deg)	DEC(deg)	z	M_r	Mass	R_{half} (kpc)	B/T	Morph Class
J005724.11-095047.6	14.350440	-9.846560	0.0228	-18.398	3.1349e+09	3.143	0.09	Sp
J012340.37+143637.2	20.918210	14.610330	0.0234	-18.115	2.3093e+09	2.748	0.00	Sp
J014121.94+002215.7	25.341410	0.371030	0.0308	-20.869	5.1039e+10	3.202	0.36	Sp
J021133.56+135501.7	32.889830	13.917130	0.0271	-21.231	4.0389e+10	2.100	0.44	Pec/BNG
J023501.82-001957.4	38.757570	-0.332620	0.0283	-18.194	2.9064e+09	4.025	0.00	Pec/Irr
J025156.12-005010.6	42.983840	-0.836280	0.0232	-21.518	1.0213e+11	2.862	0.47	Sp
J030232.64+001205.0	45.635990	0.201400	0.0329	-18.892	6.3274e+09	2.655	0.00	Sp
J030501.65-000436.2	46.256870	-0.076720	0.0300	-18.494	3.2216e+09	2.120	0.00	Pec/Tad
J031631.84-002805.3	49.132670	-0.468140	0.0229	-21.105	5.9086e+10	8.588	0.06	Sp
J034850.46+011050.0	57.210260	1.180560	0.0308	-18.306	4.1604e+09	3.470	0.00	Sp
J034905.53-051318.6	57.273060	-5.221830	0.0322	-19.181	5.7629e+09	3.300	1.00	Pec/M
J072419.57+384538.7	111.081560	38.760760	0.0244	-19.228	1.1645e+10	0.779	0.28	Sp
J074727.92+341645.1	116.866320	34.279190	0.0294	-18.137	2.5334e+09	1.706	0.00	Sp
J075019.92+440415.5	117.583000	44.070970	0.0309	-18.817	5.1712e+09	4.753	1.00	Pec/M
J075026.24+273729.4	117.609320	27.624830	0.0280	-18.148	2.0214e+09	1.928	0.00	Pec/M
J075806.15+422323.2	119.525630	42.389770	0.0319	-19.025	5.8373e+09	6.675	0.01	Sp
J075928.52+265322.6	119.868830	26.889620	0.0264	-21.059	4.4697e+10	3.608	0.01	Sp
J080839.55+051726.0	122.164810	5.290550	0.0304	-19.585	1.5352e+10	1.785	1.00	E
J081108.17+452724.9	122.784060	45.456930	0.0236	-18.033	2.3972e+09	2.329	0.00	Sp
J081142.79+261915.3	122.928300	26.320920	0.0261	-18.927	4.8667e+09	3.496	0.00	Sp
J081240.06+251430.8	123.166910	25.241880	0.0277	-18.107	2.5654e+09	3.133	0.00	Sp
J081917.16+034734.7	124.821490	3.792970	0.0296	-21.125	6.3410e+10	5.410	0.33	Sp
J082057.66+401727.2	125.240250	40.290900	0.0257	-19.664	1.0957e+10	5.851	0.08	Sp
J082341.05+041933.3	125.921030	4.325910	0.0291	-18.616	6.1291e+09	1.415	1.00	E
J082516.25+064604.4	126.317720	6.767880	0.0292	-20.838	3.8299e+10	4.800	0.02	Sp
J083600.94+043309.0	129.003900	4.552510	0.0304	-19.093	6.3563e+09	4.224	0.00	Sp
J084734.69+461446.5	131.894530	46.246240	0.0294	-20.277	2.1448e+10	2.822	0.59	S0
J085324.66+362038.8	133.352770	36.344110	0.0325	-20.175	1.8861e+10	3.989	0.07	Sp
J090212.08+463216.2	135.550340	46.537820	0.0283	-19.590	9.3374e+09	1.759	0.00	Sp
J090956.62+553830.1	137.485910	55.641690	0.0255	-19.001	5.5817e+09	3.022	0.00	Pec/Irr
J091453.66+493824.0	138.723570	49.639990	0.0320	-20.344	3.1907e+10	1.883	0.28	Pec/M
J091643.35+454937.1	139.180630	45.826960	0.0264	-19.451	9.1547e+09	3.301	0.00	Pec/M
J091942.98+334839.6	139.929100	33.810990	0.0228	-18.244	4.5859e+09	1.226	0.50	Sp
J093051.05+033816.4	142.712700	3.637890	0.0311	-18.240	3.3254e+09	4.108	0.00	Sp
J093212.49+333259.5	143.052060	33.549870	0.0276	-19.300	1.0375e+10	2.351	0.23	Sp
J093244.27+484747.0	143.184450	48.796400	0.0266	-19.913	1.3684e+10	3.594	0.00	Sp
J094306.03+001912.9	145.775130	0.320240	0.0243	-18.279	2.5546e+09	2.466	0.00	Pec/M
J095349.23+091137.6	148.455120	9.193780	0.0294	-21.139	7.1640e+10	2.874	0.07	Sp
J095407.27+031023.1	148.530280	3.173080	0.0297	-20.983	6.0155e+10	5.223	0.09	Sp
J095453.30+573314.4	148.722090	57.553990	0.0320	-18.920	7.0906e+09	3.474	0.00	Sp
J100158.89+454333.5	150.495390	45.725980	0.0257	-19.087	1.1407e+10	1.101	0.61	S0
J100338.74+594531.5	150.911420	59.758740	0.0320	-19.019	5.5905e+09	2.892	0.22	Pec/M
J101315.58+101538.3	153.314920	10.260630	0.0226	-19.412	1.2613e+10	1.266	0.43	Sp
J101544.39+375607.3	153.934950	37.935350	0.0294	-18.218	3.0168e+09	2.119	0.00	Sp
J101750.20+063756.0	154.459170	6.632210	0.0276	-19.747	1.8467e+10	1.693	0.34	Sp
J101817.86+032055.8	154.574420	3.348820	0.0323	-20.764	3.1412e+10	3.511	0.02	Sp
J101828.76+455954.6	154.619830	45.998510	0.0256	-18.918	5.2548e+09	3.797	0.00	Sp
J102248.76+125712.0	155.703170	12.953340	0.0312	-18.719	6.3975e+09	1.648	1.00	E
J103349.98+125242.0	158.458250	12.878340	0.0248	-21.071	5.0031e+10	6.026	0.03	Sp
J103723.31+052618.6	159.347120	5.438510	0.0287	-20.220	3.0694e+10	2.260	0.29	Sp
J103936.25+075735.4	159.901060	7.959840	0.0322	-19.433	8.6577e+09	3.385	0.00	Sp
J103945.32+113849.6	159.938840	11.647120	0.0294	-21.213	5.9775e+10	7.020	0.01	Sp
J104324.45+042856.2	160.851860	4.482270	0.0263	-18.325	3.1000e+09	1.001	0.05	Pec/C
J104411.90+521619.4	161.049590	52.272050	0.0315	-18.529	3.9861e+09	4.187	0.00	Sp
J104412.39+434742.6	161.051620	43.795170	0.0254	-19.083	8.7319e+09	4.116	0.00	Sp
J104441.69+524139.7	161.173720	52.694360	0.0255	-19.346	1.2494e+10	1.809	1.00	E
J105409.29+110249.0	163.538710	11.046940	0.0308	-19.613	9.1155e+09	2.318	1.00	Pec/Irr

J110034.35+095725.1	165.143110	9.956970	0.0305	-20.454	2.8717e+10	10.665	0.03	Sp
J110257.96+035903.2	165.741510	3.984210	0.0313	-18.779	5.2504e+09	1.719	0.09	Pec/M
J110416.56+045209.7	166.069000	4.869370	0.0249	-20.252	3.2032e+10	2.444	0.28	Sp
J110428.07+440151.4	166.116940	44.030950	0.0255	-21.649	1.1441e+11	4.120	0.40	Sp
J110445.47+041755.3	166.189450	4.298690	0.0246	-20.731	3.5749e+10	2.325	0.08	Sp
J111000.80+042151.4	167.503330	4.364290	0.0283	-19.401	7.1004e+09	2.883	0.00	Sp
J112052.44+094351.1	170.218490	9.730850	0.0243	-19.107	5.7466e+09	1.580	0.00	Pec/BNG
J112215.44+462629.6	170.564350	46.441550	0.0321	-20.134	2.7213e+10	1.309	1.00	E
J112626.85+101418.5	171.611880	10.238480	0.0308	-20.397	3.5533e+10	1.971	0.63	S0
J113110.91+485258.0	172.795470	48.882770	0.0328	-20.921	6.2534e+10	2.991	0.45	Sp
J113200.21+534250.6	173.000880	53.714050	0.0271	-20.032	1.2790e+10	4.682	0.00	Sp
J113513.65+510943.0	173.806870	51.161940	0.0268	-20.896	5.5039e+10	2.050	0.60	S0
J113543.11+494416.2	173.929640	49.737840	0.0330	-21.403	6.9187e+10	5.149	0.10	Sp
J114737.54+483930.4	176.906430	48.658450	0.0324	-18.842	4.4927e+09	3.705	0.00	Pec/M
J114938.40-033029.6	177.410000	-3.508210	0.0281	-20.128	1.9343e+10	3.278	0.02	Sp
J120928.32+661031.7	182.367980	66.175460	0.0321	-19.776	1.5354e+10	7.183	0.00	Sp
J121125.76+442609.7	182.857340	44.436040	0.0233	-18.778	4.7846e+09	1.313	0.00	Sp
J122215.28+093320.8	185.563650	9.555770	0.0228	-18.946	8.3034e+09	1.338	0.43	Sp
J122854.11+502258.7	187.225470	50.382980	0.0300	-20.125	2.7539e+10	3.030	0.38	Sp
J124055.45+552715.2	190.231060	55.454220	0.0321	-21.500	8.7017e+10	3.783	0.04	Sp
J125726.81+412824.1	194.361710	41.473350	0.0275	-19.964	1.7729e+10	8.572	0.00	Sp
J130306.37+544029.8	195.776550	54.674940	0.0322	-21.177	7.6240e+10	2.728	0.06	Sp
J130333.64+524911.2	195.890170	52.819770	0.0296	-19.955	1.4101e+10	1.457	1.00	Pec/BNG
J130501.83+442519.9	196.257610	44.422190	0.0281	-18.775	4.6840e+09	5.215	0.00	Sp
J130829.62+042204.7	197.123420	4.367970	0.0237	-20.402	3.0649e+10	2.634	0.46	Sp
J130946.57+552908.8	197.444060	55.485790	0.0293	-21.631	1.1830e+11	4.707	0.47	Sp
J131157.81+143359.2	197.990880	14.566450	0.0264	-19.820	1.4137e+10	3.792	0.02	Sp
J131226.68-022724.7	198.111180	-2.456860	0.0303	-21.156	5.7912e+10	3.757	0.00	Sp
J131517.77+130608.3	198.824030	13.102310	0.0247	-18.922	8.2654e+09	1.007	1.00	E
J131519.95+133233.0	198.833140	13.542490	0.0224	-19.430	1.2320e+10	1.300	0.12	Sp
J132621.23+435633.8	201.588470	43.942730	0.0281	-18.995	5.8092e+09	2.487	1.00	E
J132653.98+024831.2	201.724930	2.808670	0.0302	-18.244	2.7935e+09	0.975	1.00	E
J133135.82+544103.1	202.899260	54.684190	0.0259	-18.916	4.9985e+09	2.262	0.10	Sp
J133444.65+014218.4	203.686040	1.705100	0.0312	-21.017	6.3722e+10	3.124	0.59	S0
J140036.52+523218.6	210.152160	52.538490	0.0295	-19.533	9.9681e+09	4.151	0.00	Pec/M
J140755.10+031021.3	211.979580	3.172590	0.0246	-19.115	7.3854e+09	4.557	0.00	Sp
J141136.72+522034.9	212.903000	52.343020	0.0295	-19.213	7.6523e+09	3.563	0.00	Sp
J142724.24+372817.1	216.850980	37.471420	0.0326	-22.048	1.8308e+11	3.803	0.46	Sp
J143254.37+360155.1	218.226560	36.031970	0.0225	-19.346	8.7484e+09	3.336	0.02	Sp
J143624.24+375320.8	219.100980	37.889100	0.0325	-19.112	7.6279e+09	2.803	0.00	Sp
J144052.69+032506.0	220.219540	3.418320	0.0272	-21.105	7.4168e+10	1.849	0.35	Sp
J144437.23+581208.0	221.155140	58.202210	0.0292	-20.324	2.2223e+10	5.639	0.00	Sp
J144646.65+582748.6	221.694360	58.463500	0.0300	-18.118	2.8545e+09	4.372	0.00	Sp
J144856.40-004337.9	222.234980	-0.727190	0.0277	-19.383	1.0662e+10	4.508	0.11	Pec/M
J145325.02+043955.0	223.354260	4.665280	0.0279	-18.462	3.5058e+09	1.613	0.00	Sp
J145327.58+031622.0	223.364920	3.272790	0.0268	-20.407	3.0831e+10	5.257	0.06	Sp
J145814.26+481132.7	224.559410	48.192410	0.0286	-19.805	1.2862e+10	4.649	0.04	Sp
J145940.39+475529.5	224.918300	47.924870	0.0314	-20.220	2.8577e+10	1.861	0.32	Sp
J151028.60+341618.4	227.619170	34.271780	0.0308	-19.280	5.4188e+09	2.191	0.00	Pec/M
J153129.83+400235.8	232.874300	40.043290	0.0296	-20.381	2.5671e+10	7.257	0.02	Sp
J153900.71+462626.5	234.752950	46.440700	0.0277	-19.391	7.3244e+09	2.832	0.00	Pec/M
J154059.39+324246.3	235.247460	32.712850	0.0318	-19.154	9.0658e+09	2.256	0.00	Sp
J154115.90+532523.7	235.316250	53.423260	0.0288	-18.580	3.9279e+09	2.687	0.00	Sp
J154307.57+055335.5	235.781550	5.893200	0.0260	-19.620	9.5419e+09	2.676	0.00	Sp
J154347.27+331821.2	235.946970	33.305890	0.0320	-20.447	3.1160e+10	7.284	0.00	Sp
J160005.46+533246.2	240.022740	53.546170	0.0295	-19.078	5.6874e+09	1.144	0.00	Sp
J160055.35+402116.1	240.230630	40.354460	0.0308	-18.622	4.1409e+09	2.302	1.00	E
J160928.27+400015.5	242.367800	40.004300	0.0312	-18.218	3.5001e+09	3.839	0.00	Sp
J161037.25+293044.6	242.655220	29.512380	0.0304	-18.733	9.9744e+09	8.268	0.00	Sp

J161040.92+333131.7	242.670520	33.525460	0.0315	-20.443	2.6758e+10	3.642	0.08	Sp
J161236.59+330218.7	243.152460	33.038540	0.0313	-18.443	5.2521e+09	1.712	0.00	Sp
J161914.43+343147.1	244.810120	34.529740	0.0305	-18.408	3.6453e+09	2.406	0.00	Sp
J162105.01+395502.6	245.270860	39.917390	0.0325	-21.186	6.2027e+10	5.187	0.01	Sp
J162642.49+390842.8	246.677060	39.145230	0.0288	-18.702	3.5125e+09	1.298	1.00	Pec/BNG
J162650.00+381820.0	246.708350	38.305550	0.0311	-18.825	7.2277e+09	1.695	0.03	Sp
J162816.09+400657.3	247.067030	40.115930	0.0329	-20.946	6.1135e+10	4.210	0.26	Sp
J162819.29+425642.7	247.080370	42.945190	0.0324	-18.149	3.2654e+09	2.032	1.00	E
J162819.77+395732.9	247.082360	39.959140	0.0319	-20.613	5.0841e+10	1.985	0.30	Sp
J162907.19+392944.6	247.279970	39.495720	0.0294	-20.602	4.9150e+10	2.405	0.34	Sp
J163253.57+462147.4	248.223190	46.363170	0.0315	-18.053	2.2650e+09	1.336	1.00	E
J163333.12+395607.5	248.387990	39.935420	0.0309	-18.459	3.6028e+09	1.136	1.00	E
J163637.16+361201.5	249.154820	36.200420	0.0315	-22.504	2.6947e+11	3.953	0.40	Sp
J163722.64+442049.6	249.344340	44.347110	0.0312	-21.023	4.0652e+10	2.887	0.05	Sp
J165440.85+424136.9	253.670190	42.693590	0.0317	-18.990	5.8149e+09	3.425	0.00	Sp
J165732.76+413434.9	254.386500	41.576370	0.0292	-18.927	5.9931e+09	1.773	1.00	Pec/M
J170226.53+604322.3	255.610550	60.722870	0.0291	-19.827	1.1719e+10	5.610	0.00	Sp
J170334.86+362405.5	255.895270	36.401540	0.0237	-19.572	1.5816e+10	2.212	0.43	Sp
J171540.85+573207.0	258.920220	57.535280	0.0301	-20.392	3.7250e+10	2.004	0.57	S0
J171737.42+565612.9	259.405910	56.936910	0.0279	-19.968	1.5191e+10	4.381	0.01	Sp
J171835.29+560340.1	259.647050	56.061150	0.0309	-19.681	1.7637e+10	2.100	1.00	E
J172508.37+584553.0	261.284890	58.764710	0.0300	-20.452	3.2499e+10	3.423	0.09	Sp
J172916.50+565952.5	262.318750	56.997930	0.0299	-18.099	3.9756e+09	2.049	0.00	Sp
J172939.58+593807.5	262.414920	59.635420	0.0286	-18.187	3.2593e+09	2.990	0.00	Pec/Irr
J212913.38-003126.0	322.305750	-0.523890	0.0306	-20.743	5.4953e+10	2.650	0.54	S0
J213014.23-080401.1	322.559300	-8.066980	0.0299	-21.708	1.0843e+11	8.488	0.05	Sp
J220307.03+122346.0	330.779290	12.396110	0.0285	-19.459	7.9341e+09	1.599	0.60	S0
J220905.40+132935.2	332.272510	13.493120	0.0272	-18.628	3.3619e+09	3.037	0.00	Pec/Irr
J221905.17+130837.7	334.771540	13.143800	0.0284	-18.405	2.4630e+09	0.888	1.00	Pec/C
J225418.22-092657.0	343.575910	-9.449180	0.0329	-21.363	7.8065e+10	7.775	0.07	Sp
J225537.59+145711.4	343.906620	14.953170	0.0325	-18.892	4.4758e+09	1.381	1.00	E
J230037.38-082641.4	345.155760	-8.444820	0.0251	-18.280	2.2328e+09	0.915	0.00	Sp
J231442.36-092745.8	348.676520	-9.462710	0.0329	-19.397	8.1324e+09	3.238	0.00	Pec/Irr

