



Formation Stellaire Aux Échelles Des Galaxies

Samuel Boissier

► To cite this version:

Samuel Boissier. Formation Stellaire Aux Échelles Des Galaxies. Cosmologie et astrophysique extra-galactique [astro-ph.CO]. Aix-Marseille Université, 2012. tel-00761183

HAL Id: tel-00761183

<https://theses.hal.science/tel-00761183>

Submitted on 5 Dec 2012

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.

— Habilitation à Diriger des Recherches —

présentée par
Samuel Boissier

le 30 novembre 2012, à 15 heures

Formation Stellaire Aux Échelles Des Galaxies

Devant le jury composé de
F. Combes, J.M. Deharveng, B. Madore (rapporteurs)
J. Braine, V. Buat, C. Marinoni, N. Prantzos.

Année 2011-2012

Table des matières

Prologue	1
I Introduction	3
II Introduction à la formation stellaire des galaxies	9
1 Théories	11
1.1 Formalisme	11
1.2 Effet de seuil pour la formation stellaire	12
1.2.1 Instabilité gravitationnelle	13
1.2.2 Critère de cisaillement	14
1.2.3 Formation d'une phase froide	14
1.3 Influences galactiques sur le taux de formation stellaire	15
1.3.1 Chute libre	15
1.3.2 Equilibre hydrostatique	16
1.3.3 Gravitation versus dispersion	16
1.3.4 Formation stellaire auto-régulée	17
1.3.5 Effondrement gravitationnel et effet disruptif des étoiles	17
1.3.6 Collisions entre nuages	18
1.3.7 Physique du milieu interstellaire	18
1.3.8 Influence des bras spiraux ?	19
1.3.9 Influences galactiques sur le SFR : Résumé	21
1.4 Flambées d'étoiles et régimes particuliers	23

2	Comment mesurer le taux de formation stellaire	25
2.1	Proto-étoiles, étoiles jeunes et résidus stellaires	26
2.2	Continu stellaire	27
2.3	Raies d'émission de recombinaison	30
2.3.1	Motivation et approche	30
2.3.2	Application à $H\alpha$	30
2.3.3	Lyman α	31
2.4	Le rôle de la poussière	32
2.4.1	Corrections d'extinction à partir des raies de recombinaison	32
2.4.2	Corrections d'extinction dans l'UV	33
2.4.3	Autres considérations sur l'extinction	36
2.4.4	Taux de Formation Stellaire déduits de l'infrarouge	40
2.4.5	Traceurs mixtes	41
2.5	Autres diagnostics spectraux	42
2.5.1	Le doublet [OII] 3727 Å	42
2.5.2	La raie de structure fine [CII] 158 μm	43
2.6	Emission radio	44
2.7	Luminosité dans le domaine X	45
2.8	Facteurs additionnels	45
2.8.1	L'effet de la métallicité	46
2.8.2	Choix de l'IMF	46
2.8.3	Micro-Histoire de la formation stellaire	47
3	La formation stellaire observée dans les galaxies	49
III	Les lois de Schmidt	53
4	Généralités	55
4.1	Considération préliminaire : plusieurs "lois"	55
4.2	La juste loi	59
4.3	La juste échelle	60
5	Observations de la Loi de Schmidt	63
5.1	Une référence : la loi globale de Schmidt-Kennicutt	63
5.2	L'état de l'art : les lois locales	65
5.3	Note sur les Starbursts et l'univers lointain	67
5.4	Les lois radiales	68

6	Faibles densités et seuil	73
6.1	La notion de seuil avant GALEX	73
6.2	Un doute récent sur la notion de seuil	75
6.3	Formation stellaire aux faibles densités	78
IV	Histoire de la Formation Stellaire et rôle de l'environnement	85
7	Histoire de la Formation Stellaire	87
7.1	Taux de formation stellaire spécifique (SSFR)	87
7.2	Décrypter l'évolution du SFR	89
7.3	Évolution individuelle avec le redshift	90
7.4	Evolution collective	92
7.5	Evolution cosmique	94
8	Le rôle de l'environnement	99
8.1	Effets sur les profils	99
8.2	Formation des galaxies naines elliptiques	102
8.3	Sur la formation stellaire elle-même	104
V	Une conclusion	107
VI	Références et Appendices	115
	Bibliographie	117
	Remerciements	126
	Epilogue	128

*Le surnaturel baisse comme un
lac qu'un canal épuise ; la
science à tout moment recule les
limites du merveilleux.*

G. de Maupassant

Prologue

UNE PETITE HISTOIRE DE S.F. (1/2)

Fraîchement diplômé à l'issue de sa formation¹ sur la planète Terminus, l'astronaute avait été mandaté par le corps prestigieux SPIFF² pour étudier une planète depuis longtemps abandonnée. Ses habitants étaient partis pour des cieux plus radieux (et des sols moins radiatifs). Il déambulait parmi des ruines, peut-être les vestiges d'un ancien lieu de culte, ou bien d'un campus universitaire ; nul ne le savait. Son regard se posa sur une étrange structure cubique. Trois étages se distinguaient chacun par une pigmentation différente. Il traversa l'étendue déserte pour se poster devant une ouverture béante dans la structure de l'édifice. Élaborant immédiatement une théorie pour expliquer sa présence, il supposa que cette issue était jadis scellée par une membrane semi-perméable pour protéger l'intérieur du bâtiment à présent ouvert aux quatre vents.

Devant lui, le chemin était obstrué par les décombres d'une terrasse qui s'était effondrée sous le poids des eaux de pluie s'y étant accumulées. Un tunnel obscur s'ouvrait sur chaque côté. Il s'engagea dans celui de droite et activa la torche de sa combinaison car il n'était ni éclairé, ni chauffé. Dans l'obscurité, elle illuminait parfois quelques tâches de couleurs criardes là où des résidus de peinture résistaient au temps. Le conduit tournait abruptement. S'il le suivait, il ne pourrait plus voir en se retournant la lumière rassurante du jour. Il serait seul dans ce lieu mystérieux et ténébreux. Il rejeta la pointe de claustrophobie qui commençait à monter en lui, et en tentant d'être aussi courageux que le proverbial Capitaine Flam, poursuivit son exploration.

Le couloir débouchait sur un vaste espace, baignant dans une lueur bleutée dont il ne percevait pas la source. Ses détecteurs ne relevaient aucune présence, et pourtant il se sentait

¹Mastère d'archéostrobiologie et techniques spatiales, option planètes

²SPace Investigations For the Federation (of planets)

observé. L'air était respirable, il releva sa visière et prononça le salut universel adéquat à ces circonstances : "Ohé ?". Seul l'écho lui répondit.

Il fit quelque pas. Le sol était jonché de rectangles blanchâtres couverts de signes. Des piles d'entre eux semblaient reliés les uns aux autres. Se remémorant ses cours d'histoire, il comprit qu'il s'agissait de livres, ces compilations d'écritures datant de l'ère pré-électronique. Il ramassa un des ouvrages au hasard, et en déchiffra péniblement le titre, inscrit dans un alphabet archaïque "Formation Stellaire Aux Échelles des Galaxies"...

Première partie

Introduction

Motivation

La formation des étoiles est au cœur du cycle d'évolution des galaxies. A partir de leur réservoir de gaz (et de son remplissage éventuel par accrétion ou fusion), des étoiles se forment à un taux appelé par définition le taux de formation Stellaire (soit SFR pour *Star Formation Rate* en anglais), avec un impact énorme sur de nombreux aspects de l'évolution des galaxies.

L'impact le plus évident est tout simplement que les galaxies contiennent de vastes nombres d'étoiles émettant la lumière qui nous permet de les voir. Mais aussi, les plus massives des étoiles de chaque génération stellaire vont rapidement restituer au milieu interstellaire un matériel enrichi des éléments chimiques formés dans leur cœur (nucléosynthèse stellaire). Cet enrichissement chimique affectera les propriétés et l'évolution des prochaines générations d'étoiles et permettra même aux galaxies d'accueillir des planètes (l'abondance en éléments "lourds"³, aussi appelé improprement la métallicité, modifie en effet la probabilité pour une étoile d'être entourée de planètes) et la vie elle-même puisque certains des éléments fabriqués par les étoiles (Carbone, Oxygène) y sont certainement nécessaires (voir e.g. Gonzalez et al., 2001; Lineweaver et al., 2004; Prantzos, 2008; Gowanlock et al., 2011, pour le lien entre évolution chimique galactique et habitabilité). La formation stellaire est importante pour bien d'autres aspects de la physique extragalactique. L'énergie fournie par les étoiles et les supernovae peut affecter le milieu interstellaire. Le gaz peut ainsi être chauffé ce qui s'opposera à son effondrement gravitationnel, ou bien au contraire des chocs peuvent provoquer la formation de nouvelles étoiles. Le rôle de ce processus, en affectant la distribution du gaz et des étoiles va changer l'apparence (la morphologie) des galaxies. La formation stellaire finalement peut aussi affecter le milieu inter-galactique, lorsque des vents dus à de violents épisodes de formation stellaire peuvent quitter leur galaxie d'origine et ainsi affecter chimiquement et dynamiquement le milieu inter-galactique.

Compte tenu de son rôle dans l'évolution des galaxies (et peut-être même de leur entourage), la formation stellaire à l'échelle des galaxies est le sujet de nombreuses études. On considère en général que les étoiles se forment dans les phases les plus denses du gaz inter-stellaire, les

³C'est à dire tous les éléments non issus de la nucléosynthèse primordiale, lors du "Big Bang"

nuages moléculaires. Les détails complexes de cette formation ne sont toujours pas totalement compris. La physique sur les petites échelles de la formation stellaire ne sera pas traitée dans cette monographie mais le lecteur intéressé pourra se rapporter par exemple à la revue de McKee & Ostriker (2007). La formation stellaire est cependant aussi liée aux échelles galactiques elles-même. Tout d’abord, d’un point de vue purement empirique. Bien souvent, il est seulement possible de connaître le SFR total d’une galaxie (les grands sondages cosmologiques nous révèlent des milliers de “galaxies” sous la forme de points sur le fond bruité d’images obtenues à quelques longueurs d’onde, dont nous déduisons une estimation de leur SFR global). Même dans les galaxies proches, on ne peut pas en général observer les détails de la formation stellaire, et on se contente de moyennes sur des échelles de plusieurs centaines de parsec. Je me contenterai donc ici de ces échelles “galactiques” (de ~ 100 pc aux distances cosmiques). Malgré cette légère limitation (qui consiste à totalement négliger les aspects fondamentaux de la formation d’étoiles individuelles), le sujet est fascinant. Quels phénomènes sur les échelles majestueuses des galaxies affectent le SFR ? Comment celui-ci est-il lié au réservoir global de gaz à partir duquel les étoiles se formeront aux plus petites échelles ? Le SFR est-il affecté (augmenté, réduit) par le passage des bras spiraux dans les disques galactiques ? Par la densité ? Par la dynamique de la galaxie ou d’autres phénomènes encore ?⁴.

Plan

Après cette introduction (partie I), la partie II présente des concepts très généraux concernant la formation stellaire sur les échelles galactiques. Dans le chapitre 1, le formalisme de la formation stellaire aux échelles galactiques (taux de formation stellaire, fonction de masse initiale) est présenté. Un certain nombre de suggestions théoriques sur les phénomènes affectant le SFR y sont aussi discutées. Alors qu’il y a quelques décades, le SFR (et son histoire) étaient déduit dans les galaxies externes à partir de quantités globales comme la couleur des galaxies (à l’aide de modèles évolutif de synthèse de population stellaire), un nombre important de “traceurs” du SFR ont été étudiés et calibrés, et très largement utilisés depuis les années 1980 (raies d’émissions, continu ultra-violet, luminosité infrarouge). Le SFR est habituellement déduit de ces traceurs en utilisant des calibrations devenues rapidement classiques mais qui reposent sur une physique particulière, ou des relations empiriques, souvent oubliées. Aucun des traceurs de formation stellaire ne peut véritablement nous fournir un SFR “instantané”. Pour estimer le SFR, il est nécessaire en général de supposer qu’il a été constant durant un temps typique (de quelques à quelques centaines de millions d’années) dépendant du traceur lui-même. Une fonction de masse initiale (IMF pour Initial Mass Function en anglais) doit aussi être choisie.

⁴Le lecteur intéressé par le sujet de la formation stellaire galactique pourra au delà de cette monographie (et des articles sur lesquels elle s’appuie) consulter un certain nombre de revues, articles ou chapitres qui m’ont semblé particulièrement intéressants : le chapitre 9 de Mo et al. (2009), Kennicutt (1998a), Larson (1992). La formation stellaire a aussi été discutée durant une conférence organisée pour le 50ème anniversaire de l’article fondateur de Schmidt (1959). Les présentations données à cette occasion sont disponibles sur DVD et via internet : <http://www.arcetri.astro.it/sfr50/index.html>

Il est important de bien comprendre l'origine des calibrations utilisées pour déduire le SFR, et de connaître les hypothèses sous-jacentes et leurs limites. Le chapitre 2 revient en détail sur ce point. Il est aussi très important de prendre correctement en compte les effets de l'extinction interstellaire. Ils sont aussi discutés dans ce chapitre, en s'appuyant sur quelques-uns des mes travaux personnels sur le sujet. Le dernier chapitre de la partie (chapitre 3) présente une très courte introduction aux taux de formation stellaire effectivement mesurés dans les galaxies.

Assez tôt, Schmidt (1959) a trouvé une relation entre le SFR et la densité de gaz dans notre galaxie. Cette relation, aujourd'hui appelée la "Loi de Schmidt" a été étudiée fréquemment et a pris diverses formes (par exemple sur des échelles spatiales différentes, allant de quelques centaines de parsec aux galaxies globales). C'est encore un sujet de recherche très actif, et elle fournit une contrainte très appréciable pour les modèles d'évolution des galaxies. Compte tenu de cette importance, j'ai dédié l'intégralité de la partie III à la "loi de Schmidt", ou devrait-on dire aux "lois de Schmidt". Cette partie inclut le chapitre 4 dans lequel je discute des différentes formes que peut prendre la loi, des différentes échelles spatiales sur lesquelles elle peut s'appliquer et de la signification qu'elle prend alors. Dans le chapitre 5, je donne le statut observationnel actuel des diverses lois de Schmidt. Finalement, j'insiste dans le chapitre 6 sur la formation stellaire aux faibles densités, un sujet sur lequel j'ai travaillé au travers de plusieurs articles. La notion de "seuil" pour la formation stellaire a souvent été discutée, et les faibles densités apportent leurs propres difficultés, faisant de ce sujet un domaine de recherche particulièrement intéressant.

La partie IV concerne finalement deux autres points liés à la formation stellaire aux échelles galactiques sur lesquels j'ai également travaillé. Les SFR sont aujourd'hui mesurés dans de très grands échantillons, à la fois dans l'univers proche et dans les champs très profonds nous dévoilant les galaxies dans leur jeunesse. Ceci nous permet de nous intéresser à l'évolution du SFR. Nous pouvons étudier à la fois l'évolution d'objets individuels, et la modéliser, mais aussi l'évolution "collective", et même l'évolution intégrée sur de grands volumes représentatifs de l'univers pour obtenir une évolution du taux de formation stellaire "cosmique". Le chapitre 7 discute ces aspects : comment décrypter l'histoire du SFR dans les galaxies, comprendre l'histoire individuelle des galaxies d'un côté et l'évolution "cosmique" de l'autre ? On y verra que la formation stellaire des galaxies et son histoire sont sans doute affectées par l'environnement des galaxies. Ce point est discuté dans le chapitre 8, basé sur quelques études auxquelles j'ai activement participé.

Une conclusion tentant de résumer quelques aspects importants de ces différents chapitres est finalement donnée en partie V, en essayant en outre de dégager quelques axes de recherche importants sur le sujet de la formation stellaire aux échelles des galaxies pour les années à venir.

Deuxième partie

Introduction à la formation stellaire des galaxies

CHAPITRE 1

Théories

ARTICLE LIÉ À CE CHAPITRE : BOISSIER (2012)

1.1 Formalisme

Pour décrire la formation stellaire en termes quantitatifs, il est nécessaire d'adopter un formalisme. Idéalement, nous aurions besoin de connaître en chaque instant une fonction $f(m, t)$ qui décrirait le nombre d'étoiles dN formées par intervalle de masse dm pendant le temps dt , soit $dN = f(m, t)dt dm$. Il est pratique de décomposer cette fonction en deux termes indépendant. Tout d'abord, la quantité totale de gaz interstellaire se transformant en étoile par unité de temps (par exemple en $M_\odot \text{ yr}^{-1}$) est le taux de formation stellaire (SFR pour *Star Formation Rate*, noté ψ par la suite). Ensuite, la distribution de masse (m) des étoiles nouvellement formées, la fonction de masse initiale (IMF pour *Initial Mass Function*, notée ϕ) sera définie comme $\phi(m) = dN/dm$ et normalisée ainsi :

$$\int_{M_l}^{M_u} m \phi(m) dm = 1 \quad (1.1)$$

où M_l et M_u sont respectivement les limites inférieures et supérieures dans lesquelles on trouve des étoiles. Même si ces limites sont incertaines, des valeurs typiques sont 0.1 et 100 $M_\odot$.

Dans une étude classique, Salpeter (1955) a en fait défini la fonction de masse logarithmique $\xi(m) = dN/d\log(m)$. Les deux fonctions sont très simplement reliées par $\xi(m) = \ln(10)m\phi(m)$.

Avec ce formalisme très simple, on a $f(m, t) = \psi(t)\phi(m)$, où il est implicitement supposé que l'IMF ne dépend que de la masse (mais on peut aussi imaginer que ce n'est pas le cas, voir la section 2.8.2).

L'IMF est souvent paramétrée selon une loi de puissance, comme l'a suggéré Salpeter (1955) dans son étude classique. Avec cette hypothèse, on peut écrire : $\phi(m) \propto m^{-(1+x)}$ ou encore $\xi(m) \propto m^{-x}$. x est l'indice de la loi, mesurant la pente logarithmique de l'IMF. Salpeter (1955) a trouvé $x=1.35$ dans le Voisinage Solaire. Même si cette estimation était restreinte (géographiquement, et en intervalle de masse), cette valeur continue à être fréquemment utilisée. Des estimations plus récentes ont cependant établi que l'IMF présente un aplatissement aux faibles masses (e.g. Kroupa et al., 1993; Kroupa, 2001; Chabrier, 2001). L'IMF “universelle” de Kroupa (2001) est un exemple de formulation plus en accord avec les déterminations récentes. Elle est caractérisée par une pente de $x=0.3$ entre 0.1 et 0.5 $M_{\odot}$, et $x=1.3$ pour des masses plus grandes que 0.5 $M_{\odot}$.

La forme de l'IMF résulte probablement des processus physiques fondamentaux (comme la turbulence et la gravité) qui conduisent à la formation stellaire. Il est donc logique de s'attendre à un certain niveau d'universalité, et plusieurs signes semblent montrer que c'est bien le cas (voir e.g. Bastian et al., 2010, et les références que l'on y trouve), même si d'autres considérations sont possibles (section 2.8.2). Si l'IMF est universelle, la formation stellaire galactique est bien résumée par le taux de formation stellaire qui dicte combien d'étoiles sont formées par unité de temps, et en conséquence quelle est la production d'éléments lourds, de lumière, de vents stellaires, etc, avec tout ce que cela implique pour l'évolution des galaxies. Il est donc très important de comprendre quels sont les éléments qui déterminent et affectent la valeur du taux de formation stellaire. La suite de cette partie tente de résumer les effets “galactiques” qui peuvent affecter le SFR.

