



HAL
open science

Étude des processus d'assemblage des galaxies au cours des 10 derniers milliards d'années grâce à la spectroscopie 3D

Claire Divoy

► **To cite this version:**

Claire Divoy. Étude des processus d'assemblage des galaxies au cours des 10 derniers milliards d'années grâce à la spectroscopie 3D. Astrophysique [astro-ph]. Université Toulouse III Paul Sabatier, 2014. Français. NNT: . tel-01158668

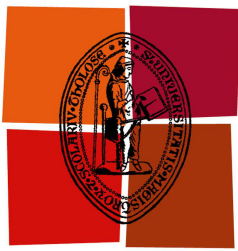
HAL Id: tel-01158668

<https://theses.hal.science/tel-01158668>

Submitted on 1 Jun 2015

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
de Toulouse

THÈSE

En vue de l'obtention du

DOCTORAT DE L'UNIVERSITÉ DE TOULOUSE

Délivré par : *l'Université Toulouse 3 Paul Sabatier (UT3 Paul Sabatier)*

Présentée et soutenue le *26 Septembre 2014* par :

Claire Divoy

**Étude des processus d'assemblage des galaxies au cours des
10 derniers milliards d'années grâce à la spectroscopie 3D**

JURY

A. BLANCHARD	Professeur d'Université	Président du Jury
B. EPINAT	Astronome Adjoint	LAM, Marseille
E. PÉREZ-MONTERO	Chercheur	IAA, Grenade, Espagne
N. BOUCHÉ	Chargé de recherche	IRAP, Toulouse
F. COMBES	Astronome	LERMA, Paris
J. RICHARD	Astronome Adjoint	CRAL, Lyon

École doctorale et spécialité :

SDU2E : Astrophysique, Sciences de l'Espace, Planétologie

Unité de Recherche :

Institut de Recherche en Astrophysique et Planétologie (UMR 5277)

Directeur de Thèse :

Thierry Contini

Rapporteurs :

Françoise Combes et Johan Richard

À Annie, ma marrain,
docteur à thèse ...

Remerciements

J'aimerais remercier, en tout premier lieu, Thierry Contini qui m'a permis de faire cette thèse et ainsi de profiter pendant ces trois années d'une expérience riche et variée de la recherche scientifique. Je remercie aussi toutes les personnes au sein de l'OMP, de l'IRAP et du GAHEC avec qui j'ai pu partager des moments professionnels et/ou amicaux. J'aimerais adresser un merci particulier à Roser Péllo et Didier Barret pour leur chaleureux accueil au sein du GAHEC ainsi qu'à Nicolas Bouché pour les échanges intéressants qui m'ont aidée à avancer au cours de ces trois années.

Je remercie aussi tous les membres de mon jury, en particulier les deux rapporteurs, Johan Richard et Françoise Combes, pour leur lecture attentive de mon manuscrit, pour leurs commentaires mais aussi pour leur présence (virtuelle ou non) à ma soutenance malgré les conditions logistiques difficiles. Merci à Enrique et à Benoît pour les discussions très intéressantes et enrichissantes que nous avons eues, pour leur aide et conseils, lors de la soutenance mais aussi tout au long de ma thèse. Merci à Alain d'avoir accepté de présider ce jury.

Mes remerciements suivants vont à tous les membres de la collaboration MASSIV pour leur gentillesse, leur accueil et leur aide. Merci aussi à toute la collaboration MUSE pour les échanges et les busy weeks chargées. Je tiens à remercier en particulier et plus chaleureusement Eric Emsellem pour sa gentillesse et son accueil à l'ESO. Merci de m'avoir accordé du temps et de m'avoir permis de côtoyer le centre névralgique de l'ESO. Cette expérience a été très enrichissante, tant au niveau scientifique que personnel. Merci !

Je tiens à remercier aussi tous mes collègues, et amis, doctorants (ou anciens doctorants), de l'IRAP ou d'ailleurs. . . Ceux avec qui j'ai passé du temps ou partagé mon bureau, ceux avec qui j'ai été en prison, dans des grottes ou ailleurs, et bien sur, ceux avec qui j'ai participé au festival Astrojeunes, trois années durant.

J'aimerais remercier quelques personnes, sans qui je ne me serais probablement pas aventurée sur les chemins de l'astrophysique : merci à tous les moniteurs des stages d'astronomie de Jeunesse et Science, de m'avoir fait découvrir, il y a plus de 10 ans, les mystères de l'Univers, merci à JP, PP, Nathalie, Annie, Laurent et tous les autres pour leur soutien et leur amitié. Merci aussi à Yves Frémat qui m'a permis de mettre mon premier pied dans la recherche en astrophysique à l'ORB.

Je ne pourrais pas arrêter mes remerciements sans remercier ma famille (directe et recomposée de tous les côtés), qui m'a permis de suivre ma route jusque-là, qui m'a supportée et soutenue tout au long de ma vie.

Merci à tous ceux qui ont fait le déplacement jusqu'à Toulouse pour assister à ma soutenance ou jusqu'à Bruxelles pour ma post-soutenance.

Et pour terminer, j'aimerais remercier Romain, qui me soutient depuis 5 ans maintenant, qui a toujours cru en moi, même quand j'y croyais plus, qui m'a supportée même quand j'étais insupportable, merci d'être là !

Résumé

On connaît aujourd’hui les principaux processus impliqués dans l’assemblage des galaxies au fil du temps : l’accrétion de gaz froid, les fusions, les éjections de gaz, les rétro-actions. . . Chacun de ces processus joue un rôle. Mais lequel exactement et quand est-il le plus efficace ? Ces questions, aujourd’hui encore débattues, représentent un des principaux enjeux de l’astrophysique extragalactique actuelle.

Dans cette thèse, nous avons abordé cette problématique en étudiant la composition chimique des galaxies, à travers la métallicité et l’influence des différents processus sur la répartition des éléments chimiques au sein des galaxies. Nous avons ainsi étudié un échantillon de 84 galaxies à des redshifts compris entre 1 et 2. Elles constituent un échantillon représentatif des galaxies formant des étoiles à cette époque cosmique, et ont été observées dans le cadre du programme MASSIV avec le spectrographe à intégral de champs SINFONI au VLT. Grâce à cette technique, aussi appelée spectroscopie 3D, il est à présent possible d’étudier les propriétés intégrées des galaxies mais aussi leurs propriétés résolues telles que leur cinématique et leur gradient de métallicité.

Dans la première partie de cette thèse, nous avons étudié les relations existant entre la métallicité, la masse stellaire et le taux de formation d’étoiles des galaxies MASSIV ainsi que leur évolution avec le temps cosmique. Nous avons constaté une évolution de la relation masse-métallicité, compatible avec d’autres études réalisées à ces redshifts. Par contre, notre étude de la relation fondamentale de métallicité n’a pas été aussi concluante. En effet, nos données semblent montrer une évolution de cette relation avec le redshift mais les incertitudes sur les mesures sont trop importantes et l’échantillon trop petit pour confirmer la tendance.

Dans un deuxième temps, nous avons étudié la répartition de la métallicité dans les galaxies. Nous avons pour cela calculé les gradients de métallicité de neuf galaxies MASSIV. Nous avons trouvé le même type de comportement que celui constaté pour les galaxies du premier échantillon de MASSIV : certaines galaxies présentent des gradients positifs. La métallicité est donc plus élevée dans les zones extérieures que dans le centre de ces galaxies.

Pour finir, nous présentons une analyse des gradients de métallicité de simulations hydrodynamiques de galaxies semblables à celles du relevé MASSIV. Cette étude nous a permis de mieux comprendre les effets de la résolution et du rapport signal sur bruit sur la détermination des gradients de métallicité des galaxies spatialement résolues.

L’étude de la métallicité des galaxies à grands redshifts ainsi que des variations d’abondances de métaux en leur sein est un domaine de recherche assez récent et donc relativement incertain. Un grand nombre de paramètres, encore peu contraints, peuvent influencer les valeurs des indicateurs utilisés dans ces études. De ce fait, les analyses réalisées dans ce domaine et en particulier dans cette thèse sont encore prospectifs. Des analyses plus précises pourront certainement être réalisées dans les prochaines années grâce aux nouveaux moyens d’observations.

Abstract

Cold gas accretion, mergers, outflows, feedbacks ... These are as many physical processes involved in galaxy mass assembly. But many fundamental questions remained unanswered. For instance, which one is the most efficient? And when ?

In this thesis, we attempt to constrain the role of these processes by studying the chemical composition of galaxies via the metallicity at redshifts between 1 and 2. We study the 84 galaxies of the MASSIV sample which is representative of the star-forming galaxies in this range of redshift. These galaxies have been observed with the integral field spectrograph SINFONI mounted at the VLT. Thanks to this powerful technique, also called 3D spectroscopy, we are now able to study spatially resolved properties such as kinematics and metallicity gradients.

In the first part of this thesis, we present a study of the relations between stellar mass, metallicity and star formation rate of MASSIV galaxies and their evolution with cosmic time. We found an evolution with the redshift of the mass-metallicity relation similar to other studies. We find also an evolution with the redshift of the fundamental metallicity relation. Nevertheless our sample is too small and the errors bars on the parameters too large to firmly conclude.

In the second part, we investigate the metallicity distribution in the galaxies. We computed metallicity gradients for nine MASSIV galaxies and we found some positive gradients as found for the MASSIV first epoch sample. It means that some galaxies at these redshifts have higher metallicity in their outskirts than in their center.

The last part presents an analysis of metallicity gradients of simulated galaxies. These galaxies have been simulated with high resolution hydrodynamics codes to mimic MASSIV galaxies. We studied the effects of resolution and signal on noise ratio on the determination of gradients.

Nowadays, the studies of integrated metallicity and metallicity gradients in high redshift galaxies are quite recent and so relatively uncertain. Many not well constrained parameters are involved in the variation of the indicators used to compute the metallicity in such studies. Therefore the analyses done in this research field and especially in this thesis are still prospectives. More accurate studies shall be realised in the near future with the new generation of observational tools.

Sommaire

Remerciements	v
Introduction	xv
I Contexte scientifique	1
1 Contexte cosmologique	3
1.1 Loi de Hubble	4
1.2 Modèle standard	5
1.3 Évolution cosmologique	7
2 Les galaxies	11
2.1 Généralités	12
2.1.1 Classification	12
2.1.2 Les étoiles	13
2.1.3 Le milieu interstellaire	14
2.1.4 Nouvelles classifications	14
2.2 Caractéristiques physiques	15
2.2.1 Fonction de luminosité	15
2.2.2 Fonction de masse	18
2.2.3 Taux de formation d'étoiles	19
2.2.4 Fonction de masse initiale	20
2.3 Évolution des galaxies	22
2.3.1 Formation des galaxies	22
2.3.2 Assemblage des galaxies	22
2.3.3 Évolution chimique	26
3 Relations fondamentales	33
3.1 Relation Masse-Métallicité	34
3.1.1 Forme	35
3.1.2 Dispersion	36
3.1.3 Évolution avec le redshift	37
3.2 Relation Fondamentale de Métallicité	38
3.2.1 Projection de la FMR qui enlève les dépendances secondaires	38
3.2.2 Autre formulation	40

3.2.3	Évolution de la FMR	40
3.3	Relation de Tully-Fisher	42
	Problématique de la thèse	43
	II Observations	45
4	La spectroscopie	47
4.1	Principes de spectroscopie	48
4.1.1	Rayonnement du corps noir	48
4.1.2	Spectre d'hydrogène	50
4.1.3	Raies d'émission et d'absorption	52
4.1.4	Modifications du spectre	53
4.2	La spectroscopie des étoiles	54
4.3	La spectroscopie des galaxies	55
4.3.1	Populations d'étoiles	56
4.3.2	Morphologie	56
4.3.3	Cinématique	57
4.4	La spectroscopie à intégrale de champ	58
4.4.1	SINFONI	60
4.4.2	MUSE	61
5	Le relevé MASSIV	63
5.1	Description et premiers résultats	64
5.1.1	L'échantillon	65
5.1.2	Les articles	67
5.2	Analyses des données	69
5.2.1	Ajustement de la distribution spectrale d'énergie	69
5.2.2	Cinématique	70
5.2.3	Gradient de métallicité	71
	III Résultats	73
6	Propriétés intégrées	75
6.1	Mesures des paramètres intégrés	76
6.1.1	Mesure des flux $H\alpha$	76
6.1.2	Calcul du taux de formation d'étoiles	79
6.1.3	Métallicités	81
6.1.4	Masses stellaires	81
6.2	Relation masse-métallicité	82
6.2.1	Valeurs médianes	83
6.2.2	Cinématique et environnement	85
6.3	Relations fondamentales	86
6.4	Comparaison avec l'échantillon zCOSMOS	90

6.4.1	zCOSMOS-20k	91
6.4.2	Relation masse-métallicité	91
6.4.3	Relation fondamentale de métallicité?	91
7	Gradients de métallicité	95
7.1	Le programme	96
7.2	Résultats	98
7.2.1	Influence de l'environnement proche	103
7.2.2	Influence de la cinématique	104
7.2.3	Influence de la masse stellaire	105
7.2.4	Influence du taux spécifique de formation d'étoiles	106
7.3	Discussion	107
8	Analyse de simulations	109
8.1	Méthodologie	110
8.1.1	Zooms de simulations cosmologiques	111
8.1.2	Cubes de données du type MASSIV	111
8.1.3	Calcul des gradients de métallicité	111
8.2	Résultats	112
8.2.1	Cartes de métallicité	112
8.2.2	Gradients de métallicité	114
8.2.3	Métallicité en fonction du rapport signal sur bruit et de la résolution	123
8.3	Observations et discussion	128
	Conclusion et discussion	129
	Bibliographie	131
	Table des figures	139
	Annexe A Article Divoy <i>et al.</i> (2014)	149

Introduction

Il y a un peu moins d'un siècle, Hubble a découvert que les objets, appelés jusque-là nébuleuses, étaient en fait des structures complexes, composées de gaz et d'étoiles, semblables à notre Voie Lactée. Cette découverte marque le début de l'étude des galaxies. Depuis, on a découvert qu'elles s'éloignent de nous, qu'une étrange masse invisible leur permet de rester liées gravitationnellement, qu'elles sont le siège de la formation des étoiles, qu'elles éjectent de la matière, qu'elles entrent en collision avec d'autres galaxies. . .

Toutes ces découvertes n'ont pu être réalisées que grâce aux instruments d'observation de plus en plus performants, permettant de scruter le ciel de plus en plus profondément. Non seulement, nous sommes actuellement capable d'observer des galaxies très lointaines et d'en avoir des images, mais il est également possible d'en obtenir le spectre et par conséquent, de connaître leur composition chimique, leur masse et bien d'autres paramètres.

On sait aujourd'hui à peu près comment se sont formées les galaxies : à partir d'infimes variations de densité et par accréation de matière. Mais une question reste encore ouverte : comment expliquer une si grande variété morphologique de galaxies? Afin de répondre à cette question, il est nécessaire de comprendre quels processus sont impliqués dans la formation et l'évolution des galaxies, ainsi que ceux par lesquels leur masse baryonique s'est constituée.

Les fusions, les vents galactiques, l'accréation de gaz froid, sont autant de processus jouant un rôle dans l'assemblage et la répartition de la masse au sein des galaxies. Cependant, la connaissance de leur existence est insuffisante pour comprendre la formation et la diversité des galaxies locales. Il est également nécessaire d'en connaître les efficacités aux différentes époques cosmiques.

Pour ce faire, nous avons décidé d'aborder ce problème en étudiant la composition chimique de galaxies entre trois et cinq milliards d'années après le Big Bang. A cette période, de grands changements ont lieu dans l'Univers. Il semblerait que ce soit à cette époque qu'a eu lieu la différenciation ayant menée à la diversité de galaxies qu'on observe actuellement.

Pour tenter de trouver des contraintes sur les différents processus intervenant dans la croissance des galaxies, nous avons étudié les propriétés intégrées des galaxies à des redshifts entre 1 et 2, comme leur métallicité, leur masse et leur taux de formation stellaire. Cette analyse est présentée dans le chapitre 6.

Dans le chapitre 7, nous nous sommes intéressés à la répartition des éléments chimiques au sein de ces galaxies, en mesurant les gradients de métallicité.

Enfin, il est important de connaître l'influence de paramètres observationnels sur ces mesures. C'est pourquoi, dans le chapitre 8, nous avons étudié l'effet de la résolution spatiale et du rapport signal sur bruit sur la mesure des gradients de métallicité.

Mais avant de présenter les résultats de ces analyses, nous avons introduit les notions nécessaires à la compréhension de la problématique dans les premiers chapitres. Dans le chapitre 1, nous présentons brièvement le modèle cosmologique dans lequel nous travaillons. Le chapitre 2 reprend les bases de la physique des galaxies et le chapitre 3, les relations fondamentales qui existent dans les galaxies. Toutes ces analyses ne seraient pas possibles sans les techniques de spectroscopie, présentées dans le chapitre 4.

Les galaxies que nous avons étudiées ont été observées dans le cadre du programme MASSIV, nous le présentons donc dans le chapitre 5.

Première partie
Contexte scientifique

Chapitre 1

Contexte cosmologique

Sommaire

1.1	Loi de Hubble	4
1.2	Modèle standard	5
1.3	Évolution cosmologique	7

Lorsqu'on étudie des objets lointains, comme des galaxies éloignées, il est indispensable de connaître certaines propriétés de l'Univers dans lequel nous nous trouvons. Sa composition, sa forme et sa taille sont autant de paramètres qui influencent notre vision de cet Univers.

Actuellement, toutes les propriétés de l'Univers ne sont pas encore connues avec certitudes. Il existe des modèles permettant de reproduire de nombreux phénomènes physiques et donc de prédire ces propriétés. Le modèle que nous utilisons dans cette thèse et qui est communément accepté est appelé « Modèle Standard de Cosmologie » ou encore, « Modèle Λ CDM ».

Nous introduisons dans ce chapitre quelques notions simplifiées de cosmologie, utiles dans la suite de ce travail ou nécessaires à l'identification des hypothèses mobilisées, aux chapitres suivants, pour le calcul de certaines propriétés des galaxies.

1.1 Loi de Hubble

En 1929, E. Hubble, alors astronome au Mont Wilson, étudie les galaxies et remarque qu'elles s'éloignent toutes de la Terre. Cette observation implique que l'Univers est en expansion. Hubble effectue alors des mesures de la vitesse d'éloignement des galaxies, aussi appelée vitesse de récession, et trouve une relation entre leur distance et leur vitesse de récession. En effet, plus une galaxie est loin de nous, plus vite elle s'éloigne. Il énonce alors la loi suivante, appelée aujourd'hui *loi de Hubble* :

$$v = H_0 D \quad (1.1)$$

où v est la vitesse de récession en km/s de la galaxie, D sa distance en Mpc et H_0 la constante de Hubble.

À l'époque, Hubble calcule cette constante à partir du graphique représenté sur la figure 1.1 et trouve la valeur de $500 \text{ km s}^{-1} Mpc^{-1}$. Elle a depuis été recalculée de nombreuses fois et la valeur couramment utilisée est $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} Mpc^{-1}$.

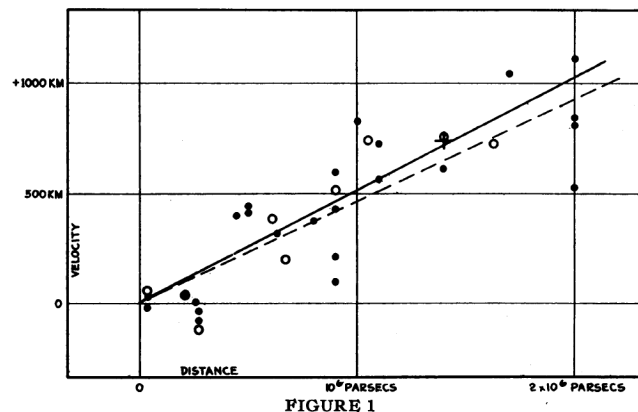


FIGURE 1.1 : Vitesse de récession des galaxies observées par Hubble en fonction de leur distance (Hubble, 1929).

Redshift

À partir de la loi de Hubble, on peut définir une grandeur très utilisée en physique extragalactique : le décalage vers le rouge ou encore *redshift*. En effet, lorsque les galaxies s'éloignent de nous, leur spectre est décalé vers le rouge d'une valeur proportionnelle à leur vitesse d'éloignement, dans le cas de vitesses non relativistes :

$$\frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{v}{c} \quad (1.2)$$

où λ est la longueur d'onde observée et λ_0 la longueur d'onde théorique.

Dans le cas général, on définit alors le redshift z comme suit :

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \gamma \left(1 - \frac{v}{c} \right) \quad (1.3)$$

où γ est le facteur de Lorentz.

En utilisant la loi de Hubble, on voit donc que le redshift est proportionnel à la distance de la galaxie. On peut aussi le définir comme suit :

$$1 + z = \frac{\lambda}{\lambda_0} = \frac{a(t)}{a(t_0)} \quad (1.4)$$

où $a(t)$ est le facteur d'échelle au temps t et peut être vu comme le rayon de l'Univers au temps t . Cela signifie que le redshift, est à la fois une façon de calculer la distance d'un objet, mais représente aussi le rapport de la taille de l'Univers au moment où l'objet émet sa lumière et maintenant.

1.2 Modèle standard

Au début du XX^e siècle, certaines observations ne pouvaient pas s'expliquer par la physique newtonienne classique. Par exemple, on ne comprenait pas, alors, l'origine de la précession de Mercure. Plus étrange encore, la vitesse des galaxies semblait trop élevée par rapport à la masse visible mesurée.

C'est en 1933 que F. Zwicky mesure la masse dynamique d'un amas composé de sept galaxies et remarque qu'elle est supérieure à sa masse lumineuse (Zwicky, 1933). Zwicky en déduit que la galaxie doit contenir une matière invisible, c'est la première « observation » de la matière noire (Zwicky, 1933). Il faudra cependant attendre les années 1970 et les travaux de Vera Rubin (Rubin & Ford, 1970) pour avoir les mesures de dynamiques de galaxies individuelles. En effet, si on regarde la courbe de rotation des galaxies (voir figure 1.2), on s'attendait à voir une courbe de rotation suivant les lois de Newton, pour une masse égale à la masse lumineuse observée (courbe A sur la figure), mais on observe, en réalité, une courbe différente (courbe B sur la figure) impliquant que les étoiles éloignées du centre galactique tournent plus vite que prévoient les équations de Newton.

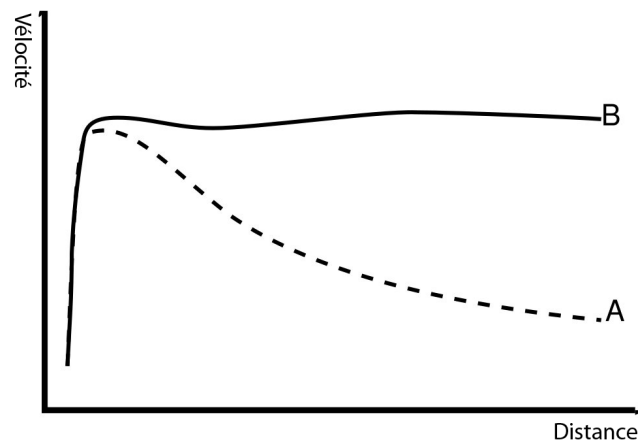


FIGURE 1.2 : Vitesse de rotation des étoiles autour du centre d'une galaxie. La courbe A représente la courbe prévue par les équations de Newton pour une galaxie ayant une masse égale à la masse lumineuse observée. La courbe B représente la courbe observée. Crédit : [Quantum Diaries](#).

Parallèlement aux observations astronomiques de plus en plus précises, la théorie de la relativité générale, introduite par Einstein en 1915, est appliquée à des modèles d'univers tentant de reproduire au mieux les observations. Le modèle actuellement utilisé, appelé **Modèle Standard de Cosmologie** ou modèle Λ CDM est un modèle dans lequel l'Univers est homogène et isotrope, en expansion et de courbure nulle (ou très proche de zéro). Il contient de la matière noire, de l'énergie sombre, de la lumière et de la matière baryonique (voir figure 1.3).

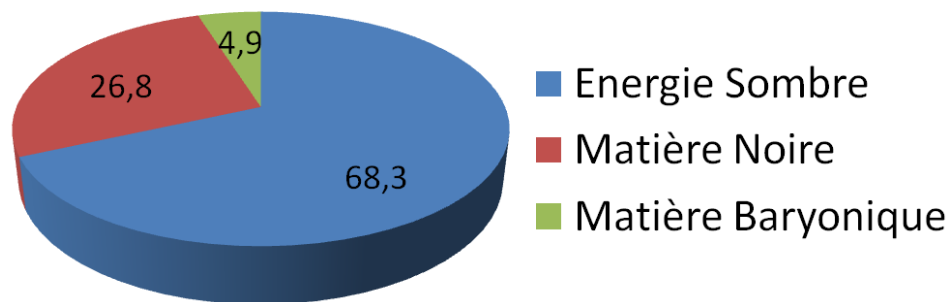


FIGURE 1.3 : Contribution des différents composants dans l'énergie de l'Univers d'après le modèle standard de cosmologie.

Le paramètre Ω est utilisé pour quantifier les différentes composantes de l'Univers. Ce paramètre, égal à 1, peut s'écrire en utilisant d'autres paramètres, dépendant du contenu de l'Univers. Dans le cas du modèle standard : $\Omega = \Omega_m + \Omega_\Lambda$ où Ω_m est la densité de matière (baryonique et noire) et Ω_Λ est la densité du vide. Ces deux paramètres ainsi que la constante de Hubble (H_0) sont les paramètres fondamentaux permettant de caractériser le modèle cosmologique utilisé.

Dans nos travaux, nous avons utilisé les paramètres suivants :

$$\begin{aligned}\Omega_m &= 0,3 \\ \Omega_\Lambda &= 0,7 \\ H_0 &= 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}\end{aligned}$$

1.3 Évolution cosmologique

Le modèle actuel de l'évolution de l'Univers est le modèle du Big Bang. Il y a 13,8 milliards d'années, l'Univers commence son expansion exponentielle à partir d'une singularité. À ce moment, l'Univers est extrêmement dense et chaud à tel point que la lumière ne peut pas nous parvenir. Pendant l'expansion, la température et la densité de l'Univers diminuent jusqu'à atteindre une température permettant aux électrons libres de se combiner avec les noyaux et former ainsi des atomes. Cette époque, appelée recombinaison, a lieu 375 mille ans après le Big Bang. C'est durant cette période que la matière et la lumière se découplent et qu'est émis le premier rayonnement, aussi appelé rayonnement de fond cosmologique. La figure 1.4 représente l'évolution de l'Univers depuis le Big Bang à maintenant. Observer des objets lointains permet de voir des parties de l'Univers à différentes époques.

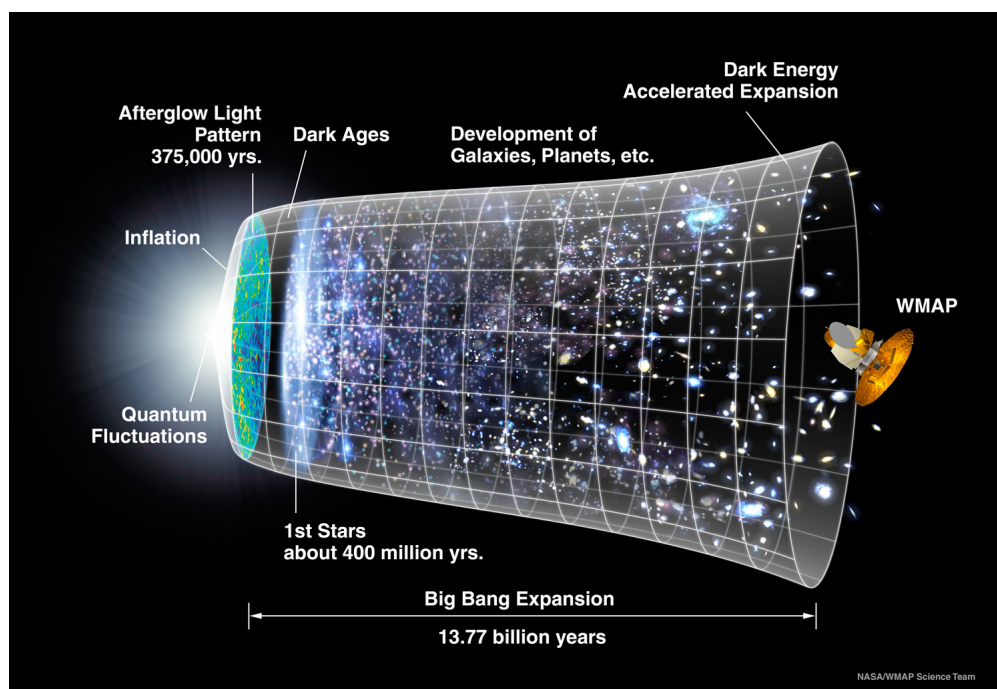


FIGURE 1.4 : Représentation de l'évolution de l'Univers pendant 13,77 milliards d'années. Credit : NASA / WMAP Science Team.

Le rayonnement de fond cosmologique est un rayonnement de corps noir correspondant actuellement à une température de 2,73 K. Il a été émis au moment de la recombinaison par les photons thermalisés. Des relevés récents, comme **WMAP** (voir figure 1.5), ont étudié ce rayonnement et observé des fluctuations de température de quelques centaines de μK . Ces fluctuations sont les traces de variations de densité à partir desquelles les premières structures de l'Univers ont pu se former par accréation.

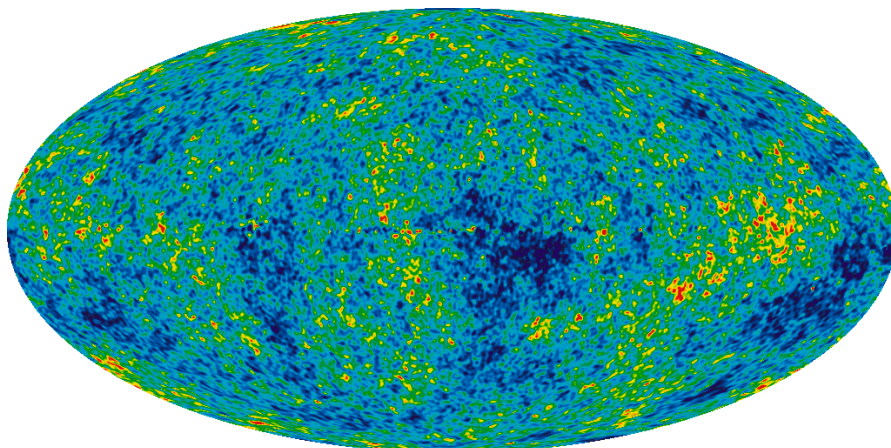


FIGURE 1.5 : Image des mesures effectuées par WMAP pendant ses 9 ans de fonctionnement. Cette image montre les fluctuations de température dans le fond diffus cosmologique. Credit : NASA / WMAP Science Team.

La matière baryonique s'est donc assemblée le long de ces fluctuations, formant des filaments. Les premières étoiles sont apparues aux nœuds de ceux-ci, s'assemblant ensuite et donnant naissance aux premières galaxies. Plus tard, ces galaxies se sont rassemblées en amas et ont donné naissance aux grandes structures.

De grands relevés spectroscopiques, comme le **2dFGRS** et le **SDSS**, ont montré que les galaxies ne sont pas réparties uniformément dans le ciel. Par exemple, la figure 1.6 représente les grandes structures observées par le relevé **2dFGRS**. Ce relevé a mesuré les spectres de plus de 200 mille objets, principalement des galaxies. Il a permis de calculer la densité de masse totale de l'Univers ainsi que la fraction de masse baryonique. On peut voir dans cette figure des motifs d'amas ainsi que des vides. Les galaxies semblent s'assembler selon ces grandes structures.

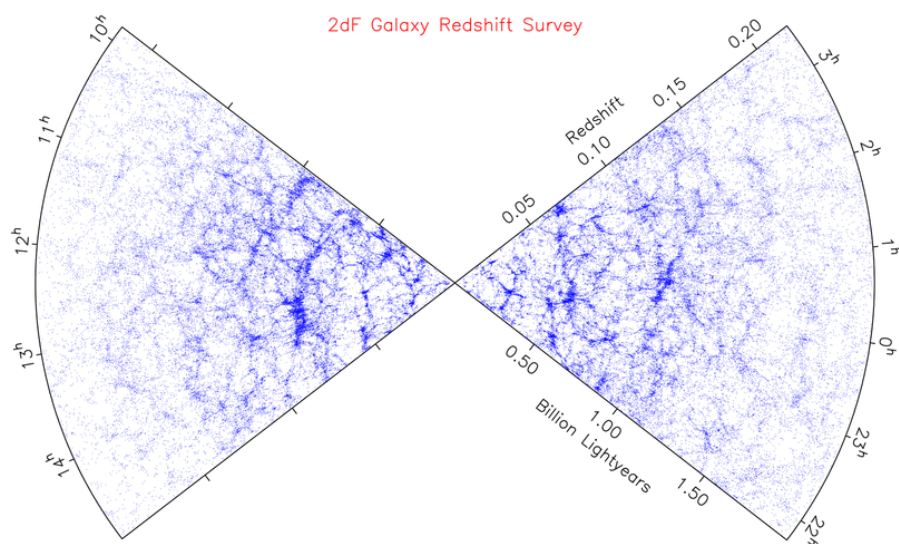


FIGURE 1.6 : Grandes structures observées par le relevé 2dFGRS (Colless *et al.*, 2001).

Chapitre 2

Les galaxies

Sommaire

2.1 Généralités	12
2.1.1 Classification	12
2.1.2 Les étoiles	13
2.1.3 Le milieu interstellaire	14
2.1.4 Nouvelles classifications	14
2.2 Caractéristiques physiques	15
2.2.1 Fonction de luminosité	15
2.2.2 Fonction de masse	18
2.2.3 Taux de formation d'étoiles	19
2.2.4 Fonction de masse initiale	20
2.3 Évolution des galaxies	22
2.3.1 Formation des galaxies	22
2.3.2 Assemblage des galaxies	22
2.3.3 Évolution chimique	26

Les galaxies sont composées d'étoiles et du milieu interstellaire comprenant du gaz et de la poussière, le tout maintenu ensemble par la matière noire. La plus grande partie de la lumière émise par une galaxie provient des étoiles. Cependant, de nombreuses informations sur la structure et la composition des galaxies peuvent être obtenues à partir du milieu interstellaire de cette galaxie. La détermination de la structure des galaxies et de leur contenu n'est que très récente. Leur existence a été établie dans les années 1920 lorsque l'astronome E. Hubble a pu déterminer la distance de la galaxie d'Andromède grâce aux étoiles variables qu'elle contient (Hubble, 1920). La distance de ces objets, appelés avant cela nébuleuses, a pu alors être mesurée et s'est avérée être à plusieurs centaines de kiloparsecs de notre Galaxie, la Voie Lactée.

2.1 Généralités

2.1.1 Classification

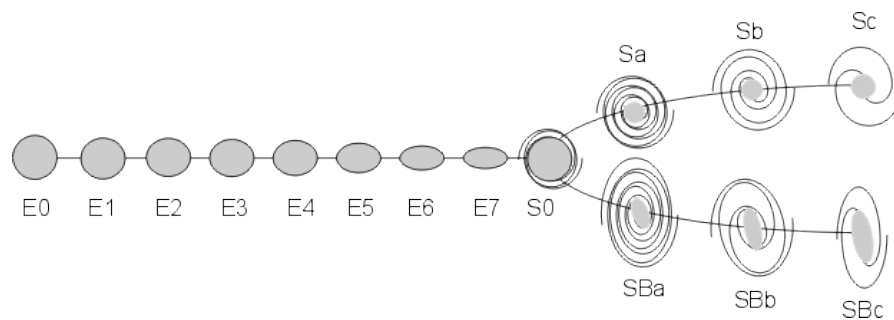


FIGURE 2.1 : Schéma classique de la classification de Hubble des galaxies.

En 1936, Hubble propose une classification des galaxies reprenant trois types principaux : les galaxies elliptiques, les galaxies spirales et les lenticulaires, comme illustré par la figure 2.1. Plus tard, une quatrième classe sera introduite : les galaxies irrégulières.

Lorsque Hubble introduit cette classification, il la voit comme un schéma d'évolution des galaxies, mais on sait aujourd'hui que ce n'est pas le cas. Dans la classification de Hubble, les galaxies elliptiques sont notées par E suivi d'un chiffre allant de 0 à 9, Ce chiffre représente l'ellipticité de la galaxie. Les galaxies spirales sont notées S et sont divisées en deux sous-catégories : les spirales barrées (SB) et les non barrées (S), suivi d'une lettre allant de a à c en fonction de la taille et de la forme des bras spiraux.

Les galaxies spirales

Les galaxies spirales sont composées d'un disque fin, d'un halo sphérique, d'un bulbe et d'un noyau.

Le disque a une densité d'étoiles non homogène, il est composé, pour la partie visible, de 10% de gaz et 90% d'étoiles, qui sont pour la plupart des étoiles de masse inférieure à la masse solaire. Il contient les bras spiraux dans lesquels se trouvent les régions de haute densité de gaz, les régions d'intense formation d'étoiles et les étoiles jeunes.

Le halo est la partie sphéroïdale de la galaxie. Situé au-delà du bulbe, il est de faible densité et contient essentiellement de la matière noire et des amas globulaires d'étoiles.

Le bulbe et le noyau sont les régions les plus denses en étoiles de la galaxie. Le gaz y est moins dense que dans le disque, mais possède de grandes vitesses particulières. La population stellaire y est principalement vieille avec des régions de forte formation stellaire dans les parties centrales.

Les galaxies elliptiques

Les galaxies elliptiques sont des galaxies très régulières, contenant peu de gaz et des étoiles plus vieilles, elles ont un taux de formation stellaire moins élevé que les galaxies spirales et ont des caractéristiques semblables au bulbe des galaxies spirales.

Chaque type de galaxie possède donc des caractéristiques très différentes, autant du point de vue des populations d'étoiles que du contenu du milieu interstellaire. C'est pourquoi elles auront des spectres très différents comme nous le verrons dans la section 4.3.

2.1.2 Les étoiles

Les étoiles des galaxies peuvent être classées en deux catégories appelées *populations* : les populations I et II. La séparation entre ces deux catégories est principalement basée sur l'âge de ces étoiles et par conséquent sur leur composition chimique.

La population I contient des étoiles jeunes, riches en métaux, principalement situées dans le disque des galaxies, et donc, plus présentes dans les galaxies spirales (en particulier dans les bras de celles-ci) que dans les galaxies elliptiques. Leurs âges varient entre 0 et 10 milliards d'années. Notons que la quasi-totalité des étoiles de la Voie Lactée appartient à cette population.

La population II contient des étoiles plus vieilles (plus de 10 milliards d'années) et de faibles métallicités. Elles se sont formées avant le disque des galaxies et sont présentes principalement dans les amas globulaires du halo.

2.1.3 Le milieu interstellaire

Le milieu interstellaire d'une galaxie est composé essentiellement de gaz et de poussières. Le gaz peut se trouver sous différentes formes : neutre ou ionisé, moléculaire ou atomique. D'un point de vue observationnel, on peut le diviser en 5 composantes :

- (a) Les régions atomiques froides
- (b) Les régions atomiques chaudes
- (c) Les régions photoionisées
- (d) Les régions moléculaires froides
- (e) Les régions ionisées par collisions

Les régions (a) et (b) sont principalement composées d'atomes d'hydrogène neutre (HI) et sont donc principalement observées à partir de la raie à 21 cm de l'hydrogène (voir section 4.1.2), mais aussi pour la composante froide grâce aux raies d'absorption dans l'optique et l'UV (comme la raie Lyman α).

Les régions (c) sont créées par le rayonnement UV ionisant d'étoiles très chaudes (de type OB). Elles émettent dans une large gamme de longueur d'ondes : de l'UV au radio. Elles sont détectées dans l'optique principalement grâce aux raies de recombinaison des ions et des raies interdites. Ces régions, aussi appelées pouponnières d'étoiles, sont les principaux traceurs de formation stellaire et permettent de mesurer de nombreux paramètres physiques des galaxies (p.e. la masse dynamique, les abondances, le rougissement ...).

Les régions (d), ou les nuages moléculaires, sont composées en grande majorité de dihydrogène (H_2) qui est malheureusement très difficile à observer spectroscopiquement. Sa présence peut être tracée grâce à la présence de monoxyde de carbone (CO), la deuxième molécule la plus abondante dans ces régions et présentant des raies de transitions rotationnelles.

Les régions (e) sont composées de gaz coronal ionisé par les vents stellaires.

2.1.4 Nouvelles classifications

La séquence de Hubble est une vision très simplifiée de la diversité des galaxies présentes dans l'Univers. De nombreuses études ont étudié cette séquence et son évolution avec le temps cosmique. La figure 2.2 présente une vision plus moderne de la classification de Hubble réalisée à partir du relevé SINGS.

On sait actuellement que la séquence de Hubble a évolué avec le temps cosmique. Les galaxies d'il y a cinq milliards d'années ne sont pas les mêmes qu'aujourd'hui (Delgado-Serrano *et al.*, 2011). Afin de reproduire au mieux la diversité des galaxies tout en permettant une classification des galaxies, on utilise de plus en plus souvent une classification basée sur la cinématique des galaxies, comme cela a été fait pour les galaxies du projet MASSIV (Epinat *et al.*, 2012, voir section 5.2.2). D'un côté, il y a les galaxies présentant une vitesse de rotation élevée et de l'autre, les galaxies ayant une vitesse de rotation faible voire nulle.

Un des avantages de la classification cinématique des galaxies est qu'elle permet de classer des galaxies à plus grands redshifts grâce à des observations spectroscopiques sans en voir nécessairement tous les détails.

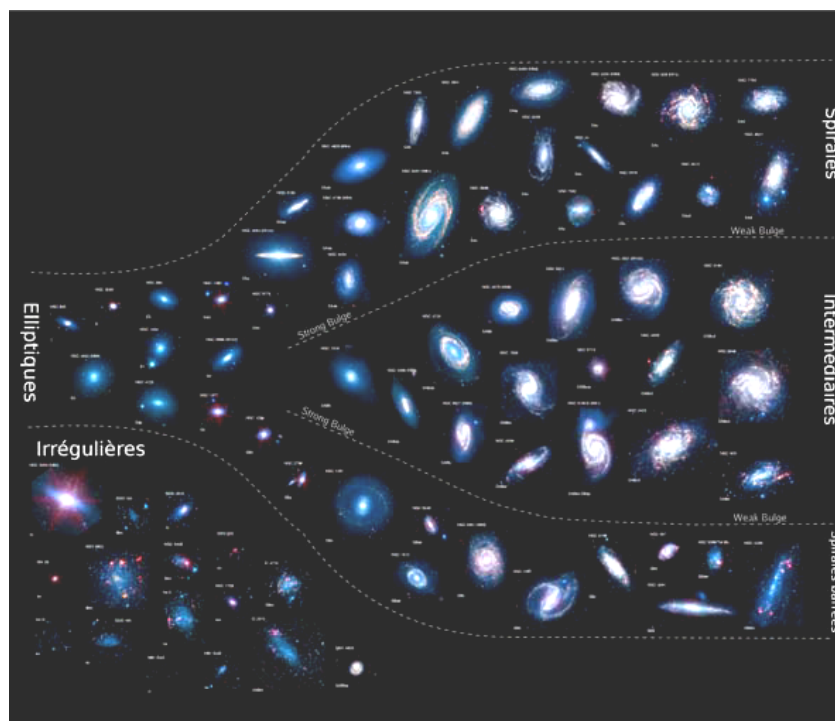


FIGURE 2.2 : Version plus moderne de la classification de Hubble. D'après les résultats de l'équipe **SINGS** (SINGS Hubble Tuning Fork Poster - NASA/JPL-Caltech/K. Gordon (Space Telescope Science Institute)).

2.2 Caractéristiques physiques

Nous introduisons ici quelques fonctions utiles à l'étude des galaxies. Ces fonctions permettent de caractériser les galaxies ainsi que les populations stellaires en leur sein.

2.2.1 Fonction de luminosité

La séquence de Hubble permet de classer les galaxies en fonction de leur morphologie, mais d'autres classifications sont possibles. Par exemple, la fonction de luminosité, introduite par Schechter (1976), permet de répartir les galaxies en fonction de leur luminosité. On définit la fonction de luminosité ($\phi(L)$) comme étant le nombre de galaxies de luminosité comprise entre L et $L + dL$ et dans un volume dV , c'est-à-dire :

$$\phi(L)dL = \frac{dN}{dV} \quad (2.1)$$

Cette fonction peut être écrite sous la forme proposée par Schechter (1976) et illustrée par la figure 2.3 :

$$\phi(L)dL = \phi^* \left(\frac{L}{L^*} \right)^\alpha \exp - \left(\frac{L}{L^*} \right) \frac{dL}{L^*} \quad (2.2)$$

où L^* est la luminosité caractéristique, correspondant à la magnitude de changement de pente de la fonction de luminosité ($M_B = -20,6$), ϕ^* est la densité normalisée de galaxies, c'est-à-dire le nombre de galaxies par Mpc^3 et à la luminosité caractéristique et α est la pente de la fonction de distribution.

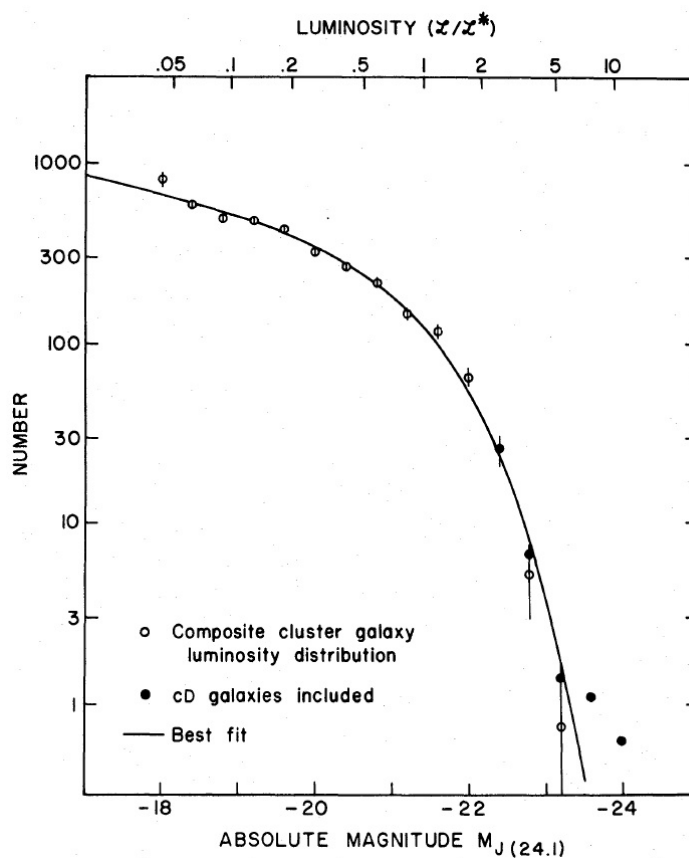


FIGURE 2.3 : Figure extraite de l'article de Schechter (1976) représentant la fonction de luminosité.

Cette relation évolue avec le redshift (Lacey *et al.*, 2011). En effet, la forme vue précédemment est valable pour l'Univers local. En augmentant le redshift, la relation se déplace vers le coin inférieur gauche de la figure 2.3 comme l'illustre la figure 2.4.

Connaissant cette fonction, on peut déterminer la représentativité de n'importe quel échantillon de galaxies en étudiant leur fonction de distribution en luminosité.

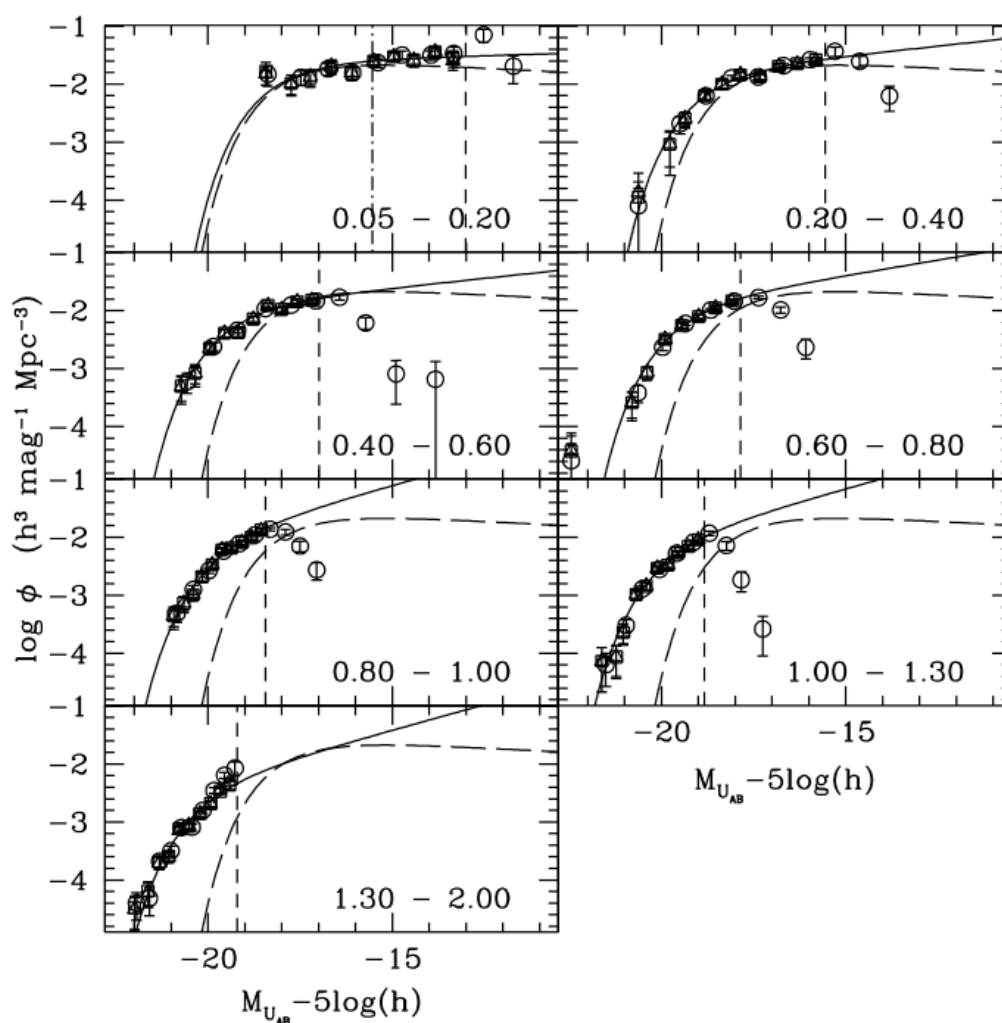


FIGURE 2.4 : Figure extraite de l'article de Ilbert *et al.* (2005) représentant la fonction de luminosité dans la bande U pour les galaxies du VVDS à différents redshifts supérieurs entre 0,05 et 2.

2.2.2 Fonction de masse

La mesure de la luminosité souffre de deux défauts majeurs : sa forte dépendance dans l'extinction ainsi que dans le taux de formation stellaire. Le recours à une autre fonction : la fonction de masse stellaire des galaxies permet d'éviter ces deux problèmes. La fonction de masse est la fonction de distribution des galaxies en masses et non plus en luminosité. La figure 2.5 représente cette fonction de masse pour les galaxies locales.

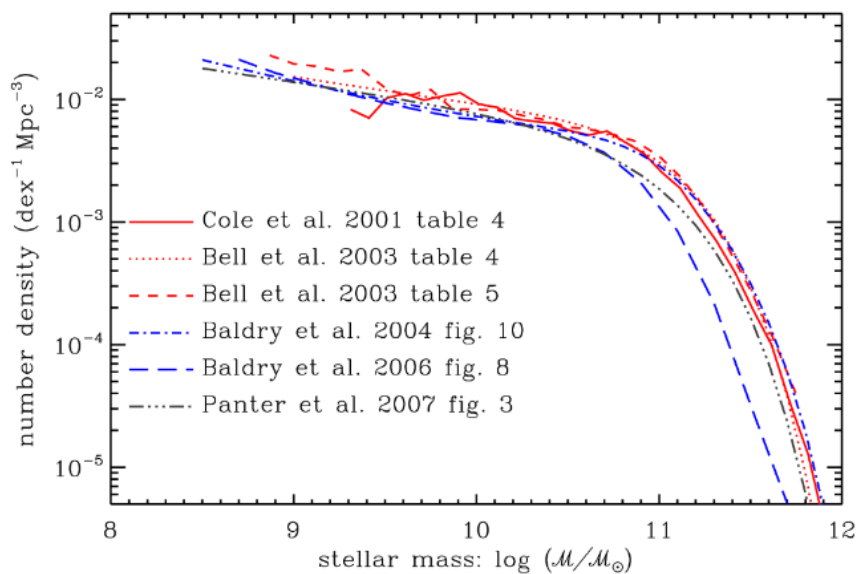


FIGURE 2.5 : Figure 1 de l'article Baldry *et al.* (2008), comparaison entre différentes fonctions de masses publiées.

On sait aujourd'hui que cette relation évolue avec le redshift. A plus grand redshift, on trouve une plus grande proportion de galaxies plus massives (Moustakas *et al.*, 2013).

2.2.3 Taux de formation d'étoiles

Le taux de formation d'étoiles permet de calculer la quantité de gaz qui est transformé en étoiles au sein des galaxies. Il se nomme en anglais *Star Formation Rate* ou encore *SFR* et se mesure en M_{\odot}/an .

De nos jours, on arrive à calculer ce taux de formation d'étoiles pour des galaxies allant jusqu'à des redshifts de ~ 5 . Grâce à ces mesures, on sait que le taux de formation d'étoiles au début de l'Univers était faible et a augmenté, jusqu'à atteindre un maximum aux alentours d'un redshift entre 2 et 3, comme l'illustre la figure 2.6.

Les galaxies massives ont eu un taux de formation d'étoiles plus élevé jusqu'à l'épuisement de leur gaz, autour d'un redshift de ~ 3 et forment donc beaucoup moins d'étoiles actuellement. D'autre part, les galaxies de plus faible masse ont eu un taux de formation d'étoiles plus faible, mais aussi plus continu grâce à l'apport de gaz provenant du milieu intergalactique ou d'une interaction avec une autre galaxie.

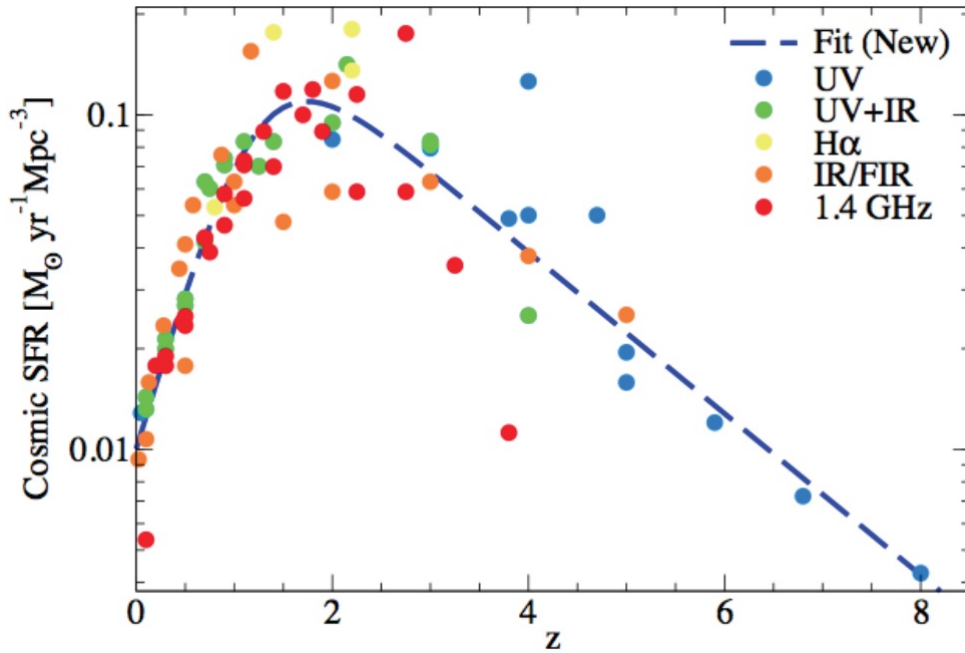


FIGURE 2.6 : Figure extraite de l'article de Mac Low (2013) représentant le taux de formation d'étoiles en fonction du redshift et des différentes longueurs d'onde d'observation.