TABLE 1 – Galaxies de l'échantillon local

ID	BULGE			DISC			BAR			χ^2_{red}				
	mag	R_c	n	b/a	PA	mag	R_d	b/a	PA		mag	R_c	n	b/a
J005724.11-095047.6	19.400 ± 0.180	5.930 ± 0.790	1.500 ± 0.180	0.780 ± 0.110	75.200 ± 10.510	16.890 ± 0.010	11.710 ± 0.200	0.240 ± 0.000	-19.640 ± 0.150	-	-	-	-	-
J012340.37+143637.2	-	-	-	-	-	17.110 ± 0.010	8.720 ± 0.200	0.420 ± 0.000	-44.480 ± 0.150	-	-	-	-	-
J014121.94+002215.7	16.210 ± 0.030	7.140 ± 0.290	3.860 ± 0.080	0.840 ± 0.010	51.290 ± 2.060	15.580 ± 0.010	8.920 ± 0.040	0.440 ± 0.000	57.530 ± 0.140	-	-	-	-	-
J021133.56+135501.7	15.210 ± 0.000	3.470 ± 0.010	1.260 ± 0.010	0.990 ± 0.000	75.730 ± 7.440	14.940 ± 0.000	16.030 ± 0.100	0.920 ± 0.000	-29.160 ± 1.610	-	-	-	-	-
J023501.82-001957.4	-	-	-	-	-	17.460 ± 0.000	12.800 ± 0.100	0.420 ± 0.000	-21.270 ± 1.610	-	-	-	-	-
J025156.12-005010.6	14.640 ± 0.010	7.010 ± 0.100	2.600 ± 0.020	0.850 ± 0.000	-61.220 ± 0.390	14.530 ± 0.010	23.090 ± 0.200	0.710 ± 0.000	-55.410 ± 0.240	-	-	-	-	-
J030232.64+001205.0	-	-	-	-	-	17.350 ± 0.010	5.840 ± 0.200	0.370 ± 0.000	74.000 ± 0.240	-	-	-	-	-
J030501.65-000436.2	-	-	-	-	-	17.380 ± 0.010	5.170 ± 0.200	0.520 ± 0.000	-41.620 ± 0.240	-	-	-	-	-
J031631.84+002805.3	17.030 ± 0.080	8.340 ± 0.880	2.910 ± 0.170	0.780 ± 0.010	42.270 ± 2.220	14.110 ± 0.000	32.830 ± 0.100	0.250 ± 0.000	35.610 ± 0.040	-	-	-	-	-
J034850.46+011050.0	-	-	-	-	-	17.920 ± 0.000	8.310 ± 0.100	0.220 ± 0.000	-34.460 ± 0.040	-	-	-	-	-
J034905.53-051318.6	16.770 ± 0.010	15.280 ± 0.190	1.050 ± 0.020	0.330 ± 0.000	53.140 ± 0.230	-	-	-	-	-	-	-	-	-
J072419.57+384538.7	17.620 ± 0.020	1.210 ± 0.030	1.960 ± 0.130	0.370 ± 0.010	65.190 ± 0.660	16.570 ± 0.010	[2.630]	[0.660]	[69.170]	-	-	-	-	-
J074727.92+341645.1	-	-	-	-	-	17.610 ± 0.010	4.160	0.570	87.160	-	-	-	-	-
J075019.92+440415.5	16.250 ± 0.060	36.560 ± 2.720	2.440 ± 0.100	0.680 ± 0.010	89.870 ± 1.290	-	-	-	-	-	-	-	-	-
J075026.24+273729.4	-	-	-	-	-	17.870	3.390	0.570	54.940	-	-	-	-	-
J075806.15+422323.2	21.590	-	-	-	-	17.870 ± 0.010	3.390 ± 0.170	0.570 ± 0.000	54.940 ± 0.190	-	-	-	-	-
J075928.52+265322.6	19.140 ± 0.030	1.180 ± 0.050	[1.000]	[1.000]	[-66.530]	14.520 ± 0.000	10.400 ± 0.010	[0.600]	[-66.530]	-	-	-	-	-
J080839.55+051726.0	16.330 ± 0.010	6.530 ± 0.050	1.890 ± 0.020	0.860 ± 0.000	7.120 ± 1.160	-	-	-	-	-	-	-	-	-
J081108.17+452724.9	-	-	-	-	-	17.240	[7.370]	0.480	84.890	-	-	-	-	-
J081142.79+261915.3	-	-	-	-	-	16.500	10.030	0.240	1.540	-	-	-	-	-
J081240.06+251430.8	-	-	-	-	-	17.460	9.610	0.210	-44.350	-	-	-	-	-
J081917.16+034734.7	15.800 ± 0.010	4.340 ± 0.060	2.060 ± 0.030	0.630 ± 0.000	-60.660 ± 0.300	15.020 ± 0.000	19.240 ± 0.120	0.310 ± 0.000	-67.340 ± 0.070	-	-	-	-	-
J082057.66+401727.2	18.750 ± 0.060	4.340 ± 0.190	1.000 ± 0.060	0.840 ± 0.020	17.710 ± 5.750	16.160 ± 0.010	17.710 ± 0.280	0.760 ± 0.010	36.160 ± 1.380	-	-	-	-	-
J082341.05+041933.3	17.080 ± 0.010	5.900 ± 0.100	2.580 ± 0.050	0.800 ± 0.010	-37.700 ± 1.260	-	-	-	-	-	-	-	-	-
J082516.25+064604.4	19.010 ± 0.020	0.910 ± 0.050	1.500 ± 0.410	0.990 ± 0.080	[-2.810]	[14.750]	[14.520]	[0.420]	[-2.810]	-	-	-	-	-
J083600.94+043309.0	-	-	-	-	-	16.690 ± 0.010	12.690 ± 0.190	0.500 ± 0.010	-43.360 ± 0.530	19.400 ± 0.080	8.030 ± 0.550	1.000 ± 0.100	0.280 ± 0.020	7.980 ± 1.290
J084734.69+461446.5	16.090 ± 0.020	8.170 ± 0.130	1.430 ± 0.020	0.510 ± 0.000	[-32.450]	16.470 ± 0.030	15.800 ± 0.410	0.760 ± 0.010	[-32.450]	-	-	-	-	-
J085324.66+362038.8	18.640	5.460	1.500	0.680	75.260	15.810	9.770	0.420	78.320	-	-	-	-	-

J090212.08+463216.2	±0.570	±2.160	±0.310	±0.030	±4.230	±0.040	±0.140	±0.010	±0.130	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	1.154	
J090956.62+553830.1	-	-	-	-	-	±0.040	±0.140	±0.010	±0.130	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	1.116
J091453.66+493824.0	-	-	-	-	-	±0.040	±0.140	±0.010	±0.130	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	1.118
J091643.35+454937.1	±0.070	±0.170	±0.170	±0.010	-26.150	±0.030	±0.070	±0.000	-37.610	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	1.127
J091942.98+334839.6	±0.070	±0.220	±0.170	±0.010	-20.310	±0.000	±0.100	±0.000	±0.380	18.490	±0.030	±0.130	±0.000	±0.000	5.820	1.000	0.300	-21.830	±0.640	-	1.096
J093051.05+033816.4	-	-	-	-	±2.610	±0.050	±0.370	±0.020	-37.200	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	1.117
J093212.49+333259.5	±0.290	±1.070	±0.360	±0.010	2.090	±0.090	±0.160	±0.010	±0.990	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	1.111
J093244.27+484747.0	-	-	-	-	±2.070	±0.090	±0.160	±0.010	±0.990	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	1.078
J094306.03+001912.9	-	-	-	-	-	±0.090	±0.160	±0.010	±0.990	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	1.133
J095349.23+091137.6	±0.500	±1.790	±0.460	±0.010	-36.010	±0.090	±0.160	±0.010	±0.990	14.920	±0.000	±0.180	±0.000	±0.000	[-99.990]	[-99.990]	0.860	2.430	±0.680	-	1.102
J095407.27+031023.1	±0.020	±0.020	±0.060	±0.010	±3.020	±0.010	±0.010	±0.000	±0.130	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	1.083
J095453.30+573314.4	±0.020	±0.050	±0.070	±0.010	±3.200	±0.000	±0.060	±0.000	±0.080	16.310	±0.060	±0.080	±0.000	±0.000	-	-	-	-	-	-	1.110
J100158.89+454333.5	±0.760	±2.860	±0.640	-	-	±0.090	±0.160	±0.010	±0.990	20.350	±0.040	±0.180	±0.000	±0.000	1.440	1.500	0.380	[48.140]	-	-	1.083
J100338.74+594531.5	±0.030	±0.060	±0.040	±0.000	85.210	±0.030	±0.220	±0.010	-88.790	7.300	±0.000	±0.240	±0.000	±0.000	-	-	-	-	-	-	1.128
J101315.58+101538.3	±0.200	±0.720	±0.110	±0.040	-57.620	±0.050	±0.220	±0.010	±0.390	9.650	±0.010	±0.390	±0.010	±0.010	-	-	-	-	-	-	0.815
J101544.39+375607.3	±0.170	±0.720	±0.250	±0.010	±31.410	±0.120	±0.100	±0.010	±0.470	6.220	±0.100	±0.470	±0.010	±0.010	-	-	-	-	-	-	1.097
J101750.20+063756.0	±0.120	±0.250	±0.480	±0.010	-14.530	±0.120	±0.100	±0.010	-60.310	±0.120	±0.100	±0.470	±0.010	±0.010	-	-	-	-	-	-	1.083
J101817.86+032055.8	±0.030	±0.060	±0.030	±0.000	±0.680	±0.010	±0.050	±0.000	±0.440	16.380	±0.030	±0.440	±0.000	±0.000	-	-	-	-	-	-	1.163
J101828.76+455954.6	±0.230	±0.420	±0.3050	[1.000]	[-52.830]	±0.000	±0.030	±0.000	[-52.830]	±0.000	±0.030	±0.000	±0.000	±0.000	-	-	-	-	-	-	1.101
J102248.76+125712.0	±0.010	±0.090	±0.880	±0.000	74.430	±0.000	±0.030	±0.000	1.860	-	-	-	±0.000	±0.000	-	-	-	-	-	-	1.089
J103349.98+125242.0	±0.010	±0.090	±0.030	±0.000	±0.510	±0.000	±0.050	±0.000	-	-	-	-	±0.000	±0.000	-	-	-	-	-	-	1.069
J103723.31+052618.6	±0.010	±0.030	±0.040	±0.010	±4.950	±0.000	±0.050	±0.000	±0.200	21.960	±0.050	±0.200	±0.000	±0.000	-	-	-	-	-	-	1.080
J103936.25+075735.4	±0.010	±0.020	±0.050	±0.010	-16.240	±0.010	±0.040	±0.000	±0.100	8.180	±0.040	±0.100	±0.000	±0.000	-	-	-	-	-	-	1.088
J103945.32+113849.6	±0.480	±1.640	±1.500	[1.000]	[35.800]	±0.010	±0.080	±0.000	±1.000	19.220	±0.050	±0.260	±0.000	±0.010	5.360	1.310	0.240	-61.770	±0.910	-	1.209
J104324.45+042856.2	±0.040	±0.100	±0.410	-	-	±0.000	±0.010	[0.730]	[35.800]	-	-	-	±0.000	±0.000	-	-	-	-	-	-	1.126
J104411.90+521619.4	-	-	-	-	-	±0.000	±0.010	[0.730]	[35.800]	-	-	-	±0.000	±0.000	-	-	-	-	-	-	1.159
J104412.39+434742.6	-	-	-	-	-	±0.000	±0.010	±0.120	-62.390	-	-	-	±0.000	±0.000	-	-	-	-	-	-	1.085
J104441.69+524139.7	±0.010	±0.160	±0.080	±0.000	-2.710	±0.000	±0.010	±0.000	±0.330	-	-	-	±0.000	±0.000	-	-	-	-	-	-	0.899

J220307.03+122346.0	± 0.010	± 0.020	± 0.030	± 0.010	± 1.640	± 0.000	± 0.060	± 0.000	± 0.060	-	-	-	1.117
	16.840	5.330	0.630	0.830	63.460	17.280	7.930	0.730	52.220	-	-	-	
J220905.40+132935.2	± 0.040	± 0.050	± 0.010	± 0.000	± 1.110	± 0.050	± 0.440	± 0.010	± 2.360	-	-	-	1.142
	-	-	-	-	-	17.050	8.720	0.420	41.780	-	-	-	
J221905.17+130837.7	17.310	3.230	1.430	0.980	12.350	-	-	-	-	-	-	-	1.127
	± 0.010	± 0.030	± 0.020	± 0.010	± 12.670	-	-	-	-	-	-	-	
J225418.22-092657.0	17.650	3.530	1.550	0.660	[-88.890]	[14.800]	[30.000]	0.350	[-88.890]	-	-	-	1.148
	± 0.010	± 0.070	± 0.050	± 0.010	57.350	-	-	± 0.000	-	-	-	-	
J225537.59+145711.4	17.210	5.240	2.230	0.650	± 0.720	-	-	-	-	-	-	-	1.096
	± 0.010	± 0.090	± 0.040	± 0.010	-	17.330	2.740	0.770	65.760	18.790	1.560	0.400	1.117
J230037.38-082641.4	-	-	-	-	-	± 0.020	± 0.050	± 0.010	± 1.620	± 0.080	± 0.050	± 0.060	27.120
	-	-	-	-	-	16.570	7.940	0.780	67.550	-	-	-	± 2.430
J231442.36-092745.8	-	-	-	-	-	± 0.020	± 0.050	± 0.010	± 1.620	-	-	-	1.101
	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	

TABLE 2 – Paramètres ajustés par GALFIT pour les galaxies de l’Univers local. Les valeurs indiquées entre crochets indiquent que les paramètres ont été fixés lors de la procédure d’ajustement.

ID	RA (deg)	DEC(deg)	z	M_r	Mass	R_{half} (kpc)	B/T	Morph Class
J033200.11-274315.4	53.0004502	27.7209397	0.4120	-19.265	5.2517e+09	2.127	1.00	Pec/BNG
J033200.56-274332.2	53.0023205	27.7256247	0.4500	-19.318	4.1248e+09	2.274	0.00	Pec/M
J033203.76-274206.1	53.0156774	27.7017035	0.5510	-19.675	6.9791e+09	3.838	0.00	Pec/M
J033205.06-274359.8	53.0210951	27.7332901	0.5720	-20.309	2.1762e+10	1.949	0.28	Pec/BNG
J033205.12-274253.1	53.0213465	27.7147510	0.4710	-19.983	2.0989e+10	3.710	0.00	Pec/M
J033205.97-274601.4	53.0248707	27.7670679	0.4790	-21.081	5.2869e+10	2.874	0.08	Sp
J033206.07-274645.4	53.0252729	27.7792667	0.5680	-20.430	1.6413e+10	3.605	1.00	Pec/M
J033206.70-274630.0	53.0279257	27.7750108	0.5690	-18.572	2.4957e+09	1.602	0.00	Sp
J033207.18-274743.2	53.0299077	27.7953281	0.4760	-20.031	9.5896e+09	4.062	0.06	Pec/MR
J033207.22-274822.1	53.0300839	27.8061396	0.5390	-18.614	2.2044e+09	2.166	0.00	Pec/Irr
J033207.98-274239.5	53.0332540	27.7109683	0.4840	-20.099	2.4160e+10	6.728	0.23	Sp
J033207.99-274554.6	53.0332835	27.7651688	0.5650	-18.235	1.2639e+09	1.399	0.00	Pec/C
J033208.00-274346.2	53.0333538	27.7294930	0.4140	-19.672	1.5118e+10	4.071	0.04	Sp
J033208.14-274712.4	53.0339327	27.7867681	0.5580	-18.959	4.5311e+09	2.521	0.00	Sp
J033208.95-274722.8	53.0372977	27.7896678	0.5140	-18.243	3.1477e+09	1.894	1.00	E
J033209.57-274634.9	53.0398575	27.7763693	0.5080	-18.936	5.3864e+09	1.429	0.28	Sp
J033209.77-274529.4	53.0407205	27.7581549	0.5840	-19.793	1.0483e+10	2.417	0.00	Pec/M
J033209.98-274248.1	53.0416000	27.7133711	0.5250	-18.531	2.8662e+09	4.697	0.00	Sp
J033210.35-274754.2	53.0431331	27.7983827	0.5650	-20.866	5.2408e+10	10.319	0.00	Sp
J033210.35-274959.9	53.0431123	27.8332958	0.5780	-18.241	1.8047e+09	2.894	0.00	Sp
J033210.64-274713.9	53.0443278	27.7872004	0.5400	-19.127	4.3481e+09	4.257	0.00	Pec/Irr
J033210.70-274713.7	53.0445738	27.7871492	0.4440	-18.034	1.6092e+09	2.368	0.00	Sp
J033211.20-274705.3	53.0466519	27.7848155	0.5670	-18.127	1.9337e+09	0.976	1.00	Pec/C
J033211.41-274650.0	53.0475335	27.7805475	0.5370	-20.842	4.1181e+10	2.359	0.53	S0
J033211.49-274815.6	53.0478826	27.8043464	0.4660	-22.330	1.9011e+11	5.280	0.60	Pec/M
J033211.86-275030.9	53.0494144	27.8419040	0.5360	-19.047	4.1773e+09	1.139	0.00	Pec/C
J033211.93-274706.7	53.0496981	27.7852079	0.5930	-19.141	6.2734e+09	1.966	0.00	Sp
J033212.28-274713.9	53.0511772	27.7872035	0.5920	-18.536	2.7612e+09	1.530	0.49	S0
J033212.36-274835.6	53.0515025	27.8099024	0.5280	-20.339	1.9445e+10	3.888	0.00	Pec/M
J033213.01-274946.1	53.0542234	27.8294834	0.5160	-21.854	1.3468e+11	3.655	0.80	S0
J033213.14-274755.1	53.0547372	27.7986369	0.5400	-19.149	7.0925e+09	2.778	0.00	Sp
J033213.19-274738.4	53.0549378	27.7939996	0.5440	-18.902	3.2367e+09	2.873	0.00	Pec/M
J033213.40-274948.0	53.0558294	27.8300127	0.5070	-18.204	2.4339e+09	3.798	0.00	Sp