1.2 Effet de seuil pour la formation stellaire

Les nuages moléculaires géants (GMC pour Giant Molecular Clouds) semblent être un pré-requis pour la formation stellaire (e.g. Leroy et al., 2008, et les références qui s'y trouvent). Une fois qu'ils sont formés, des processus locaux (dont je ne parle pas ici) en transformeront une partie en étoiles, sur un court temps d'échelle (e.g. Tamburro et al., 2008). Dans ce cas, la formation stellaire peut se résumer à celle de nuages moléculaires et de GMCs dans lesquels des étoiles se formeront ensuite (e.g. Blitz & Rosolowsky, 2006).

Un grand nombre des processus discutés ci-dessous ont été mis en avant comme favorisant l'effondrement ou la condensation du gaz en étoiles. Au vu de la description faite ci-dessus, il faut les considérer comme n'amenant pas forcément à la création d'étoiles individuelles, mais à celle du gaz moléculaire. Les processus discutés dans la partie 1.2 concernent des conditions qui pourraient être nécessaires pour que la formation stellaire puisse se produire, ce qui amène à la notion de seuil. Les influences sur le SFR lui-même seront discutées ensuite (section 1.3).

1.2.1 Instabilité gravitationnelle

L'effet le plus évident et le plus souvent discuté est l'instabilité gravitationnelle du disque. En réalité, d'autres instabilités (par exemple instabilité thermique, instabilité de Parker, voir Elmegreen, 1993a) peuvent aussi jouer un rôle, mais Wang & Silk (1994) proposent que c'est bien l'instabilité gravitationnelle qui est le phénomène majeur, avec des effets mineurs de la part des autres instabilités, une idée en général acceptée.

Alors qu'il étudiait la stabilité des disques stellaires (dans le but d'expliquer l'observation de galaxies spirales et S0 montrant des distributions homogènes d'étoiles), Toomre (1964) a établi qu'un disque stellaire en rotation est instable lorsque $Q_* < 1$, où le "paramètre de Toomre" Q_* est défini comme :

$$Q_* = \frac{\sigma_* \kappa}{3.36 G \Sigma_*}. \quad (1.2)$$

Σ_* est la densité de surface de matériel sous la forme d'étoiles, σ_* est leur vitesse de dispersion (radiale), et κ est la fréquence épicyclique. κ peut être définie ainsi (Binney & Tremaine, 1987) :

$$\kappa = \left(R \frac{d\Omega^2}{dR} + 4\Omega^2 \right)^{0.5}. \quad (1.3)$$

Le paramètre de Toomre Q_* peut donc se voir comme une mesure de l'équilibre entre la vitesse de dispersion et les forces de Coriolis tendant à écarter les étoiles d'une part, et leur gravité tendant à les rapprocher d'autre part (voir la figure 1.1-a). Ce résultat a inspiré de nombreuses autres études qui ont donné à ce critère de stabilité de Toomre des formes diverses.

Pour un disque de gaz (ayant pour densité de surface Σ_{gas} et vitesse de dispersion σ_{gas}), on peut faire l'hypothèse (e.g. Cowie, 1981; Kennicutt, 1989; Wang & Silk, 1994) que le disque est instable lorsque $Q < 1$ où

$$Q = \frac{\sigma_{gas} \kappa}{\pi G \Sigma_{gas}}. \quad (1.4)$$

Les équations 1.2 et 1.4 sont obtenues en analysant le développement d'instabilités dans un disque en rotation. La différence du coefficient numérique dans ces deux cas provient du fait que dans le premier, on considère un disque stellaire où la pression effective est due à la vitesse de dispersion des étoiles, alors que dans le second, le disque de gaz est considéré comme un fluide (voir la section 11.5.2 de Mo et al., 2009). On peut par ailleurs retrouver un critère similaire à partir d'autres méthodes qui aboutissent à des coefficients numériques légèrement différents (e.g. Clutton-Brock, 1972).

Alors que le critère de Toomre concernait à l'origine des instabilités axi-symétriques, il peut aussi être utilisé pour divers processus pouvant induire la formation stellaire, par exemple l'effondrement de coquilles en expansion, ou des régions comprimées par la turbulence (voir Elmegreen & Hunter, 2006, et leurs références). Il est fréquent de définir une densité critique de gaz Σ_{crit} telle que $Q = 1$. Le disque est alors instable lorsque $\Sigma_{gas} > \Sigma_{crit}$, pour reprendre l'idée de Quirk (1972).

Dans plusieurs études, (e.g. Kennicutt, 1989; Martin & Kennicutt, 2001), une approche pragmatique a été adoptée en définissant Q' à la place de Q simplement par :

$$Q' = \alpha_Q Q \quad (1.5)$$

α_Q étant un facteur de normalisation déterminé en mesurant la limite de la stabilité du disque et en y affectant $Q' = 1$. En procédant ainsi, Martin & Kennicutt (2001) ont trouvé $\alpha_Q = 0.69 \pm 0.2$.

Wang & Silk (1994) ont proposé une approximation pour le paramètre de Toomre (basée sur l'analyse de deux fluides isothermes de Jog & Solomon, 1984) prenant en compte l'effet du disque stellaire dont la densité peut prévenir l'effondrement de la composante gazeuse :

$$Q \simeq \frac{\sigma_{gas} \kappa}{\pi G \Sigma_{gas}} \left(1 + \frac{\Sigma_* \sigma_{gas}}{\Sigma_{gas} \sigma_*} \right)^{-1}. \quad (1.6)$$

Cet effet de la densité stellaire dans l'équation 1.6 peut être caché dans la valeur empirique de α_Q de l'équation 1.5 qui devrait cependant alors dépendre de la densité stellaire.

1.2.2 Critère de cisaillement

Elmegreen (1993a) ayant noté que la formation stellaire semblait se produire dans des régions de cisaillement (*shear*) faible, il proposa une autre définition du paramètre Q , incorporant l'effet du cisaillement à la place de celui de la fréquence épicyclique (la rotation différentielle s'oppose à la gravité plutôt que le mouvement le long des épicycles, voir la figure 1.1-b) :

$$Q_A = \frac{2.5 \sigma_{gas} A}{\pi G \Sigma_{gas}}. \quad (1.7)$$

A est la constante de Oort de cisaillement :

$$A = 0.5 R \frac{d\Omega}{dR}. \quad (1.8)$$

Ω est la vitesse angulaire. Pour une courbe de rotation plate avec une vitesse linéaire V indépendante du rayon R , on a $\Omega = V/R$. On trouve facilement que Q de l'équation 1.4 est alors proche de Q_A , ce qui est vérifié dans une grande partie des disques de galaxies spirales. On peut par contre les distinguer dans les parties internes des spirales et dans les galaxies naines où le cisaillement est faible (Hunter et al., 1998). Seigar (2005) a proposé que le taux de cisaillement présente un seuil (à la valeur $A/\Omega \sim 0.7$), correspondant à un taux de formation stellaire nul.

1.2.3 Formation d'une phase froide

Schaye (2004) a suggéré que la physique du milieu inter-stellaire et la formation d'une phase froide joue un rôle plus important pour la formation stellaire que la stabilité gravitationnelle

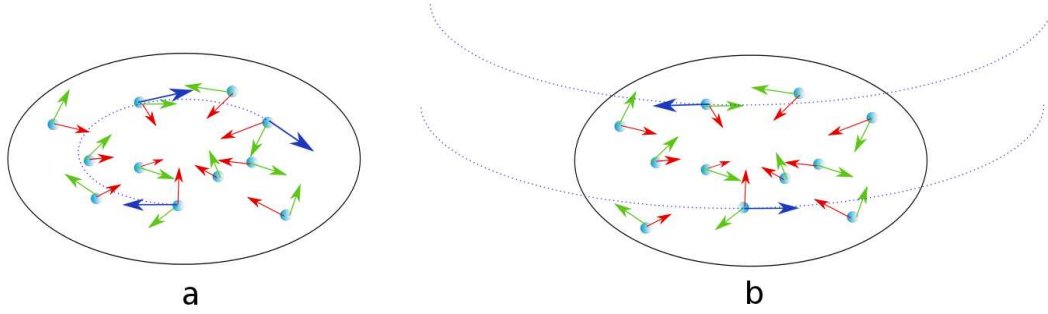


FIG. 1.1 – *Illustrations des critères de Toomre. Le cas a montre l’instabilité gravitationnelle classique d’un disque en rotation, le cas b illustre le critère de cisaillement. Dans une portion de disque en rotation (dans un repère suivant celle-ci pour le point central du schéma), la gravitation (flèches rouges) tend à provoquer un effondrement. Celui ci est balancé par la vitesse de dispersion des particules (flèches vertes) et le mouvement épicyclique dans le cas a (ou bien la rotation différentielle dans le cas b) illustré par les pointillés et les flèches bleues.*

sur de grandes échelles. Sur ces bases, il a trouvé une densité de surface critique qui dépend faiblement de la métallicité, de la fraction de gaz, du flux de photons ionisants, et du rapport entre les pressions thermique et totale. Son article fournit une formule permettant de calculer la densité critique, pour laquelle il obtient pour des valeurs “raisonnables” des paramètres : $\Sigma_{crit} \sim 3 - 10 M_{\odot} pc^{-2}$.

1.3 Influences galactiques sur le taux de formation stellaire

Au fil des années, il a été proposé que de nombreux processus affectent directement la valeur du taux de formation stellaire lui-même. Ceux qui sont le plus souvent discutés sont revus ci-dessous. Une étude comparative de plusieurs d’entre eux a été effectuée récemment par Leroy et al. (2008).

1.3.1 Chute libre

On peut écrire que le taux de formation stellaire dans un disque doit être égal au rapport entre la densité de gaz et le temps d’échelle nécessaire pour former les étoiles à partir du gaz, multiplié par une efficacité (e.g. Wang & Silk, 1994; Larson, 1992) :

$$\Sigma_{\psi} = \epsilon \frac{\Sigma_{gas}}{\tau}. \quad (1.9)$$

Pour aller plus loin, il faut alors décider de ce qui détermine le temps d’échelle τ . L’idée la

plus simple à considérer est le temps de chute libre pour une instabilité purement gravitationnelle qui donne $\tau \propto \rho_{gas}^{-0.5}$ (e.g. Madore, 1977) et donc, pour une épaisseur du disque constante (e.g. Bigiel et al., 2008; Leroy et al., 2008, et leurs références) :

$$\Sigma_\psi \propto \Sigma_{gas}^{1.5} \quad (1.10)$$

1.3.2 Equilibre hydrostatique

Contrairement à l'hypothèse faite dans la section précédente, on peut aussi supposer que l'épaisseur du disque (h) ne reste pas constante mais est régulée par l'équilibre hydrostatique du disque. Elle est alors approximée (Corbelli, 2003) en :

$$h = \frac{\sigma_{gas}}{\pi G} \left(\frac{\Sigma_{gas}}{\sigma_{gas}} + \frac{\Sigma_*}{\sigma_*} \right)^{-1}. \quad (1.11)$$

On peut encore utiliser $\tau \propto \rho_{gas}^{-0.5}$ avec $\rho_{gas} = \Sigma_{gas}/2h$, ce qui donne (voir aussi Leroy et al., 2008) :

$$\Sigma_\psi \propto \frac{\Sigma_{gas}^2}{\sigma_{gas}} \left(1 + \frac{\Sigma_*}{\Sigma_{gas}} \frac{\sigma_{gas}}{\sigma_{*,z}} \right)^{0.5} \quad (1.12)$$

Abramova & Zasov (2008) ont adopté une approche légèrement différente. Ils ont utilisé l'équilibre hydrostatique pour calculer l'épaisseur des disques dans les galaxies de leur étude, et ont ensuite calculé la densité volumique pour l'utiliser plutôt que la densité de surface. Ils ont montré que les densités volumiques de gaz et de SFR sont mieux corrélées que les densités de surface. Ils ont aussi suggéré que le SFR dépend directement de la densité de surface du disque stellaire (mais voir la section 7.1 pour une autre interprétation).

1.3.3 Gravitation versus dispersion

Un autre point de vue est de considérer que le temps caractéristique τ de l'équation 1.9 peut être obtenu en équilibrant dispersion d'un côté et gravitation de l'autre (Larson, 1992) :

$$\tau \propto \frac{\sigma_{gas}}{\pi G \Sigma_{gas}}. \quad (1.13)$$

En supposant que la dispersion de vitesse est constante, la densité de SFR devient :

$$\Sigma_\psi \propto \Sigma_{gas}^2. \quad (1.14)$$

Cette relation devrait s'appliquer aux grandes échelles (kpc) puisque ce sont celles de l'agrégation gravitationnelle.

1.3.4 Formation stellaire auto-régulée

Lorsque la formation stellaire se produit, elle peut chauffer dynamiquement le disque de gaz. La dispersion σ_{gas} de l'équation 1.13 n'est alors pas constante (contrairement à l'hypothèse de la section 1.3.3) mais s'accroît avec la formation stellaire, ce qui augmente le paramètre de Toomre Q . Le disque gagne alors en stabilité et la formation stellaire est coupée. En conséquence, le gaz se refroidit et Q diminue, ce qui permet à la formation stellaire de reprendre. Dans ce scénario, Q a une valeur presque constante et proche de 1. L'auto-régulation a été suggérée par Kennicutt (1989), celui-ci ayant remarqué que le rapport $\Sigma_{gas}/\Sigma_{crit}$ présente justement peu de variation sur un intervalle assez large de densité de gaz.

En reportant $Q = 1$ dans les équations 1.4 et 1.13, on obtient $\tau \propto \kappa^{-1}$, ce qui donne pour le taux de formation stellaire (en utilisant l'équation 1.9) :

$$\Sigma_{\psi} \propto \Sigma_{gas} \kappa. \quad (1.15)$$

Pour une courbe de rotation plate, (une bonne approximation pour notre Galaxie et les galaxies proches), $\kappa = \sqrt{2}\Omega$ et le SFR dépend dans ce cas de la densité de gaz et de la vitesse de rotation, deux quantités relativement faciles à mesurer dans les galaxies proches.

Larson (1992) a remarqué que les deux cas conduisant aux équations 1.15 et 1.14 correspondent à des hypothèses peut-être trop simplifiée et que la réalité pourrait relever des deux cas simultanément. Ainsi, on aurait :

$$\Sigma_{\psi} \propto \Sigma_{gas}^{\alpha} \kappa^{\beta}; 1 < \alpha < 2; 0 < \beta < 1. \quad (1.16)$$

Pour une courbe de rotation plate, ceci peut s'écrire :

$$\Sigma_{\psi} \propto \Sigma_{gas}^{\alpha} \Omega^{\beta}. \quad (1.17)$$

Cette forme auto-régulée est obtenue en utilisant soit un paramètre de Toomre (Equation 1.4) Q constant, soit en utilisant le paramètre de Toomre de cisaillement Q_A (Equation 1.7).

1.3.5 Effondrement gravitationnel et effet disruptif des étoiles

Madore (2010) a proposé que le temps d'échelle pour l'effondrement d'un nuage ($\tau_C \propto \rho_{gas}^{-n}$) soit combiné avec un temps τ_S caractéristique de l'effet disruptif de la formation stellaire (localement, une fois que des étoiles se sont formées dans un petit bout de galaxie, le gaz y est dispersé ou ionisé, et il ne peut plus y avoir de formation stellaire au même endroit pendant ce temps τ_S). Le taux de formation stellaire par unité de volume peut alors s'écrire :

$$\rho_{\psi} \propto \frac{\rho_{gas}^n}{\tau_S + \rho_{gas}^{-n}}. \quad (1.18)$$

Madore (2010) a montré que cette forme permet de reproduire la tendance observée par Bigiel et al. (2008) entre le taux de formation stellaire et la densité de surface totale du gaz (voir section 3).

1.3.6 Collisions entre nuages

En supposant que l'étape cruciale consiste en la transformation du gaz neutre en gaz moléculaire (ou en la formation des GMCs) et que cela se produit durant des collisions entre nuages, Wyse (1986) a proposé que le taux de formation stellaire est proportionnel à Σ_{HI}^2 et a inclus un facteur dynamique prenant en compte les effets des bras spiraux (effet discuté dans la section 1.3.8 ci-dessous).

Avec la même hypothèse de collisions entre nuages, Tan (2000) a proposé une formule plus compliquée, incluant les effets du cisaillement sur le taux de collision :

$$\Sigma_\psi \propto \Sigma_{gas} \Omega (1 - 0.7\beta) \quad (1.19)$$

où $\beta = d \ln(V) / d \ln(R)$. On peut noter que β est nul pour une courbe de rotation plate, ce qui donne pour le SFR une loi de la même forme que l'équation 1.17 obtenue avec une hypothèse totalement différente.

1.3.7 Physique du milieu interstellaire

Puisque les étoiles sont formées dans les nuages moléculaires, le SFR peut être directement lié aux processus affectant la quantité de gaz moléculaire présent dans une galaxie, c'est à dire aux détails de la physique du milieu interstellaire. Il n'est cependant pas encore clairement établi quel est le processus qui gouverne en fait la fraction moléculaire.

Elmegreen (1993b) a proposé que la fraction de gaz moléculaire est déterminée par la pression hydrostatique et le champs de radiation, et que c'est en fait cette fraction qui gouverne la formation stellaire plutôt que l'assemblage gravitationnel de la matière en nuages et en GMCs. Cette idée a été adoptée par plusieurs auteurs (voir Leroy et al., 2008, et les références s'y trouvant). Blitz & Rosolowsky (2006) ont avancé le fait que le rapport du gaz moléculaire au gaz neutre $R_{mol} = \Sigma_{H2} / \Sigma_{HI}$ doit dépendre de la pression :

$$R_{mol} = (P/P_0)^\alpha. \quad (1.20)$$

Pour les pressions faibles ($P \ll P_0$), sur une grande partie des galaxies (où le HI domine par rapport au H₂), le SFR devrait alors suivre une relation du type suivant :

$$\Sigma_{SFR} \propto \Sigma_{gas} (P/P_0)^\alpha \quad (1.21)$$

Blitz & Rosolowsky (2006) ont trouvé que leurs observations de 14 galaxies (incluant la Voie Lactée) étaient en bon accord avec cette relation pour un indice proche de $\alpha \sim 0.9$ qui est aussi trouvé dans d'autres études (rapportées dans Leroy et al., 2008). Blitz & Rosolowsky (2006) ont cependant noté qu'avec leurs hypothèses (vitesse de dispersion du gaz constante, turbulence), leur expression équivalait à dire que R_{mol} est une fonction de la densité du gaz, et que leurs données seules ne permettaient pas de distinguer ces deux cas. Ils ont souligné que même s'ils suggèrent que la pression hydrostatique détermine la fraction moléculaire, cela

ne fixe pas pour autant comment les GMCs sont assemblés à partir du gaz moléculaire, ou même si le gaz est d’abord rassemblé en grands nuages avant de devenir moléculaire ou pas. En d’autres mots, il reste de la place pour d’autres processus dans la formation des GMCs, et donc, probablement, des étoiles.

Monaco et al. (2011) ont trouvé que leurs modèles multi-phases incluant une fraction moléculaire déterminée par la pression produisent une relation dynamique ($\Sigma_{SFR} \propto \Sigma_{gas}\kappa$) interprétée comme le résultat de l’équilibre entre l’énergie d’injection (par les supernovae) et la dissipation.

Krumholz et al. (2009) ont eux proposé un autre modèle basé sur la combinaison de quelques idées relativement simples. L’auto-protection (self-shielding) de l’hydrogène détermine la quantité de gaz moléculaire, qui une fois formé produit des étoiles par des processus internes à un taux de 1 % par unité de temps de chute libre (en raison de la turbulence). Cela leur permet de prédire une relation Σ_ψ - Σ_{gas} (ainsi que la fraction moléculaire) en fonction de la métallicité du gaz.