Le SFR se calcule à partir de la densité moyenne de luminosité \mathcal{L} , aussi appelée émissivité (Tresse *et al.*, 2007) définie à partir de la luminosité comme suit :

$$\mathcal{L} = \int_0^{\infty} \phi(L)LdL \quad (2.3)$$

En pratique, il est possible de calculer le SFR à partir de la luminosité dans différentes longueurs d'onde. On peut le mesurer à partir du continu dans l'UV mais cette mesure est très sensible à la présence de poussières autour des régions de formation stellaire. Le continu dans l'infra-rouge lointain est aussi utilisé mais sous estime la contribution des étoiles froides et des vieilles étoiles, de plus, la poussière induit des effets géométriques difficilement pris en compte. Pour les galaxies aux redshifts qui nous intéressent dans cette thèse, on utilise souvent la luminosité $H\alpha$ selon la relation suivante (Leitherer *et al.*, 1999) :

$$SFR(M_{\odot}/an) = 5,5 \times 10^{-42} L(H\alpha) ergs.s^{-1} \quad (2.4)$$

Ou encore la relation de Kennicutt (1998) :

$$SFR(M_{\odot}/an) = 7,9 \times 10^{-42} L(H\alpha) ergs.s^{-1} \quad (2.5)$$

La luminosité $H\alpha$ dépendant du rougissement dû à la poussière du milieu inter-stellaire, le SFR en dépendra aussi.

Pour les galaxies à plus grands redshifts, on utilise les raies d'émission de $[O II]\lambda 3727$ mais elles sont très sensibles au paramètre d'ionisation.

Taux spécifique de formation d'étoiles

Il peut être intéressant de regarder le taux de formation d'étoiles d'une galaxie relativement à sa taille ou plus précisément à sa masse. Pour se faire, on utilise le taux spécifique de formation d'étoiles ou *specific star formation rate*, en anglais, ou encore *sSFR*. Il est défini comme suit :

$$sSFR(an^{-1}) = \frac{SFR}{M_*} \quad (2.6)$$

où *SFR* est le taux de formation d'étoiles de la galaxie et M_* , sa masse stellaire.

2.2.4 Fonction de masse initiale

La fonction de masse initiale (ou *Initial Mass Function* ou encore IMF) permet de décrire la distribution de masse des étoiles formées dans les galaxies. C'est-à-dire qu'elle décrit le nombre d'étoiles d'une masse M donnée par unité de masse. Ce nombre d'étoiles par unité de masse s'écrit $\xi(M)$ et suit donc la relation suivante :

$$dN = \xi(m)dM \quad (2.7)$$

Cette fonction permet de décrire la répartition de la masse de gaz transformée en étoiles lors de la formation stellaire dans une galaxie. C'est un paramètre important pour la détermination de la masse stellaire d'une galaxie (c'est-à-dire la masse totale des étoiles de cette galaxie) et a donc un impact sur les relations fondamentales telles que la relation masse-luminosité ou encore sur la relation masse-métallicité (voir Sect. 3.1).

Cette IMF semble être universelle et est utilisée pour calculer la masse stellaire de galaxies à tout redshift. Par contre, plusieurs formulations de cette fonction sont proposées. La plus ancienne, proposée par Salpeter (1955) s'écrit sous la forme :

$$\xi(m) = m^{-2,35} \quad (2.8)$$

avec la condition que la masse, m , doit être supérieure ou égale à $0,4M_{\odot}$.

Le problème de cette formulation est qu'elle présente une divergence quand la masse tend vers 0. D'autres fonctions ont été proposées plus récemment et incluant les étoiles de masses plus faibles. Par exemple, Kroupa (2002)

$$\xi(m) = \begin{cases} \left(\frac{m}{m_0}\right)^{-\alpha_0} & m_0 < m \leq m_1 \\ \left(\frac{m}{m_1}\right)^{-\alpha_1} & m_1 < m \leq m_2 \\ \left(\frac{m}{m_2}\right)^{-\alpha_2} & m_2 < m \end{cases} \quad (2.9)$$

avec les paramètres suivants :

$$\begin{aligned} m_0 &= 0,01 M_{\odot} & \alpha_0 &= 0,3 \\ m_1 &= 0,08 M_{\odot} & \alpha_1 &= 1,3 \\ m_2 &= 0,5 M_{\odot} & \alpha_2 &= 2,3 \end{aligned}$$

Chabrier (2003) propose une autre version de l'IMF calculée à partir des données HIPPARCOS et considérant la possible binarité des étoiles. Il propose la formule suivante pour les étoiles simples de masse inférieure ou égale à $1 M_{\odot}$:

$$\xi(\log m) = 0,158. \exp\left(-\frac{(\log m - \log 0,079)^2}{2,0,69^2}\right) \quad (2.10)$$

et pour les binaires de masse inférieure ou égale à $1 M_{\odot}$:

$$\xi(\log m) = 0,086. \exp\left(-\frac{(\log m - \log 0,22)^2}{2,0,57^2}\right) \quad (2.11)$$

Ces distributions de masses permettent de simuler des populations d'étoiles et d'estimer ainsi la masse stellaire d'une galaxie.

2.3 Évolution des galaxies

2.3.1 Formation des galaxies

Quelques secondes après le Big Bang, l'Univers était composé de matière baryonique, de matière noire et de rayonnement, le tout en équilibre thermique. La température de l'Univers a alors commencé à diminuer, de par son expansion, jusqu'à atteindre une température qui n'était plus suffisante pour que les photons puissent dissocier les paires électrons-positons.

À ce moment, environ 300000 ans après le Big Bang, l'Univers est devenu transparent. Le rayonnement provenant de cette période est encore visible actuellement et est appelé le fond diffus cosmologique. Il est observable dans la gamme de longueur d'onde correspondant aux micro-ondes.

Ce fond diffus présente des fluctuations de température qui sont liées à des variations de densités de matière au moment de l'émission de ce rayonnement. La distribution de matière à cette époque n'était donc pas uniforme. La gravitation a amené la matière à s'agglomérer le long de ces fluctuations de densité pour créer les premières structures de matière.

L'accrétion a continué le long des filaments et a permis d'augmenter la masse de matière à leurs nœuds, formant ainsi les halos de matière noire et de matière baryonique.

Le gaz dans ces halos s'est refroidi peu à peu et a donné les premiers noyaux pré galactiques qui, en fusionnant, ont formé les premières galaxies. Ces galaxies ont ensuite formé, notamment grâce à des fusions, de plus grandes galaxies. C'est ce qu'on appelle **le modèle hiérarchique** de formation des galaxies.

Ce scénario a été reproduit par plusieurs simulations, dont la simulation **Milennium** (Springel *et al.*, 2005) comme l'illustre la figure 2.7. Mais ce scénario est encore controversé. Les traces de l'accrétion de gaz froid sont encore débattues (Steidel *et al.*, 2010; Le Tiran *et al.*, 2011) et le rôle exact des fusions est un sujet encore très étudié.

2.3.2 Assemblage des galaxies

Comme nous l'avons vu précédemment, la matière noire s'assemble de manière hiérarchique. Mais qu'en est-il de la matière baryonique? Actuellement, le modèle de formation des galaxies et d'assemblage de la matière baryonique le plus répandu est le modèle hiérarchique. Les petites galaxies s'assembleraient pour donner de plus grandes structures.

La matière noire se rassemble le long des fluctuations primordiales pour former des halos de matière noire. Ces halos s'assemblent pour former des structures de plus en plus grandes jusqu'à être assez grandes pour que la matière baryonique contenue dans ces halos, s'effondre et qu'ainsi les premières étoiles se créent, principalement à partir du gaz HI.

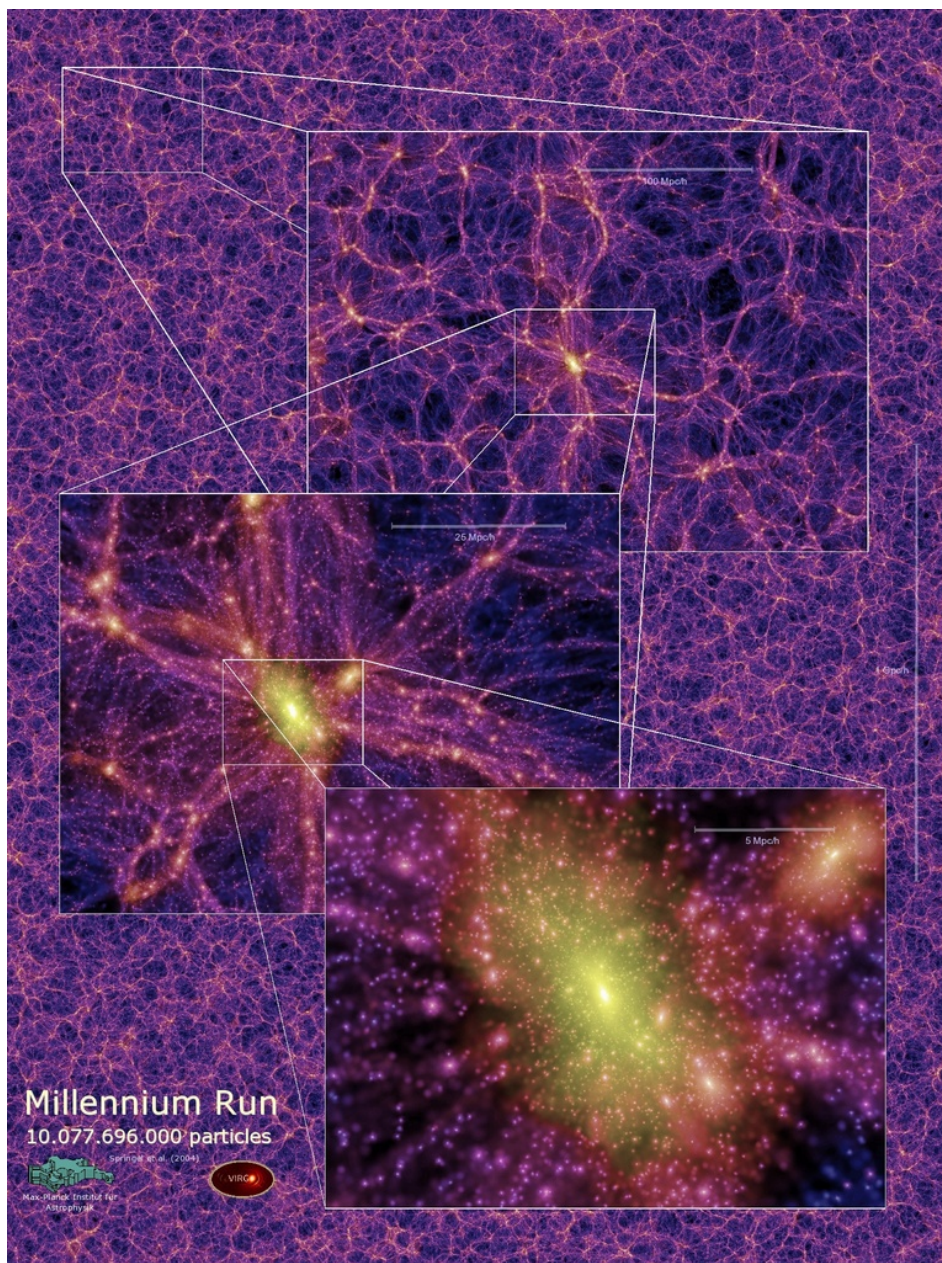


FIGURE 2.7 : Représentation des filaments lors de la simulation *Millennium* (Springel *et al.*, 2005).

Ces premières étoiles, apparues quelques centaines de milliers d’années après le Big Bang se sont assemblées pour donner les premières galaxies (voir la figure 2.8) qui se seraient elles-mêmes assemblées pour donner des galaxies de deuxième génération, et de génération en génération, aboutir aux galaxies de l’univers local. Lors de ces assemblages, plusieurs processus interviennent. Chacun de ces processus a un effet différent sur les paramètres des galaxies.

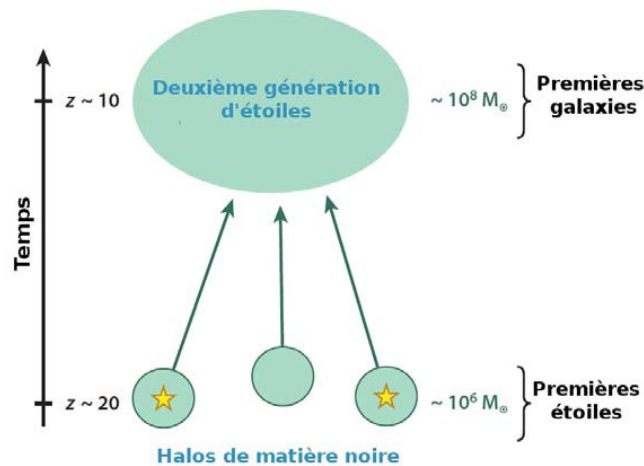


FIGURE 2.8 : Représentation du modèle hiérarchique selon Bromm & Yoshida (2011).

Les processus intervenant dans l’assemblage de la masse des galaxies des premières époques cosmiques aux galaxies locales restent peu contraints. C’est une des énigmes actuelles les plus importantes de l’étude des galaxies. On peut répertorier plusieurs processus jouant un rôle dans l’assemblage de la masse dans les galaxies :

- les fusions,
- l’accrétion de gaz froid le long des filaments cosmiques,
- les rétroactions dues aux supernovæ et aux noyaux actifs de galaxies.

Afin de comprendre l’assemblage des galaxies, il est nécessaire de comprendre le rôle et l’époque cosmique à laquelle chacun de ces processus domine. Il semblerait qu’aux premières époques des galaxies, l’accrétion de gaz froid ait été le processus dominant (Genel *et al.*, 2008) alors que dans l’univers local les fusions seraient plus fréquentes (de Ravel *et al.*, 2009). Il semble aussi y avoir un changement de comportement important aux alentours des redshifts $z \sim 1 - 2$.

Fusions

On différencie deux sortes de fusions de galaxies : les fusions majeures et les fusions mineures. On appelle fusion majeure, la fusion ou collision de deux galaxies ayant des masses similaires alors que la fusion mineure concerne une galaxie de grande masse et une galaxie de masse largement inférieure à la galaxie principale.

La fusion est un processus physique naturel qui participe à la croissance des galaxies. La fusion de deux galaxies donne souvent lieu à une flambée de formation d’étoiles (Joseph & Wright, 1985). Les fusions majeures sont les moins fréquentes et donnent souvent naissance à des galaxies spirales. C’est aussi le processus le plus efficace pour former les galaxies passives de type précoce. Les fusions mineures sont plus fréquentes et résultent le plus souvent en galaxies elliptiques ou sphéroïdes (Bournaud *et al.*, 2007). Lorsque deux galaxies ayant une grande fraction de gaz fusionnent, elles peuvent former une galaxie spirale ou irrégulière (Robertson *et al.*, 2006).

La fraction de fusions majeures dans l'univers local est d'environ 2% (Patton *et al.*, 2000) mais cette fraction augmente à $z \sim 1$ (Lin *et al.*, 2008; de Ravel *et al.*, 2009; López-Sanjuan *et al.*, 2011). À ces redshifts, le taux de fusion dépend fortement de la luminosité et de la masse des galaxies, il évolue plus rapidement, avec le redshift, pour les galaxies les plus lumineuses et les moins massives (de Ravel *et al.*, 2009). Environ 20% de la masse stellaire des galaxies de masse supérieure à $9,5 M_{\odot}$ a été accrétée pendant des fusions majeures depuis $z \sim 1$. De plus, les fusions ont joué un rôle important dans l'augmentation de la densité stellaire des galaxies lumineuses durant la dernière moitié de la vie de l'Univers. Entre $1 \leq z \leq 3$, les galaxies massives ($M > 10^{10} M_{\odot}$) subissent en moyenne 4 fusions majeures (Conselice *et al.*, 2008).

L'étude des galaxies en interaction est donc indispensable à la compréhension des processus impliqués dans l'assemblage de la masse des galaxies.

L'accrétion de gaz froid

Les fusions de galaxies ne seraient pas responsables de l'assemblage de toute la masse des galaxies. En effet, d'autres processus y participent également. C'est le cas de l'accrétion de gaz froid provenant du milieu intergalactique via les filaments présents dans les halos de matière noire (voir figure 2.7). Ce gaz accrété dans les galaxies atteint le disque et y forme des grumeaux de gaz qui seront le siège de formation stellaire.

Le processus d'accrétion de gaz froid est surtout efficace pour les galaxies dans des halos de matière noire de masse inférieure à $10^{12} M_{\odot}$ (Ocvirk *et al.*, 2008). Pour les halos plus massifs, la gravitation est plus forte et accélère le gaz provenant des filaments. Ce gaz subit donc un choc qui va le réchauffer.

Au début de l'évolution de la galaxie, une petite partie de ce gaz parviendra quand même au disque de ces galaxies, mais rapidement, la formation stellaire s'arrête à cause de la présence d'un trou noir central super-massif chauffant et expulsant le gaz du halo. Les galaxies ainsi formées sont souvent du type elliptique (Dekel *et al.*, 2009; Kereš *et al.*, 2005).

Des simulations ont montré que l'accrétion dominait certainement l'assemblage de masse à redshifts $z \sim 2$ (Genel *et al.*, 2008). Les observations semblent confirmer ces prédictions. De plus, il a récemment été montré que l'accrétion continue de gaz froid au centre de galaxies de masse $\sim 10^{11} M_{\odot}$ à $z \sim 2,5$ expliquerait la présence de galaxies ayant un taux de formation d'étoiles le plus élevé observé (Dekel *et al.*, 2009).

Malgré ces études et observations, la signature de l'accrétion est encore remise en question (Steidel *et al.*, 2010; Le Tiran *et al.*, 2011). Cependant des observations directes d'accrétion au centre des galaxies ont, il y a peu, été possibles (Bouché *et al.*, 2013).

Rétroactions

Lors de fusion de galaxie ou d'accrétion de gaz froid, l'apport de gaz et les forces intervenant dans le processus déclenchent très souvent une formation d'étoiles. Cette formation stellaire se régule grâce à la présence de supernovæ et de vents stellaires réchauffant le gaz aux alentours, c'est ce qu'on appelle le processus de rétroaction ou *feedback*.

L'origine des rétroactions est encore méconnue. Elles proviennent probablement des supernovæ et des noyaux actifs de galaxies qui émettent du gaz et des radiations permettant de maintenir à une température suffisamment élevée le gaz du milieu interstellaire.

Sans rétroactions, le taux de formation d'étoiles ne serait pas contrôlé dans les galaxies et serait donc trop efficace (Krumholz *et al.*, 2012) mais aussi l'efficacité de formation de galaxies serait trop élevée (Behroozi *et al.*, 2013). Une étude récente a montré que les rétroactions pouvaient expliquer pourquoi les étoiles se formaient en amas, et non pas isolées, tout en suivant une IMF (Krumholz *et al.*, 2014).

Il existe deux grands types de modèles de rétroactions, ceux qui conservent l'énergie et ceux qui conservent le moment cinétique. Les rétroactions dues aux supernovæ et les noyaux actifs de galaxies se trouvent plutôt dans la première catégorie alors que les radiations et les vents stellaires sont plutôt dans la deuxième.

2.3.3 Évolution chimique

Le milieu interstellaire est principalement composé d'Hydrogène (90%) et d'Hélium. Les premières étoiles qui naissent de ce milieu interstellaire sont également constituées de ces deux éléments. Mais au cours de leur évolution, elles fabriquent, par des processus de nucléosynthèse, d'autres éléments plus lourds qu'elles éjectent dans le milieu interstellaire au moyen des vents stellaires ou des explosions en supernova.

Le milieu interstellaire s'enrichit donc en éléments plus lourds que l'Hélium. Tous ces éléments sont appelés *métaux* en astrophysique. L'abondance de ces métaux, aussi appelée *métallicité*, permet de comprendre les processus impliqués dans l'évolution des galaxies.

Métallicité

La métallicité est donc l'abondance de métaux, que ce soit au sein des étoiles (on parlera alors de métallicité stellaire) ou dans le milieu interstellaire. Lorsqu'on parle de métallicité d'une galaxie, on parle généralement de l'abondance de métal dans son milieu interstellaire. Une abondance, Z_i peut être calculée pour chaque élément z_i en fonction de la quantité d'Hydrogène présent, de la façon suivante :

$$Z_i = \frac{m_{z_i}}{m_H} \quad (2.12)$$

La métallicité est alors l'abondance de tous les métaux en fonction de la quantité d'Hydrogène :

$$Z = \frac{m_{\text{métaux}}}{m_H} \quad (2.13)$$

Ces valeurs pouvant être très petites, il est d'usage d'utiliser un proxy pour mesurer la métallicité en **dex** avec la formule suivante :

$$Z = 12 + \log \frac{N_z}{N_H} \quad (2.14)$$

où N_z est le nombre d'atomes de l'élément z présent et m_z est la masse d'éléments z .

Souvent comme élément de référence ou traceur pour tous les métaux, on utilise l'Oxygène. La métallicité est alors définie comme suit :

$$Z = 12 + \log \frac{O}{H} \quad (2.15)$$

où O et H sont les abondances d'Oxygène et d'Hydrogène.

Cette métallicité augmente donc au fur et à mesure que les générations d'étoiles se succèdent. On s'attend donc à ce que les galaxies les plus lointaines aient une métallicité plus faible que les galaxies plus proches comme la Voie Lactée.

Il n'est pas toujours évident de mesurer la quantité d'Oxygène ou de tous les autres éléments présents dans une galaxie. Afin de calculer la métallicité d'une galaxie, il est alors nécessaire de faire appel à des relations de calibration permettant de passer de l'abondance d'un élément, ou de plusieurs éléments, à l'abondance d'Oxygène. Pour cela, plusieurs indicateurs sont utilisés, le plus courant étant R_{23} utilisant les abondances d'Oxygène et d'Hydrogène via les flux des raies [O II] λ 3727 et [O III] λ 4959,5007 ainsi que la raie H β :

$$R_{23} = \frac{F([\text{O III}]\lambda\lambda 4959, 5007) + F([\text{O II}]\lambda 3727)}{F(\text{H}\beta)} \quad (2.16)$$

Cet indicateur a été proposé pour la première fois par Pagel *et al.* (1979). La calibration pour passer de cet indicateur à la métallicité peut dépendre de plusieurs autres paramètres, comme le degré d'ionisation du gaz. Plusieurs calibrations ont été proposées depuis celle de Pagel *et al.* (1979) mais elles présentent toutes le même défaut : l'indicateur R_{23} présente une dégénérescence. Comme l'illustre la figure 2.9, une même valeur du paramètre R_{23} correspond à deux valeurs de métallicité en fonction de la branche sur laquelle on se situe.

Cette dégénérescence, ainsi que le fait que les flux nécessaires pour calculer cet indicateur ne sont pas toujours mesurables, ont incité les astronomes à trouver d'autres indicateurs de métallicité. Chaque indicateur présente des avantages et des inconvénients et est mesurable pour différentes galaxies en fonction de leurs propriétés, de leurs redshifts et du domaine de longueur d'onde dans lequel elles sont observées. Un indicateur assez souvent utilisé, et que nous avons utilisé pour le travail effectué pour cette thèse, est l'indicateur N2. Il nécessite les flux des raies H α et [N II] λ 6584 :

$$N2 = \frac{F([\text{N II}]\lambda 6584)}{F(\text{H}\alpha)} \quad (2.17)$$

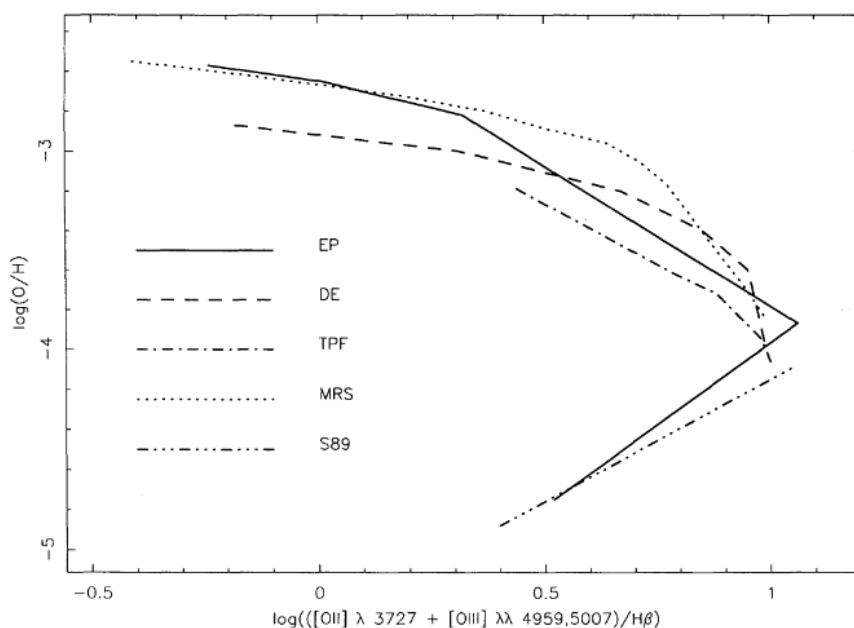


FIGURE 2.9 : Figure 1 de l'article de McGaugh (1991). La légende EP correspond à la calibration de Edmunds & Pagel (1984), DE à celle de Dopita & Evans (1986), TPF à celle de Torres-Peimbert *et al.* (1989), MRS à celle de McCall *et al.* (1985) et S89 à celle de Skillman (1989).

Plusieurs calibrations pour passer de cet indicateur à la métallicité existent. Compte tenu des redshifts des galaxies que nous étudions et de l'instrument utilisé, nous avons choisi d'utiliser la calibration qui nous semblait la mieux adaptée à nos travaux, c'est-à-dire celle de (Pérez-Montero & Contini, 2009) :

$$Z = 12 + \log \frac{\text{O}}{\text{H}} = 9,07 + 0,79 \log N2 \quad (2.18)$$

Il existe des formules pour passer d'une calibration à une autre, comme nous le verrons dans la section 6.1.3.

Évolution de la métallicité

La métallicité des galaxies augmente principalement avec l'évolution séculaire des galaxies. En effet, les étoiles forment des éléments plus lourds que l'Hélium à partir du gaz de la galaxie et rejettent ces éléments pendant leur évolution ou à la fin de leur vie, pendant les explosions de supernovæ. Le cycle d'évolution des étoiles participe donc principalement à l'enrichissement en métaux du milieu interstellaire. Il est donc naturel de penser que dans les galaxies lointaines, la métallicité est moins élevée que dans les galaxies proches dans lesquelles de nombreuses générations d'étoiles se sont déjà succédées.

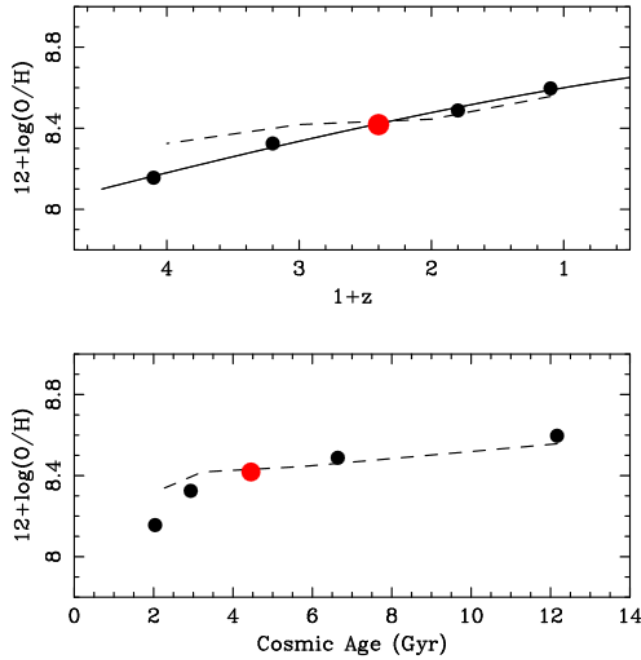


FIGURE 2.10 : Figure adaptée de Yabe *et al.* (2012) montrant l'évolution de la métallicité moyenne de galaxies de masse stellaire $M_* = 10^{10}M_\odot$ à différents redshifts (figure du haut) et différents âges cosmique (figure du bas) : à $z \sim 0,1$ Tremonti *et al.* (2004), $z \sim 0,8$ Zahid *et al.* (2011), $z \sim 1,4$ Yabe *et al.* (2012), $z \sim 2,2$ Erb *et al.* (2006), $z \sim 3,1$ Mannucci *et al.* (2009).

La figure 2.10 (Yabe *et al.*, 2012) montre l'évolution de la métallicité avec le temps cosmique et le redshift. La ligne continue sur la figure du haut est un ajustement linéaire des valeurs observées ayant l'équation suivante :

$$Z = 12 + \log \frac{\text{O}}{\text{H}} = 8,69 - 0,086(1 + z)^{1,3} \quad (2.19)$$

Les lignes en tirets correspondent à la prédiction de l'évolution de la métallicité en fonction du temps cosmique et du redshift d'après le modèle de Davé *et al.* (2011).

Gradients de métallicité

L'étude de la métallicité des galaxies nous donne des informations intéressantes sur l'évolution des galaxies avec le temps. Mais aujourd'hui, on peut aller encore plus loin et mesurer la variation de la métallicité au sein des galaxies. Pour ce faire, on regarde les gradients de métallicité, c'est-à-dire la variation de la métallicité avec le rayon au sein d'une galaxie. L'étude des gradients de métallicité peut donner des indices importants pour démêler les rôles respectifs des différents processus impliqués dans la formation des galaxies et l'assemblage de masse.

Ce genre d'analyse n'est possible que depuis une vingtaine d'années. Une des premières mesures de gradients d'abondances chimiques dans les galaxies a été réalisée par Vila-Costas & Edmunds (1992). Ils ont analysé les spectres d'une trentaine de galaxies spirales dans l'univers local. Ils ont trouvé des gradients négatifs, plus plats pour les galaxies possédant une barre que pour les non-barrées. Ils ont aussi observé une corrélation entre la métallicité centrale des galaxies spirales et la masse stellaire totale de ces galaxies ainsi qu'avec la densité centrale d'étoiles.

Quelques années plus tard, Garnett *et al.* (1997) ont observé que les gradients étaient plus marqués pour les galaxies de plus faible luminosité. Plus récemment, certaines études ont constaté l'existence de gradients plus plats (Moran *et al.*, 2012) ou même positifs (Werk *et al.*, 2010, 2011).

La figure 2.11 représente le gradient, positif, d'une galaxie proche (NGC2915). Cette galaxie s'avère être riche en gaz et de faible masse. Les auteurs de cet article proposent plusieurs causes possibles pour expliquer ce gradient positif. Une redistribution radiale du gaz produit dans le noyau pourrait expliquer l'appauvrissement en métaux du noyau de la galaxie et l'enrichissement des régions externes, l'éjection de gaz riche en métaux par des supernovæ dans le milieu intergalactique qui retomberait ensuite dans les régions plus éloignées du noyau, ou encore une interaction passée.

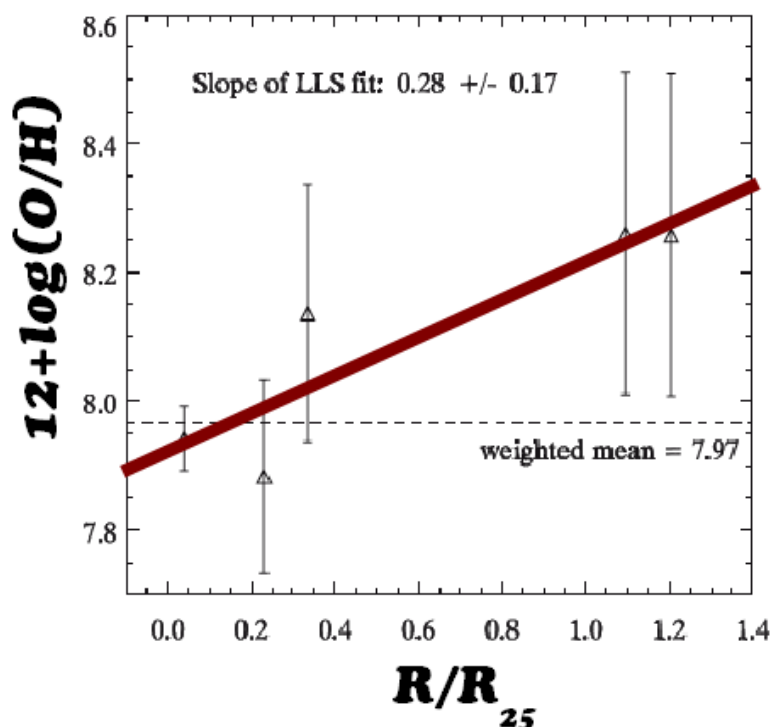


FIGURE 2.11 : Figure extraite de Werk *et al.* (2010) représentant le gradient de métallicité de la galaxie NGC2915, une galaxie riche en gaz et de faible masse de l'univers local.

Des simulations ont reproduit des gradients positifs dans des galaxies en interaction dans l'univers proche (Rupke *et al.*, 2010) ou à des redshifts plus élevés (Michel-Dansac *et al.*, 2014, illustrée par la figure 2.12). Des résultats observationnels appuient les prédictions des simulations. Ainsi des noyaux de galaxies après une interaction ont montré des métallicités plus faibles à cause de l'arrivée de gaz primordial, plus faible en métaux, dans le centre des galaxies (Lee *et al.*, 2004; Kewley *et al.*, 2006).

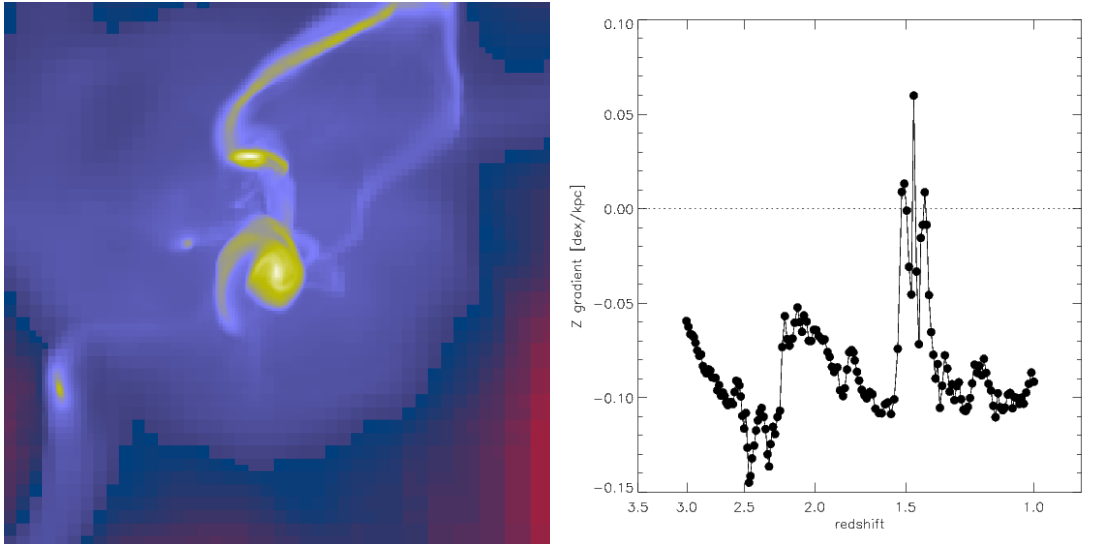


FIGURE 2.12 : Illustration de la simulation réalisée par Michel-Dansac *et al.* (2014), à gauche, image des galaxies en interaction et à droite, évolution du gradient de métallicité de la composante primaire avec le redshift.

Ces questions restent donc encore ouvertes, et les études dans ce domaine se multiplient. Pour les galaxies proches, les gradients de métallicité peuvent être calculés à partir de plusieurs traceurs, de plusieurs raies d'émission ou même de raies d'absorption stellaire.

Avec les nouveaux instruments d'observation et les télescopes modernes, on peut obtenir des gradients de métallicité pour de nombreuses galaxies à faibles redshifts avec une précision toujours meilleure.

Par contre, à plus grands redshifts, à partir de $z \sim 4$, les résolutions, spatiales et spectrales, atteintes de nos jours, ne permettent pas l'étude de l'évolution radiale de la métallicité. À redshifts entre $z \sim 2$ et $z \sim 4$, seules les galaxies les plus lumineuses peuvent être observées, à moins d'utiliser des lentilles gravitationnelles.

Des gradients positifs ont aussi été trouvés pour des galaxies dans cette gamme de redshifts. Par exemple, Cresci *et al.* (2010) ont observé des galaxies à redshift $z \sim 3$, ne montrant aucun signe d'interactions passées. Ces galaxies présentent des gradients de métallicité positifs (voir figure 2.13). Les auteurs expliquent ce gradient par l'afflux de matière pauvre en métaux dans le noyau de la galaxie.

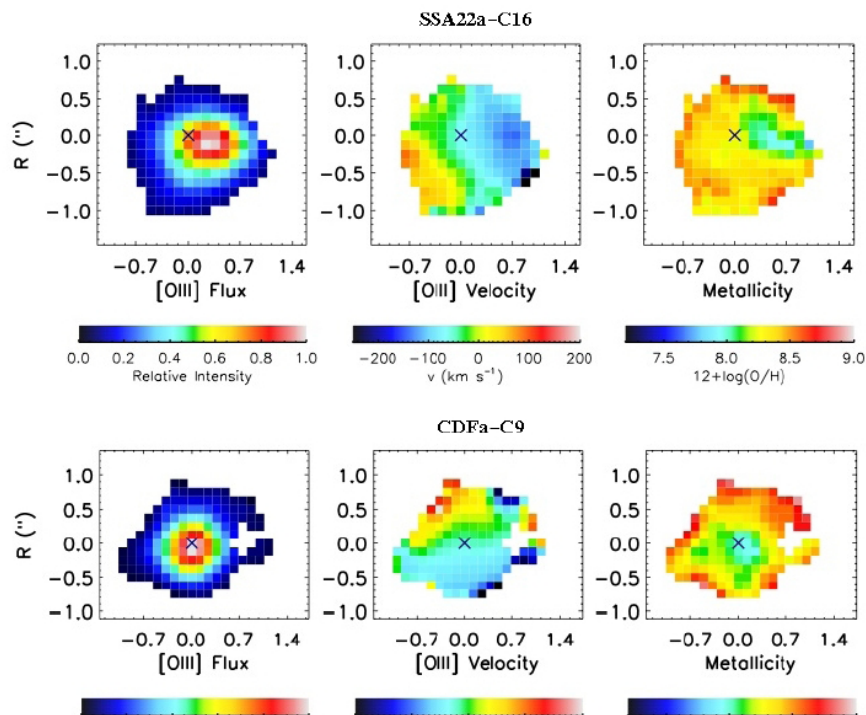


FIGURE 2.13 : Figure extraite de Cresci *et al.* (2010) représentant le gradient de métallicité de deux galaxies à redshift $z \sim 3$, ces galaxies sont des disques isolés.

Un pourcentage encore plus grand de galaxies avec un gradient positif a été mesuré par Troncoso *et al.* (2014). Ils ont mesuré des gradients de métallicité pour dix galaxies à $3 < z < 5$ avec AMAZE et LSD, des programmes de l'ESO. Toutes ces galaxies présentent un gradient plat ou positif. Parmi celles-ci, trois sont en interaction et sept sont isolées.

Il semblerait donc y avoir un changement important dans le rôle des deux processus majeurs de l'assemblage de la masse des galaxies entre les redshifts $z > 2$ et les galaxies plus proches, $z < 1$. C'est pourquoi l'étude de galaxies pendant cette période cosmique est importante. Le projet MASSIV (voir chapitre 5) a pour but de comprendre l'importance de ces processus durant cette période dans l'assemblage de masse des galaxies. L'étude de la métallicité des galaxies du projet MASSIV et de leurs gradients de métallicité sont présentées dans les chapitres 6 et 7.

Chapitre 3

Relations fondamentales

Sommaire

3.1	Relation Masse-Métallicité	34
3.1.1	Forme	35
3.1.2	Dispersion	36
3.1.3	Évolution avec le redshift	37
3.2	Relation Fondamentale de Métallicité	38
3.2.1	Projection de la FMR qui enlève les dépendances secondaires	38
3.2.2	Autre formulation	40
3.2.3	Évolution de la FMR	40
3.3	Relation de Tully-Fisher	42

3.1 Relation Masse-Métallicité

La métallicité est un indicateur de la composition chimique du milieu interstellaire des galaxies. Mesurer sa valeur et comprendre son évolution permettrait de contraindre les scénarios de formation et d'évolution des galaxies et de mieux comprendre les processus intervenant dans cette évolution.

Depuis les années 70, on sait qu'il existe un lien entre luminosité et métallicité des galaxies à savoir que les galaxies les plus lumineuses contiennent plus de métaux. McClure & van den Bergh (1968) sont les premiers à avoir établi une relation entre la magnitude et la métallicité des galaxies de l'univers local.

Peu de temps après, Lequeux *et al.* (1979) ont donné une relation entre la luminosité et la métallicité. La sensibilité de la luminosité au taux de formation stellaire (SFR) et à l'extinction étant trop élevée, il a été nécessaire de recourir à une quantité plus fondamentale : la masse stellaire de la galaxie (M_*).

L'origine de cette relation n'est pas entièrement comprise. La théorie suppose que la métallicité du milieu interstellaire d'une galaxie augmente avec le temps par l'enrichissement chimique dû à l'évolution des étoiles. Par ailleurs, la masse des galaxies grandit au cours de l'évolution des galaxies par les processus de fusion.

Cette relation a aussi été étudiée à plus grands redshifts : à $z \sim 2.2$ par Erb *et al.* (2006) et à $z \sim 3 - 4$ par Maiolino *et al.* (2008) et Mannucci *et al.* (2009). Ces études observent que, comme le prédit la théorie, la métallicité diminue avec le redshift. De plus, elles analysent aussi le lien entre la fraction de gaz dans les galaxies et leur métallicité et mettent en évidence la présence de chute de gaz pauvre en métaux au sein de la galaxie.

L'apport de gaz dans la galaxie crée des zones de formation stellaire. Certaines étoiles vont, au terme de leur évolution, provoquer des supernovæ, ce qui va apporter du gaz riche en métaux dans le milieu interstellaire de la galaxie. Ce cycle d'enrichissement du milieu interstellaire laisse à penser qu'il doit y avoir une relation entre le taux de formation stellaire et la métallicité de la galaxie.

La masse stellaire et la métallicité sont des propriétés fondamentales caractérisant une galaxie. Comprendre le lien entre ces deux quantités est un problème crucial dans la compréhension de la formation et de l'évolution des galaxies.

Tremonti *et al.* (2004) ont caractérisé la relation masse-métallicité (aussi appelée relation MZ ou encore MZR) pour 53000 galaxies, à formation d'étoiles, dans l'univers local, sélectionnées dans le SDSS (voir figure 3.1).

Ils constatent l'existence d'une relation abrupte pour les galaxies de masses stellaires inférieures à $10^{10.5} M_\odot$ avec un aplatissement pour les plus grandes masses. L'origine de cette relation est fortement débattue. On s'interroge à la fois sur l'explication de sa forme, mais aussi sur la dispersion observée autour de la médiane.

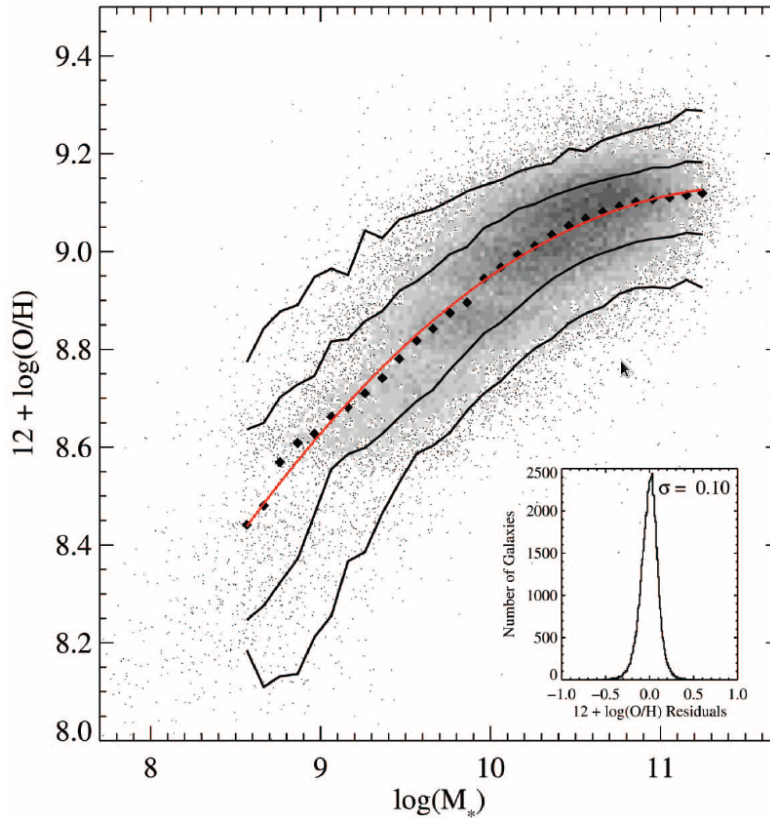


FIGURE 3.1 : Relation masse-métallicité pour un échantillon de $\sim 50\,000$ galaxies de l'univers local (SDSS, Tremonti *et al.* (2004)).

3.1.1 Forme

Plusieurs explications sont proposées pour expliquer la forme de cette relation. Elles interviennent sans doute chacune à des niveaux différents et à des époques différentes. Quatre processus pourraient expliquer la forme de cette relation :

- l'apport de gaz pauvre en métaux dans la galaxie,
- l'éjection de gaz enrichi en métaux par des vents à l'échelle galactique,
- la dépendance de l'efficacité de la formation stellaire avec la masse de la galaxie,
- la variation de la fonction de masse initiale (IMF) avec la masse de la galaxie.

Apport de gaz pauvre

Comme nous l'avons vu au chapitre précédent (2.3), la chute de gaz pauvre en métaux du milieu intergalactique vers le centre de la galaxie provoque une dilution du gaz interstellaire et donc une baisse de la métallicité globale de la galaxie, mais aussi une baisse plus importante de la métallicité au centre de la galaxie, ce qui pourrait expliquer la présence de gradients positifs de métallicité trouvés dans certaines galaxies lointaines (Cresci *et al.* (2012)), car l'accrétion de gaz semble y être plus efficace dans l'univers jeune.

Par ailleurs, l'apport de gaz au sein d'une galaxie provoque une formation d'étoiles dans certaines zones ce qui pourrait ensuite mener à une augmentation de la métallicité de la galaxie par l'enrichissement du milieu interstellaire à la suite des explosions en supernovæ d'étoiles dans ces zones. Récemment, des preuves que ces apports de gaz auraient un rôle prédominant pour les galaxies à grands redshifts ont été apportées (Bournaud & Elmegreen (2009) et Brooks *et al.* (2009)).

Éjection de gaz riche

Une partie du gaz interstellaire contenu dans la galaxie pourrait s'échapper vers le milieu intergalactique diminuant ainsi la métallicité de la galaxie. Cette fuite de gaz pourrait se produire notamment par des vents stellaires. Les galaxies les plus massives retiendraient mieux le gaz et auraient donc des métallicités plus élevées.

Dépendance de l'efficacité de la formation stellaire avec la masse

Les galaxies les plus massives auraient subi une formation stellaire plus importante dans le passé et auraient donc eu un enrichissement du milieu interstellaire plus efficace. Ce qui correspondrait donc au fait que les galaxies les plus massives sont aussi les plus évoluées.

Variation de la fonction initiale de masse

Souvent, on prend comme hypothèse que toutes les galaxies ont la même IMF. Mais la variation de l'IMF en fonction de la masse des galaxies pourrait expliquer la forme de la relation MZ. Pour cela, il faudrait que la pente de l'IMF des galaxies les plus massives soit plus faible que pour les galaxies les moins massives. C'est-à-dire que les galaxies les plus massives auraient tendance à former des étoiles plus massives. Les étoiles plus massives formant plus de métaux et évoluant plus vite, cela expliquerait que les galaxies plus massives ont aussi de plus grandes métallicités (Köppen *et al.* (2007)).

3.1.2 Dispersion

Chaque galaxie est différente. Pour une masse stellaire donnée, deux galaxies peuvent avoir des fractions de gaz, des taux de formation d'étoiles, des environnements différents et donc des métallicités différentes. La dispersion autour de la courbe médiane pourrait s'expliquer par les caractéristiques des galaxies et par ses interactions.

Ellison *et al.* (2008) ont étudié l'influence que pouvaient avoir non seulement la taille de la galaxie, le taux de formation stellaire (SFR), mais aussi le taux spécifique de formation stellaire (sSFR). Ils ont remarqué que la métallicité ne présentait qu'une faible dépendance en sSFR pour une masse stellaire donnée. Mais aussi que parmi les galaxies de faible masse, les plus actives, ayant un SFR plus élevé, ont une métallicité plus faible. Alors que pour les galaxies plus massives, il ne semble pas y avoir de corrélation entre la métallicité et le SFR.

Michel-Dansac *et al.* (2008) ont montré que la fusion des galaxies explique en partie cette dispersion. Les galaxies de plus faibles masses en interaction ont des métallicités plus élevées. Alors que les galaxies plus massives ont des métallicités plus petites. Lors d’une fusion mineure, le compagnon le plus léger s’enrichit et lors d’une fusion majeure, c’est le compagnon le plus massif qui s’enrichit.

3.1.3 Évolution avec le redshift

Si on s’intéresse à des galaxies à plus grands redshifts, on s’aperçoit qu’elles suivent une relation à première vue similaire, mais décalée vers les plus faibles métallicités. Par exemple, à $z \sim 1$ pour une masse donnée, une galaxie aura une métallicité moins élevée de $\sim 0,3$ dex (Pérez-Montero *et al.*, 2009; Queyrel *et al.*, 2009). La figure 3.2 représente cette évolution avec le redshift.

De nombreuses études ont montré que la relation s’aplatit de plus en plus avec le redshift et la dispersion des galaxies autour de la relation augmente. L’étude réalisée par Lamareille *et al.* (2009) observe cet aplatissement pour des galaxies à formation d’étoiles observées avec VIMOS à $z \sim 0,9$ mais cet aplatissement est aussi observé par d’autres études à plus grands redshifts (Zahid *et al.*, 2011; Yabe *et al.*, 2012; Erb *et al.*, 2006; Zahid *et al.*, 2013; Mannucci *et al.*, 2009).

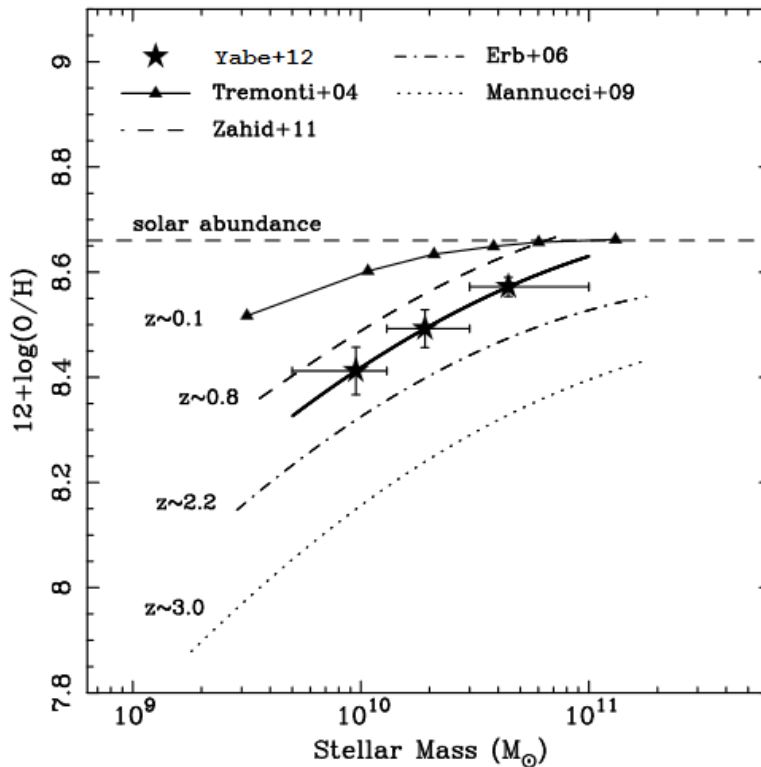


FIGURE 3.2 : Figure adaptée de Yabe *et al.* (2012) comparant les relations masse-métallicité à différents redshifts : à $z \sim 0,1$ Tremonti *et al.* (2004) ; $z \sim 0,8$ Zahid *et al.* (2011) ; $z \sim 1,4$ Yabe *et al.* (2012) ; $z \sim 2,2$ Erb *et al.* (2006) ; $z \sim 3,1$ Mannucci *et al.* (2009).

3.2 Relation Fondamentale de Métallicité

En regardant les différents paramètres pouvant influencer la relation MZ, on se rend compte qu'une quantité importante pour la compréhension de l'évolution des galaxies est le taux de formation stellaire. Pour mieux visualiser la relation entre la métallicité, la masse stellaire et le SFR d'une galaxie, on peut les représenter en 3D. La relation MZ ne serait alors qu'une projection de cette relation plus fondamentale, aussi appelée relation fondamentale de métallicité (FMR). La figure 3.3 montre cette relation fondamentale.

Pour les galaxies de l'univers local du SDSS étudiée par Mannucci *et al.* (2010), la dispersion y est plus petite que pour la relation MZ. La relation peut s'écrire sous la forme suivante :

$$12 + \log \frac{\text{O}}{\text{H}} = 8,90 + 0,37m - 0,14s - 0,19m^2 + 0,12ms - 0,054s^2 \quad (3.1)$$

où $m = \log(M_*) - 10$ et $s = \log(SFR)$ en unités solaires.

La forme de la FMR peut dépendre de plusieurs facteurs, notamment, comment sont mesurés les masses stellaires et les SFR, les calibrations utilisées pour mesurer les métallicités, comment on effectue la correction des SFR par l'extinction. . . Ces effets peuvent changer la forme de la FMR ou sa normalisation, mais ne remettent pas en question son existence.

3.2.1 Projection de la FMR qui enlève les dépendances secondaires

Afin de pouvoir étudier cette relation plus aisément, et en enlevant les dépendances secondaires, on peut introduire la variable :

$$\mu_\alpha = \log M_* - \alpha \log SFR$$

La valeur de α qui minimise la dispersion autour de la médiane est de 0,32 pour les galaxies du SDSS. Cette valeur correspond au μ_α le plus corrélé avec la métallicité. Il serait intéressant de trouver l'interprétation en terme de processus physiques de cette valeur, sachant que μ_0 correspond à $\log M_*$ et μ_1 à $-\log sSFR$.

Récemment, Christensen *et al.* (2012) ont trouvé une valeur de α de 0,36 qui minimise la dispersion des galaxies le long de cette relation. Ils ont étudié des galaxies amplifiées gravitationnellement derrière des amas lentilles de plus faibles masses ainsi que des galaxies massives à des redshifts allant de 1 à 6.