J033214.16-275015.2	53.0589948	27.8375474	0.4550	-20.276	3.0325e+10	7.844	0.08	Sp
J033214.50-275150.2	53.0604025	27.8639418	0.5630	-18.205	1.2465e+09	1.825	0.00	Pec/Tad
J033214.59-274913.4	53.0607904	27.8204009	0.4490	-18.822	1.8629e+09	2.405	0.00	Pec/Irr
J033215.22-274708.0	53.0634307	27.7855683	0.5990	-18.134	2.9758e+09	2.448	0.09	Sp
J033215.92-274919.8	53.0663448	27.8221748	0.5610	-18.314	2.2793e+09	1.873	0.00	Sp
J033217.01-274757.7	53.0708565	27.7993709	0.5300	-18.967	3.9765e+09	1.915	0.00	Pec/M
J033218.44-274536.6	53.0768153	27.7601766	0.4710	-21.661	9.8537e+10	3.127	0.91	E
J033218.52-274957.9	53.0771562	27.8327463	0.5900	-21.643	9.1390e+10	2.816	0.86	E
J033218.53-274641.8	53.0771963	27.7782891	0.5340	-19.107	5.6468e+09	1.399	1.00	Pec/C
J033218.79-275124.8	53.0782761	27.8569020	0.5610	-20.888	4.0031e+10	4.977	0.00	Sp
J033219.21-274507.6	53.0800306	27.7520976	0.5850	-18.489	2.1923e+09	3.564	0.00	Sp
J033219.61-274831.0	53.0816895	27.8086059	0.5800	-20.312	1.1588e+10	2.908	0.00	Pec/Irr
J033219.68-275023.6	53.0819965	27.8398765	0.5430	-21.520	6.3973e+10	4.740	0.02	Sp
J033220.02-275152.8	53.0834061	27.8646698	0.5280	-18.645	3.4380e+09	2.953	0.00	Sp
J033220.37-274537.0	53.0848928	27.7602916	0.4120	-20.200	1.2459e+10	5.530	0.00	Sp
J033221.54-275133.3	53.0897486	27.8592595	0.5230	-21.206	6.5193e+10	2.204	1.00	E
J033221.71-275230.1	53.0904454	27.8750181	0.5030	-18.571	2.3190e+09	2.643	0.00	Sp
J033221.97-275252.8	53.0915292	27.8813231	0.4010	-18.405	1.6569e+09	2.791	0.00	Sp
J033222.01-275306.0	53.0917173	27.8850062	0.4360	-18.851	3.2263e+09	5.334	0.01	Sp
J033222.64-275015.2	53.0943433	27.8375636	0.5520	-20.328	1.9342e+10	3.455	0.00	Pec/Irr
J033222.75-274459.3	53.0948093	27.7498018	0.5900	-18.178	2.0616e+09	3.175	0.00	Sp
J033223.08-275047.0	53.0961644	27.8463818	0.5720	-18.525	1.5336e+09	2.643	0.21	Pec/M
J033224.35-274725.0	53.1014533	27.7902748	0.5190	-20.080	1.4348e+10	2.914	0.01	Sp
J033224.61-274851.4	53.1025480	27.8142847	0.5590	-21.435	6.0982e+10	5.196	0.00	Pec/M
J033225.07-274605.8	53.1044571	27.7682893	0.4620	-19.586	5.7690e+09	4.866	0.30	Pec/Irr
J033225.21-274938.5	53.1050330	27.8273581	0.4980	-19.544	1.1484e+10	1.476	0.57	S0
J033225.74-274936.4	53.1072697	27.8267652	0.5050	-22.170	1.6908e+11	4.902	0.04	Sp
J033226.21-274426.3	53.1091959	27.7406443	0.4750	-18.427	1.9792e+09	1.740	0.00	Sp
J033226.43-275130.0	53.1101244	27.8583460	0.5570	-18.454	2.2156e+09	2.992	0.00	Sp
J033227.01-274828.9	53.1125503	27.8080253	0.4690	-19.663	6.3724e+09	5.022	0.04	Sp
J033227.18-274416.5	53.1132664	27.7379104	0.4130	-21.985	1.3372e+11	3.275	0.82	S0
J033227.61-275255.1	53.1150564	27.8819762	0.5610	-18.407	2.6712e+09	2.285	0.00	Pec/M
J033227.78-275147.4	53.1157574	27.8631563	0.4340	-18.354	3.2166e+09	2.034	0.00	Sp
J033227.88-275140.4	53.1161667	27.8612189	0.4640	-21.483	8.0556e+10	2.655	0.86	E

J033227.93-274353.6	53.1163629	27.7315664	0.5570	-18.433	1.6908e+09	1.916	0.00	Sp
J033228.03-275156.0	53.1167854	27.8655449	0.5470	-20.462	4.5102e+10	6.131	0.09	Sp
J033228.09-275202.4	53.1170332	27.8673250	0.5400	-21.834	1.1205e+11	3.202	1.00	E
J033228.72-274528.7	53.1196816	27.7579603	0.4660	-18.925	3.2810e+09	3.864	0.00	Sp
J033229.17-274543.3	53.1215517	27.7620215	0.5520	-18.583	2.4412e+09	2.507	0.00	Pec/M
J033229.17-274833.1	53.1215576	27.8092049	0.4040	-19.729	1.1497e+10	5.640	0.01	Sp
J033229.17-274837.9	53.1215545	27.8105206	0.5520	-18.563	3.2855e+09	2.890	0.00	Pec/M
J033229.18-275153.2	53.1215658	27.8647767	0.5750	-19.008	4.2131e+09	1.230	0.42	Pec/C
J033229.32-275155.4	53.1221701	27.8653915	0.5450	-19.680	5.5450e+09	2.776	0.00	Pec/BNG
J033229.94-275137.4	53.1247479	27.8603811	0.5320	-20.461	2.7252e+10	3.114	0.55	S0
J033230.07-275140.6	53.1253088	27.8612804	0.4820	-21.913	1.2488e+11	4.365	0.54	S0
J033230.12-275131.6	53.1255098	27.8587715	0.5770	-20.463	1.9616e+10	3.574	0.00	Sp
J033230.23-274519.9	53.1259557	27.7555323	0.5460	-18.880	3.2041e+09	2.763	1.00	Pec/Irr
J033230.39-275053.4	53.1266310	27.8481664	0.5690	-18.579	3.0193e+09	2.004	0.00	Sp
J033230.68-275208.6	53.1278191	27.8690437	0.4860	-18.543	2.5130e+09	2.857	0.00	Pec/M
J033231.58-275004.6	53.1315699	27.8346139	0.4650	-20.110	1.4438e+10	4.024	0.14	Sp
J033231.80-275302.1	53.1325124	27.8839082	0.5880	-18.469	2.4940e+09	1.266	0.59	Pec/C
J033232.24-274845.4	53.1343149	27.8126240	0.5510	-21.068	3.6923e+10	5.436	0.02	Sp
J033232.32-274343.7	53.1346842	27.7287943	0.4930	-18.828	1.2969e+09	3.604	0.00	Sp
J033232.77-274437.1	53.1365437	27.7436357	0.4820	-19.035	5.0921e+09	4.020	0.00	Pec/BNG
J033232.78-275243.6	53.1366040	27.8787873	0.5670	-20.300	2.8275e+10	4.411	0.00	Sp
J033233.08-275111.3	53.1378202	27.8531488	0.4410	-19.226	4.7098e+09	2.523	0.00	Pec/M
J033234.00-274623.2	53.1416711	27.7731141	0.5780	-18.065	1.2148e+09	3.508	0.00	Pec/Irr
J033234.96-275001.1	53.1456595	27.8336459	0.5500	-18.661	2.4746e+09	4.809	0.03	Pec/Irr
J033235.28-274612.2	53.1470201	27.7700560	0.5560	-18.264	2.2542e+09	2.661	0.00	Sp
J033235.58-274438.2	53.1482417	27.7439336	0.5190	-20.747	4.0022e+10	6.348	0.02	Sp
J033235.96-274811.9	53.1498419	27.8033012	0.5460	-20.816	3.4498e+10	1.898	0.33	Pec/BNG
J033236.17-274931.8	53.1507284	27.8255114	0.4810	-21.523	1.0464e+11	2.915	0.11	Pec/MR
J033236.20-274536.5	53.1508334	27.7601289	0.5690	-20.088	1.5170e+10	5.575	0.10	Sp
J033236.29-274622.2	53.1512133	27.7728393	0.5860	-18.066	1.5164e+09	1.865	0.00	Sp
J033236.68-275102.8	53.1528260	27.8507863	0.5880	-18.712	2.8973e+09	3.186	0.00	Sp
J033237.54-274838.9	53.1564071	27.8108154	0.5720	-21.262	3.3412e+10	5.881	0.06	Sp
J033237.87-275039.5	53.1578000	27.8443108	0.5730	-18.189	1.4993e+09	1.287	1.00	Pec/C
J033238.17-274957.4	53.1590612	27.8326210	0.4960	-19.895	9.0615e+09	4.298	0.04	Pec/M

J033238.47-274416.1	53.1603099	27.7378035	0.5900	-18.323	2.0305e+09	5.970	0.00	Pec/Irr
J033238.70-274734.3	53.1612597	27.7928706	0.4940	-18.228	3.1937e+09	3.392	1.00	E
J033239.16-274844.6	53.1631593	27.8123975	0.4230	-22.257	1.7462e+11	6.151	0.12	Sp
J033239.33-274950.5	53.1638734	27.8306859	0.5530	-18.513	2.5241e+09	2.766	0.00	Sp
J033239.35-275016.3	53.1639426	27.8378714	0.5140	-19.885	1.8442e+10	3.031	0.12	Sp
J033239.46-275031.8	53.1644194	27.8421704	0.5340	-20.906	5.5093e+10	1.848	0.55	S0
J033239.72-274942.6	53.1655078	27.8285023	0.5180	-19.151	4.2648e+09	7.658	0.03	Sp
J033240.04-274418.6	53.1668317	27.7385070	0.4720	-21.119	4.1257e+10	2.343	0.15	Pec/BNG
J033240.42-274752.3	53.1684127	27.7978738	0.5590	-18.392	2.7996e+09	2.469	0.00	Sp
J033240.48-274341.4	53.1686534	27.7281718	0.5820	-18.333	2.0946e+09	3.002	0.00	Sp
J033241.34-274554.3	53.1722395	27.7650871	0.5580	-20.109	1.1212e+10	5.596	0.08	Sp
J033241.41-274717.1	53.1725217	27.7880881	0.5870	-21.729	1.1690e+11	3.461	0.55	S0
J033241.51-275026.4	53.1729558	27.8406740	0.5570	-18.203	1.5538e+09	3.086	0.00	Pec/Irr
J033241.56-274748.0	53.1731874	27.7966673	0.4700	-18.586	2.6110e+09	2.656	0.00	Sp
J033241.67-275004.9	53.1736367	27.8346857	0.5890	-18.576	2.6170e+09	1.799	0.00	Sp
J033241.75-275100.8	53.1739764	27.8502152	0.5570	-20.612	3.4698e+10	2.219	0.40	Sp
J033242.15-275018.7	53.1756130	27.8385308	0.4900	-20.007	9.9015e+09	4.840	0.08	Sp
J033242.24-275010.5	53.1760124	27.8362545	0.5500	-19.109	4.4269e+09	3.843	0.06	Sp
J033242.44-275024.9	53.1768331	27.8402588	0.5510	-22.351	1.3137e+11	6.454	0.04	Sp
J033242.99-275152.6	53.1791168	27.8646065	0.4620	-18.877	2.2558e+09	4.966	0.13	Pec/Irr
J033243.02-274923.1	53.1792489	27.8230906	0.5890	-18.704	2.7077e+09	3.454	0.00	Pec/BNG
J033243.21-274457.0	53.1800501	27.7491555	0.5750	-22.165	1.1795e+11	5.796	0.04	Sp
J033243.35-274524.7	53.1806361	27.7568596	0.5360	-18.464	2.3502e+09	2.886	0.00	Sp
J033243.44-274354.9	53.1809857	27.7319129	0.4140	-21.846	1.1251e+11	2.989	0.43	S0
J033243.63-275122.4	53.1817760	27.8562163	0.4230	-18.728	2.5521e+09	4.084	0.04	Sp
J033243.96-274503.5	53.1831676	27.7509619	0.5520	-19.763	9.6117e+09	3.361	0.00	Sp
J033244.14-274453.5	53.1838960	27.7482060	0.5140	-19.044	6.1987e+09	2.576	0.00	Sp
J033244.35-274638.8	53.1847720	27.7774443	0.5510	-18.941	3.2026e+09	6.193	0.00	Sp
J033244.51-274519.7	53.1854742	27.7554684	0.5400	-19.541	6.7174e+09	1.671	0.36	Sp
J033244.70-274922.8	53.1862651	27.8230017	0.5280	-20.702	2.6940e+10	3.616	0.00	Sp
J033245.66-274424.1	53.1902588	27.7400372	0.5310	-20.533	1.5733e+10	4.113	0.06	Pec/Irr
J033245.78-274812.9	53.1907576	27.8035745	0.5610	-20.813	3.9958e+10	2.027	0.27	Pec/BNG
J033245.84-274407.7	53.1909899	27.7354746	0.4940	-20.656	3.5392e+10	2.199	0.83	E
J033246.12-274414.4	53.1921563	27.7373299	0.4380	-18.216	1.4764e+09	1.643	0.00	Sp

J033246.65-275121.7	53.1943547	27.8560327	0.4550	-18.599	2.4468e+09	3.332	0.00	Pec/Irr
J033247.52-274748.2	53.1980188	27.7967340	0.4300	-18.441	2.1737e+09	2.461	0.00	Sp
J033247.71-274847.1	53.1988053	27.8130728	0.4260	-18.367	1.6485e+09	2.816	0.20	Pec/BNG
J033249.09-274519.2	53.2045336	27.7553462	0.5090	-20.477	3.2196e+10	4.090	0.05	Sp
J033249.52-274630.0	53.2063517	27.7749960	0.5260	-20.634	2.0049e+10	3.066	0.05	Pec/Irr
J033249.54-274626.8	53.2064168	27.7741168	0.4480	-18.325	1.9534e+09	2.089	0.00	Pec/Irr
J033249.67-274550.8	53.2069649	27.7641216	0.5290	-18.717	2.8418e+09	4.594	0.00	Pec/BNG
J033249.68-274705.3	53.2070133	27.7847976	0.4540	-19.011	3.3729e+09	5.862	0.03	Pec/Irr
J033249.71-274939.3	53.2071321	27.8275952	0.5150	-18.236	1.7159e+09	3.037	0.00	Pec/Irr
J033251.21-274815.8	53.2133897	27.8043804	0.5750	-18.960	3.5711e+09	2.805	0.00	Pec/Irr
J033251.73-274951.0	53.2155280	27.8308381	0.5830	-21.143	3.3450e+10	2.569	0.00	Pec/MR
J033252.33-275051.9	53.2180353	27.8477418	0.5800	-20.713	4.8228e+10	4.691	0.03	Sp
J033253.66-274833.6	53.2235958	27.8093206	0.5630	-18.463	1.8109e+09	1.946	0.00	Pec/Irr
J033254.96-274853.7	53.2290199	27.8149083	0.5760	-18.221	2.0105e+09	2.146	0.00	Sp
J033255.69-274954.9	53.2320291	27.8319033	0.5450	-19.579	1.1738e+10	1.537	1.00	E

TABLE 3 – Galaxies de l'échantillon distant

ID	BULGE				DISC				BAR				$\chi^2_{n.d.f.}$		
	mag	R_c	n	b/a	PA	mag	R_d	b/a	PA	mag	R_c	n		b/a	PA
J033200.11-274315.4	21.900 ± 0.010	12.260 ± 0.150	2.270 ± 0.020	0.710 ± 0.000	85.860 ± 0.590	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.428
J033200.56-274332.2	-	-	-	-	-	22.300	6.450	0.620	-31.730	-	-	-	-	-	0.438
J033203.76-274206.1	-	-	-	-	-	22.190	18.170	0.610	-49.710	25.070	5.860	1.210	0.290	-30.440	0.465
J033205.06-274359.8	23.200 ± 0.040	2.840 ± 0.080	1.390 ± 0.040	0.750 ± 0.010	85.900 ± 0.690	22.160 ± 0.010	7.620 ± 0.090	0.840 ± 0.000	83.760 ± 1.170	± 0.070	± 0.360	± 0.110	± 0.020	-	0.447
J033205.12-274253.1	-	-	-	-	-	21.580	13.060	0.380	75.940	-	-	-	-	-	0.488
J033205.97-274601.4	23.260 ± 0.010	1.450 ± 0.010	0.800 ± 0.020	0.900 ± 0.010	-83.220 ± 3.090	± 0.010	± 0.090	± 0.000	± 1.170	21.170	[-99.990]	[-99.990]	0.410	-85.090 ± 0.780	0.436
J033206.07-274645.4	± 0.000	± 0.050	± 0.000	± 0.000	± 0.080	-	-	-	-	± 0.010	-	-	-	-	0.445
J033206.70-274630.0	-	-	-	-	-	23.440	4.680	0.480	-79.950	-	-	-	-	-	0.427
J033207.18-274743.2	24.650 ± 0.030	5.270 ± 0.100	0.540 ± 0.040	0.540 ± 0.010	-26.400 ± 1.490	21.600 ± 0.000	15.600 ± 0.110	0.700 ± 0.000	36.640 ± 0.620	-	-	-	-	-	0.423
J033207.22-274822.1	-	-	-	-	-	23.220	6.390	0.350	-45.390	-	-	-	-	-	0.407
J033207.98-274239.5	23.020 ± 0.010	5.700 ± 0.080	1.370 ± 0.020	0.880 ± 0.010	-59.630 ± 2.410	21.730 ± 0.010	34.410 ± 0.500	0.330 ± 0.000	2.590 ± 0.280	-	-	-	-	-	0.442
J033207.99-274554.6	-	-	-	-	-	23.820	3.480	0.530	18.410	-	-	-	-	-	0.434
J033208.00-274346.2	25.080 ± 0.330	6.010 ± 2.490	3.060 ± 0.610	1.000 ± 0.100	[-73.340]	± 0.010	± 0.500	± 0.000	± 0.280	-	-	-	-	-	0.457
J033208.14-274712.4	-	-	-	-	-	22.990	8.140	0.270	-71.200	-	-	-	-	-	0.419
J033208.95-274722.8	23.440 ± 0.020	9.700 ± 0.220	1.770 ± 0.040	0.780 ± 0.010	-57.440 ± 1.920	± 0.010	± 0.070	± 0.000	-	-	-	-	-	-	0.418
J033209.57-274634.9	-	-	-	-	-	[23.180]	[5.000]	[0.880]	[-46.390]	24.180 ± 0.010	2.800 ± 0.020	0.780 ± 0.030	0.440 ± 0.010	-53.900 ± 0.570	0.422
J033209.77-274529.4	-	-	-	-	-	22.440	5.970	0.570	89.110	-	-	-	-	-	0.455
J033209.98-274248.1	-	-	-	-	-	[22.200]	[30.000]	[0.600]	-47.430	-	-	-	-	-	0.454
J033210.35-274754.2	-	-	-	-	-	21.090	34.980	0.180	14.770	-	-	-	-	-	0.478
J033210.35-274959.9	-	-	-	-	-	23.720	8.640	0.230	-40.760	-	-	-	-	-	0.414
J033210.64-274713.9	-	-	-	-	-	22.760	13.910	0.330	-47.370	-	-	-	-	-	0.419
J033210.70-274713.7	-	-	-	-	-	23.470	6.790	0.420	-10.690	-	-	-	-	-	0.427
J033211.20-274705.3	24.140 ± 0.030	8.360 ± 0.390	[4.000]	0.740 ± 0.030	-31.600 ± 4.000	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.423
J033211.41-274650.0	21.860 ± 0.000	4.500 ± 0.020	2.220 ± 0.010	0.770 ± 0.000	34.750 ± 0.360	22.000	[20.000]	[0.800]	[34.950]	-	-	-	-	-	0.433
J033211.49-274815.6	19.980 ± 0.010	11.350 ± 0.120	2.910 ± 0.010	0.800 ± 0.000	85.490 ± 0.180	20.400 ± 0.010	31.340 ± 0.330	0.710 ± 0.000	79.620 ± 0.550	-	-	-	-	-	0.835
J033211.86-275030.9	-	-	-	-	-	22.930	2.630	0.920	13.950	-	-	-	-	-	0.415
J033211.93-274706.7	-	-	-	-	-	± 0.010	± 0.330	± 0.000	± 0.550	-	-	-	-	-	0.423
J033212.28-274713.9	24.330	3.020	0.590	0.580	-79.460	24.280	7.020	0.500	-63.980	-	-	-	-	-	0.415