1.3.8 Influence des bras spiraux ?

Quand on regarde l’image UV (Ultra-Violet, voir les exemples en figure 1.2) ou $H\alpha$ d’une galaxie spirale proche, il saute aux yeux que les étoiles jeunes visibles à ces longueurs d’onde sont distribuées le long des bras spiraux, ou d’arcs, et il est difficile de penser que la formation stellaire ne soit pas liée à la structure spirale.

Elmegreen (1979) a cependant suggéré que deux types de bras spiraux devraient être considérés. L’onde de densité spirale, liée à la densité stellaire sous-jacente, est responsable des spirales “*grand-design*”. Un autre type de bras consisterait de bras spiraux ou filaments stochastiques produit par le cisaillement de formation stellaire propagée de proche en proche (les chocs et compressions induits par les premières supernovae suivant la formation stellaire en un lieu peuvent contribuer à l’effondrement de nuages proches). Ces bras stochastiques seraient donc un produit de la formation stellaire, mais n’affecteraient pas le SFR galactique directement. Au contraire, les bras dus aux ondes de densité pourraient jouer un rôle important en comprimant ou en choquant le gaz du milieu interstellaire (Elmegreen, 1979). Cowie (1981) a aussi trouvé que le gaz du disque de la Voie Lactée est globalement stable vis à vis de l’effondrement, mais que le passage d’un ensemble de nuages au travers du bras peut modifier la vitesse de dispersion des nuages, et créer une instabilité. La formation stellaire devrait dans ce cas se produire uniquement dans les bras. Au travers de ces processus, les bras spiraux “*grand-design*”, dus aux ondes de densité devraient affecter la formation stellaire. Si la formation stellaire (ou l’effondrement des nuages) est en effet augmentée lorsque le gaz croise les bras, l’efficacité de la formation stellaire devrait alors dépendre de la fréquence avec laquelle ce passage se produit. Sur cette base, Wyse (1986) a proposé la formule suivante :

$$\Sigma_\psi \propto (\Omega - \Omega_P) \quad (1.22)$$

Ω_P est la fréquence angulaire du bras spiral. Ce terme devrait en fait intervenir en combinaison avec d’autres facteurs, selon le (ou les) processus discutés plus tôt qui sont considérés (les

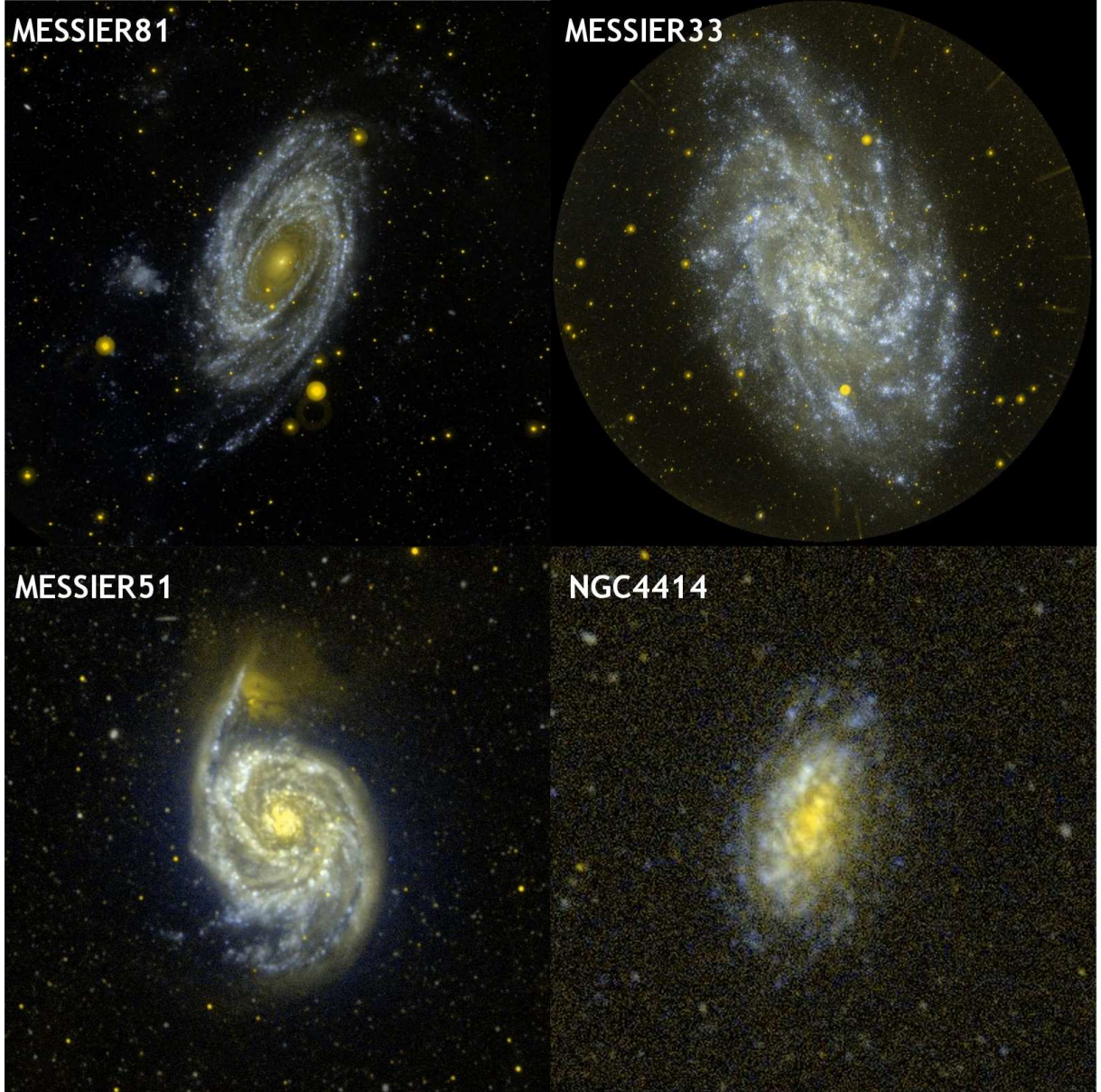


FIG. 1.2 – Galaxies spirales observées en ultra-violet (UV) par GALEX (la présentation du télescope GALEX, et de ses filtres en UV lointain, FUV pour “Far UV” et proche, NUV pour “Near UV” se trouve dans Martin et al., 2005). Ces images sont des combinaisons des filtres FUV et NUV (les régions de forte émission relative en FUV apparaissent en bleu, celles avec une plus forte émission relative en NUV en jaune/orangé). MESSIER81 et MESSIER51 sont des exemples typiques de galaxies spirales “grand-design” alors que MESSIER33 et NGC4414 représentent les spirales flocculantes.

équations 1.10, 1.12, 1.14, 1.15, 1.19, 1.21). En remarquant que Ω_P est petit par rapport la la vitesse angulaire du matériel dans le disque, le facteur lié aux bras spiraux devient simplement Ω . Wyse (1986) l’a combiné avec une hypothèse de collision de nuages pour produire $\Sigma_\psi \propto \Sigma_{HI}^2(\Omega - \Omega_P)$, et cette formule a été généralisée par Wyse & Silk (1989) en $\Sigma_\psi \propto \Sigma_{HI}^n \Omega$ ($n=1,2$).

Il est intéressant de noter qu’en combinaison avec la densité totale de gaz (au lieu de HI), le terme introduit pour simuler l’effet des bras spiraux (l’équation 1.22) suggère une forme similaire à l’équation 1.17 même si c’est encore une fois pour une raison totalement différente ! Cette forme semble robuste au sens que plusieurs théories y mènent.

Avant d’achever cette section, il est honnête de noter que l’on trouve de la formation stellaire même en l’absence de forte structure spirale (e.g. Kennicutt, 1989; Tan, 2000), et qu’il n’y a pas de différence évidente en terme de SFR entre les spirales “grand-design” et celles “floculantes” (stochastiques). Il est possible qu’en fait, les différences dues aux grands bras spiraux ne jouent pas un rôle quantitatif important ; les bras affecteraient l’organisation de la formation stellaire dans sa géométrie, plutôt qu’ils ne l’augmenteraient globalement.

1.3.9 Influences galactiques sur le SFR : Résumé

De nombreuses idées théoriques suggèrent diverses relations entre plusieurs quantités et le SFR. Le problème est que certaines de ces idées convergent en fait vers les mêmes relations (du moins sous des hypothèses raisonnables). Nous avons vu l’exemple du facteur dynamique Ω qui peut faire référence aux bras spiraux ou aux instabilités du disque. L’équilibre entre les phases du milieu interstellaire peut sous certaines conditions être simplement relié à la densité de gaz, et donc se cacher en modifiant la dépendance du SFR sur la densité de gaz. Dans le cas d’une formation stellaire auto-régulée (Q constant), la même expression peut être obtenue en se basant sur différentes définitions du paramètre de Toomre (effondrement versus dispersion et forces de Coriolis, ou cisaillement). De plus, les diverses explications proposées ne sont pas toutes exclusives. Par exemple, l’auto-régulation ($Q = 1$) peut être considérée comme une approximation de l’équilibre entre H_2 et HI régulé par l’effet des supernovae sur le milieu interstellaire.

Il est raisonnable de penser que plusieurs des phénomènes discutés jusqu’ici interviennent dans la formation stellaire sur les échelles des galaxies. On devrait aussi considérer le contexte de la galaxie : l’accrétion de gaz (par fusion ou accrétion) fournit un réservoir de gaz pour la formation stellaire. Au contraire, des vents galactiques ou l’effet de rétro-action d’un noyau actif de galaxie (AGN) peuvent vider la galaxie de son réservoir de gaz disponible pour la formation d’étoiles. La figure 1.3 résume un ensemble de phénomènes intervenant à différentes échelles qui peuvent affecter la formation stellaire. On peut suivre l’approche de Larson (1992) et essayer d’écrire une formule générale pour les différents facteurs affectant le taux de formation stellaire, en combinant les diverses équations présentées ci-dessus. Pour une courbe de rotation plate, cette forme générale serait (en oubliant délibérément d’autres facteurs possibles, comme la densité de surface d’étoiles) :

$$\Sigma_\psi \propto \Sigma_{gas}^\alpha \Omega^\beta P^\gamma \quad (1.23)$$

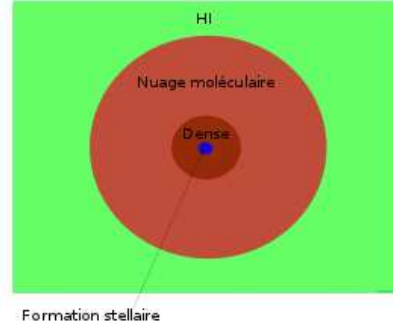
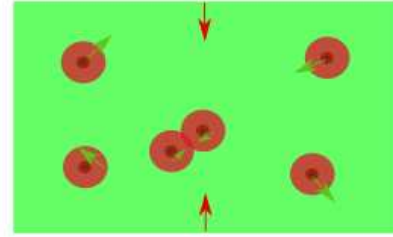
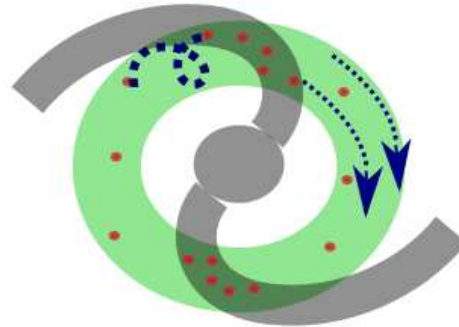
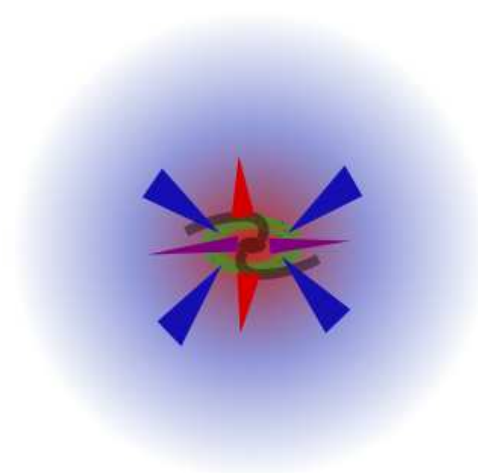
a- Zone de formation stellaire**b- Intérieur du disque galactique****c- La galaxie****d-Grandes échelles**

FIG. 1.3 – Ces schémas illustrent divers phénomènes physiques liés à la formation stellaire dans les galaxies sur différentes échelles. La physique du milieu interstellaire (e.g. métallicité, température) joue sur les petites échelles (a). De nouveaux phénomènes peuvent intervenir quand on regarde sur des échelles plus grandes, quelques centaines de parsec, typiquement la hauteur d'échelle d'un disque de galaxie (b) : les collisions entre nuages, l'équilibre hydrostatique. Sur les échelles des galaxies elle-même (c), la rotation et les phénomènes associés : mouvement épicycliques et cisaillement (illustrés par les courbes pointillées) peuvent intervenir, ainsi que les bras spiraux (augmentation de la densité locale, choc entraînant la formation de gaz moléculaire). Finalement, la galaxie n'est pas isolée et des échanges de gaz et phénomènes sur de très grandes échelles jouent leur rôle (d) : accrétion depuis un réservoir ou le long de filament cosmiques (symbolisée par les triangles bleus), vents stellaires éjectant le gaz (triangles rouges), effets d'un AGN enlevant le gaz disponible pour la formation stellaire (triangles mauves).

(avec α compris entre 1 et 4, β entre 0 et 2, γ entre 0 et ~ 1). Malheureusement, ces indices sont en partie dégénérés, puisque par exemple Σ_{gas} et Ω déclinent tous deux avec le rayon dans les galaxies. Il sera donc a priori difficile de les déduire seulement d'observations.

Malgré tout, des études observationnelles (voir le chapitre 3 et les parties suivantes) nous permettront d'avoir quelques contraintes sur les possibles relations entre formation stellaire et diverses quantités. Elles pourront peut-être nous aider à comprendre lequel des différents processus joue le rôle principal (on peut cependant deviner que cela sera difficile). Même si la base physique de ces relations reste débattue, de telles relations empiriques fourniront des contraintes utiles pour les modèles d'évolution des galaxies.

1.4 Flambées d'étoiles et régimes particuliers

Jusqu'ici, la formation stellaire a été discutée comme un processus séculaire se produisant dans un disque galactique. Il y a cependant, bien sûr des situations tout à fait différentes.

Les régions (ou galaxies) à flambées d'étoiles (*Starbursts*) sont caractérisées par des SFR très élevés, avec une efficacité de formation stellaire exceptionnellement haute (e.g. Larson, 1992, et les références y apparaissant). On les caractérise par des signatures observationnelles comme leur couleur, bleue (Searle et al., 1973) ou des raies d'émission fortes. Les Starbursts forment une famille d'objets mal définie (e.g. Meurer et al., 1995, 1999) avec de larges SFR (en valeur absolue, ou relative au SFR moyen passé, ou encore en densité de surface), et un temps d'épuisement du gaz court (le SFR est si élevé que le réservoir de gaz serait très rapidement vidé à ce rythme). En raison de ces définitions nombreuses et vagues, le terme de Starbursts s'applique à des objets qui ne sont pas toujours similaires (spécialement lorsque l'on considère des redshifts faibles ou élevés).

Des Starbursts sont souvent trouvés dans les régions centrales des galaxies. Cette émission est trouvée dans une fraction des galaxies qui augmente en allant des types précoces (8 % dans les S0) à tardifs (80% dans les Sc-Im) (Kennicutt, 1998a). L'équation 1.15 suggère que les niveaux élevés de formation stellaire de ces Starbursts pourraient provenir des densités élevées et des hautes valeurs de κ que l'on y trouve.

Les Starbursts sont aussi révélés dans l'infrarouge lointain (FIR pour Far Infra-Red) avec l'observation de galaxies présentant des luminosités très importantes (jusqu'à $10^{13} L_{\odot}$) correspondant à des SFR atteignant $1000 M_{\odot} yr^{-1}$, se produisant dans des nuages moléculaires très denses desquels la radiation dans le domaine optique est presque totalement absorbée. Kennicutt (1998a) rappelle que les galaxies les plus lumineuses en FIR sont des systèmes dans lesquels une masse de gaz correspondant à l'ensemble du milieu inter-stellaire d'une galaxies normale est comprimée dans un espace réduit et est entièrement transformé en étoiles.

Il est tentant de relier le régime particulier des Starbursts avec les interactions de marées et les fusions de galaxies qui pourraient accroître le SFR d'un facteur 10 à 100 (Kennicutt, 1998a). Les simulations récentes de fusions et interactions, cependant, produisent une augmentation du SFR relativement modeste (Di Matteo et al., 2008), mais les modes de formation stellaire au



FIG. 1.4 – *Galaxies des Souris*. L'image provient du télescope spatial Hubble. L'insert sur fond blanc montre le résultat de la simulation de Barnes (2004) incluant de la formation stellaire induite par les chocs, ce qui lui permet de mieux reproduire les observations.

cours de ces évènements pourraient nécessiter des simulations à haute résolution et donc être difficile à obtenir dans les simulations en général (voir e.g. Teyssier et al., 2010, obtenant un gain d'un facteur 10 dans l'efficacité de la formation stellaire avec des simulations à haute résolution). Barnes (2004) a proposé qu'un mode de formation stellaire déclenché par les chocs prenne place lors de telles interactions. Ce mode n'est en général pas pris en compte (et difficile à modéliser en général) mais lui a permis (voir figure 1.4) de bien reproduire les observations des galaxies des Souris (NGC 4676).

*Please excuse the crudity of this
model, I didn't have time to
build it to scale or to paint it.*

Dr Hemmett Brown

CHAPITRE 2

Comment mesurer le taux de formation stellaire

ARTICLES LIÉ À CE CHAPITRE :

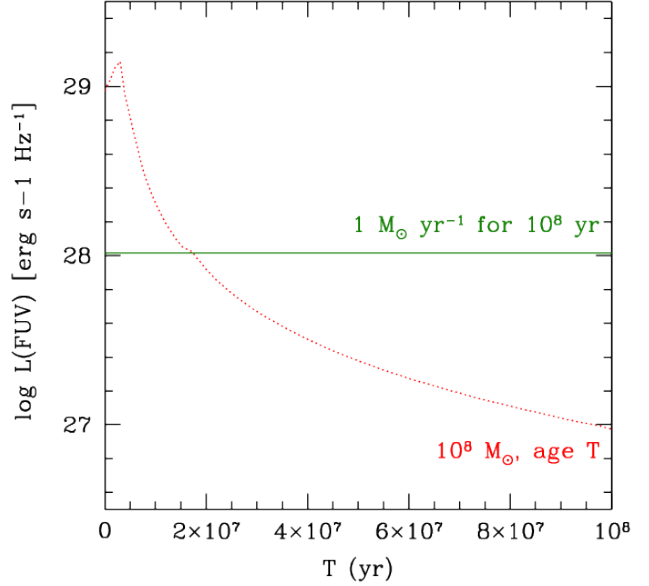
BOISSIER ET AL. (2004), BOISSIER ET AL. (2007), BOISSIER (2012)

Avant de tester les théories évoquées précédemment, il est utile de rappeler comment le SFR est en réalité mesuré dans les galaxies. Une revue célèbre concernant les traceurs de formation stellaire est Kennicutt (1998a) dont les formules sont souvent utilisées. Le lecteur peut bien sûr se référer à cet article pour de nombreuses discussions sur les différents traceurs de formation stellaire. Plus récemment, Calzetti et al. (2009) ont proposé une revue du sujet, en portant l'accent sur les grandes longueurs d'onde (infra rouge et radio)

Presque toutes les mesures de SFR reposent sur quelques principes et hypothèses, rappelés ici. L'idée de base est de trouver une observable liée à la quantité d'étoiles formées récemment, c'est à dire dans le dernier intervalle de temps δt , où δt est court par rapport à l'âge des galaxies. Puisque les étoiles massives ont des durées d'existence courtes (pouvant être utilisée comme δt), les astronomes peuvent les utiliser (ou leurs effets mesurables) pour estimer le SFR. Une fois que la quantité d'étoiles massives formées pendant le temps δt est connue, il est facile de calculer la masse totale formée (en masses solaires) en extrapolant sur l'ensemble de la fonction de masse initiale et d'obtenir le SFR en divisant par δt . Il est souvent impossible de compter directement le nombre d'étoiles massives et d'appliquer littéralement cette méthode. Dans ce cas, on utilise une émission (appelée "traceur de formation stellaire") qui est due principalement à leur présence. Le SFR est alors déterminé à partir du flux détecté, en utilisant des calibrations décrites ci-dessous.