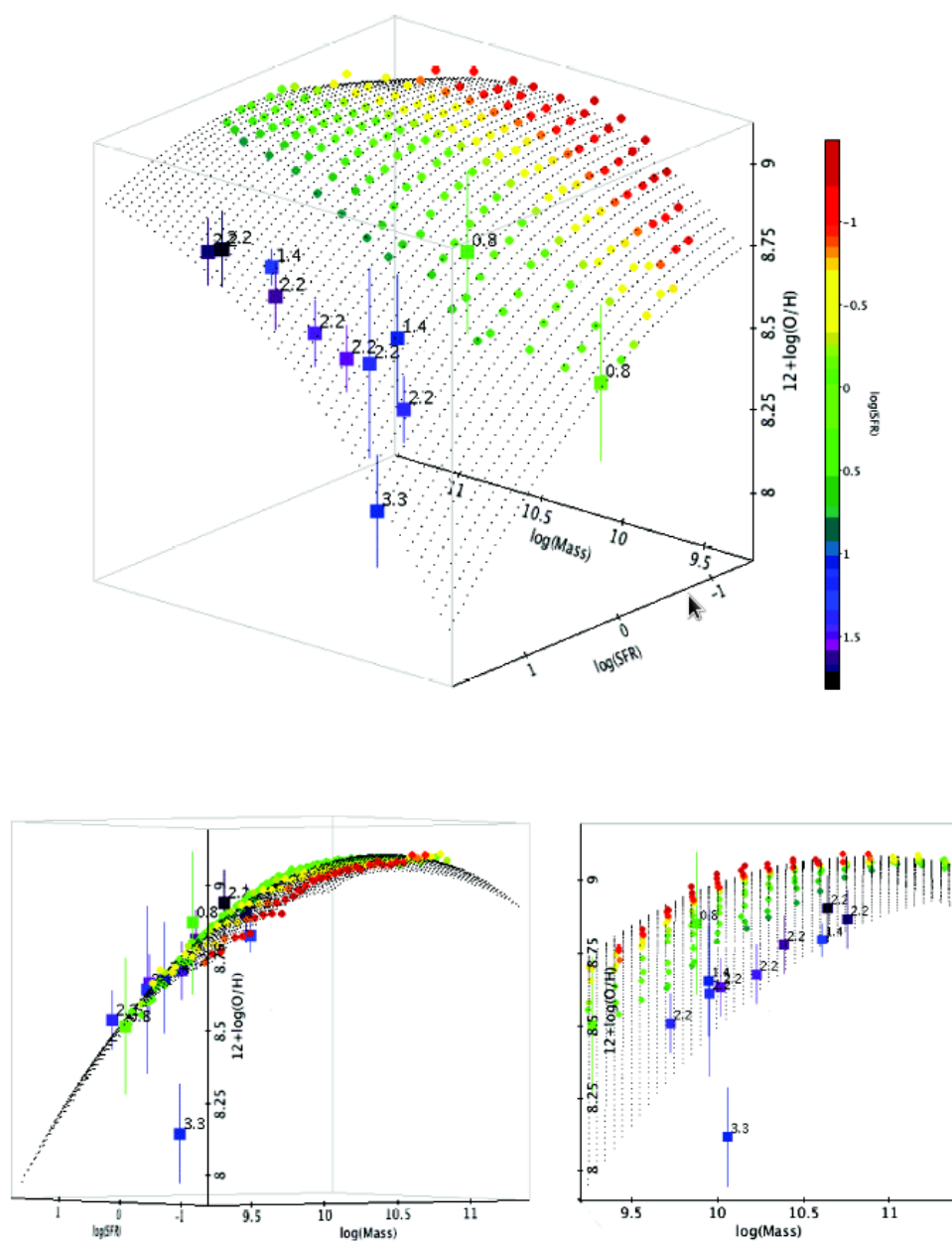


FIGURE 3.3 : Figure de la relation fondamentale de métallicité pour les galaxies du SDSS, extraite de Mannucci *et al.* (2010). En haut, la représentation en trois dimension du plan fondamental. En bas, à gauche, la projection de ce plan en utilisant le paramètre $\mu_{0,32}$ minimisant ainsi la dispersion des galaxies autour de la relation. En bas, à droite, représentation de la relation masse-métallicité pour ces galaxies.

3.2.2 Autre formulation

Une autre version de la relation fondamentale a été proposée par Lara-López *et al.* (2010). Ils ont étudié le plan fondamental pour ces trois mêmes paramètres sous une forme différente pour l'univers local en utilisant des galaxies du SDSS à formation stellaire. Partant du principe que le paramètre le plus fondamental, ou celui qui varie sur l'échelle de temps la plus longue, est la masse stellaire, ils proposent d'étudier une relation entre les deux autres paramètres (métallicité et SFR) en fonction de cette masse. Ils définissent donc une relation de la forme suivante :

$$\log(M_*/M_\odot) = \alpha[12 + \log \frac{\text{O}}{\text{H}}] + \beta \log(\text{SFR}) + \gamma \quad (3.2)$$

Enfin, ils cherchent à minimiser la dispersion autour de cette relation pour leur échantillon et arrivent à une dispersion de 0,16 dex pour les valeurs suivantes des paramètres : $\alpha = 1,122 \pm 0,008$, $\beta = 0,474 \pm 0,004$ et $\gamma = -0,097 \pm 0,077$ (Lara-López *et al.*, 2010).

Dans une article plus récent (Lara-López *et al.*, 2013), ils ont recalculé ces paramètres à partir d'un échantillon reprenant non seulement l'échantillon du SDSS étudié précédemment mais aussi des galaxies à des redshifts allant jusqu'à 0,36 provenant du relevé *Galaxy and Mass Assembly* (GAMA). Ils calculent alors les paramètres suivants : $\alpha = 1,3764 \pm 0,006$, $\beta = 0,6073 \pm 0,002$ et $\gamma = -2,5499 \pm 0,058$.

3.2.3 Évolution de la FMR

Comme nous l'avons vu dans les sections précédentes, la métallicité augmente avec la masse stellaire et diminue avec le taux de formation stellaire, par contre il ne semble pas y avoir d'évolution de la relation fondamentale avec le redshift jusqu'à $z = 2,5$.

La dispersion est plus grande pour les galaxies lointaines, mais la forme et la normalisation reste la même. Cette dispersion peut s'expliquer en partie par les erreurs sur les métallicités et les SFR. Le fait que la FMR ne dépende pas du redshift pour les galaxies à $z < 2,5$, ce qui représente 80% de l'âge de l'Univers, semble indiquer qu'elle est directement reliée aux processus de formation des galaxies.

Pour les galaxies à plus grands redshifts ($z > 2,5$), la FMR semble être en dessous de la relation trouvée pour les plus petits redshifts. Cinq effets peuvent intervenir dans l'explication de ce décalage :

1. la métallicité n'est plus mesurée de la même façon aux grands redshifts,
2. les conditions de photo-ionisation évoluent avec le redshift,
3. les observations utilisées pour les galaxies à grands redshifts ne permettent pas de retirer tous les noyaux actifs de galaxies des échantillons,
4. des effets de sélection notamment dus au fait que l'échantillonnage des galaxies à grands redshifts utilise la raie [O III] λ 5007 qui dépend fortement de la métallicité dans le sens que les régions les moins métalliques ont cette raie plus intense.

La dépendance de la FMR avec le redshift est actuellement fort contestée. Comme nous venons de le voir, Mannucci *et al.* (2010) et Lara-López *et al.* (2010) ne trouvent pas de variation de cette relation avec le temps cosmique et considèrent donc cette relation comme fondamentale.

Ce résultat est confirmé par des travaux théoriques comme celui effectué par Lilly *et al.* (2013). Dans cet article, les auteurs montrent que la relation masse métallicité vient des équations de continuité des galaxies et que le SFR est un paramètre de second ordre intervenant naturellement dans ces équations. Ils suggèrent que cette relation fondamentale de métallicité existe bien et qu'elle ne varie pas avec le redshift.

D'un autre côté, certaines études ne trouvent pas la corrélation entre le SFR et la métallicité pour une masse donnée, c'est le cas dans l'article de Wuyts *et al.* (2012) dans lequel les auteurs étudient la relation masse-métallicité pour des galaxies lentilles à $z = 1 \sim 2$. Ils remettent donc en question l'existence même de cette relation fondamentale.

D'autres études constatent une variation de cette relation avec le redshift, c'est le cas dans l'article de Sánchez *et al.* (2013) ou encore Pérez-Montero *et al.* (2013).

3.3 Relation de Tully-Fisher

La relation de Tully-Fisher est une relation empirique entre la luminosité intrinsèque des galaxies spirales (et irrégulières) et leur vitesse de rotation. Elle a été étudiée pour la première fois par Tully & Fisher (1977).

Comme nous l'avons vu dans les sections précédentes, la luminosité est liée à la masse. Cette relation établit donc le lien entre la masse baryonique totale des galaxies et leur vitesse de rotation. Ceci signifie qu'il existe un lien entre le disque des galaxies, composé de matière baryonique, et leur halo, composé de matière noire.

La figure 3.4 représente cette relation, en abscisse se trouve la magnitude absolue des galaxies dans la bande I et en ordonnée, le logarithme de la vitesse de rotation. On peut remarquer que la relation entre ces deux paramètres est linéaire.

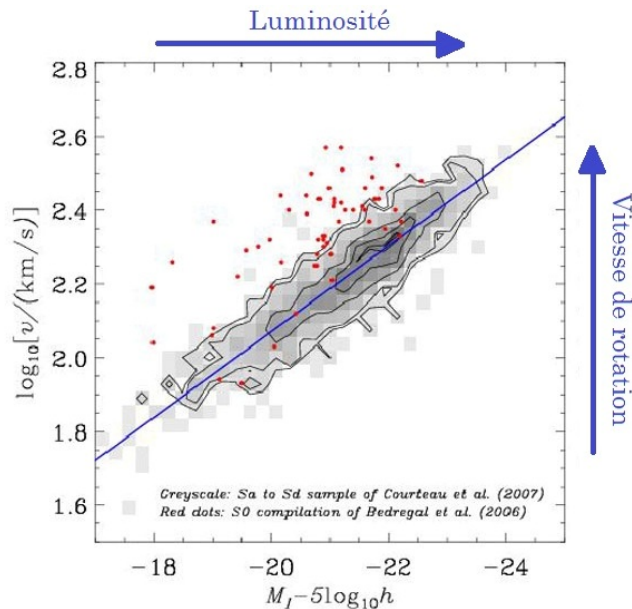


FIGURE 3.4 : Relation Tully-Fisher pour des galaxies locales dans la bande I adaptée de Blanton & Moustakas (2009), les contours et les niveaux de gris proviennent des données de Courteau *et al.* (2007) et les points rouges celles de Bedregal *et al.* (2006).

Cette relation permet de déterminer la luminosité intrinsèque d'une galaxie pour peu qu'on en connaisse la vitesse de rotation. Cette luminosité permet alors de déterminer la distance de la galaxie.

Même si l'origine de cette relation est incertaine, elle est utilisée pour calculer des distances dans l'Univers. La dispersion des galaxies autour de la relation permet de contraindre les processus impliqués dans la formation des galaxies.

Cette relation ne semble pas évoluer avec le redshift, au moins jusqu'à $z \sim 1$ (Weiner *et al.*, 2006; Vergani *et al.*, 2012), ce qui signifie que la luminosité de surface des galaxies à ces redshifts est la même qu'actuellement.

Problématique

Comme nous avons pu le voir au travers des chapitres précédents, l'évolution des galaxies est encore mal comprise. C'est pourquoi ce domaine d'étude constitue une thématique majeure de l'astrophysique moderne.

La problématique sur laquelle nous nous sommes penchés durant cette thèse est la compréhension des processus physiques impliqués dans l'assemblage de la masse des galaxies. Bien que le modèle hiérarchique est actuellement accepté comme explication de l'évolution des galaxies et de la présence d'une telle variété morphologique, de nombreuses questions restent encore sans réponses.

Pour comprendre l'assemblage de la masse baryonique au cours du temps, il nous faut comprendre quels sont les rôles des différents processus. Quels rôles jouent les fusions mineures ? Et les fusions majeures ? À quelle époque cosmique l'accrétion de gaz froid le long des filaments était-elle la plus efficace ? Quel est l'impact des rétroactions dues aux supernovæ et aux noyaux actifs de galaxies ?

Chacun de ces processus influence l'assemblage de la matière, mais aussi la répartition de cette matière dans les galaxies. C'est pourquoi nous avons abordé ces problèmes en étudiant principalement les relations entre les paramètres physiques des galaxies et l'abondance d'éléments plus lourds que l'hélium dans la galaxie, c'est-à-dire, la métallicité.

Grâce à la spectroscopie et aux spectrographes actuels (comme SINFONI au VLT) il est possible de mesurer de nombreuses propriétés physiques de galaxies sur plusieurs milliards d'années, à savoir à des redshifts allant jusqu'à $z \sim 5$. On est capable de mesurer leur masse stellaire, leur taux de formation d'étoiles, calculer leur vitesse de rotation ainsi que leur métallicité.

Ces mesures permettent d'étudier différentes relations qui existent entre certains de ces paramètres physiques, de comprendre leur évolution avec le temps. . . Grâce à la spectroscopie 3D, il est même possible de connaître ces informations pour différentes régions d'une galaxie.

Ce travail a pour but de présenter l'étude réalisée à partir des métallicités d'un échantillon de galaxies à redshift entre $z \sim 1$ et ~ 2 . L'étude de cette gamme de redshifts est un enjeu important dans la compréhension de l'évolution des galaxies, car, durant ces $\sim 2,5$ milliards d'années, il semblerait que les galaxies subissent de nombreux changements et que c'est à cette période que la séquence de Hubble telle qu'on l'observe aujourd'hui se construit.

Deuxième partie

Observations

Chapitre 4

La spectroscopie

Sommaire

4.1	Principes de spectroscopie	48
4.1.1	Rayonnement du corps noir	48
4.1.2	Spectre d'hydrogène	50
4.1.3	Raies d'émission et d'absorption	52
4.1.4	Modifications du spectre	53
4.2	La spectroscopie des étoiles	54
4.3	La spectroscopie des galaxies	55
4.3.1	Populations d'étoiles	56
4.3.2	Morphologie	56
4.3.3	Cinématique	57
4.4	La spectroscopie à intégrale de champ	58
4.4.1	SINFONI	60
4.4.2	MUSE	61

L'astronomie est en grande partie l'étude de la lumière qui nous arrive des astres. Bien qu'il est aujourd'hui possible de se rendre sur certains ou d'étudier des morceaux tombés sur la Terre, ces cas ne représentent qu'une petite partie de la recherche en astrophysique. L'étude de la lumière des objets que nous observons, sur Terre ou grâce à des télescopes spatiaux, reste la plus grande source d'information.

La lumière obéit à des lois physiques bien connues et universelles. Son étude en est donc grandement simplifiée. Sa dualité onde-corpuscule permet de la décomposer en différentes longueurs d'ondes dont elle est faite et d'obtenir ainsi son spectre électromagnétique.

La spectroscopie permet littéralement de décoder la lumière. Grâce aux spectres, on peut, non seulement, mesurer la luminosité, la couleur ou la position d'objets dans le ciel, mais aussi connaître leur température, leur composition chimique, leur vitesse et bien d'autres caractéristiques.

4.1 Principes de spectroscopie

Le spectre d'un objet est le plus souvent composé de deux parties : un rayonnement thermalisé, se présentant comme une composante spectrale continue et dépendant essentiellement de sa température et une partie discrète, dépendant des éléments chimiques présents dans l'objet.

Dans cette section, nous présentons les propriétés de cette composante du spectre continue, aussi appelée rayonnement de corps noir, ensuite, nous présentons le spectre de l'Hydrogène et finalement, les effets qui peuvent modifier un spectre.

4.1.1 Rayonnement du corps noir

Un corps noir est un corps qui absorbe tout rayonnement et qui en émet autant qu'il n'en reçoit. C'est un corps dans lequel il existe un équilibre thermodynamique entre la matière et la radiation. Le rayonnement d'un corps noir suit la courbe définie par la loi de Planck (voir figure 4.1) :

$$E(\lambda) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp\left(\frac{hc}{k\lambda T}\right) - 1} \quad (4.1)$$

où c est la vitesse de la lumière dans le vide, h la constante de Planck, k la constante de Boltzmann, λ la longueur d'onde, en m, et T la température de surface du corps noir, en K.

Cette fonction admet visiblement un maximum dont la valeur et la longueur d'onde correspondante dépendent de la température. Cette longueur d'onde λ_{max} est donnée, en m, par la loi de Wien :

$$\lambda_{max} = \frac{2,89789 \cdot 10^{-3}}{T} \quad (4.2)$$

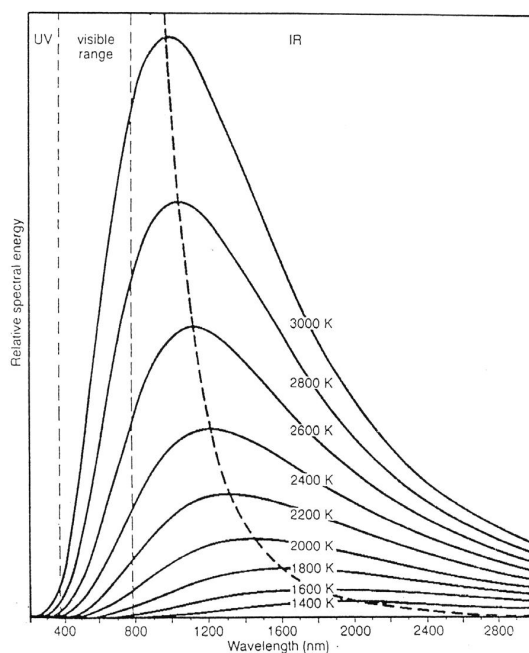


FIGURE 4.1 : Rayonnement de corps noir à différentes températures

La température ainsi trouvée est appelée la température du corps noir. Si on regarde le rayonnement d'une étoile bien connue, le Soleil, on remarque que son spectre suit de près le spectre d'un corps noir à une température $T = 5777$ K, voir figure 4.2. Cette température est la température effective du Soleil.

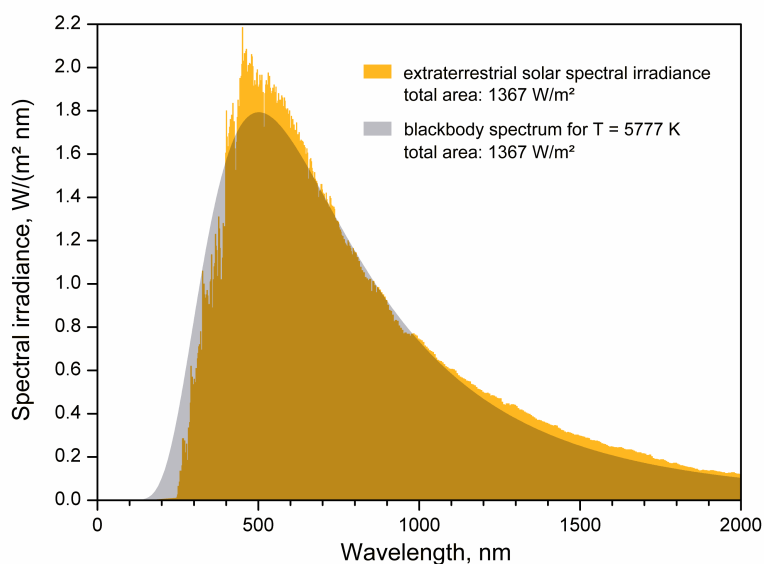


FIGURE 4.2 : Flux en fonction de la longueur d'onde pour un corps noir, en gris, et pour le Soleil, en jaune.

4.1.2 Spectre d'hydrogène

Un atome d'hydrogène possède un électron et un proton, ce qui en fait l'atome le plus simple et le plus léger existant. C'est également l'élément le plus présent dans l'univers, environ 75% de la masse baryonique de l'univers est formée d'hydrogène.

D'après le modèle de Bohr, l'électron peut se trouver à différents niveaux d'énergie, le niveau $n = 1$ étant l'état fondamental, c'est-à-dire le moins énergétique. Lorsque l'électron passe d'un niveau plus énergétique à un niveau moins énergétique, l'atome émet un photon d'énergie égale à la différence d'énergie ΔE entre les deux niveaux et donc à une longueur d'onde λ inversement proportionnelle à ΔE :

$$\Delta E = \frac{hc}{\lambda} \quad (4.3)$$

On peut aussi exprimer cette longueur d'onde en fonction des niveaux de départ n_2 et d'arrivée n_1 :

$$\frac{1}{\lambda} = R_H \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right) \quad (4.4)$$

où R_H est la constante de Rydberg de l'hydrogène.

Si on analyse spectre de l'hydrogène, on aura donc un spectre discret avec des raies de lumière uniquement aux longueurs d'onde correspondant à ces transitions, les raies seront d'autant plus intenses et d'autant plus larges que la transition est fréquente.

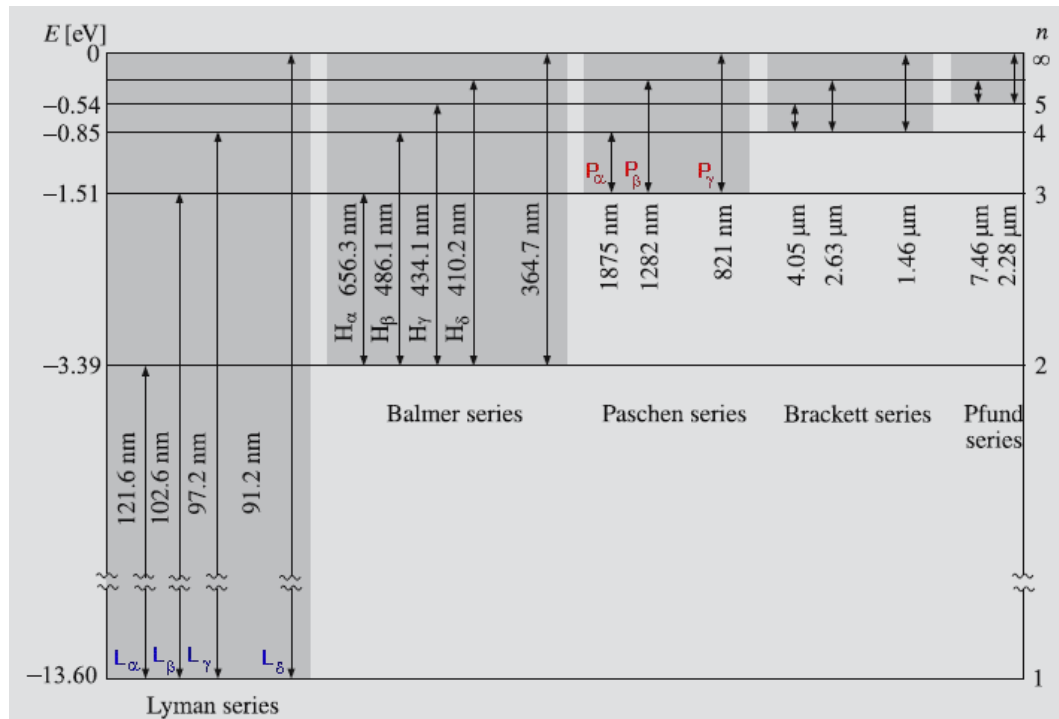


FIGURE 4.3 : Transitions de l'hydrogène.

Les transitions de l'hydrogène ont été regroupées en séries. Les transitions qui arrivent au niveau $n_1 = 1$, quelque soit leur niveau de départ, forment la série de Lyman, celles qui arrivent au niveau $n_1 = 2$ forment la série de Balmer et celles qui arrivent au niveau $n_1 = 3$ forment la série de Paschen.

Dans une même série, les transitions sont rangées par énergie croissante. Elles sont notées par une abréviation du nom de la série (L, H, P) suivie des lettres grecques (voir figure 4.3) : α pour la transition de plus basse énergie (voir équation 4.4), partant du niveau $n_2 = n_1 + 1$, ensuite β pour la transition suivante, partant du niveau $n_2 = n_1 + 2$, et ainsi de suite. . .

La série de Balmer est la plus connue car les longueurs d'onde de ces transitions sont dans le visible, c'est pourquoi, on les appelle les raies H suivies de la lettre grecque correspondante. Voici les longueurs d'onde et les couleurs correspondant à la série de Balmer :

Nom	Transition	λ (Å)	Couleur
H α	3 \rightarrow 2	6563	rouge
H β	4 \rightarrow 2	4861	bleu
H γ	5 \rightarrow 2	4341	violet
H δ	6 \rightarrow 2	4102	violet

La série de Lyman, figure 4.4, se trouve dans l'ultraviolet, de 1216 à 911 Å. La série de Paschen quant à elle se trouve dans l'infrarouge, de 18745 à 8201 Å.

Comme on le voit sur la figure 4.4, les première raies sont bien espacées mais les dernières s'accablent devant une valeur limite, cette limite correspond à la différence entre l'énergie d'ionisation de l'hydrogène et l'énergie du niveau.

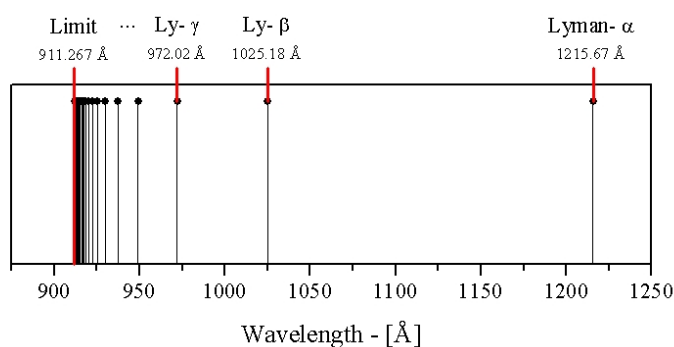


FIGURE 4.4 : Série de Lyman de l'Hydrogène.

4.1.3 Raies d'émission et d'absorption

Les raies de l'hydrogène que nous venons de traiter sont des raies d'émission, elles correspondent à un atome qui libère un photon suite à la dés-excitation d'un électron.

Mais le phénomène inverse peut aussi avoir lieu, si on envoie des photons de différentes longueurs d'onde sur un atome d'hydrogène, par exemple avec un rayonnement de corps noir. Les photons, ayant une énergie correspondant à une transition, peuvent exciter un électron et lui permettre, en absorbant le photon, de passer à un niveau d'énergie supérieure.

Si on regarde le spectre après ces absorptions, on verra un manque de photons aux longueurs d'onde correspondant aux transitions. C'est ce qu'on appelle un *spectre d'absorptions*, ou un spectre de raies en absorption (figure 4.5).

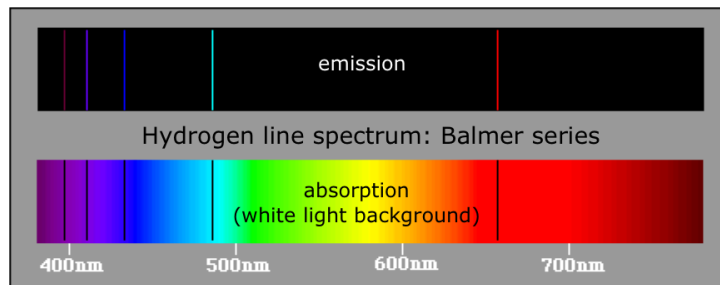


FIGURE 4.5 : Série de Balmer de l'Hydrogène en émission et en absorption.

Ce phénomène est observé pour tous les éléments. Plus le nombre d'électron dans un atome est élevé, plus il y a de transitions possibles et ainsi plus le nombre de raies spectrales potentiellement observables est élevé. La figure 4.7 montre les transitions possibles pour un atome de Fer. La figure 4.6 montre un spectre en émission de l'hydrogène et un spectre en émission du Fer.

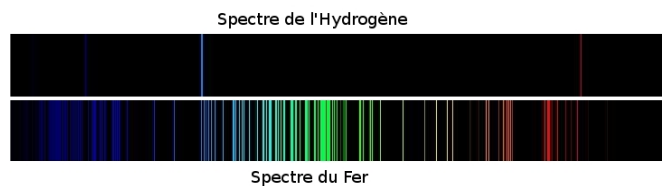


FIGURE 4.6 : Comparaison du spectre en émission du Fer et de l'Hydrogène

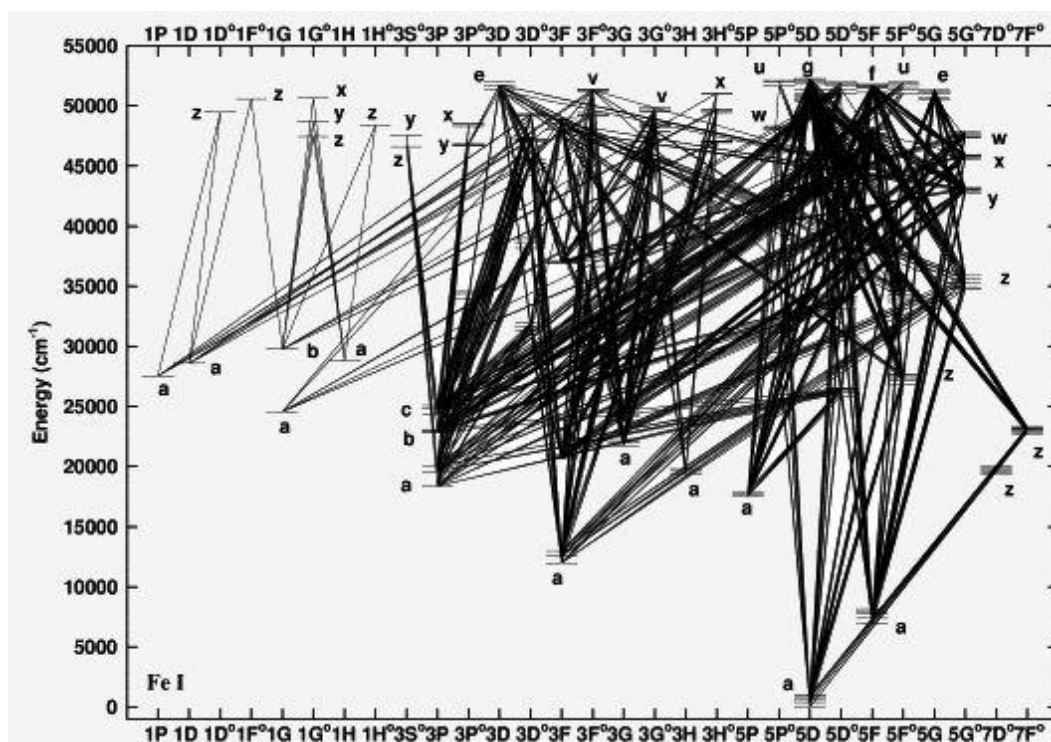


FIGURE 4.7 : Transitions pour un atome de Fer.

4.1.4 Modifications du spectre

Certains paramètres peuvent influencer l'aspect du spectre observé d'un objet, que ce soit une étoile, une galaxie, . . . Selon la composition chimique certaines raies vont être plus ou moins intenses. Mais d'autres paramètres peuvent également influencer la forme et la longueur d'onde des raies spectrales, par exemple la vitesse radiale de l'objet et sa vitesse de rotation.

La vitesse radiale va modifier les longueurs d'onde des raies par effet Doppler.

Si un objet émet une onde électro-magnétique à une longueur d'onde λ_0 et qu'il s'éloigne ou se rapproche, à une vitesse radiale v_r , l'onde reçue par un observateur au repos aura une longueur d'onde λ donnée par la formule suivante, dans le cas des vitesses radiales faibles :

$$\lambda = \lambda_0 \left(1 + \frac{v_r}{c} \right) \quad (4.5)$$

Donc si l'objet s'éloigne, $v_r > 0$, la longueur d'onde observée sera plus grande que la longueur d'onde émise, ce qui correspond à un décalage des raies vers le rouge. Inversement, si l'objet se rapproche, le décalage se fera vers le bleu.

Comme nous l'avons vu dans la section 1.1, à partir d'une certaine distance, tous les objets, en particulier toutes les galaxies, s'éloignent de nous. Dans le cas de l'astrophysique extragalactique, le décalage sera donc toujours vers le rouge.

La **vitesse de rotation** peut aussi changer l'apparence du spectre. Lorsqu'une galaxie tourne et qu'on l'observe dans un référentiel corrigé de son éloignement global, une partie de la galaxie se rapproche de l'observateur alors que l'autre s'en éloigne mais selon la distance du point considéré à l'axe de rotation, la vitesse sera plus ou moins grande. S'en suit ce qu'on appelle un effet Doppler différentiel qui élargit les raies spectrales tout en conservant leur surface, c'est-à-dire le nombre de photons absorbés. De sorte que plus la vitesse de rotation est élevée, plus les raies seront larges.

4.2 La spectroscopie des étoiles

On peut classer les étoiles en différents types sur base de leur spectre et donc selon leur température et leur composition chimique. Selon les raies présentes dans son spectre, on attribue à une étoile une lettre **O, B, A, F, G, K, M**. Les étoiles O sont les plus chaudes ($T_{eff} > 28000K$) et les étoiles M les plus froides ($T_{eff} < 3500K$). Cette lettre est suivie d'un chiffre entre 0 et 9 du plus chaud au plus froid afin d'avoir une classification plus précise.

La figure 4.8 représente les spectres pour les différents types spectraux avec les raies caractéristiques de chaque type. Le tableau ci-dessous reprend les caractéristiques des différents types.

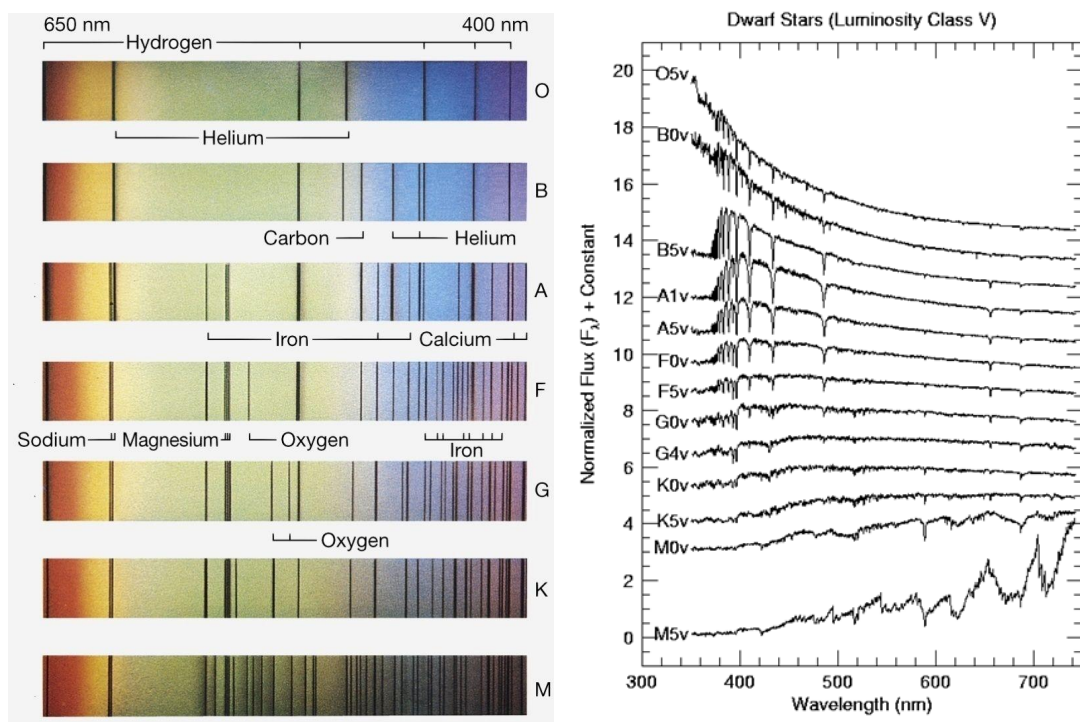


FIGURE 4.8 : Types spectraux des étoiles à gauche, spectre pour une étoile de chaque type à droite.

Cette classification en types spectraux ne permet pas de différencier certaines particularités des étoiles. Par exemple, une étoile de la séquence principale et une géante ayant la même température auront le même type spectral. C'est pourquoi on ajoute une information sur la luminosité de l'étoile. La classe de luminosité est notée par un chiffre romain, de I à V, ajouté au type spectral pour classifier les étoiles :

- I pour les super-géantes,
- II pour les géantes lumineuses,
- III pour les géantes normales,
- IV pour les sous-géantes,
- V pour les étoiles de la séquence principale.

4.3 La spectroscopie des galaxies

Comme nous venons de le voir, le spectre d'un objet dépend de sa composition chimique ainsi que de sa cinématique. Chaque galaxie aura donc un spectre différent selon son contenu en étoiles et la composition de son milieu interstellaire. La figure 4.9 représente l'image optique et le spectre de trois galaxies de types différents. Chaque spectre est différent des autres mais aussi caractéristique du type morphologique de la galaxie. En effet, comme nous l'avons vu dans la section 2.1.1, chaque type de galaxie a une population d'étoiles différente, une fraction de gaz différente, un âge différent et donc une composition différente.

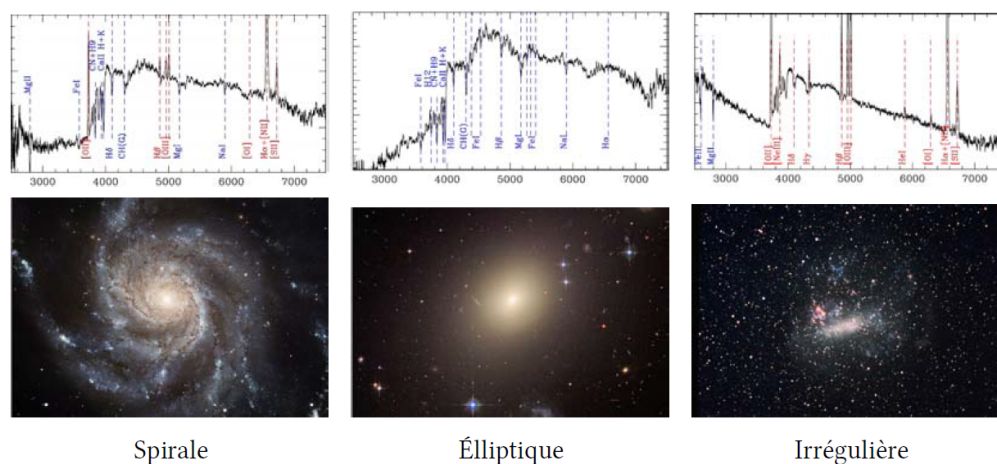


FIGURE 4.9 : Spectres et images optiques de différents types de galaxies. En haut : spectres composites issus du VVDS, en bas : images optique du télescope spatial Hubble. Les images et les spectres ne correspondent pas aux mêmes objets mais bien au même type morphologique d'objet. Figure provenant de Queyrel (2010).

4.3.1 Populations d'étoiles

Dans la section 2.1.2, nous présentons les deux populations principales d'étoiles présentes dans les galaxies. Nous nous intéressons à présent à leur signature spectroscopique. Les populations composées d'étoiles plus jeunes ont un spectre moins régulier et ont une composante spectrale dans le bleu plus élevée que les populations plus vieille dont le spectre sera plus rouge. Pour montrer l'évolution du spectre des populations d'étoiles, la figure 4.10 représente à gauche, une population jeune d'étoile à plusieurs âges différents et à droite, une population plus vieille. Plus l'âge de la population augmente, plus le spectre se déplace vers les plus grandes longueurs d'ondes. Ces deux populations sont composées d'étoiles de composition similaire au Soleil.

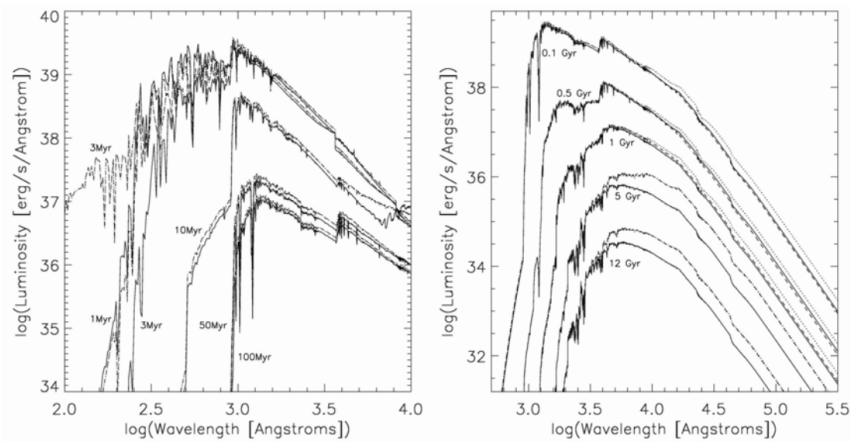


FIGURE 4.10 : Spectre de la distribution d'énergie de deux populations d'étoiles à plusieurs âges différents et de composition de type solaire, à gauche, une population jeune, à droite, une population vieille (Leitherer, 2005).

4.3.2 Morphologie

Les galaxies peuvent être classifiées de manière très simplifiée en trois grands types de morphologies (voir section 2.1.1). Chacune de ces catégories est caractérisée par une population d'étoiles, une quantité de gaz, une cinématique et bien d'autres paramètres qui vont se refléter dans leur spectre. Le spectre d'une galaxie sera dominé par un spectre du même type que le spectre des étoiles présentes majoritairement. La figure 4.11 représente des spectres synthétiques pour les trois types de galaxies à différents âges.

Pour les galaxies à plus grands redshifts comme celles étudiées dans ce travail (voir chapitres 6 et 7), il est souvent impossible de voir la composante stellaire dans le spectre des galaxies. Les raies alors utilisées pour l'étude de ces galaxies sont les raies d'émission du milieu interstellaire (voir section 2.1.3). Celles-ci varient en fonction du type morphologique, de la quantité de gaz, du taux de formation d'étoiles et bien d'autres paramètres.

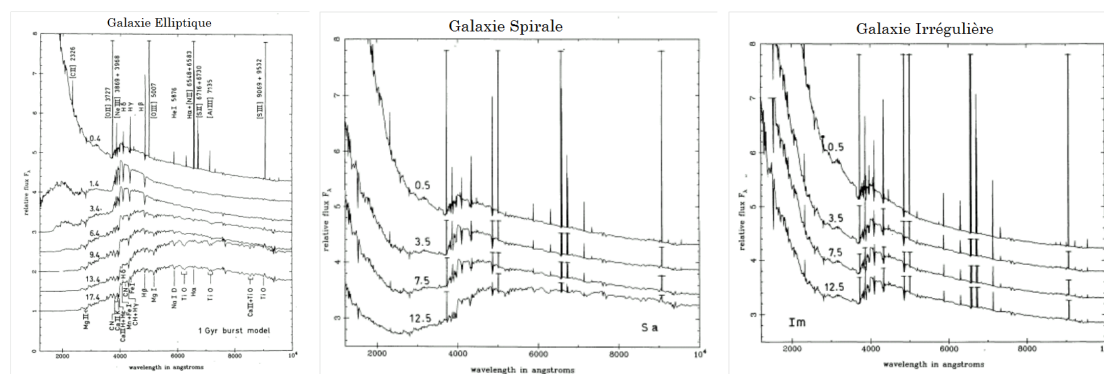


FIGURE 4.11 : Spectres synthétiques (Rocca-Volmerange & Guiderdoni, 1988) de galaxies elliptique (à gauche), spirale (au centre) et irrégulière (à droite) à différents âges (0,4 ; 1,4 ; 3,4, 6,4 ; 9,4 ; 13,4 et 17,4 milliards d’années pour la galaxie elliptique et 0,5 ; 3,5 ; 7,5 et 12,5 milliards d’années pour les deux autres).

4.3.3 Cinématique

Nous avons vu précédemment que la vitesse de rotation d’un objet avait une influence sur la largeur des raies de son spectre. Grâce à la spectroscopie à intégrale de champ que nous verrons dans la section suivante, il est possible de déterminer la vitesse pour plusieurs régions d’une galaxie. En effet, avec cette technique, il est possible d’avoir le spectre pour plusieurs pixels composant la galaxie si elle est spatialement résolue. A partir de ces spectres, il est possible de déterminer la vitesse de chacun des pixels et donc d’établir des cartes de cinématique. La figure 4.12 représente les cartes de vitesses établies grâce à la spectroscopie pour deux galaxies.

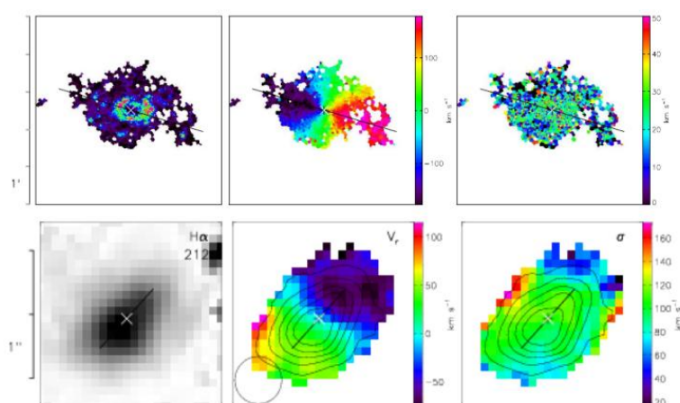


FIGURE 4.12 : Cartes de vitesses d’une galaxie locale adaptées de Epinat (2012), sur la ligne du haut : UGC07901 (échantillon GHASP à $z \sim 0$) et d’une galaxie à plus grand redshift, sur la ligne du bas : VVDS220014252 (échantillon MASSIV à $z \sim 1,31$). De gauche à droite, la carte de flux $H\alpha$, le champ de vitesse et la carte de dispersion de vitesse de ces galaxies.

4.4 La spectroscopie à intégrale de champ

La spectroscopie à intégrale de champ est aussi appelé spectroscopie 3D ou encore spectro-imagerie. Elle permet l'observation simultanée de tous les objets dans un champ de vue donné et l'obtention des spectres pour différentes régions de ce champ.

Il existe plusieurs types de spectrographes permettant d'obtenir les spectres de plusieurs objets en une seule observation. Le principe est toujours le même, on commence par diviser le champ en plusieurs régions qui sont ensuite considérées chacune comme une source ponctuelle à partir de laquelle on peut obtenir le spectre.

La figure 4.13 représente plusieurs types de spectrographes multi-objets. La plus grande différence entre ces trois types, est la manière dont le champ est découpé avant d'obtenir les spectres.

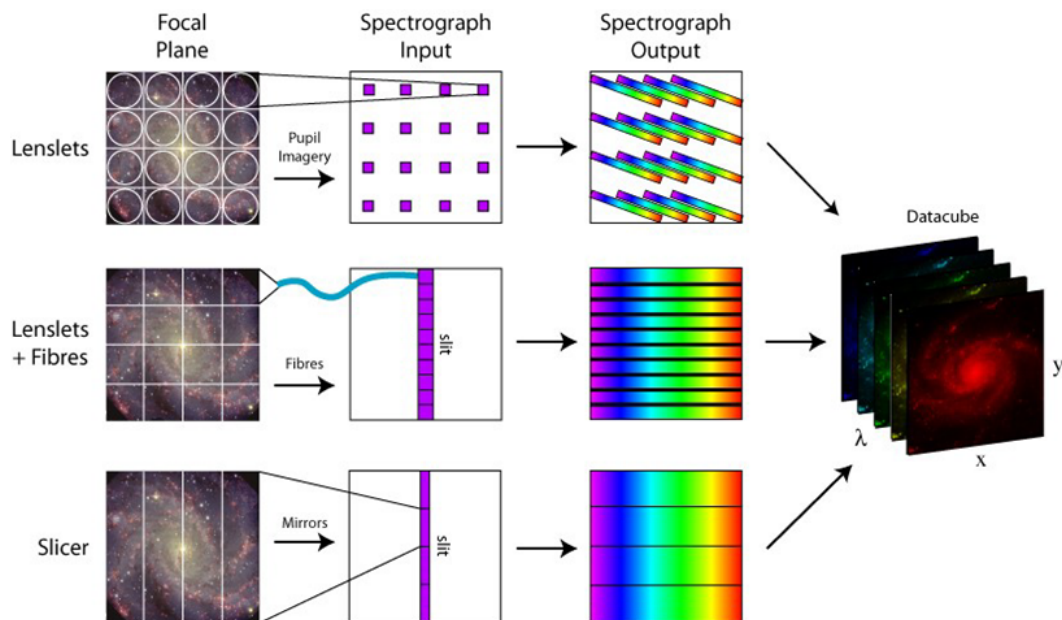


FIGURE 4.13 : Illustration des différents types de spectrographes multi-objets existants. Il existe plusieurs technique pour diviser le champ de vue afin d'obtenir un spectre pour chaque pixel. En haut, l'illustration représente l'utilisation d'un système à réseau de lentilles, au milieu un système combinant un réseau de lentilles et des fibres optiques, en bas, un système à découpeur de champ, comme utilisé sur les spectrographes SINFONI et MUSE.

Cette technique est appelé spectroscopie 3D car elle permet d'obtenir des *cubes de données*. En effet, on obtient un spectre pour chaque pixel. Chaque pixel a des coordonnées spatiales (x, y) auxquelles on ajoute la dimension spectrale λ , on obtient donc des données en 3 dimensions (x, y, λ) , comme l'illustre la figure 4.14.

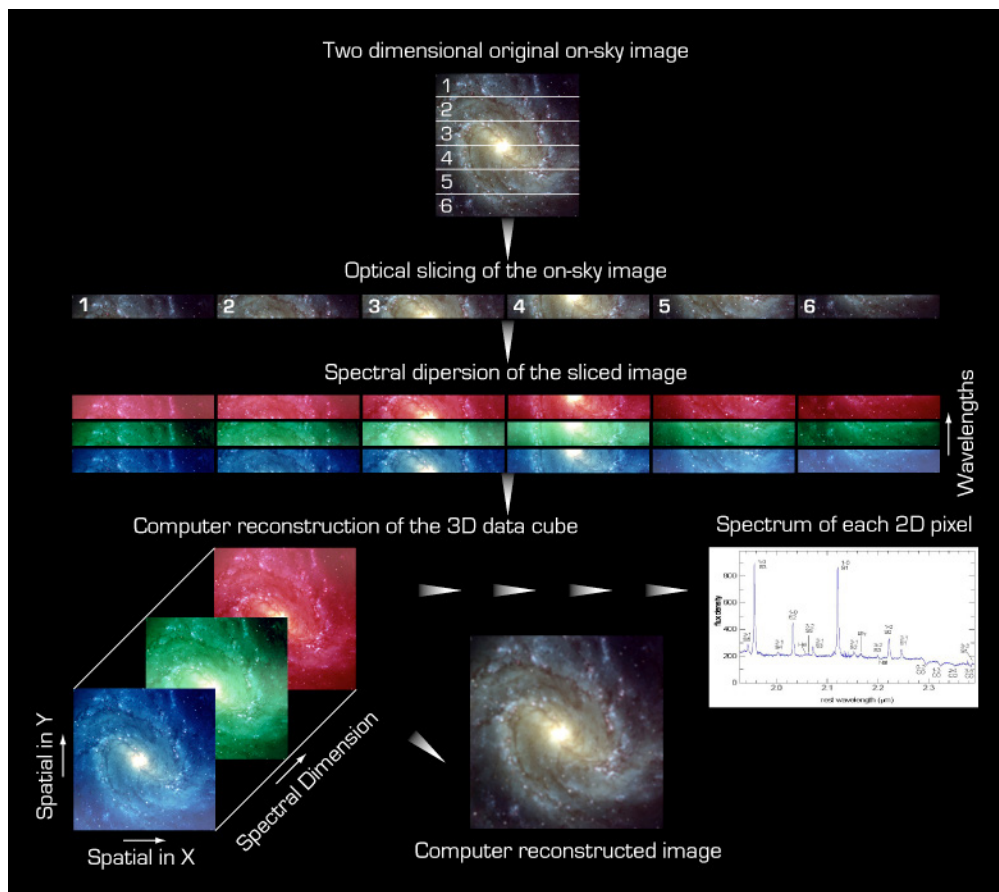


FIGURE 4.14 : Principes de la spectroscopie 3D. Crédits : ESO.

4.4.1 SINFONI

SINFONI (voir figure 4.15) est un spectrographe à intégrale de champ monté sur le foyer du UT4 au VLT depuis 2005. Il permet l'acquisition de spectres dans l'infrarouge proche. Il est assisté de l'optique adaptative. Son unité intégrale de champ (*Integral Field Unit* en anglais ou encore IFU), nommée SPIFFI, permet l'acquisition de spectres pour 32x32 pixels spatiaux enregistrés sur un détecteur de 2048 pixels avec un pouvoir de résolution moyen de 3300. Trois bandes infra-rouges sont disponible pour les observations :

- la bande J, de 1,1 à 1,4 μm avec une résolution spectrale de 2000
- la bande H, de 1,45 à 1,85 μm avec une résolution spectrale de 3000
- la bande K, de 1,95 à 2,45 μm avec une résolution spectrale de 4000

Les bandes H et K peuvent être combinés pour améliorer la résolution spectrale. Le tableau 4.1 reprend les performances de SINFONI pour les différentes échelles spatiales possibles.

Champ	Échelle spatiale	Magnitudes limites
8"x8"	125x250mas	J=20,2 H=19,9 K=17,9 H+K=19,6
3"x3"	50x100mas	J=19,4 H=19,6 K=18,8 H+K=19,8
0,8"x0,8"	12,5x25mas	J=17,8 H=18,7 K=18,3 H+K=19,2

TABLE 4.1 : Tableau des performances de SINFONI, les magnitudes limites sont calculées pour des sources ponctuelles continue afin d'atteindre un rapport signal sur bruit de 5 par pixel spatial en 1 heure d'intégration.

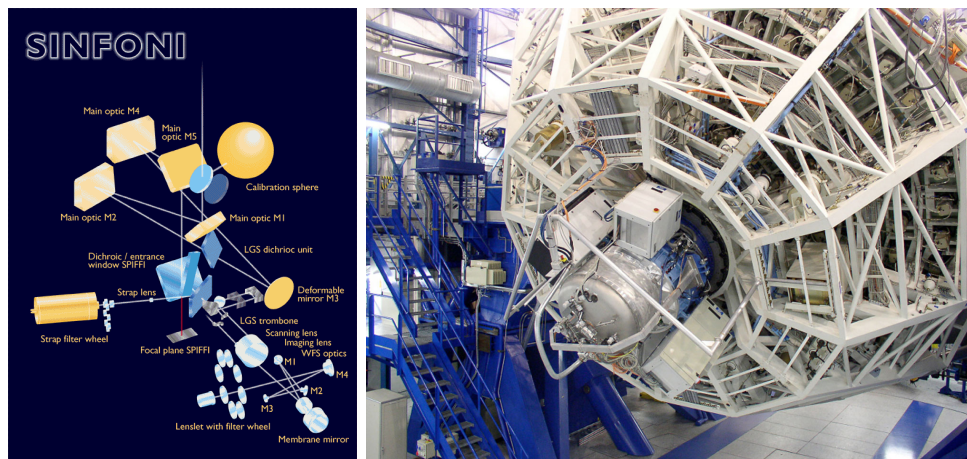


FIGURE 4.15 : Spectrographe SINFONI, à gauche, chemin optique décomposé, à droite, photo du spectrographe sur le VLT. Crédits : ESO.

4.4.2 MUSE

MUSE est un spectrographe à intégrale de champ observant dans le visible. Installé depuis le début de cette année au VLT, il a été développé par un consortium dont l'IRAP fait partie. Il est muni d'un découpeur de champ divisant le champ de vue en 24 régions allant chacune vers l'un des 24 IFU. Ceci permet d'observer un champ de $1' \times 1'$ (voir figure 4.16). Les spécifications sont reprises dans le tableau sur la partie droite de la figure 4.16.

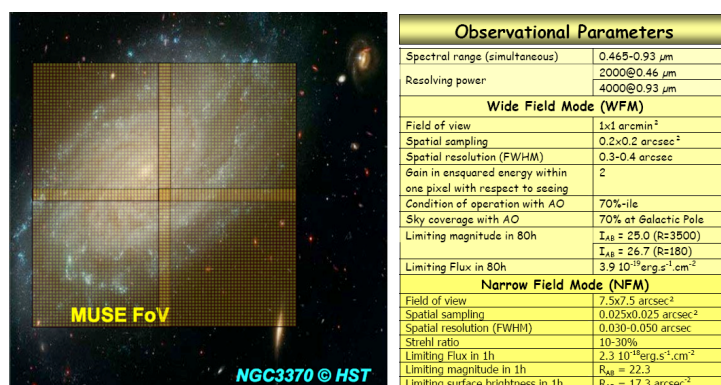


FIGURE 4.16 : Champ de vue et spécifications de MUSE. Crédits : ESO.

Un des principaux buts de MUSE est d'observer des galaxies spatialement résolues et d'en étudier les propriétés, comme leur composition chimique et leur cinématique. La figure 4.17 représente une des premières observation d'une galaxie avec MUSE.

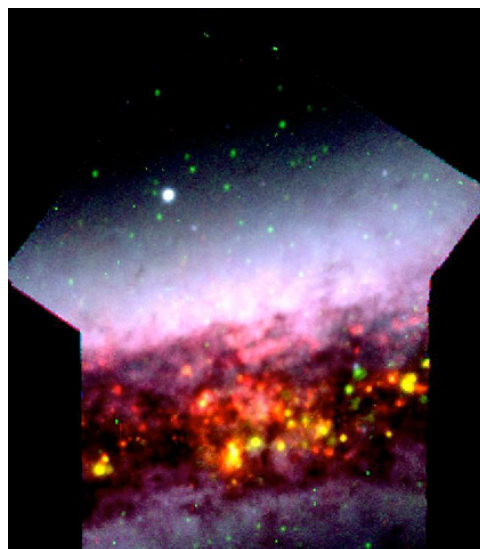


FIGURE 4.17 : Observation de la galaxie du Hamburger (NGC 3628) lors du deuxième commissioning. Cette galaxie est une galaxie spirale de profil. Grâce à la sensibilité exceptionnelle de MUSE, il est possible de voir son contenu, essentiellement des zones d'émission $H\alpha$ et $[O III] \lambda\lambda 4959, 5007$. Crédits : ESO.

Groupes de galaxies à redshifts intermédiaires

L'équipe de l'IRAP impliquée dans l'équipe scientifique du consortium MUSE s'intéresse particulièrement à l'étude de groupes de galaxies à redshifts intermédiaires. Le but principal de cette étude est de contraindre l'influence de l'environnement des galaxies sur les processus impliqués dans l'évolution et l'assemblage de masse. Pour ce faire, un grand nombre de groupes de galaxies à $z \sim 0,7$ vont être observés durant le temps garanti du consortium.