Annexe C

Proposition d'observation au VLT/VIMOS



EUROPEAN SOUTHERN OBSERVATORY

Organisation Européenne pour des Recherches Astronomiques dans l'Hémisphère Austral
 Europäische Organisation für astronomische Forschung in der südlichen Hemisphäre

OBSERVING PROGRAMMES OFFICE • Karl-Schwarzschild-Straße 2 • D-85748 Garching bei München • e-mail: opo@eso.org • Tel.: +49-89-32 00 64 73

APPLICATION FOR OBSERVING TIME

PERIOD: **90A**

Important Notice:

By submitting this proposal, the PI takes full responsibility for the content of the proposal, in particular with regard to the names of CoIs and the agreement to act according to the ESO policy and regulations, should observing time be granted

1.	Title Searching below the tip of the iceberg: what was the number density of low surface brightness galaxies, 4 to 7 Gyr ago?	Category: A-2																														
2.	Abstract / Total Time Requested Total Amount of Time: 0 nights VM, 24 hours SM Redshift surveys might have missed a significant part of the baryonic mass at intermediate and high redshifts. This is because they select galaxies on the basis of their stellar continua, leaving out low-surface brightness galaxies that are known to be gas-dominated. We propose to carry out a spectroscopic survey intentionally focused to retrieve low surface brightness galaxies pre-selected from the deepest HST image, i.e. the Hubble Ultra Deep Field (UDF). Pre-selection on the basis of their central surface brightness ($\mu_0(B) > 22 \text{ mag.arcsec}^{-2}$) provides 56 candidates with $i_{AB} < 25$ and $0.2 < z_{phot} < 0.8$, which all present extended and irregular morphologies. This project will provide the first estimate of the number density evolution of low-surface brightness galaxies, a fair comparison with that of high surface brightness galaxies, and a far better knowledge on the Universe baryonic content and its evolution during the past 7 Gyr.																															
3.	<table style="width: 100%; border-collapse: collapse;"> <thead> <tr> <th>Run</th> <th>Period</th> <th>Instrument</th> <th>Time</th> <th>Month</th> <th>Moon</th> <th>Seeing</th> <th>Sky</th> <th>Mode</th> <th>Type</th> </tr> </thead> <tbody> <tr> <td>A</td> <td>90</td> <td>VIMOS</td> <td>1h</td> <td>oct</td> <td>n</td> <td>1.0</td> <td>CLR</td> <td>s</td> <td></td> </tr> <tr> <td>B</td> <td>90</td> <td>VIMOS</td> <td>23h</td> <td>oct</td> <td>n</td> <td>1.0</td> <td>CLR</td> <td>s</td> <td></td> </tr> </tbody> </table>		Run	Period	Instrument	Time	Month	Moon	Seeing	Sky	Mode	Type	A	90	VIMOS	1h	oct	n	1.0	CLR	s		B	90	VIMOS	23h	oct	n	1.0	CLR	s	
Run	Period	Instrument	Time	Month	Moon	Seeing	Sky	Mode	Type																							
A	90	VIMOS	1h	oct	n	1.0	CLR	s																								
B	90	VIMOS	23h	oct	n	1.0	CLR	s																								
4.	Number of nights/hours a) already awarded to this project: b) still required to complete this project:	Telescope(s) Amount of time																														
5.	Special remarks:																															
6.	Principal Investigator: Karen Disseau, karen.disseau@obspm.fr, F, Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation																															
6a.	Co-investigators: F. Hammer Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F G. Zhong Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F F. Flores Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F M. Puech Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F <i>Following CoIs moved to the end of the document ...</i>																															
7.	Is this proposal linked to a PhD thesis preparation? State role of PhD student in this project Yes / A. Student. Data important for PhD thesis and student will lead the project / mid-course																															

8. Description of the proposed programme

A – Scientific Rationale: Deep redshift surveys currently provide observations of several thousands of distant galaxies giving an unprecedented knowledge on the galactic content of the Universe and its evolution. However, despite of the statistical size of their sample, these surveys may not encompass the whole galaxy population and could have missed a part of the galaxies that populate the distant Universe (see e.g. Disney & Lang, 2011, astro-ph/1109.2870D and references therein). This is probably the case since the study of the distant Universe is affected by the cosmological dimming which scales as $(1+z)^{-4}$. At $z = 1$, the cosmological dimming reaches a factor 16 in luminosity. For example, the optical disk of the Milky Way (up to 3.2 disk scale lengths) redshifted at $z > 0.5$ would be undetectable in deep imagery surveys such as GOODS. Only the deepest images obtained so far, from the Ultra Deep Field (UDF) are sufficient to detect the optical disk of a similar galaxy redshifted to $z = 1.3$.

The cosmological dimming affects in particular one population : the Low Surface Brightness Galaxies (LSBs). This populations completely fade out in redshift surveys due to the photometric limits of surveys and because redshifts are difficult to measure for these extremely faint objects. For example, Lilly et al. (1995, ApJ 455, 50, see their Fig. 9) have pointed out that the Canada France Redshift Survey, which is completed for high surface brightness galaxies (HSBs) up to $z = 1$, could not detect LSB disks at $z > 0.2$. In the local Universe, LSBs represent only 9% of the baryonic mass locked into galaxies (Minchin et al., 2004, MNRAS, 355, 1303), and have thus been neglected in the local baryon budget (e.g. Fukugita, Hogan & Peebles, 1998, ApJ, 503, 518). The lack of detection of LSBs in redshift surveys has been generally assumed to be marginal, and without implications for galaxy evolution scenarios. However, local LSBs could be the tip of the iceberg of a population of LSBs at higher redshift. Little is indeed known about the evolution of the number density of LSBs, since the highest redshift for LSBs from a systematic spectroscopic survey is only $z_{spec} = 0.17$ (Haberzettl et al. 2007 A&A 47, 787). In the local Universe, LSBs are gas-rich galaxies and represent a third of the HI gas density as well as half of the gas-rich galaxies (Minchin et al., 2004). Since the gas content of galaxies increases rapidly with redshift, at a rate of 4% per Gyr from $z = 0$ to $z = 2$ (Rodrigues et al. 2012, MNRAS in press), it is thus likely that the number density of LSBs is higher at earlier times.

We propose to carry out a spectroscopic survey designed to retrieve low surface brightness galaxies pre-selected from the deepest HST images, i.e. the UDF. These observations will provide the first ever gathered sample of true LSBs up to $z = 0.8$. Such a unique sample will provide us with :
1 - the evolution of the number density of LSB galaxies as a function of redshift;
2 - an estimate of their star formation rate from spectroscopy ($H\alpha$ and $H\beta$ lines) and spectral energy distribution;
3 - an estimate of their stellar mass from spectral energy distribution (from U to $8\mu\text{m}$, see Figure 1).

These observations could potentially lead to the discovery of the missing half galaxy population (we found 278 LSB candidates among 424 sources in the redshift range 0.2-0.8, see part B) - in a situation comparable to the search for the very highest redshift galaxies, providing a first glimpse in a somewhat unreachable territory. An evolution of the number density of LSB would have a high impact on galaxy formation studies, since it potentially affects determinations of galaxy luminosity functions, merger rates, and last but not least, of the gas fraction evolution.

B – Immediate Objective: The goal of this proposal is to gather the most representative sample of LSB, at redshift from $z = 0.2$ to $z = 0.8$ using VIMOS at ESO/VLT.

Observational strategy . LSBs are gas-rich and thus ideal to observe in HI, but in absence of radio capability for HI 21 cm detection at $z > 0.2$ an alternative strategy has to be elaborated. Based on the fact that 70% of local LSBs have strong emission lines (Liang et al, 2010, see section 11), we propose a spectroscopic follow-up to detect their distant counterparts in a cosmological field having the deepest existing optical image : the UDF - with its ~ 29 mag detection limit at $S/N = 10$ (within 0.2 arcsec^2 aperture) in four bands (b,v,i,z) - is the only field allowing proper detection of a LSB with $\mu_0(B) = 22.5 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ up to $z = 0.6 - 0.8$. The spectra of LSB candidates will be acquired using the VIMOS/MR grim. This grim allows us to sample the wavelength range 5000 to 10000 Å, which likely includes the strongest redshifted emission lines at $z = 0.2 - 0.8$. The moderate spectral resolution ($R=580$) permits to increase the region unaffected by the sky emission line up to 1 micron. Our choice for spectral resolution is also supported by retrieving 7 already observed spectra with VIMOS and FORS2 among our 56 candidates. Those with low spectral resolution (VIMOS/LR) are of poor quality, while for the two observed with FORS2 at moderate resolution (Vanzella et al. 2008, A&A, 478, 83), their redshifts are unambiguously identified ($z = 0.215$ from [OII], $H\beta$ and [OIII], and $z = 0.663$ from $H\beta$, [OIII], $H\alpha$ and [NII]). Moreover, we have retrieved our candidates in the available data from the Grism ACS Program for Extragalactic Science project (GRAPES, Pirzkal et al., 2004, AJSS, 154, 501), using the slitless grim G800L on ACS, but the resolution is not sufficient ($R=100$) to identify properly spectral lines (see Figure 1). A reliable identification of spectral lines and determination of spectroscopic redshifts requires a resolution of at least 500-600 (Liang et al., 2004, A&A, 417, 905).

Sample selection . We have selected LSB candidates in the UDF from the photometric redshift catalog of Dahlen et al. (2010, ApJ, 724, 425). This catalogue is based on the deep U-band and IRAC imagery, in addition

8. Description of the proposed programme and attachments

Description of the proposed programme (continued)

to ACS/BViz and ISAAC/JHKs images, and provides us with to the date the most secure redshift estimates of all GOODS sources so far. We have extracted in the HUDF ACS/HST images all the objects within a 1σ detection threshold above sky fluctuations and cross-correlated this catalogue with that of Dahlen et al. to retrieve redshifts. This allows us to identify LSB candidates using a proxy for their central surface brightness. The estimation of the surface brightness depends on the accuracy of the photometric redshift. In order to minimize the impact of redshift uncertainties, especially for LSBs near the selection limit, we have assumed the lower photometric redshift within a 68% confidence of Dahlen et al. to ensure that most LSBs are eventually selected in our sample. This pre-selection leads to 278 LSB candidates, in which 56 are bright enough, $i_{AB} \leq 25$ (see Fig. 1), for spectroscopic follow-up. Further morphological analysis with GALFIT has been performed (see e.g. Delgado-Serrano et al. 2010, A&A, 509, 78 and Fig. 1) to obtain the value of the disk central surface brightness, and confirm sources with $\mu_0(B) > 22 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ (Zhong et al. 2008).

Data analysis. We will (1) identify spectroscopically LSBs (and HSBs) within $0.2 < z < 0.8$ and to compare their relative number densities; the surrounding GEMS & GOODS fields will be used to construct a reference sample of HSB using free slits, with $i \leq 25$ and $z < 1$; (2) derive the number density evolution of LSBs; (3) compare distant LSB properties (morphologies using GALFIT, SFR, stellar mass) to their local counterparts (Zhong et al. 2008 and 2010, Liang et al. 2010); (4) last but not least, the number density of LSB candidates from $z = 0.2$ to $z = 0.8$ is relatively high in such a small field of view (9 arcsec^2), as it is comparable to that of L^* galaxies in that redshift range (278 LSB candidates within a total sample of 424 galaxies in this redshift range, Dahlen et al. 2010). Even if our procedure has missed some LSBs (e.g. due to some failure in z.phots), this will provide a stringent lower limit to the contribution of such objects to the universal baryonic density during the past 7 Gyrs.

Attachments (Figures)

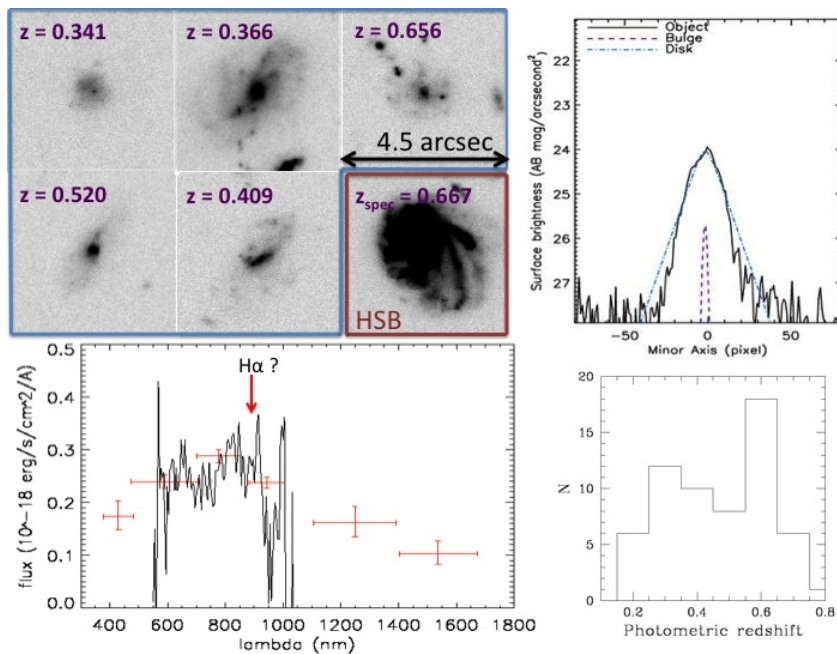


Fig. 1: ACS i-band images of five LSB candidates selected in the UDF up to $z=0.8$, with $i_{AB} < 25$. The last stamp shows a HSB for comparison. On the top-right is shown a GALFIT decomposition of the first LSB candidate of the top row, whose disk central surface brightness is found to be $\mu_0(B) = 22.4 \text{ mag.arcsec}^{-2}$. The histogram of the photometric redshifts of the LSB candidates is shown in the bottom-right panel. On the bottom-left panel is shown in red the SED of the first LSB candidate (at $z_{phot} = 0.341$) from ACS/BViz and WFC3/JH data, on which we superimposed the spectrum from GRAPES/ACS data, whose resolution is clearly not sufficient to identify spectral lines.

9. Justification of requested observing time and observing conditions

Lunar Phase Justification: Observating faint object (I=22) requires low sky brightness levels, and a period ± 8 nights from new moon is necessary to achieve our objectives.

Time Justification: (including seeing overhead) Based on the VIMOS ETC and our experience, we will need 7 hours of exposure time in spectroscopic mode with the VIMOS/MR mode. For each LSB candidate we have estimated the continuum below the redshifted [OII]3727, H β , [OIII]5007, H α and [NII]6583 lines by interpolating the ACS photometry. We use a spectral template from Zhong et al. (2010, see their Fig. 4) that corresponds to an average spectrum of a blue local LSB, providing EW of 5 Å(H β , [OIII]) and [NII]) to 16 and 23 Å for the brightest emission lines (H α and [OII]). For all candidates it predicts H α and [OII] fluxes with $f_{\lambda} > 6.10^{-18} \text{ erg.s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ for which a $S/N > 6$ can be reached in 7 hr (VIMOS ETC). A similar exposure time ensures the detection of several emission lines with $S/N > 3$ for more than 50% of the sample (see Fig. 1). For quiescent LSBs (30% of the sample according to Liang et al. 2010) we will apply standard binning procedures to increase the S/N ratio to derive the shape of the continuum.

To ensure a proper sky removal for such extended sources (see Fig. 1), slit length cannot be smaller than 10 arcsec. Given the field size, it allows to allocate no more than 18 LSB candidates per VIMOS mask. We verified that three masks allow to observe almost of the 56 LSB candidates. We therefore request for this program 3 (mask) \times 7hr = 21hr. Accounting for pre-imaging, spectrophotometric calibration of 3 stars (for SFR estimates from emission lines) and overheads, we request 24 hours for achieving this programme. We will use individual exposures of one hour with a slit width of 1" to preserve a moderate spectral resolution.

9a. Telescope Justification:

This project is ideally well-suited to a multi-slit instrument. Only the VLT is suitable for this project since slitless spectroscopy mode on the HST does not allow a sufficient resolution for our science goal.

FORS2 could be used, because it has the same observational characteristics of VIMOS. We have selected VIMOS for two main reasons : (1) the limited FoV of FORS2 makes it less efficient to observe the HSB comparison sample at the same time; (2) from the last news from ESO the service mode observations with FORS2 is currently strongly delayed in this highly requested region of the sky (3hr field).

9b. Observing Mode Justification (visitor or service):

This program is well-suited to the service mode observation.

9c. Calibration Request:

Standard Calibration

10. Report on the use of ESO facilities during the last 2 years

084.A-0631; 085.A-0795: Data reduced, two paper published, one paper submitted

10a. ESO Archive - Are the data requested by this proposal in the ESO Archive (<http://archive.eso.org>)? If so, explain the need for new data.

Are the data requested in this proposal in the ESO Archive (<http://archive.eso.org>)? NO

10b. GTO/Public Survey Duplications:

11. Applicant's publications related to the subject of this application during the last 2 years

- Zhong, G. H., Liang, Y. C., Liu, F. S., Hammer, F., Hu, J. Y., Chen, X. Y., Deng, L. C., Zhang, B. 2008, MNRAS 391, 986. A large sample of low surface brightness disc galaxies from the SDSS - I. The sample and the stellar populations.
- Zhong, G. H.; Liang, Y. C.; Hammer, F.; Chen, X. Y.; Deng, L. C.; Flores, H., 2010 A&A 520 69. The star formation histories of red and blue low surface brightness disk galaxies.
- Liang, Y. C.; Zhong, G. H.; Hammer, F.; Chen, X. Y.; Liu, F. S.; Gao, D.; Hu, J. Y.; Deng, L. C.; Zhang, B. 2010, MNRAS, 409, 213. A large sample of low surface brightness disc galaxies from the SDSS- II. Metallicities in surface brightness bins.
- Flores H., Goldoni, P., Royer, F. et al 2011AN 332 288. Observing GRB host galaxies with the Integral Field Unit of X-Shooter
- Puech, M., Hammer, F., Flores, H., Delgado-Serrano, R., Rodrigues, M., Yang, Y. 2010, A&A, 510, 68. The baryonic content and Tully-Fisher relation at $z=0.6$.
- Hammer, F.; Flores, H.; et al. 2009, A&A, 507, 1313. The Hubble sequence: just a vestige of merger events?
- Rodrigues, M.; Hammer, F.; Flores, H. 2008, A&A, 492, 371. IMAGES IV: strong evolution of the oxygen abundance in gaseous phases of intermediate mass galaxies from $z \sim 0.8$
- Rodrigues, M.; Puech, M.; Hammer, F.; Rothberg, B.; Flores, H. 2012, MNRAS. A decrease of the gas exchanges between galaxies and the intergalactic medium, from 12 to 6 billion years ago.

12. List of targets proposed in this programme

Run	Target/Field	α (J2000)	δ (J2000)	ToT	Mag.	Diam.	Additional info	Reference star
A	UDF	3 32 39.0	-27 47 29.1	16	25	20'	Ultra Field.	Deep
B	UDF	3 32 39.0	-27 47 29.1	16	25	20'	Ultra Field.	Deep

13. Scheduling requirements

This proposal involves time-critical observations, or observations to be performed at specific time intervals.

14. Instrument configuration

Period	Instrument	Run ID	Parameter	Value or list
90	VIMOS	A	PRE-IMG	R
90	VIMOS	B	MOS-grisms	MR

6b. Co-investigators:

...continued from box 6a.