Un taux "instantané" ne peut pas être mesuré. Tous les traceurs ont des temps d'échelles

FIG. 2.1 – La courbe en pointillé montre la luminosité dans la bande FUV de GALEX (un traceur de la formation stellaire) pour un sursaut de formation stellaire instantané d’âge T et de masse $10^8 M_\odot$ en fonction de T . La ligne horizontale montre la luminosité générée par un SFR constant de $1 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ pendant 10^8 ans, après avoir atteint un état d’équilibre (cette luminosité est ici calculée à partir d’une calibration standard). Ces populations ont toutes le même SFR moyen pendant les derniers 10^8 ans, et pourtant le SFR que l’on déduirait de la luminosité UV en utilisant une calibration standard peut varier de 2 ordres de grandeur! D’après Boissier (2012).



différents qui leur sont associés, dépendant de l’intervalle de masse des étoiles auxquelles ils sont reliés. Ainsi, les traceurs sont calibrés en supposant que le SFR est constant sur $\sim$ leur temps d’échelle δt (en général, la durée d’existence des étoiles en étant responsables), c’est à dire un temps suffisamment long pour atteindre un état de pseudo-équilibre. Le SFR déduit de cette façon est bien une estimation faite sous cette hypothèse en la supposant valide pendant le temps δt , et non le SFR moyen pendant cette période. La figure 2.1 montre que les deux choses ne sont pas équivalentes.

Finalement, par la suite je parlerai de “traceurs primaires” pour les mesures directement liées aux étoiles massives. L’expression “traceurs secondaires” sera utilisée pour les traceurs qui ont été introduit (au moins historiquement) en notant empiriquement une corrélation avec un traceur primaire, relation utilisée pour calibrer le traceur secondaire. Il est vrai que parfois, des modèles détaillés ont été construits pour recalibrer des traceurs secondaires (au prix d’un certain degré de complexité), mais ces travaux ont toujours été motivés par une relation empirique au départ.

2.1 Proto-étoiles, étoiles jeunes et résidus stellaires

La Voie Lactée est un cas particulier en ce qui concerne la mesure du SFR. La plupart des techniques détaillées plus loin ne peuvent pas y être appliquées¹, du moins sans certaines

¹Récemment, Chomiuk & Povich (2011) ont comparé un ensemble de traceurs de formation stellaire dans la Voie Lactée et dans des galaxies externes. Ils suggèrent que les SFR déterminés dans notre galaxie sont deux ou trois fois plus élevés que dans les galaxies externes.

modifications. Cependant son SFR a été étudié, essentiellement en utilisant comme traceur directement le nombre d’objets “jeunes”, comme cela avait été fait très tôt par Schmidt (1959). Guibert et al. (1978) ont procuré une liste des objets liés à la formation stellaire récente et qui peuvent être utilisés dans ce but. Cette liste inclut les étoiles O, B, les régions HII, les résidus de SN et les pulsars. Ces dernières années, le SFR dans notre galaxie a été aussi étudié en détectant les étoiles OB dans l’infrarouge lointain, domaine dans lequel le milieu interstellaire devient transparent, ce qui permet de détecter les régions de formation stellaire sous la forme de sources ponctuelles dans l’ensemble de la galaxie (e.g. Bronfman et al., 2000; Luna et al., 2006). Il est aussi possible de détecter des objets stellaires jeunes (YSO, *Young Stellar Objects* en anglais) et de déduire le SFR de systèmes stellaires dans leurs phases les plus précoces (see Robitaille & Whitney, 2010). Même si cette approche “résolue” ne peut pas être utilisée en général dans les galaxies externes, elle est mentionnée ici car la résolution spatiale des observatoires d’aujourd’hui et du futur permettent d’envisager de l’utiliser dans les galaxies qui nous sont les plus proches (voir e.g. Whitney et al., 2008, pour les YSOs dans le Grand Nuage de Magellan, LMC pour *Large Magellanic Cloud*).

2.2 Continu stellaire

Le continu du spectre d’une galaxie consiste en la superposition de l’émission de nombreuses générations d’étoiles. Dans le domaine UV, cette émission est dominée en général par les étoiles massives (au dessus de quelques masses solaires), jeunes et chaudes et peut donc être utilisée comme un traceur de la formation stellaire récentes sur la durée d’existence de ces étoiles (de l’ordre de 100 Myr).

Pour un SFR continu et une IMF définie (ainsi que ses limites de masse), il est possible de lier le SFR et la luminosité due à la population stellaire. On peut écrire comme Kennicutt (1998a) :

$$\psi_\nu(M_\odot \text{yr}^{-1}) = C \times L_\nu(\text{ergs}^{-1} \text{Hz}^{-1}). \quad (2.1)$$

La valeur du facteur de conversion C peut être calculée à l’aide d’un code de synthèse de population (e.g. Cigale, Pégase, Starburst99). Un tel code permet de calculer l’émission cumulée des étoiles de différentes masses et d’âges variés une fois un pseudo-équilibre atteint (L_ν) pour un SFR constant et ainsi calibrer l’équation 2.1. La figure 2.2 (gauche) montre l’évolution de la luminosité dans diverses bandes photométriques pour un SFR constant. Même après 1 Gyr, un état d’équilibre “parfait” n’est pas atteint. La partie de droite montre (en fonction de la longueur d’onde) le temps nécessaire pour que la luminosité atteigne 90 % de sa valeur à 1 Gyr, et la valeur de C à cet instant. Puisque le SFR devrait être déduit des étoiles massives avec des durées d’existence courtes, cette méthode devrait être utilisée seulement dans l’ultra-violet (UV), mais la figure est étendue à l’optique et au proche infrarouge pour des raisons pédagogiques. Des temps caractéristiques courts sont clairement obtenus dans l’UV, ce qui en fait bien un bon traceur de la formation stellaire sur des temps ~ 100 Myr. Par contre, si on s’intéresse à de petites échelles spatiales, il faut prendre garde que les plus vieilles des étoiles

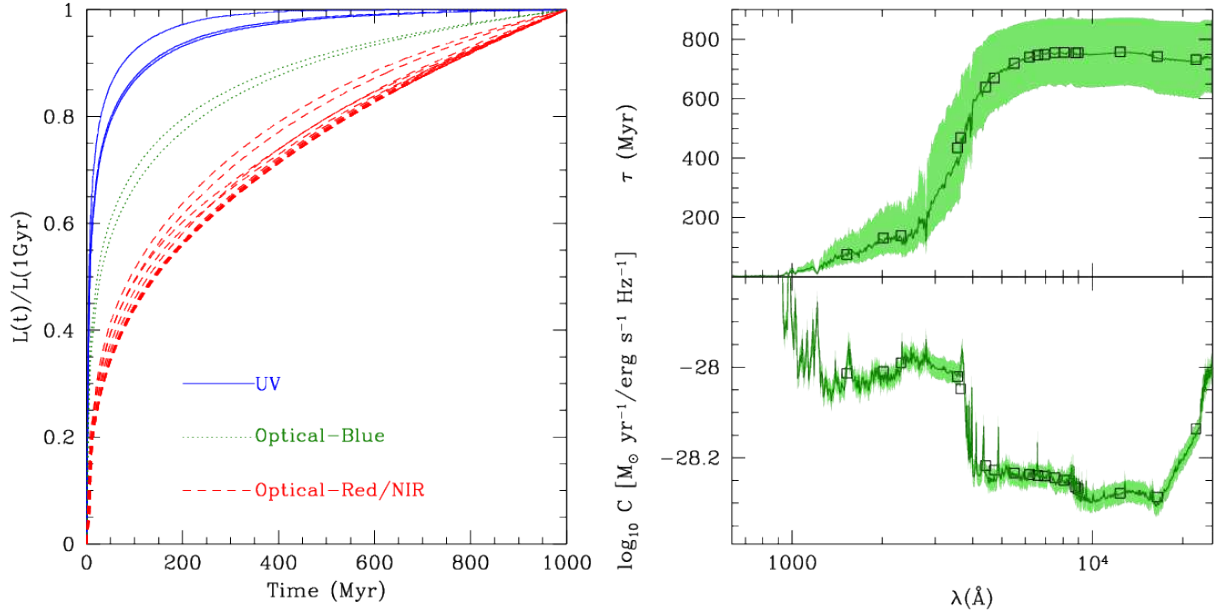


FIG. 2.2 – *Gauche* : évolution de la luminosité dans un ensemble de filtres photométriques (dans l’ultra-violet : GALEX FUV, NUV et FOCA ; dans l’optique/coté bleu : sloan u et Jonhson U ; dans l’optique, coté rouge, et le proche infrarouge : g , r , i , z , B , V , R , R_c , I , I_c , J , H , K) pour un taux de formation stellaire constant de $1 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ pendant 10^9 années, avec l’IMF de Kroupa 2001, et calculée en utilisant le code Starburst99. La luminosité est normalisée par sa valeur finale. *Droite-haut* : temps nécessaire pour atteindre 90 % de la luminosité finale après 1 Gyr en fonction de la longueur d’onde (la partie colorée montre comment cette courbe se déplace en adoptant des pourcentages allant de 85 à 95 %). *Droite-Bas* : valeur du facteur de calibration C à ce moment-là. Les carrés indiquent les résultats pour les mêmes filtres photométriques que ceux indiqués sur la gauche. D’après Boissier (2012).

émettant dans l’UV ne seront plus directement liées aux emplacement où la formation stellaire “est en train” de se produire (sur-densités de gaz, régions HII) et se trouveront donc sous la forme de lumière diffuse (Liu et al., 2011). Par chance, pour des IMFs raisonnables, la luminosité par unité de fréquence L_{ν} a un spectre relativement plat dans l’UV, ce qui fait que le facteur C dépend peut de la longueur d’onde précise dans ce domaine. Cela n’empêche pas les différentes calibrations proposées de varier de 0.3 dex, selon par exemple les bibliothèques spectrales utilisées (Kennicutt, 1998a). Les facteurs de calibration C et les temps d’échelles associés sont fournis dans la table 2.1 pour plusieurs bandes photométriques communes.

Les bandes de type “U” sont intermédiaires. Le facteur de conversion y est proche de celui obtenu dans l’UV, mais les temps d’échelles deviennent plus longs (environ 500 Myr pour le niveau à 90% défini précédemment) et ne sont donc pas d’aussi bon traceurs de la formation stellaire récente.

Observation	Temps d'échelle	C	Notes
YSOs, étoiles, résidus	variable		Méthode traditionnelle dans la Voie Lactée, difficile à mettre en œuvre dans les objets distants
1524Å(FUV-GALEX) 2018Å(UV-FOCA) 2308Å(NUV-GALEX)	75 Myr 131 Myr 139 Myr	^{dans l'Eq. 2.1} $0.97 \cdot 10^{-28}$ $0.98 \cdot 10^{-28}$ $1.02 \cdot 10^{-28}$	Facile à observer (y compris à grand redshift) mais extinction importante et incertaine
3561Å(u) 3651Å(U)	434 Myr 469 Myr	$0.95 \cdot 10^{-28}$ $0.89 \cdot 10^{-28}$	Temps caractéristiques plus longs
H α	6.5 Myr	^{dans l'Eq. 2.3} $5.1 \cdot 10^{-42}$	Raie intense, temps d'échelle court, mais des difficultés (extinction, contamination NII, fractions diffusées et absorbées, sensibilité à la pente de l'IMF du côté des fortes masses).
Ly α	6.5 Myr		Ly α /H α =8.11 en théorie, mais ce chiffre doit être multiplié par une fraction d'échappement sensiblement inconnue

TAB. 2.1 – *Traceurs primaires du taux de formation stellaire. Les temps caractéristiques et les coefficients ont été calculés en utilisant Starburst99, une métallicité solaire, avec l'IMF "universelle" de Kroupa (2001) (0.1 à 100 $M_{\odot}$, pente $x = 0.3/1.3$ en dessous/au dessus de 0.5 $M_{\odot}$). Ces valeurs sont estimées en supposant un SFR constant, lorsque la luminosité atteint 90 % de la luminosité après 1 Gyr. D'après Boissier (2012).*

2.3 Raies d'émission de recombinaison

2.3.1 Motivation et approche

Le flux important émis par les étoiles les plus massives aux longueurs d'onde plus courtes que la limite de Lyman ionise le gaz qui les entoure. Les raies de recombinaison qui s'en suivent peuvent être utilisées pour estimer le flux ionisant, et par voie de conséquence le SFR. Le traceur de SFR le plus connu parmi les raies de recombinaison est la raie $H\alpha$ (en raison de son intensité importante et son accessibilité), mais d'autres raies des séries de Balmer, Paschen ou Brackett sont parfois utilisées.

(Osterbrock & Ferland, 2006) donnent pour $H\beta$:

$$L(H\beta) = h\nu_{H\beta} N_{photons} \frac{\alpha_{H\beta}^{eff}}{\alpha_B} \quad (2.2)$$

où $N_{photons}$ est le nombre de photons ionisants. $N_{photons}$ peut être obtenu à partir des codes de synthèse de population stellaires (comme Starburst99 par exemple). Pour une température de 10000 K et le cas B d'Osterbrock, les coefficients de recombinaison sont : $\alpha_{H\beta}^{eff} = 3.03 \cdot 10^{-14} cm^3 s^{-1}$, $\alpha_B = 2.59 \cdot 10^{-13} cm^3 s^{-1}$. D'autres raies de recombinaison de l'Hydrogène peuvent être calculées en utilisant les intensités relatives de ces raies par rapport à $H\beta$ (table 4.4 d' Osterbrock & Ferland, 2006). Par exemple, dans les conditions mentionnées ci-dessus : $L(H\alpha)/L(H\beta) = 2.847$, $L(P\alpha)/L(H\beta) = 0.332$, $L(P\beta)/L(H\beta) = 0.162$.

Il est donc possible d'utiliser ces relations pour calculer la luminosité de toute raie de recombinaison pour un SFR constant, et ainsi calibrer une relation entre la luminosité de cette raie et le SFR.

Avec les mêmes hypothèses que celles utilisées pour le continu stellaire (Kroupa 2001 IMF, SFR constant pendant 1 Gyr), le niveau de 90% du flux est atteint en 6.5 Myr, presque instantanément par rapport aux temps d'échelle longs qui sont nécessaires pour le continu UV. Cela provient du fait que les photons ionisants sont en moyenne émis par des étoiles plus massives, avec des temps de vie plus courts que ceux des étoiles qui dominent le spectre UV de la galaxie.

2.3.2 Application à $H\alpha$

Puisque $H\alpha$ est une raie d'émission forte avec un temps d'échelle court, et qu'elle est relativement facile à observer (et même avec une bonne résolution spatiale), c'est un traceur important de formation stellaire. Cette section présente quelques considérations spécifiques à son sujet. En utilisant la méthode et les formules données ci dessus (section 2.3.1), il est possible de calibrer la relation entre l'intensité de la raie $H\alpha$ et le SFR :

$$\psi_{H\alpha}(M_{\odot} yr^{-1}) = C \times L(H\alpha)(erg s^{-1}). \quad (2.3)$$

Le coefficient de cette relation est donnée dans la table 2.1 avec d'autres traceurs du SFR.

Malgré les avantages de $H\alpha$, il subsiste des incertitudes et de nombreuses difficultés. Tout d'abord, une dispersion entre les calibrations de l'ordre de 30 %, en raison des différents modèles stellaires est observée (e.g. Kennicutt, 1998a), et le résultat dépend de la pente de l'IMF aux masses stellaires les plus élevées. Ensuite, pour être un traceur fiable et précis du SFR, l'émission $H\alpha$ doit être corrigée de l'extinction qui réduit la luminosité observée de la raie (voir la discussion sur le rôle de la poussière en section 2.4). Quand des filtres étroits (autour de la longueur d'onde de $H\alpha$) sont utilisés, il est aussi nécessaire de prendre en compte la contamination du flux observé par les raies de l'azote $[NII] \lambda 6548, 6584$. En l'absence de spectroscopie, des rapports typique d'émission sont en général utilisés, voir par exemple l'appendice de Boselli et al. (2001) qui propose des corrections dépendant du type morphologique des galaxies. Une autre source d'incertitude est l'absorption sous-jacente à cette longueur d'onde dans le continu stellaire (elle est relativement faible en $H\alpha$ par rapport à l'émission pour des SFR élevés, mais voir la section 2.4.1 pour une correction possible). Une fraction des photons ionisants est en fait absorbée par la poussière plutôt que par le gaz. La calibration devrait donc être corrigée de cette fraction qui ne participe pas à l'ionisation. Cette fraction est estimée à 20 % par Charlot et al. (2002), et varie de 0 à 30 % pour Bicker & Fritze-v. Alvensleben (2005) selon la métallicité des objets. Finalement, une fraction des photons ionisant pourrait s'échapper des régions HII. Alors que dans des régions individuelles, cette fraction d'échappement peut être élevée (15 à 50%), on pense qu'elle est plus faibles sur les grandes échelles (et celle d'une galaxie dans son ensemble) (voir Kennicutt, 1998a, et ses références).

2.3.3 Lyman α

Suivant les formules données plus haut, on peut trouver que la raie $Ly\alpha$ est intense, et devrait donc être un bon traceur de la formation stellaire. Cette émission a en fait été utilisée au cours des dernières années pour rechercher, et trouver, des galaxies formant des étoiles à grand redshift. Les relations $Ly\alpha/H\beta=23.1$ et $Ly\alpha/H\alpha=8.11$ sont obtenues pour le cas B, $T=10000$ K (Osterbrock & Ferland, 2006), et la combinaison avec l'équation 2.3 devrait nous permettre de déduire le SFR de la luminosité dans la raie, qui reste cependant un mauvais traceur de la formation stellaire, avec des mesures qui sont systématiquement plus faibles que ces prédictions.

La longueur du trajet optique des photons $Ly\alpha$ est extrêmement grande en raison de leur diffusion résonante par les atomes d'hydrogène, ce qui accroît leurs chances d'être absorbés même par de petites quantités de poussière. En conséquence, l'émission $Ly\alpha$ est rapidement découplée du SFR (Giavalisco et al., 1996). Une fraction d'échappement (*Ly α escape fraction* f), la fraction de la lumière échappant à la galaxie et donc visible par les observateurs, peut être définie en comparant le flux $Ly\alpha$ à d'autres traceurs de la formation stellaire ($H\alpha$, $H\beta$, UV). En suivant cette méthode, on trouve $f \sim 0.1$ dans l'univers proche et à redshift ~ 0.3 (Deharveng et al., 2008). La fraction d'échappement semble augmenter avec le redshift avec des valeurs $f \sim 0.2-0.3$ autour des redshifts 2-3, et $f \sim 1$ à très grand redshifts (Gronwall et al., 2007; Cassata et al., 2011).