Les observations MUSE seront utilisées pour regarder les propriétés résolues et l'environnement de ces groupes de galaxies. Avec un échantillon suffisamment important pour réaliser des analyses statistiques, il sera possible de comprendre les processus impliqués dans l'assemblage de masse de ces galaxies ainsi que l'influence des galaxies satellites sur la formation d'étoiles au sein des galaxies.

Pour ces galaxies, il sera possible d'observer les raies $[\text{O II}]\lambda 3727$, $\text{H}\gamma$, $\text{H}\beta$, $[\text{O III}]\lambda\lambda 4959, 5007$. Pour certaines galaxies, il sera même possible d'observer le continu stellaire. Grâce à ces observations, on pourra notamment dériver de nombreuses propriétés des galaxies comme le SFR, l'atténuation due à la poussière, le paramètre d'ionisation ainsi que la métallicité, en utilisant le facteur R_{23} (voir section 2.3.3). Ces informations combinées à d'autres observations des mêmes objets provenant d'autres relevés (par exemple zCOSMOS) permettront d'étudier la relation de Tully-Fisher, la relation masse-métallicité, les relations fondamentales de métallicité mais aussi les gradients de métallicité, en tenant compte du paramètre d'ionisation.

Chapitre 5

Le relevé MASSIV

Sommaire

5.1	Description et premiers résultats	64
5.1.1	L'échantillon	65
5.1.2	Les articles	67
5.2	Analyses des données	69
5.2.1	Ajustement de la distribution spectrale d'énergie	69
5.2.2	Cinématique	70
5.2.3	Gradient de métallicité	71

MASSIV (Mass Assembly Survey with SINFONI in VVDS) est un grand programme de l'ESO ayant pour but d'améliorer notre compréhension des processus intervenant dans l'évolution et l'assemblage des galaxies de trois à cinq milliards d'années après le Big-bang. Cette période cosmique correspond à un changement majeur dans l'évolution des galaxies. C'est en effet, une période très active durant laquelle les galaxies ont le taux de formation d'étoiles le plus élevé.

On connaît plutôt bien aujourd'hui les processus à l'œuvre dans l'assemblage des galaxies. On sait par exemple que l'accrétion de gaz froid le long des filaments cosmiques joue un rôle important et explique le côté grumeleux des disques de galaxies à ces redshifts. On sait aussi que les fusions sont courantes et sont en partie responsables de l'augmentation de la taille des galaxies ainsi que du déclenchement de la formation stellaire dans les disques. On sait également que les processus de rétroaction des supernovæ et des AGN contribuent de manière importante dans l'évolution des galaxies en éjectant de la matière hors des galaxies et régulant ainsi la formation d'étoiles. Chacun de ces processus participe à la répartition de la matière baryonique des galaxies ainsi qu'aux échanges de matières avec le milieu inter galactique. Mais le rôle exact et l'efficacité de ces processus sont encore mal contraints par les observations et figurent actuellement parmi les questions les plus importantes de notre domaine de recherche.

Grâce à son échantillon complet et représentatif de la population de galaxies à formation stellaire à ces redshifts, le relevé MASSIV a apporté d'importants éléments permettant de répondre à ces questions. Un des résultats majeurs a été de montrer que les galaxies dans l'univers jeune grandissent en grande partie grâce à l'accrétion de gaz froid le long des filaments cosmiques et que les fusions prennent le relais un peu plus tard.

Plusieurs articles étudiant les données de ce relevé ont été publiés (Contini *et al.*, 2012; Epinat *et al.*, 2012; Queyrel *et al.*, 2012; Vergani *et al.*, 2012; López-Sanjuan *et al.*, 2013).

5.1 Description et premiers résultats

Le relevé MASSIV a bénéficié de 200 heures d'observation avec le spectrographe 3D SINFONI (Spectrograph for INtegral Field Observations in the Near Infrared) au VLT entre 2007 et 2011. Le but de ce projet est de mieux comprendre les processus physiques intervenant dans la formation et l'évolution des galaxies, grâce à l'étude des propriétés résolues de ces galaxies.

Pour ce faire, 84 galaxies ont été observées pour MASSIV à des redshifts compris entre 0,9 et 2,2. Ces galaxies ont été sélectionnées dans le VVDS (VIMOS-VLT Deep Survey) pour être représentatives de la population de galaxies à formation d'étoiles dans cette gamme de redshifts.

Afin de comprendre les processus de formation des galaxies, trois grandes lignes ont été explorées :

1. les propriétés dynamiques des galaxies,
2. le rôle des fusions et de l'accrétion de gaz froid,
3. les échanges de gaz avec le milieu intergalactique.

L'étude de ces trois points a conduit aux trois résultats principaux du projet MASSIV.

- La cinématique des galaxies a mis en évidence l'absence de rotation (ou la présence d'une rotation lente) dans de nombreuses galaxies à ces redshifts (voir section 5.2.2). Dans ces galaxies, la dispersion de vitesse domine la rotation ce qui donne naissance à des galaxies sphéroïdales ou très gazeuses avec des disques épais. Ces galaxies ont sans doute été formées par des fusions majeures.
- L'étude de l'environnement proche et des systèmes de galaxies a permis de calculer le taux d'interaction des galaxies durant leur vie. Une galaxie à formation d'étoile a subi en moyenne 0,4 fusions depuis 9,5 milliards d'années. Ce résultat montre l'importance des fusions dans l'assemblage de masse des galaxies.
- L'étude de la répartition des éléments chimiques dans la galaxie a permis de montrer l'existence d'un grand nombre de galaxies ayant un gradient positif de métallicité. C'est-à-dire des galaxies présentant une métallicité supérieure dans leurs régions périphériques. Ce résultat est très surprenant et n'est pas observé pour les galaxies plus proches.

5.1.1 L'échantillon

L'échantillon de MASSIV est constitué de 84 galaxies sélectionnées dans le VVDS (VIMOS VLT Deep Survey) pour être observables avec SINFONI. Ces galaxies, situées à des redshifts entre 0,9 et 2,2, sont toutes des galaxies formant des étoiles. Cet échantillon a été construit de manière à être représentatif de la population de galaxies à formation d'étoiles à ces redshifts et pour être statistiquement significatif.

Cette gamme de redshifts a été choisie, car elle correspond au pic de formation d'étoile dans les galaxies. Peu étudiée encore aujourd'hui, elle est caractéristique d'une époque cosmique durant laquelle le rôle exact des processus impliqués dans l'assemblage de matière baryonique des galaxies est mal contraint.

Un premier échantillon composé de 50 galaxies a été étudié dans les articles II., III. et IV. cités dans la section 5.1.2.

Le VVDS

Les galaxies MASSIV ayant été sélectionnées dans le VVDS, il est intéressant de détailler quelque peu ce relevé.

Le VIMOS VLT Deep Survey a été effectué avec l'instrument VIMOS au VLT. Il s'agit d'un spectrographe multi-objets qui permet d'observer plus de 400 objets dans le domaine visible en une pose.

Le relevé contient les spectres de plus de 47 000 objets, à savoir des galaxies, des étoiles et des quasars. Ces objets, couvrant des redshifts allant de $z \sim 0$ à $z \sim 5$, ont été observés sans sélection de couleur mais uniquement avec une limitation en magnitude afin d'éviter les biais de sélection par couleur.

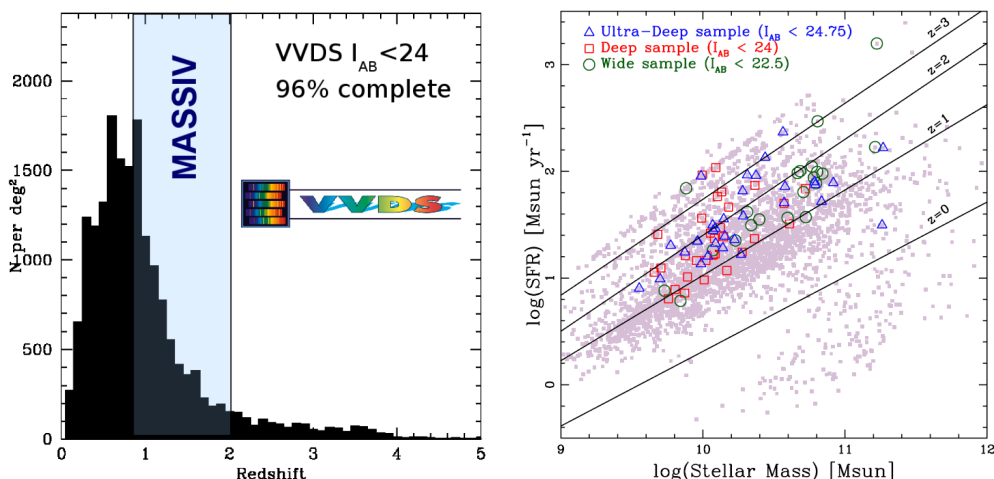


FIGURE 5.1 : Répartition des galaxies du relevé MASSIV parmi celles du VVDS (Contini *et al.*, 2012). À gauche, illustration de la gamme de redshifts des galaxies MASSIV. À droite, position des galaxies MASSIV dans le plan SFR en fonction de M_* provenant du SED fitting, les lignes représentent les relations empiriques entre ces deux paramètres à différents redshifts (Bouché *et al.*, 2010).

Utiliser des objets de ce relevé présente deux avantages importants. Premièrement, la fonction de sélection est robuste et bien connue. Deuxièmement, les redshifts spectroscopiques des objets sont très fiables.

Le VVDS contient plus de 4400 galaxies à des redshifts entre 0,9 et 2 avec, pour chaque galaxie, un redshift spectroscopique bien connu (Le Fèvre *et al.*, 2005). Parmi ces galaxies, couvrant une grande gamme de masses stellaires, il y a des galaxies passives et des galaxies avec formation d'étoiles.

Ce relevé comprend trois champs différents avec la seule condition de sélection la magnitude en bande I . Il est aussi divisé en trois sous-relevés : le moins profond et le plus large, appelé *Wide* ($I_{AB} < 22,5$), le champ profond, *Deep* ($I_{AB} < 24$) et le champ très profond, *ultra Deep* ($I_{AB} < 24,75$). L'avantage de la sélection en magnitude est d'obtenir un échantillon complet. La figure 5.1 montre où se situent les galaxies MASSIV par rapport à l'ensemble du relevé VVDS.

Critères de sélection

Les galaxies du projet MASSIV ont été sélectionnées parmi les galaxies à formation d'étoiles ayant un redshift spectroscopique compris entre 0,9 et 2,2 selon trois critères.

1. Les galaxies ont été sélectionnées pour avoir un taux de formation d'étoiles suffisant. Ce taux a été mesuré à partir du flux de la raie $[\text{O II}]\lambda 3727$ ou du flux UV. Ce critère permet de s'assurer que les raies d'émission les plus brillantes, à savoir $\text{H}\alpha$ et $[\text{N II}]\lambda 6584$, seront suffisamment intenses pour être détectées par SINFONI. Ces deux raies sont utilisées pour l'étude de la cinématique et des abondances chimiques des galaxies.

2. La raie H α doit se situer à au moins 9Å des raies intenses du ciel (OH) afin d'éviter toute contamination des spectres par des résidus lors de la soustraction du ciel.
3. La raie H α doit se trouver dans la bande J ou H de SINFONI (voir section 4.4.1), ce qui élimine les galaxies à des redshifts compris entre 1,049 et 1,192.

Caractéristiques de l'échantillon

La table 5.1 est extraite de l'article Contini *et al.* (2012). Elle présente les caractéristiques médianes de l'échantillon MASSIV en comparaison avec les valeurs médianes du VVDS. Elle reprend les valeurs médianes du redshift, de la masse stellaire et du taux de formation d'étoiles pour les trois sous échantillons évoqués précédemment (Wide, Deep et ultra Deep).

Sample	Redshift				log(Stellar mass) [M_{\odot}]				log(SFR_{SED}) [$M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$]			
	MASSIV		VVDS		MASSIV		VVDS		MASSIV		VVDS	
	Median $\pm \sigma$	N	Median $\pm \sigma$	N	Median $\pm \sigma$	N	Median $\pm \sigma$	N	Median $\pm \sigma$	N	Median $\pm \sigma$	N
Total	1.33 \pm 0.13	84	1.06 \pm 0.13	4446	10.15 \pm 0.30	84	10.51 \pm 0.43	4248	1.50 \pm 0.31	84	1.22 \pm 0.35	3023
Wide	1.05 \pm 0.14	21	1.00 \pm 0.09	1483	10.68 \pm 0.24	21	10.89 \pm 0.34	1409	1.80 \pm 0.25	21	1.36 \pm 0.27	783
Deep	1.28 \pm 0.15	29	1.09 \pm 0.13	2643	10.08 \pm 0.14	29	10.30 \pm 0.38	2537	1.37 \pm 0.28	29	1.12 \pm 0.36	1982
Ultra-Deep	1.48 \pm 0.11	34	1.33 \pm 0.25	320	10.15 \pm 0.29	34	10.21 \pm 0.33	302	1.50 \pm 0.27	34	1.33 \pm 0.47	258

TABLE 5.1 : Table 2 de l'article Contini *et al.* (2012) contenant les valeurs médianes des redshifts, de masses stellaires et du taux de formation d'étoiles des galaxies MASSIV comparées à celles des galaxies du VVDS.

La figure 5.2 représente l'évolution de la densité du taux de formation stellaire en fonction du temps cosmique et du redshift (adapté de Hopkins (2007)). La gamme de redshifts de MASSIV est comparée aux autres relevés de galaxies lointaines réalisés au moyen de spectrographes à intégrale de champ. La hauteur du rectangle associé est proportionnelle à la taille de l'échantillon. On remarque que le relevé MASSIV se situe dans une zone peu étudiée et que la taille de l'échantillon est suffisamment importante pour être statistiquement relevant.

5.1.2 Les articles

L'échantillon MASSIV a été étudié en détail par la collaboration. Les analyses ont été publiées dans une série de 5 articles nommés « MASSIV : Mass Assembly Survey with SINFONI in VVDS » :

- I. **Survey description and global properties of the $0.9 < z < 1.8$ galaxy sample, Contini *et al.* (2012).**

Dans cet article, les auteurs donnent la description complète de l'échantillon MASSIV que nous avons résumé dans la section précédente (section 5.1.1).

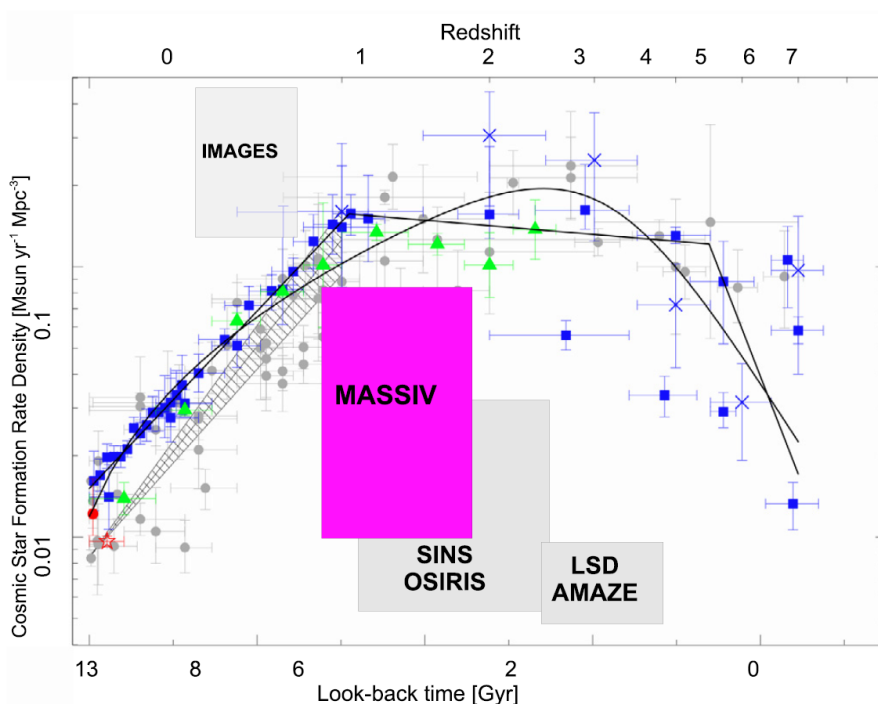


FIGURE 5.2 : Figure 11 de l'article Contini *et al.* (2012), adaptée de Hopkins (2007). Représente l'évolution du taux de formation stellaire en fonction du temps cosmique et du redshift.

II. Kinematics and close environment classification, Epinat *et al.* (2012).

Dans cet article, les auteurs étudient la nature dynamique des galaxies MASSIV ainsi que l'évolution avec le redshift de la proportion de galaxies dans un état donné. Cette étude a pour but d'identifier les processus responsables de la transition d'état des galaxies qui a lieu aux alentours de $z \sim 1$. À $z \sim 2$, une grande partie des disques des galaxies montrent une grande dispersion de vitesse intrinsèque du gaz alors qu'à plus faible redshift ($z \sim 0,5$) les disques présentent une plus grande stabilité. Les résultats de cet article sont exposés dans la section 5.2.2.

III. Evidence for positive metallicity gradients in $z \sim 1.2$ star-forming galaxies, Queyrel *et al.* (2012).

Cet article étudie la répartition des métaux au sein des galaxies. Le résultat principal et assez inattendu a été de trouver une grande fraction de gradients de métallicité positifs. C'est-à-dire que, à ces redshifts, de nombreuses galaxies présentent une abondance de métaux supérieure dans leur périphérie que dans leur centre. Les résultats plus détaillés sont présentés dans la section 5.2.3.

IV. Fundamental relations of star-forming galaxies at $1 < z < 1.6$, Vergani *et al.* (2012).

Cet article étudie les relations fondamentales entre les différents paramètres physiques des galaxies à formation d'étoiles, et en particulier la relation de Tully-Fisher (voir section 3.3). Alors que cette relation évolue entre l'univers local et un redshift de $z \sim 0,6$ (Puech *et al.*, 2009), il ne semble pas y avoir d'évolution entre ce redshift et les redshifts des galaxies MASSIV.

V. The major merger rate of star-forming galaxies at $0.9 < z < 1.8$ from IFS-based close pairs, López-Sanjuan *et al.* (2013).

Cet article étudie la fraction de fusions majeures aux redshifts des galaxies MASSIV. Le premier résultat important présenté dans ces articles est que les fusions sont fréquentes autour du pic de formation stellaire. Sur 20 systèmes proches de galaxies, 13 sont des fusions majeures. Un autre résultat intéressant est le calcul de la proportion de fusion de galaxies riches en gaz qui représentent $\sim 20\%$ des fusions parmi les systèmes proches du projet MASSIV. On peut donc conclure que c'est un processus important dans l'assemblage de la matière baryonique à ces redshifts.

5.2 Analyses des données

Dans cette section, nous présentons plus en détail les résultats de l'analyse des données MASSIV publiés dans les articles cités dans la section 5.1.2.

5.2.1 Ajustement de la distribution spectrale d'énergie

Le SED fitting ou Spectral Energy Distribution fitting ou encore ajustement de distribution spectrale d'énergie est un outil qui permet de reproduire le spectre d'une galaxie à partir des caractéristiques de celle-ci, de spectres d'étoiles et d'un modèle de population stellaire. Il s'agit d'un ajustement tentant de reproduire au mieux la photométrie multi-filtre de la galaxie à partir de ce que l'on en connaît et qui fournit les valeurs les plus probables de plusieurs autres paramètres.

Les hypothèses à donner afin de réaliser l'ajustement sont la fonction initiale de masse, l'histoire de formation stellaire, l'extinction, la métallicité...

Dans le cadre de l'ajustement des données MASSIV, les modèles de populations stellaires utilisés sont ceux de Bruzual & Charlot (2003), la fonction initiale de masse, celle de Salpeter (1955), la métallicité stellaire comprise entre 0,02 et 2,5 Z_{\odot} et le paramètre d'extinction $E(B - V)$ entre 0 et 0,3.

Le résultat de l'ajustement donne les valeurs de la masse stellaire, de l'extinction et une valeur du taux de formation stellaire. Ce taux de formation stellaire représente une intégration de la formation stellaire sur une plus longue période de temps alors que le taux de formation stellaire calculé à partir du flux $H\alpha$ est une valeur instantanée.

5.2.2 Cinématique

L'analyse de la cinématique des galaxies du premier échantillon MASSIV a été publiée dans l'article (Epinat *et al.*, 2012). Dans cet article, les galaxies ont été classées selon deux critères : leur rotation intrinsèque et leur interaction avec leur environnement proche. Le classement a donc été effectué selon la présence ou l'absence de rotation ainsi que sur le caractère isolé ou non des galaxies. La figure 5.3 reprend le résultat de ces deux classifications.

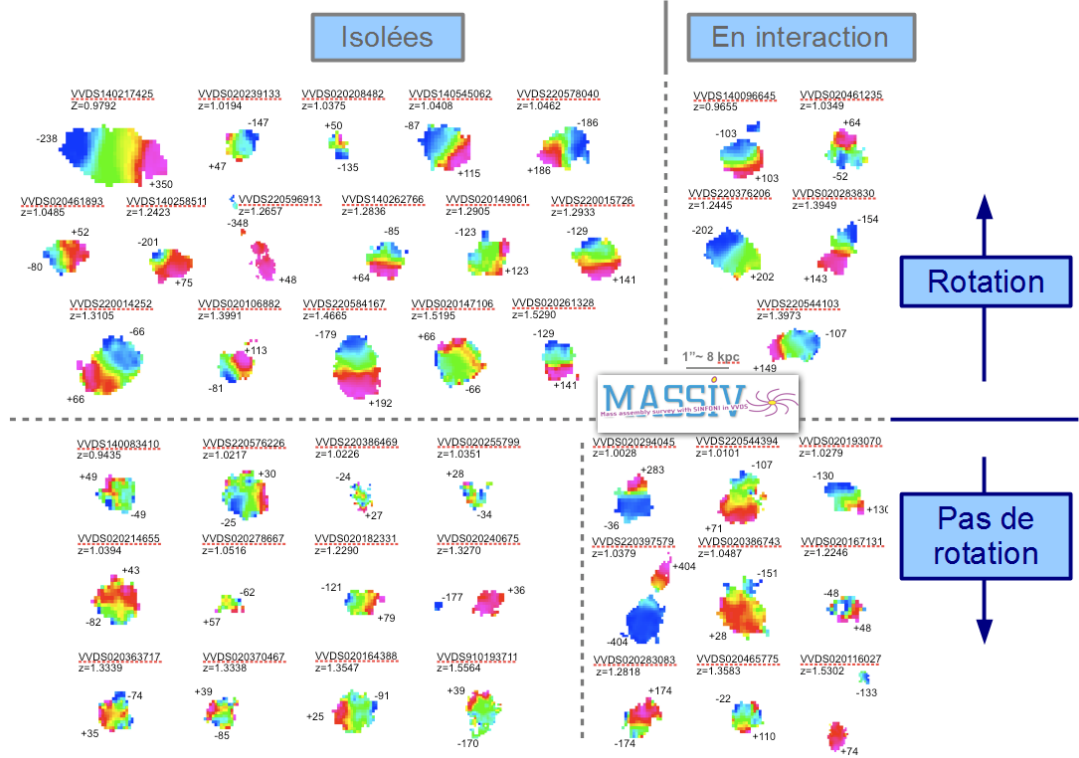


FIGURE 5.3 : Classification des galaxies MASSIV (Epinat *et al.*, 2012). Les galaxies ont été classées en fonction de leurs interactions avec leur environnement proche (isolées à gauche et en interaction à droite) et en fonction de leur vitesse de rotation (les galaxies en rotation en haut et celles sans rotation en bas).

Pour le premier échantillon, au moins 44% des galaxies sont en rotation. Si on se limite à un sous-échantillon ayant un plus grand rapport signal sur bruit, cette fraction monte même jusqu'à 56%. On remarque que les galaxies en rotation ont des propriétés physiques différentes des galaxies dominées par la dispersion de vitesse du gaz. Les galaxies en rotation ont en moyenne une masse stellaire, un taux de formation d'étoiles et un rayon plus grand que les autres. Par contre, la valeur moyenne de leur dispersion de vitesse est comparable (~ 60 km/s).

Au moins 29% des galaxies du premier échantillon sont des systèmes en interaction. Le pourcentage trouvé pour ce programme est compatible avec les valeurs trouvées dans d'autres relevés à redshifts similaires.

5.2.3 Gradient de métallicité

Comme nous l'avons vu dans la section 2.3.3, l'étude des gradients de métallicité peut nous apporter des informations pour tenter de contraindre les rôles des différents processus impliqués dans l'assemblage de la masse des galaxies, comme les fusions et l'accrétion de gaz froid. C'est pourquoi étudier les gradients de métallicité dans les galaxies à des redshifts autour de $\sim 1,2$ s'avère être très important. Nous reprenons ici les principaux résultats des calculs des gradients du premier échantillon MASSIV (Queyrel *et al.*, 2012).

Les gradients de métallicité des galaxies MASSIV ont été calculés en utilisant le paramètre N2 à partir des raies H α et [N II] λ 6584. La métallicité a été calculée pour plusieurs régions de chacune des galaxies. Ces régions concentriques ont été définies à partir de la carte de flux H α et le rayon de chaque zone est calculé comme étant le rayon moyen de la région.

Les gradients de métallicité sont ensuite calculés en prenant le meilleur ajustement d'une droite utilisant les métallicités et les rayons de chacune des régions.

La figure 5.4 montre le meilleur ajustement pour ces gradients pour les 26 galaxies du premier échantillon MASSIV pour lesquelles un gradient a été calculé. Cette figure permet de constater que la majorité de ces gradients sont relativement plats (positifs ou négatifs).

Parmi les 26 gradients ainsi obtenus, seuls douze sont détectés avec un niveau de confiance suffisant ($> 1\sigma$). Sept sont positifs et cinq sont négatifs.

Non seulement le nombre de gradients positifs trouvé est important : au moins 15% des galaxies pour lesquelles on a pu calculer un gradient, pour presque aucune dans l'univers local, mais le nombre de galaxies en interaction montrant un gradient positif est également surprenant.

En effet, parmi ces sept galaxies ayant un gradient positif, quatre sont en interaction et une montre des signes d'interactions récentes. Ceci signifie que sur les huit galaxies en interaction de MASSIV pour lesquelles on a calculé un gradient, la moitié au moins présente des gradients positifs, contre trois galaxies sur seize isolées.

Ce résultat permet de conclure que bien que l'accrétion de gaz froid au centre des galaxies peut inverser un gradient, comme l'ont proposé Cresci *et al.* (2010) (voir section 2.3.3), il ne s'agirait pas du seul processus dans ce cas. Les fusions peuvent également donner lieu à des galaxies aux gradients positifs, ce résultat est aussi observé dans les simulations hydrodynamiques (Michel-Dansac *et al.*, 2014).

L'analyse des gradients de métallicité du deuxième échantillon des galaxies MASSIV est présentée dans le chapitre 7.

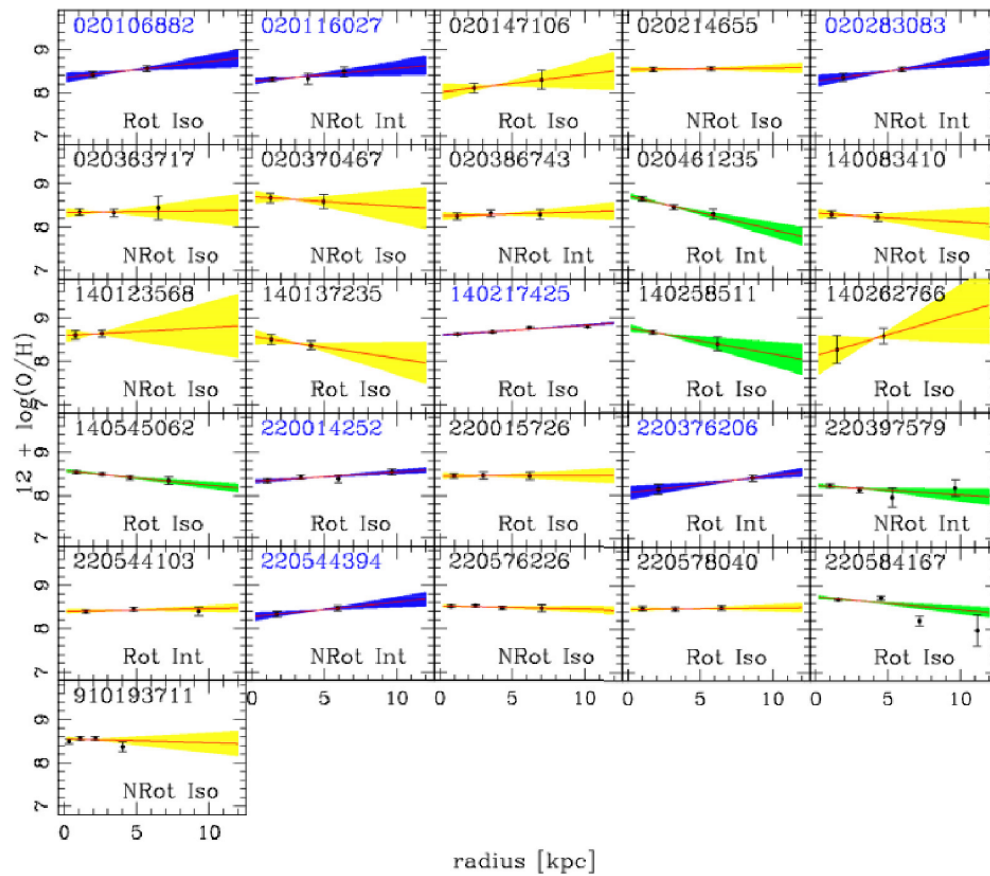


FIGURE 5.4 : Figure 5 de l'article Queyrel *et al.* (2012). Représente les gradients de métallicité des 26 galaxies du premier échantillon MASSIV.

Troisième partie

Résultats

Chapitre 6

Propriétés intégrées

Sommaire

6.1 Mesures des paramètres intégrés	76
6.1.1 Mesure des flux $H\alpha$	76
6.1.2 Calcul du taux de formation d'étoiles	79
6.1.3 Métallicités	81
6.1.4 Masses stellaires	81
6.2 Relation masse-métallicité	82
6.2.1 Valeurs médianes	83
6.2.2 Cinématique et environnement	85
6.3 Relations fondamentales	86
6.4 Comparaison avec l'échantillon zCOSMOS	90
6.4.1 zCOSMOS-20k	91
6.4.2 Relation masse-métallicité	91
6.4.3 Relation fondamentale de métallicité?	91

Dans ce chapitre, nous présentons l'étude des paramètres intégrés des galaxies du relevé MASSIV. Une première étude de ces paramètres a été réalisée et publiée dans l'article de Queyrel *et al.* (2009), pour un premier échantillon tiré de MASSIV.

6.1 Mesures des paramètres intégrés

Les paramètres qui nous intéressent sont la masse stellaire des galaxies (M_*), leur taux de formation d'étoiles (SFR) ainsi que la métallicité intégrée sur l'ensemble de la galaxie (Z).

La masse stellaire des galaxies est dérivée à partir d'un ajustement de la distribution spectrale d'énergie réalisé sur l'ensemble de la galaxie en considérant une fonction de masse initiale suivant le modèle de Salpeter (1955) comme expliqué dans la section 5.2.1.

Le taux de formation stellaire peut également être obtenu à partir de l'ajustement de la distribution spectrale d'énergie mais peut aussi être dérivé à partir du flux de la raie $H\alpha$.

La métallicité est quant à elle calculée à partir du rapport entre les flux $H\alpha$ et $[N II]\lambda 6584$.

On constate donc que la mesure du flux $H\alpha$ est capitale pour la suite de l'analyse des paramètres des galaxies et des relations entre ces paramètres.

6.1.1 Mesure des flux $H\alpha$

Les flux $H\alpha$ ont été mesurés de deux manières différentes. Ils ont d'abord été mesurés avec un programme IDL écrit par Benoît Epinat qui ajuste automatiquement une gaussienne sur les spectres intégrés des galaxies. Indépendamment, nous les avons mesurés pour toutes les galaxies des deux échantillons MASSIV avec IRAF. Pour ce faire, plusieurs étapes ont été nécessaires :

1. ouvrir avec Iraf les spectres intégrés décalés pour être remis dans le référentiel au repos, en utilisant celui de la composante principale dans le cas des systèmes en interaction pour lesquels les deux composantes ont été détectées,
2. calculer la valeur moyenne du bruit pour chacune des galaxies autour de la raie $H\alpha$,
3. ajuster la raie $H\alpha$ ainsi que les raies $[N II]\lambda 6548$ et $[N II]\lambda 6584$ si elles étaient présentes pour chacune des galaxies avec la fonction SPLOT et le mode « deblending », en précisant que les deux raies doivent avoir la même largeur, et en ajustant le continu autour des raies ; dans le cas où d'autres raies *parasites* étaient présentes, ajuster ces raies afin qu'elles n'entrent pas en compte dans le calcul du flux $H\alpha$.
4. les erreurs sur les flux ont été calculées au moment de l'ajustement, grâce à la fonction SPLOT, en utilisant les valeurs du bruit calculées précédemment dans les paramètres de calculs d'erreurs.

La table 6.1 reprend les valeurs des flux $H\alpha$ pour toutes les galaxies de l'échantillon MASSIV. Celles pour lesquelles nous avons pu calculer les métallicités intégrées, ont été utilisées et publiées dans l'article Divoy *et al.* (2014). La première colonne contient l'identifiant VVDS des galaxies, la deuxième colonne le flux $H\alpha$ mesuré manuellement selon la méthode expliquée précédemment et la troisième colonne contient les valeurs obtenues par l'ajustement automatique de Benoît Epinat.

VVDS ID	Flux H α M	Flux H α A	VVDS ID	Flux H α M	Flux H α A
020106882	14,4 \pm 2,4	14,0 \pm 0,8	220386469	16,5 \pm 6,3	17,1 \pm 2,5
020116027	15,6 \pm 1,5	15,5 \pm 3,1	220397579	71,9 \pm 9,4	64,9 \pm 9,1
020147106	39,5 \pm 4,0	46,3 \pm 5,8	220544103	50,8 \pm 7,4	55,0 \pm 1,5
020149061	21,1 \pm 2,9	20,5 \pm 1,7	220544394	29,8 \pm 3,8	30,5 \pm 1,6
020164388	24,4 \pm 2,5	23,9 \pm 1,3	220576226	30,2 \pm 3,1	31,2 \pm 1,6
020182331	15,5 \pm 3,4	15,2 \pm 5,0	220578040	20,2 \pm 1,6	20,4 \pm 1,9
020193070	6,8 \pm 1,5	6,7 \pm 1,0	220584167	64,6 \pm 2,9	63,4 \pm 3,2
020208482	2,6 \pm 0,7	2,5 \pm 0,5	220596913	28,3 \pm 3,3	26,6 \pm 8,1
020214655	24,2 \pm 7,4	23,9 \pm 1,1	910154631	38,7 \pm 3,7	36,5 \pm 3,7
020218856	8,1 \pm 0,9	7,6 \pm 0,7	910159867	0,7 \pm 0,2	0,7 \pm 0,2
020239133	7,0 \pm 0,9	7,8 \pm 0,9	910163602	15,9 \pm 3,1	13,4 \pm 2,5
020240675	9,3 \pm 3,5	9,0 \pm 0,9	910177382	12,2 \pm 1,6	11,3 \pm 1,1
020255799	5,4 \pm 1,5	5,9 \pm 0,7	910184233	2,6 \pm 1,9	8,1 \pm 3,9
020258016	7,3 \pm 1,6	7,6 \pm 1,2	910186191	35,4 \pm 6,0	26,2 \pm 4,6
020261328	9,0 \pm 2,7	9,5 \pm 0,9	910187744	6,0 \pm 2,6	10,6 \pm 2,5
020278667	4,1 \pm 0,4	2,4 \pm 1,3	910191357	2,2 \pm 0,5	2,2 \pm 0,3
020283083	13,5 \pm 2,5	13,1 \pm 0,9	910193711	33,0 \pm 6,9	32,1 \pm 18,9
020283830	11,1 \pm 1,8	11,0 \pm 1,1	910195040	2,1 \pm 0,4	2,0 \pm 0,4
020294045	15,5 \pm 2,4	15,5 \pm 2,7	910207502	9,3 \pm 1,2	9,7 \pm 0,9
020363717	38,5 \pm 4,2	36,8 \pm 4,5	910224801	10,7 \pm 3,1	10,8 \pm 2,0
020370467	15,9 \pm 2,5	17,7 \pm 3,4	910232719	11,8 \pm 4,1	11,8 \pm 2,9
020386743	18,6 \pm 2,2	18,6 \pm 1,8	910238285	12,7 \pm 3,0	12,1 \pm 2,2
020461235	8,7 \pm 0,9	7,5 \pm 2,0	910250031	33,9 \pm 1,4	33,3 \pm 3,8
020461893	12,9 \pm 2,4	14,5 \pm 1,2	910259245	4,9 \pm 1,8	4,8 \pm 0,8
020465775	17,0 \pm 3,7	14,5 \pm 2,8	910261247	18,8 \pm 3,3	19,9 \pm 1,1
140083410	45,5 \pm 4,3	47,0 \pm 3,3	910266034	15,8 \pm 4,0	16,2 \pm 2,3
140096645	65,7 \pm 2,0	56,8 \pm 4,2	910274060	11,6 \pm 1,9	11,0 \pm 1,2
140123568	6,6 \pm 0,8	5,9 \pm 1,2	910276733	8,6 \pm 0,9	12,9 \pm 2,5
140137235	9,2 \pm 1,6	9,6 \pm 2,4	910279515	9,7 \pm 1,5	10,5 \pm 1,6
140217425	121,4 \pm 4,2	104,7 \pm 4,9	910279755	23,5 \pm 1,4	20,2 \pm 1,6
140258511	49,2 \pm 2,2	42,5 \pm 2,7	910296626	11,2 \pm 1,3	12,5 \pm 1,4
140262766	10,6 \pm 2,6	13,1 \pm 5,0	910300117	3,1 \pm 0,9	2,8 \pm 0,6
140545062	27,5 \pm 3,4	29,4 \pm 3,3	910337228	9,9 \pm 1,2	9,8 \pm 0,8
220014252	51,9 \pm 6,9	50,3 \pm 3,1	910340496	4,5 \pm 0,6	3,9 \pm 0,5
220015726	55,3 \pm 1,8	47,3 \pm 6,7	910370574	12,6 \pm 1,5	11,5 \pm 2,5
220376206	73,5 \pm 8,0	73,9 \pm 5,5	910377628	4,4 \pm 1,9	4,1 \pm 0,8

TABLE 6.1 : Flux H α des galaxies de l'échantillon MASSIV. La première colonne contient leur identification VVDS, la deuxième, les flux H α mesurés individuellement et la troisième, les flux H α obtenu par le programme IDL de Benoît Epinat. Les flux H α sont donnés en 10^{-17} ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$.

Comparaison des méthode de calcul des flux

La figure 6.1 représente les flux $H\alpha$ calculés en utilisant la méthode *automatique*, utilisant le programme IDL cité précédemment, en fonction des valeurs trouvées avec la méthode *manuelle*. Les galaxies pour lesquelles les identifiants sont affichés sont celles pour lesquelles ces deux flux sont incompatibles. La partie inférieure de la figure 6.1 est un zoom de la première figure.

Certaines galaxies ont donc des flux très différents en fonction de la méthode utilisée. Le plus souvent en analysant de plus près les spectres intégrés, on s'aperçoit que la valeur calculée manuellement semble plus exacte que la valeur obtenue grâce au programme.

Plusieurs raisons ont été identifiées : le programme utilise une gamme de longueurs d'onde moins étendue que lors du calcul manuel, il n'ajuste que la raie $H\alpha$ et non les raies $[N II]\lambda\lambda 6548,6584$ qui se trouvent assez proches de la raie $H\alpha$. Ces contraintes amènent à une surévaluation du niveau du continu et donc à un ajustement gaussien de la raie $H\alpha$ dont le flux sera sous-estimé.

6.1.2 Calcul du taux de formation d'étoiles

Les SFR sont obtenus à partir des luminosités $H\alpha$ suivant la relation de Kennicutt (1998) (voir section 2.2.3).

La luminosité $H\alpha$, $L(H\alpha)$, utilisée dans cette équation est celle observée à partir des flux $H\alpha$, corrigée ensuite par l'extinction due à la présence du milieu interstellaire comme expliqué dans l'article de Epinat *et al.* (2009). La formule utilisée est la suivante :

$$L_{\text{corrigée}}(H\alpha) = L_{\text{observée}}(H\alpha) \times 10^{0,235\sigma} \quad (6.1)$$

où σ est le paramètre d'extinction obtenu à partir de l'ajustement de la distribution spectrale d'énergie (voir section 5.2.1).

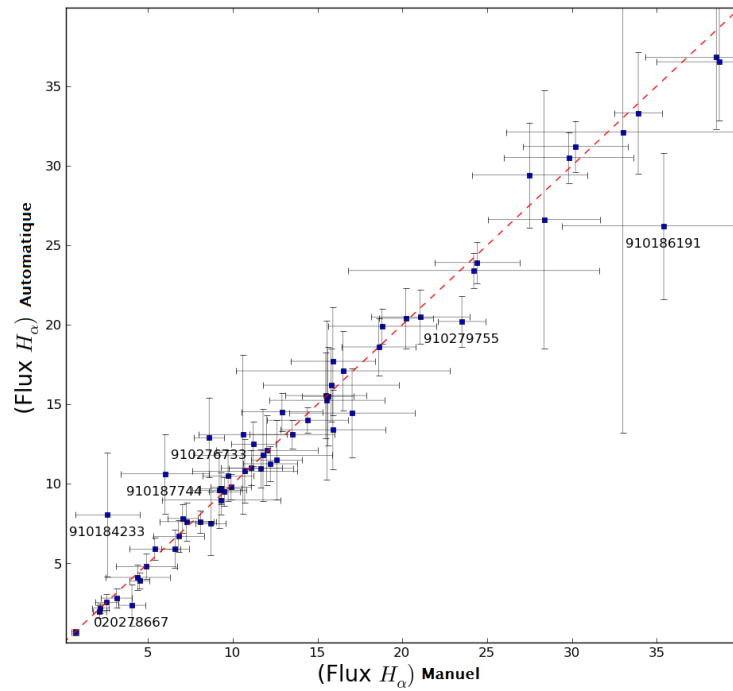
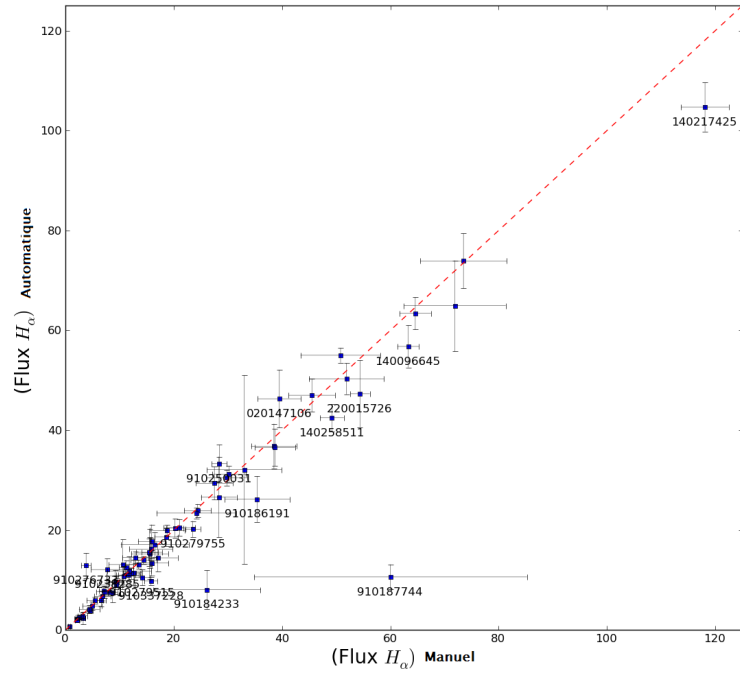


FIGURE 6.1 : En haut, comparaison des flux $H\alpha$ calculés manuellement et automatiquement, en bas, zoom sur les plus faibles flux $H\alpha$ de la figure de gauche.

6.1.3 Métallicités

Le calcul des métallicités nécessite la mesure des flux des raies $H\alpha$ et $[N II]\lambda 6584$. Nous avons pu les mesurer pour 48 galaxies de l'échantillon MASSIV. Pour les autres galaxies, soit le rapport signal sur bruit était trop faible pour mesurer $[N II]\lambda 6584$ ou alors des résidus dus à la soustraction des raies du ciel se trouvaient aux mêmes longueurs d'ondes que les raies $H\alpha$ et $[N II]\lambda 6584$.

Une fois le rapport $[N II]\lambda 6584$ sur $H\alpha$ (aussi appelé paramètre N2) mesuré, nous utilisons la calibration de Pérez-Montero & Contini (2009) (PMC09) afin d'obtenir la métallicité (comme expliqué dans la section 2.3.3).

Certaines galaxies MASSIV ont été identifiées comme étant des galaxies en interaction. Pour celles-ci, nous avons calculé la métallicité de la composante principale.

Pour des raisons pratiques, notamment pour faciliter la comparaison de nos données avec d'autres études, nous avons aussi transformé les métallicités calculées avec la calibration PMC09 en métallicités suivant la calibration donnée par Tremonti *et al.* (2004) (T04) en utilisant la relation donnée par Ellison *et al.* (2008) et Queyrel *et al.* (2009) :

$$y = -0,217468x^3 + 5,80493x^2 - 50,2318x + 149,836 \quad (6.2)$$

Où x ou Z_{PMC09} est la métallicité estimée avec la calibration Pérez-Montero & Contini (2009) et y ou Z_{T04} est la métallicité estimée avec la calibration de Tremonti *et al.* (2004).

6.1.4 Masses stellaires

Les masses stellaires des galaxies MASSIV ont été calculées grâce à l'ajustement de la distribution spectrale d'énergie (voir section 5.2.1) à partir d'une fonction initiale de masse (IMF) suivant la relation donnée par Salpeter (1955). D'autres IMF sont parfois utilisées pour l'étude d'échantillons de galaxies (voir section 2.2.4).

Dans la suite de ce chapitre, nous présentons des comparaisons avec des données provenant d'autres études et donc pour certaines données les masses stellaires n'ont pas été mesurées avec la même IMF. Pour éviter les incohérences lors des comparaisons, nous avons corrigé toutes les masses stellaires et SFR d'un facteur dépendant de l'IMF utilisée afin de les mettre dans la même IMF que les données MASSIV. Pour ce faire, nous avons utilisé les facteurs de conversion donnés par Bernardi *et al.* (2010).

6.2 Relation masse-métallicité

Tremonti *et al.* (2004) donnent une expression de la relation entre la masse stellaire et la métallicité d'un grand nombre de galaxies de l'univers local (voir aussi section 3.1 pour plus de détails). Cette relation a la forme suivante :

$$Z = -0,08026m^2 + 1,847m - 1,492 \quad (6.3)$$

où $m = \log(M_*/M_\odot)$ et $Z = 12 + \log(\text{O}/\text{H})$.

Comme évoqué dans la section 3.1, la compréhension de cette relation, autant de sa forme que de son évolution avec le temps cosmique, est très importante pour contraindre le rôle des différents processus impliqués dans la formation et l'évolution des galaxies. La dispersion des galaxies autour de cette relation est aussi un élément intéressant à étudier.

Cette relation semble avoir une évolution assez bien contrainte avec le redshift. C'est principalement afin d'étudier cette variation que nous nous intéressons à cette relation pour les galaxies MASSIV.

Le redshift des galaxies MASSIV allant de $z \sim 0,9$ à $1,8$, il est intéressant de comparer la relation trouvée pour ces galaxies avec d'autres études effectuées aux même redshifts.

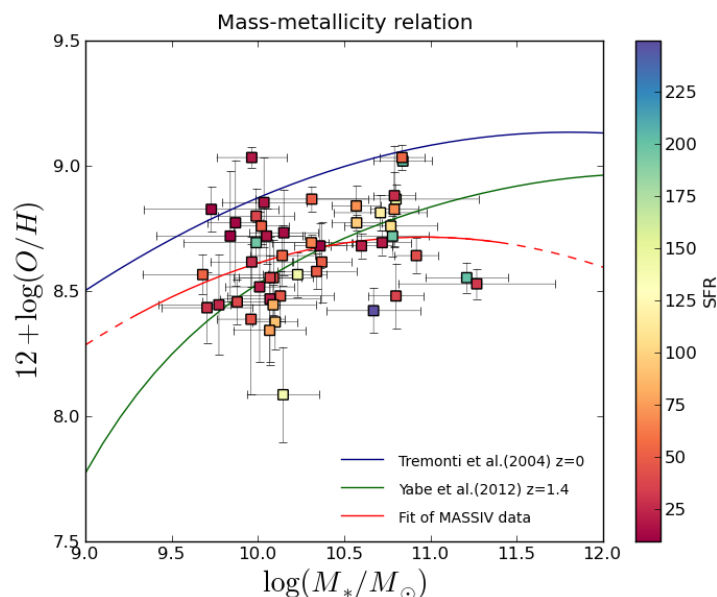


FIGURE 6.2 : Relation masse-métallicité. Les galaxies MASSIV sont représentées par des carrés colorés, leur couleur correspond à la valeur de leur SFR suivant l'échelle à droite de l'image. La ligne rouge est le meilleur ajustement pour l'échantillon MASSIV. Les relations de Tremonti *et al.* (2004) pour l'univers local (ligne bleue) et de Yabe *et al.* (2012) pour un redshift moyen de $z \sim 1,4$ (ligne verte) sont données pour la comparaison. Toutes les métallicités sont données dans la calibration de Tremonti *et al.* (2004).

La figure 6.2 montre la relation masse-métallicité des galaxies MASSIV ainsi qu'un ajustement de cette relation (en rouge). D'autres relations y sont aussi représentées : la relation donnée par Tremonti *et al.* (2004), en bleu, et celle donnée par Yabe *et al.* (2012) pour un redshift moyen de $z \sim 1,4$, en vert.

Afin de permettre la comparaison des différentes relations de cette figure, nous avons converti toutes les métallicités dans une même calibration. Yabe *et al.* (2012) ont utilisé la relation de Pettini & Pagel (2004) pour calculer les métallicités à partir du paramètre N2 alors que la relation pour l'univers local a été mesurée dans la calibration T04. Nous avons donc converti les métallicités de Yabe *et al.* (2012) en métallicités suivant la calibration T04 en utilisant la formule donnée par Kewley & Ellison (2008) :

$$y = -738,1193 + 258,9673x - 30,05705x^2 + 1,167937x^3 \quad (6.4)$$

où x est la métallicité exprimée dans la calibration de Pettini & Pagel (2004) et y la métallicité exprimée dans la calibration de Tremonti *et al.* (2004).

La figure 6.2 montre que les galaxies MASSIV sont dispersées autour de la relation de Yabe *et al.* (2012) avec une dispersion de 0,2dex. L'ajustement, dessiné en rouge, est un ajustement polynomial du second degré dont l'équation est la suivante :

$$Z = -0,11m^2 + 2,45m - 4,71 \quad (6.5)$$

où $m = \log(M_*/M_\odot)$ et $Z = 12 + \log(\text{O}/\text{H})$.

6.2.1 Valeurs médianes

Afin de mieux visualiser la relation masse-métallicité, on peut enlever artificiellement la dispersion des galaxies autour de la relation en n'affichant que les valeurs médianes de la métallicité pour différents intervalles de masse et les valeurs médianes de la masse pour différents intervalles de métallicité.

Ces intervalles ont été choisis pour contenir le même nombre de galaxies. La table 6.2 reprend les valeurs des différents paramètres pour ces intervalles et la figure 6.3 représente ces valeurs graphiquement. Les carrés bleus sont les valeurs médianes de la métallicité par intervalles de masse alors que les ronds verts représentent les valeurs médianes de la masse par intervalles de métallicité.

La cohérence des données avec la relation de Yabe *et al.* (2012) y est encore plus flagrante si ce n'est pour l'intervalle des masses les plus basses.

En effet l'échantillon issu du relevé MASSIV pourrait ne pas être complètement représentatif des galaxies dans cette gamme de masse.

Pour les galaxies les moins massives, le calcul de la métallicité intégrée s'avère moins aisé à cause du niveau de signal insuffisant de la raie d'émission $[\text{N II}]\lambda 6584$. Pour les galaxies MASSIV, nous avons pu calculer les métallicités intégrées pour seulement 55% des galaxies dans cet intervalle de masse alors que pour les autres intervalles, nous avons pu les calculer pour plus de 80% de l'échantillon. C'est pourquoi cette valeur de métallicité médiane pour les masses stellaires faibles ($\log(M_*/M_\odot) \leq 10$) doit être considérée comme une limite supérieure de la métallicité et non pas comme une valeur exacte.

TABLE 6.2 : Valeurs médianes de la masse stellaire et de la métallicité de l'échantillon MASSIV pour différents intervalles de masses et de métallicités.

Gamme de masse	$M_{\text{médiane}}$	$Z_{\text{médiane}}$
$\log(M_*/M_\odot) \leq 10,00$	$9,87^{+0,11}_{-0,19}$	$8,62^{+0,38}_{-0,27}$
$10,00 < \log(M_*/M_\odot) \leq 10,15$	$10,07^{+0,08}_{-0,06}$	$8,52^{+0,33}_{-0,43}$
$10,15 < \log(M_*/M_\odot) \leq 10,70$	$10,36^{+0,30}_{-0,13}$	$8,68^{+0,91}_{-0,26}$
$\log(M_*/M_\odot) \geq 10,70$	$10,8^{+0,47}_{-0,09}$	$8,76^{+0,27}_{-0,28}$
Gamme de métallicité	$M_{\text{médiane}}$	$Z_{\text{médiane}}$
$Z \leq 8,49$	$10,08^{+0,72}_{-0,37}$	$8,44^{+0,04}_{-0,35}$
$8,49 < Z \leq 8,65$	$10,19^{+1,08}_{-0,51}$	$8,57^{+0,08}_{-0,05}$
$8,65 < Z \leq 8,81$	$10,23^{+0,55}_{-0,39}$	$8,72^{+0,08}_{-0,04}$
$Z \geq 8,81$	$10,71^{+0,13}_{-0,98}$	$8,87^{+0,16}_{-0,06}$

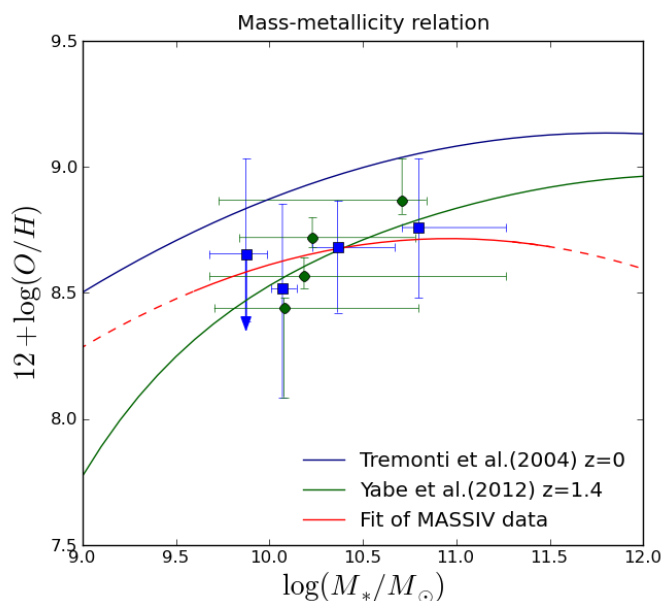


FIGURE 6.3 : Relation masse-métallicité pour les valeurs médianes de la masse et de la métallicité de l'échantillon MASSIV pour des intervalles de masse (carrés bleus) et de métallicité (ronds verts). Les barres d'erreurs représentent la dispersion des galaxies de l'intervalle autour de la valeur moyenne. La flèche vers le bas indique que cette valeur moyenne de la métallicité pour l'intervalle des plus petites masses doit être considérée comme une valeur limite supérieure à cause de l'incomplétude des données à faibles masses. Les courbes sont les mêmes que sur la figure 6.2.

6.2.2 Cinématique et environnement

Comme expliqué dans la section 5.2.2, une classification cinématique des galaxies MASSIV a pu être réalisée (Epinat *et al.* (2012, 2014)). Cette classification a permis de séparer les galaxies en deux groupes : les disques en rotation, qui présentent un champ de vitesse avec un gradient bien marqué, et les galaxies sans rotation (non-rotators en anglais).

Nous avons voulu déterminer si des différences de métallicité étaient présentes entre ces deux catégories de galaxies et nous constatons que les valeurs médianes ainsi que les dispersions sont très semblables pour ces deux groupes : la métallicité médiane pour les disques en rotation est de $8,68 \pm 0,19$ et de $8,64 \pm 0,19$ pour les galaxies sans rotation. La figure 6.4 représente graphiquement ces résultats.