M.	Huertas	Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F
Y.C.	Liang	National Astronomical Observatories (NAOCAS),Chinese Academy of Sciences,CN
M.	Rodrigues	ESO Office Santiago,ESO
C.	Balkowski	Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F



APPLICATION FOR OBSERVING TIME

PERIOD: **91A**

Important Notice:

By submitting this proposal, the PI takes full responsibility for the content of the proposal, in particular with regard to the names of CoIs and the agreement to act according to the ESO policy and regulations, should observing time be granted.

1.	<p>Title</p> <p>Searching below the tip of the iceberg: what was the number density of low surface brightness galaxies, 4 to 7 Gyr ago?</p>	<p>Category: A-2</p>																														
2.	<p>Abstract / Total Time Requested</p> <p>Total Amount of Time: 0 nights VM, 25 hours SM</p> <p>Redshift surveys may have missed a significant part of the baryonic mass at intermediate and high redshifts. This is because they select galaxies on the basis of their stellar continua, leaving out low surface brightness galaxies (LSBs) that are known to be gas dominated. An evolution in the number density of LSBs may potentially affect the evolution of all fundamental quantities such as mass functions, merger rates and gas fraction. We propose to carry out a spectroscopic survey, which is, for the first time, intentionally focused to retrieve high-z LSBs. 449 LSB candidates from $z_{phot} = 0.25$ to $z_{phot} = 0.9$ were selected from the deep HST images of the GOODS-S field on the basis of their central surface brightness ($\mu_0(R) > 20.7 \text{ mag.arcsec}^{-2}$). They represent half of $M_J < -18$ galaxies at $z = 0.5 - 0.9$. This project will provide the first estimate of the number density and stellar mass evolution of low surface brightness galaxies over the past 7 Gyr.</p>																															
3.	<table style="width: 100%; border-collapse: collapse;"> <thead> <tr> <th>Run</th> <th>Period</th> <th>Instrument</th> <th>Time</th> <th>Month</th> <th>Moon</th> <th>Seeing</th> <th>Sky</th> <th>Mode</th> <th>Type</th> </tr> </thead> <tbody> <tr> <td>A</td> <td>91</td> <td>VIMOS</td> <td>1h</td> <td>sep</td> <td>n</td> <td>1.0</td> <td>CLR</td> <td>s</td> <td></td> </tr> <tr> <td>B</td> <td>91</td> <td>VIMOS</td> <td>24h</td> <td>sep</td> <td>n</td> <td>1.0</td> <td>CLR</td> <td>s</td> <td></td> </tr> </tbody> </table>		Run	Period	Instrument	Time	Month	Moon	Seeing	Sky	Mode	Type	A	91	VIMOS	1h	sep	n	1.0	CLR	s		B	91	VIMOS	24h	sep	n	1.0	CLR	s	
Run	Period	Instrument	Time	Month	Moon	Seeing	Sky	Mode	Type																							
A	91	VIMOS	1h	sep	n	1.0	CLR	s																								
B	91	VIMOS	24h	sep	n	1.0	CLR	s																								
4.	<p>Number of nights/hours</p> <p>a) already awarded to this project:</p> <p>b) still required to complete this project:</p>	<p>Telescope(s)</p> <p>Amount of time</p>																														
5.	<p>Special remarks:</p>																															
6.	<p>Principal Investigator: Karen Disseau, karen.disseau@obspm.fr, F, Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation</p>																															
6a.	<p>Co-investigators:</p> <table style="width: 100%; border-collapse: collapse;"> <tbody> <tr> <td style="width: 10%;">F.</td> <td style="width: 30%;">Hammer</td> <td style="width: 60%;">Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F</td> </tr> <tr> <td>G.</td> <td>Zhong</td> <td>Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F</td> </tr> <tr> <td>F.</td> <td>Flores</td> <td>Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F</td> </tr> <tr> <td>M.</td> <td>Puech</td> <td>Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F</td> </tr> </tbody> </table> <p><i>Following CoIs moved to the end of the document ...</i></p>		F.	Hammer	Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F	G.	Zhong	Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F	F.	Flores	Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F	M.	Puech	Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F																		
F.	Hammer	Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F																														
G.	Zhong	Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F																														
F.	Flores	Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F																														
M.	Puech	Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation,F																														

7. Description of the proposed programme

A – Scientific Rationale: Deep redshift surveys currently provide observations of several thousands of distant galaxies giving an unprecedented knowledge of the galactic content of the Universe and its evolution. However, despite the statistical size of their sample, these surveys may not encompass the whole galaxy population and could have missed a part of the galaxies that populate the distant Universe (see e.g. Disney & Lang, 2011, astro-ph/1109.2870D and references therein). This is probably the case since the study of the distant Universe is affected by the cosmological dimming which scales as $(1+z)^{-4}$. The Low Surface Brightness Galaxies (LSBs) are particularly affected by this effect and completely fade out in redshift surveys due to the photometric limits of surveys and because redshifts are difficult to measure for these extremely faint objects. For example, Lilly et al. (1995, ApJ 455, 50, see their Fig. 9) have pointed out that the Canada France Redshift Survey, which is completed for high surface brightness galaxies (HSBs) up to $z = 1$, could not detect LSB disks at $z > 0.2$.

In the local Universe, LSBs represent only 9% of the baryonic mass locked into galaxies (Minchin et al., 2004, MNRAS, 355, 1303), and have thus been neglected in the local baryon budget (e.g. Fukugita, Hogan & Peebles, 1998, ApJ, 503, 518). The lack of detection of LSBs in redshift surveys has been generally assumed to be marginal, and without implications for galaxy evolution scenarios. However, local LSBs could be the tip of the iceberg of a population of LSBs at higher redshift. Little is known about the evolution of the number density of LSBs, since the highest redshift for LSBs from a systematic spectroscopic survey is only $z_{spec} = 0.17$ (Habertz et al. 2007 A&A 47, 787). In the local Universe, LSBs are gas-rich galaxies and represent a third of the HI gas density as well as half of the gas-rich galaxies (Minchin et al., 2004). Since the gas content of galaxies increases rapidly with redshift, at a rate of 4% per Gyr from $z = 0$ to $z = 2$ (Rodrigues et al. 2012, MNRAS, 421), it is thus likely that the number density of LSBs is higher at earlier times.

We propose to carry out a spectroscopic survey designed to retrieve low surface brightness galaxies pre-selected from deep and multi-wavelength HST images of the GOODS-S field. With such a sample, we will (1) confirm the existence of LSB galaxies at high redshift and (2) constrain the evolution of their number density and their stellar mass density.

An evolution of the number density of LSB would have a high impact on galaxy formation studies, since it potentially affects determinations of galaxy mass functions, merger rates, and last but not least, of the gas fraction evolution, which is presently based on intrinsically bright, star-forming galaxies.

B – Immediate Objective:

Observational strategy : LSB galaxies are gas-rich and thus ideal to observe in HI but in absence of radio capability for HI 21 cm detection at $z > 0.2$ an alternative strategy have to be elaborated. Based on the fact that 70% of local LSBs have strong emission lines (Liang et al. 2010, MNRAS, 409, 213), we propose a spectroscopic follow-up to detect their distant counterparts. A reliable identification of spectral lines and determination of spectroscopic redshifts require a resolution of at least 500-600 (Liang et al. 2004, A&A, 417, 905). We have retrieved some of our candidates in the available data from the Grism ACS Program for Extragalactic Science project (GRAPES, Pirzkal et al. 2004, AJSS, 154, 501) using the slitless grism G800L on ACS and show indeed that this resolution for extended objects like LSB ($R \ll 100$) is not sufficient to identify properly spectral lines (see Fig.1). Moreover, we retrieved 7 already observed spectra with VIMOS/LR and MR (Popesso et al. 2009, A&A 494, 443). Those with low spectral resolution (VIMOS/LR) are of poor quality, while for the two observed with VIMOS/MR at moderate resolution, their redshift are unambiguously identified. We thus choose the VIMOS/MR grism to observe our LSBs candidates with a sufficient resolution ($R = 580$). This grism also allows to sample the wavelength range 5000 to 10000 Å which likely includes the strongest redshifted emission lines at $z = 0.2 - 0.9$.

Sample selection : We have selected LSB candidates in the GOODS field on the basis of their central surface brightness in R band ($\mu_0(R) > 20.7 \text{ mag.arcsec}^{-2}$, Zhong et al. 2010 A&A 520, A69) because this color is less affected by the stellar evolution and thus more robust at different redshift ranges. We extracted in the GOODS ACS/HST (V,i, and z bands) and in the CANDELS GOODS-South Deep WFC3/HST (J and H bands) images all the objects 1σ above sky fluctuations and cross-correlated this catalogue with the photometric redshift catalogue of Dahlen et al. (2010, ApJ, 724, 425), which provides us with the best photometric redshift estimates of all GOODS sources so far. We then have identified LSB candidates in two redshift ranges ($0.25 < z_{phot} < 0.4$ and $0.5 < z_{phot} < 0.9$) using the surface brightness in a circular aperture of 2 times the PSF in radius as an estimate of the central surface brightness. We checked using GALFIT (Peng et al. 2002, AJ, 124,266) on complete subsamples of LSBs that 80% of them have no bulge contribution (see Fig.1). We then only kept the brightest candidates with $z_{AB} < 25.5$ and $M_{JAB} < -18$ to avoid dwarf objects. The estimation of the surface brightness strongly depends on the accuracy of the photometric redshifts. To minimize the impact of redshift uncertainties, especially for LSBs near the detection limit, we have assumed an error of 0.1 (i.e. 2.5 times the scatter found by Dahlen et al. between their estimated photometric redshifts and spectroscopic redshifts) to ensure that most LSBs are eventually selected. Indeed, an error of $\Delta z_{phot} = 0.1$ leads to an error of $\Delta\mu = 0.25$ to $0.35 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ on the surface brightness estimation (see Fig.1). We thus ensure the completeness of our sample, except for the 3.7% of outliers (catastrophic failures in estimation of z.phots in Dahlen et al.). This

7. Description of the proposed programme and attachments

Description of the proposed programme (continued)

selection leads to 28 LSB candidates within $0.25 < z_{phot} < 0.4$, among 190 objects in this redshift and magnitude ranges in the entire GOODS-field ($\sim 160 \text{ arcmin}^2$) and 421 LSB candidates within $0.5 < z_{phot} < 0.9$, among 843 objects in the CANDELS/GOODS-S Deep field ($\sim 60 \text{ arcmin}^2$).

Even if these selection criteria have missed some LSBs (e.g due to some failure in z.phots), they provide us with a lower limit to LSB number density at high z .

Data analysis : We will (1) confirm spectroscopically redshifts of our candidates to identify real LSB galaxies within $0.25 < z < 4$ and $0.5 < z < 0.9$; (2) build their spectral energy distribution from the U band to infrared bands (which sample the rest-frame optical to near IR wavelengths) to estimate their stellar mass ; (3) measure their dust-corrected SFR from spectroscopy with two Balmer lines ($H\alpha$, $H\gamma$ and $H\beta$ lines in the 0.25-0.4 redshift range, and $H\gamma$ and $H\beta$ in the 0.5-0.9 redshift range) ; (4) derive the number density and stellar mass density of LSBs. In addition, we will tentatively derive a very rough estimation of their gas fraction by inverting the Schmidt Kennicutt relation (see e.g. Erb et al. 2006, ApJ, 644, 813 and Rodrigues et al. 2012, MNRAS, 421, 2888). This will provide a first glimpse to the LSB contribution in the gas density at high z and a first reevaluation of the gas fraction evolution over the past 7 Gyr.

Attachments (Figures)

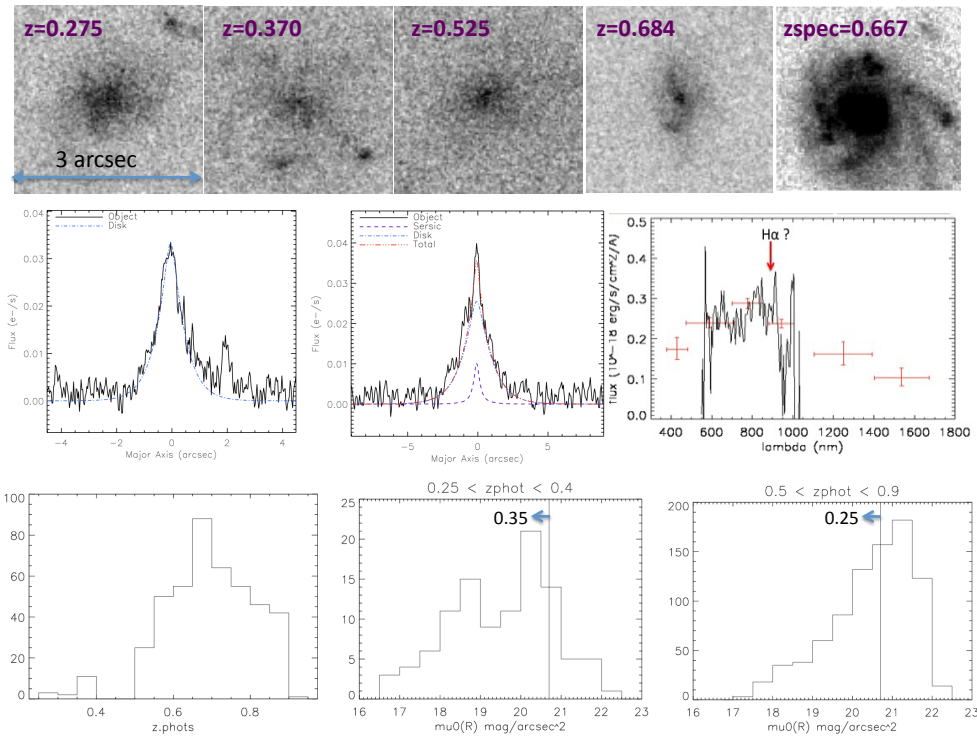


Fig. 1: *Top* : ACS z -band images of four LSB candidates selected in the GOODS-S field up to $z=0.8$, with $z_{AB} < 25.5$. The last stamp shows a HSB for comparison. *Middle* : An example of GALFIT morphological decomposition on two LSBs (the second and the fourth shown above) : in the first case, there is no bulge and in the second case, the contribution of the bulge is very small ($B/T \ll 0.1$). Their central surface brightnesses are found to be $\mu_0(R) = 22.5$ and $20.7 \text{ mag.arcsec}^{-2}$ respectively. On the right is shown in red the SED of one LSBs candidate (at $z_{phot} = 0.341$) from ACS/BViz and WFC3/JH data, on which we superimposed the spectrum from GRAPES/ACS data whose resolution is clearly not sufficient to identify spectral lines. *Bottom* : Histogram of the photometric redshifts of our LSB candidates and histograms of their central surface brightness in the two redshift ranges.

8. Justification of requested observing time and observing conditions

Lunar Phase Justification: Observing faint object requires low sky brightness levels, and a period ± 8 nights from new moon is necessary to achieve our objectives.

Time Justification: (including seeing overhead) For each LSB candidate we have estimated the continuum below the redshifted [OII]3727, H β , [OIII]5007, H α and [NII]6583 lines by interpolating the ACS photometry. We use a spectral template from Zhong et al. (2010, see their Fig. 4) that corresponds to an average spectrum of a blue local LSB, providing EW of 5 Å (H β , [OIII] and [NII]) to 16 and 23 Å for the brightest emission lines (H α and [OII]). For all candidates it predicts H α and [OII] fluxes with $f_\lambda > 6.10^{-18} \text{ erg.s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ for which a $S/N > 6$ can be reached in 7 hr (VIMOS ETC with VIMOS/MR mode). We checked with 2 different templates (a template of submetallic galaxy with strong emission line and a worse case of starburst galaxy) that 7h of exposition time ensures the detection of several emission lines with $S/N > 3$.

To ensure a proper sky removal for such extended sources (see Fig. 1), slit length cannot be smaller than 10 arcsec. Two VIMOS fields (i.e. 2 masks per quadrant) allow us to observe almost of the 449 LSB candidates. We therefore request for this program 2 VIMOS (fields) \times 7hr = 14 hr of scientific exposure time. Accounting for overheads, 7 hrs of exposition time can be reached with 12 OBs of 1 hour. Finally, with pre-imaging, we request 25h to achieve our program.

8a. Telescope Justification:

This project is well-suited to a multi-slit instrument. Only the VLT is suitable for this project since slitless spectroscopy mode on the HST does not allow a sufficient resolution for our science goal. FORS2 could be used, because it has the same observational characteristics of VIMOS. We have selected VIMOS because its field of view suits to that of GOODS-S field.

8b. Observing Mode Justification (visitor or service):

This program is well-suited to the service mode observation.

8c. Calibration Request:

Standard Calibration

9. Report on the use of ESO facilities during the last 2 years

084.A-0631; 085.A-0795: Data reduced, two papers published, one paper submitted

9a. ESO Archive - Are the data requested by this proposal in the ESO Archive (<http://archive.eso.org>)? If so, explain the need for new data.

Are the data requested in this proposal in the ESO Archive (<http://archive.eso.org>)? NO

9b. GTO/Public Survey Duplications:

10. Applicant's publications related to the subject of this application during the last 2 years

- Zhong, G. H.; Liang, Y. C.; Hammer, F.; Chen, X. Y.; Deng, L. C.; Flores, H., 2010 A&A 520 69. The star formation histories of red and blue low surface brightness disk galaxies.
- Liang, Y. C.; Zhong, G. H.; Hammer, F.; Chen, X. Y.; Liu, F. S.; Gao, D.; Hu, J. Y.; Deng, L. C.; Zhang, B. 2010, MNRAS, 409, 213. A large sample of low surface brightness disc galaxies from the SDSS- II. Metallicities in surface brightness bins.
- Puech, M., Hammer, F., Flores, H., Delgado-Serrano, R., Rodrigues, M., Yang, Y. 2010, A&A, 510, 68. The baryonic content and Tully-Fisher relation at $z=0.6$.
- Hammer, F.; Flores, H.; et al. 2009, A&A, 507, 1313. The Hubble sequence: just a vestige of merger events?
- Rodrigues, M.; Puech, M.; Hammer, F.; Rothberg, B.; Flores, H. 2012, MNRAS, 421, 2888. A decrease of the gas exchanges between galaxies and the intergalactic medium, from 12 to 6 billion years ago.

11. List of targets proposed in this programme

Run	Target/Field	α (J2000)	δ (J2000)	ToT	Mag.	Diam.	Additional info	Reference star
A	GOODS-S	3 32 30.0	-27 48 20.0	1	25	20'		
B	GOODS-S	3 32 30.0	-27 48 20.0	24	25	20'		

12. Scheduling requirements

This proposal involves time-critical observations, or observations to be performed at specific time intervals.

13. Instrument configuration

Period	Instrument	Run ID	Parameter	Value or list
91	VIMOS	A	PRE-IMG	R
91	VIMOS	B	MOS-grisms	MR

6b. Co-investigators:

...continued from box 6a.