Cette évolution, statistique en nature, nous renseigne probablement sur l'évolution de la poussière et du milieu interstellaire avec le redshift, mais est encore basée sur peu d'échantillons. Ces résultats dépendent d'autres traceurs de formation stellaire pour mesurer le SFR réel, et la fraction d'échappement en est déduite par comparaison. En résumé, la raie Ly α apparaît plus comme un outil (pour étudier les propriétés statistiques du milieu interstellaires, ou pour détecter des objets lointains) que comme un traceur quantitatif de la formation stellaire à ce jour.

2.4 Le rôle de la poussière

Les traceurs primaires de formation stellaire (raies de recombinaison, émission UV) sont basés sur des luminosités qui sont (la plupart du temps) affectées par l'atténuation de la lumière par la poussière interstellaire. L'énergie "perdue" dans l'UV, absorbée par les grains de poussière, se retrouve dans l'infrarouge mi-lointain et lointain où l'émission des grains peut être mesurée. Dans cette section, les corrections des traceurs primaires pour tenir compte de l'effet de l'atténuation due aux poussières sont discutées, ainsi que l'utilisation de l'émission de la poussière elle-même comme traceur de SFR.

2.4.1 Corrections d'extinction à partir des raies de recombinaison

Pour H α (ou d'autres raies de recombinaison), la correction de l'extinction est en général estimée à partir de rapports de raies. Les rapports observés sont comparés aux prédictions théoriques (cas B), et toute différence est attribuée à l'atténuation différentielle entre les deux longueurs d'onde. En combinant cette mesure avec une courbe d'extinction, il est possible d'estimer la diminution du flux due à l'extinction (exprimée en général en magnitudes). Pour H α , cette atténuation $A(H\alpha)$ peut avoir des valeurs typiquement entre 0 et 2 magnitudes (e.g. Kennicutt, 1998a). Une autre méthode consiste à utiliser le rapport entre l'émission thermique dans le domaine radio et la raie H α . (voir par exemple Bell, 2003).

Dans la plupart des cas, le décrément de Balmer est utilisé : $H\alpha/H\beta = 2.847$ pour une température de T=10000 K dans le cas B. Cette approche est cependant partiellement remise en cause par les modèles de Charlot & Longhetti (2001). En effet, quand ces modèles sont utilisés pour ajuster simultanément l'extinction et l'intensité de plusieurs raies, on trouve que le rapport $H\alpha/H\beta$ intrinsèque varie légèrement avec la métallicité, ce qui affecte les extinctions qui en sont déduites (Brinchmann et al., 2004; Gilbank et al., 2010). Cette dépendance est due au fait que la métallicité affecte le refroidissement, et donc la température électronique des régions HII. Alors que la valeur utilisée en général (2.847) correspond à une température de T=10000 K, le décrément de Balmer dépend effectivement de la température (Osterbrock & Ferland, 2006).

Par ailleurs, des incertitudes observationnelles affectent la détermination du rapport $H\alpha/H\beta$, en particulier quand les flux sont obtenus à partir d'imagerie en bande étroite. Comme cela a

déjà été mentionné dans la section 2.3.2, le flux $H\alpha$ doit être corrigé de la contamination par la raie [NII]. De plus le spectre sous-jacent dû aux populations stellaires vieilles peut présenter une absorption dans les raies de Balmer qui affecte le rapport observé. Cette absorption peut-être mesurée à partir de spectroscopie à haute résolution, ou bien modélisée lorsque l'on dispose de spectroscopie à résolution moyenne (e.g. Moustakas et al., 2010). En l'absence de spectroscopie, une absorption typique de 2 à 5 Å en largeur équivalente est souvent utilisée pour corriger le rapport (e.g. Boselli et al., 2001).

2.4.2 Corrections d'extinction dans l'UV

Correction à partir du rapport infrarouge/UV

L'atténuation dans l'UV peut être très élevée (jusqu'à 4 magnitudes ou plus). L'énergie perdue pour l'observateur lors de l'absorption des photons dans l'UV (et l'optique) par les grains de poussière du milieu inter-stellaire est en fait re-émise dans l'infrarouge moyen et lointain (entre 8 et 1000 μm). En général, la luminosité totale émise dans ce domaine est estimée sur la base de quelques bandes disponibles (par exemple dans le passé les bandes de IRAS à 60 et 100 μm et plus récemment les bandes des satellites Spitzer et Herschel). Ici, cette luminosité infrarouge totale sera appelée de façon générique " $L(IR)$ " bien que différentes définitions (extrapolations sur différents intervalles de longueur d'onde, et/ou basée sur différentes observables) existent (voir par exemple Boquien et al., 2010b, et leurs références).

Etant donné cet équilibre énergétique, l'atténuation dans l'UV ($A(UV)$) est liée au rapport des luminosités dans l'infrarouge et l'UV : $L(IR)/L(UV)$. Ce rapport est parfois appelé l'excès infra-rouge (IRX pour *InfraRed EXcess*). Les SFR déduits d'observations UV peuvent être corrigés en utilisant ce rapport (Cortese et al., 2008). Une limitation de cette méthode est que lorsque l'activité de formation stellaire est faible, une partie de l'émission infrarouge peut provenir du chauffage par les vieilles étoiles, ce qui conduit à une surestimation de l'extinction dans l'UV (e.g. Iglesias-Páramo et al., 2006). Cortese et al. (2008) ont proposé une méthode tenant compte de cet effet en utilisant différents indices de couleurs qui mesurent l'équilibre entre étoiles jeunes et vieilles dans la population stellaire de la galaxie.

Correction à partir de la pente du spectre UV

Il est souvent difficile d'avoir des données dans le domaine de l'infrarouge lointain, spécialement à grand redshift. Une méthode populaire (mais incertaine) dans ce cas consiste en l'utilisation de la pente du spectre UV (β). En l'absence de poussière, le spectre (en fréquence) est relativement plat (en présence de formation stellaire sous des hypothèses raisonnables). Toute déviation est attribuée à la poussière. Cette méthode a cependant certains problèmes. En particulier, des courbes d'atténuation différentes peuvent affecter le spectre, indépendamment de la quantité de poussière elle-même (e.g. présence ou pas de la bosse *-bump-* à 2175 Å). Et surtout, il a été démontré que les galaxies locales "normales" et e.g. les galaxies "Starburst"

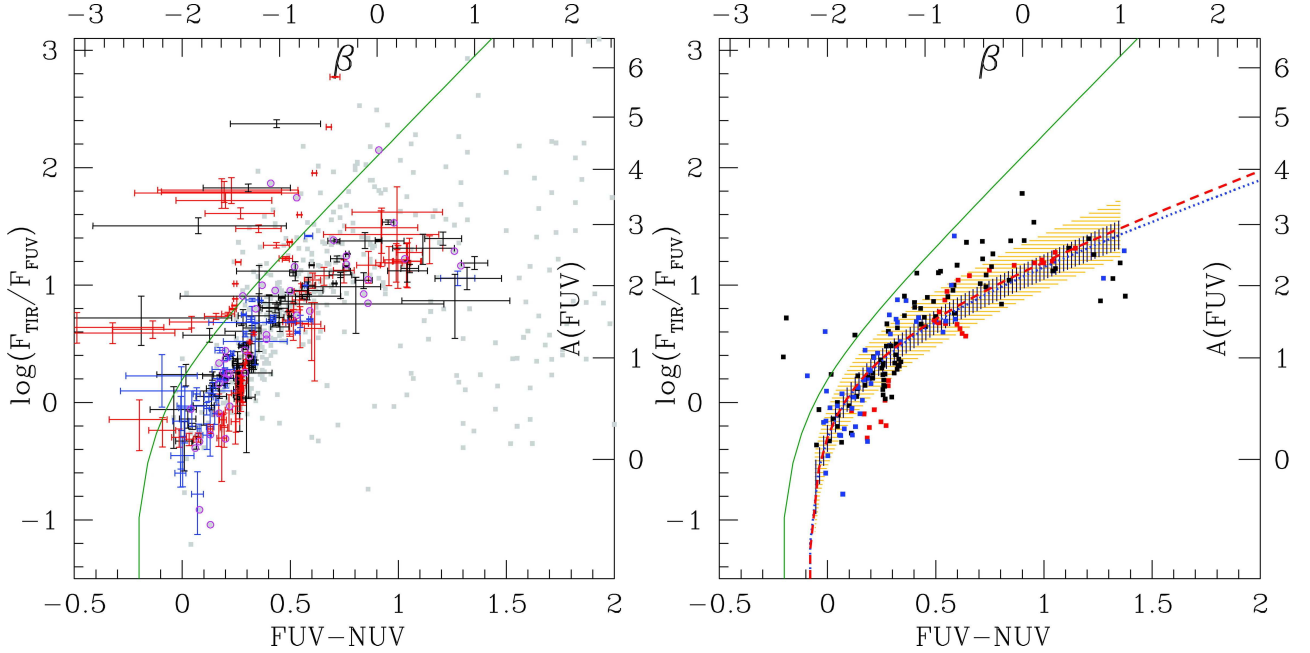


FIG. 2.3 – Rapport entre le flux infrarouge total et le flux FUV de GALEX en fonction de la couleur FUV-NUV. Cet indice de couleur est une mesure de la pente du spectre dans l'UV, rapportée sur l'axe horizontal en haut de la figure (Kong et al., 2004). L'axe de droite montre une échelle d'atténuation $A(FUV)$, calculée selon Buat et al. (2005). A gauche, les points avec des barres d'erreur plus grandes que 0.5 (dex sur l'axe de gauche, et en magnitude sur l'axe horizontal) ont été ignorés pour éclaircir le diagramme (les barres d'erreur indiquent de combien les résultats changent si la détermination du ciel en UV ou infrarouge bouge de 1σ). La courbe montre la relation pour les Starbursts donnée par Kong et al. (2004). Les carrés gris sont les valeurs intégrées de l'Atlas GALEX des galaxies proches (Gil de Paz et al., 2007b). Ils sont entourés d'un cercle pour les grandes spirales utilisées dans Boissier et al. (2007). Dans le panneau de droite, les points noirs montrent ceux utilisés pour ajuster la relation (en excluant les galaxies vues par la tranche). Un simple ajustement et son incertitude (1σ) est montré (courbe en tirets rouges et zone hachée horizontalement), ainsi qu'un ajustement prenant en compte les incertitudes (ligne pointillée bleue et zone hachée verticalement). Ces ajustements indiquent clairement de plus faibles extinctions que les Starbursts (courbe verte) pour la même pente du spectre. D'après Boissier et al. (2007).

ne présentent pas une relation strictement identique entre β et l'atténuation UV, mesurée par le rapport $L(\text{IR})/L(\text{UV})$ (Buat et al., 2010; Muñoz-Mateos et al., 2009; Boissier et al., 2007; Seibert et al., 2005; Kong et al., 2004; Meurer et al., 1999).

Cette différence peut-être illustrée en comparant la relation trouvée dans les galaxies Starbursts avec les galaxies plus normales de l'Atlas GALEX des galaxies proches (Gil de Paz et al., 2007b). Cette comparaison est effectuée en figure 2.3². Dans Boissier et al. (2007), nous nous sommes concentrés sur les plus grandes spirales proches, dans lesquelles nous avons pu faire une étude spatialement résolue de cette relation (les points de couleur dans la figure 2.3 correspondent à une série d'anneaux concentriques pour chacune de ces 43 galaxies). Par cette approche qui évite de mélanger la luminosité centrale (possible siège d'AGN, bulges) et celle du disque, nous avons trouvé une relation assez bien définie, et clairement différente de celle des Starbursts : l'extinction y est moindre pour la même couleur FUV-NUV (ou pente β). Dans le cadre de sa thèse et pendant son séjour au LAM (visite de 3 mois), Juan-Carlos Muñoz-Mateos a trouvé des résultats similaires à partir des données de l'échantillon SINGS (Muñoz-Mateos et al., 2009). Cette différence entre l'atténuation des galaxies normales et des Starbursts est aussi trouvée à métallicité donnée (voir figure 2.4). La raison pour laquelle l'atténuation se comporte différemment dans les Starbursts pourrait être que la poussière y est chauffée seulement par les étoiles les plus jeunes (e.g. Hao et al., 2011) qui contribuent à l'émission UV dans une plus grande proportion que dans les populations stellaires un peu plus âgées. Ces populations jeunes sont aussi probablement plus enfouies dans la poussière du nuage dans lequel elles se sont formées, pas encore totalement dispersé, et dont elles n'ont pas encore migré.

Outre les Starbursts, d'autres types de galaxies s'éloignent de la relation observée dans les galaxies "normales" montrée en figure 2.3. Pour la même couleur FUV-NUV, les galaxies naines ont un rapport infrarouge/UV plus faible (voir Hao et al., 2011, et leurs références) et présentent une dispersion importante du côté des couleurs bleues et faibles IRX. Dans Boissier et al. (2008), nous avons aussi estimé que l'extinction est très faible dans les galaxies à faible brillance de surface, malgré une certaine dispersion de la couleur FUV-NUV, attribuée à leur micro-histoire de formation stellaire (voir section 6.3). Les LIRGs (*Luminous Infrared Galaxies*) et les ULIRGs (*Ultra Luminous Infrared Galaxies*) présentent une relation dispersée avec des valeurs du rapport IRX plus grandes pour la même couleur (Howell et al., 2010). Une calibration de l'atténuation basée sur la relation entre pente du spectre UV et excès infrarouge est donc difficile pour ces galaxies (voir Hao et al., 2011, par exemple).

A redshift intermédiaire (e.g. autour de 1), les galaxies ont tendance à avoir des SFR plus élevés, mais dans le même temps, leur morphologie est plus similaire à celle des disques normaux que des Starbursts locaux. Il n'est donc pas facile de choisir "quelle" relation entre pente UV et extinction utiliser pour un échantillon distant sans information additionnelle.

Hao et al. (2011) ont comparé les SFR déduits du FUV corrigé de l'extinction à partir de la pente du spectre, et à partir du rapport $L(\text{IR})/L(\text{UV})$ au SFR déduit de la luminosité $\text{H}\alpha$,

²Cette comparaison doit être limitée à $FUV - NUV < 0.9$. Au delà, on trouve les galaxies elliptiques dans lesquelles il n'y a plus de relation clairement établie.

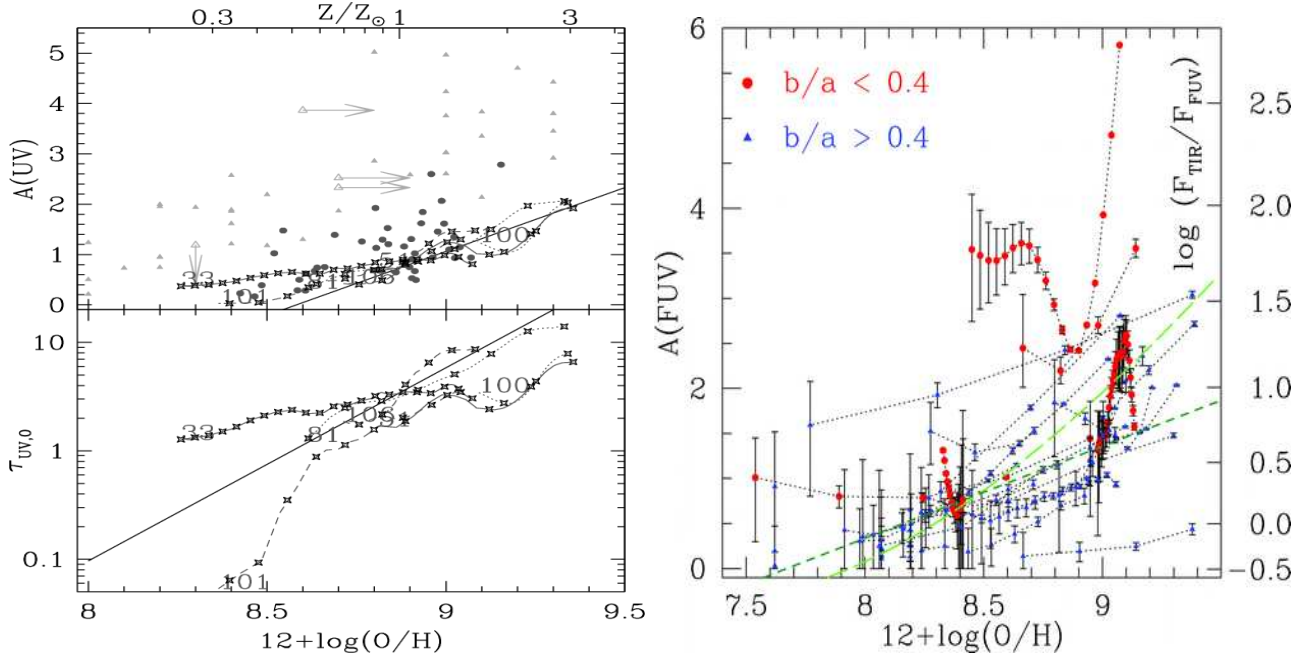


FIG. 2.4 – Variation de l’atténuation (ou l’épaisseur optique dans le panneau de gauche, en bas) en UV avec le rayon galacto-centrique, traduit en fonction de la métallicité en utilisant le gradient d’abondance observé dans chaque galaxie. D’après Boissier et al. (2004) à gauche ; triangles : Starbursts de Heckman et al. (1998), cercles : galaxies à formation stellaire de Buat et al. (2002), courbes : analyse spatialement résolue de Boissier et al. (2004) et Boissier et al. (2007) à droite ;

corrigée de l’extinction en se basant sur le rapport de Balmer. Ils ont trouvé que le SFR calculé à partir de la luminosité UV et du rapport IRX présente une bonne corrélation avec la référence $\text{H}\alpha$. Le SFR calculé à partir de la luminosité et de la couleur UV présente une dispersion plus importante (d’un facteur 2.5) et des effets systématiques importants par rapport à la même référence. Cela confirme que la correction basée sur la pente du spectre UV, plus indirecte, est en effet moins précise et fiable que le rapport infrarouge/UV et ne devrait être utilisée qu’en dernier recours. C’est cependant souvent la seule option disponible (absence de données infrarouge à grand redshift).

2.4.3 Autres considérations sur l’extinction

En l’absence d’un meilleur indicateur, des atténuations “standards” sont parfois appliquées à de grands échantillons. Cependant, l’extinction pourrait dépendre du SFR lui-même (Hopkins et al., 2001; Bell, 2003) ou d’autres propriétés comme la masse de la galaxie ou de la métallicité. Dans l’univers proche, ces tendances peuvent être étudiées.