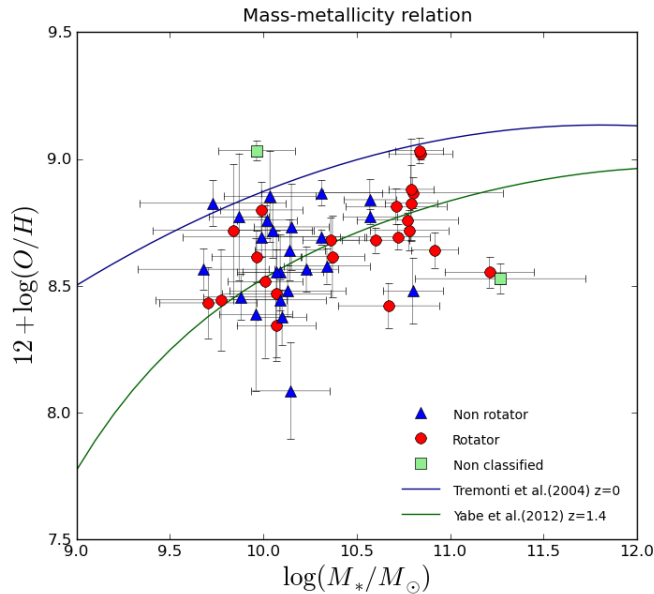


FIGURE 6.4 : Relation masse-métallicité pour les galaxies MASSIV, les ronds rouges sont les galaxies en rotation et les triangles bleus celles sans rotation. Les carrés verts représentent les galaxies n'appartenant à aucune de ces deux classes. Les courbes sont les mêmes que sur la figure 6.2.

Un autre paramètre pourrait aussi influencer la métallicité d'une galaxie : son environnement proche, comme évoqué dans la section 5.2.2. Une étude complète de l'environnement et des interactions des galaxies MASSIV a été effectuée et publiée dans l'article de López-Sanjuan *et al.* (2013), donnant une classification des galaxies MASSIV entre systèmes en interaction et galaxies isolées.

Comme attendu, les galaxies en interaction présentent une métallicité médiane plus faible que les galaxies isolées : la métallicité est de $8,56 \pm 0,12$ pour les galaxies en interaction et de $8,69 \pm 0,20$ pour les galaxies isolées. La figure 6.5 représente ces résultats.

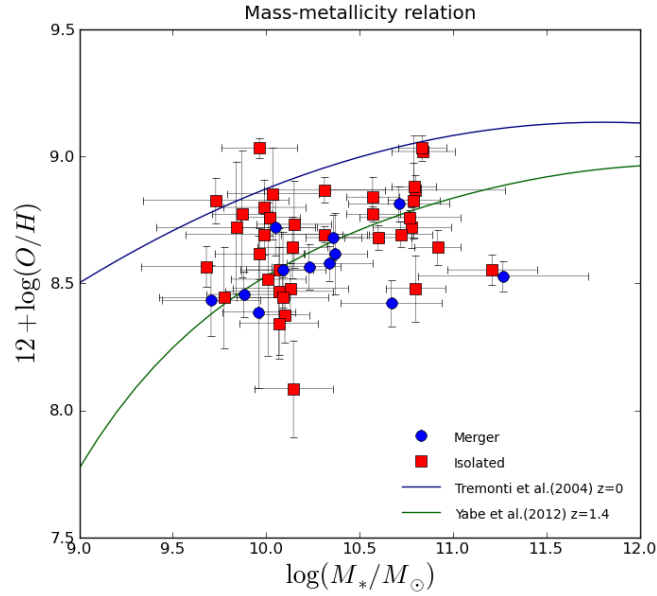


FIGURE 6.5 : Relation masse-métallicité pour les systèmes en interaction (ronds bleus) et les galaxies isolées (carrés rouges) de l'échantillon MASSIV. Les courbes sont identiques à celles de la figure 6.2.

6.3 Relations fondamentales

Comme nous l'avons vu dans la section 3.2, Mannucci *et al.* (2010) propose une relation entre la masse stellaire, le SFR et la métallicité pour des galaxies de l'univers local. Cette relation, appelée relation fondamentale de métallicité (FMR), leur semble être fondamentale car elle n'évoluerait pas avec le redshift, du moins jusqu'à $z \sim 2,5$. Pour rappel leur relation prend la forme suivante :

$$\mu_\alpha = \log(M_*/M_\odot) - \alpha \log(SFR) \quad (6.6)$$

avec $\alpha = 0,32$ pour minimiser la dispersion des galaxies de l'univers local autour de cette relation.

Nous avons calculé la valeur de ce paramètre α qui minimise la dispersion pour les galaxies MASSIV et nous avons trouvé une valeur de 0,35 avec une dispersion de 0,19dex.

Pour rester cohérents avec les autres études et aux vues des barres d'erreurs sur ce paramètre, nous continuerons à utiliser la valeur de 0,32 pour le reste de cette analyse. La figure 6.6 montre la FMR pour les galaxies MASSIV avec ce paramètre $\alpha = 0,32$. Elle représente la métallicité en fonction de $\mu_{0,32}$, la dispersion des galaxies MASSIV autour de cette relation est de 0,20 dex.

Comme pour la relation masse-métallicité, nous nous sommes également intéressés à l'influence de la cinématique et de l'environnement proche sur la FMR pour les galaxies MASSIV.

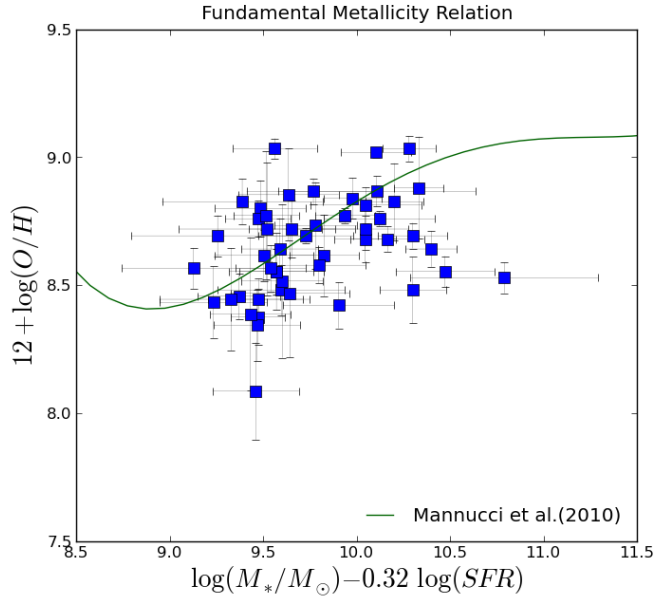


FIGURE 6.6 : Relation fondamentale de métallicité pour les galaxies MASSIV (carrés bleus) pour la valeur de $\alpha = 0.32$ dans l'équation 6.6. La FMR définie par Mannucci *et al.* (2010) pour les galaxies à formation d'étoiles de l'univers locale est tracée en vert.

En comparant cette relation pour les galaxies en rotation et celles sans rotation, nous n'apercevons pas de différence significative.

Par contre, on constate une différence entre les galaxies en interaction et les galaxies isolées.

La figure 6.7 représente la FMR pour ces deux catégories de galaxies MASSIV. Non seulement la métallicité moyenne des galaxies en interaction est plus petite que celle des galaxies isolées mais leur dispersion autour de la FMR est aussi différente : elle est de 0,12 dex pour les systèmes en interaction et de 0,20 dex pour les galaxies isolées.

Si on regarde le nombre de galaxies dans chacune des catégories, on peut se demander si cette différence de dispersion n'est pas due uniquement à une différence de taille dans les échantillons. En effet, il y a 37 galaxies isolées et 12 en interaction dans notre échantillon.

Afin d'éliminer cet effet des explications possibles, nous avons effectué 1000 tirages aléatoires de 12 galaxies isolées parmi les 37 et nous avons calculé, pour chaque tirage, la dispersion des galaxies autour de la FMR. Le résultat de ces tirages est illustré par la figure 6.8. La valeur médiane des dispersions trouvées pour ces sous-échantillons est de 0,18 dex.

Cette valeur est compatible avec la dispersion obtenue pour l'échantillon complet. Nous pouvons donc conclure que la différence de dispersion entre les galaxies isolées et en interaction est significative.

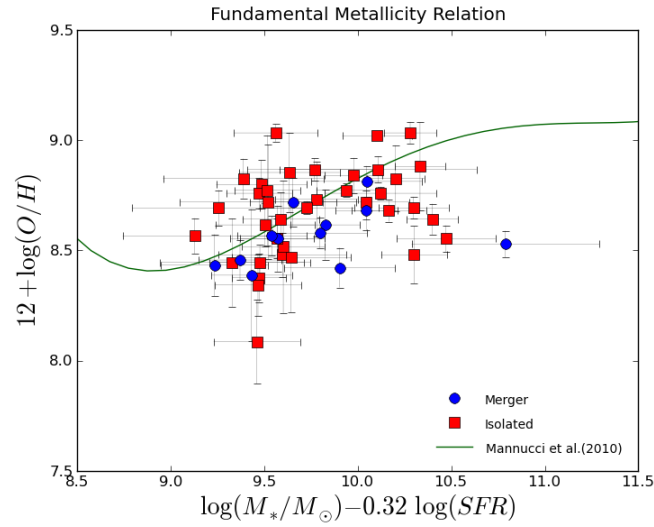


FIGURE 6.7 : Relation fondamentale de métallicité pour les galaxies MASSIV en interaction (ronds bleus) et isolées (carrés rouges), avec $\alpha = 0.32$ dans l'équation 6.6.

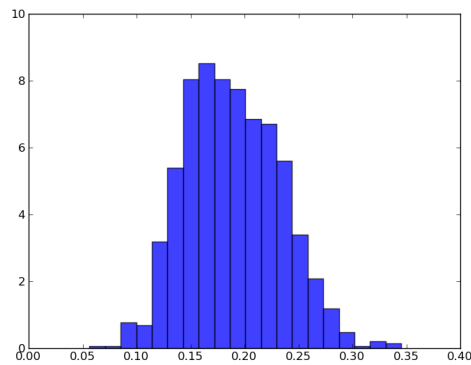


FIGURE 6.8 : Distribution de la dispersion autour de la FMR pour 1000 tirages aléatoires de 12 galaxies isolées parmi les 37 de l'échantillon MASSIV.

Comme nous l'avons vu dans la section 3.2.2, une autre formulation de la relation fondamentale de métallicité a été proposée par Lara-López *et al.* (2010).

La figure 6.9 montre cette version de la relation fondamentale pour l'échantillon MASSIV. Nous obtenons une dispersion de 0,26dex pour les paramètres publiés dans Lara-López *et al.* (2010).

Cette dispersion est légèrement plus élevée que celle trouvée autour de la relation de Mannucci *et al.* (2010) et ne semble pas être significativement différente pour les galaxies en interaction ou isolées.

Afin de diminuer la dispersion de nos données, nous avons réalisé un ajustement linéaire et nous aboutissons à la relation suivante (représentée en rouge sur la figure 6.9) :

$$\alpha[12 + \log(\text{O}/\text{H})] + \beta \log(\text{SFR}) + \gamma = 0,323 \log(M_*/M_\odot) + 7,071 \quad (6.7)$$

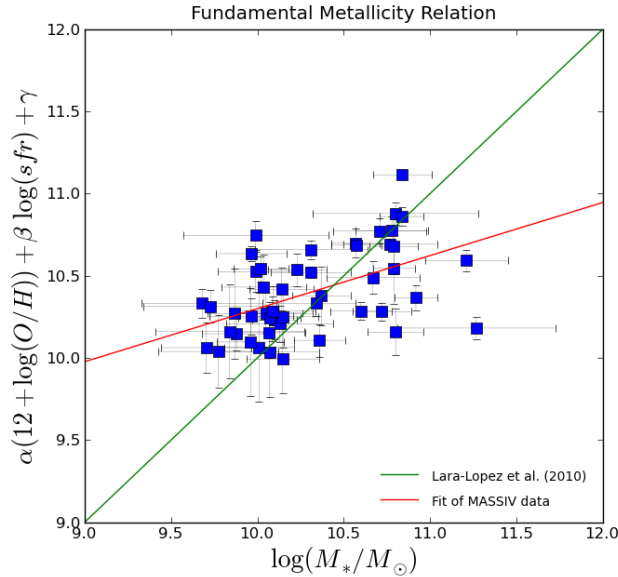


FIGURE 6.9 : Relation fondamentale de métallicité définie par Lara-López *et al.* (2010), voir l'équation 3.2. Les galaxies MASSIV sont représentées par les carrés bleus.

Cela semble indiquer que les paramètres trouvés par Lara-López *et al.* (2010) ne sont pas ceux qui minimisent la dispersion de nos données. Nous effectuons donc un ajustement avec une relation de la même forme que l'équation 3.2 et calculons les paramètres suivants : $\alpha = 2,402$, $\beta = 1,811$ et $\gamma = -22,675$, permettant d'obtenir une dispersion de 0,15dex (voir Fig. 6.10).

Cette dispersion est plus faible que celle trouvée pour la FMR de la forme de Mannucci *et al.* (2010) mais le fait que nous n'obtenons pas des paramètres compatibles avec ceux de Lara-López *et al.* (2010) ni de Lara-López *et al.* (2013) semble remettre en cause la caractéristique fondamentale d'une telle relation et l'existence de ce plan fondamental indépendant du temps cosmique.

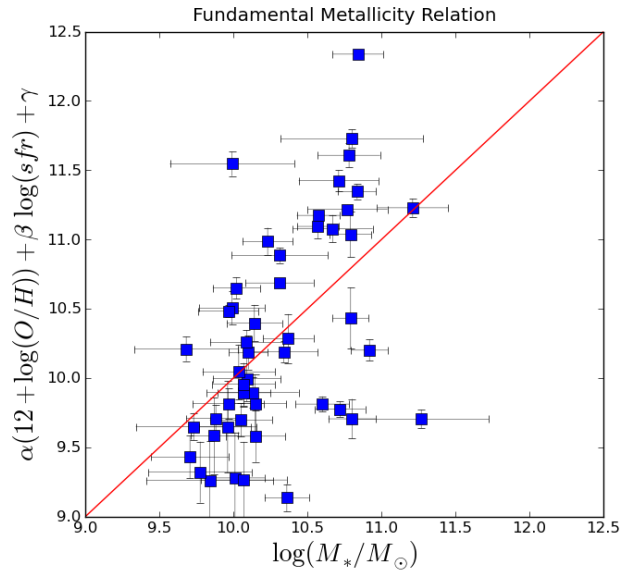


FIGURE 6.10 : Relation fondamentale de métallicité définie par Lara-López *et al.* (2010), et ajustée aux données MASSIV afin de minimiser la dispersion.

6.4 Comparaison avec l'échantillon zCOSMOS

Comme expliqué précédemment, les comparaisons avec des échantillons de l'univers local ne permettent pas de mettre en évidence une relation « fondamentale » de métallicité ni de montrer clairement que les galaxies MASSIV suivent, avec une dispersion raisonnable, les relations proposées par Mannucci *et al.* (2010) et Lara-López *et al.* (2010).

Afin de vérifier l'existence possible de biais dans l'échantillon MASSIV, qu'ils soient dus à la calibration utilisée pour dériver les métallicités ou encore à des effets de sélection, il est intéressant de comparer ces données avec d'autres échantillons à des redshifts similaires mais utilisant d'autres méthodes d'analyse et de sélection.

Malheureusement, peu d'études ont, à ce jour, été réalisées pour cette gamme de redshifts. Mais il en existe quand même quelques unes (Wuyts *et al.*, 2012; Yabe *et al.*, 2012; Newman *et al.*, 2012; Pérez-Montero *et al.*, 2013).

Par exemple, dans l'article de Pérez-Montero *et al.* (2013), les auteurs ont effectué une étude très complète sur l'évolution de la relation masse-métallicité en fonction du redshift pour un échantillon de galaxies de l'univers local jusqu'à des redshifts de 1, 32. Ces galaxies ont été observées dans le cadre du relevé zCOSMOS-20k. Leur échantillon contient plus de 40 galaxies à redshifts $1 < z < 1.32$ qui peuvent être comparées aux galaxies MASSIV.

6.4.1 zCOSMOS-20k

zCosmos est un relevé spectroscopique de galaxies dans le champ COSMOS. Des galaxies sur une grande gamme de redshifts ont été observées pendant plus de 600 heures avec le spectrographe VIMOS au VLT (Lilly *et al.*, 2007).

Ce relevé consiste essentiellement en deux parties : une partie brillante : « zCOSMOS-bright » et une partie profonde : « zCOSMOS-deep ». La partie brillante couvre tout le champ COSMOS et a mesuré les spectres de ~ 20000 galaxies avec une condition unique en magnitude : $I_{AB} \leq 22,5$. La partie profonde a quant à elle permis de mesurer les spectres de ~ 10000 galaxies dans la partie centrale du champ COSMOS avec comme condition un redshift $1,4 \leq z \leq 3,0$.

Dans le cadre de l'étude publiée dans Pérez-Montero *et al.* (2013), c'est la partie brillante « zCOSMOS-bright » et ses 20000 galaxies qui ont été utilisées. La dernière version de ce relevé, contenant uniquement des galaxies ayant des redshifts inférieurs à 2 et connus avec un niveau de confiance suffisant, est appelée l'échantillon zCOSMOS-20k.

6.4.2 Relation masse-métallicité

La figure 6.11 représente la relation masse-métallicité pour les galaxies MASSIV et celles provenant de zCOSMOS étudiées par Pérez-Montero *et al.* (2013). Les métallicités sont données dans les deux cas dans la calibration PMC09.

On peut clairement voir qu'il n'y a pas de différence significative entre les deux échantillons dans ce plan. Si on effectue un ajustement de l'ensemble de ces données, on obtient un ajustement semblable à celui calculé pour les galaxies MASSIV seules et suivant l'évolution attendue avec le redshift.

6.4.3 Relation fondamentale de métallicité ?

Pérez-Montero *et al.* (2013) propose de regarder différemment la relation entre la masse stellaire, la métallicité et le taux de formation stellaire. On s'attend à ce que les galaxies à grand taux de formation stellaire aient une métallicité plus basse que les galaxies à faibles SFR (voir sections 2.3.3).

De plus, on a vu que le SFR variait avec le redshift et était plus élevé pour les galaxies à des redshifts plus élevés (jusqu'à $z = 2$ voir section 2.2.3). Partant de ces constatations, Pérez-Montero *et al.* (2013) émet l'hypothèse que ces variations du SFR soient la cause de l'évolution observée de la MZR. Afin d'intégrer le SFR dans la relation MZ, ils utilisent une combinaison de la métallicité et d'une fonction du SFR :

$$f(SFR) = 0,0505 \log SFR - 0,0144(\log SFR)^2$$

Lorsqu'on additionne cette fonction $f(SFR)$ à la métallicité et qu'on l'étudie en fonction de la masse, on obtient la figure 6.12, très similaire à la figure de la relation masse-métallicité étudiée précédemment (Fig. 6.11) et qui montre clairement une évolution avec le redshift.

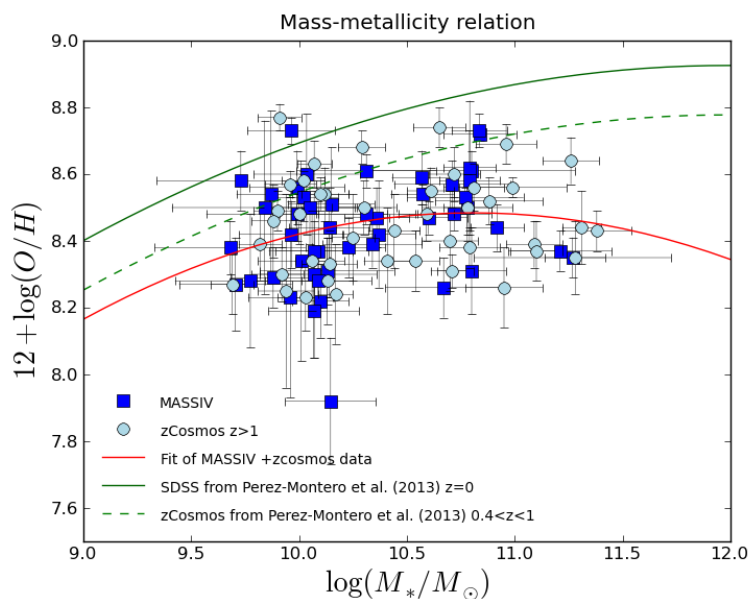


FIGURE 6.11 : Relation masse-métallicité. Les galaxies de l'échantillon MASSIV sont représentées par les carrés bleus foncés et les galaxies du relevé zCOSMOS par les ronds bleus clairs. La courbe rouge est le meilleur ajustement des deux échantillons réunis. La ligne verte continue est la relation MZ pour les galaxies du SDSS dans l'univers local et la ligne verte pointillée est la relation MZ à $0,4 < z < 1$ (Pérez-Montero *et al.*, 2013). Toutes les métallicités sont données dans la calibration Pérez-Montero & Contini (2009).

La mise en évidence de l'évolution de la relation corrigée de l'effet du SFR prouve que l'évolution avec le redshift de cette relation n'est pas causée par des effets de sélection dus à des niveaux de SFR différents pour les plus grands redshifts.

Afin de s'assurer de cette non-dépendance, il est intéressant de regarder la relation entre la masse stellaire et le rapport de l'abondance d'azote sur l'abondance d'oxygène (aussi appelée MNOR). Le rapport Azote sur Oxygène présente plusieurs avantages par rapport à la métallicité, le principal étant qu'il ne dépend pas du SFR.

Si cette MNOR montre la même évolution que la relation MZ, cela voudrait dire qu'elle est bien due uniquement au redshift et que par conséquent toute relation entre la masse stellaire, la métallicité et le SFR évolue avec le redshift et donc que la relation fondamentale de métallicité n'est pas si fondamentale et n'est valable que pour l'univers local.

Ce rapport Azote sur Oxygène est assez difficile à mesurer pour des galaxies à ces redshifts, il est nécessaire d'utiliser le rapport de flux de l'Azote sur le flux Soufre comme expliqué dans Pérez-Montero & Contini (2009) :

$$\log(N/O) = 1,26N2S2 - 0,86 \quad (6.8)$$

où $N2S2$ est le rapport entre les flux de $[N\text{ II}]\lambda\lambda 6548,6584$ et $[S\text{ II}]\lambda\lambda 6717,6731$.

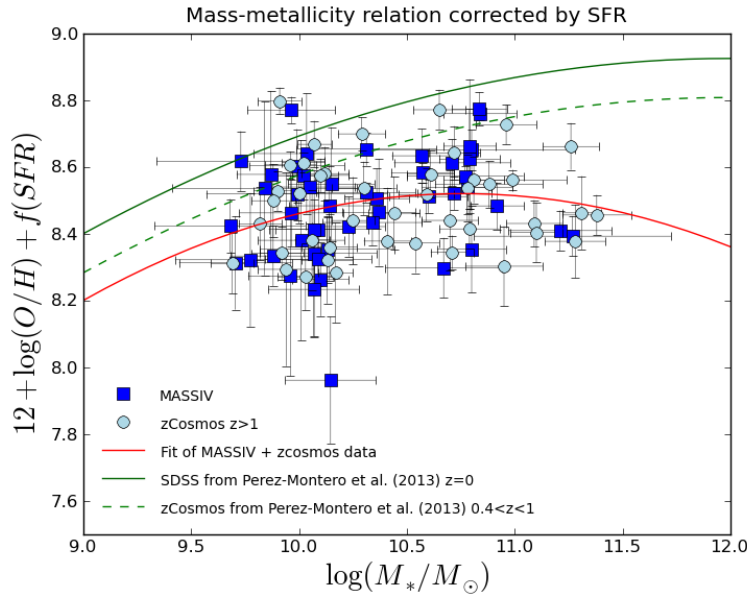


FIGURE 6.12 : Relation masse-métallicité corrigée par la fonction du taux de formation stellaire ($f(SFR)$). Les galaxies de l'échantillon MASSIV sont représentées par les carrés bleus foncés et les galaxies du relevé zCOSMOS par les ronds bleus clairs. La courbe rouge est le meilleur ajustement des deux échantillons réunis. La ligne verte continue est la relation MZ pour les galaxies du SDSS dans l'univers local et la ligne verte pointillée est la relation MZ à $0,4 < z < 1$ (Pérez-Montero *et al.*, 2013). Toutes les métallicités sont données dans la calibration Pérez-Montero & Contini (2009).

Ces flux sont des flux très faibles et ont donc un rapport signal sur bruit aussi faible que les galaxies MASSIV.

Puisqu'il n'est pas possible de calculer ce rapport pour chacune des galaxies, nous avons donc utilisé des spectres composites de plusieurs galaxies pour deux bins de masses et nous avons trouvé des valeurs de $\log(N/O) = -0,74 \pm 0,25$ pour $9,2 < \log(M_*/M_\odot) < 10,2$ et $\log(N/O) = -0,88 \pm 0,30$ pour $10,2 < \log(M_*/M_\odot) < 11,2$.

La figure 6.13 représente ces deux points ainsi que la MNOR trouvée à $z = 0$ par Pérez-Montero *et al.* (2013). Avec seulement deux points, il est difficile de déterminer si cette relation évolue ou non. Le point pour les masses les plus faibles pourrait être trop haut à cause d'un effet semblable à celui trouvé pour la figure 6.3, à savoir à cause d'un effet de sélection nous empêchant d'observer les galaxies à plus faible rapport Azote sur Oxygène.

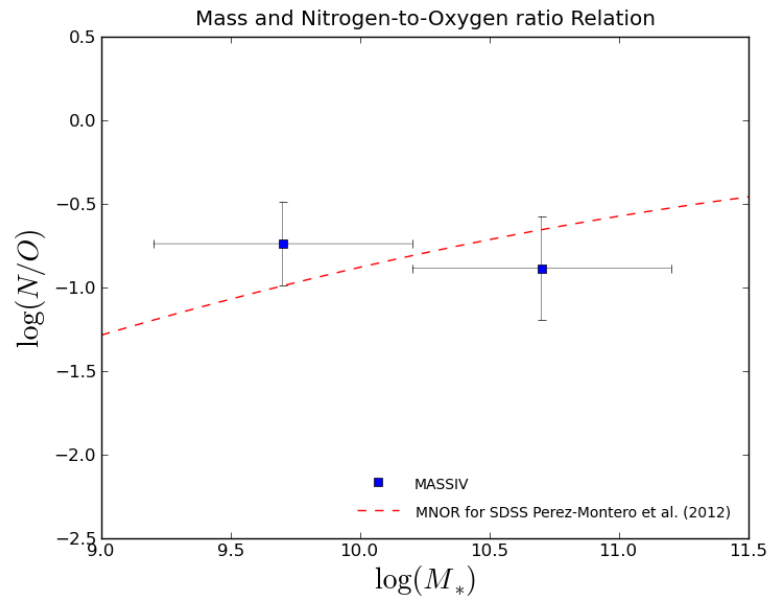


FIGURE 6.13 : Relation entre la masse stellaire et le rapport de l'abondance d'azote sur l'abondance d'oxygène pour l'échantillon MASSIV.

Chapitre 7

Gradients de métallicité

Sommaire

7.1	Le programme	96
7.2	Résultats	98
7.2.1	Influence de l'environnement proche	103
7.2.2	Influence de la cinématique	104
7.2.3	Influence de la masse stellaire	105
7.2.4	Influence du taux spécifique de formation d'étoiles	106
7.3	Discussion	107

Dans ce chapitre, nous discutons des propriétés résolues des galaxies du deuxième échantillon MASSIV et en particulier des gradients de métallicité. Comme nous l'avons vu dans la section 4.4, il est aujourd'hui possible d'obtenir des spectres pour différents points d'une galaxie, grâce aux spectrographes à intégrale de champs.

Dans le cadre du projet MASSIV, c'est le spectrographe SINFONI qui a été utilisé pour observer les galaxies. À partir de ces spectres, il est possible de calculer des flux de différentes raies pour différentes régions de la galaxie et donc de mesurer les gradients de métallicité. Cela n'a été possible que pour 9 galaxies du deuxième échantillon MASSIV, ces galaxies étaient les seules à présenter un rapport signal sur bruit suffisant pour mesurer les flux $H\alpha$ et $[N II]\lambda 6584$ pour au moins deux régions.

La répartition des éléments au sein des galaxies nous apporte d'importantes informations sur les processus impliqués dans la formation des galaxies. L'étude des gradients de métallicité, en particulier pour les galaxies à cette époque cosmique de grande formation stellaire, nous permet de contraindre le rôle et l'efficacité des différents processus comme l'accrétion de gaz froid, les fusions,...

Afin de mesurer des gradients de métallicité dans une galaxie, il est nécessaire de pouvoir mesurer la métallicité dans plusieurs régions de cette galaxie. Ceci ne peut se faire sans mesurer les flux $H\alpha$ et $[N II]\lambda 6584$ pour ces différentes régions. Malheureusement, les galaxies MASSIV n'ont pas un rapport signal sur bruit suffisant pour calculer les flux $[N II]\lambda 6584$ pour chaque pixel de la galaxie, mais il est possible d'intégrer les spectres de plusieurs pixels afin d'obtenir un signal suffisant et de pouvoir calculer la métallicité dans plusieurs régions de la galaxie.

7.1 Le programme

Pour calculer les gradients de métallicité, nous avons utilisé un programme Python développé par Julien Queyrel permettant d'intégrer les spectres de différents pixels d'une galaxie, en tenant compte de la cinématique de celle-ci.

Le spectre de chaque pixel est décalé en fonction de sa vitesse de rotation pour apparaître dans un référentiel au repos et permettre ainsi l'intégration des spectres malgré des vitesses de rotation différentes sans élargir la raie artificiellement. Le programme est détaillé dans la thèse de Julien Queyrel (2010).

Il permet d'additionner des spaxels afin d'obtenir un spectre intégré sur l'ensemble d'une ou plusieurs régions de la galaxie. Le but étant d'augmenter le rapport signal sur bruit et ainsi de pouvoir mesurer les deux raies qui nous intéressent pour le calcul de la métallicité : $H\alpha$ et $[N II]\lambda 6584$. L'addition des pixels peut se faire manuellement ou bien à l'intérieur de contours.

Ces contours, dans la version de Julien Queyrel (2010), devaient être définis en dehors du programme (avec l'aide de DS9), mais peuvent dorénavant être calculés directement par le programme en définissant simplement le nombre souhaité de régions.

Ces contours sont calculés à partir de la carte de flux $H\alpha$ le long des lignes d'iso-flux. L'intérêt de telles régions est de pouvoir obtenir un flux suffisant dans le spectre intégré sur chacune des régions, permettant ainsi de calculer le flux de la raie $[N II]\lambda 6584$ pour chaque région.

Nous obtenons ainsi des métallicités pour deux ou plusieurs régions de la galaxie. Ces métallicités sont ensuite utilisées pour calculer un gradient de métallicité entre le centre et les régions périphériques.

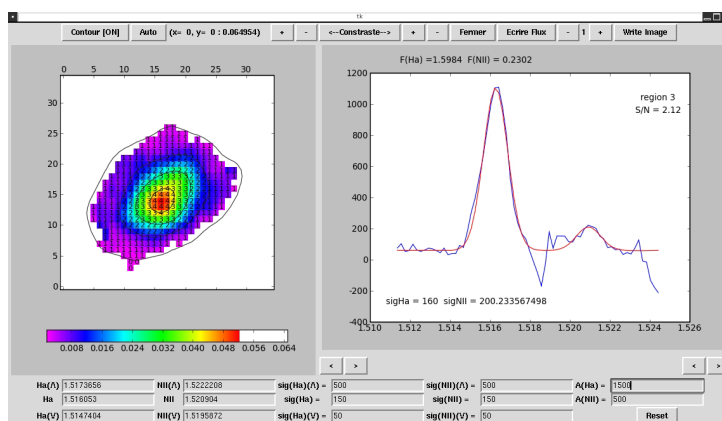


FIGURE 7.1 : Capture d'écran du programme de Julien Queyrel (2010).

La figure 7.1 est une capture d'écran du programme permettant de calculer les gradients de métallicité. Dans la partie gauche, on peut voir la carte de flux $H\alpha$ avec les contours définissant les différentes régions. Sur la partie de droite, la courbe bleue représente le spectre intégré sur la région 3 et la courbe rouge est l'ajustement des raies $H\alpha$ et $[N II]\lambda 6584$ à partir duquel on calcule la métallicité de cette région ainsi que l'erreur sur cette métallicité.

Une fois la métallicité calculée pour chacune des régions, on calcule le gradient grâce à ces métallicités et au rayon moyen de chaque région comme illustré sur la figure 7.2.

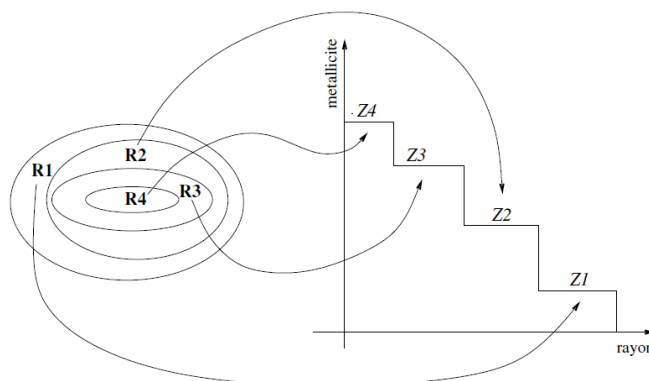


FIGURE 7.2 : Calcul des gradients de métallicité, figure extraite de la thèse de Julien Queyrel (2010).

7.2 Résultats

En utilisant la méthode expliquée dans la section précédente, nous avons pu déterminer les gradients de métallicité pour 9 galaxies du deuxième échantillon MASSIV.

Les autres galaxies de l'échantillon présentent un rapport signal sur bruit insuffisant pour mesurer le flux $[\text{N II}]\lambda 6584$ dans plusieurs régions ou bien ont des résidus dus à la soustraction des raies du ciel trop important pour pouvoir mesurer les flux.

Les valeurs de ces gradients sont indiquées dans la table 7.1. Les figures 7.3, 7.4, 7.5, 7.6, 7.7, 7.8, 7.9, 7.10 et 7.11 représentent, à leur gauche, les cartes de flux $\text{H}\alpha$ à partir desquelles les régions ont été définies.

Les chiffres indiqués sur chaque pixel indiquent l'appartenance de ce pixel à une région. Sur la droite de ces figures sont représentées les valeurs des métallicités mesurées pour chacune de ces régions avec leur erreur associée.

La ligne bleue représente le meilleur ajustement du gradient de métallicité et la partie grisée représente l'erreur à 3σ sur ce gradient. Pour effectuer cet ajustement, nous avons effectué une régression linéaire tenant compte des erreurs sur chacune des valeurs de la métallicité.

On peut remarquer que pour quatre de ces galaxies, nous avons pu mesurer les métallicités pour seulement deux régions et pour les cinq autres, dans trois régions seulement. Ceci s'explique par le fait que le rapport signal sur bruit de ces galaxies est en moyenne plus faible que pour les galaxies du premier échantillon.

ID	Z (dex)	ΔZ (dex/kpc)
020218856	$8,27 \pm 0,14$	$-0,0182 \pm 0,0139$
910163602	$8,73 \pm 0,05$	$-0,0029 \pm 0,0052$
910195041	$8,65 \pm 0,06$	$-0,0468 \pm 0,0114$
910207502	$8,61 \pm 0,05$	$-0,0118 \pm 0,0118$
910247797	$8,28 \pm 0,20$	$-0,0105 \pm 0,0189$
910279755	$8,42 \pm 0,10$	$-0,0116 \pm 0,0072$
910337228	$8,23 \pm 0,30$	$+0,1361 \pm 0,0912$
910340496	$8,60 \pm 0,18$	$+0,0231 \pm 0,0045$
910370574	$8,28 \pm 0,08$	$+0,0021 \pm 0,0097$

TABLE 7.1 : Métallicités intégrées et gradients de métallicité pour les galaxies du deuxième échantillon de MASSIV.

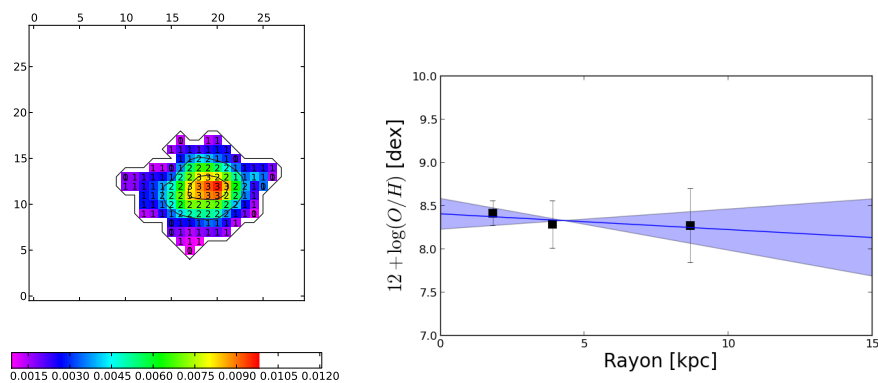


FIGURE 7.3 : Galaxie 020218856, à gauche, carte de flux H α , en 10^{-15} ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$, à droite, gradient de métallicité.

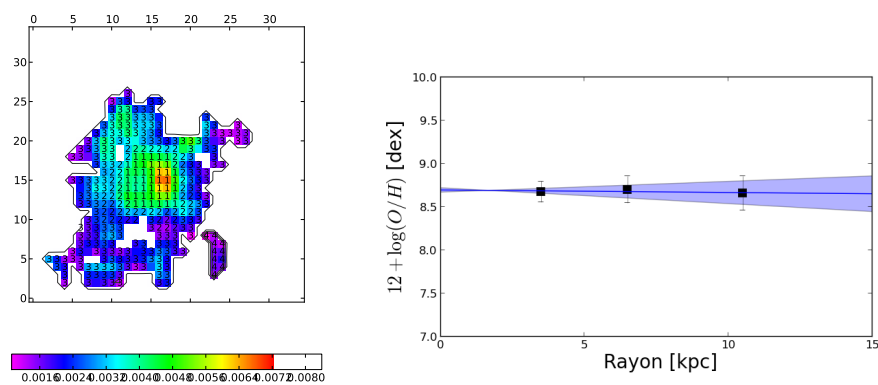


FIGURE 7.4 : Galaxie 910163602, à gauche, carte de flux H α , en 10^{-15} ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$, à droite, gradient de métallicité.

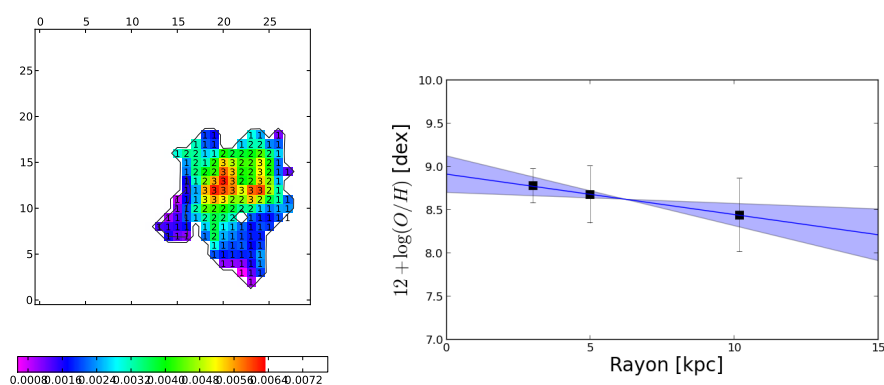


FIGURE 7.5 : Galaxie 910195041, à gauche, carte de flux H α , en 10^{-15} ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$, à droite, gradient de métallicité.

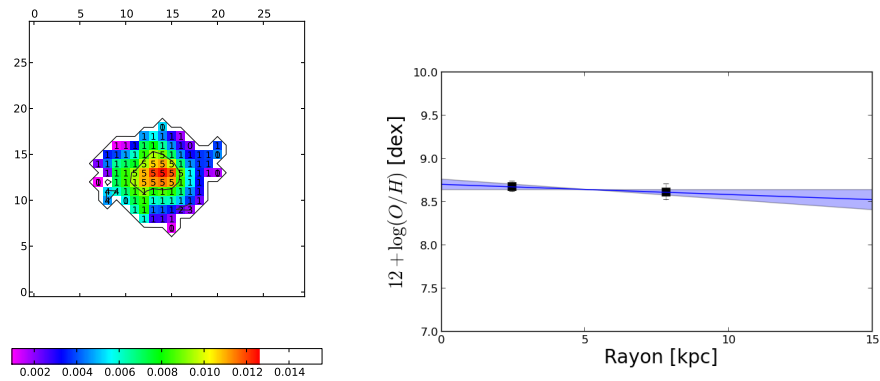


FIGURE 7.6 : Galaxie 910207502, à gauche, carte de flux H α , en 10^{-15} ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$, à droite, gradient de métallicité.

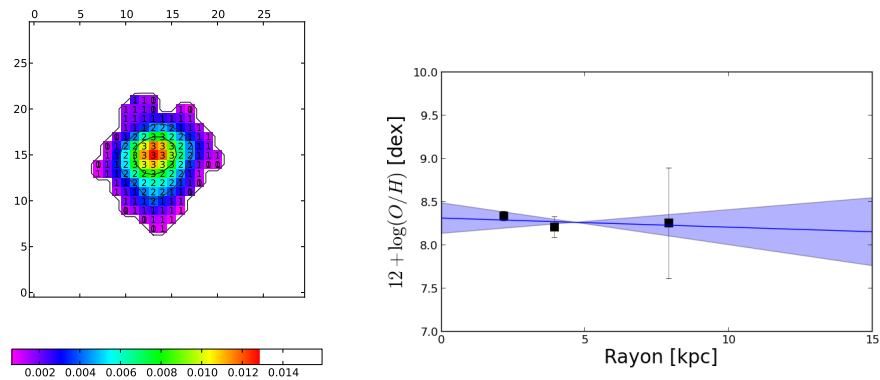


FIGURE 7.7 : Galaxie 910247797, à gauche, carte de flux H α , en 10^{-15} ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$, à droite, gradient de métallicité.

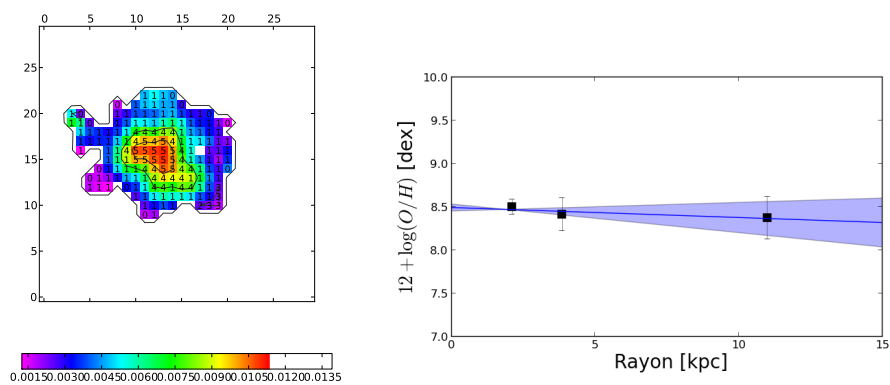


FIGURE 7.8 : Galaxie 910279755, à gauche, carte de flux H α , en 10^{-15} ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$, à droite, gradient de métallicité.

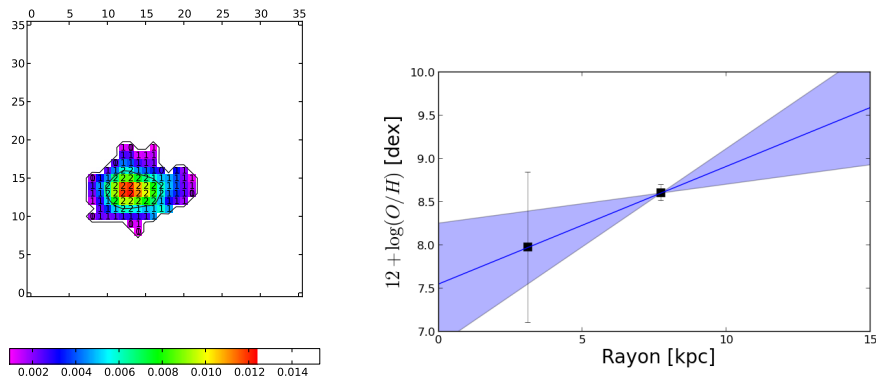


FIGURE 7.9 : Galaxie 910337228, à gauche, carte de flux H α , en 10^{-15} ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$, à droite, gradient de métallicité.

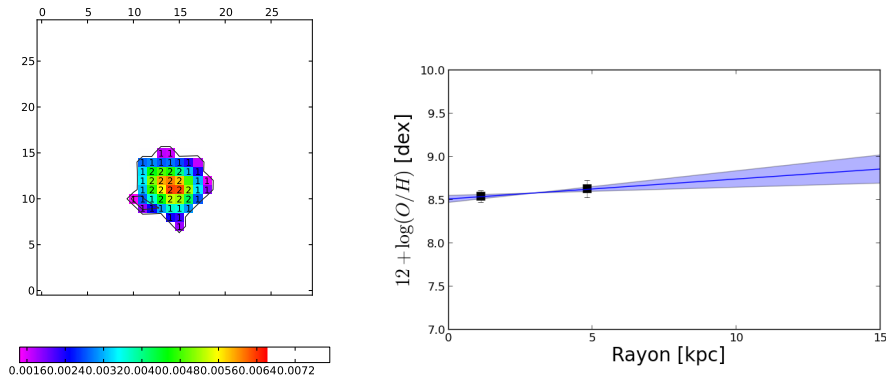


FIGURE 7.10 : Galaxie 910340496, à gauche, carte de flux H α , en 10^{-15} ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$, à droite, gradient de métallicité.

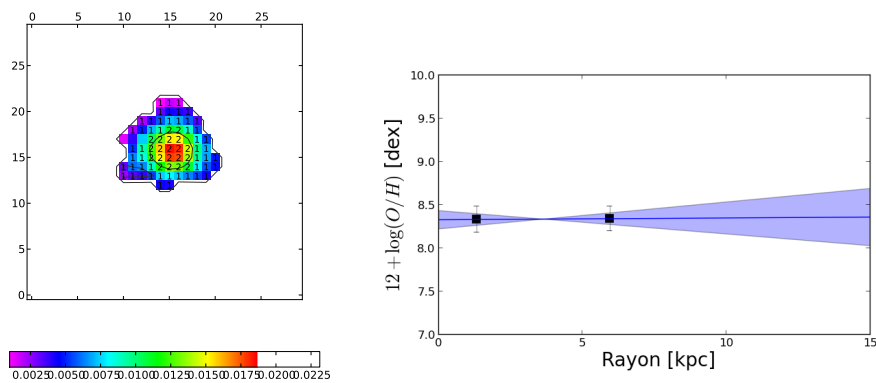


FIGURE 7.11 : Galaxie 910370574, à gauche, carte de flux H α , en 10^{-15} ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$, à droite, gradient de métallicité.

La fraction de gradients positifs est aussi un paramètre important. Nous avons ici trois galaxies sur neuf avec un gradient positif, soit un tiers des galaxies. Malheureusement, ce sont toutes des galaxies pour lesquelles nous n'avons pu calculer la métallicité que dans deux régions.

Parmi les neuf gradients des galaxies du deuxième échantillon, cinq ont un niveau de confiance suffisant ($> 1\sigma$) pour confirmer leur signe, deux sont positifs et trois négatifs.

La figure 7.12 représente les gradients de métallicité en fonction de la métallicité intégrée des galaxies pour les galaxies de cette thèse et celles étudiées par Queyrel *et al.* (2012); Queyrel (2010).

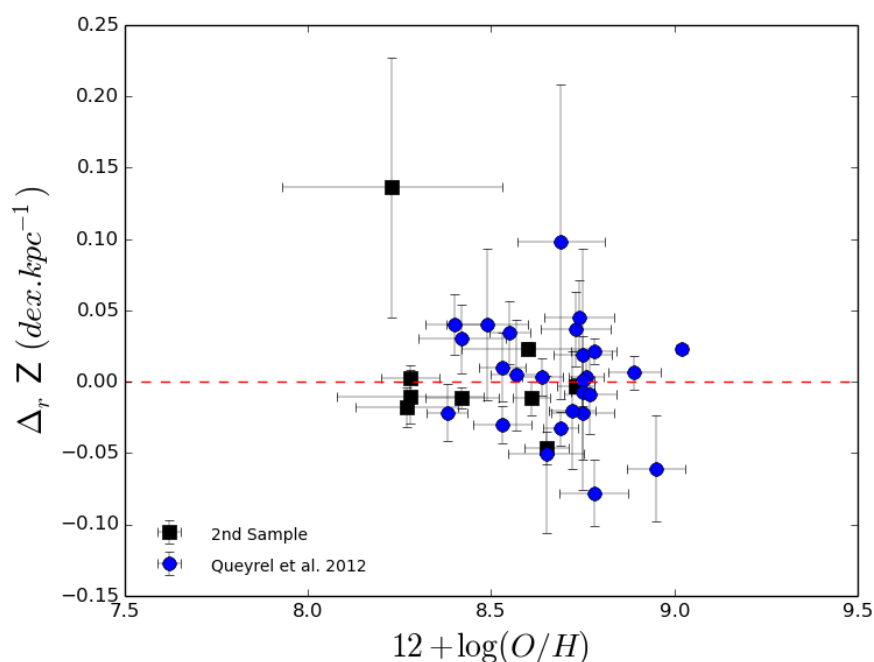


FIGURE 7.12 : Gradients de métallicité des galaxies du premier et du deuxième échantillon de MASSIV.

Un pourcentage de gradients positifs supérieur à celui-ci avait été trouvé lors de l'étude du premier échantillon (Queyrel *et al.*, 2012). Dans ce premier échantillon, des gradients ont pu être calculés pour 26 galaxies et 57% d'entre elles présentaient un gradient positif (voir section 5.2.3). Seules 12 galaxies parmi les 26 présentaient un gradient avec un niveau de confiance suffisant, parmi celles-ci, sept ont des gradients positifs.

En combinant les deux échantillons, on obtient donc 35 galaxies avec des gradients dont 19 positifs dont 9 ayant un niveau de confiance suffisant, cela représente un pourcentage important des galaxies. Au moins 25% des galaxies ont donc un gradient positif.

Un pourcentage aussi élevé n'est pas encore très bien compris et n'est pas du tout observé pour l'univers local (voir section 5.2.3), mais un pourcentage encore plus élevé a été trouvé à plus grand redshift (Troncoso *et al.*, 2014).

De plus, ces résultats sont en accord avec les simulations hydrodynamiques réalisées récemment (Michel-Dansac *et al.*, 2014) mais aussi avec d'autres observations récentes (Lee *et al.*, 2004; Kewley *et al.*, 2006) comme discuté dans la section 2.3.3.

7.2.1 Influence de l'environnement proche

La figure 7.13 montre la répartition des gradients de métallicité en fonction de la métallicité intégrée des galaxies MASSIV, représentées différemment selon leur environnement proche. Les galaxies en interaction sont représentées par les ronds bleus et les galaxies isolées par les carrés rouges. On constate que la métallicité médiane des galaxies en interaction est de 8,47 avec une dispersion de 0,21 alors qu'elle est de $8,69 \pm 0,17$ pour les galaxies isolées. Cette différence de valeur de métallicité intégrée entre les galaxies en interaction et isolée a déjà été observée et discutée lors de l'analyse des propriétés intégrées de l'échantillon MASSIV (voir chapitre 6). Mais une autre différence peut aussi être observée à partir des gradients de métallicité. La valeur médiane du gradient de métallicité est différente pour les galaxies en interaction et pour les galaxies isolées. Elle est de 0,020 avec une dispersion autour de cette valeur de 0,049 pour les galaxies en interaction et de $-0,003 \pm 0,031$ pour les galaxies isolées. Ce résultat confirme la tendance trouvée lors de l'étude du premier échantillon (Queyrel *et al.*, 2012).

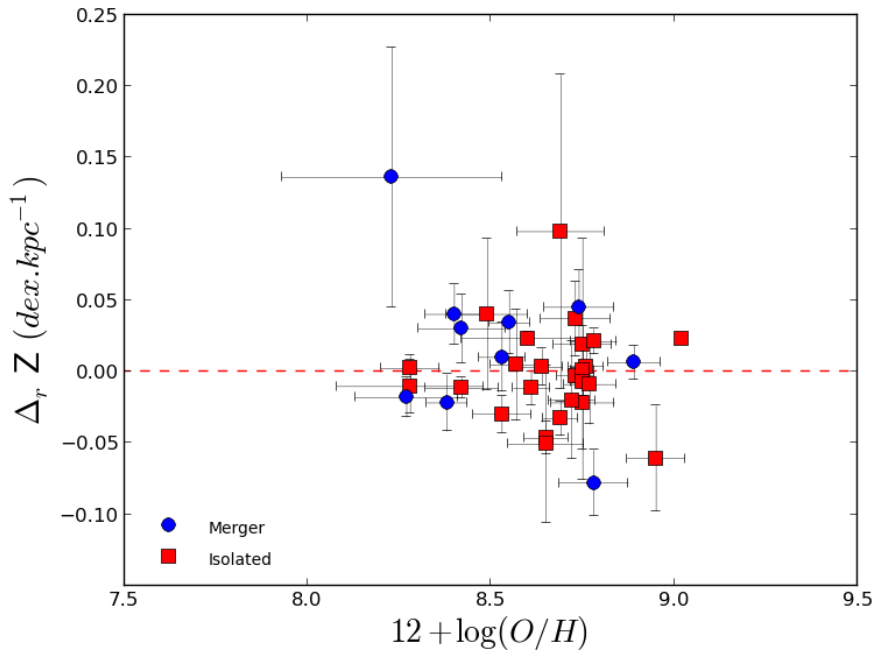


FIGURE 7.13 : Gradients de métallicité des galaxies MASSIV en interaction et isolées.

Bien que la dispersion des galaxies autour de ces valeurs moyennes est importante, le fait de trouver une valeur médiane positive pour les gradients de métallicité des galaxies en interaction, nous permet de conclure que les interactions jouent très certainement un rôle dans l’aplatissement des gradients de métallicité et aussi dans l’inversion de ces gradients vers des gradients positifs comme l’ont suggéré Werk *et al.* (2010, 2011); Rupke *et al.* (2010) et que c’est un phénomène relativement courant aux redshifts étudiés ici.

Bien sûr, cette observation n’exclut pas la possibilité que certains gradients positifs soient dus à d’autres processus tels que les mélanges de gaz entre les régions centrales dans lesquelles sont produits les métaux et les régions périphériques ou encore les éjections de gaz hors de la galaxie par des supernovæ ou autres vents galactiques.

7.2.2 Influence de la cinématique

La cinématique des galaxies ne semble pas, quant à elle, influencer les gradients de métallicité. La figure 7.14 représente les gradients de métallicité des galaxies en fonction de leur métallicité intégrée et de leur cinématique. Les galaxies en rotation ont une métallicité médiane de $8,61 \pm 0,17$ et un gradient médian de $0,004 \pm 0,037$ alors que les galaxies ne présentant pas de rotation ont une métallicité médiane de $8,69 \pm 0,20$ et un gradient médian de $-0,003 \pm 0,041$.

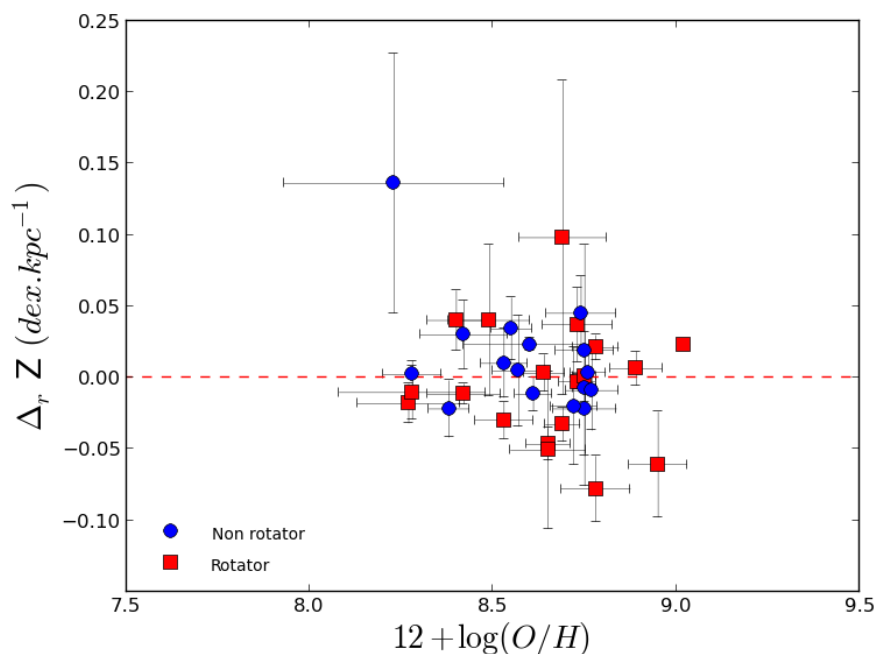


FIGURE 7.14 : Gradients de métallicité des galaxies MASSIV en rotation et sans rotation.