Y.C.	Liang	National Astronomical Observatories (NAOCAS), Chinese Academy of Sciences, CN
M.	Rodrigues	ESO Office Santiago, ESO

Annexe D

Bilan sur les PSF collectées utilisables pour les simulations

Ce document a été rédigé pour dresser le bilan des PSF dont nous disposions dans l'équipe, afin de choisir la PSF la plus adaptée aux besoins des simulations d'observations de galaxies à grand décalage spectral, présentées dans cette thèse. Rédiger ce document m'a permis aussi d'acquérir (ou de me remémorer) les bases d'optique adaptative nécessaires pour comprendre la terminologie propre à ce domaine, ainsi que le contenu des fichiers de PSF que je collectais. Ce document, couplé à un tableur récapitulatif des fichiers et paramètres pour chaque PSF, a également été une base de travail utile pour alimenter le simulateur WEBSIM-COMPASS.


	Bilan sur les PSF d'optique adaptative dans le cadre des études ELT		Page : 1/11
	Auteur : Karen Disseau	Version V1	Date : Décembre 2012

Table des matières

1	Contexte.....	1
2	Liste des PSF.....	1
2.1	Les PSF implémentées dans le simulateur (étude EAGLE).....	1
2.2	Les PSF EAGLE de François Assémat.....	2
2.3	Les PSF MOAO de Benoît Neichel.....	2
2.4	Les PSF GLAO de Benoît Neichel.....	3
2.5	Les PSF ATLAS de François Assémat.....	3
3	EE vs taille de la boîte.....	3
3.1	Les PSF EAGLE de Thierry Fusco.....	3
3.2	Les PSF EAGLE de François Assémat.....	4
3.3	Les PSF MOAO de Benoît Neichel.....	5
3.4	Les PSF GLAO de Benoît Neichel.....	7
3.5	Les PSF Atlas de François Assémat.....	8
4	Comparaisons	9
4.1	Entre les PSF de François Assémat et celles de Benoît Neichel.....	9
4.2	Entre les PSF Eagle de Thierry Fusco et les PSF Eagle de François Assémat.....	9
5	Annexes.....	10
	ANNEXE A : mail original de Thierry Fusco accompagnant les PSF EAGLE.....	10
	ANNEXE B : Mail original de François Assémat accompagnant les PSF EAGLE et ATLAS.....	11
	ANNEXE C : Document word de Thierry Fusco accompagnant les PSF EAGLE.....	11

Documents associés :

- **Table Excel des fichiers de PSF**
- **Archives des fichiers de PSF**

1 Contexte

Ce document a pour objectif dresser l'état des lieux des PSF d'optique adaptative que nous avons pu récupérer, et qui ont été générées dans le contexte des études MOAO pour EAGLE (phase A). Ces PSF dont nous disposons constituent le point de départ pour réévaluer, dans le cadre de la nouvelle étude ELT-MOS (MOSAIC), les besoins et contraintes en optique adaptative ; il s'agit en particulier d'évaluer la façon dont il est possible de simplifier le système d'optique adaptative en relaxant la contrainte sur l'échantillonnage spatial.


2 Liste des PSF

2.1 Les PSF implémentées dans le simulateur (étude EAGLE)

Ces PSF ont été créées par Thierry Fusco (et Clélia Robert) à l'ONERA. On pourra se rapporter à un mail de Thierry envoyant le lien vers l'archive contenant ces PSF. Un document word associé (cf annexe) résume les résultats.

Conditions de simulation :

- diamètre du télescope : $D = 42\text{m}$
- seeing = 0.9 arcsec et 0.65 arcsec au zénith
- angle zénithal : 30°

 Galaxies Étoiles Physique et Instrumentation	Bilan sur les PSF d'optique adaptative dans le cadre des études ELT			Page : 2/11
	Auteur : Karen Disseau	Version V1	Date : Décembre 2012	

- profil Cn2 fourni par l'ESO (profil de turbulence à 9 couches) :

h =	47	140	281	562	1125	2250	4500	9000	18000
Cn2 =	52.24	2.6	4.44	11.60	9.89	2.95	5.98	4.30	6

- Etoiles guides : 5NGS+6LGS (2 configurations de NGS, cf annexe) ; 6 LGS ; 9 LGS
- 110x110 sub-ap, soit un pitch de 0.38 m
- flux LSG ~500 phot/sub-ap/frames
- flux NGS : dépendant de la magnitude de l'étoile (on suppose une L3CCD et un point zéro fourni par Chris) (cf document annexe de Thierry)
- fréquence temporelle : 250 Hz
- PSF fournies dans 9 directions du champ (cf annexe) (chaque fichier se présente sous la forme d'un cube de 9 images en format FITS)
- Champ de vue : 7 arcmin de diamètre
- Longueurs d'onde : 0.85 μm , 1.05 μm , 1.25 μm , 1.65 μm , 2.2 μm .

Format des fichiers :

Fichiers FITS comprenant un header et un cube de 9 images de dimension 512x512 pixels.

2.2 Les PSF EAGLE de François Assémat

Conditions de simulation :

- diamètre du télescope : D=42m
- seeing au zénith : 0.8 arcsec à 0.5 μm de longueur d'onde
- distance zénithale : 35°
- Etoiles guides : 5NGS + 6 LSG (magnitude limite pour les NGS R=17), d'après deux sous-champs du XMM-LSS
- champ de vue : 5 arcmin de diamètre
- 84x84 sub-ap (soit un pitch de 0.5 m)
- Longueurs d'onde : 0.85 μm , 1.05 μm , 1.25 μm , 1.65 μm , 2.25 μm .

L'énergie encadrée a été calculée toutes les 30 secondes d'arc dans un champ de vue circulaire de 5 minutes d'arc de diamètre. Les PSF correspondent à celles donnant l'énergie encadrée la pire, moyenne et la meilleure dans le champ de vue (cas « worst », « median » and « best » mentionnés par la suite).

Format des fichiers :


Fichiers FITS comportant un header et une image de 512x512 pixels.

2.3 Les PSF MOAO de Benoit Neichel

Une approche de type Fourier (thèse de Benoit Neichel) a permis de générer une série de PSF MOAO. Une constellation de 3 étoiles guides entoure l'objet d'intérêt, et forme un triangle équilatéral, inscrit dans un cercle qui définit le champ de vue. Ces étoiles guides sont supposées suffisamment brillantes ($V \sim 13$) pour négliger le bruit des ASO. La correction optimale, déduite des caractéristiques du volume turbulent est appliquée à un miroir déformable par direction d'intérêt, cette dernière étant ici le centre du champ de vue (centre de la constellation d'étoiles guides).

Conditions de simulation :

- diamètre du télescope : D=42m
- espace inter-actionneur (pitch) : 0.5m et 0.8m (respectivement 84x84 et 52x52 actionneurs)
- étoiles guides : 3 étoiles guides
- champs de vue : 0, 0.125, 0.25, 0.5, 1, 2, 3, 4, 5 arcmin

 Galaxies Étoiles Physique et Instrumentation	<i>Bilan sur les PSF d'optique adaptative dans le cadre des études ELT</i>		Page : 3/11
	Auteur : Karen Disseau	Version V1	Date : Décembre 2012

- seeing : 0.8 et 0.95 arcsec (@ 0.5 μm)
- profil de turbulence : 10 couches
- longueurs d'onde : bandes H et K

Format des fichiers :

Fichiers FITS contenant un header et une image de 512x512 pixels.

2.4 Les PSF GLAO de Benoit Neichel

Conditions de simulation :

- diamètre du télescope : D=42m
- étoiles guides : 3, 4, 6 et 9 étoiles guides
- champs de vue : 5, 6, 7 et 8 arcmin
- seeing : 0.2, 0.3, 0.4, 0.5, 0.6, 0.7 et 0.8 (@ 0.5 μm)
- profil de turbulence : 10 couches
- longueurs d'onde : bandes I, J et H

Format des fichiers :

Fichiers FITS contenant un header et une image de 256x256 pixels.

Benoit a amélioré le header standard en ajoutant des informations, comme le diamètre du télescope, l'espace inter-actionneur, la bande, la valeur du seeing, etc., et également la valeur de l'EE dans 50, 100 et 150 mas.

2.5 Les PSF ATLAS de François Assémat

Conditions de simulation :

- diamètre du télescope : 42 m
- seeing au zénith : 0.65 arcsec @ 0.5 μm
- distance zénithale = 0°
- champ de vue : 5 arcmin de diamètre
- 84x84 sub-ap (soit un pitch de 0.5 m)
- Longueurs d'onde : 0.85 μm , 1.05 μm , 1.25 μm , 1.65 μm , 2.25 μm .

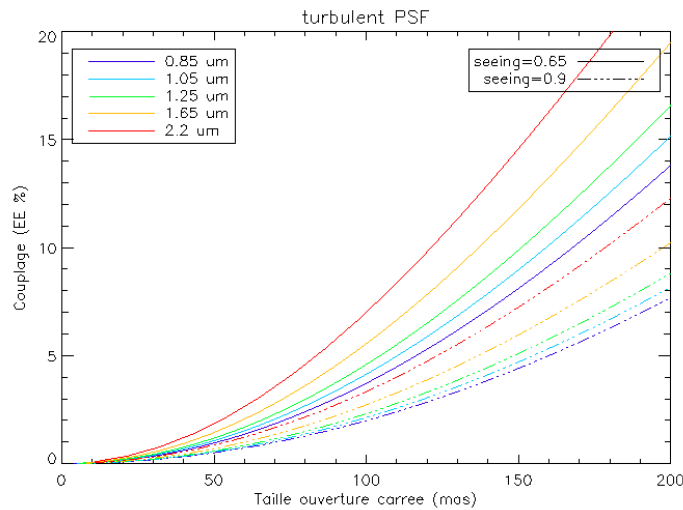
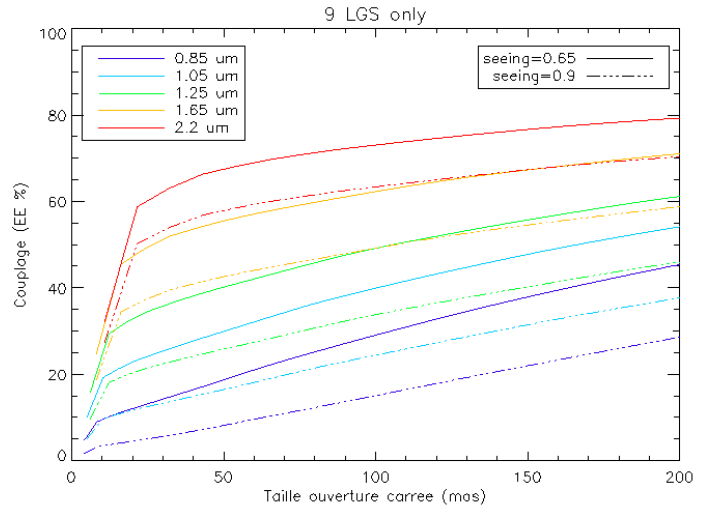
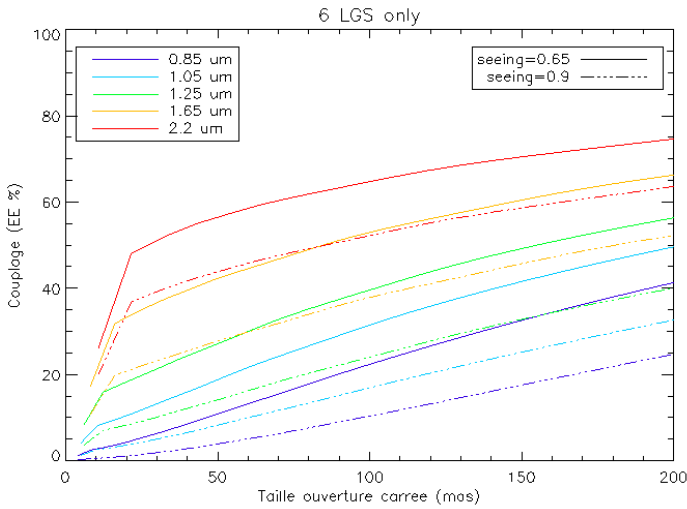
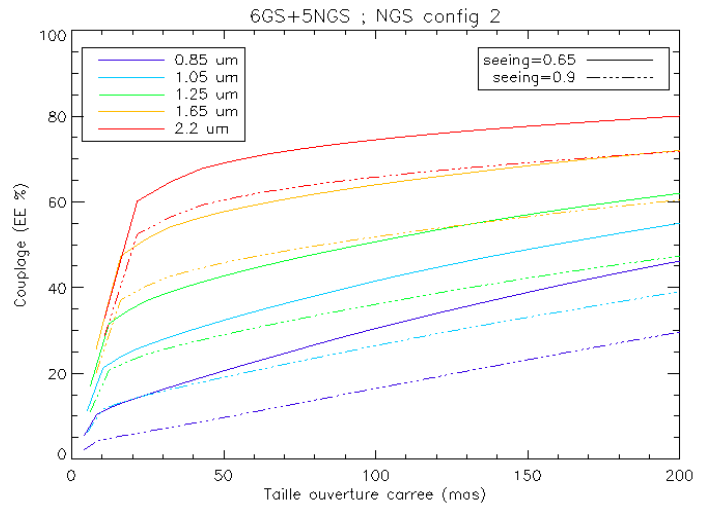
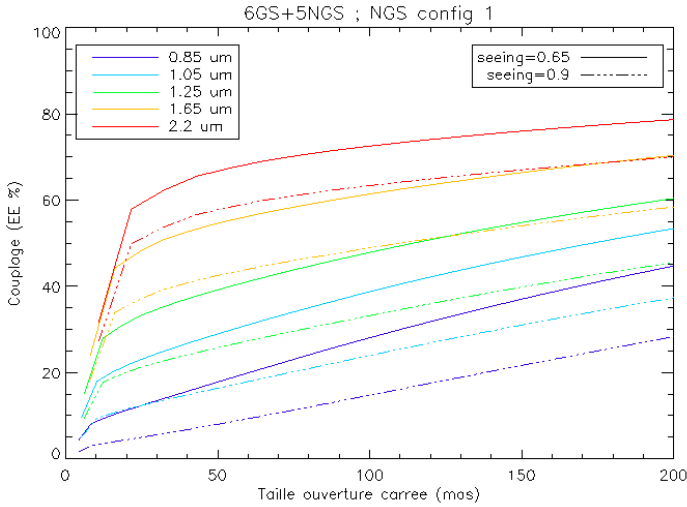
Format des fichiers :

Fichiers FITS comportant un header et une image de 512x512 pixels.

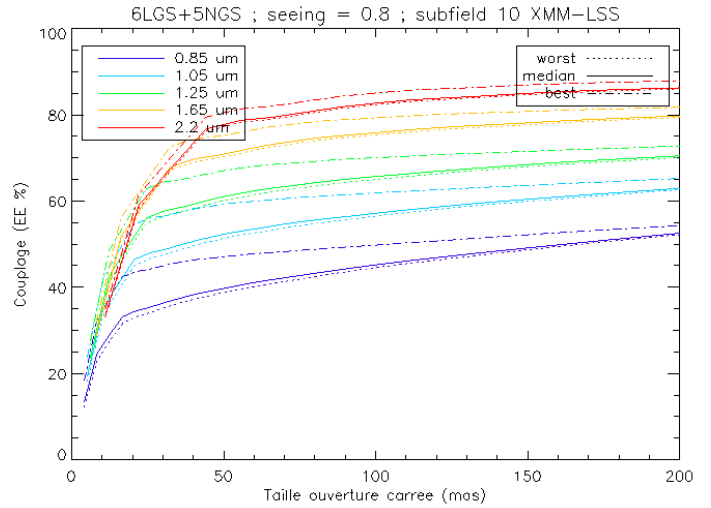
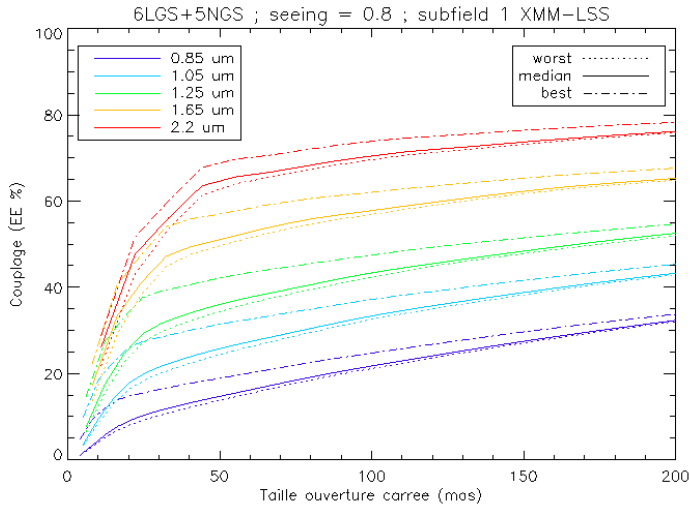
3 EE vs taille de la boîte

Pour chaque PSF, l'énergie encadrée dans une certaine boîte carrée est tracée en fonction de la taille de cette boîte. Dans le cadre de l'étude EAGLE, la spécification imposait une énergie encadrée d'au moins 30% dans une boîte de taille 75 mas (pixel de 37.5 mas).