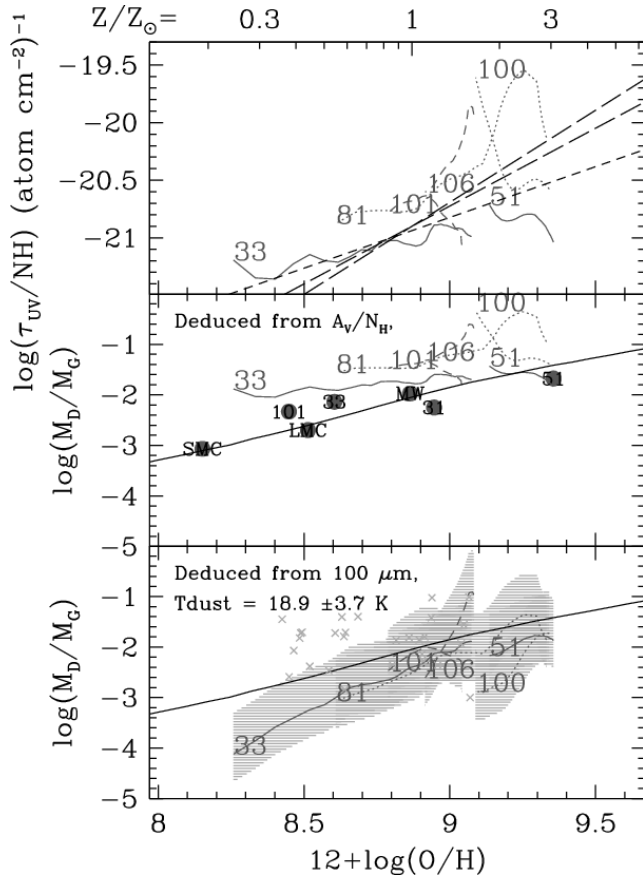


FIG. 2.5 – Variation avec la métallicité du rapport poussière/gaz : épaisseur optique/densité de colonne (en haut) et rapport de la masse de poussières (déterminée avec deux méthodes distinctes dans les deux autres panneaux) et de la masse de gaz. D'après Boissier et al. (2004)

Dans Boissier et al. (2004), nous avons étudié six galaxies proches observées dans l'UV avec FOCA pour calculer la variation radiale de l'atténuation dans l'UV. Nous avons trouvé que l'atténuation diminue avec le rayon, un résultat confirmé par d'autres études (e.g. Holwerda et al., 2005; Muñoz-Mateos et al., 2009). Dans Boissier et al. (2007), c'est cette fois avec GALEX que nous avons mesuré une diminution de l'atténuation UV avec le rayon, pour un plus grand nombre de galaxies (43). Les galaxies présentant un gradient de métallicité, on peut supposer que cette variation avec le rayon est due à la métallicité changeante du gaz avec la distance au centre de la galaxie (l'idée étant qu'une fraction plus grande d'éléments lourds permet la formation d'un plus grand nombre de grains de poussière). On observe en effet une relation assez bien définie entre $A(\text{UV})$ et la métallicité (voir figure 2.4).

La relation pourrait cependant être plus indirecte. En effet, on pourrait penser que c'est le rapport de la masse de gaz à la masse de poussière qui dépend de la métallicité. L'interprétation serait cette fois que la quantité de poussière dépend non seulement de la fraction d'éléments lourds, mais aussi de la masse de milieu interstellaire (masse de gaz) disponible pour la formation de poussière. Cette hypothèse est testée sur la figure 2.5 tirée de Boissier et al. (2004). Des tendances sont bien observées, mais la dispersion est très importante. Par ailleurs, on ne peut pas exclure que les dépendances observées sur les figures citées dans cette section soient en fait indirectes et aient une cause physique différente (ces interprétations sont peut-être simplistes vu le nombre de phénomènes -peu connus- de formation et destruction de la poussière à prendre en compte lors de l'évolution des galaxies, voir e.g. Dwek, 1998; Dwek & Cherchneff, 2011). Dans tous les cas, ces observations donnent quelques contraintes sur le rôle et la distribution de la poussière.

Il n'est en rien certain que les tendances trouvées dans l'univers proche, (et évoquée ci-dessus) soient applicables aux galaxies lointaines révélées par les sondages profonds, principalement en raison des critères de sélection très différents entre différentes études (e.g. Gilbank et al., 2010). Certains pensent qu'en allant vers les redshifts plus grands, l'extinction croît (comme le taux de formation stellaire "cosmique" le fait). Cela semble être le cas jusqu'à redshift 1. Cette tendance cependant devrait s'inverser dans la jeunesse de l'univers lorsque l'on atteint une époque où l'univers est pauvre en métaux (ou bien quand le taux de formation stellaire est plus faible), et certaines études suggèrent avoir détecté indirectement cette inversion (e.g. Cucciati et al., 2011). La question de l'évolution cosmique de la poussière est cependant encore ouverte et débattue.

Un autre point à noter est que les corrections d'extinction sont plus difficiles à appliquer sur les petites échelles spatiales que sur les échelles globales des galaxies. Par exemple, dans le cas de l'estimation de l'atténuation UV à partir de la luminosité infrarouge : le chauffage de la poussière d'une petite région peut provenir de photons UV émis dans une région voisine plutôt que celle faisant l'objet de l'étude. Par ailleurs, l'émission UV provenant d'étoiles plus vieilles que celles responsables *in fine* de l'émission $\text{H}\alpha$, leurs positions respectives peuvent être découplées, et elles peuvent présenter une position différente relative à la poussière. Dans ce cas, l'atténuation déduite d'une population ne s'applique pas à une autre. En effet, on pense que les raies nébulaires sont environ deux fois plus atténuées par la poussière que le continu stellaire,

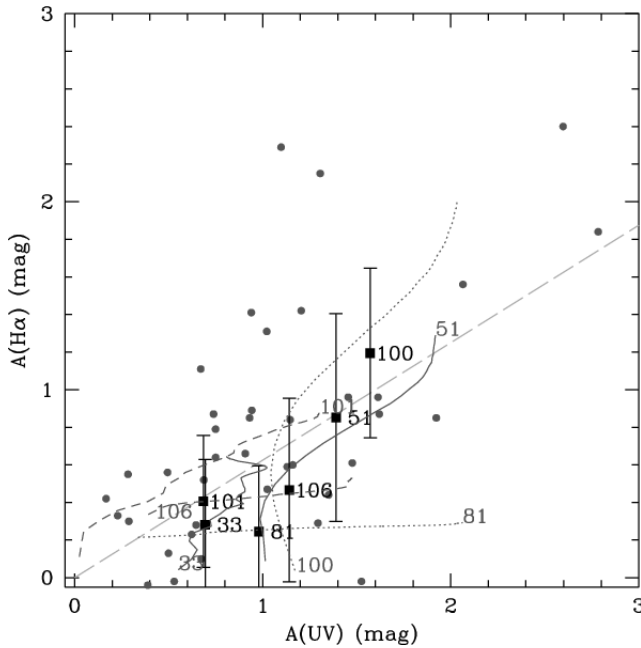


FIG. 2.6 – Atténuation comparées mesurées pour l’UV à partir du rapport infrarouge/UV et pour $H\alpha$ à partir du décrément de Balmer. Les cercles sont un échantillon de galaxies à formation d’étoiles (atténuations intégrées pour l’ensemble de la galaxie). Les carrés montre 6 galaxies étudiées dans Boissier et al. (2004), valeurs intégrées sur l’ensemble de la galaxie, et les lignes les valeurs mesurées en fonction du rayon dans ces mêmes galaxies. D’après Boissier et al. (2004)

car les étoiles les plus jeunes se trouvent au cœur de régions denses et riches en poussières alors que la population des étoiles un peu plus vieilles a eu le temps de migrer en dehors de ces régions poussiéreuses (Bell, 2003; Calzetti et al., 1994), et du fait que les nuages de poussière ont une durée de vie finie (Charlot & Fall, 2000). Dans ses “recettes pour le rougissement”, Calzetti (1997) suggère que le rougissement du continu stellaire est 0.44 fois celui observé dans les raies de Balmer. Ces recettes sont cependant statistiques en nature, et doivent être appliquées avec précautions. La figure 2.6 montre par exemple à quel point la dispersion peut être importante lorsque l’on essaye de relier une détermination de l’extinction faite à partir du rapport infrarouge/UV et des raies de Balmer d’autre part. Dans notre étude (Boissier et al., 2004), cette comparaison est faite localement, en fonction du rayon. Une comparaison avec des études globales (e.g. les cercles sur la figure 2.6 ; on pourra aussi consulter Hao et al., 2011, pour un autre échantillon récent) semble indiquer de plus grande dispersion et variété de comportement à l’intérieur des galaxies qu’avec des données intégrées (peut-être en raison des effets d’échelle discutés plus tôt).

Finalement, une autre difficulté réside dans l’incertitude concernant la courbe d’extinction (variation de l’extinction avec la longueur d’onde). Celle-ci est nécessaire pour calculer l’absorption relative entre deux longueurs d’onde (e.g. pour obtenir l’atténuation dans un domaine à partir d’une estimation dans un autre). Il est bien connu que cette courbe d’extinction est très variable selon les lignes de visée d’étoiles³ dans la Voie Lactée (en particulier vers l’ultra-

³On peut noter que les courbes d’extinction selon des lignes de visée dans la Voie Lactée d’une part, et d’autre part les courbes d’atténuation pour des galaxies externes sont de nature différente. En effet, les dernières incluent des effets plus complexes, liés à la diffusion et à la géométrie relative des émetteurs et des poussières.

Traceur	$\psi(M_{\odot} \text{ yr}^{-1}) =$	Commentaire
IR	$1.07 \cdot 10^{-10} (L(IR)/L_{\odot})$	En supposant une opacité totale dans l'UV (Buat et al., 2008), une hypothèse raisonnable pour les SFR élevés. Limites : contribution au chauffage par les étoiles vieilles, et ne prend pas en compte la partie du SFR qui n'est pas éteinte.
24 μm	$2.50 \cdot 10^{-43} (L(24)/\text{erg s}^{-1})$	Calzetti et al. (2010) et références qui s'y trouvent.
70 μm	$5.88 \cdot 10^{-44} (L(70)/\text{erg s}^{-1})$	Calzetti et al. (2010)
160 μm	$1.43 \cdot 10^{-43} (L(160)/\text{erg s}^{-1})$	Pas une calibration robuste en raison de la dispersion très grande et du chauffage par les étoiles vieilles selon Calzetti et al. (2010)
250 μm	$8.71 \cdot 10^{-45} (L(250)/\text{erg s}^{-1})^{1.03}$	De Verley et al. (2010b), mais seulement calibré dans des régions HII de la galaxie M33. Mêmes limites que ci-dessus.

TAB. 2.2 – *Traceurs de formation stellaire secondaires. Le temps caractéristique est environ celui de la production des photons UV puisqu'ils dominent le chauffage de la poussière. Il dépend cependant de l'histoire de la formation stellaire en raison du chauffage par les vieilles populations stellaires. Les calibrations publiées par différents auteurs et utilisant la même IMF que celle utilisée dans la table des traceurs primaires sont données. Ces traceurs ont été calibrés soit sur des traceurs primaires corrigés des effets de l'extinction, soit sur des traceurs "mixtes" ou bien en utilisant des modèles incluant l'absorption et l'émission par les poussières. D'après Boissier (2012).*

violet où l'extinction augmente). La courbe d'extinction dans notre galaxie présente une bosse (le *bump* à 2175 Å). Cette bosse est moins importante dans le grand nuage de Magellan et absente dans le petit nuage de Magellan. Calzetti (1997) a fourni une forme analytique de la courbe d'extinction s'appliquant aux galaxies formant des étoiles de manière active. Celle-ci ne comporte pas de *bump* et est très largement utilisée dans la littérature.

2.4.4 Taux de Formation Stellaire déduits de l'infrarouge

Puisqu'une partie importante de l'émission des étoiles dans l'UV (traçant la formation stellaire) est absorbée par la poussière et que cette énergie est émise dans l'infrarouge moyen et lointain, ces longueurs d'onde peuvent être utilisées comme traceur de la formation stellaire. Buat & Xu (1996) ont trouvé une relation du type : $L(IR) = 1680 \times L(2000\text{\AA})$ où $L(2000\text{\AA})$ est la luminosité UV, corrigée de l'extinction et $L(IR)$ est une estimation de la luminosité totale émise dans l'infrarouge lointain. En combinant cette relation avec une calibration entre l'émission UV et le SFR, on peut calibrer à son tour une relation entre le SFR et l'émission infrarouge (Buat & Xu, 1996; Kennicutt, 1998a). Cette relation présente cependant une dispersion d'un facteur

3 (Buat & Xu, 1996) et la méthode n'est valide que dans les galaxies avec des SFR élevés, dans lesquelles la poussière est chauffée principalement par les étoiles jeunes, avec une contribution négligeable des étoiles vieilles.

En supposant le milieu interstellaire totalement opaque, et que toute la luminosité émise par les étoiles se trouve donc dans l'infra-rouge lointain, on peut calculer la luminosité $L(\text{IR})$ pour un SFR constant. Avec la même IMF que précédemment, Buat et al. (2008) ont proposé la relation :

$$\log(\psi[M_{\odot} \text{ yr}^{-1}]) = \log(L(\text{IR})[L_{\odot}]) - 9.97 \quad (2.4)$$

Cette relation doit être utilisée avec quelques précautions, en particulier dans les galaxies naines et les systèmes ayant des taux de formation stellaire faibles qui sont peu affectés par l'extinction, et les systèmes ayant une faible activité de formation stellaire dans lesquels la poussière est chauffée par des étoiles plus vieilles et de faible masse, avec des temps d'échelle longs.

Au lieu d'utiliser la luminosité infra-rouge totale, comme ci-dessus, certains auteurs préfèrent utiliser des indicateurs de l'infra-rouge lointain monochromatiques car cela leur permet d'éviter de devoir extrapoler à partir de quelques points à la luminosité totale sur l'ensemble du domaine, et certaines longueurs d'onde révélant la poussière chaude pourraient être plus directement liées à la formation stellaire. Calzetti et al. (2009) ont revu plusieurs calibrations proposées à partir des observations du télescope Spitzer à $24 \mu\text{m}$ et ont proposé d'autres relations pour les luminosités monochromatiques à 70 et $160 \mu\text{m}$. L'émission à $8 \mu\text{m}$ a aussi été étudiée mais cette longueur d'onde est un mauvais traceur du SFR (Calzetti et al., 2007). Boquien et al. (2010a) ont proposé une calibration pour les brillances de surface observées dans les bandes PACS d'Herschel à 100 et $160 \mu\text{m}$ sur la base d'observations de la galaxie M33. Des observations de la même galaxie dans les bandes SPIRE d'Herschel ont été utilisées par Verley et al. (2010b) pour proposer une calibration du SFR à $250 \mu\text{m}$.

La limitation principale de ce traceur a été mentionnée plus tôt : la possibilité de chauffage par des étoiles vieilles, non liées directement à la formation stellaire. Cette difficulté est encore renforcée lors des analyses locales : les régions de faible densité (en l'absence de formation stellaire) pourraient être dominées par ce chauffage. La lumière "diffuse" dans la galaxie ne serait donc pas due à de la formation stellaire et devrait être soustraite pour estimer un taux de formation stellaire. Ce sujet est amplement discuté par Liu et al. (2011). Un problème similaire s'applique aussi au domaine UV (les étoiles de ~ 100 Myr et plus contribuent à l'UV mais ne sont pas forcément liées à la formation stellaire très récente).

2.4.5 Traceurs mixtes

Finalement, il a été récemment proposé d'utiliser une famille de traceurs "mixtes" combinant l'optique ou l'UV avec des observables de l'infrarouge lointain.

Il a déjà été mentionné que la calibration du SFR à partir de données infra-rouge est déduite d'observations, soit calculée en supposant un transfert total d'énergie de l'UV vers l'infra-rouge (hypothèse vraisemblablement fausse pour les galaxies de petites masses). Il a été proposé

de calculer le SFR dans une situation plus générale en combinant un traceur infrarouge (qui donne la quantité d'énergie transférée vers l'infrarouge par la poussière) et un traceur optique ou UV (qui sert à mesurer la quantité d'étoiles jeunes dont la lumière n'a pas été éteinte par la poussière. Iglesias-Páramo et al. (2006) ont proposé :

$$\psi = \psi_{UV,obs} + (1 - \eta)\psi_{dust}. \quad (2.5)$$

Le premier terme est le SFR déduit de l'UV (équation 2.1), le second est le SFR tracé par la poussière (équation 2.4). η tient compte de l'émission des cirrus galactiques : cette composante diffuse de la poussière est chauffée par la radiation inter-stellaire due aux étoiles vieilles, et donc ne mesure pas le SFR. La valeur de η dépend de l'échantillon étudié et peut varier de 0 dans les Starbursts à 0.4 dans les galaxies formant des étoiles plus normalement. Bell (2003) a estimé η à partir des luminosités FUV, V, et IR pour un échantillon de galaxies formant des étoiles. Il a trouvé que la fraction de l'émission IR due aux étoiles vieilles augmente avec la luminosité pour passer en moyenne de $\eta \sim 0.2$ pour une magnitude absolue en bande V de ~ -17 à $\eta \sim 0.4$ à la magnitude -22 (avec cependant une grande dispersion).

Kennicutt et al. (2009) ont proposé plusieurs calibrations de traceurs mixtes composés de l'émission de la raie H α (ou [OII]) et de traceurs infrarouge (ou radio). Ils prennent la forme :

$$\psi = C(L(line, observed) + a L(dust)) \quad (2.6)$$

C est le facteur de calibration qui relie directement la luminosité de la raie et le SFR. $L(dust)$ est la luminosité du traceur sensible au SFR éteint par les poussières. Kennicutt et al. (2009) fournit des valeurs de a quand les luminosités 8 μm , 24 μm , infrarouge total, ou bien 1.4 GHz sont utilisées. Ces valeurs sont déterminées par ajustement, en utilisant comme référence un SFR déduit de la raie H α corrigé de l'effet de l'extinction en utilisant des raies de recombinaison. Sous la forme de l'équation 2.6, le terme $a L(dust)$ n'est donc rien d'autre qu'une correction statistique de l'extinction. Pour étudier la distribution spatiale du SFR dans les galaxies proches, Bigiel et al. (2008) ont défini un traceur mixte en utilisant une combinaison des émissions à 24 μm (de Spitzer) et dans l'UV (de GALEX) puisque ces deux observables avaient une résolution spatiale similaire.

Une liste non-exhaustive de traceurs mixtes de la formation stellaire qui ont été proposés dans la littérature est donnée en table 2.3.

2.5 Autres diagnostics spectraux

2.5.1 Le doublet [OII] 3727 Å

En particulier à grand redshift, le doublet d'émission d'oxygène [OII] λ 3727 est souvent utilisé pour détecter des galaxies et essayer de mesurer leur SFR. Les raies interdites ne sont cependant pas directement liées à l'émission stellaire (contrairement aux raies de recombinaison) : la

$\psi =$	Intérêt et difficultés
$\psi_{UV,obs} + (1 - \eta)\psi_{dust}$	η dépend de l'échantillon (Iglesias-Páramo et al., 2006).
$C(L(line, observed) + a L(dust))$	$a L(dust)$ est une correction statistique d'extinction, calibrée pour 8, 24 μm , infra-rouge total et 1.4 GHz. Les coefficients sont donnés dans Kennicutt et al. (2009) pour les raies $H\alpha$ et [OII].
$0.68 \cdot 10^{-28} L(FUV) + 2.14 \cdot 10^{-42} L(24\mu m)$	Appendice D de Leroy et al. (2008)

TAB. 2.3 – *Traceurs mixtes. Ils sont en général calibrés sur un traceur primaire corrigé des effets de l'extinction.*

luminosité de ces raies est beaucoup plus sensible à la température et à l'état d'ionisation du gaz. La raie [OII] a été calibrée empiriquement en remarquant qu'elle présente malgré tout une bonne corrélation avec la luminosité observée dans les raies de Balmer. Gallagher et al. (1989) ont trouvé dans les galaxies proches “normales” $L([OII]) = 3.2L(H\beta)$ avec cependant une dispersion d'un facteur 3 à un flux $H\beta$ donné. Kennicutt (1998a) mentionne aussi une large dispersion (jusqu'à 1 dex) pour le rapport [OII]/ $H\alpha$.

Une calibration “propre” de [OII] par rapport à une raie de Balmer doit prendre en compte l'extinction relative entre ces raies. Kewley et al. (2004) ont trouvé alors un rapport moyen de $[OII]/H\alpha = 1.2 \pm 0.3$ qui peut être combiné avec une calibration du SFR sur $H\alpha$ pour calculer le SFR à partir de la raie [OII]. Cependant, cette raie reste largement affectée par la métallicité du gaz (voir section 2.8.1).