7.2.3 Influence de la masse stellaire

Des études récentes se sont intéressées aux relations qui pourraient exister entre la valeur du gradient de métallicité et d'autres paramètres comme la masse stellaire des galaxies. Une analyse de galaxies à redshift $\sim 1 - 1,5$ observées avec KMOS (Stott *et al.*, 2013) montre que les gradients de métallicité s'aplatissent pour les galaxies ayant de plus faibles taux spécifiques de formation d'étoiles, mais ne trouve aucune corrélation avec les masses stellaires alors que l'étude de galaxies à $3 < z < 5$ réalisée par Troncoso *et al.* (2014) ne trouve aucune corrélation entre les gradients de métallicité et leur masse stellaire, leur taux de formation d'étoiles ou encore leur taux spécifique de formation d'étoiles.

La figure 7.15 montre les gradients de métallicité des galaxies MASSIV en fonction de leur masse stellaire. Nous avons calculé les valeurs médianes des gradients de métallicité ainsi que de leurs valeurs absolues pour trois intervalles de masses et nous avons trouvé des valeurs semblables pour ces trois intervalles, à savoir ~ 0 pour les valeurs médianes des gradients et $\sim 0,025$ pour les médianes des valeurs absolues. Il ne semble donc pas y avoir de corrélation entre les gradients de métallicité et la masse stellaire.

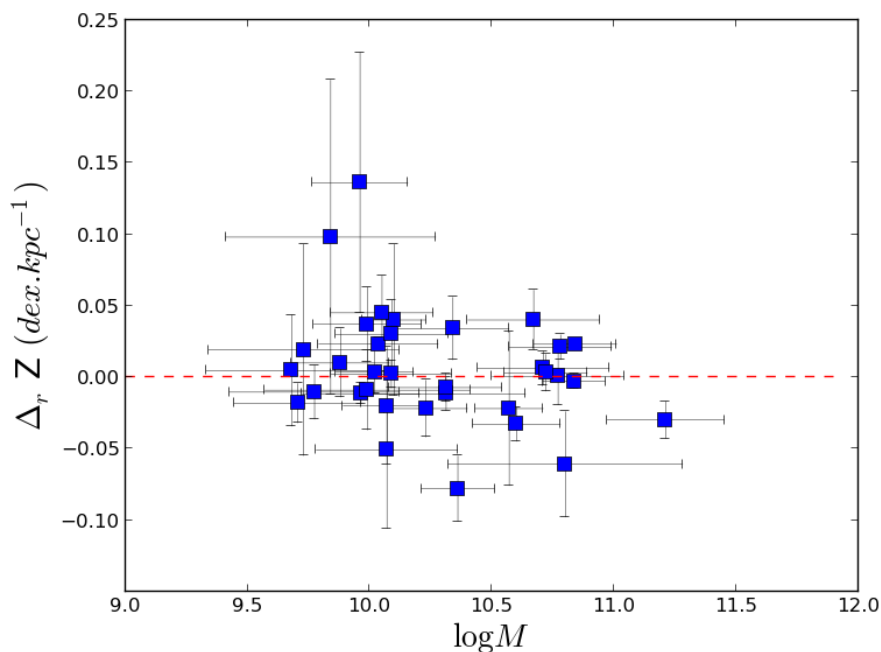


FIGURE 7.15 : Gradients de métallicité des galaxies MASSIV en fonction de leur masse stellaire.

7.2.4 Influence du taux spécifique de formation d'étoiles

Comme nous l'avons évoqué dans le paragraphe précédent, certaines études, comme celle de Stott *et al.* (2013), montrent une corrélation entre le taux spécifique de formation d'étoiles et le gradient de métallicité des galaxies. Nous nous sommes donc intéressés à cette question. La figure 7.16 représente les gradients de métallicité des galaxies MASSIV en fonction du taux spécifique de formation d'étoiles (sSFR). Nous n'observons aucune corrélation entre ces deux quantités. Pour nous en assurer, nous avons calculé les valeurs médianes des gradients de métallicité ainsi que de leurs valeurs absolues pour différents intervalles de sSFR. Comme pour les intervalles de masses, nous ne trouvons pas d'évolution avec le sSFR.

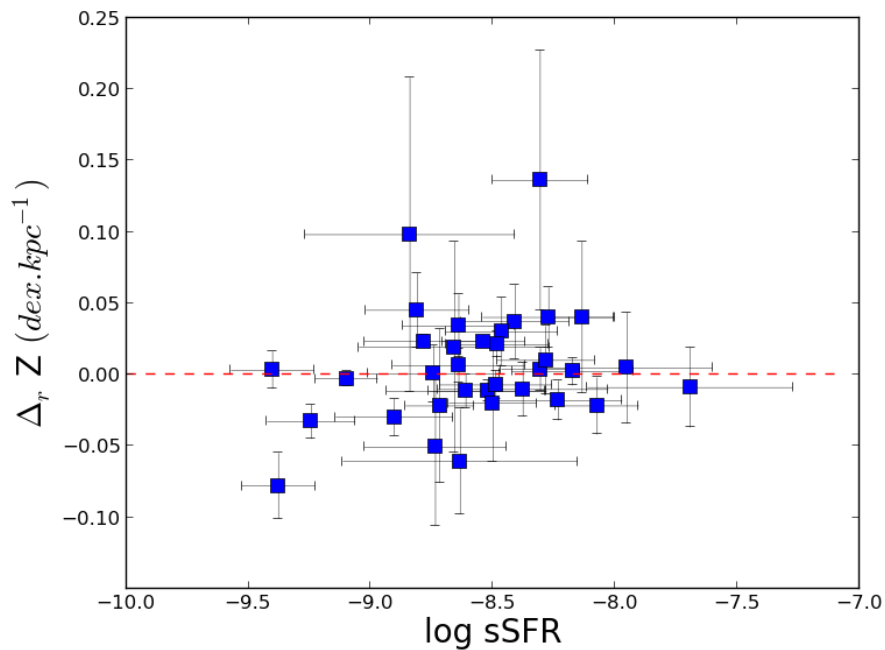


FIGURE 7.16 : Gradients de métallicité des galaxies MASSIV en fonction de leur taux spécifique de formation d'étoiles (sSFR).

7.3 Discussion

Pour le second échantillon MASSIV, nous avons pu calculer les gradients de métallicité de neuf galaxies. Parmi ces neuf galaxies, seules cinq ont des gradients mesurés avec un niveau de confiance suffisant ($> 1\sigma$), trois avec des gradients négatifs et deux avec des gradients positifs, dont une en interaction.

Pour le premier échantillon, sept galaxies montraient un gradient de métallicité positif parmi douze galaxies avec le même niveau de confiance.

Pour l'échantillon total, nous avons donc mesuré neuf galaxies avec des gradients positifs avec un niveau de confiance suffisant sur 35 galaxies pour lesquelles nous avons un gradient, ce qui représente $\sim 25\%$ de l'échantillon. L'étude du deuxième échantillon MASSIV confirme donc la tendance déjà observée lors de l'étude du premier échantillon (Queyrel *et al.*, 2012). Les gradients positifs sont donc bien plus courants dans la gamme de redshifts entre 1 et 2 que dans l'univers local.

Parmi les neuf galaxies présentant un gradient positif, cinq ont été classifiées comme étant en interaction. Cette proportion importante de galaxies en interaction semble indiquer que les fusions de galaxies sont bien une explication à l'inversion des gradients de métallicité des galaxies durant cette époque cosmique. Cette observation est renforcée par les simulations hydrodynamiques montrant des inversions de gradients dans les galaxies en interaction à de semblables redshifts (Michel-Dansac *et al.*, 2014).

Par ailleurs, le fait que quatre de ces galaxies ne montrent pas de signes d'interaction indique que d'autres processus peuvent aussi inverser les gradients de métallicité. L'accrétion de gaz froid et pauvre en métaux le long de filaments cosmiques pourrait donc aussi jouer un rôle, comme cela semble être le cas à plus grand redshift (Cresci *et al.*, 2010).

Nos résultats semblent aussi indiquer qu'il n'y a pas de dépendance significative des valeurs des gradients de métallicité avec les masses stellaires des galaxies ni avec les taux spécifiques de formation d'étoiles. Cette observation a aussi été réalisée pour d'autres échantillons de galaxies, par exemple par Troncoso *et al.* (2014).

Ces résultats, bien qu'à interpréter avec précaution, ouvrent la porte à d'autres études sur les gradients de métallicité. Les nouveaux et futurs instruments permettront certainement d'observer un plus grand nombre de galaxies à de tels redshifts et avec une plus grande précision dans les données.

Chapitre 8

Analyse de simulations

Sommaire

8.1	Méthodologie	110
8.1.1	Zooms de simulations cosmologiques	111
8.1.2	Cubes de données du type MASSIV	111
8.1.3	Calcul des gradients de métallicité	111
8.2	Résultats	112
8.2.1	Cartes de métallicité	112
8.2.2	Gradients de métallicité	114
8.2.3	Métallicité en fonction du rapport signal sur bruit et de la résolution	123
8.3	Observations et discussion	128

Dans le cadre de l'analyse des galaxies MASSIV, nous avons mesuré une grande proportion de gradients de métallicité positifs dans le premier échantillon (Queyrel *et al.*, 2012, voir section 5.2.3) et dans le second (voir chapitre 7).

Comme nous l'avons vu dans la section 2.3.3, des gradients positifs sont rarement observés dans l'univers local (Werk *et al.*, 2010) mais semblent être plus courants à plus grands redshifts (Cresci *et al.*, 2010).

Afin de comprendre et d'interpréter au mieux ces gradients positifs, deux analyses sont nécessaires :

1. améliorer notre compréhension des processus physiques impliqués dans les galaxies, en observant et en étudiant un plus large échantillon ou en observant un même échantillon à différentes longueurs d'onde pour mesurer la métallicité grâce à d'autres raies d'émission,
2. améliorer notre compréhension des effets observationnels qui interviennent dans la détermination des gradients.

L'objectif du travail présenté dans ce chapitre est d'améliorer notre compréhension des effets de résolution et du rapport signal sur bruit sur la détermination des gradients de métallicité en étudiant des galaxies du même type que celles du projet MASSIV provenant de simulations réalistes et transformées en données comme si elles avaient été observées avec SINFONI.

8.1 Méthodologie

Nous avons décidé d'analyser 3 galaxies simulées avec une grande précision à un redshift de 1,3 afin de correspondre le plus possible aux galaxies du projet MASSIV. Des cubes de données ressemblant à ceux de SINFONI ont été produits à partir de ces simulations à quatre différentes résolutions et 5 différents niveaux de bruit.

Nous avons choisi les résolutions suivantes : 0,15", 0,50", 0,65" et 0,85" car elles correspondent aux résolutions de SINFONI. La première correspond à la meilleure résolution atteignable par SINFONI pour des observations assistées de l'optique adaptative, la deuxième, à la meilleure résolution de l'échantillon MASSIV, la troisième à la résolution médiane de MASSIV, et la quatrième à la moins bonne résolution de MASSIV.

Les niveaux de bruit choisis sont les suivants : pas de bruit, rapport signal sur bruit (S/N) de 10, de 8, de 5 et de 3. Afin d'obtenir les cubes bruités, nous avons ajouté un bruit gaussien dans les cubes simulés non bruités avec l'intensité correspondante pour avoir le rapport signal sur bruit souhaité. Le niveau de signal a été calculé comme étant la valeur médiane du signal autour de la raie H α sur tous les pixels appartenant à la galaxie.

L'avantage de travailler de cette façon, avec des galaxies simulées, est que nous connaissons exactement les processus impliqués dans l'évolution des galaxies et que nous avons des galaxies présentant un gradient réaliste. Par contre, nous n'avons que 3 galaxies différentes avec une seule réalisation de bruit pour chaque S/N pour chacune des galaxies.

8.1.1 Zooms de simulations cosmologiques

Nous avons travaillé sur trois galaxies simulées qui sont des zooms cosmologiques de la simulation RAMSES. RAMSES est une simulation hydrodynamique à affinage de réseau adaptatif (*Adaptive Mesh Refinement* ou AMR en anglais). Un traitement de l'enrichissement chimique a été ajouté à celle-ci pour produire les galaxies que nous avons étudiées afin d'avoir des gradients réalistes.

RAMSES est une simulation basée sur une grille avec un affinage de réseau adaptatif. Ceci signifie que la résolution spatiale de la simulation peut être améliorée localement en utilisant un enchevêtrement de grilles avec des cellules progressivement plus petites. Cette simulation utilise un solveur à N-corps décrivant la composante stellaire à l'aide de particules sans collision et un module hydrodynamique pour calculer les propriétés du gaz comme l'histoire thermique (Teyssier, 2002). Pour ce travail, un code chimico-dynamique a été rajouté à RAMSES pour générer une évolution cohérente des propriétés chimiques et hydrodynamiques des galaxies. Le code résultant s'appelle RAMSES-CH (Few *et al.*, 2012).

Ce genre de simulations présentent plusieurs avantages, notamment leur rapidité et leur relative simplicité, mais ont aussi des désavantages tels que la résolution limitée à la taille du réseau.

8.1.2 Cubes de données du type MASSIV

Les galaxies étudiées ici sont des instantanés de la même galaxie à différents moments de son évolution qui a été déplacée ensuite à un redshift de 1, 3.

Le premier cas est donc cette galaxie avant toute interaction. Il s'agit d'un disque isolé en rotation avec un gradient de métallicité négatif ($\sim -0.07dex/kpc$).

La deuxième galaxie est la galaxie après une fusion avec un gradient positif ou plat (en fonction de la projection utilisée).

Le troisième système est une fusion majeure en cours avec deux composantes ayant des gradients de métallicité négatifs ($\sim -0.07dex/kpc$ pour la première composante et $\sim -0.03dex/kpc$ pour la seconde). Toutes les galaxies ont des masses stellaires comprises entre 10^{10} et $10^{10.5} M_{\odot}$.

8.1.3 Calcul des gradients de métallicité

Le but de ce travail étant de connaître au mieux les effets de la résolution et du bruit sur la détermination des gradients de métallicité, nous avons analysé les galaxies comme les galaxies MASSIV (Queyrel *et al.*, 2012). Les cartes de flux $H\alpha$ ont été générées à l'aide des routines IDL développées par Benoît Epinat (Epinat *et al.*, 2012) et les gradients ont été calculés avec le programme développé par Julien Queyrel (voir section 7.1) légèrement modifié afin de fonctionner avec les données simulées. Ceci implique de fonctionner sans spectre du ciel, et parfois, sans bruit dans le cube de données...

Nous avons calculé les métallicités en utilisant pour chaque cas la calibration de Pérez-Montero & Contini (2009) basée sur les flux $H\alpha$ et $[\text{N II}]\lambda 6584$ calculés pour des régions concentriques déterminées par des iso contours sur la carte de flux $H\alpha$. Pour chaque zone, nous avons calculé un spectre intégré en intégrant les spectres de tous les pixels des zones concernées. Puis nous avons mesuré les flux des raies $H\alpha$ et $[\text{N II}]\lambda\lambda 6548, 6584$ grâce à un ajustement gaussien des deux raies sur le spectre intégré. Grâce à cette méthode nous avons obtenu un rapport signal sur bruit plus important et nous avons pu estimer la variation de la métallicité avec la distance au centre de la galaxie.

8.2 Résultats

8.2.1 Cartes de métallicité

Nous avons pu produire des cartes de métallicités en divisant la carte de la raie $[\text{N II}]\lambda 6584$ par celle de la $H\alpha$. Cela nous a fourni une valeur de la métallicité pour chaque pixel. Malheureusement, cette méthode ne peut être employée que pour des données sans bruit ou avec un rapport signal sur bruit élevé. En effet, si le bruit est trop important certains pixels n'ont pas suffisamment de signal, ne permettant pas d'obtenir une valeur significative de la métallicité.

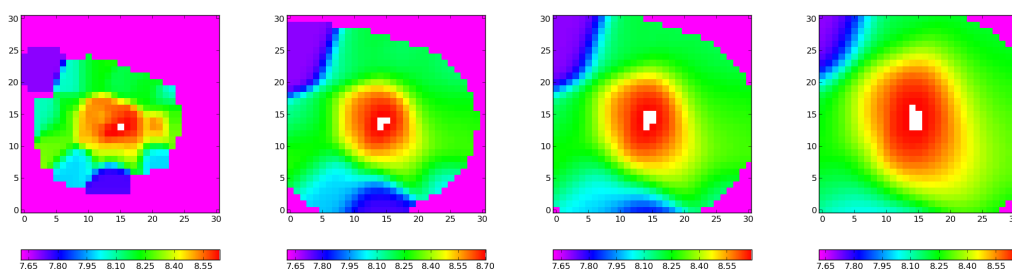


FIGURE 8.1 : Cartes de métallicité du disque isolé en rotation, la résolution varie de gauche à droite : 0,15'' ; 0,50'' ; 0,65'' ; 0,85''. La métallicité a été calculée en utilisant la calibration Pérez-Montero & Contini (2009) pour chaque pixel et est représentée selon les couleurs sur l'échelle en dessous des cartes dans les unités de $12 + \log(O/H)$.

Pour la première galaxie, le disque isolé en rotation, la répartition de la métallicité dans la galaxie est presque circulaire (voir figure 8.1), cela explique pourquoi nous pouvons calculer plus précisément les gradients même à de moins bonnes résolutions et avec moins de signal (voir section 8.2.2). Pour de telles galaxies, le concept de gradient est vraiment approprié, car la métallicité varie presque uniformément avec le rayon dans toutes les directions.

Pour la deuxième galaxie, la galaxie post-fusion (voir figure 8.2), la répartition de la métallicité n'est clairement pas circulaire. Elle dépend fortement de la projection de la galaxie, car sa métallicité n'a pas une distribution angulaire uniforme.

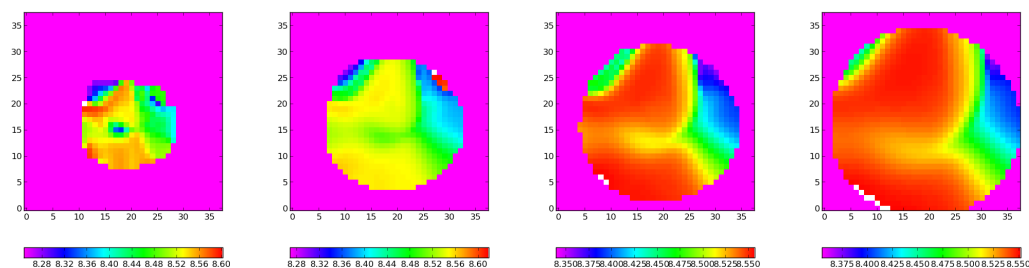


FIGURE 8.2 : Cartes de métallicité de la galaxie post-fusion, la résolution varie de gauche à droite : 0,15'' ; 0,50'' ; 0,65'' ; 0,85''. La métallicité a été calculée en utilisant la calibration Pérez-Montero & Contini (2009) pour chaque pixel et est représentée selon les couleurs sur l'échelle en dessous des cartes dans les unités de $12 + \log(O/H)$.

Par conséquent, la structure complexe de cette carte ne se retrouvera pas dans les gradients calculés avec notre méthode. La valeur du gradient pourrait être moins significative et plus difficile à évaluer avec l'augmentation du bruit et la détérioration de la résolution pour de telles galaxies.

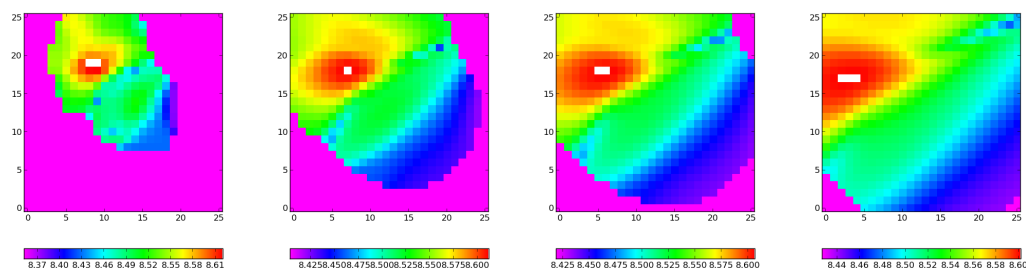


FIGURE 8.3 : Cartes de métallicité du système en interaction, la résolution varie de gauche à droite : 0,15'' ; 0,50'' ; 0,65'' ; 0,85''. La métallicité a été calculée en utilisant la calibration Pérez-Montero & Contini (2009) pour chaque pixel et est représentée selon les couleurs sur l'échelle en dessous des cartes dans les unités de $12 + \log(O/H)$.

Pour le système en interaction (voir figure 8.3), les métallicités des deux composantes peuvent être difficiles à séparer. Le gradient n'aura donc une réelle signification uniquement si nous pouvons dissocier de façon certaine les deux composantes. Si ce n'est pas le cas, cela peut mener au calcul de faux gradients positifs ou plats.

8.2.2 Gradients de métallicité

Disque en rotation

La figure 8.4 représente les cartes $H\alpha$ pour le disque en rotation à différentes résolutions (la résolution se dégrade en allant de gauche à droite) et à différents rapports signal sur bruit (le rapport diminue en allant du haut vers le bas). Ces cartes sont utilisées pour déterminer les zones dans lesquelles les spectres sont intégrés. Une fois intégrés, ces spectres sont utilisés pour calculer la métallicité et le rayon moyen de chaque zone. Puis à partir de ces métallicités et des rayons moyens, nous calculons les gradients.

Dans cette représentation, nous pouvons voir que la structure détaillée de la galaxie disparaît quand la résolution diminue. Nous n’observons plus à la résolution $0,50''$ les régions de faibles brillances de surface que nous pouvions observer à la résolution $0,15''$. Mais pour une résolution donnée, ces détails sont conservés, mais légèrement dilués avec l’augmentation du bruit.

La figure 8.5 représente les valeurs de métallicités et leurs erreurs associées pour différentes zones et donc pour différents rayons. Pour chaque zone, la pente de l’ajustement linéaire de ces points est la valeur du gradient de métallicité de la galaxie.

La première ligne de la figure 8.5 représente un cas idéal de données à différentes résolutions et sans bruit. L’absence de bruit permet de déterminer la métallicité parfaitement dans toutes les régions de la galaxie. Par conséquent, nous pouvons observer uniquement l’influence de la résolution.

Le gradient à la meilleure résolution est $-0,0594$ dex/kpc, cette valeur est proche du gradient « intrinsèque » de -0.07 dex/kpc calculé à partir de la simulation. La résolution $0,15''$ correspond plus ou moins à l’échantillonnage spatial de SINFONI qui est de $0,125''$.

Avec l’augmentation régulière de la valeur de la résolution allant de $0,15''$ jusqu’à $0,85''$, le gradient devient de plus en plus plat atteignant une valeur de $-0,0307$ dex/kpc. À cause de la dilution du signal sur plusieurs pixels, les zones ont un rayon plus large, comme nous l’avons vu dans la carte $H\alpha$ correspondante (figure 8.4), et par conséquent les gradients deviennent de plus en plus plats.

Dans la première colonne, nous observons l’influence du bruit sur la détermination du gradient. Comme nous l’avons vu, les gradients dépendent fortement du calcul de la métallicité dans chaque zone, cette dépendance est accentuée à plus haute résolution où il n’y a que trois régions et non plus quatre.

Le calcul de la métallicité dans chaque zone dépend du tirage aléatoire du bruit que nous analysons et de la manière dont les régions sont déterminées. Donc même si généralement les gradients se dégradent quand le bruit augmente, nous pouvons trouver des cas où le gradient est plus proche de la valeur correcte pour un rapport signal sur bruit plus bas. Par exemple à la résolution $0,15''$ le gradient est plus plat avec un rapport signal sur bruit égal à 10 qu’avec un rapport signal sur bruit égal à 3. Néanmoins, les erreurs sur les gradients sont plus élevées quand le bruit est plus élevé.

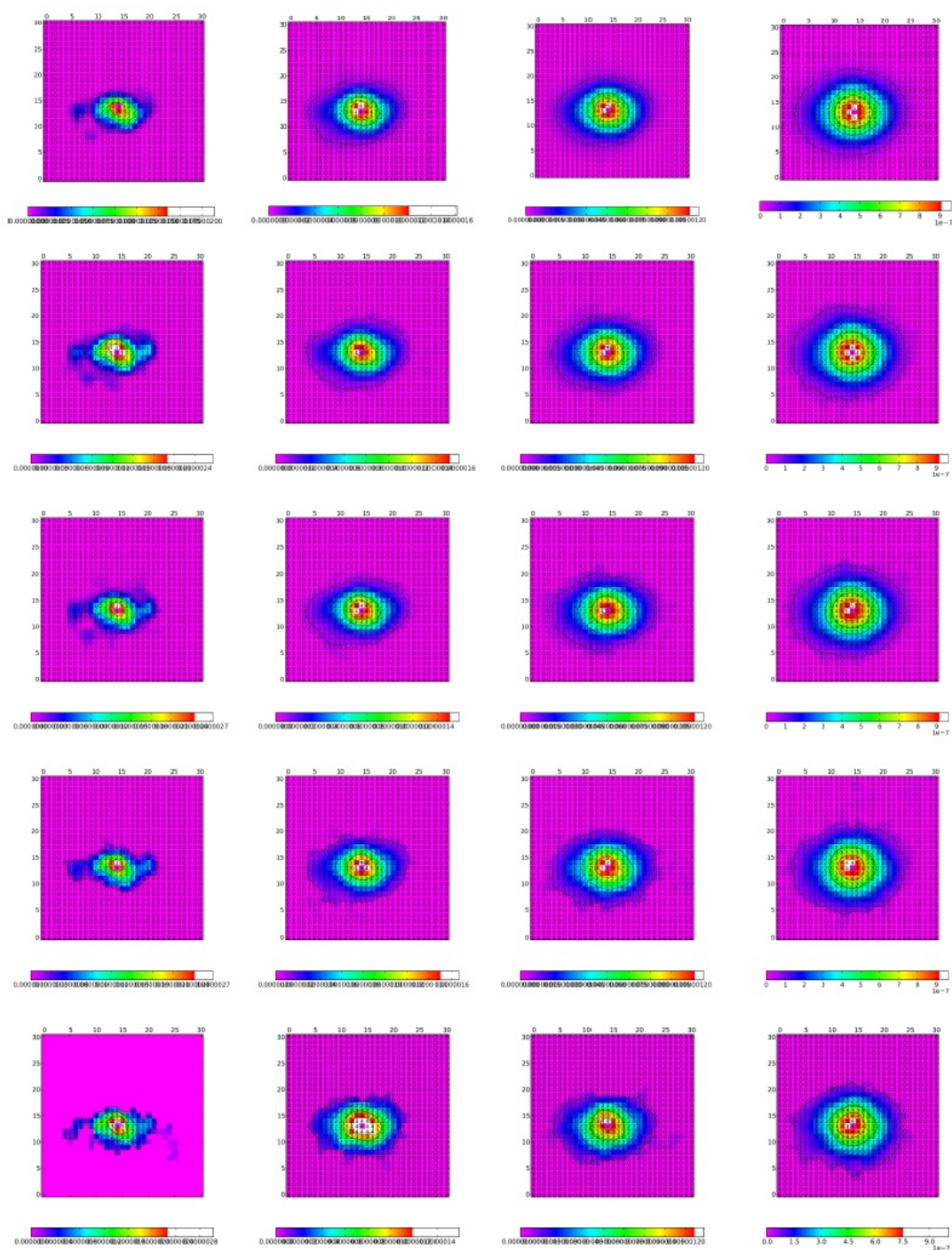


FIGURE 8.4 : Cartes H α pour le disque en rotation à différents rapports de signal sur bruit et différentes résolutions. De haut en bas : pas de bruit, S/N = 10, S/N = 8, S/N = 5 et S/N = 3. De gauche à droite, résolution : 0,15'' ; 0,50'' ; 0,65'' et 0,85''.

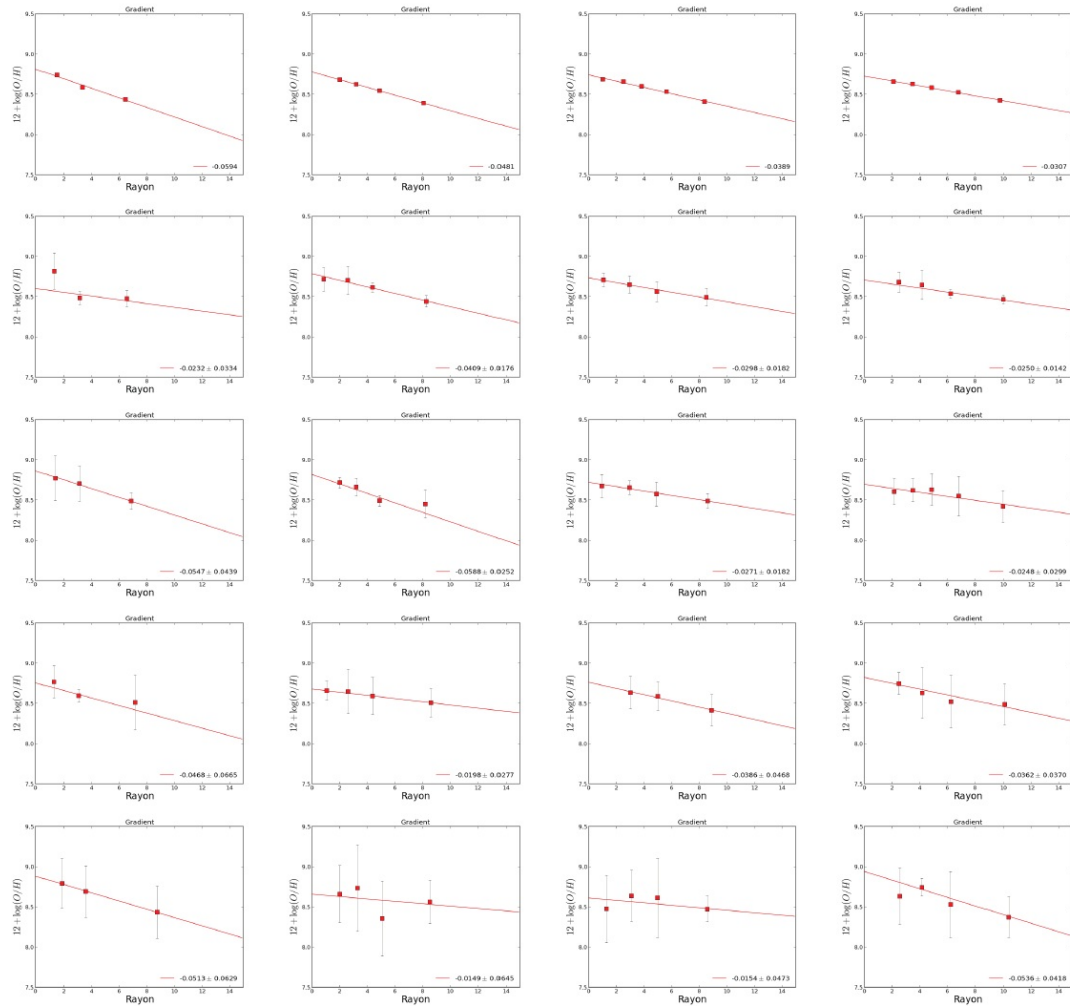


FIGURE 8.5 : Gradients de métallicité pour le disque en rotation à différents rapports de signal sur bruit et différentes résolutions. De haut en bas : pas de bruit, $S/N = 10$, $S/N = 8$, $S/N = 5$ et $S/N = 3$. De gauche à droite, résolution : $0,15''$; $0,50''$; $0,65''$ et $0,85''$.

Post-fusion

La figure 8.6 représente la carte $H\alpha$ et les différentes régions pour la galaxie en état de post-fusion. Nous remarquons, sur la première ligne, la même dilution du signal et la perte des structures détaillées comme les queues plus pâles de la galaxie que nous voyons sur la première carte.

Quand le bruit augmente, cela devient beaucoup plus difficile de détecter la galaxie et même si nous la détectons, il n'y a pas assez de pixels pour distinguer au moins deux zones. Par conséquent, il n'est pas possible de calculer des gradients de métallicité. Pour les autres résolutions, l'ajout du bruit ne change pas significativement les cartes.

La figure 8.7 montre les gradients de métallicité pour toutes les résolutions et tous les niveaux de bruit dans le cas de la galaxie post-fusion. Le gradient intrinsèque de cette galaxie est plat, voire positif. Or nous trouvons des gradients positifs sur la première ligne c'est-à-dire dans les cas sans bruit, et ce pour toutes les résolutions même s'il s'aplatit légèrement pour les moins bonnes résolutions.

À la meilleure résolution, puisque la galaxie est intrinsèquement petite, nous ne pouvons définir que deux régions, ce qui nous donne seulement deux points pour déterminer le gradient. Ceci n'est pas suffisant pour effectuer un ajustement linéaire pertinent.

Avec l'augmentation du bruit, nous ne pouvons plus déterminer les gradients pour des résolutions de $0,15''$ car le bruit réduit la surface de la galaxie.

Pour la deuxième colonne, nous pouvons définir seulement deux zones, ce qui nous donne seulement deux points pour calculer les gradients. Par conséquent, leurs valeurs dépendent pour beaucoup du tirage aléatoire du bruit. Pour les autres cas, il semble qu'il n'y ait pas de variation régulière avec le bruit, mais un léger aplatissement du gradient avec la résolution.

La principale conclusion que nous pouvons tirer des figures 8.6 et 8.7 est que le gradient de métallicité est moins précisément déterminé pour des systèmes complexes tels que des systèmes post-fusions que pour des disques réguliers en rotation. Néanmoins pour la résolution médiane de MASSIV ($0,65''$) nous obtenons des gradients corrects pour tous les rapports signal sur bruit.

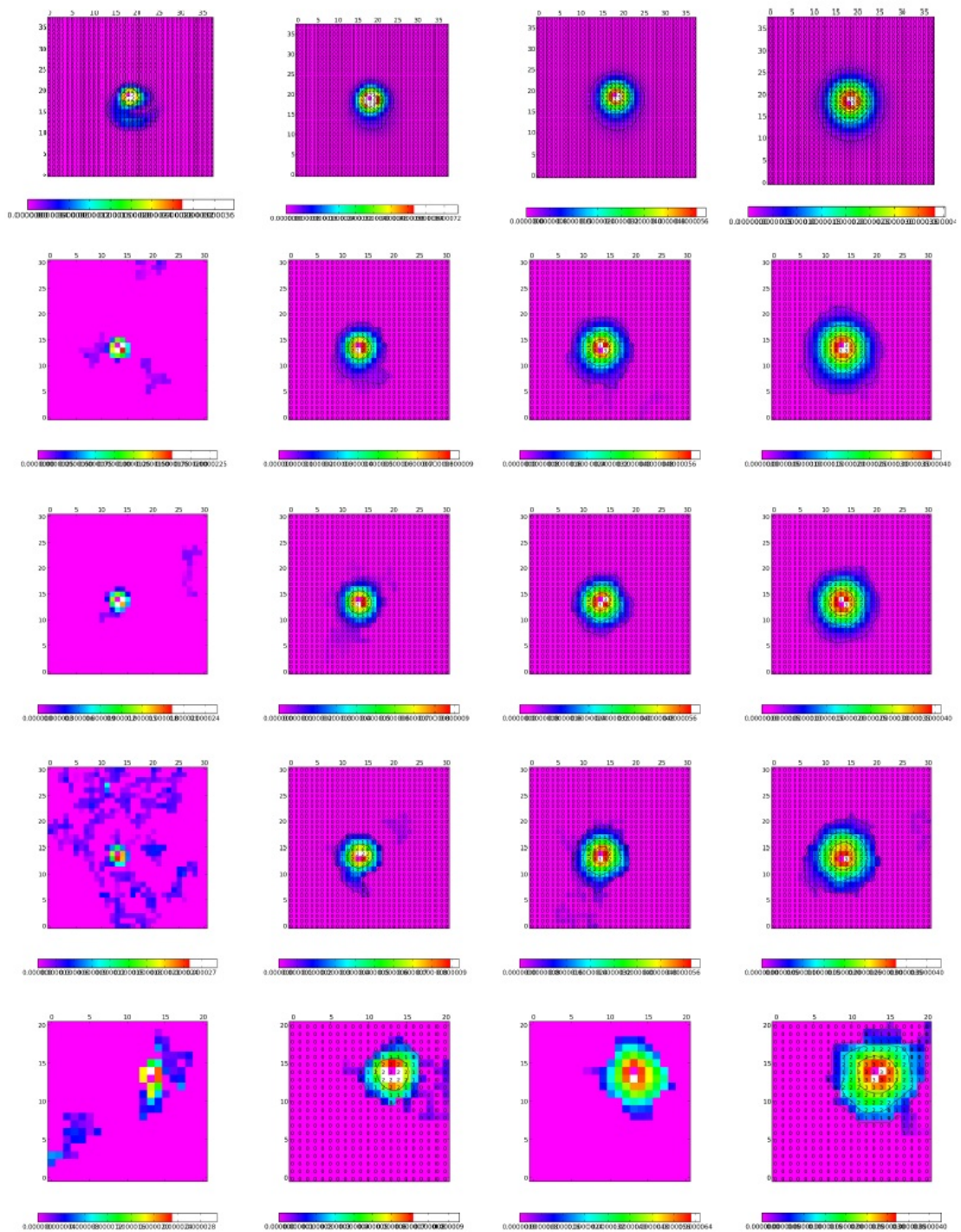


FIGURE 8.6 : Cartes $H\alpha$ pour la galaxie post-fusion à différents rapports de signal sur bruit et différentes résolutions. De haut en bas : pas de bruit, $S/N = 10$, $S/N = 8$, $S/N = 5$ et $S/N = 3$. De gauche à droite, résolution : $0,15''$; $0,50''$; $0,65''$ et $0,85''$.

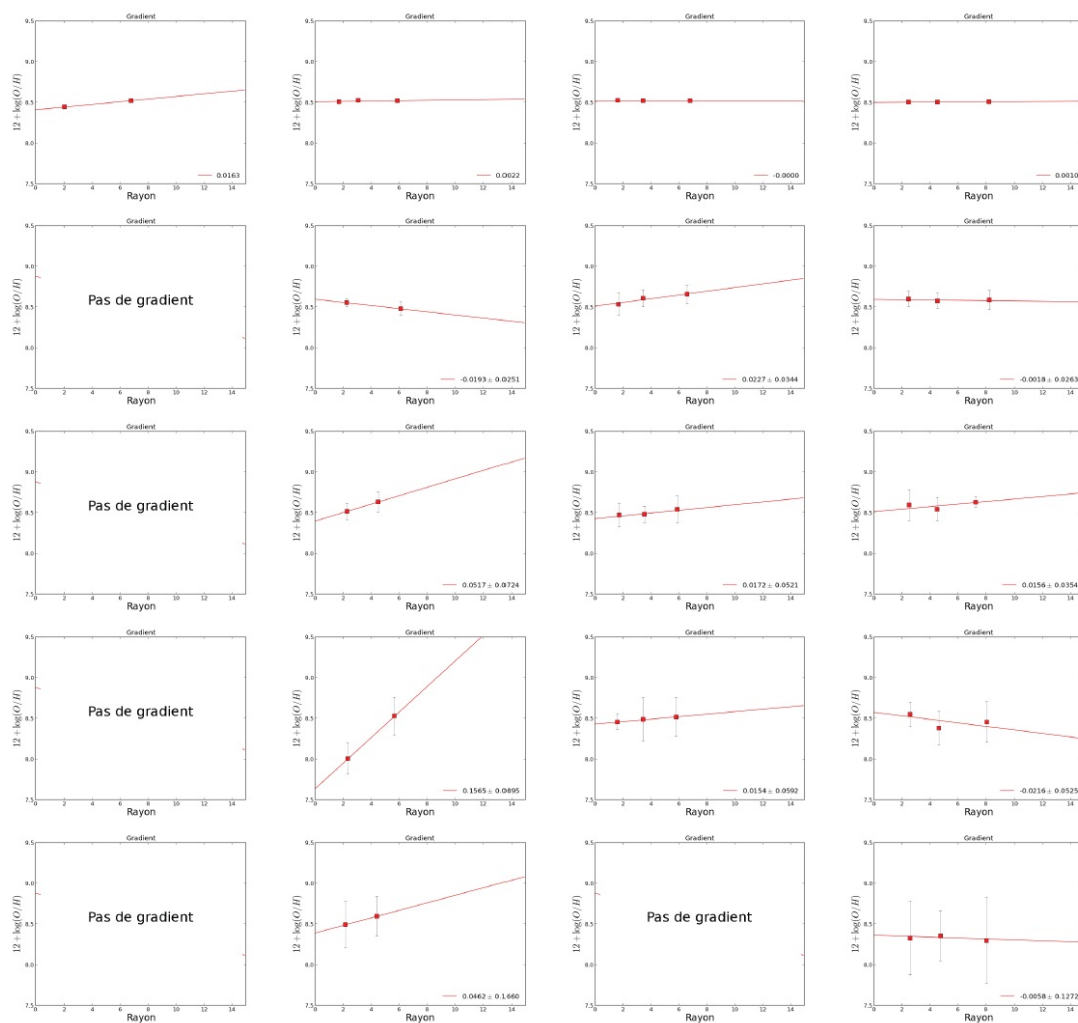


FIGURE 8.7 : Gradients de métallicité pour la galaxie post-fusion à différents rapports de signal sur bruit et différentes résolutions. De haut en bas : pas de bruit, $S/N = 10$, $S/N = 8$, $S/N = 5$ et $S/N = 3$. De gauche à droite, résolution : 0,15'' ; 0,50'' ; 0,65'' et 0,85''.

Système en interaction

La figure 8.8 montre les cartes $H\alpha$ d'un système composé de deux galaxies au cours d'une fusion majeure. À la meilleure résolution, nous pouvons distinguer les deux composantes de la fusion. Aux résolutions $0,50''$ et $0,65''$, il est encore possible de séparer les deux composantes, même si la limite entre elles est plus difficile à déterminer. Par contre, à la moins bonne résolution (dernière colonne), nous pouvons difficilement dire qu'il y a deux composantes sur les cartes. L'effet du bruit et de la résolution semble être le même que pour les deux autres cas.

Sur la figure 8.9, nous pouvons voir les gradients de métallicité pour les deux composantes de la fusion quand il est possible de les distinguer. Quand ce n'est pas le cas (pour la résolution $0,85''$), nous ne pouvons voir que le gradient calculé sur l'ensemble du système.

Dans le meilleur des cas (coin supérieur gauche), on trouve les gradients pour les deux composantes valant $-0,0344$ et $-0,027$ dex/kpc. Les gradients intrinsèques de ces galaxies sont de $-0,07$ et $-0,03$ dex/kpc. La différence significative entre ces gradients mesurés et les gradients intrinsèques peut être expliquée par le fait que les deux composantes sont proches et que leurs signaux se contaminent dans les régions intermédiaires. Mais même avec cette pollution, nous trouvons des gradients négatifs.

Pour les autres cas, avec deux composantes, les gradients sont mal déterminés et présentent des erreurs importantes, dues au fait qu'il est difficile de définir précisément des régions puisque les deux composantes sont très proches l'une de l'autre. Pour les cas où le gradient est défini uniquement pour l'ensemble du système, nous trouvons des gradients positifs même s'il n'y a pas de gradient intrinsèque positif.

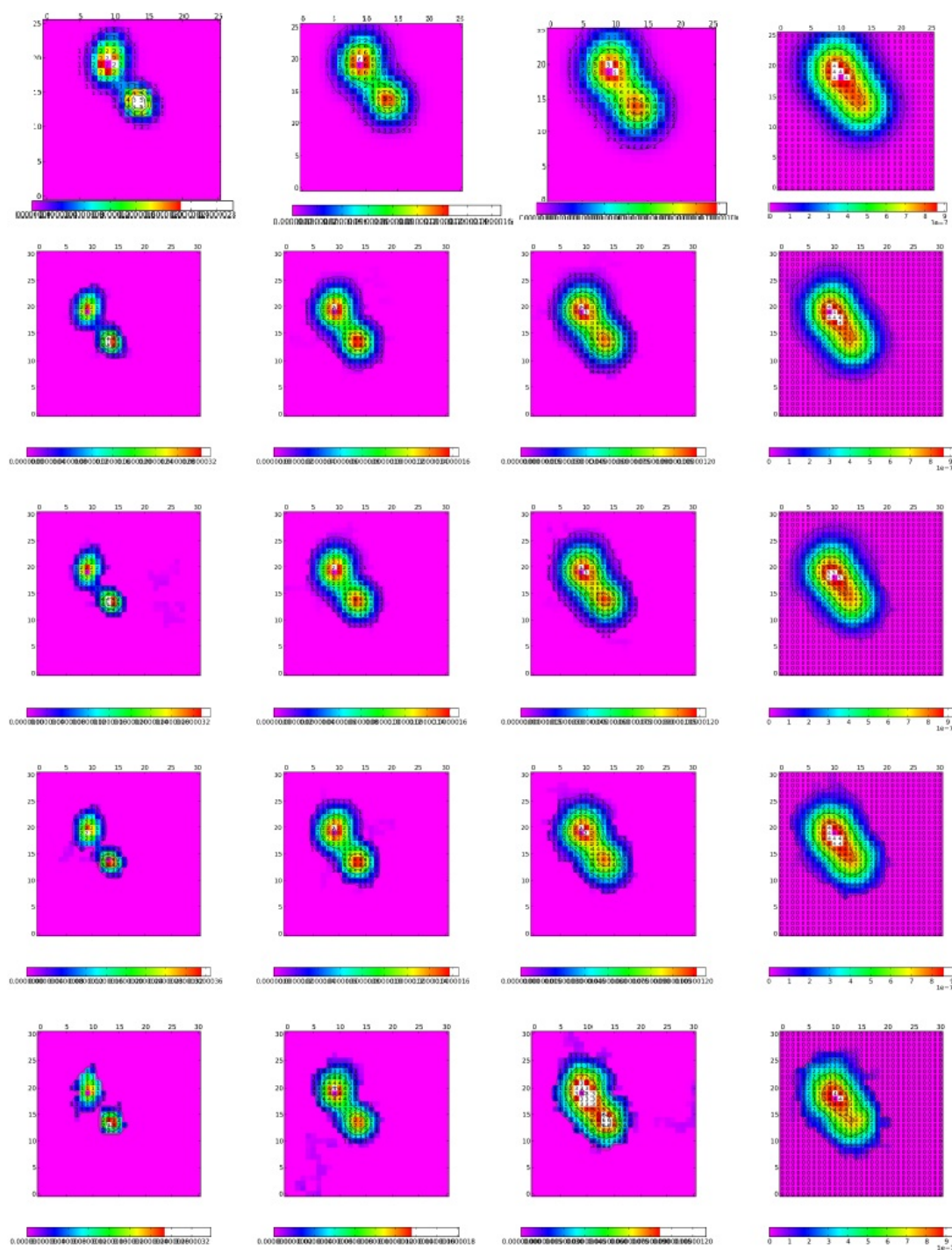


FIGURE 8.8 : Cartes $H\alpha$ pour le système en interaction à différents rapports de signal sur bruit et différentes résolutions. De haut en bas : pas de bruit, $S/N = 10$, $S/N = 8$, $S/N = 5$ et $S/N = 3$. De gauche à droite, résolution : $0,15''$; $0,50''$; $0,65''$ et $0,85''$.

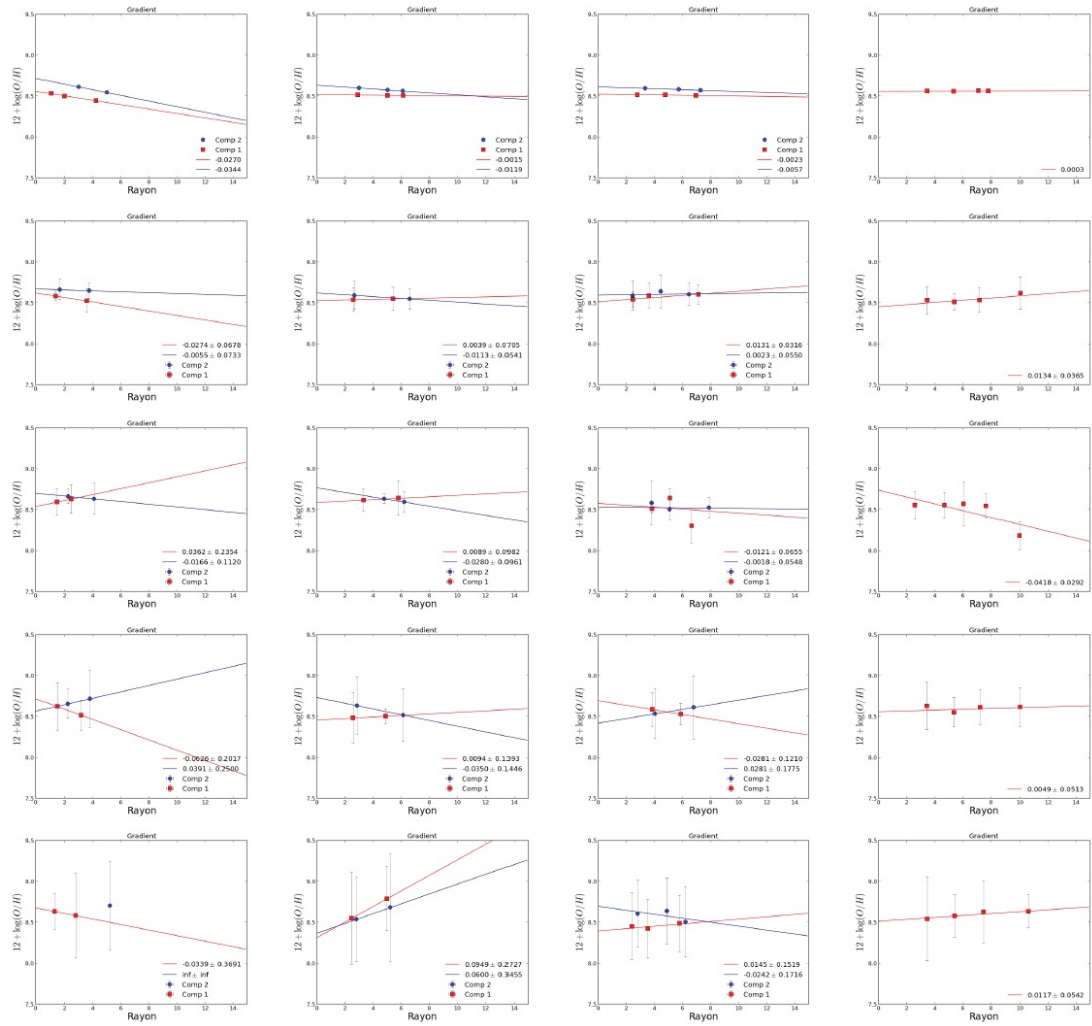


FIGURE 8.9 : Gradients de métallicité pour le système en interaction à différents rapports de signal sur bruit et différentes résolutions. De haut en bas : pas de bruit, $S/N = 10$, $S/N = 8$, $S/N = 5$ et $S/N = 3$. De gauche à droite, résolution : 0,15'' ; 0,50'' ; 0,65'' et 0,85''.

8.2.3 Métallicité en fonction du rapport signal sur bruit et de la résolution

Afin de résumer les observations faites dans les sections précédentes, nous avons voulu de représenter graphiquement la variation de la valeur du gradient pour chacune des galaxies en fonction du rapport signal sur bruit et de la résolution séparément. La figure 8.10 montre les gradients de métallicité en fonction de la résolution pour chaque galaxie sans bruit. La valeur absolue des gradients décroît presque linéairement avec la résolution.

Les figures 8.11, 8.12, 8.13 et 8.14 montrent le même graphique, mais pour des galaxies avec différents niveaux de bruit (rapport signal sur bruit de 10, 8, 5 et 3).

À partir des trois premiers graphiques (figures 8.10, 8.11 et 8.12), nous pouvons conclure que le gradient calculé est de plus en plus plat quand la résolution devient de plus en plus mauvaise. Mais pour un rapport signal sur bruit inférieur à 5 (figures 8.13 et 8.14), la détermination du gradient est tellement mauvaise que les valeurs trouvées ne sont pas vraiment significatives et nous n'observons pas d'effet systématique de la résolution.

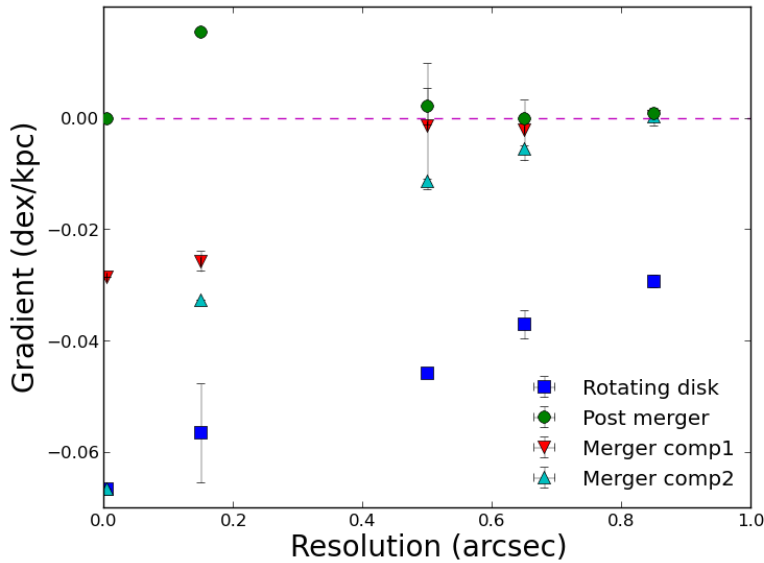


FIGURE 8.10 : Gradients de métallicité pour les trois galaxies, non bruitées, en fonction de la résolution. Le disque en rotation est représenté par les carrés bleus, la galaxie post-fusion par le point vert et les deux composantes du système en interaction par les triangles rouges et bleus clairs.

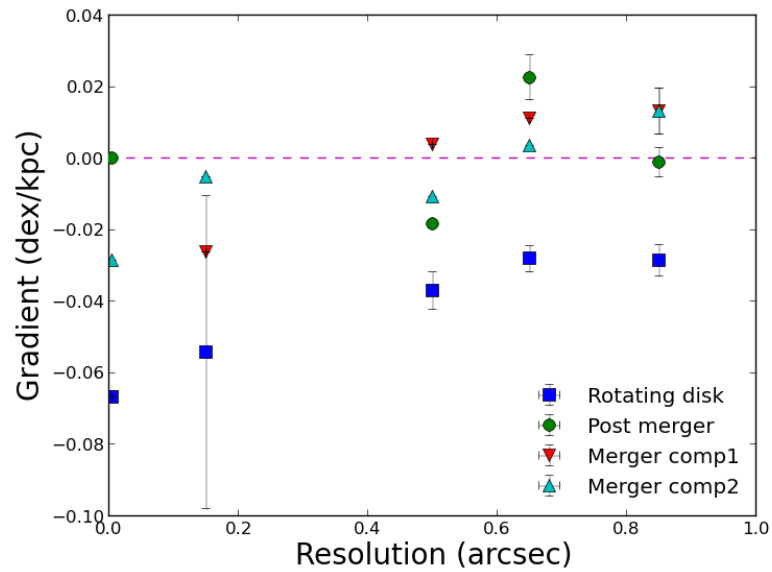


FIGURE 8.11 : Gradients de métallicité pour les trois galaxies, avec un rapport signal sur bruit de 10, en fonction de la résolution. Le disque en rotation est représenté par les carrés bleus, la galaxie post-fusion par le point vert et les deux composantes du système en interaction par les triangles rouges et bleus clairs.