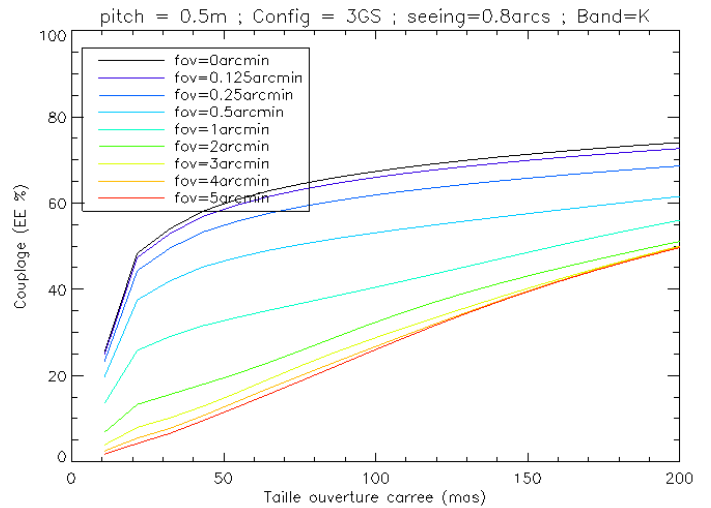
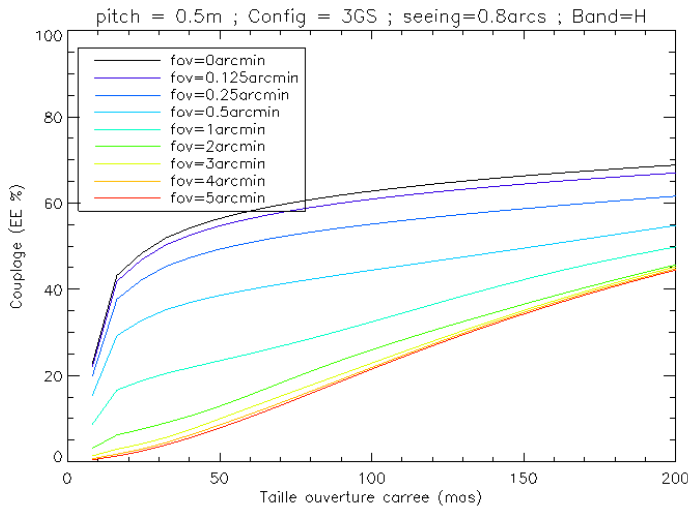
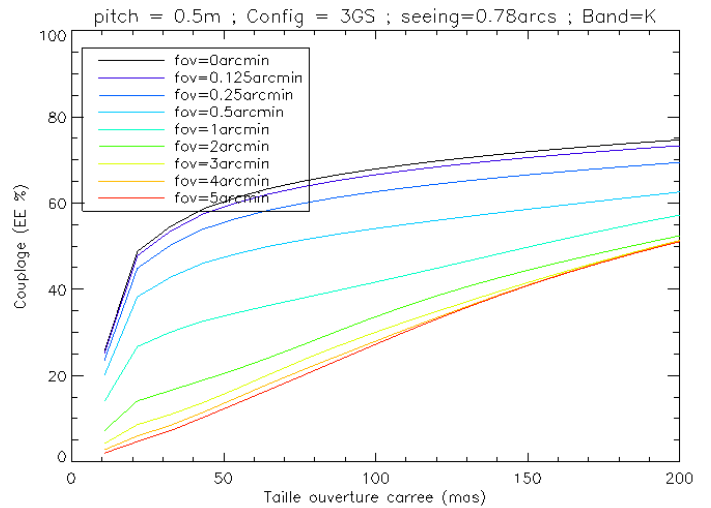
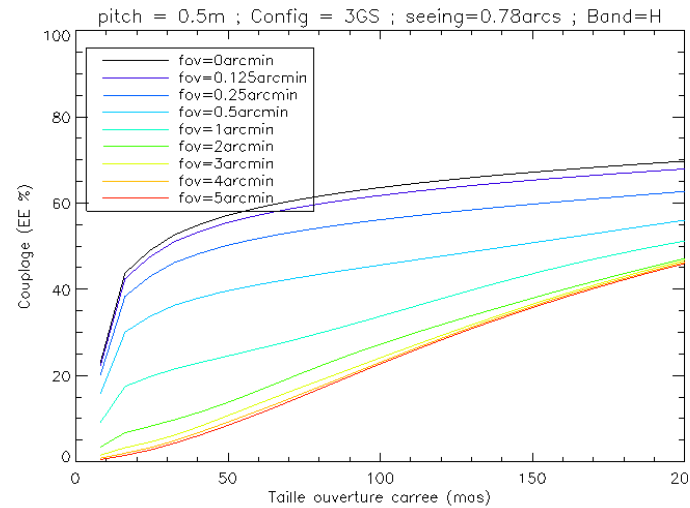
3.1 Les PSF EAGLE de Thierry Fusco

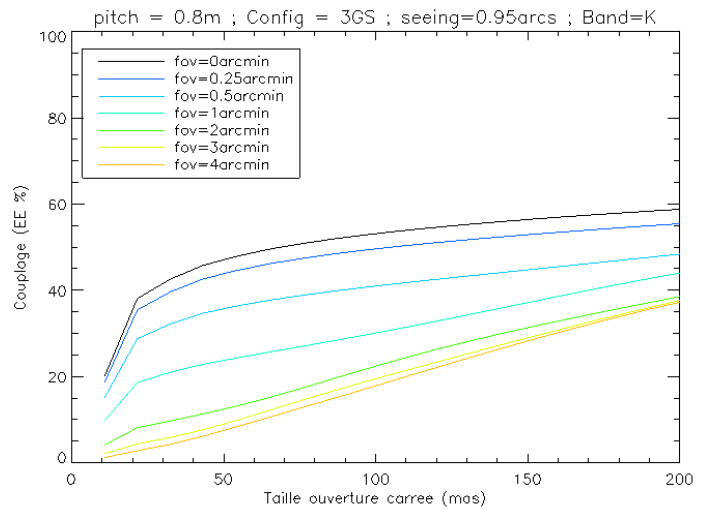
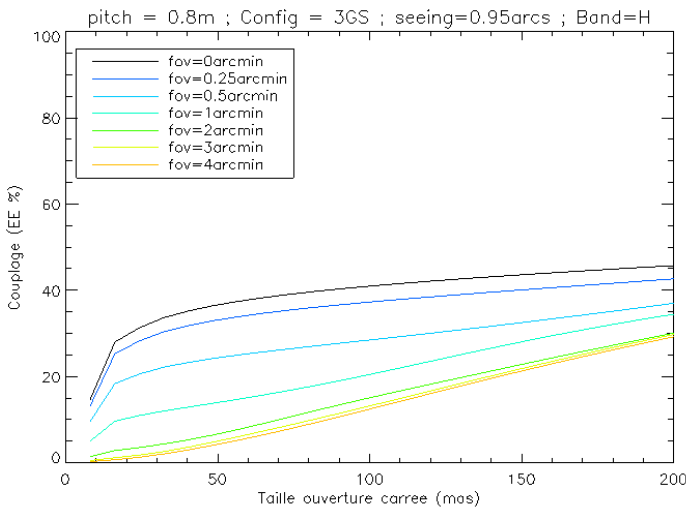
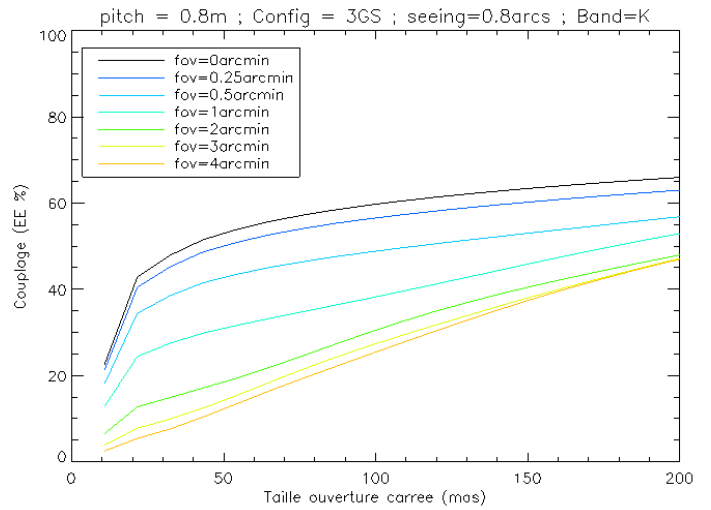
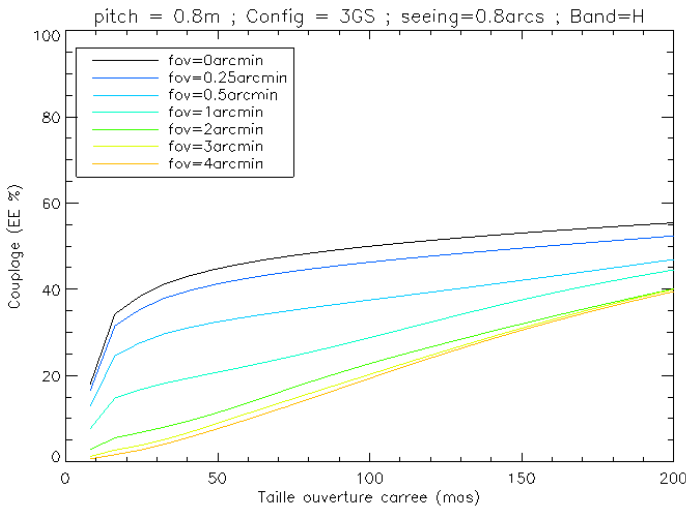
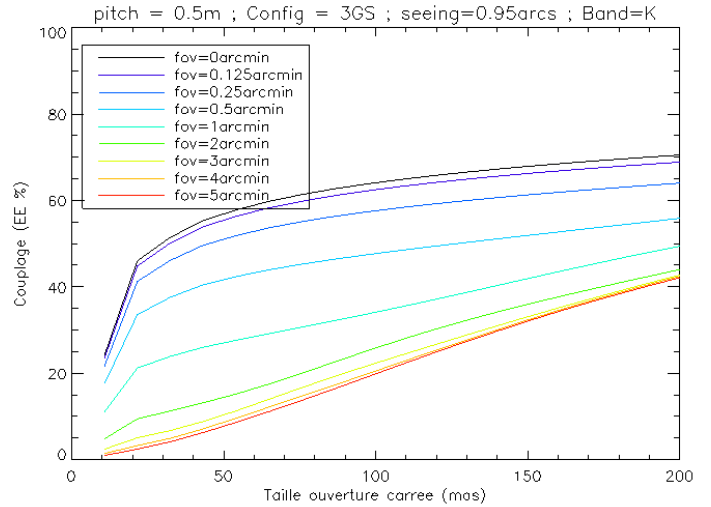
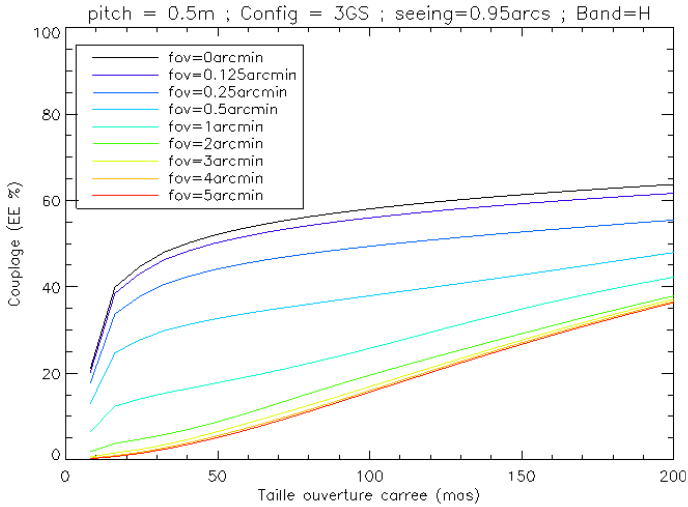


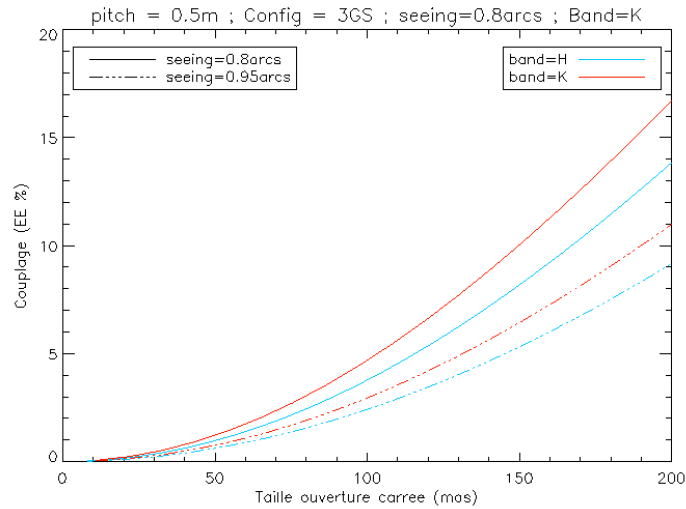
3.2 Les PSF EAGLE de François Assémat



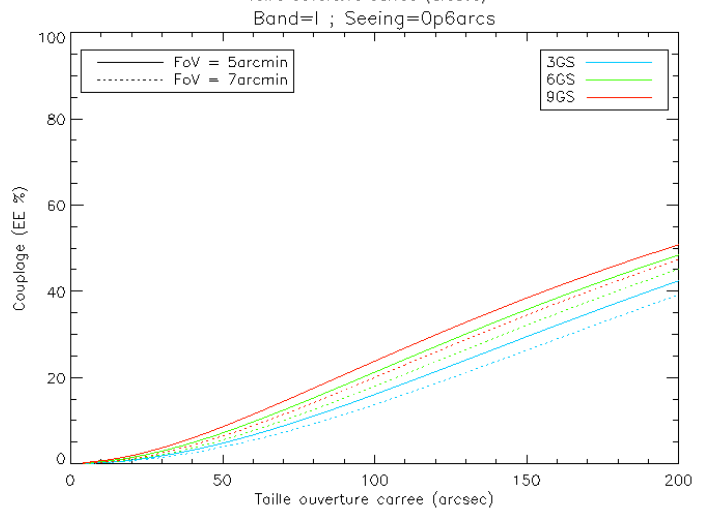
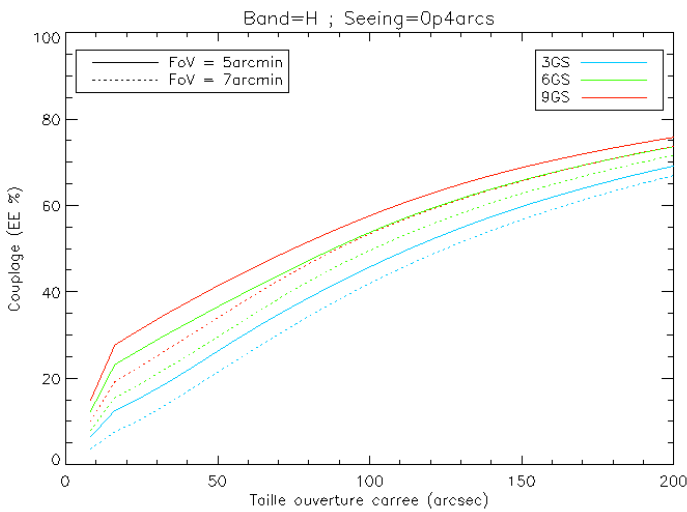
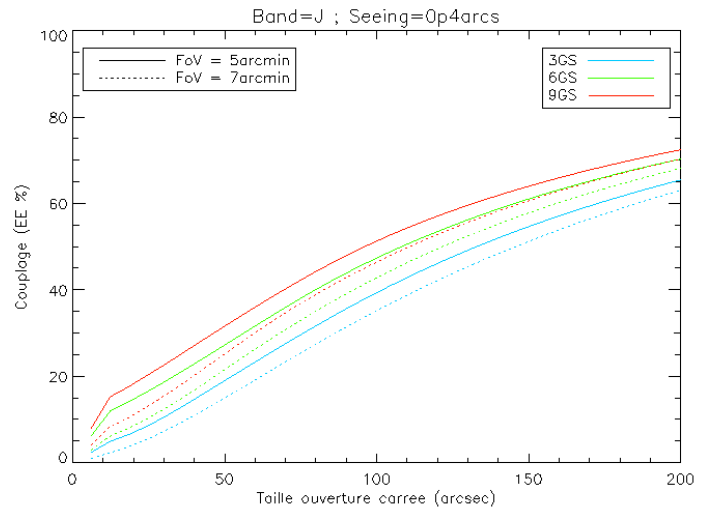
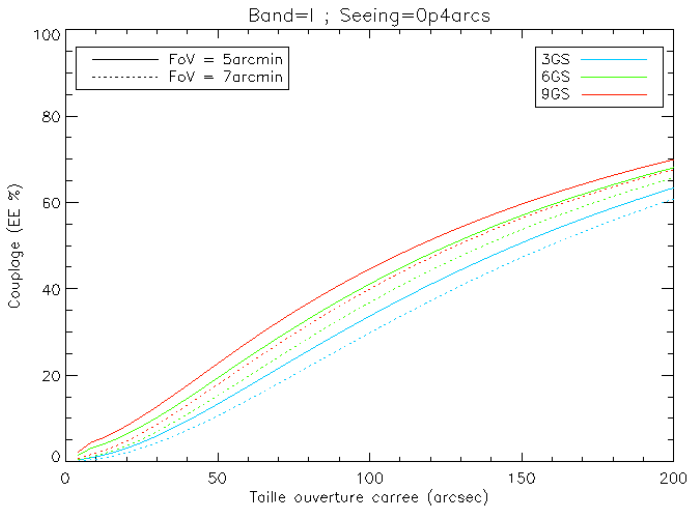
3.3 Les PSF MOAO de Benoit Neichel

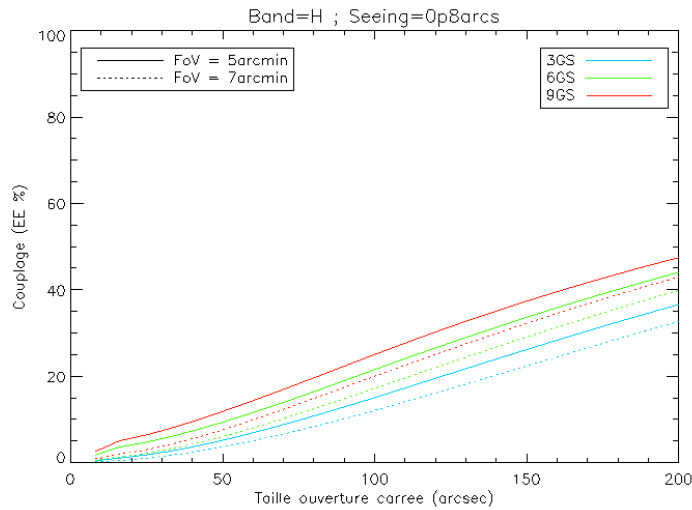
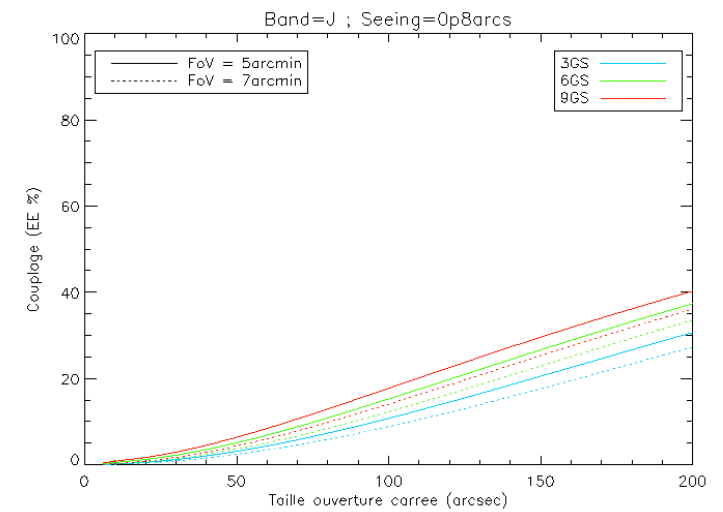
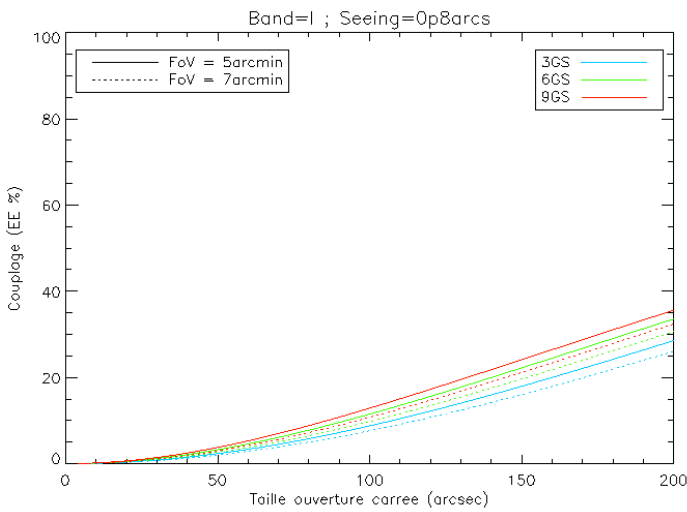
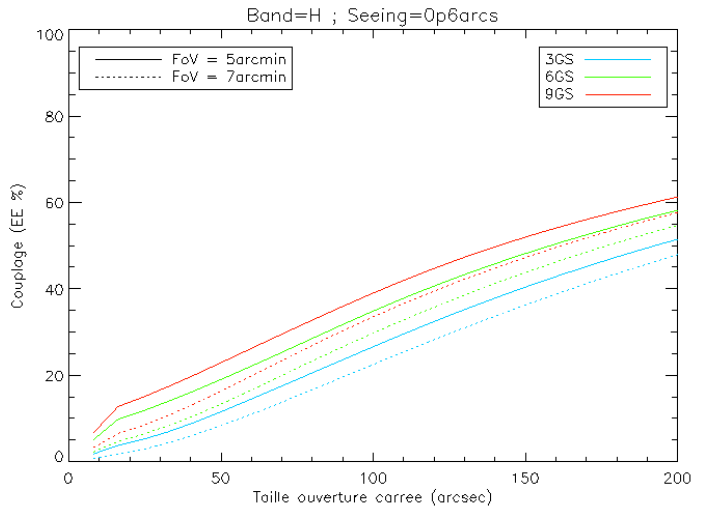
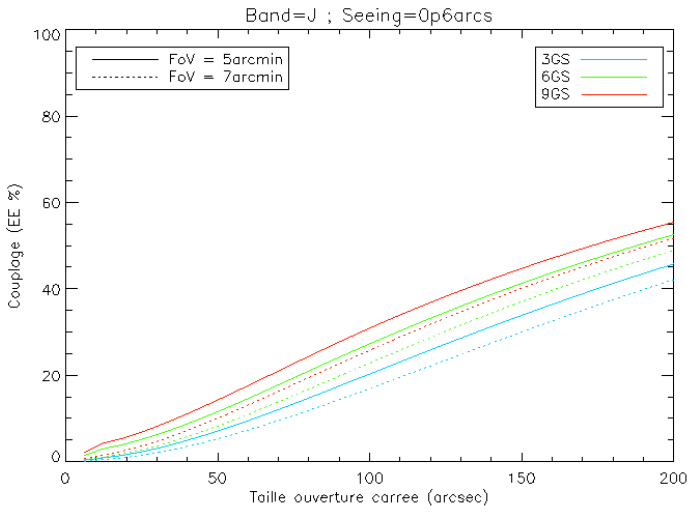