2.5.2 La raie de structure fine [CII] 158 μm

La raie [CII] à 158 μm joue un rôle prépondérant dans le refroidissement du milieu inter-stellaire neutre, dont le chauffage est lui lié au rayonnement incident en UV (voir Malhotra et al., 2001, et références qui s'y trouvent). Cette raie a donc un lien indirect avec la formation stellaire. Malhotra et al. (2001) ont présenté une comparaison statistique de la raie avec l'émission infrarouge. Le rapport $L([CII])/L(IR)$ a une valeur d'environ $3 \cdot 10^{-3}$ avec une très grande dispersion (un facteur 50). Ils ont aussi trouvé une tendance avec la température de la poussière, indiquée par le rapport des luminosités à 60 et 100 μm . Rodriguez-Fernandez et al. (2006) ont démontré dans la galaxie M31 que l'émission dans la raie [CII] suit les régions de formation stellaire, identifiées avec $H\alpha$ ou bien à 24 μm . Bien que ces constatations ouvrent un domaine intéressant pour le futur, cette raie n'est pas encore un traceur de formation stellaire très populaire.

Traceur	Calibration	Commentaires
[OII]	$[OII]/H\alpha = 1.2$	Raie forte et détectable à grand redshift. Limites : extinction, fonction de l'état d'ionisation et de la métallicité.
[CII] 158 μm	$L([CII])/L(IR) \sim 3 \cdot 10^{-3}$	Dispersion importante, fonction de la température des poussières (Malhotra et al., 2001)
Emission radio	$\log\left(\frac{S_{1.4\text{GHz}}}{W m^{-2} \text{Hz}^{-1}}\right) = \log\left(\frac{L(IR)}{3.75 \cdot 10^{12} W m^{-2}}\right) - 2.3$	D'après Condon (1992). Pas affectée par l'extinction. Possible perte de l'information spatiale.
Soft X-ray	$\log\left(\frac{L(0.5-2\text{keV})}{\text{erg s}^{-1}}\right) = \log\left(\frac{IR}{\text{erg s}^{-1}}\right) - 3.68$	D'après Ranalli et al. (2003). Ce traceur a l'avantage de ne pas être affecté par l'extinction, mais les calibrations sont dispersées.
	$\log\left(\frac{L(0.5-2\text{keV})}{\text{erg s}^{-1}}\right) = \log\left(\frac{S_{1.4\text{GHz}}}{\text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1}}\right) + 11.08$	
Hard X-ray	$\log\left(\frac{L(2-10\text{keV})}{\text{erg s}^{-1}}\right) = \log\left(\frac{IR}{\text{erg s}^{-1}}\right) - 3.62$	
	$\log\left(\frac{L(2-10\text{keV})}{\text{erg s}^{-1}}\right) = \log\left(\frac{S_{1.4\text{GHz}}}{\text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1}}\right) + 11.13$	

TAB. 2.4 – Traceurs secondaires du SFR à plusieurs longueur d'ondes. Les relations avec les autres traceurs sont fournies (plutôt que de véritables calibrations du SFR qui peuvent être obtenues en les combinant avec les calibrations adéquates). D'après Boissier (2012).

2.6 Emission radio

La luminosité radio des galaxies normales provient de l'émission synchrotron des électrons relativistes et de l'émission *free-free* des régions HII (cette section est fortement inspirée de Condon, 1992). On pense que les électrons relativistes trouvent leur source dans les résidus de supernovae (*Supernovae Remnants*, SNRs) qui apparaissent dans les galaxies après l'explosion des étoiles massives à la fin de leur existence. L'émission radio est donc associée aux étoiles massives à courtes durée de vie (et donc à la formation stellaire). Puisque l'émission dans le domaine infrarouge est aussi liée à la formation stellaire (voir section 2.4.4), une relation entre l'émission radio et infrarouge devrait être observée, et c'est bien le cas dans les galaxies proches. La corrélation infrarouge-radio peut s'exprimer comme (Condon, 1992, et ses références) :

$$\log(S_\nu) = \log(IR) - q. \quad (2.7)$$

Empiriquement, q a une valeur médiane de 2.3 à 1.4 GHz (même si la relation n'est pas parfaitement linéaire, spécialement aux faibles luminosités, où l'émission radio est plus faible que

prédite par cette équation). Grâce à cette relation, l'émission radio peut être considérée comme un traceur secondaire de la formation stellaire. Des modèles simples permettent de reproduire cette relation entre SFR, émissions infrarouge et radio, même si les phénomènes physiques ne sont pas totalement compris (voir Condon, 1992, pour une discussion plus étendue). Bell (2003) a noté que l'émission infrarouge et l'émission radio sous-estiment le SFR aux faibles luminosité et a proposé une calibration prenant en compte cet effet.

Du fait que les électrons voyagent dans leur galaxie avant d'émettre la radiation observée, cet indicateur ne devrait pas porter d'information spatiale sur les petites échelles. Murgia et al. (2002) suggèrent cependant que $H\alpha$ et l'émission radio se correspondent assez bien, même sur les échelles de quelques kpc.

2.7 Luminosité dans le domaine X

Les galaxies formant des étoiles contiennent de nombreuses sources de rayons X : binaires-X, résidus de supernovae, et plasma chaud (Ranalli et al., 2003). Les observations montrent que la luminosité L_X dans le domaine X (Ranalli et al., 2003) et le nombre de binaires-X de haute masse (Grimm et al., 2003) corrélient avec d'autres traceurs de formation stellaire, ce qui permet de déduire le SFR à partir de leur luminosité X. Les relations fournies par Grimm et al. (2003) sont incluses dans la table 2.4. La dispersion obtenue autour de ces relations est typiquement de 0.25 à 0.3 dex. Il est aussi possible de développer des modèles plus complexes qui permettent de lier ce traceur secondaire au SFR (Grimm et al., 2003).

Ces calibrations sont effectuées dans les galaxies proches. En utilisant le fond cosmique en X, Dijkstra et al. (2011) ont pu obtenir des contraintes sur l'évolution possible du rapport de la luminosité X au SFR (L_X/ψ), qui semble augmenter avec le redshift et avec le SFR. L'augmentation jusqu'aux redshifts 1-2 reste cependant inférieure à un facteur 5. Par contre, ces auteurs trouvent des indications d'une augmentation importante aux très grands redshifts ($z > 5$).

2.8 Facteurs additionnels

Tous les traceurs de formation stellaire ci-dessus ont été discutés en adoptant une IMF, et en supposant la métallicité solaire. Faire d'autres hypothèses peut modifier les calibrations des traceurs de formation stellaire, facilement d'un facteur 2 (voir ci-dessous), même pour les traceurs primaires. Une autre difficulté réside en l'hypothèse d'état d'équilibre qui a été faite, et qui n'est pas toujours vérifiée. Ces aspects sont brièvement discutés dans le reste de cette section.

Conversion	Référence
$\psi(\text{Kroupa 2001}) \times 1.44 = \psi(\text{Salpeter})$	Chomiuk & Povich (2011)
$\psi(\text{Kroupa 2001}) \times 1.5 = \psi(\text{Salpeter})$	Brinchmann et al. (2004)
$\psi(\text{Kroupa 2001}) \times 1.59 = \psi(\text{truncated Salpeter})$	Bigiel et al. (2008)
$\psi(\text{Chabrier 2003}) \times 1.5 = \psi(\text{Salpeter})$	Schiminovich et al. (2010)
$\psi(\text{Kroupa 2001}) \times 1.5 = \psi(\text{Salpeter})$	Argence & Lamareille (2009)
$\psi(\text{Kroupa 2001}) \times 0.88 = \psi(\text{Chabrier 2003})$	Argence & Lamareille (2009)

TAB. 2.5 – *Effet du choix de l'IMF sur les calibrations du SFR. Cette liste de valeurs non exhaustive est collectée de la littérature. En raison des incertitudes dans les calibrations utilisées par différents auteurs, elles ne sont pas totalement cohérentes. D'après Boissier (2012).*

2.8.1 L'effet de la métallicité

Les traceurs primaires du SFR dépendent de la métallicité puisque les étoiles de faible métallicité ont des températures, des luminosités UV et des flux ionisants plus élevés. Bicker & Fritze-v. Alvensleben (2005) ont calibré la variation des facteurs C dans les équations 2.1 et 2.3 en fonction de la métallicité et ont trouvé une variation entre 1/50 et 2.5 fois la métallicité solaire d'un facteur ~ 2 . Le lecteur peut se référer à cet article pour des valeurs quantitatives.

La raie d'émission [OII] peut aussi être calculée par des modèles détaillés, et Bicker & Fritze-v. Alvensleben (2005) fournissent une calibration de sa dépendance en fonction de la métallicité. Cet effet a aussi été étudié par des études empiriques qui ont établi que le rapport [OII]/H α est effectivement une fonction de la métallicité (Kewley et al., 2004). Mouhcine et al. (2005) ont cependant démontré que même cette calibration ne parvient pas à inclure toute la physique nécessaire. Ils ont trouvé une relation non monotone entre le rapport [OII]/H α et la métallicité. Ils ont aussi trouvé en outre que l'état d'ionisation affecte le rapport, spécialement dans les Starbursts pauvres en métaux.

Techniquement, tous les traceurs secondaires calibrés sur l'un des traceurs primaires devraient présenter la même tendance avec la métallicité que celui-ci.

2.8.2 Choix de l'IMF

Puisque les traceurs primaires sont liés aux étoiles massives, mais que le SFR est bien intégré sur l'ensemble de l'IMF, les facteurs de calibrations sont très sensibles à la forme de l'IMF (qui détermine combien d'étoiles massives sont présentes par unité de masse stellaire formée). Un calcul détaillé est nécessaire pour produire une calibration, la table 2.5 rapporte cependant quelques formules trouvées dans la littérature qui donnent une idée de l'effet de l'IMF sur la calibration des traceurs de formation stellaire. Au vu de ces nombres, il est évident que le choix de l'IMF a une influence aussi grande que celle de la métallicité, ou de la fraction des photons du continu de Lyman ne participant pas à l'ionisation du gaz pour les raies de recombinaison (voir section 2.3.2).

Il y a de bonnes raisons de penser que l'IMF est universelle (Bastian et al., 2010). Dans ce cas, une correction globale, comme discutée ci-dessus permet de passer d'une IMF à une autre dans nos estimations du SFR. Cependant, l'idée que l'IMF change hante et enchante régulièrement quelques astronomes. GALEX a permis la découverte d'un nombre surprenant de galaxies présentant une émission UV étendue, interprétée comme de la formation stellaire (voir le chapitre 6). Cette découverte, combinée avec le fait que $H\alpha$ n'avait pas été observé à ces grands rayons, a laissé penser que l'IMF dépendait peut-être du rayon à l'intérieur des galaxies, l'émission $H\alpha$ étant due à des étoiles plus massives que l'émission UV en moyenne. Cette variation radiale proviendrait alors d'un gradient d'une autre grandeur (plus physique) qui pourrait affecter l'IMF, par exemple la densité de gaz, ou bien le SFR lui-même. Krumholz & McKee (2008) ont ainsi proposé un seuil en densité de gaz pour la formation d'étoiles massives, alors que Pflamm-Altenburg et al. (2007) suggéraient que l'IMF d'une galaxie dans son ensemble (ce qu'ils appellent *Integrated Galactic Initial Mass Function, IGIMF*) résulte de la combinaison d'une distribution de masse des amas d'étoiles, et d'une IMF à l'intérieur des amas, avec une limite sur la masse maximale d'un amas dépendant du SFR, et sur la masse maximale d'une étoile dans un amas dépendant de la masse de l'amas. Il résulte de ces hypothèses que l'IGIMF dépend directement du SFR, avec une réduction du nombre d'étoiles très massives quand le taux de formation stellaire diminue. Une confirmation d'une telle variation aurait d'importantes conséquences, la première étant que les calibrations discutées ci-dessus seraient fausses, en particulier quand on se déplace vers les taux de formation stellaire faibles.

Ces observations et suggestions théoriques ont motivé plusieurs études, en contradiction dans leur interprétation, en particulier autour de la mesure du rapport $H\alpha/UV$ dans les galaxies de faible masse et faible SFR, et dans les parties externes des spirales. À la difficulté des observations et calibrations nécessaires, la situation est compliquée encore par le fait que ce rapport dépend d'autres facteurs (par exemple l'extinction, la fraction de photons ionisants absorbés par la poussière, et la micro-histoire de formation stellaire, discutée dans la section suivante 2.8.3). Du fait de ces difficultés, une situation claire n'a pas encore émergée, mais de nombreux travaux en cours nous en apprendront plus dans les années à venir. On peut noter qu'une variation de l'IMF avec le redshift a aussi été évoquée (avec une IMF plus riches en étoiles massives à grand redshift) par exemple pour réconcilier l'évolution de la densité de masse stellaire et de la densité du taux de formation stellaire sur les échelles cosmiques (e.g. Wilkins et al., 2008a).

En résumé, des suggestions de variabilité de l'IMF ont été proposées dans plusieurs contextes, et cette possibilité doit être gardée à l'esprit. Cependant, le sujet est encore débattu en raison de la complexité des tests observationnels et des autres explications possibles.

2.8.3 Micro-Histoire de la formation stellaire

L'hypothèse de SFR constant a été appliquée pour calibrer les relations (décrites dans cette partie) entre les traceurs de formation stellaire et le SFR. Cela semble être une hypothèse raisonnable quand on considère de grandes galaxies dans leur globalité. Cependant, elle ne s'applique

pas toujours et trouve ses limites par exemple lorsque l'on considère de très petites régions à l'intérieur des galaxies (à l'extrême, des amas d'étoiles individuels sont mieux représentés par un simple sursaut). Une échelle minimum est nécessaire pour éliminer l'aspect stochastique de la formation stellaire. L'hypothèse n'est pas vérifiée non plus quand on considère des Starbursts (ou post-Starbursts) dans lesquels l'histoire de formation stellaire est en train de connaître (ou a connu récemment) de grandes et soudaines variations. Elle n'est pas non plus vérifiée lorsque l'on se tourne vers les plus petites galaxies où (pour des raisons stochastiques), la micro-histoire du taux de formation stellaire (sur les derniers 10 à 100 Myr) a connu des variations significatives.

Quand il y a de telles raisons de penser que le SFR n'a pas été constant lors du dernier δt , durée correspondant au temps d'échelle du traceur utilisé, le SFR déduit des calibrations habituelles n'a pas de sens. Il est alors encore possible d'étudier l'histoire de formation de ces objets, mais il est nécessaires d'obtenir des contraintes sur e.g. la masse totale qui a été formée lors du dernier épisode de formation stellaire, ainsi que l'âge de cet épisode et sa durée.

En utilisant des galaxies naines suffisamment proches pour être résolues en étoiles, McQuinn et al. (2010) ont trouvé que la durée des flambées d'étoiles dans ces objets est de plusieurs centaines de Myr (un temps plus grand que beaucoup d'autres estimations de la durée des Starbursts), ce qui permet de calculer un SFR raisonnable à partir d'un traceur ayant des temps d'échelle similaire (e.g. UV). Ils ont cependant trouvé que des mesures de $H\alpha$ peuvent fournir un résultat différent car le SFR fluctue sur des échelles de quelques Myr.

Dans Boissier et al. (2008), nous avons aussi rencontré des effets portant peut-être la trace de la micro-histoire de la formation stellaire dans un ensemble de galaxies à faible brillance de surface. C'est aussi au cœur d'une discussion sur le rapport $H\alpha/UV$, en particulier dans les galaxies naines (Boselli et al., 2009). Nous reviendrons sur cette question dans la section 6.3.

L'effet de tels sursauts et de variations dans la micro-histoire de formation stellaire sur les traceurs de formation stellaire (et leurs rapports, en particulier $H\alpha/UV$) a été longuement discuté (e.g. Weibacher & Fritze-v. Alvensleben, 2001; Iglesias-Páramo et al., 2004; Boquien et al., 2007; Boselli et al., 2009; Weisz et al., 2011). Il faut noter qu'il est en général difficile de distinguer les effets de la micro-histoire d'autres effets possibles, comme une variation de l'IMF discutée dans la section 2.8.2. En effet, les deux hypothèses vont affecter le rapport $H\alpha/UV$ (dans le cas de l'IMF en le réduisant systématiquement, et dans le cas de la micro-histoire en augmentant la dispersion des valeurs possibles). A cela vont s'ajouter des effets de sélection d'échantillon, ou bien de corrections d'extinction susceptibles d'introduire un biais pouvant affecter nos conclusions (e.g. Boselli et al., 2009).

*I'm a physicist. I have a working
knowledge of the entire universe
and everything it contains.*

Dr Sheldon Cooper

CHAPITRE 3

La formation stellaire observée dans les galaxies

ARTICLE LIÉ À CE CHAPITRE : BOISSIER ET AL. (2001), BOISSIER (2012)

Avec les hypothèses, et les limites discutées dans le chapitre 2, nous sommes maintenant en mesure d'étudier le SFR observé sur les grandes échelles des galaxies, et en particulier le comparer aux idées théoriques discutées dans le chapitre 1.

Les sondages du Volume Local montrent que la formation stellaire dans les galaxies dépend de leur luminosité, leur masse, leur contenu en gaz ou leur type morphologique. Ceci peut être vu par exemple sur la figure 3.1 reproduite de Karachentsev & Kaisin (2010) qui ont combiné des observations $H\alpha$ de toutes les galaxies à l'intérieur de 8 Mpc (en addition, un carré a été ajouté pour indiquer les valeurs typiquement adoptées pour la Voie Lactée). Le SFR dépend aussi d'autres quantités, comme la couleur (ce qui est une conséquence naturelle, les galaxies les plus lumineuses étant plus rouges). Un autre sondage $H\alpha$ à l'intérieur d'une bulle de 11 Mpc est publié par Kennicutt et al. (2008). Une étude similaire a aussi été faite en utilisant comme traceur de la formation stellaire le continu UV plutôt que la luminosité $H\alpha$ (Lee et al., 2009). Quelques différences ont été trouvées entre $H\alpha$ et UV, spécialement du côté des plus petites galaxies (voir la section 2.8.2 pour une interprétation possible en terme d'IMF, mais aussi la section 2.8.3 pour l'effet de la micro-histoire de formation stellaire dans les petites galaxies et la section 6.3 pour une approche personnelle liée à ce sujet). Beaucoup d'autres sondages (soit en $H\alpha$, UV ou infrarouge) fournissent d'autres vues plus ou moins différentes selon leur critère de sélection (on pourra se reporter à la revue de Kennicutt, 1998a).