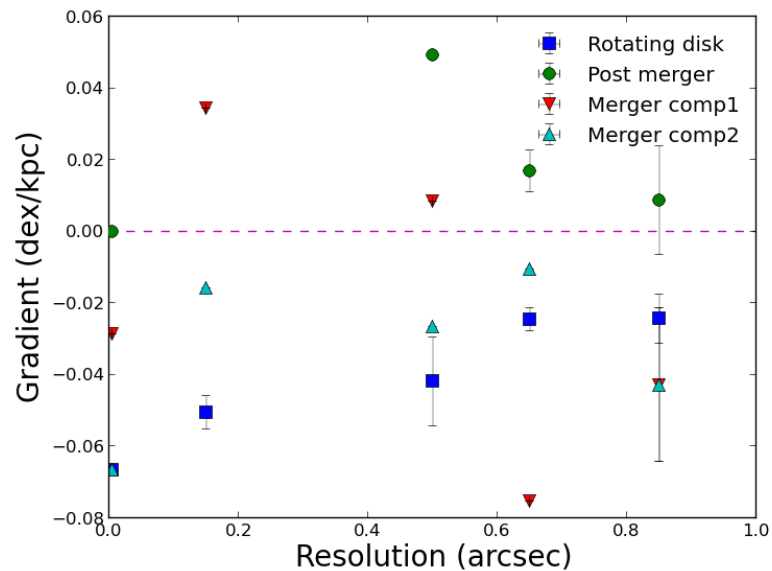


FIGURE 8.12 : Gradients de métallicité pour les trois galaxies, avec un rapport signal sur bruit de 8, en fonction de la résolution. Le disque en rotation est représenté par les carrés bleus, la galaxie post-fusion par le point vert et les deux composantes du système en interaction par les triangles rouges et bleus clairs.

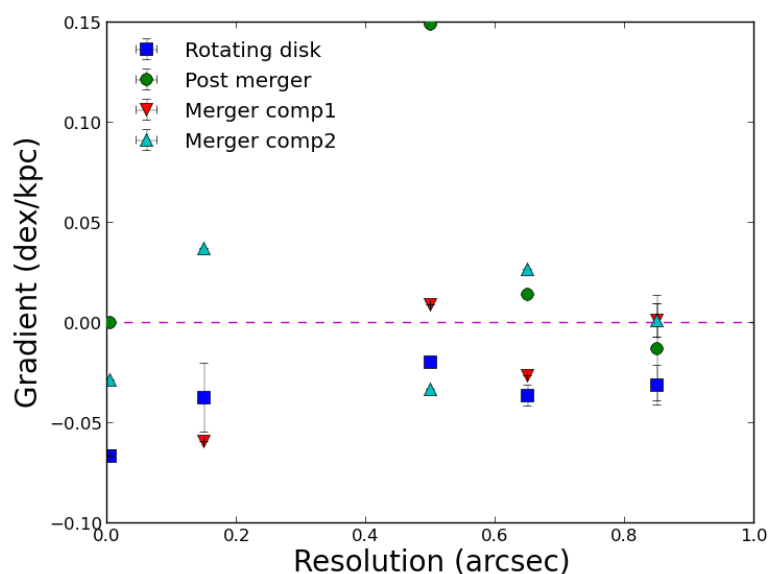


FIGURE 8.13 : Gradients de métallicité pour les trois galaxies, avec un rapport signal sur bruit de 5, en fonction de la résolution. Le disque en rotation est représenté par les carrés bleus, la galaxie post-fusion par le point vert et les deux composantes du système en interaction par les triangles rouges et bleus clairs.

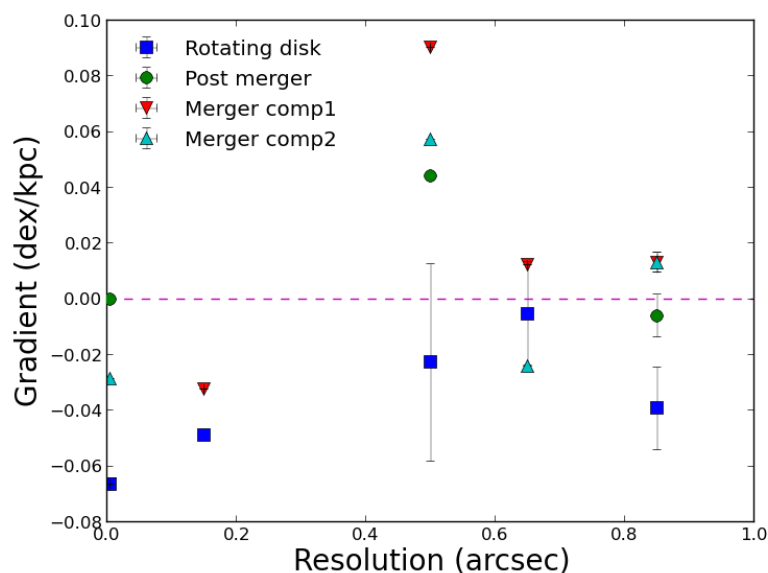


FIGURE 8.14 : Gradients de métallicité pour les trois galaxies, avec un rapport signal sur bruit de 3, en fonction de la résolution. Le disque en rotation est représenté par les carrés bleus, la galaxie post-fusion par le point vert et les deux composantes du système en interaction par les triangles rouges et bleus clairs.

Variation du gradient avec la résolution et le rapport signal sur bruit

Les figures 8.15, 8.16 et 8.17 montrent une représentation différente des résultats. Chaque figure représente les valeurs du gradient d'une galaxie. La couleur de chaque pixel de ces graphiques est codée comme une fonction de la valeur du gradient qui dépend de la résolution qui varie sur l'axe x, et du rapport signal sur bruit qui varie selon l'axe y. Les couleurs suivent l'échelle montrée sur le côté droit des figures.

Pour chaque graphique, le pixel du coin inférieur gauche est la meilleure valeur du gradient (à la résolution $0,15''$ et sans bruit). Puisque leurs gradients sont négatifs, que la couleur des pixels est plus sombre pour les valeurs plus basses et à cause de l'effet d'aplatissement des gradients vu précédemment, nous pouvons nous attendre à ce que la couleur des pixels soit plus claire en allant de la gauche vers la droite pour le disque en rotation et le système en interaction.

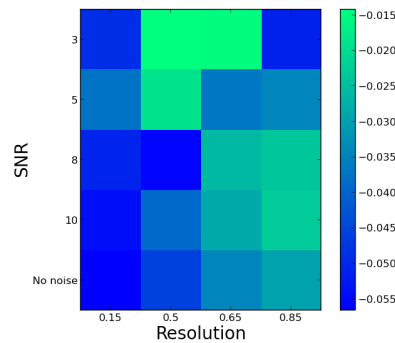


FIGURE 8.15 : La couleur des pixels représente la valeur du gradient de métallicité (en dex/kpc) pour le disque en rotation pour chaque valeur de la résolution (sur l'axe x) et du rapport signal sur bruit (sur l'axe y).

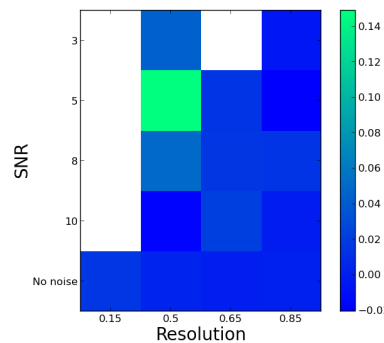


FIGURE 8.16 : La couleur des pixels représente la valeur du gradient de métallicité (en dex/kpc) pour la galaxie post-fusion pour chaque valeur de la résolution (sur l'axe x) et du rapport signal sur bruit (sur l'axe y).

La figure 8.15 représente les valeurs des gradients pour le disque en rotation. Nous pouvons voir que, pour les trois premières lignes en partant du bas, les gradients varient presque linéairement en allant de la gauche vers la droite. Mais pour les deux lignes du dessus, les valeurs varient plus ou moins aléatoirement, donnant, par exemple, une meilleure valeur dans les pires conditions (dans le coin supérieur droit, correspondant à un rapport signal sur bruit de 3 et une résolution de $0,85''$). Ce résultat est sans doute une coïncidence due au tirage spécifique du bruit.

La figure 8.16 représente les gradients pour la galaxie post-fusion. Les pixels blancs correspondent aux cas pour lesquels il n'a pas été possible de calculer un gradient. Sur cette figure, nous voyons le même effet d'aplatissement du gradient avec la détérioration de la résolution pour les trois lignes les plus basses. Pour les deux autres lignes, le bruit est tellement élevé qu'il ne permet pas de calculer des valeurs significatives du gradient.

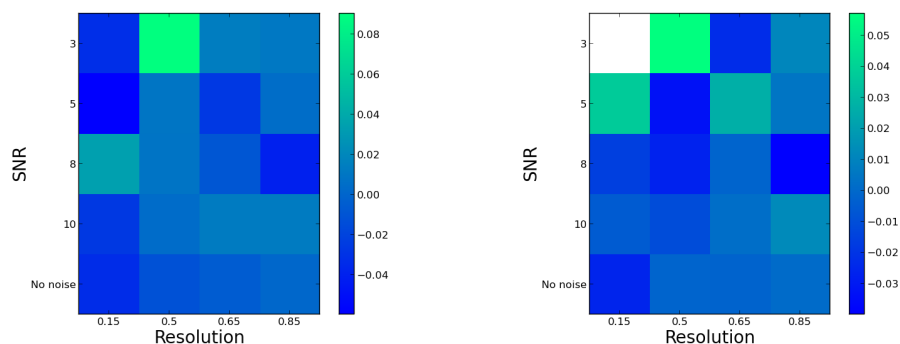


FIGURE 8.17 : La couleur des pixels représente la valeur du gradient de métallicité (en dex/kpc) pour chaque composante du système en interaction pour chaque valeur de la résolution (sur l'axe x) et du rapport signal sur bruit (sur l'axe y).

Les deux graphiques de la figure 8.17 représentent les gradients pour les deux composantes du système en interaction. Comme nous n'avons pas pu séparer les deux composantes dans les cas où la résolution est de $0,85''$, la dernière colonne contient la même valeur du gradient calculé pour l'ensemble du système. À part pour cette dernière colonne, nous voyons le même éclaircissement des pixels, correspondant à un aplatissement du gradient, en allant de droite à gauche pour les deux premières lignes. Pour les autres cas, les signaux des deux composantes sont trop proches et la difficulté de séparer les deux composantes rend la détermination des gradients plus difficile et moins précise.

Dans le cas du graphique de droite, pour le rapport signal sur bruit de 3 et à la résolution de $0,15''$, nous n'avons pas pu calculer le gradient pour cette composante, car le bruit était trop élevé pour déterminer plus d'une région sur la carte $H\alpha$.

8.3 Observations et discussion

La première observation à tirer de cette analyse est que les gradients s’aplatissent avec la détérioration de la résolution. Ceci s’explique aisément par l’étalement spatial apparent des galaxies à plus basse résolution. Cet aplatissement des gradients a aussi été observé par Yuan *et al.* (2013). Dans cet article, ils ont également trouvé une résolution critique en deçà de laquelle le gradient mesuré n’est plus du tout compatible avec le gradient intrinsèque de la galaxie. Dans notre analyse, nous n’avons pas trouvé de valeur critique, mais nous observons bien une augmentation des erreurs associées aux gradients lorsque la résolution empire.

L’augmentation du bruit provoque une diminution de la précision du calcul des gradients. Il est même parfois impossible de déterminer le gradient au-delà d’un certain niveau de bruit pour les plus petites galaxies. Cependant, il arrive que nous trouvions des valeurs plus proches de la réalité pour des rapports signal sur bruit plus faible, ces cas doivent être considérés comme des cas particuliers dus au fait que nous n’ayons effectué qu’un seul tirage aléatoire du bruit.

L’étude de l’effet de rapport signal sur bruit réalisé par Yuan *et al.* (2013) leur a permis de déterminer que le rapport signal sur bruit minimum à avoir pour la région la moins brillante lors d’un calcul de gradient d’une galaxie à un redshift de $\sim 1,5$, en utilisant trois anneaux concentriques, est de 5 afin d’avoir un gradient suffisamment bien déterminé.

Les systèmes en interaction peuvent mener au calcul de faux gradients positifs dans les cas où les deux composantes se trouvent trop proches l’une de l’autre pour être résolues séparément.

Cette analyse nous donne de meilleures informations sur la confiance que l’on peut attribuer à la mesure des gradients de métallicité pour les galaxies à redshifts intermédiaires. Les gradients permettent d’avoir une idée de la répartition de la métallicité dans la galaxie, mais ne permettent pas de tirer des conclusions sur la répartition exacte des éléments chimiques au sein des galaxies. Par exemple, une répartition non homogène des métaux dans une galaxie pourrait être cachée par la manière dont on définit les gradients.

Grâce à l’analyse des simulations, nous avons à présent une bonne idée qualitative du comportement de la détermination des gradients de métallicité pour des galaxies du type MASSIV en fonction de la résolution et du rapport signal sur bruit. Cela nous donne une estimation des biais observationnels qu’on pourrait avoir sur nos données.

Conclusion et discussion

Comme évoqué dans la section 6.2, les galaxies MASSIV sont en accord avec la relation masse-métallicité pour des redshifts correspondants à leur redshift médian (Yabe *et al.*, 2012). Cette relation semble dépendre de la gamme de taux de formation stellaire, mais aussi de l’environnement proche des galaxies.

En effet, nous avons constaté une légère différence de métallicité médiane et de dispersion autour de la relation MZ entre les galaxies isolées et les galaxies en interaction. Cette différence est déjà établie dans l’univers local (Michel-Dansac *et al.*, 2008) où on observe que les galaxies en interaction ont des métallicités moins élevées et une dispersion plus faible que les galaxies isolées. Cette observation montre l’importance des interactions dans l’évolution chimique des galaxies depuis les redshifts de ~ 2 .

L’étude de la relation entre la masse, la métallicité et le taux de formation stellaire des galaxies MASSIV (voir section 6.3) a quant à elle été moins concluante. La relation fondamentale de métallicité a été observée et étudiée par plusieurs équipes (Mannucci *et al.*, 2010; Lara-López *et al.*, 2010). Ils ont trouvé ce plan fondamental empirique de manière observationnelle, mais sa présence est aussi expliquée par des modèles à l’équilibre comme celui proposé par Finlator & Davé (2008). Ce modèle explique le lien entre la métallicité et le SFR ainsi que leur forte dépendance avec les échanges de gaz des galaxies avec le milieu intergalactique. L’existence de cette relation fondamentale est également confortée par les travaux théoriques de Lilly *et al.* (2013). Leurs équations fournissent une explication simple de cette relation et expliquent son indépendance avec le temps cosmique.

Par contre, certaines observations viennent contredire l’existence de cette relation fondamentale ou remettent en question sa dépendance avec le redshift. Sánchez *et al.* (2013) ont étudié les galaxies du relevé CALIFA et ne mesurent aucune dépendance entre la métallicité et le SFR à une masse donnée. Ils expliquent que les relations trouvées par Mannucci *et al.* (2010) et Lara-López *et al.* (2010) sont dues à des effets observationnels comme les biais dus aux ouvertures utilisées pour les observations des galaxies du SDSS.

De plus, la comparaison de l’échantillon MASSIV avec celui de zCOSMOS (Pérez-Montero *et al.*, 2013), faite dans la section 6.4, semble tendre vers la non-existence de cette relation fondamentale. En effet, nous observons une évolution avec le redshift de la relation masse-métallicité même après avoir retiré la dépendance dans le SFR. Malheureusement, l’échantillon MASSIV ne contient pas assez de galaxies et les erreurs sur les différents paramètres sont trop élevées pour tirer des conclusions plus catégoriques.

Notre étude des gradients de métallicité du deuxième échantillon MASSIV (voir chapitre 7) confirme les résultats de Queyrel *et al.* (2012) malgré la qualité des données moins bonne que pour le premier échantillon notamment à cause du rapport signal sur bruit plus faible que pour les galaxies du premier échantillon.

Nous mesurons des gradients de métallicité positifs en plus grande proportion dans les galaxies à $1 \lesssim z \lesssim 2$ que dans l'univers local et il semblerait que les interactions en sont la cause la plus probable.

L'analyse des gradients de métallicité de galaxies simulées (voir le chapitre 8) a apporté d'importantes informations sur les effets observationnels sur la détermination des gradients. La dégradation de la résolution implique clairement un aplatissement des gradients et l'augmentation du bruit, dégrade la qualité des gradients calculés.

Par contre, même si la valeur des gradients trouvés dans les différents cas n'est pas la valeur exacte du gradient simulé, le signe et l'ordre de grandeur du gradient sont le plus souvent conservés, sauf dans le cas de rapports signal sur bruit très faible à de mauvaises résolutions pour des galaxies en interactions dont les composantes ne sont pas résolues spatialement.

Ces observations confortent donc les résultats obtenus pour l'analyse des gradients de métallicité des galaxies MASSIV, mais permettent aussi d'avoir une idée plus précise des effets observationnels sur la détermination des gradients pour toutes les analyses futures.

Dans un futur proche, des projets comme MUSE permettront de combler les lacunes présentes aujourd'hui. Ils permettront le calcul des propriétés intégrées d'un grand nombre de galaxies et donc des analyses statistiques plus poussées des relations liées à la métallicité. Ils permettront aussi d'obtenir des gradients de métallicité pour une grande partie de ces galaxies, mais aussi de calculer ces gradients à l'aide d'autres raies et de plus de deux raies, augmentant ainsi la fiabilité des mesures et permettant de poser des contraintes plus fortes sur les processus impliqués dans l'assemblage des galaxies.

L'étude de la distribution des éléments chimiques dans les galaxies lointaines en est encore à ses débuts, il n'y pas de doute qu'avec les nouveaux instruments, les nouvelles simulations, les nouveaux projets, elle pourra se développer dans les années à venir.

Bibliographie

- Amram, P., López-Sanjuan, C., Epinat, B., *et al.* 2013, in IAU Symposium, Vol. 295, IAU Symposium, ed. D. Thomas, A. Pasquali, & I. Ferreras, 86–90
- Baldry, I. K., Glazebrook, K., & Driver, S. P. 2008, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 388, 945
- Bedregal, A. G., Aragón-Salamanca, A., & Merrifield, M. R. 2006, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 373, 1125
- Behroozi, P. S., Wechsler, R. H., & Conroy, C. 2013, Astrophysical Journal, Letters, 762, L31
- Bernardi, M., Shankar, F., Hyde, J. B., *et al.* 2010, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 404, 2087
- Blanton, M. R. & Moustakas, J. 2009, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 47, 159
- Bouché, N., Dekel, A., Genzel, R., *et al.* 2010, The Astrophysical Journal, 718, 1001
- Bouché, N., Murphy, M. T., Kacprzak, G. G., *et al.* 2013, Science, 341, 50
- Bournaud, F. & Elmegreen, B. G. 2009, Astrophysical Journal, Letters, 694, L158
- Bournaud, F., Jog, C. J., & Combes, F. 2007, Astronomy and Astrophysics, 476, 1179
- Bromm, V. & Yoshida, N. 2011, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 49, 373
- Brooks, A. M., Governato, F., Quinn, T., Brook, C. B., & Wadsley, J. 2009, The Astrophysical Journal, 694, 396
- Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 344, 1000
- Chabrier, G. 2003, Astrophysical Journal, Letters, 586, L133
- Christensen, L., Richard, J., Hjorth, J., *et al.* 2012, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 427, 1953

- Colless, M., Dalton, G., Maddox, S., *et al.* 2001, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 328, 1039
- Combes, F. 1991, *Galaxies et cosmologie* (Paris : InterEditions ; Meudon : Editions du CNRS)
- Conselice, C. J., Rajgor, S., & Myers, R. 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 386, 909
- Contini, T., Garilli, B., Le Fèvre, O., *et al.* 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 539, A91
- Courteau, S., Dutton, A. A., van den Bosch, F. C., *et al.* 2007, *The Astrophysical Journal*, 671, 203
- Cresci, G., Mannucci, F., Maiolino, R., *et al.* 2010, *Nature*, 467, 811
- Cresci, G., Mannucci, F., Sommariva, V., *et al.* 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 421, 262
- Davé, R., Finlator, K., & Oppenheimer, B. D. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 416, 1354
- de Ravel, L., Le Fèvre, O., Tresse, L., *et al.* 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 498, 379
- Dekel, A., Birnboim, Y., Engel, G., *et al.* 2009, *Nature*, 457, 451
- Delgado-Serrano, R., Hammer, F., Yang, Y. B., *et al.* 2011, in *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, vol. 27, Vol. 40, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, 52–53
- Divoy, C., Contini, T., Queyrel, J., *et al.* 2014, *Astronomy and Astrophysics*, in press
- Dopita, M. A. & Evans, I. N. 1986, *The Astrophysical Journal*, 307, 431
- Edmunds, M. G. & Pagel, B. E. J. 1984, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 211, 507
- Ellison, S. L., Patton, D. R., Simard, L., & McConnell, A. W. 2008, *Astrophysical Journal, Letters*, 672, L107
- Epinat, B. 2012, in *SF2A-2012 : Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, ed. S. Boissier, P. de Laverny, N. Nardetto, R. Samadi, D. Valls-Gabaud, & H. Wozniak, 523–527
- Epinat, B., Contini, T., Amram, P., & Le Fèvre, O. 2014, in prep.
- Epinat, B., Contini, T., Le Fèvre, O., *et al.* 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 504, 789

- Epinat, B., Tasca, L., Amram, P., *et al.* 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 539, A92
- Erb, D. K., Shapley, A. E., Pettini, M., *et al.* 2006, *The Astrophysical Journal*, 644, 813
- Few, C. G., Courty, S., Gibson, B. K., *et al.* 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 424, L11
- Finlator, K. & Davé, R. 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 385, 2181
- Garnett, D. R., Shields, G. A., Skillman, E. D., Sagan, S. P., & Dufour, R. J. 1997, *The Astrophysical Journal*, 489, 63
- Genel, S., Genzel, R., Bouché, N., *et al.* 2008, *The Astrophysical Journal*, 688, 789
- Hopkins, A. M. 2007, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 380, *Deepest Astronomical Surveys*, ed. J. Afonso, H. C. Ferguson, B. Mobasher, & R. Norris, 423
- Hubble, E. 1929, *Proceedings of the National Academy of Science*, 15, 168
- Hubble, E. P. 1920, *Publications of the Yerkes Observatory*, 4, 2
- Ilbert, O., Tresse, L., Zucca, E., *et al.* 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 439, 863
- Joseph, R. D. & Wright, G. S. 1985, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 214, 87
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 36, 189
- Kereš, D. and Kitz, N., Weinberg, D. H., & Davé, R. 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 363, 2
- Kewley, L. J. & Ellison, S. L. 2008, *The Astrophysical Journal*, 681, 1183
- Kewley, L. J., Geller, M. J., & Barton, E. J. 2006, *The Astronomical Journal*, 131, 2004
- Köppen, J., Weidner, C., & Kroupa, P. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 375, 673
- Kroupa, P. 2002, *Science*, 295, 82
- Krumholz, M. R., Bate, M. R., Arce, H. G., *et al.* 2014, *ArXiv e-prints*
- Krumholz, M. R., Dekel, A., & McKee, C. F. 2012, *The Astrophysical Journal*, 745, 69

- Lacey, C. G., Baugh, C. M., Frenk, C. S., & Benson, A. J. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 412, 1828
- Lamareille, F., Brinchmann, J., Contini, T., *et al.* 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 495, 53
- Lara-López, M. A., Cepa, J., Bongiovanni, A., *et al.* 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 521, L53
- Lara-López, M. A., Hopkins, A. M., López-Sánchez, A. R., *et al.* 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 434, 451
- Le Fèvre, O., Vettolani, G., Garilli, B., *et al.* 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 439, 845
- Le Tiran, L., Lehnert, M. D., Di Matteo, P., Nesvadba, N. P. H., & van Driel, W. 2011, *Astronomy and Astrophysics*, 530, L6
- Lee, J. C., Salzer, J. J., & Melbourne, J. 2004, *The Astrophysical Journal*, 616, 752
- Leitherer, C. 2005, in *American Institute of Physics Conference Series*, Vol. 761, *The Spectral Energy Distributions of Gas-Rich Galaxies : Confronting Models with Data*, ed. C. C. Popescu & R. J. Tuffs, 39–58
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J. D., *et al.* 1999, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 123, 3
- Lequeux, J., Peimbert, M., Rayo, J. F., Serrano, A., & Torres-Peimbert, S. 1979, *Astronomy and Astrophysics*, 80, 155
- Lilly, S. J., Carollo, C. M., Pipino, A., Renzini, A., & Peng, Y. 2013, *The Astrophysical Journal*, 772, 119
- Lilly, S. J., Le Fèvre, O., Renzini, A., *et al.* 2007, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 172, 70
- Lin, L., Patton, D. R., Koo, D. C., *et al.* 2008, *The Astrophysical Journal*, 681, 232
- López-Sanjuan, C., Le Fèvre, O., de Ravel, L., *et al.* 2011, *Astronomy and Astrophysics*, 530, A20
- López-Sanjuan, C., Le Fèvre, O., Tasca, L. A. M., *et al.* 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 553, A78
- Mac Low, M.-M. 2013, in *IAU Symposium*, Vol. 292, *IAU Symposium*, ed. T. Wong & J. Ott, 3–15
- Maiolino, R., Nagao, T., Grazian, A., *et al.* 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 488, 463

- Mannucci, F., Cresci, G., Maiolino, R., Marconi, A., & Gnerucci, A. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 408, 2115
- Mannucci, F., Cresci, G., Maiolino, R., *et al.* 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 398, 1915
- McCall, M. L., Rybski, P. M., & Shields, G. A. 1985, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 57, 1
- McClure, R. D. & van den Bergh, S. 1968, *The Astrophysical Journal*, 73, 1008
- McGaugh, S. S. 1991, *The Astrophysical Journal*, 380, 140
- Michel-Dansac, L., Courty, S., & collaborators. 2014, in prep.
- Michel-Dansac, L., Lambas, D. G., Alonso, M. S., & Tissera, P. 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 386, L82
- Moran, S. M., Heckman, T. M., Kauffmann, G., *et al.* 2012, *The Astrophysical Journal*, 745, 66
- Moustakas, J., Coil, A. L., Aird, J., *et al.* 2013, *The Astrophysical Journal*, 767, 50
- Newman, S. F., Genzel, R., Förster-Schreiber, N. M., *et al.* 2012, *The Astrophysical Journal*, 761, 43
- Ocvirk, P., Pichon, C., & Teyssier, R. 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 390, 1326
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M. S., & Smith, G. 1979, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 189, 95
- Patton, D. R., Carlberg, R. G., Marzke, R. O., *et al.* 2000, *The Astrophysical Journal*, 536, 153
- Pérez-Montero, E. & Contini, T. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 398, 949
- Pérez-Montero, E., Contini, T., Lamareille, F., *et al.* 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 495, 73
- Pérez-Montero, E., Contini, T., Lamareille, F., *et al.* 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 549, A25
- Pettini, M. & Pagel, B. E. J. 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 348, L59
- Puech, M., Hammer, F., Flores, H., Neichel, B., & Yang, Y. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 493, 899

- Queyrel, J. 2010, PhD thesis, Université de Toulouse 3 Paul Sabatier
- Queyrel, J., Contini, T., Kissler-Patig, M., *et al.* 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 539, A93
- Queyrel, J., Contini, T., Pérez-Montero, E., *et al.* 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 506, 681
- Robertson, B., Bullock, J. S., Cox, T. J., *et al.* 2006, *The Astrophysical Journal*, 645, 986
- Rocca-Volmerange, B. & Guiderdoni, B. 1988, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 75, 93
- Rubin, V. C. & Ford, Jr., W. K. 1970, *The Astrophysical Journal*, 159, 379
- Rupke, D. S. N., Kewley, L. J., & Barnes, J. E. 2010, *Astrophysical Journal Letters*, 710, L156
- Salpeter, E. E. 1955, *The Astrophysical Journal*, 121, 161
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Jungwiert, B., *et al.* 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 554, A58
- Schechter, P. 1976, *The Astrophysical Journal*, 203, 297
- Skillman, E. D. 1989, *The Astrophysical Journal*, 347, 883
- Springel, V., White, S. D. M., Jenkins, A., *et al.* 2005, *Nature*, 435, 629
- Steidel, C. C., Erb, D. K., Shapley, A. E., *et al.* 2010, *The Astrophysical Journal*, 717, 289
- Stott, J. P., Sobral, D., Bower, R., *et al.* 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 436, 1130
- Teyssier, R. 2002, *Astronomy and Astrophysics*, 385, 337
- Torres-Peimbert, S., Peimbert, M., & Fierro, J. 1989, *The Astrophysical Journal*, 345, 186
- Tremonti, C. A., Heckman, T. M., Kauffmann, G., *et al.* 2004, *The Astrophysical Journal*, 613, 898
- Tresse, L., Ilbert, O., Zucca, E., *et al.* 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 472, 403
- Troncoso, P., Maiolino, R., Sommariva, V., *et al.* 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 563, A58
- Tully, R. B. & Fisher, J. R. 1977, *Astronomy and Astrophysics*, 54, 661

- Vergani, D., Epinat, B., Contini, T., *et al.* 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 546, A118
- Vila-Costas, M. B. & Edmunds, M. G. 1992, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 259, 121
- Weiner, B. J., Willmer, C. N. A., Faber, S. M., *et al.* 2006, *The Astrophysical Journal*, 653, 1049
- Werk, J. K., Putman, M. E., Meurer, G. R., *et al.* 2010, *The Astronomical Journal*, 139, 279
- Werk, J. K., Putman, M. E., Meurer, G. R., & Santiago-Figueroa, N. 2011, *The Astrophysical Journal*, 735, 71
- Wuyts, E., Rigby, J. R., Sharon, K., & Gladders, M. D. 2012, *The Astrophysical Journal*, 755, 73
- Yabe, K., Ohta, K., Iwamuro, F., *et al.* 2012, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 64, 60
- Yuan, T.-T., Kewley, L. J., & Rich, J. 2013, *The Astrophysical Journal*, 767, 106
- Zahid, H. J., Geller, M. J., Kewley, L. J., *et al.* 2013, *Astrophysical Journal Letters*, 771, L19
- Zahid, H. J., Kewley, L. J., & Bresolin, F. 2011, *The Astrophysical Journal*, 730, 137
- Zwicky, F. 1933, *Helvetica Physica Acta*, 6, 110

Table des figures

1.1	Vitesse de récession des galaxies observées par Hubble en fonction de leur distance (Hubble, 1929).	4
1.2	Vitesse de rotation des étoiles autour du centre d'une galaxie. La courbe A représente la courbe prévue par les équations de Newton pour une galaxie ayant une masse égale à la masse lumineuse observée. La courbe B représente la courbe observée. Crédit : Quantum Diaries	6
1.3	Contribution des différents composants dans l'énergie de l'Univers d'après le modèle standard de cosmologie.	6
1.4	Représentation de l'évolution de l'Univers pendant 13,77 milliards d'années. Credit : NASA / WMAP Science Team.	7
1.5	Image des mesures effectuées par WMAP pendant ses 9 ans de fonctionnement. Cette image montre les fluctuations de température dans le fond diffus cosmologique. Credit : NASA / WMAP Science Team.	8
1.6	Grandes structures observées par le relevé 2dFGRS (Colless <i>et al.</i> , 2001).	9
2.1	Schéma classique de la classification de Hubble des galaxies.	12
2.2	Version plus moderne de la classification de Hubble. D'après les résultats de l'équipe SINGS (SINGS Hubble Tuning Fork Poster - NASA/JPL-Caltech/K. Gordon (Space Telescope Science Institute)).	15
2.3	Figure extraite de l'article de Schechter (1976) représentant la fonction de luminosité.	16
2.4	Figure extraite de l'article de Ilbert <i>et al.</i> (2005) représentant la fonction de luminosité dans la bande U pour les galaxies du VVDS à différents redshifts supérieurs entre 0,05 et 2.	17
2.5	Figure 1 de l'article Baldry <i>et al.</i> (2008), comparaison entre différentes fonctions de masses publiées.	18
2.6	Figure extraite de l'article de Mac Low (2013) représentant le taux de formation d'étoiles en fonction du redshift et des différentes longueurs d'onde d'observation.	19
2.7	Représentation des filaments lors de la simulation Millennium (Springel <i>et al.</i> , 2005).	23

2.8	Représentation du modèle hiérarchique selon Bromm & Yoshida (2011).	24
2.9	Figure 1 de l'article de McGaugh (1991). La légende EP correspond à la calibration de Edmunds & Pagel (1984), DE à celle de Dopita & Evans (1986), TPF à celle de Torres-Peimbert <i>et al.</i> (1989), MRS à celle de McCall <i>et al.</i> (1985) et S89 à celle de Skillman (1989).	28
2.10	Figure adaptée de Yabe <i>et al.</i> (2012) montrant l'évolution de la métallicité moyenne de galaxies de masse stellaire $M_* = 10^{10}M_\odot$ à différents redshifts (figure du haut) et différents âges cosmique (figure du bas) : à $z \sim 0,1$ Tremonti <i>et al.</i> (2004), $z \sim 0,8$ Zahid <i>et al.</i> (2011), $z \sim 1,4$ Yabe <i>et al.</i> (2012), $z \sim 2,2$ Erb <i>et al.</i> (2006), $z \sim 3,1$ Mannucci <i>et al.</i> (2009).	29
2.11	Figure extraite de Werk <i>et al.</i> (2010) représentant le gradient de métallicité de la galaxie NGC2915, une galaxie riche en gaz et de faible masse de l'univers local.	30
2.12	Illustration de la simulation réalisée par Michel-Dansac <i>et al.</i> (2014), à gauche, image des galaxies en interaction et à droite, évolution du gradient de métallicité de la composante primaire avec le redshift.	31
2.13	Figure extraite de Cresci <i>et al.</i> (2010) représentant le gradient de métallicité de deux galaxies à redshift $z \sim 3$, ces galaxies sont des disques isolés.	32
3.1	Relation masse-métallicité pour un échantillon de $\sim 50\,000$ galaxies de l'univers local (SDSS, Tremonti <i>et al.</i> (2004)).	35
3.2	Figure adaptée de Yabe <i>et al.</i> (2012) comparant les relations masse-métallicité à différents redshifts : à $z \sim 0,1$ Tremonti <i>et al.</i> (2004); $z \sim 0,8$ Zahid <i>et al.</i> (2011); $z \sim 1,4$ Yabe <i>et al.</i> (2012); $z \sim 2,2$ Erb <i>et al.</i> (2006); $z \sim 3,1$ Mannucci <i>et al.</i> (2009).	37
3.3	Figure de la relation fondamentale de métallicité pour les galaxies du SDSS, extraite de Mannucci <i>et al.</i> (2010). En haut, la représentation en trois dimension du plan fondamental. En bas, à gauche, la projection de ce plan en utilisant le paramètre $\mu_{0,32}$ minimisant ainsi la dispersion des galaxies autour de la relation. En bas, à droite, représentation de la relation masse-métallicité pour ces galaxies.	39
3.4	Relation Tully-Fisher pour des galaxies locales dans la bande I adaptée de Blanton & Moustakas (2009), les contours et les niveaux de gris proviennent des données de Courteau <i>et al.</i> (2007) et les points rouges celles de Bedregal <i>et al.</i> (2006).	42
4.1	Rayonnement de corps noir à différentes températures	49
4.2	Flux en fonction de la longueur d'onde pour un corps noir, en gris, et pour le Soleil, en jaune.	49
4.3	Transitions de l'hydrogène.	50
4.4	Série de Lyman de l'Hydrogène.	51
4.5	Série de Balmer de l'Hydrogène en émission et en absorption.	52
4.6	Comparaison du spectre en émission du Fer et de l'Hydrogène	52

4.7	Transitions pour un atome de Fer.	53
4.8	Types spectraux des étoiles à gauche, spectre pour une étoile de chaque type à droite.	54
4.9	Spectres et images optiques de différents types de galaxies. En haut : spectres composites issus du VVDS, en bas : images optique du télescope spatial Hubble. Les images et les spectres ne correspondent pas aux mêmes objets mais bien au même type morphologique d'objet. Figure provenant de Queyrel (2010).	55
4.10	Spectre de la distribution d'énergie de deux populations d'étoiles à plusieurs âges différents et de composition de type solaire, à gauche, une population jeune, à droite, une population vieille (Leitherer, 2005).	56
4.11	Spectres synthétiques (Rocca-Volmerange & Guiderdoni, 1988) de galaxies elliptique (à gauche), spirale (au centre) et irrégulière (à droite) à différents âges (0, 4; 1, 4; 3, 4, 6, 4; 9, 4; 13, 4 et 17, 4 milliards d'années pour la galaxie elliptique et 0, 5; 3, 5; 7, 5 et 12, 5 milliards d'années pour les deux autres).	57
4.12	Cartes de vitesses d'une galaxie locale adaptées de Epinat (2012), sur la ligne du haut : UGC07901 (échantillon GHASP à $z \sim 0$) et d'une galaxie à plus grand redshift, sur la ligne du bas : VVDS220014252 (échantillon MASSIV à $z \sim 1,31$). De gauche à droite, la carte de flux $H\alpha$, le champ de vitesse et la carte de dispersion de vitesse de ces galaxies.	57
4.13	Illustration des différents types de spectrographes multi-objets existants. Il existe plusieurs technique pour diviser le champ de vue afin d'obtenir un spectre pour chaque pixel. En haut, l'illustration représente l'utilisation d'un système à réseau de lentilles, au milieu un système combinant un réseau de lentilles et des fibres optiques, en bas, un système à découpeur de champ, comme utilisé sur les spectrographes SINFONI et MUSE.	58
4.14	Principes de la spectroscopie 3D. Crédits : ESO.	59
4.15	Spectrographe SINFONI, à gauche, chemin optique décomposé, à droite, photo du spectrographe sur le VLT. Crédits : ESO.	60
4.16	Champ de vue et spécifications de MUSE. Crédits : ESO.	61
4.17	Observation de la galaxie du Hamburger (NGC 3628) lors du deuxième commissioning. Cette galaxie est une galaxie spirale de profil. Grâce à la sensibilité exceptionnelle de MUSE, il est possible de voir son contenu, essentiellement des zones d'émission $H\alpha$ et $[O III]\lambda\lambda 4959,5007$. Crédits : ESO.	61
5.1	Répartition des galaxies du relevé MASSIV parmi celles du VVDS (Contini <i>et al.</i> , 2012). À gauche, illustration de la gamme de redshifts des galaxies MASSIV. À droite, position des galaxies MASSIV dans le plan SFR en fonction de M_* provenant du SED fitting, les lignes représentent les relations empiriques entre ces deux paramètres à différents redshifts (Bouché <i>et al.</i> , 2010).	66

5.2	Figure 11 de l'article Contini <i>et al.</i> (2012), adaptée de Hopkins (2007). Représente l'évolution du taux de formation stellaire en fonction du temps cosmique et du redshift.	68
5.3	Classification des galaxies MASSIV (Epinat <i>et al.</i> , 2012). Les galaxies ont été classées en fonction de leurs interactions avec leur environnement proche (isolées à gauche et en interaction à droite) et en fonction de leur vitesse de rotation (les galaxies en rotation en haut et celles sans rotation en bas).	70
5.4	Figure 5 de l'article Queyrel <i>et al.</i> (2012). Représente les gradients de métallicité des 26 galaxies du premier échantillon MASSIV.	72
6.1	En haut, comparaison des flux H α calculés manuellement et automatiquement, en bas, zoom sur les plus faibles flux H α de la figure de gauche.	80
6.2	Relation masse-métallicité. Les galaxies MASSIV sont représentées par des carrés colorés, leur couleur correspond à la valeur de leur SFR suivant l'échelle à droite de l'image. La ligne rouge est le meilleur ajustement pour l'échantillon MASSIV. Les relations de Tremonti <i>et al.</i> (2004) pour l'univers local (ligne bleu) et de Yabe <i>et al.</i> (2012) pour un redshift moyen de $z \sim 1,4$ (ligne verte) sont données pour la comparaison. Toutes les métallicités sont données dans la calibration de Tremonti <i>et al.</i> (2004).	82
6.3	Relation masse-métallicité pour les valeurs médianes de la masse et de la métallicité de l'échantillon MASSIV pour des intervalles de masse (carrés bleus) et de métallicité (ronds verts). Les barres d'erreurs représentent la dispersion des galaxies de l'intervalle autour de la valeur moyenne. La flèche vers le bas indique que cette valeur moyenne de la métallicité pour l'intervalle des plus petites masses doit être considérée comme une valeur limite supérieure à cause de l'incomplétude des données à faibles masses. Les courbes sont les mêmes que sur la figure 6.2.	84
6.4	Relation masse-métallicité pour les galaxies MASSIV, les ronds rouges sont les galaxies en rotation et les triangles bleus celles sans rotation. Les carrés verts représentent les galaxies n'appartenant à aucune de ces deux classes. Les courbes sont les mêmes que sur la figure 6.2.	85
6.5	Relation masse-métallicité pour les systèmes en interaction (ronds bleus) et les galaxies isolées (carrés rouges) de l'échantillon MASSIV. Les courbes sont identiques à celles de la figure 6.2.	86
6.6	Relation fondamentale de métallicité pour les galaxies MASSIV (carrés bleus) pour la valeur de $\alpha = 0.32$ dans l'équation 6.6. La FMR définie par Mannucci <i>et al.</i> (2010) pour les galaxies à formation d'étoiles de l'univers locale est tracée en vert.	87
6.7	Relation fondamentale de métallicité pour les galaxies MASSIV en interaction (ronds bleus) et isolées (carrés rouges), avec $\alpha = 0.32$ dans l'équation 6.6.	88

6.8	Distribution de la dispersion autour de la FMR pour 1000 tirages aléatoires de 12 galaxies isolées parmi les 37 de l'échantillon MASSIV.	88
6.9	Relation fondamentale de métallicité définie par Lara-López <i>et al.</i> (2010), voir l'équation 3.2. Les galaxies MASSIV sont représentées par les carrés bleus.	89
6.10	Relation fondamentale de métallicité définie par Lara-López <i>et al.</i> (2010), et ajustée aux données MASSIV afin de minimiser la dispersion.	90
6.11	Relation masse-métallicité. Les galaxies de l'échantillon MASSIV sont représentées par les carrés bleus foncés et les galaxies du relevé zCOSMOS par les ronds bleus clairs. La courbe rouge est le meilleur ajustement des deux échantillons réunis. La ligne verte continue est la relation MZ pour les galaxies du SDSS dans l'univers local et la ligne verte pointillée est la relation MZ à $0,4 < z < 1$ (Pérez-Montero <i>et al.</i> , 2013). Toutes les métallicités sont données dans la calibration Pérez-Montero & Contini (2009).	92
6.12	Relation masse-métallicité corrigée par la fonction du taux de formation stellaire ($f(SFR)$). Les galaxies de l'échantillon MASSIV sont représentées par les carrés bleus foncés et les galaxies du relevé zCOSMOS par les ronds bleus clairs. La courbe rouge est le meilleur ajustement des deux échantillons réunis. La ligne verte continue est la relation MZ pour les galaxies du SDSS dans l'univers local et la ligne verte pointillée est la relation MZ à $0,4 < z < 1$ (Pérez-Montero <i>et al.</i> , 2013). Toutes les métallicités sont données dans la calibration Pérez-Montero & Contini (2009).	93
6.13	Relation entre la masse stellaire et le rapport de l'abondance d'azote sur l'abondance d'oxygène pour l'échantillon MASSIV.	94
7.1	Capture d'écran du programme de Julien Queyrel (2010).	97
7.2	Calcul des gradients de métallicité, figure extraite de la thèse de Julien Queyrel (2010).	97
7.3	Galaxie 020218856, à gauche, carte de flux $H\alpha$, en 10^{-15} ergs s^{-1} cm^{-2} , à droite, gradient de métallicité.	99
7.4	Galaxie 910163602, à gauche, carte de flux $H\alpha$, en 10^{-15} ergs s^{-1} cm^{-2} , à droite, gradient de métallicité.	99
7.5	Galaxie 910195041, à gauche, carte de flux $H\alpha$, en 10^{-15} ergs s^{-1} cm^{-2} , à droite, gradient de métallicité.	99
7.6	Galaxie 910207502, à gauche, carte de flux $H\alpha$, en 10^{-15} ergs s^{-1} cm^{-2} , à droite, gradient de métallicité.	100
7.7	Galaxie 910247797, à gauche, carte de flux $H\alpha$, en 10^{-15} ergs s^{-1} cm^{-2} , à droite, gradient de métallicité.	100
7.8	Galaxie 910279755, à gauche, carte de flux $H\alpha$, en 10^{-15} ergs s^{-1} cm^{-2} , à droite, gradient de métallicité.	100
7.9	Galaxie 910337228, à gauche, carte de flux $H\alpha$, en 10^{-15} ergs s^{-1} cm^{-2} , à droite, gradient de métallicité.	101

7.10	Galaxie 910340496, à gauche, carte de flux $H\alpha$, en 10^{-15} ergs s^{-1} cm^{-2} , à droite, gradient de métallicité.	101
7.11	Galaxie 910370574, à gauche, carte de flux $H\alpha$, en 10^{-15} ergs s^{-1} cm^{-2} , à droite, gradient de métallicité.	101
7.12	Gradients de métallicité des galaxies du premier et du deuxième échantillon de MASSIV.	102
7.13	Gradients de métallicité des galaxies MASSIV en interaction et isolées.	103
7.14	Gradients de métallicité des galaxies MASSIV en rotation et sans rotation.	104
7.15	Gradients de métallicité des galaxies MASSIV en fonction de leur masse stellaire.	105
7.16	Gradients de métallicité des galaxies MASSIV en fonction de leur taux spécifique de formation d'étoiles (sSFR).	106
8.1	Cartes de métallicité du disque isolé en rotation, la résolution varie de gauche à droite : 0,15" ; 0,50" ; 0,65" ; 0,85". La métallicité a été calculée en utilisant la calibration Pérez-Montero & Contini (2009) pour chaque pixel et est représentée selon les couleurs sur l'échelle en dessous des cartes dans les unités de $12 + \log(O/H)$	112
8.2	Cartes de métallicité de la galaxie post-fusion, la résolution varie de gauche à droite : 0,15" ; 0,50" ; 0,65" ; 0,85". La métallicité a été calculée en utilisant la calibration Pérez-Montero & Contini (2009) pour chaque pixel et est représentée selon les couleurs sur l'échelle en dessous des cartes dans les unités de $12 + \log(O/H)$	113
8.3	Cartes de métallicité du système en interaction, la résolution varie de gauche à droite : 0,15" ; 0,50" ; 0,65" ; 0,85". La métallicité a été calculée en utilisant la calibration Pérez-Montero & Contini (2009) pour chaque pixel et est représentée selon les couleurs sur l'échelle en dessous des cartes dans les unités de $12 + \log(O/H)$	113
8.4	Cartes $H\alpha$ pour le disque en rotation à différents rapports de signal sur bruit et différentes résolutions. De haut en bas : pas de bruit, $S/N = 10$, $S/N = 8$, $S/N = 5$ et $S/N = 3$. De gauche à droite, résolution : 0,15" ; 0,50" ; 0,65" et 0,85".	115
8.5	Gradients de métallicité pour le disque en rotation à différents rapports de signal sur bruit et différentes résolutions. De haut en bas : pas de bruit, $S/N = 10$, $S/N = 8$, $S/N = 5$ et $S/N = 3$. De gauche à droite, résolution : 0,15" ; 0,50" ; 0,65" et 0,85".	116
8.6	Cartes $H\alpha$ pour la galaxie post-fusion à différents rapports de signal sur bruit et différentes résolutions. De haut en bas : pas de bruit, $S/N = 10$, $S/N = 8$, $S/N = 5$ et $S/N = 3$. De gauche à droite, résolution : 0,15" ; 0,50" ; 0,65" et 0,85".	118
8.7	Gradients de métallicité pour la galaxie post-fusion à différents rapports de signal sur bruit et différentes résolutions. De haut en bas : pas de bruit, $S/N = 10$, $S/N = 8$, $S/N = 5$ et $S/N = 3$. De gauche à droite, résolution : 0,15" ; 0,50" ; 0,65" et 0,85".	119

8.8	Cartes H α pour le système en interaction à différents rapports de signal sur bruit et différentes résolutions. De haut en bas : pas de bruit, S/N = 10, S/N = 8, S/N = 5 et S/N = 3. De gauche à droite, résolution : 0,15'' ; 0,50'' ; 0,65'' et 0,85''	121
8.9	Gradients de métallicité pour le système en interaction à différents rapports de signal sur bruit et différentes résolutions. De haut en bas : pas de bruit, S/N = 10, S/N = 8, S/N = 5 et S/N = 3. De gauche à droite, résolution : 0,15'' ; 0,50'' ; 0,65'' et 0,85''	122
8.10	Gradients de métallicité pour les trois galaxies, non bruitées, en fonction de la résolution. Le disque en rotation est représenté par les carrés bleus, la galaxie post-fusion par le point vert et les deux composantes du système en interaction par les triangles rouges et bleus clairs.	123
8.11	Gradients de métallicité pour les trois galaxies, avec un rapport signal sur bruit de 10, en fonction de la résolution. Le disque en rotation est représenté par les carrés bleus, la galaxie post-fusion par le point vert et les deux composantes du système en interaction par les triangles rouges et bleus clairs.	124
8.12	Gradients de métallicité pour les trois galaxies, avec un rapport signal sur bruit de 8, en fonction de la résolution. Le disque en rotation est représenté par les carrés bleus, la galaxie post-fusion par le point vert et les deux composantes du système en interaction par les triangles rouges et bleus clairs.	124
8.13	Gradients de métallicité pour les trois galaxies, avec un rapport signal sur bruit de 5, en fonction de la résolution. Le disque en rotation est représenté par les carrés bleus, la galaxie post-fusion par le point vert et les deux composantes du système en interaction par les triangles rouges et bleus clairs.	125
8.14	Gradients de métallicité pour les trois galaxies, avec un rapport signal sur bruit de 3, en fonction de la résolution. Le disque en rotation est représenté par les carrés bleus, la galaxie post-fusion par le point vert et les deux composantes du système en interaction par les triangles rouges et bleus clairs.	125
8.15	La couleur des pixels représente la valeur du gradient de métallicité (en <i>dex/kpc</i>) pour le disque en rotation pour chaque valeur de la résolution (sur l'axe x) et du rapport signal sur bruit (sur l'axe y).	126
8.16	La couleur des pixels représente la valeur du gradient de métallicité (en <i>dex/kpc</i>) pour la galaxie post-fusion pour chaque valeur de la résolution (sur l'axe x) et du rapport signal sur bruit (sur l'axe y).	126
8.17	La couleur des pixels représente la valeur du gradient de métallicité (en <i>dex/kpc</i>) pour chaque composante du système en interaction pour chaque valeur de la résolution (sur l'axe x) et du rapport signal sur bruit (sur l'axe y).	127

Annexes

Annexe A

Article Divoy *et al.* (2014)

L'article suivant a été accepté récemment pour publication dans le journal **Astronomy and Astrophysics**. Il s'intitule « MASSIV : Mass Assembly Survey with SINFONI in VVDS. VI. Metallicity-related fundamental relations in star-forming galaxies at $1 < z < 2$ » ou en français : « Relations fondamentales liées à la métallicité dans les galaxies formant des étoiles à $1 < z < 2$ ».

Le programme MASSIV (voir chapitre 5) a pour but de trouver des contraintes sur les différents processus impliqués dans l'évolution des galaxies. Cet article tente d'améliorer notre compréhension de l'assemblage de masse des galaxies en étudiant leur évolution chimique. Dans ce but, nous utilisons la métallicité comme traceur de l'histoire de la formation stellaire et des interactions des galaxies.

Nous y avons analysé l'échantillon MASSIV complet et nous avons pu calculer les métallicités intégrées pour 48 galaxies formant des étoiles à redshifts $0,9 \lesssim z \lesssim 1,8$. Pour ces galaxies, nous avons aussi calculé d'autres paramètres intégrés comme la masse stellaire et le taux de formation d'étoiles. Nous les avons utilisés afin d'étudier l'évolution cosmique de la relation entre la masse et la métallicité ainsi que les effets des interactions et de la cinématique sur cette relation. Afin d'approfondir cette étude, nous avons combiné les galaxies MASSIV avec un échantillon de galaxies à des redshifts similaires provenant du relevé zCOSMOS (Pérez-Montero *et al.*, 2013).

Nous y étudions aussi la relation « fondamentale » de métallicité, sous la forme proposée par Mannucci *et al.* (2010) ainsi que celle proposée par Lara-López *et al.* (2010), afin de déterminer si elle évolue, ou non, avec le redshift.

Nous observons que les galaxies MASSIV sont compatibles avec la relation masse-métallicité attendue pour leur gamme de redshifts. Cependant, nous trouvons une légère différence entre les galaxies isolées et celles en interaction. Cette différence se retrouve aussi pour les galaxies locales. Les galaxies en interaction ont tendance à avoir une métallicité plus faible.

L'étude de la relation fondamentale, entre la masse stellaire, le taux de formation d'étoiles et la métallicité, est quant à elle, moins conclusive. Les erreurs et la dispersion des galaxies ne permettent pas de déterminer s'il y a ou non une évolution avec le temps cosmique.

MASSIV: Mass Assembly Survey with SINFONI in VVDS[★]

VI. Metallicity-related fundamental relations in star-forming galaxies at $1 < z < 2$

C. Divoy^{1,2}, T. Contini^{1,2}, E. Pérez-Montero³, J. Queyrel^{1,2}, B. Epinat⁴, C. López-Sanjuan⁵, D. Vergani⁶, J. Moultağa^{1,2}, P. Amram⁴, B. Garilli⁷, M. Kissler-Patig⁸, O. Le Fèvre⁴, L. Pairo⁷, L.A.M. Tasca⁴, L. Tresse⁴, and V. Perret⁴

¹ Institut de Recherche en Astrophysique et Planétologie (IRAP), CNRS, 14 avenue Edouard Belin, F-31400, Toulouse, France

² IRAP, Université de Toulouse, UPS-OMP, Toulouse, France

³ Instituto de Astrofísica de Andalucía - CSIC Apdo. 3004 E-18080, Granada, Spain

⁴ Aix Marseille Université, CNRS, LAM (Laboratoire d'Astrophysique de Marseille) UMR 7326, 13388, Marseille, France

⁵ Centro de Estudios de Física del Cosmos de Aragón, Plaza San Juan 1, planta 2, E-44001, Teruel, Spain

⁶ INAF-IASFBO, Via P. Gobetti 101, I-40129 Bologna, Italy

⁷ IASF-INAf, via Bassini 15, I-20133, Milano, Italy

⁸ Gemini Observatory, 670 N. A'ohoku Place, Hilo, Hawaii, 96720, USA

Received 31 March 2014 / Accepted 18 June 2014

ABSTRACT

Aims. The MASSIV (Mass Assembly Survey with SINFONI in VVDS) project aims at finding constraints on the different processes involved in galaxy evolution. This study proposes to improve understanding of the galaxy mass assembly through chemical evolution using metallicity as a tracer of the star formation and interaction history.

Methods. We analysed the full sample of MASSIV galaxies for which a metallicity estimate has been possible, the 48 star-forming galaxies at $z \sim 0.9 - 1.8$, and computed the integrated values of some of the fundamental parameters, such as stellar mass, metallicity, and star formation rate (SFR). The sample of star-forming galaxies at similar redshifts from zCOSMOS was also combined with the MASSIV sample. We studied the cosmic evolution of the mass-metallicity relation (MZR), together with the effect of close environment and galaxy kinematics on this relation. We then focused on the so-called fundamental metallicity relation (FMR) and other relations between stellar mass, SFR, and metallicity. We investigated whether these relations are really fundamental, i.e. if they do not evolve with redshift.

Results. The MASSIV galaxies follow the expected mass-metallicity relation for their median redshift. We find, however, a significant difference between isolated and interacting galaxies as found for local galaxies: interacting galaxies tend to have a lower metallicity. The study of the relation between stellar mass, SFR, and metallicity gives such large scattering for our sample, even combined with zCOSMOS, that it is difficult to confirm any fundamental relation.

Key words. galaxies: abundances – galaxies: evolution – galaxies: fundamental parameters – galaxies: high redshift

1. Introduction

The current paradigm for galaxy formation is the so-called hierarchical model. It explains the formation of small galaxies at the earliest epochs, mainly by gas accretion in dark matter haloes. Later on in the history of the Universe, these small galaxies merged to produce larger galaxies. During these processes the interstellar medium (ISM) underwent multiple mixings, inducing strong variations in the chemical abundances of galaxies. The abundance of metals in the ISM, defined as the metallicity (Z), is thus a marker of the galaxy star formation history and of the various gas flows (accretion and outflows) that could happen during its life. The metal enrichment of the ISM is due to stellar evolution but is also a consequence of galaxy interactions

and/or interplay with the surrounding intergalactic medium. Indeed, both inflows of pristine gas toward the centre of the galaxy and outflows of metal-rich gas due to supernovae-driven galactic winds reduce the nuclear metallicity of galaxies. Metallicity is therefore a fundamental parameter to follow in cosmic time for understanding the formation and evolution of galaxies.