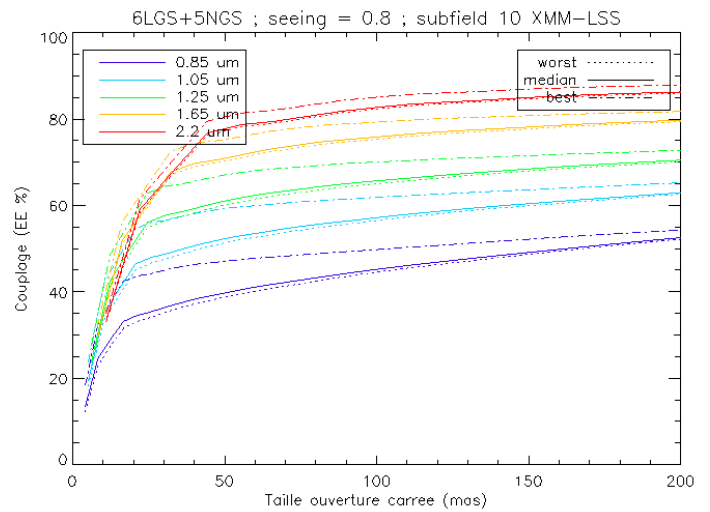
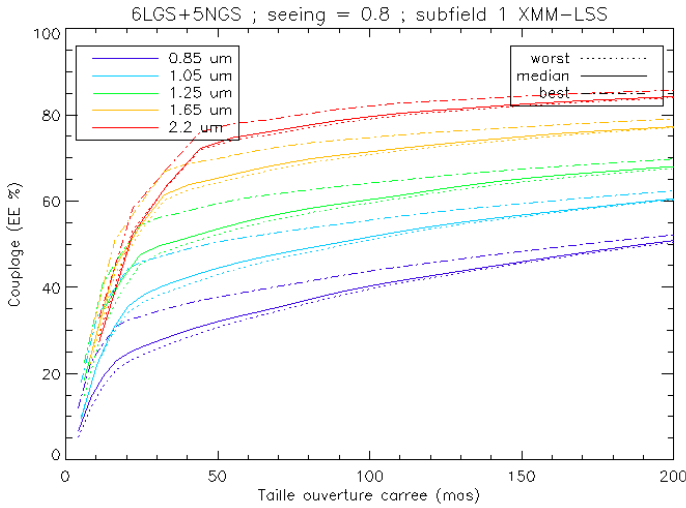


3.4 Les PSF GLAO de Benoit Neichel





3.5 Les PSF Atlas de François Assémat



4 Comparaisons

4.1 Entre les PSF de François Assémat et celles de Benoit Neichel

Il est possible d'identifier un jeu de paramètres communs entre les séries de PSF de François Assémat et celles de Benoit Neichel.

On compare donc les deux PSF pour les conditions suivantes :

- D=42m
- pitch=0.5m
- longueur d'onde = 1.65 μm (bande H)
- FoV = 5 arcsec
- seeing = 0.8 arcsec


Cependant, il reste une différence fondamentale : les PSF de François Assémat supposent un système d'OA avec 5 étoiles naturelles et 6 étoiles laser, alors que les PSF de Benoit Neichel supposent seulement 3 étoiles guides, sans plus de précisions.

4.2 Entre les PSF Eagle de Thierry Fusco et les PSF Eagle de François Assémat

Conditions :

- D=42m
- pitch=0.5m
- longueur d'onde = 1.65 μm (bande H)
- FoV = 5 arcmin pour François Assémat contre 7 arcmin pour Thierry Fusco
- seeing = 0.8 arcsec pour François Assémat contre 0.9 arcsec pour Thierry Fusco.

Le champ de vue plus petit, ainsi qu'un seeing plus faible, pour la simulation des PSF de François Assémat explique qu'elles donnent de meilleurs résultats en terme d'EE, dans le cas « worst » que les PSF de Thierry Fusco.

 Galaxies Étoiles Physique et Instrumentation	<i>Bilan sur les PSF d'optique adaptative dans le cadre des études ELT</i>		Page : 11/11
	Auteur : Karen Disseau	Version V1	Date : Décembre 2012

ANNEXE B : Mail original de François Assémat accompagnant les PSF EAGLE et ATLAS

----- Forwarded message -----
Date: Tue, 12 May 2009 18:58:44 +0200
From: "[ISO-8859-1] François Assémat" <francois.assemat@obspm.fr>
To: Chris Evans <cje@roe.ac.uk>
Cc: Gerard Rousset <gerard.rousset@obspm.fr>, Clelia Robert <clelia.robert@onera.fr>, Thierry Fusco <thierry.fusco@onera.fr>
Subject: MOAO PSFs for science group

Hi Chris

Following your request, you can download at this link :

<https://upload.obspm.fr/get?k=eG6aNxgjFrRyIp1iGW2>

an archive (ZIP format) with a set of simulated MOAO PSFs.

More precisely, there are two sub-sets of PSF:

- one with "ATLAS" in the filename. In this case, the seeing at zenith was equal to 0.65 arcsec at 0.5 microns, and the zenith distance equal to 0 degree
- the other one with "EAGLE" in the filename. In this case, the seeing at zenith was equal to 0.8 arcsec at 0.5 microns, and the zenith distance was equal to 35 degrees leading to an equivalent seeing of 0.9 arcsec

Otherwise the AO system assumes 6 LGS and 5 NGS (limiting magnitude R=17) dedicated wavefront sensors, each with 84x84 sub-apertures, and a DM with 84x84 actuators per science channel. The usual 2 science sub-fields 1 and 10 in the XMM-LSS field were chosen, and I've computed the EE every 30 arcsec across a circular 5 arcmin diameter field of view as well as for wavelengths from 0.85 to 2.25 microns. Then I chose the PSFs giving the minimum, average and best ensquared energy in the FoV, and you'll find this information in the PSF filename.

For instance, "psf-EAGLE-lambda=850nm-subField=1-median.fits" means that it is the PSF computed for a seeing of 0.8 arcsec at zenith (EAGLE conditions) at a wavelength of 850 nm, for the XMM-subfield #1, which gives an EE equal to the median EE across the 5 arcmin FoV.

Hope this will be clear enough !

Cheers

François

ANNEXE C : Document word de Thierry Fusco accompagnant les PSF EAGLE

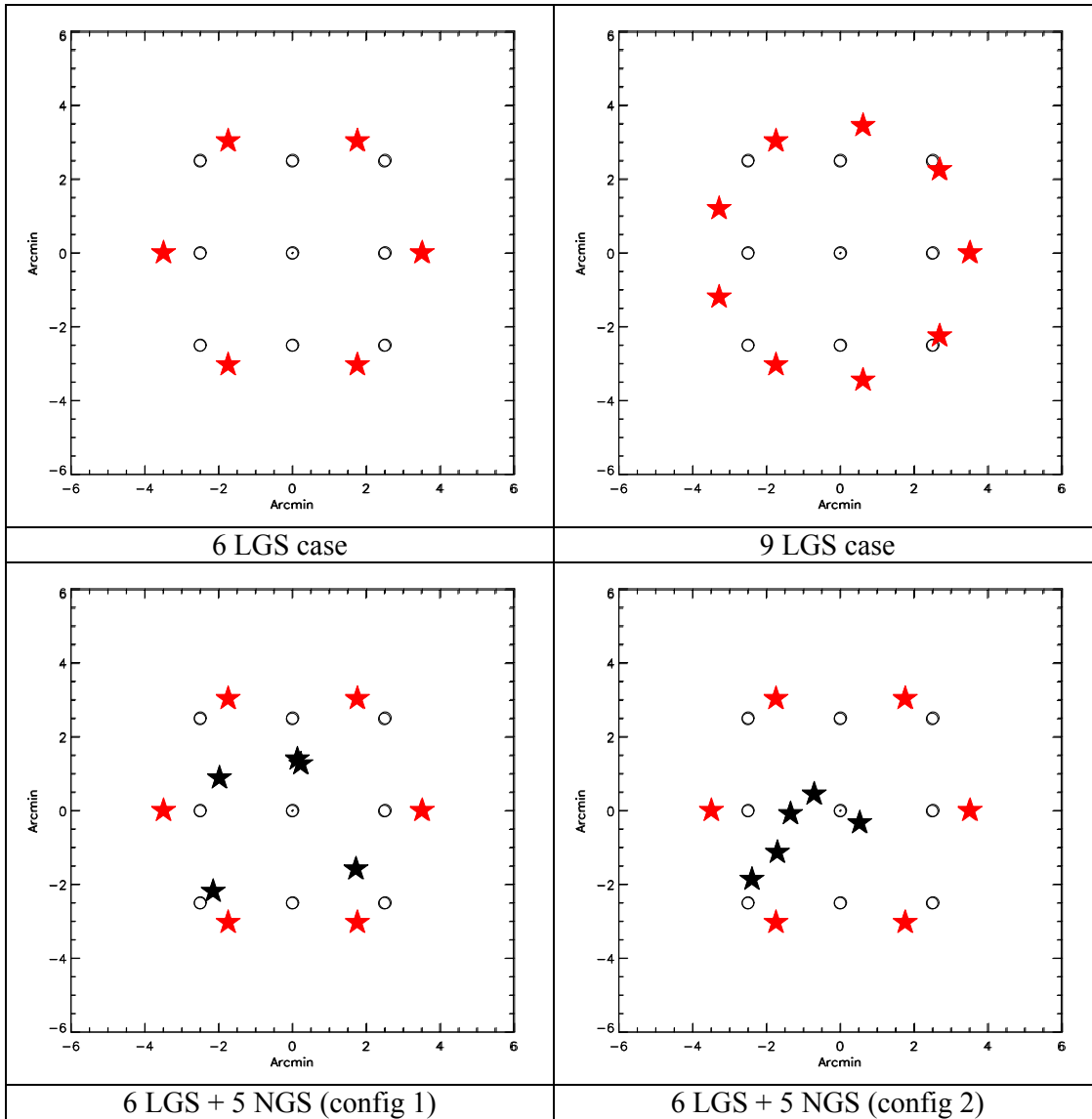


Figure 1 LGS / NGS repartition in the FoV. Star/red = LGS, star/black = NGS. Round = PSF estimation
 The LGS have all the same flux corresponding to a roughly 500 phot/sstup/frame (with elongated spot).

Config NGS 1 :

	GS 1		GS 2		GS 3		GS 4		GS 5	
Position x / y (arcmin)	-1.98	0.88	0.12	1.39	0.22	1.26	-2.15	-2.19	1.71	-1.58
Magnitude	12.97		13.83		16.07		16.15		17.83	
Flux/subap/frame (γ -)	43		19		2.5		2.3		0.5	

Config NGS 2 :

	GS 1		GS 2		GS 3		GS 4		GS 5	
Position x / y (arcmin)	-1.36	-0.09	-1.71	-1.13	0.52	-0.33	-0.72	-0.45	-2.40	-1.86
Magnitude	12.13		13.17		14.94		15.7		15.74	
Flux/subap/frame (γ -)	92		35		6.9		3.4		3.3	

From Flux to noise variance (per sub-aperture)

$$\sigma^2 = \frac{\pi^2}{\ln(2)} \frac{1}{N} \left(\frac{FWHM_{spot}}{FWHM_{diff}} \right)^2 \left(\frac{\lambda_{ASO}}{\lambda_{IM}} \right)^2$$

FWHMspot / FWHMdiff is assumed to be equal to 2.

Results obtained for these configurations (PSF have been provided separately)
Seeing = 0.9 arcsec @ Zenith + 30° Zenith. ESO Cn² profile.

EE in a 75x75 mas ² box	EE (in %) $\lambda_{im} = 1.65$ mic	EE (in %) $\lambda_{im} = 1.$ mic
6 LGS	31.1 ± 2 %	9.6 ± 1 %
6 LGS + 5 NGS (config 1)	44.0 ± 3 %	16.0 ± 2 %
6 LGS + 5 NGS (config 2)	46.2 ± 3 %	17.6 ± 3 %
9 LGS	45.4 ± 2 %	17.2 ± 1 %

Let us now “play” with the NGS flux (or in other word with the noise variance).

Assuming a factor factor 2 in transmission

EE in a 75x75 mas ² box	EE (in %) $\lambda_{im} = 1.65$ mic	EE (in %) $\lambda_{im} = 1.$ mic
6 LGS + 5 NGS (config 1)	42.1 ± 3 %	14.8 ± 2 %
6 LGS + 5 NGS (config 2)	44.2 ± 3 %	16.2 ± 3 %

Assuming a factor factor 10 in transmission

EE in a 75x75 mas ² box	EE (in %) $\lambda_{im} = 1.65$ mic	EE (in %) $\lambda_{im} = 1.$ mic
6 LGS + 5 NGS (config 1)	37.2 ± 2 %	12.1 ± 2 %
6 LGS + 5 NGS (config 2)	39.2 ± 2 %	13.2 ± 2 %

Assuming a factor factor 100 in transmission

EE in a 75x75 mas ² box	EE (in %) $\lambda_{im} = 1.65$ mic	EE (in %) $\lambda_{im} = 1.$ mic
6 LGS + 5 NGS (config 1)	32.4 ± 2 %	10.1 ± 2 %
6 LGS + 5 NGS (config 2)	33.3 ± 2 %	10.4 ± 2 %

Conclusion

For the 2 real cosmological fields, the results obtained by 6 LGS + a few (5 in our case) NGS are very close (and in one case slightly better) than the 9 LGS cases.

Even with some pessimistic assumption in terms of transmission (loss of a factor 2 in flux), the performance of 6LGS+5NGS case is still very interesting.

Of course when the NGS flux goes down to 0, the performance goes down to the pure 6 LGS case.

The PSFs (+ other imaging wavelengths) are available in the following tar/zip file:

<http://thierry.fusco.free.fr/6LGS+5NGS.7z>

Annexe E

Rapport de referee pour l'article Disseau
et al. 2015, MNRAS.

Comments to the Author

I have reviewed the manuscript "The 5 Gyr evolution of sub- M^* galaxies" by authors K. Disseau et al. This manuscript presents a fairly careful measurement and classification of the morphologies of small samples of galaxies at $z \sim 0$ and $z \sim 0.5$, including galaxies at faint magnitudes and low surface-brightnesses. The evolution of low-mass, low-surface brightness galaxies is an interesting question worthy of study. However, I find that a number of the conclusions are not well-supported, particularly given the small sample size and uncertain selection biases. Also, the relationship of this work to previous related works is not adequately discussed. I suggest that the authors consider major revisions to the discussion and conclusions based on the points I make below.

1) The primary goal of this work is to compare the morphologies of sub- M^* galaxies at $z \sim 0$ and $z \sim 0.5$. The most striking difference they find is a larger number of low-surface brightness peculiar galaxies at $z \sim 0.5$ relative to the $z \sim 0$ sample (based on samples of less than 100 galaxies). However, they admit in section 6.1.3 that the HST imaging for the $z \sim 0.5$ is more sensitive to low-surface brightness galaxies than the SDSS imaging of $z \sim 0$ objects, and they can not rule out a systematic bias at $z \sim 0$. This undermines the main conclusions of the paper. It should be straightforward to determine the surface-brightness limit for the SDSS sample (e.g. Shen et al. 2003), which they have not done.

2) The samples chosen for this work are fairly small (~ 100 objects per redshift bin) given the very large samples ($> 10,000$ objects) available. They show that their samples match the rest-frame luminosity distributions of the parent samples; however, it would also be helpful to examine other properties (surface brightness, color) to confirm that these samples are representative. This small sample size means that their conclusions about low-mass galaxies are based on tens of objects; the conclusions would be much more statistically reliable if the sample sizes were significantly increased.

3) This work should be compared to previous studies of surface-brightness and structure:

Shen et al. 2003 MNRAS 343 978

Barden et al. 2005 635 959

Melbourne et al. 2007 ApJ 660 81

Dutton et al. 2011 MNRAS 410 1660

4) The authors have assumed that peculiarities in the low-mass galaxies are due to mergers; however disk instabilities and "disk settling" may also play a role here.

See Kassin et al. 2012 ApJ 758 106; Simons et al. 2015 arXiv150605.

5) The merger rates and timescales discussed in section 6.2 do not appear to consistent with the literature based on galaxy simulations.

Rodriguez-Gomez et al. 2015 MNRAS 449 49 present the predictions for the galaxy merger rate from the Illustris simulation as a function of mass (figure 4) and mass ratio (figure 7); these indicate that low mass galaxies have lower major and minor merger rates than high mass galaxies.

While the dynamical friction timescale for mergers is longer for low mass + minor mergers, the timescales for morphological asymmetries are shorter; see Lotz et a. 2010 MNRAS 404 575.

6) In the abstract, section 6.2 and section 7 the authors refer to "an absence of star-formation in low surface brightness discs". I could not determine what this statement is based upon -- have they actually measure star-formation or an SED-derived estimate? The galaxies presented in Figure 5 certainly look like clumpy star-forming objects.

7) There are a number of spelling and grammatical errors. The paper would benefit from review by a native English speaker.