Simulations based on the hierarchical model that includes chemical evolution and feedback processes (Moster et al. 2012; Calura et al. 2012; Stinson et al. 2013) can roughly reproduce observations, but new and more accurate datasets are needed to constrain the free parameters of these simulations, such as the feedback efficiency and accretion rate. For instance, Michel-Dansac et al. (2008) performed simulations to constrain the role of galaxy interactions in the variation of the metallicity. They find that interacting galaxies with low(high) masses have higher(lower) metallicities than their isolated counterparts that follow the well-known mass-metallicity relation. During minor mergers the metallicity of the lighter component increases between the start of the interaction and the coalescence, but for a major merger the metallicity of the heavier component increases.

Send offprint requests to: C. Divoy, e-mail: cdivoy@irap.omp.eu

[★] This work is based on observations collected at the European Southern Observatory (ESO) Very Large Telescope, Paranal, Chile, as part of the Programs 179.A-0823, 78.A-0177, and 75.A-0318. This work also benefits from data products produced at TERAPIX and the Canadian Astronomy Data Centre as part of the Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey, a collaborative project of NRC and the CNRS.

Article number, page 1 of 11

Ever since the seventies, it has been known that there is a link between galaxy luminosity and metallicity. Lequeux et al. (1979) give a relation between these parameters for galaxies in the local universe. Nevertheless, the luminosity is too sensitive to the star formation rate (SFR) and extinction, so subsequent studies introduced a more fundamental parameter: the stellar mass. Large surveys of local galaxies, such as 2dF and SDSS, have been used to study and confirm the relation between stellar mass and metallicity (Lamareille et al. 2004; Tremonti et al. 2004), also called MZR. For instance, Tremonti et al. (2004) established the relation between stellar mass and metallicity for a sample of more than 50 000 local galaxies from the SDSS. The origin of this relation is not yet understood well. We know theoretically that stellar evolution ends with the ejection of metals that enrich the ISM with time and that stellar mass also increases with time mainly by merger processes. As predicted by theory, numerous studies based on distant galaxies (e.g. Erb et al. 2006; Lamareille et al. 2006, 2009; Maiolino et al. 2008; Mannucci et al. 2009; Pérez-Montero et al. 2009, 2013) show that metallicity decreases with redshift up to $z \sim 4$. However, the role of inflows and outflows is not well constrained. Each process is theoretically understood well but their scale factors and their dependence on time are not well defined. For instance, at high redshift, gas inflows are needed to reproduce unusual metallicity gradients in galaxies (e.g. Cresci et al. 2010; Queyrel et al. 2012), but we do not know yet if these gas inflows are mainly due to cold flows or are induced by galaxy interactions. At this point, another parameter seems to play a role in galaxy evolution: the star formation rate (SFR). Mannucci et al. (2010) proposed a relation between mass, metallicity and SFR, called the fundamental metallicity relation (FMR). Independently, Lara-López et al. (2010) have found a fundamental plane in the space defined by these three parameters. The evolution with redshift of these relations is not yet known well and is quite controversial. On one hand, there are studies (e.g. Cresci et al. 2012) finding a non-evolving FMR, and on the other hand, other studies find a MZR evolving with redshift even when they remove the dependence on the SFR (e.g. Pérez-Montero et al. 2013).

In this paper, we use the MASSIV sample (Contini et al. 2012) to investigate the MZR and the FMR in the redshift range $0.9 < z < 1.8$. MASSIV is representative of the star-forming galaxy population at these redshifts, corresponding to a critical cosmic period for galaxy evolution when galaxies change rapidly. The aim of this study is to contribute to our understanding of the physical processes involved in the early stages of galaxy evolution. First results on the MZR, metallicity gradients, and fundamental relations between mass, velocity, and size, which are all based on the so-called “first epoch” MASSIV sample, have been published in Queyrel et al. (2009), Queyrel et al. (2012), and Vergani et al. (2012), respectively.

This paper is organized as follows. In Section 2, we present the galaxy sample obtained from the MASSIV survey and say how we extract $H\alpha$ and $[\text{N II}]\lambda 6584$ fluxes to compute the SFR and the metallicity of galaxies. In Section 3, we investigate the MZR for our sample and its relation with various parameters, such as the redshift, the galaxy kinematics, and their close environment. In Section 4 we present an analysis of the relations between stellar mass, metallicity, and SFR for the MASSIV galaxies. In Section 5 we discuss the agreement of our results with previous studies.

Throughout the paper, we assume a Λ CDM cosmology with $\Omega_m = 0.3$, $\Omega_\Lambda = 0.7$, and $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Article number, page 2 of 11

2. Dataset

2.1. The MASSIV sample

For this analysis we use the full MASSIV (Mass Assembly Survey with SINFONI in VVDS) sample of 83 star-forming galaxies, which is fully described in Contini et al. (2012). Hereafter, we call the 50 galaxies first observed and published in Epinat et al. (2012) the “first epoch” sample, and the “second epoch” sample the last 33 galaxies. These galaxies have been selected in the VVDS (VIMOS VLT Deep Survey (Le Fevre et al. 2013)) sample to be representative of the population of star-forming galaxies at high redshifts ($z \sim 0.9 - 1.8$). The selection of galaxies up to redshift $z \sim 1.5$ was based on the intensity and equivalent width of the $[\text{O II}]\lambda 3727$ emission line measured on VIMOS spectra (e.g. Franzetti et al. 2007; Vergani et al. 2008; Lamareille et al. 2009). The selection of galaxies at higher redshift was based mainly on their rest-frame ultraviolet continuum and/or massive stars absorption lines. These star formation criteria ensure that the rest-frame optical emission lines $H\alpha$ and $[\text{N II}]\lambda 6584$ or, in a few cases, $[\text{O III}]\lambda 5007$ are bright enough to be observed with the Integral Field Unit SINFONI in the near-infrared J (sources at $z < 1.1$) and H (sources at $z > 1.2$) bands. As shown in Contini et al. (2012), the final MASSIV sample provides a good representation of “normal” star-forming galaxies at $0.9 < z < 1.8$ in the stellar mass regime $M_* = 10^9 - 10^{11} M_\odot$, with a median star formation rate $\text{SFR} \sim 30 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ and a detection threshold of $\sim 5 M_\odot \text{ yr}^{-1}$.

SINFONI observations were performed between April 2007 and January 2011. Most (85%) of the targeted galaxies were observed in a seeing-limited mode (with a spatial sampling of $0.125''/\text{pixel}$). Eleven galaxies were acquired with adaptive optics (AO) assisted with a laser guide star (seven with $0.05''$ and four with $0.125''/\text{pixel}$ spatial sampling).

The data reduction was performed with the ESO SINFONI pipeline (version 2.0.0), using the standard master calibration files provided by ESO. The absolute astrometry for the SINFONI data cubes was derived from nearby bright stars also used for point spread function measurements. Custom IDL and Python scripts were used to flux calibrate, align, and combine all the individual exposures. For each galaxy, a non-sky-subtracted cube was also created, mainly to estimate the effective spectral resolution. For more details on data reduction, we refer to Epinat et al. (2012).

2.2. Line measurement

2.2.1. Extraction of 1D spectra

Spectra were extracted from both flux-calibrated and counts datacubes on apertures corresponding to a signal-to-noise ratio (S/N) on the $H\alpha$ line larger than 2 and to spaxels where the line is narrower than the spectral resolution. S/N maps were obtained using a 2×2 spaxel Gaussian smoothing as described in Epinat et al. (2012). Isolated extra-spaxels with a $S/N > 2$ were removed based on a visual inspection. Spectra of all the spaxels belonging to the aperture were shifted in wavelength according to their corresponding $H\alpha$ line position, and then summed to obtain the final 1D integrated spectrum. This shift enables a spectrum with narrower lines, which is better fitted by a Gaussian function than in the case where the velocity gradient is not removed. This procedure also increases the S/N in the final integrated spectrum and therefore the accuracy of line measurements.

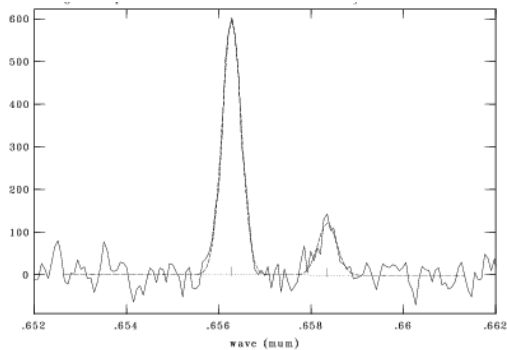


Fig. 1. One example of the measurement of $H\alpha$ and $[\text{N II}]\lambda 6584$ emission lines with `splot` task of IRAF. The spectrum and the fitted Gaussians are shown with solid and dotted lines respectively. Intensity units are expressed in number counts and rest-frame wavelength units in μm .

2.2.2. Procedure to measure emission lines

To compute metallicities, we need to measure the flux of $H\alpha$ and $[\text{N II}]\lambda 6584$ emission lines. To do so we use the task `splot` of IRAF to fit Gaussian functions on the different lines of the 1D spectrum of each galaxy. We obtain the flux and associated errors with the deblending mode of this task `splot` with the constraint that the FWHM of the $H\alpha$ and $[\text{N II}]\lambda 6584$ lines are the same (see Fig. 1).

For some galaxies the lines were not measurable for two main reasons: either the intensity of the lines is too low to be measured, so there is no detection for these lines, or there are some strong sky line residuals at the same wavelength as the expected lines. For the second epoch sample, there are seven galaxies with no detection of the $[\text{N II}]\lambda 6584$ emission line, VVDS020258016, 910154631, 910184233, 910187744, 910232719, 910296626, 910300117, and six galaxies with strong sky line residuals at the wavelength of $H\alpha$ or $[\text{N II}]\lambda 6584$ emission lines: VVDS910159867, 910177382, 910191357, 910195040, 910274060, 910377628. Similar situation occurred for the first epoch sample and have been explained in Queyrel et al. (2012).

2.3. Metallicity

We were able to derive the integrated metallicity for 48 galaxies of the sample. Metallicity is computed using the flux ratio between $H\alpha$ and $[\text{N II}]\lambda 6584$ emission lines, the so-called N2 parameter. This parameter has a monotonic linear relation with oxygen abundance up to oversolar values and it has the advantage of having almost no dependence with reddening or flux calibration. Although N2 is also related to ionization parameter and the nitrogen-to-oxygen abundance ratio, the empirical calibration proposed by Pérez-Montero & Contini (2009), based on objects with a direct determination of the electron temperature, leads to metallicities with an uncertainty around 0.3 dex. For the identified interacting galaxy pairs (see López-Sanjuan et al. 2013), the spectrum of the main component has been extracted and used to compute the metallicity. Depending on the calibration used, the derived metallicities can change significantly. We use the relation given by Kewley & Ellison (2008) and Queyrel et al. (2009) to convert metallicities computed with the Pérez-Montero & Contini (2009) calibration to metallicities using the

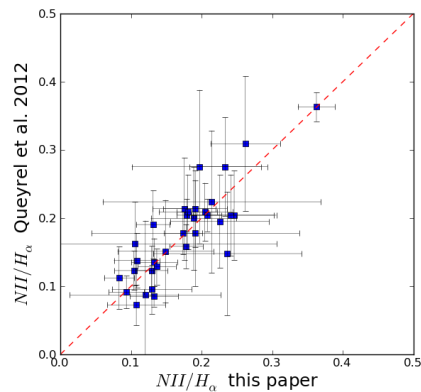


Fig. 2. Comparison between the $[\text{N II}]/H\alpha$ flux ratios measured in this paper and those published in Queyrel et al. (2012). The agreement is good when error bars, coming essentially from measurement uncertainties, are taken into account ($\chi^2 = 0.648$).

Tremonti et al. (2004) calibration. This relation is

$$y = -0.217468x^3 + 5.80493x^2 - 50.2318x + 149.836 \quad (1)$$

where x or Z_{PMC09} is the metallicity in Pérez-Montero & Contini (2009) calibration and y or Z_{T04} metallicity in Tremonti et al. (2004) calibration. For each galaxy, Table 1 contains the galaxy VVDS identification number, the redshift as derived from the SINFONI data using the position of the $H\alpha$ line, the flux of the $H\alpha$ line, the flux ratio between $[\text{N II}]\lambda 6584$ and $H\alpha$ lines, the metallicity computed with the Pérez-Montero & Contini (2009) calibration, and the recalibration of this metallicity to Tremonti et al. (2004) calibration.

The $H\alpha$ flux, the flux ratio $[\text{N II}]/H\alpha$, and the metallicity for 34 galaxies of the first epoch sample of MASSIV have already been published in Queyrel et al. (2012). For the sake of homogeneity, we derive these quantities again for the full MASSIV sample using the same procedure as Queyrel et al. (2012). Figure 2 shows the comparison of previous and new measurements for the $[\text{N II}]/H\alpha$ flux ratio. Measurements are consistent with each other when taking the uncertainties into account. The error bars are mainly due to measuring the faint $[\text{N II}]\lambda 6584$ line.

2.4. Star formation rate and stellar mass

We derive the SFR from the $H\alpha$ flux measured in the integrated spectrum of the galaxies following the Kennicutt (1998) relation. This SFR is also corrected for interstellar gas extinction. For each galaxy, the value of this extinction is an output of the SED fitting performed on extensive multi-band photometry (Contini et al. 2012). The method used to compute the SFR, the extinction-corrected SFR, and their associated errors is explained in Epinat et al. (2009). The median value of the errors on the SFR is $2.2 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$.

The stellar masses, which are also an output of the SED-fitting procedure are those listed in Contini et al. (2012). Values of SFR (before and after extinction correction) and stellar masses are listed in Table 1.

Stellar masses and SFR have been computed using a Salpeter (1955) initial mass function (IMF). For the sake of consistency and to allow comparison with previous studies, stellar masses and SFR for other datasets computed with a different IMF have

been corrected according to the offsets given in Bernardi et al. (2010). For instance, the relations from Tremonti et al. (2004), Yabe et al. (2012), and Lara-López et al. (2010) using Kroupa (2002) IMF have been shifted in figures 3, 4, 5, 6, 10, and 11. The relation of Mannucci et al. (2010) and stellar masses from Pérez-Montero et al. (2013) using Chabrier (2003) IMF have been corrected in figures 7, 8, and 12.

3. The mass-metallicity relation

Tremonti et al. (2004) give an expression of the relation between stellar mass and metallicity for a large sample of star-forming galaxies in the local universe:

$$Z = -0.08026m^2 + 1.847m - 1.492 \quad (2)$$

where $m = \log(M_*/M_\odot)$ and $Z = 12 + \log(O/H)$. The understanding of the shape of this relation is crucial to constraining the role of the various physical processes involved in galaxy evolution, such as outflows and gas accretion. It is also interesting to understand the causes for the metallicity dispersion around the median relation. Indeed, for a given stellar mass, a galaxy can have different gas-to-star mass ratios, SFR, or merger histories. These parameters influence the value of the metallicity and can explain the dispersion of the galaxies around the relation found by Tremonti et al. (2004). At high redshifts ($z > 3$), star-forming galaxies seem to follow a similar relation but at lower metallicity (Maiolino et al. 2008).

With the MASSIV sample, we can put constraints on the mass-metallicity relation in the redshift range $z \sim 0.9 - 1.8$. This relation can be compared with the one derived by Yabe et al. (2012) at redshift $z \sim 1.4$. To compute the metallicities, Yabe et al. (2012) used the Pettini & Pagel (2004) calibration of the N2 parameter. To have a better comparison with our data (see Fig. 3), we converted their metallicities into the Tremonti et al. (2004) calibration with the relation given in Kewley & Ellison (2008):

$$y = -738.1193 + 258.9673x - 30.05705x^2 + 1.167937x^3 \quad (3)$$

where x is the metallicity in Pettini & Pagel (2004) calibration and y the metallicity in the Tremonti et al. (2004) calibration.

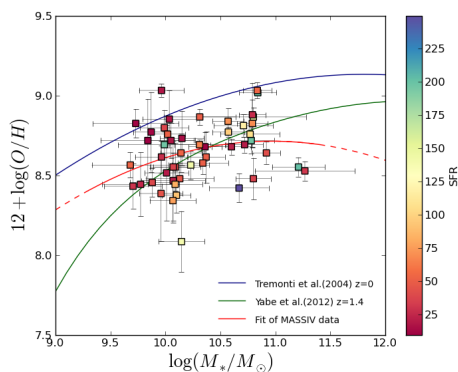


Fig. 3. Mass-metallicity relation. MASSIV galaxies are represented by coloured squares. The colour of the square scales with the value of the SFR. The red line is the best fit to the MASSIV sample. The mass-metallicity relations in the local universe (blue line) and at $z \sim 1.4$ (green line) are shown for comparison. Metallicities are given in the Tremonti et al. (2004) calibration.

Article number, page 4 of 11

Figure 3 shows that MASSIV galaxies are distributed around the Yabe et al. (2012) mass-metallicity relation. The best fit of MASSIV galaxies, resulting in a scattering of 0.2dex, with a second-order polynomial relation has the following expression:

$$Z = -0.11m^2 + 2.45m - 4.71 \quad (4)$$

where $m = \log(M_*/M_\odot)$ and $Z = 12 + \log(O/H)$. This fit has a χ^2 of 0.850 and has been performed with the method of the least square the errors on both metallicity and mass taking into account. The agreement with either the Yabe et al. (2012) relation ($\chi^2 = 0.678$) or the Tremonti et al. (2004) relation offset to lower metallicities ($\chi^2 = 0.575$) is slightly worse.

3.1. Median values

The scatter around the mass-metallicity relation of MASSIV galaxies is quite important. It is thus interesting to compute the median value of metallicity and mass for different bins of stellar mass and bins of metallicity. We estimate the median value of metallicities and masses for four bins of mass and four bins of metallicity chosen to contain about the same number of galaxies in each bin. The median values are listed in Table 2. Figure 4 show the median values of the metallicity for a binning in mass and the median values of the stellar mass for a binning in metallicity. These two sets of median values show that the mass-metallicity relation for the MASSIV sample is in good agreement with the Yabe et al. (2012) relation.

Table 2. Median values of stellar mass and metallicity for the MASSIV sample separated in bins of mass and in bins of metallicity.

Stellar mass range	M_{median}	Z_{median}
$\log(M_*/M_\odot) \leq 10.00$	$9.87^{+0.11}_{-0.19}$	$8.62^{+0.38}_{-0.27}$
$10.00 < \log(M_*/M_\odot) \leq 10.15$	$10.07^{+0.08}_{-0.06}$	$8.52^{+0.33}_{-0.43}$
$10.15 < \log(M_*/M_\odot) \leq 10.70$	$10.36^{+0.30}_{-0.13}$	$8.68^{+0.91}_{-0.26}$
$\log(M_*/M_\odot) \geq 10.70$	$10.8^{+0.47}_{-0.09}$	$8.76^{+0.27}_{-0.28}$
Metallicity range	M_{median}	Z_{median}
$Z \leq 8.49$	$10.08^{+0.72}_{-0.37}$	$8.44^{+0.04}_{-0.35}$
$8.49 < Z \leq 8.65$	$10.19^{+1.08}_{-0.51}$	$8.57^{+0.08}_{-0.05}$
$8.65 < Z \leq 8.81$	$10.23^{+0.55}_{-0.39}$	$8.72^{+0.08}_{-0.04}$
$Z \geq 8.81$	$10.71^{+0.13}_{-0.98}$	$8.87^{+0.16}_{-0.06}$

The relatively high value of the median metallicity for the lowest mass bin is certainly due to incompleteness in this mass range. Indeed, the metallicity was computed for 55% of the MASSIV galaxies in this mass bin whereas metallicity was derived for more than 80% in higher mass bins. The median metallicity for $\log(M_*/M_\odot) \leq 10$ galaxies should thus be interpreted as an upper limit because low-metallicity galaxies in this low-mass range are difficult to probe owing to the faintness of the [N II] λ 6584 emission line.

The median value of metallicity for the highest mass bin seems to be off the MZR fitted on the full sample (red line) because, at high mass, this fit is dominated by two massive galaxies with fairly low metallicity. However the trend toward lower metallicities for the high mass end of the MZR is also present when combining the MASSIV galaxies with the zCOSMOS sample (see sect. 4.1 and Fig. 12).

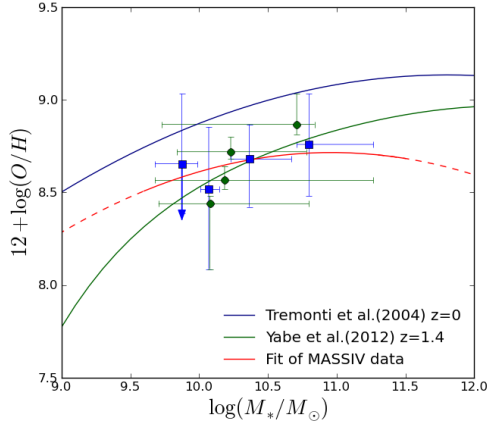


Fig. 4. Mass-metallicity relation with median values of stellar mass and metallicity for the MASSIV sample for a binning in mass (blue squares) and for a binning in metallicity (green dots). Error bars represent the dispersion around the median values. The arrow downward indicates that the median value of the metallicity for the lowest mass bin is certainly an upper limit due to incompleteness. Curves are the same as in Fig. 3.

3.2. Is there a link with kinematics and/or galaxy interactions?

Thanks to SINFONI IFU observations, a first-order kinematics classification of MASSIV galaxies was performed by Epinat et al. (2012) and Epinat et al. (in prep.). The galaxies with a velocity map showing clear velocity gradients are classified as rotating disks, whereas the other ones are classified as non-rotators. Figure 5 shows that there is no significant difference in the mass-metallicity relation between the two samples. The rotators have a median metallicity of 8.68 ± 0.19 with a median mass of 10.09 ± 0.11 and non-rotators of 8.64 ± 0.19 with a median mass of 10.64 ± 0.18 . The main difference between the two samples is that the median mass of the rotators is higher than the median mass of non-rotators and almost all the galaxies with masses greater than $10^{10.5} M_{\odot}$ are rotators.

The metallicity of a galaxy could be affected by its close environment (e.g. Michel-Dansac et al. 2008). An accurate classification of the level of gravitational interaction of MASSIV galaxies is given in López-Sanjuan et al. (2013). Galaxies are classified in two main groups: interacting galaxies (major or minor mergers) and isolated galaxies. Figure 6 shows clearly that interacting galaxies in the MASSIV sample have lower metallicities (with a median value of 8.56 ± 0.12 and a median mass of 10.28 ± 0.17) than isolated galaxies which have a median value of metallicity of 8.69 ± 0.20 and a median mass of 10.14 ± 0.16 .

4. Relations between stellar mass, metallicity, and SFR

Mannucci et al. (2010) propose a more fundamental relation between the stellar mass, SFR, and metallicity of star-forming galaxies in the local universe, a relation called fundamental metallicity relation (FMR). This relation does not seem to evolve with redshift at least up to $z \sim 2.5$. To visualize this relationship more easily, they propose a projection that removes the sec-

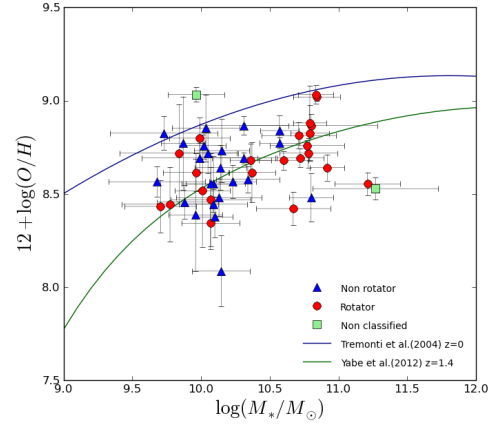


Fig. 5. Mass-metallicity relation for rotating (red dots) and non-rotating (blue triangles) MASSIV galaxies. The non-classified galaxies are shown as green squares. Curves are the same as in Fig. 3.

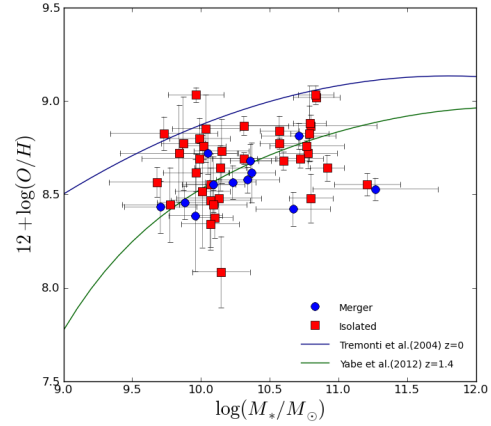


Fig. 6. Mass-metallicity relation for interacting (blue dots) and isolated (red squares) MASSIV galaxies. See Fig. 3 for lines description.

ondary dependences:

$$\mu_{\alpha} = \log(M_{*}/M_{\odot}) - \alpha \log(SFR). \quad (5)$$

Mannucci et al. (2010) find a value of $\alpha = 0.32$ that minimizes the scattering of galaxies around the FMR in the local universe, with a small residual dispersion of ~ 0.05 dex in metallicity, i.e. ~ 12 per cent. Figure 7 shows the FMR, i.e. the metallicity as a function of $\mu_{0.32}$, for the MASSIV sample. The metallicity has been (re)computed with the Tremonti et al. (2004) calibration as explained in section 2.3, as well as the FMR from Mannucci et al. (2010) to account for different IMF (see section 2.4). The intrinsic scatter of MASSIV galaxies around this relation is about 0.20 dex.

Figure 8 shows the FMR for MASSIV interacting and isolated galaxies. As for the mass-metallicity relation, there seems to be a significant difference between interacting and isolated galaxies. The intrinsic scattering around the FMR is about 0.12

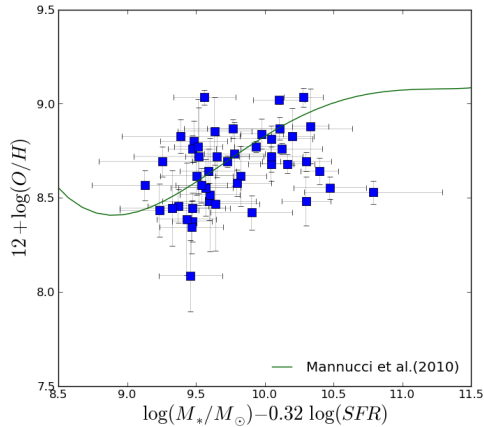


Fig. 7. Fundamental metallicity relation for MASSIV galaxies (blue squares) and assuming $\alpha = 0.32$ in Eq. 5. The FMR defined by Mannucci et al. (2010) for the star-forming galaxies in the local universe is shown as the green curve.

dex for interacting galaxies and 0.20 dex for isolated ones. However, this difference could be due to the different sizes of the two sub-samples. To test this effect, we randomly pick 12 isolated galaxies among the 37 isolated ones of the MASSIV sample. This trial is repeated 1000 times in order to compute the scattering of these smaller samples, with a size similar to the interacting sample. The resulting median value of the scatter of these 1000 smaller samples is 0.18 dex, a value similar to the one measured in the observed sample of 37 isolated galaxies (see distribution in Fig. 9). We thus conclude that the difference of scattering between isolated and interacting MASSIV galaxies is significant. As for the mass-metallicity relation, we do not find any difference between rotating disks and non-rotators.

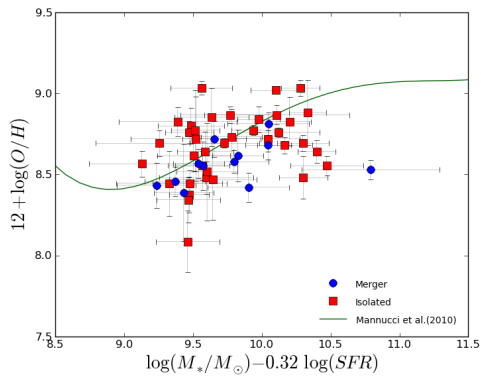


Fig. 8. Fundamental metallicity relation for MASSIV interacting (blue dots) and isolated (red squares) galaxies assuming $\alpha = 0.32$ in Eq. 5.

Lara-López et al. (2010) also studied the fundamental plane for star-forming galaxies of the local universe using the SDSS sample. They propose a projection where the stellar mass is fixed. This approach is motivated by the fact that the stellar mass is the most fundamental parameter of galaxies, with an evolution

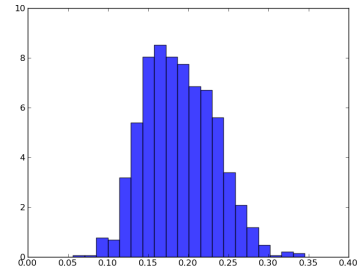


Fig. 9. Distribution of the scatter around the FMR for 12 isolated galaxies chosen randomly among the 37 isolated galaxies of the MASSIV sample.

time scale longer than the SFR and metallicity. They thus defined a combination of the two other parameters (metallicity and SFR) as

$$\log(M_*/M_\odot) = \alpha[12 + \log(O/H)] + \beta \log(SFR) + \gamma. \quad (6)$$

Lara-López et al. (2010) find a parametrization that minimizes the scattering around this relation at 0.16 dex when $\alpha = 1.122 \pm 0.008$, $\beta = 0.474 \pm 0.004$, and $\gamma = -0.097 \pm 0.077$. In their most recent paper, Lara-López et al. (2013) find other values for these parameters: $\alpha = 1.3764 \pm 0.006$, $\beta = 0.6073 \pm 0.002$, and $\gamma = -2.5499 \pm 0.058$. This new study includes galaxies up to redshift 0.36 from the GALaxy and Mass Assembly (GAMA) survey, in addition to the data from the SDSS-DR7 already studied in their previous paper (Lara-López et al. 2010).

Figure 10 shows this relation for the MASSIV sample. We find an *intrinsic* scatter of 0.26 dex around the relation from Lara-López et al. (2010), which is slightly larger than the one we found with the FMR relation of Mannucci et al. (2010). However, our data do not follow the relation given by these values of α , β , and γ . MASSIV data are better fitted with the following relation:

$$\alpha[12 + \log(O/H)] + \beta \log(SFR) + \gamma = 0.323 \log(M_*/M_\odot) + 7.071. \quad (7)$$

To derive these values, we performed a linear regression using least square method weighted on the errors of the three parameters.

We thus tried to minimize the *intrinsic* scattering of the MASSIV data around a relation with the same shape as proposed by Lara-López et al. (2010) and found the following values for the parameters: $\alpha = 2.402$, $\beta = 1.811$, and $\gamma = -22.675$. These values of the parameters give a scatter of 0.15 dex which is lower than the scattering obtained with the other relations (see Fig. 11).

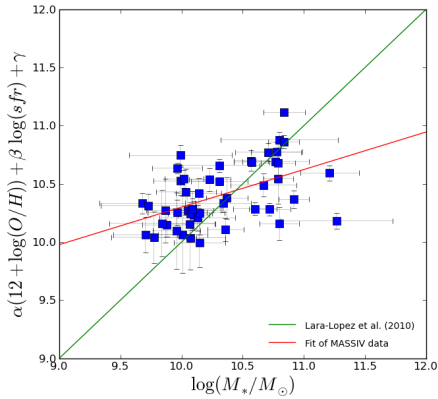


Fig. 10. Fundamental metallicity relation as defined by Lara-López et al. (2010), see Eq. 6. MASSIV galaxies are the blue squares.

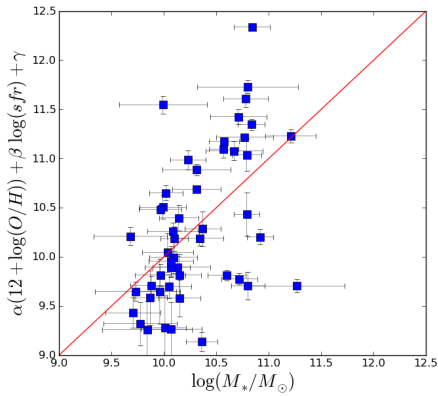


Fig. 11. Fundamental metallicity relation (red line) as defined by Lara-López et al. (2010) and fitted to the MASSIV data in order to minimize the scatter

4.1. Comparison with zCOSMOS 20k sample

As shown previously, there is no convincing evidence that MASSIV galaxies do follow, with a reasonable small scatter, the so-called "fundamental" metallicity relations as defined by Mannucci et al. (2010) and Lara-López et al. (2010). To check whether there is any bias in the MASSIV sample, we can compare our dataset with another sample at similar redshift. Pérez-Montero et al. (2013) performed an exhaustive study of the redshift evolution of the mass-metallicity relation for a large sample of star-forming galaxies in the local and intermediate-redshift Universe ($z = 0.02 - 1.32$) from the SDSS and zCOSMOS-20k datasets. This sample contains more than 40 galaxies at $1 < z < 1.32$ that can be compared to the MASSIV sample.

Figure 12 shows clearly that there is no significant difference between the location of the two samples in the mass-metallicity plane. Corrections have been applied to the zCOSMOS sample in order to comply with the metallicity calibration and IMF used for the MASSIV sample. We thus fit the MASSIV data combined with the 43 galaxies from zCOSMOS. We found a fit similar to the one derived for the MASSIV sample alone. An evolu-

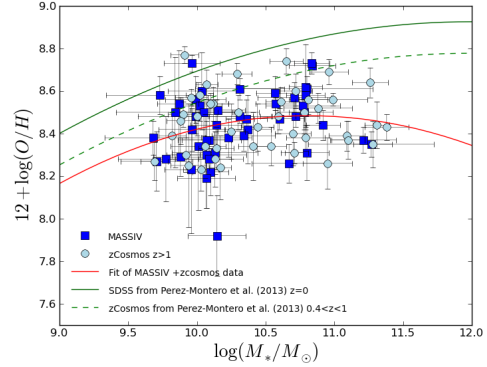


Fig. 12. Mass-metallicity relation. MASSIV galaxies are represented by blue squares. zCOSMOS galaxies are represented by light blue circles. The red line is the best fit to the MASSIV and zCOSMOS sample. The mass-metallicity relations in the local universe (green line) and at $0.4 < z < 1$ (green dashed line) are shown for comparison. Metallicities are given in the Pérez-Montero & Contini (2009) calibration.

tion of the mass-metallicity relation with redshift is clearly seen in Fig. 12. Selection effects and incompleteness for the MASSIV sample are discussed in sect. 3.1. The zCOSMOS sample has the same minimal selection as the VVDS sample (parent sample for MASSIV), i.e. a lower limit in apparent magnitude combined with a flux-limited selection of star-forming galaxies. The main difference between MASSIV and zCOSMOS is, however, the method (or emission lines) used to compute metallicity. It is based on the $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ ratio for MASSIV galaxies but makes use of $[\text{O II}]\lambda 3727$ and $[\text{Ne III}]\lambda 3869$ emission lines for the zCOSMOS galaxies at $1 < z < 1.32$. Figure 12 shows clearly that there is no systematic difference in the metallicity estimates between the two samples even though they are derived with different methods/proxies. The two samples put together thus constitute a sample large enough to be considered as statistically significant.

Since it is known that metallicity is lower for higher SFR and that the mean SFR is higher at higher redshift at a given stellar mass, Pérez-Montero et al. (2013) also investigate whether this can be the cause of the observed evolution of the MZR. The relation between the SFR-corrected metallicity, using equation 8 of Pérez-Montero et al. (2013), and stellar mass for the combined MASSIV and zCOSMOS samples is very similar to the original mass-metallicity relation keeping a clear evolution with redshift.

This means that this evolution is not due to any SFR-based selection effect because it is still there when correcting the metallicity by the SFR. To investigate further that the evolution is really due to the redshift and not to selection effects that can occur when we compare galaxy samples at different redshifts or with different selection criteria, it is interesting to look at the relation between the stellar mass and the nitrogen-to-oxygen abundance ratio, also called MNOR. If the MNOR shows the same evolution with redshift as the MZR, it could mean that the evolution is real and that the FMR is not very fundamental, because the MNOR does not depend on SFR. Otherwise it could mean that the evolution we see is an artefact of the metallicity computation. Computing the nitrogen-to-oxygen abundance ratio for high- z individual galaxies is not an easy task since it requires detecting several emission lines for each galaxies. For the MASSIV sample we computed the nitrogen-to-oxygen abundance ratio from

the nitrogen-to-sulphur line ratio as explained in Pérez-Montero & Contini (2009):

$$\log(N/O) = 1.26N2S2 - 0.86 \quad (8)$$

where $N2S2$ is the ratio between the flux of $[\text{N II}]\lambda\lambda 6548, 6584$ and $[\text{S II}]\lambda\lambda 6717, 6731$. Considering the low S/N of the integrated spectra of MASSIV galaxies we were not able to measure the $[\text{S II}]\lambda\lambda 6717, 6731$ doublet for the majority of galaxies. We thus used stacked spectra for two bins of stellar mass and measured the flux of $[\text{N II}]\lambda\lambda 6548, 6584$ and $[\text{S II}]\lambda\lambda 6717, 6731$ as described in Contini et al. (2012). We find a value of $\log(N/O) = -0.74 \pm 0.25$ for $9.2 < \log(M_*/M_\odot) < 10.2$ and $\log(N/O) = -0.88 \pm 0.30$ for $10.2 < \log(M_*/M_\odot) < 11.2$. We did not find any significant evolution of the MNOR between $z = 0$ (Pérez-Montero et al. 2013) and the one we tentatively derived at $z \sim 1.3$ with MASSIV stacked spectra. But with only two points at high redshift, it is hard to reach any firm conclusion.

5. Discussion and conclusions

In this paper we looked at some relations between fundamental parameters of 48 star-forming galaxies at $1 < z < 2$ for which we have been able to compute the metallicity from SINFONI data. First, we investigated the relation between stellar mass and metallicity in order to quantify its evolution with redshift. As expected and in agreement with previous studies (Queyrel et al. 2009), MASSIV galaxies are in good agreement with the mass-metallicity relation defined by Yabe et al. (2012) for galaxies at the same median redshift ($z \sim 1.3$) and the same ranges of stellar mass and SFR. This relation seems, however, to depend on the range of SFR we look at. We also found that the median value of metallicity and the scattering around this relation is slightly different for isolated and interacting galaxies. Interacting galaxies on average have lower metallicity than isolated ones, as also observed in the local universe (Michel-Dansac et al. 2008), and a lower dispersion around the MZR. It points to the importance of interactions in the chemical evolution of galaxies, but it can also be partially explained by the difference in mass range for the two samples.

We then investigated the relations involving stellar mass, metallicity, and SFR as done by Mannucci et al. (2010) and Lara-López et al. (2010). Indeed, these authors studied relations between these three parameters and find a fundamental plane that can be explained by an equilibrium model, such as the one developed by Finlator & Davé (2008), in which metallicity and SFR are strongly linked and mainly depend on gas inflows and outflows. Studies like the ones performed by Lara-López et al. (2010) and Mannucci et al. (2010) are observational studies that give empirical relations. The origin, and even the existence, of such relations are still being debated.

On one hand, models predict that if galaxies are in a stable situation, described by simple instantaneous recycling models, the stellar mass and metallicity should not depend on the SFR. Some recent studies, such as Sanchez et al. (2013) based on the CALIFA survey, find that metallicity does not depend on the SFR for a given mass range. They claim that the relations found by Lara-López et al. (2010) and Mannucci et al. (2010) may be biased by the way SFR are computed and the apertures used in the SDSS, hence by a selection effect depending on the redshift range studied. Nevertheless, in their recent paper, Lara-López et al. (2013) selected their sample taking this possible bias into account, and they imposed a low-redshift limit depending on the

fibre diameter of the instrument used for the observations. Despite this restricted selection, they find a fundamental plane in their data with slightly different parameters.

On the other hand, a recent theoretical work has been performed (Lilly et al. 2013) deriving an equation relating mass, metallicity, and SFR from basic continuity equations, and it finds that SFR naturally appears as a second parameter in the mass-metallicity relation. Their equation gives a simple explanation of the fundamental metallicity relation and explains its independence with cosmic time. Other studies have been performed at higher redshift, such as Belli et al. (2013), and seem to confirm the existence of the fundamental relation but also its invariance with redshift, but the samples used for such analyses are often small compared to samples in the local universe, as for the MASSIV sample.

To investigate further and check for any possible bias, we compared the MASSIV dataset to zCOSMOS galaxies at similar redshifts (Pérez-Montero et al. 2013). The MZR for the two samples are consistent and follow the expected relation for star-forming galaxies in the redshift range $z \sim 1 - 2$. In a second step we corrected the MZR by a function that depends on the SFR to remove the possible SFR-based selection effects, as performed in Pérez-Montero et al. (2013). We still observe an evolution with redshift, meaning that there should be also an evolution with redshift of the FMR.

To conclude, the relations we found in our study could be consistent with the analysis of Lara-López et al. (2010) and Mannucci et al. (2010) (if there is an evolution with redshift of their parameters), but given the size of our sample and the errors on the parameters, it is difficult to confirm strictly the lack of evolution of the FMR with redshift.

Acknowledgements. We thank N. Bouché and L. Michel-Dansac for useful discussions that helped improve this paper. We are grateful to the referee for useful comments. This work has been partially supported by the CNRS-INSU and its Programme National Cosmologie-Galaxies (France) and by the French ANR grant ANR-07-JCJC-0009. EPM acknowledges the project AYA2010-21887-C04-01 of Spanish Plan for Astronomy and Astrophysics.

References

- Belli, S., Jones, T., Ellis, R. S., & Richard, J. 2013, *ApJ*, 772, 141
- Bernardi, M., Shankar, F., Hyde, J. B., et al. 2010, *MNRAS*, 404, 2087
- Calura, F., Gibson, B. K., Michel-Dansac, L., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 1401
- Chabrier, G. 2003, *ApJ*, 586, L133
- Contini, T., Garilli, B., Le Fèvre, O., et al. 2012, *A&A*, 539, A91
- Cresci, G., Mannucci, F., Maiolino, R., et al. 2010, *Nature*, 467, 811
- Cresci, G., Mannucci, F., Sommariva, V., et al. 2012, *MNRAS*, 421, 262
- Epinat, B., Contini, T., Le Fèvre, O., et al. 2009, *A&A*, 504, 789
- Epinat, B., Tasca, L., Amram, P., et al. 2012, *A&A*, 539, A92
- Erb, D. K., Shapley, A. E., Pettini, M., et al. 2006, *ApJ*, 644, 813
- Finlator, K. & Davé, R. 2008, *MNRAS*, 385, 2181
- Franzetti, P., Scodreggio, M., Garilli, B., et al. 2007, *A&A*, 465, 711
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kewley, L. J. & Ellison, S. L. 2008, *ApJ*, 681, 1183
- Kroupa, P. 2002, *Science*, 295, 82
- Lamareille, F., Brinchmann, J., Contini, T., et al. 2009, *A&A*, 495, 53
- Lamareille, F., Contini, T., Brinchmann, J., et al. 2006, *A&A*, 448, 907
- Lamareille, F., Mouhcine, M., Contini, T., Lewis, I., & Maddox, S. 2004, *MNRAS*, 350, 396
- Lara-López, M. A., Cepa, J., Bongiovanni, A., et al. 2010, *A&A*, 521, L53
- Lara-López, M. A., Hopkins, A. M., López-Sánchez, A. R., et al. 2013, *MNRAS*, 434, 451
- Le Fèvre, O., Cassata, P., Cucciati, O., et al. 2013, *ArXiv e-prints*
- Lequeux, J., Peimbert, M., Rayo, J. F., Serrano, A., & Torres-Peimbert, S. 1979, *A&A*, 80, 155
- Lilly, S. J., Carollo, C. M., Pipino, A., Renzini, A., & Peng, Y. 2013, *ArXiv e-prints*
- López-Sanjuan, C., Le Fèvre, O., Tasca, L. A. M., et al. 2013, *A&A*, 553, A78
- Maiolino, R., Nagao, T., Grazian, A., et al. 2008, *A&A*, 488, 463
- Mannucci, F., Cresci, G., Maiolino, R., Marconi, A., & Gnerucci, A. 2010, *MNRAS*, 408, 2115
- Mannucci, F., Cresci, G., Maiolino, R., et al. 2009, *MNRAS*, 398, 1915
- Michel-Dansac, L., Lambas, D. G., Alonso, M. S., & Tissera, P. 2008, *MNRAS*, 386, L82
- Moster, B. P., Naab, T., & White, S. D. M. 2012, *MNRAS*, 321
- Pérez-Montero, E. & Contini, T. 2009, *MNRAS*, 398, 949
- Pérez-Montero, E., Contini, T., Lamareille, F., et al. 2009, *A&A*, 495, 73
- Pérez-Montero, E., Contini, T., Lamareille, F., et al. 2013, *A&A*, 549, A25
- Pettini, M. & Pagel, B. E. J. 2004, *MNRAS*, 348, L59
- Queyrel, J., Contini, T., Kissler-Patig, M., et al. 2012, *A&A*, 539, A93
- Queyrel, J., Contini, T., Pérez-Montero, E., et al. 2009, *A&A*, 506, 681
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sanchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Jungwiert, B., et al. 2013, *ArXiv e-prints*
- Stinson, G. S., Brook, C., Macciò, A. V., et al. 2013, *MNRAS*, 428, 129
- Tremonti, C. A., Heckman, T. M., Kauffmann, G., et al. 2004, *ApJ*, 613, 898
- Vergani, D., Epinat, B., Contini, T., et al. 2012, *A&A*, 546, A118
- Vergani, D., Scodreggio, M., Pozzetti, L., et al. 2008, *A&A*, 487, 89
- Yabe, K., Ohta, K., Iwamuro, F., et al. 2012, *PASJ*, 64, 60

Table 1. Fundamental parameters of the MASSIV sample. Column 1 lists the VVDS identification number. Column 2 gives the redshift. Column 3 and 4 list the H α flux (in ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$) and the flux ratio [N II]/H α respectively. The star formation rate (in M $_{\odot}$ yr $^{-1}$) is given in column 5 (not corrected for extinction) and 6 (dereddened value). Columns 7 and 8 list the metallicity computed with the Pérez-Montero & Contini (2009) and Tremonti et al. (2004) calibrations respectively. Stellar mass (in log of M $_{\odot}$) is given in column 9 (from Contini et al. (2012)).

VVDS ID (1)	Redshift (2)	Flux(H α) (3)	[N II]/H α (4)	SFR (5)	SFR $_c$ (6)	Z $_{\text{PM09}}$ (7)	Z $_{\text{T04}}$ (8)	log(M $_{\star}$) (9)
020106882	1.3980	14.4 \pm 2.4	0.23 \pm 0.07	13.3 \pm 0.8	38.10 \pm 2.24	8.56 \pm 0.11	8.80 \pm 0.11	9.99 \pm 0.22
020116027	1.5259	15.6 \pm 1.5	0.13 \pm 0.06	14.7 \pm 3.6	42.20 \pm 1.62	8.37 \pm 0.15	8.55 \pm 0.15	10.09 \pm 0.23
020147106	1.5174	39.5 \pm 4.0	0.08 \pm 0.03	54.3 \pm 6.8	92.10 \pm 1.62	8.22 \pm 0.11	8.38 \pm 0.11	10.10 \pm 0.38
020164388	1.3532	24.4 \pm 2.5	0.11 \pm 0.03	21.1 \pm 1.1	46.50 \pm 1.86	8.31 \pm 0.10	8.48 \pm 0.10	10.13 \pm 0.31
020193070	1.0273	6.8 \pm 1.5	0.20 \pm 0.10	3.0 \pm 0.4	14.40 \pm 1.58	8.51 \pm 0.17	8.73 \pm 0.17	10.15 \pm 0.20
020214655	1.0369	24.2 \pm 7.4	0.20 \pm 0.04	10.6 \pm 0.5	51.70 \pm 2.51	8.53 \pm 0.07	8.76 \pm 0.07	10.02 \pm 0.16
020218856	1.3096	8.1 \pm 0.9	0.10 \pm 0.04	6.3 \pm 0.6	29.65 \pm 0.57	8.27 \pm 0.14	8.43 \pm 0.14	9.70 \pm 0.26
020255799	1.0352	5.4 \pm 1.5	0.21 \pm 0.15	2.6 \pm 0.3	12.80 \pm 2.34	8.54 \pm 0.25	8.77 \pm 0.25	9.87 \pm 0.16
020261328	1.5291	9.0 \pm 2.7	0.12 \pm 0.11	11.2 \pm 1.0	19.00 \pm 3.71	8.34 \pm 0.30	8.52 \pm 0.30	10.01 \pm 0.20
020283083	1.2809	13.5 \pm 2.5	0.19 \pm 0.06	10.3 \pm 0.8	17.40 \pm 2.34	8.50 \pm 0.11	8.72 \pm 0.11	10.05 \pm 0.21
020283830	1.3949	11.1 \pm 1.8	0.15 \pm 0.07	10.3 \pm 1.0	50.40 \pm 1.62	8.42 \pm 0.16	8.62 \pm 0.16	10.37 \pm 0.17
020363717	1.3335	38.5 \pm 4.2	0.13 \pm 0.03	31.5 \pm 3.6	53.40 \pm 2.04	8.38 \pm 0.08	8.57 \pm 0.08	9.68 \pm 0.20
020370467	1.3330	15.9 \pm 2.5	0.25 \pm 0.06	14.6 \pm 2.5	71.20 \pm 1.38	8.59 \pm 0.08	8.84 \pm 0.08	10.57 \pm 0.14
020386743	1.0465	18.6 \pm 2.2	0.10 \pm 0.03	8.1 \pm 0.8	39.40 \pm 3.24	8.29 \pm 0.09	8.46 \pm 0.09	9.88 \pm 0.21
020461235	1.0351	8.7 \pm 0.9	0.18 \pm 0.04	3.3 \pm 0.9	9.60 \pm 1.99	8.47 \pm 0.09	8.68 \pm 0.09	10.36 \pm 0.14
140083410	0.9426	45.5 \pm 4.3	0.13 \pm 0.02	16.8 \pm 1.2	37.10 \pm 4.17	8.37 \pm 0.09	8.55 \pm 0.09	10.07 \pm 0.18
140123568	1.0016	6.6 \pm 0.8	0.24 \pm 0.06	2.4 \pm 0.5	11.80 \pm 2.34	8.58 \pm 0.09	8.83 \pm 0.09	9.73 \pm 0.40
140137235	1.0444	9.2 \pm 1.6	0.11 \pm 0.20	4.4 \pm 1.1	21.60 \pm 3.71	8.30 \pm 0.25	8.47 \pm 0.25	10.07 \pm 0.29
140217425	0.9758	118.1 \pm 4.4	0.36 \pm 0.03	41.0 \pm 1.9	200.00 \pm 1.51	8.72 \pm 0.02	9.01 \pm 0.02	10.84 \pm 0.17
140258511	1.2421	49.2 \pm 2.2	0.26 \pm 0.05	30.0 \pm 1.9	146.40 \pm 3.02	8.61 \pm 0.06	8.87 \pm 0.06	10.80 \pm 0.48
140262766	1.2813	10.6 \pm 2.6	0.19 \pm 0.15	10.0 \pm 3.8	10.00 \pm 4.79	8.50 \pm 0.26	8.72 \pm 0.26	9.84 \pm 0.43
140545062	1.0401	27.5 \pm 3.4	0.17 \pm 0.03	13.4 \pm 1.5	22.70 \pm 1.44	8.47 \pm 0.05	8.68 \pm 0.05	10.60 \pm 0.18
220014252	1.3097	51.9 \pm 6.9	0.19 \pm 0.05	40.5 \pm 2.5	197.50 \pm 2.63	8.50 \pm 0.08	8.72 \pm 0.08	10.78 \pm 0.21
220015726	1.3091	54.4 \pm 1.8	0.21 \pm 0.02	37.0 \pm 5.2	106.40 \pm 1.44	8.53 \pm 0.03	8.76 \pm 0.03	10.77 \pm 0.27
220376206	1.2440	73.5 \pm 8.0	0.09 \pm 0.03	51.2 \pm 3.9	249.70 \pm 2.45	8.26 \pm 0.09	8.42 \pm 0.09	10.67 \pm 0.27
220386469	1.0240	16.5 \pm 6.3	0.11 \pm 0.04	7.5 \pm 1.1	36.50 \pm 1.41	8.31 \pm 0.13	8.48 \pm 0.13	10.80 \pm 0.16
220397579	1.0367	71.9 \pm 9.4	0.13 \pm 0.03	29.4 \pm 4.0	143.20 \pm 3.24	8.38 \pm 0.09	8.57 \pm 0.09	10.23 \pm 0.17
220544103	1.3970	50.8 \pm 7.4	0.23 \pm 0.05	52.2 \pm 1.4	117.50 \pm 2.57	8.57 \pm 0.07	8.81 \pm 0.07	10.71 \pm 0.27
220544394	1.0077	29.8 \pm 3.8	0.14 \pm 0.03	10.3 \pm 0.7	50.10 \pm 2.40	8.39 \pm 0.07	8.58 \pm 0.07	10.34 \pm 0.23
220576226	1.0217	30.2 \pm 3.1	0.18 \pm 0.01	13.6 \pm 0.7	66.30 \pm 2.75	8.48 \pm 0.03	8.69 \pm 0.03	10.31 \pm 0.23
220578040	1.0461	20.2 \pm 1.6	0.18 \pm 0.02	9.4 \pm 0.9	20.80 \pm 1.62	8.48 \pm 0.05	8.69 \pm 0.05	10.72 \pm 0.16
220584167	1.4637	64.6 \pm 2.9	0.13 \pm 0.02	68.6 \pm 3.4	202.60 \pm 1.78	8.37 \pm 0.06	8.55 \pm 0.06	11.21 \pm 0.25
910163602	1.3263	15.9 \pm 3.1	0.37 \pm 0.05	11.9 \pm 2.0	54.35 \pm 2.04	8.73 \pm 0.05	9.03 \pm 0.05	10.83 \pm 0.12
910186191	1.5399	35.4 \pm 6.0	0.12 \pm 0.02	39.1 \pm 6.1	31.43 \pm 6.10	8.35 \pm 0.06	8.53 \pm 0.06	11.27 \pm 0.45
910193711	1.5523	33.0 \pm 6.9	0.18 \pm 0.04	40.6 \pm 22.7	197.70 \pm 2.04	8.48 \pm 0.08	8.69 \pm 0.08	9.99 \pm 0.18
910207502	1.4656	9.3 \pm 1.2	0.26 \pm 0.04	10.3 \pm 1.0	50.22 \pm 1.03	8.61 \pm 0.05	8.87 \pm 0.05	10.31 \pm 0.33
910224801	1.3201	10.7 \pm 3.1	0.37 \pm 0.05	8.8 \pm 1.8	18.12 \pm 1.77	8.73 \pm 0.04	9.03 \pm 0.04	9.96 \pm 0.20
910238285	1.5405	7.7 \pm 3.0	0.16 \pm 0.03	14.6 \pm 2.6	41.89 \pm 2.63	8.44 \pm 0.07	8.64 \pm 0.07	10.92 \pm 0.13
910250031	1.6609	28.4 \pm 1.4	0.03 \pm 0.02	48.6 \pm 5.6	139.84 \pm 5.58	7.92 \pm 0.19	8.09 \pm 0.19	10.15 \pm 0.20
910259245	1.5174	4.9 \pm 1.8	0.27 \pm 0.15	5.6 \pm 1.0	27.08 \pm 0.98	8.62 \pm 0.20	8.88 \pm 0.20	10.79 \pm 0.12
910261247	1.4262	18.8 \pm 3.3	0.21 \pm 0.02	19.8 \pm 1.1	96.78 \pm 1.14	8.54 \pm 0.03	8.77 \pm 0.03	10.57 \pm 0.14

910266034	1.5642	15.8 ± 4.0	0.08 ± 0.03	20.4 ± 3.0	76.25 ± 2.95	8.19 ± 0.14	8.34 ± 0.14	10.07 ± 0.20
910276733	1.3390	3.8 ± 0.9	0.16 ± 0.06	11.0 ± 2.1	53.67 ± 2.11	8.44 ± 0.12	8.64 ± 0.12	10.14 ± 0.19
910279515	1.3983	14.2 ± 1.5	0.24 ± 0.11	14.2 ± 2.0	69.00 ± 4.68	8.58 ± 0.15	8.83 ± 0.15	10.79 ± 0.14
910279755	1.3127	23.5 ± 1.4	0.15 ± 0.05	16.3 ± 1.3	27.71 ± 1.29	8.42 ± 0.10	8.62 ± 0.10	9.96 ± 0.24
910337228	1.3972	15.8 ± 1.2	0.09 ± 0.08	39.1 ± 16.6	44.97 ± 16.57	8.23 ± 0.30	8.39 ± 0.30	9.96 ± 0.20
910340496	1.3981	4.5 ± 0.6	0.26 ± 0.13	3.7 ± 0.5	17.95 ± 0.50	8.60 ± 0.18	8.85 ± 0.18	10.03 ± 0.25
910370574	1.6632	12.6 ± 1.5	0.10 ± 0.02	16.8 ± 3.6	82.00 ± 3.65	8.28 ± 0.08	8.44 ± 0.08	10.09 ± 0.24
VVDS ID	Redshift	Flux(H α)	[N II]/H α	SFR	SFR _c	Z _{PMCID9}	Z _{T04}	log(M _*)