L'intervalle de SFR observé va de ~ 0 dans les galaxies de type précoce à quelques $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ dans la Voie Lactée et dans les galaxies spirales normales (Chomiuk & Povich, 2011, ont compilé

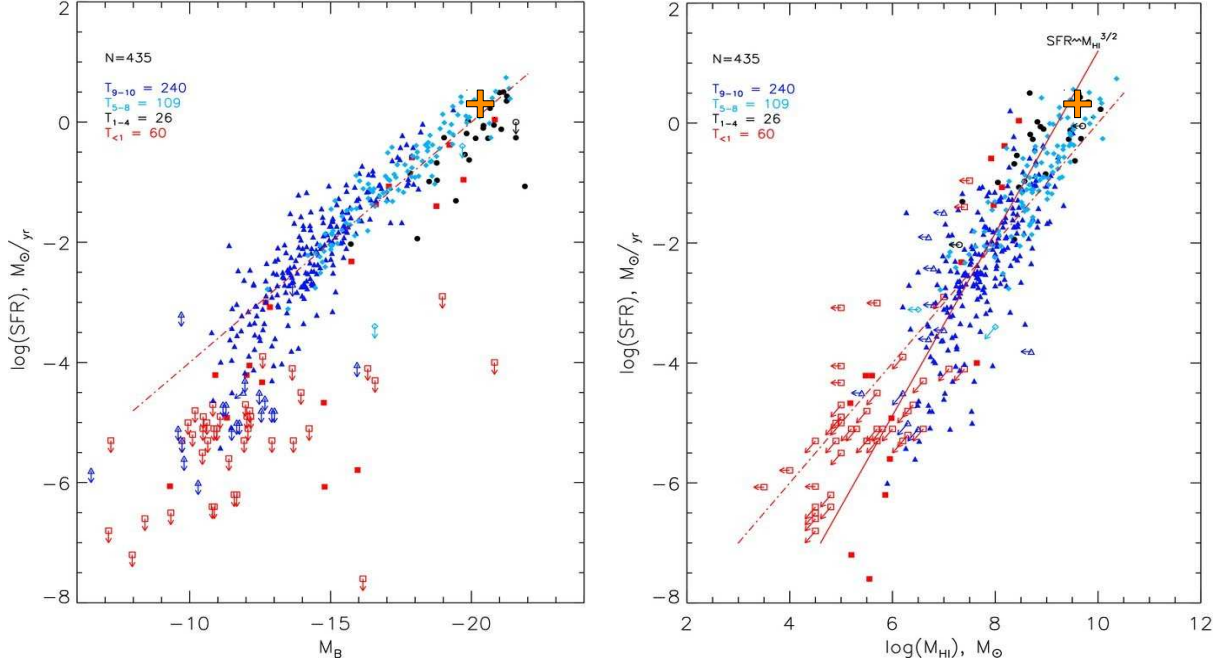


FIG. 3.1 – *SFR* déduits de $H\alpha$ dans le Volume Local, en fonction de la magnitude en bande B (à gauche) et de la masse HI (droite). La ligne en tirets correspond à un rapport constant entre les axes y et x . Le symbole “+” montre des valeurs typiques pour notre Voie Lactée (voir les références indiquées dans Boissier & Prantzos, 1999; van den Bergh, 1999; Chomiuk & Povich, 2011). D’après Karachentsev & Kaisin (2010).

différentes mesures dans la Voie Lactée et donnent $1.9 \pm 0.4 M_{\odot} yr^{-1}$). Cependant des valeurs beaucoup plus hautes (jusqu’à plusieurs centaines de $M_{\odot} yr^{-1}$) peuvent se trouver dans les galaxies de type “Starbursts”, beaucoup plus rares (et absentes dans les sondages limités par le volume), souvent associées avec des signes d’interactions ou de fusion galactiques.

Pour éviter de contempler de simples effets d’échelle¹, on normalise souvent le SFR par une autre quantité. La section 7.1 discute de la normalisation par la masse stellaire, mais on peut diviser le SFR par d’autres quantités. La figure 3.2 (extraite de Boissier et al., 2001) montre par exemple le SFR normalisé par la luminosité en bande H en fonction de la vitesse de rotation d’un ensemble de galaxies spirales. Cette normalisation donne une idée de l’activité de formation stellaire : les petites galaxies (à faible vitesse de rotation) ont en moyenne une plus grande activité de formation stellaire (un SFR normalisé plus élevé) que les rotateurs rapides, même si leur SFR est en valeur absolue inférieur.

Une grande partie des idées théoriques concernant la formation stellaire (chapitre 1) suggère

¹Un effet connu sous le dicton “*big galaxies have more of everything*”

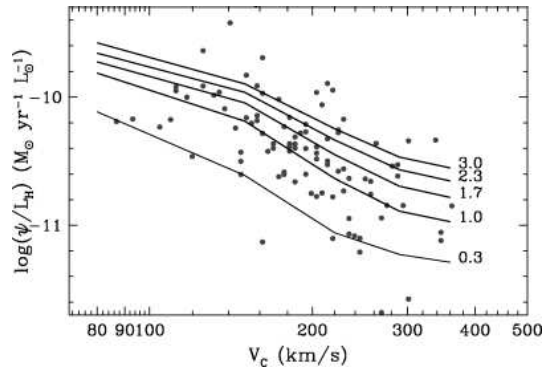


FIG. 3.2 – *Taux de formation stellaire normalisé par la luminosité en bande H , en fonction de la vitesse de rotation.* D’après Boissier et al. (2001).

des liens entre la densité de formation stellaire, et la densité de gaz, modulée par différents facteurs. Observationnellement, cette relation a été baptisée “loi de Schmidt”, d’après l’étude de Schmidt (1959). Ce terme recouvre en fait différentes relations. Compte tenu de l’importance du sujet, et de mon implication personnelle dans l’étude de certains de ses aspects, j’ai décidé d’y consacrer la partie suivante de cette monographie.

Troisième partie

Les lois de Schmidt

CHAPITRE 4

Généralités

ARTICLES LIÉ À CE CHAPITRE :

BOISSIER & PRANTZOS (1999), THILKER ET AL. (2007A), BOISSIER (2012)

4.1 Considération préliminaire : plusieurs “lois”

Une grande partie de l'étude de la formation stellaire sur l'échelle des galaxies est liée à ce que l'on appelle la “Loi de Schmidt”. Bien que largement employé, le terme de “loi” est en réalité abusif, puisqu'il décrit une relation empirique (même si certaines théories y mènent, voir le chapitre 1) à l'origine établie entre le nombre d'étoiles jeunes dans la Voie Lactée et la densité (volumique) de gaz par Schmidt (1959)¹. Cette “loi” peut s'écrire sous cette forme :

$$\rho_{\psi} \propto \rho_{gas}^n \quad (4.1)$$

De nombreuses relations similaires à l'équation 4.1 sont appelées “Loi de Schmidt”. La première variation consiste simplement en l'utilisation de densités de surface plutôt que les densités volumiques, suggérée par Sanduleak (1969) dans son étude de la Loi de Schmidt dans le petit nuage de Magellan (SMC, pour *Small Magellanic Cloud*), une forme qui est encore très fréquemment utilisée :

$$\Sigma_{\psi} \propto \Sigma_{gas}^n. \quad (4.2)$$

¹Maarten Schmidt a expliqué *a posteriori* qu'il pensait en terme de densité de surface, même si ce n'était pas clair dans la publication (Koda, private communication). Dans la discipline, on considère cependant en général cette première expression d'une “loi de Schmidt” comme une loi volumique.

Cette forme a l'avantage d'être plus facile à obtenir à partir des observations (nul besoin de connaître l'échelle de hauteur du disque des galaxies). Pour une échelle de hauteur constante, l'indice n des deux formes (surfaccique ou volumique) est bien évidemment le même. Il faut noter aussi que les densités de surface apparaissent dans de nombreux cas parmi les équations du chapitre 1, étant suggérées par diverses théories : la densité de surface d'un disque en rotation joue véritablement un rôle physique. Une telle relation entre densités de surface du SFR et du gaz a été appelée par la suite "Loi de Schmidt-Sanduleak" par Madore (2010).

Madore et al. (1974) ont noté que l'indice n de la Loi de Schmidt-Sanduleak varie entre les parties internes et externes des galaxies, ce qui suggère que la loi de formation stellaire change avec le rayon à l'intérieur des galaxies. Plus tard, une "Loi de Schmidt radiale" a été étudiée à partir de profils moyennés dans des ellipses concentriques (e.g. Kennicutt, 1989, 1998b; Wong & Blitz, 2002; Boissier et al., 2003b, 2007).

Finalement, la Loi de Schmidt a aussi été étudiée sur les échelles des galaxies dans leur globalité, en calculant par exemple les densités de surface moyenne du gaz et du SFR, comme dans l'article fondateur de Kennicutt (1998b). Parfois, le SFR total et la masse de gaz totale sont directement comparés (sans normalisation par la taille). En suivant Madore (2010), on peut appeler une telle loi globale (qu'elles soit normalisée ou pas) : "Loi de Schmidt-Kennicutt".

Bien souvent, ces différentes lois sont comparées les unes aux autres. On devrait le faire seulement avec de grandes précautions car il n'est pas donné qu'elles soient similaires. Par exemple, si la formation stellaire suit localement une loi de Schmidt simple, avec une densité critique de gaz (seuil), une analyse de la loi de Schmidt radiale peut fournir une pente plus importante, et le seuil peut être difficile à retrouver (voir la figure 4.1). Des différences similaires peuvent être trouvées entre la loi locale et une mesure de la loi de Schmidt-Kennicutt globale (Figure 4.2). Les illustrations de ces différences (figures 4.1 et 4.2) sont qualitatives mais basées sur des modèles très simples à reproduire. De la même façon, dans notre modèle d'évolution chimique de la Voie Lactée (Boissier & Prantzos, 1999), nous avons adopté une loi de formation stellaire radiale, et nous avons montré que la loi radiale, la loi globale (SFR vs gaz total), et la loi globale normalisée (SFR et gaz moyennés sur l'ensemble du disque) présentaient des évolutions différentes au cours de l'histoire de la Voie Lactée (voir figure 4.3). Leroy et al. (2008) ont aussi procédé à un exercice permettant de montrer cet effet : ils ont implémenté un seuil sur la base du pixel de leurs données. Quand ils ont calculé les profils radiaux, ils ont trouvés que le seuil diminue le SFR moyen, mais ne l'annule pas. Cet effet est en fait visible dans les données lorsqu'une analyse radiale et locale sont effectuées simultanément. C'est ce que nous avons aussi fait dans NGC7331 (Thilker et al., 2007a). A vrai dire, Kennicutt (1989) avait déjà noté que le SFR moyenné sur l'ensemble de la galaxie est plus fortement couplé à la densité de gaz neutre (HI) que le profil radial, ce qui illustre bien que les différentes échelles ne suivent pas la même relation. De telles variations peuvent expliquer en partie le grand intervalle couvert par les valeurs trouvées dans la littérature pour l'indice n (0 à 4), même si une partie de la dispersion provient de différences réelles (Kennicutt, 1998a) et des limitations d'une paramétrisation aussi simple que la loi de Schmidt (Kennicutt, 1997), en addition à l'utilisation de différents traceurs.

Ces variations sur le thème de la loi de Schmidt (loi locale, radiale, globale) ne sont pas

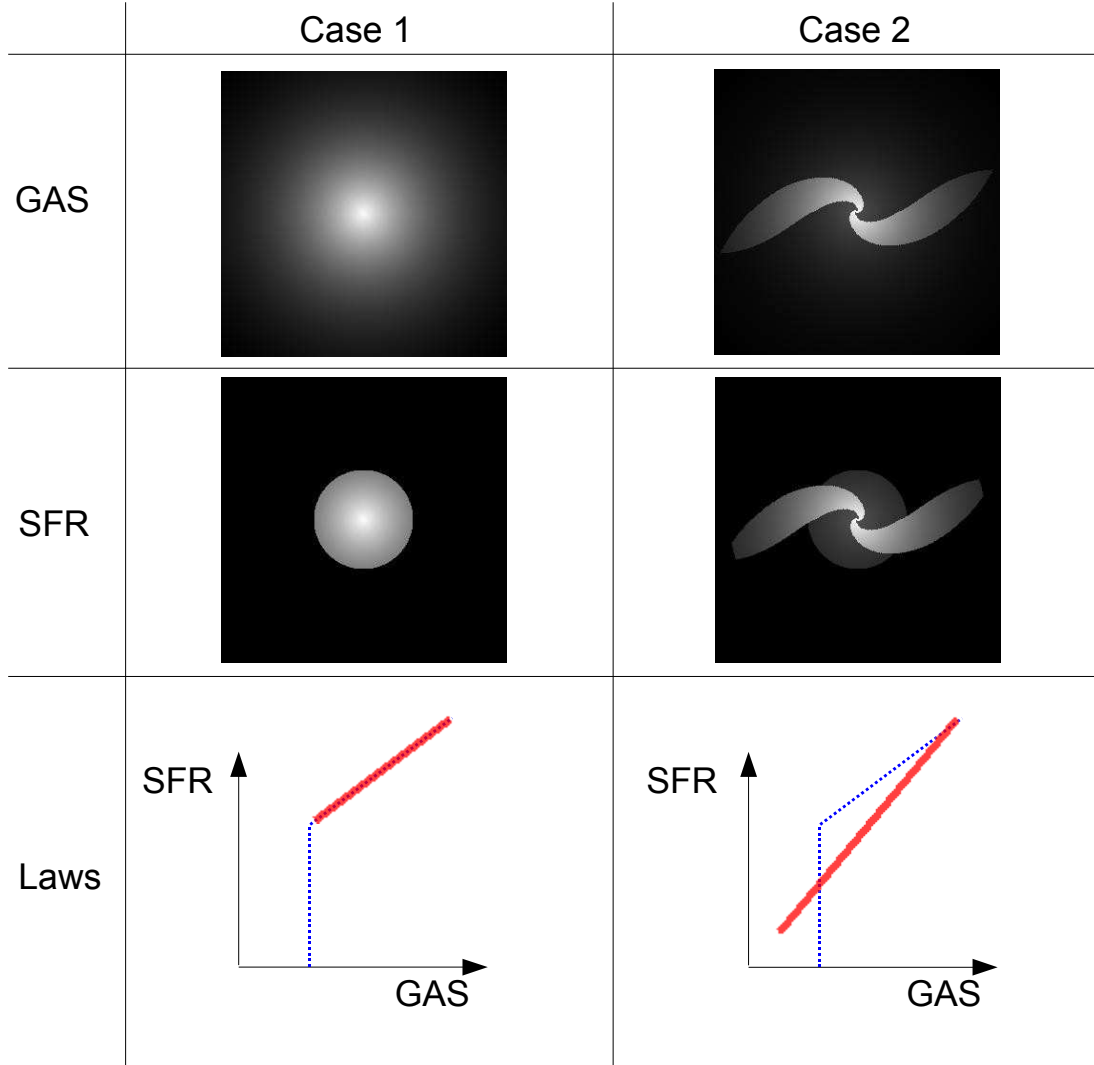


FIG. 4.1 – Cette illustration montre les possibles différences entre une loi locale (pointillés bleus) et une loi radiale (courbe pleine en rouge). Dans le cas 1, on considère un disque de gaz purement exponentiel, et il n’y a pas de différence entre la loi locale et la loi radiale. Dans le cas 2, deux bras spiraux accroissent localement la densité d’un facteur 3. Alors que le cas 2 implémente exactement la même loi locale que le cas 1, la pente et le seuil adoptés ne sont pas retrouvés dans l’analyse radiale. La différence entre la loi locale et la loi radiale dépend de la fraction de couverture des bras, et de comment celle-ci varie avec le rayon. D’après Boissier (2012).

FIG. 4.2 – Dans cette illustration, plusieurs petits modèles ont été construits avec la même loi locale (pointillé bleu). Chacun suit une loi radiale différente (les courbes rouges épaisses) dépendant de la variation radiale de la fraction de couverture des bras spiraux. Le cercle vert indique la loi globale de Schmidt-Kennicutt. Les relations locales, radiales, et globales ont des pentes différentes et ne présentent pas le même seuil. D'après Boissier (2012).

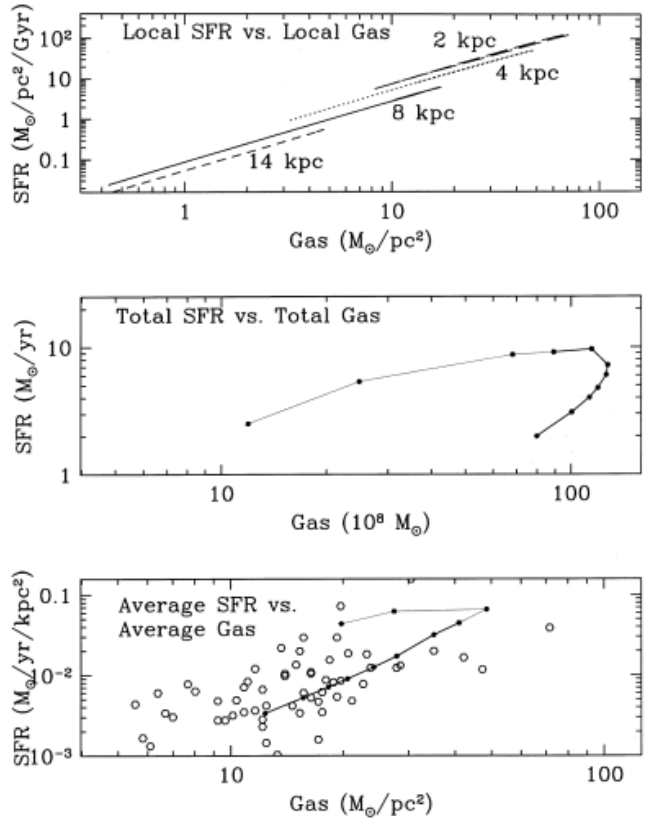
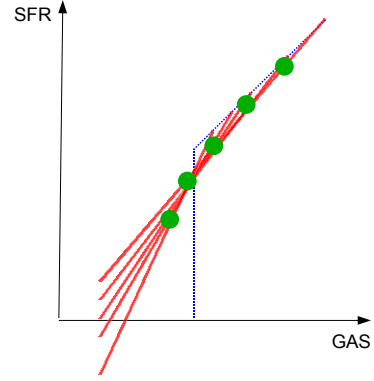


FIG. 4.3 – Evolution de la densité de SFR vs la densité de gaz pour plusieurs régions du modèle d'évolution chimique de la Voie Lactée de Boissier & Prantzos (1999) (en haut). Les autres panneaux montrent que la loi globale (milieu) ou une loi moyennée sur l'ensemble du disque (bas) présentent des évolutions différentes. D'après Boissier & Prantzos (1999).

les seules. Les résultats peuvent en effet dépendre du traceur de SFR utilisé (voir section 2), mais aussi de la nature du gaz utilisé. Le terme “gaz” réfère (dans cette monographie) à la totalité du gaz du milieu interstellaire, mais très souvent, on utilise seulement le gaz neutre (essentiellement du HI) ou le gaz moléculaire (surtout H_2)². Ce choix peut-être fait pour des raisons observationnelles, ou pour étudier un processus spécifique à une des phases du milieu interstellaire. Dans la plupart des cas, H_2 n’est en fait pas observable, et d’autres molécules sont utilisées pour l’estimer. La plus fameuse est la molécule CO , mais le facteur de conversion X_{CO} est très incertain (voir par exemple la discussion dans Calzetti & Kennicutt, 2009). Alors que certains auteurs préfèrent utiliser une variation de ce facteur avec la métallicité, d’autres préfèrent conserver une valeur constante, ce qui affecte directement la pente de la Loi de Schmidt (e.g. Boissier et al., 2003b).

La table 4.1 tente de résumer les différentes versions de la Loi de Schmidt évoquées jusqu’ici, et de mentionner les phénomènes qu’elles permettent de sonder.

Finalement, les lois de Schmidt ont été étendues pour inclure d’autres facteurs que la densité de gaz, spécialement pour tester les différentes suggestions théoriques discutées dans le chapitre 1 (par exemple l’équation 1.23). Ceci était motivé par la théorie, mais aussi par le simple fait qu’un ajustement parfait des données ne peut pas être obtenu en général avec seulement la densité de gaz. En effet, une loi de Schmidt simple présente une dispersion plus large que les incertitudes (e.g. Kennicutt, 1998b). Par ailleurs, il a été souvent noté dans la Voie Lactée et dans des galaxies proches présentant un profil de gaz HI (dominant le gaz à grand rayon) plat que le SFR décroît avec le rayon. Une dépendance pure du SFR en fonction de la densité surfacique de gaz neutre (du moins en version radiale de la loi) ne peut pas reproduire ce fait (e.g. Blitz & Rosolowsky, 2006; Boissier & Prantzos, 1999; Ferguson et al., 1998; Kennicutt, 1989).

4.2 La juste loi

Laquelle des lois de Schmidt (décrites en section 4.1) doit donc être utilisée pour, par exemple, contraindre nos modèles ? Il n’y a pas de réponse unique, tout dépend du but précis que l’on recherche. Pour comprendre les détails de la physique de la formation stellaire (comment le gaz se condense-t-il pour faire des étoiles), les lois locales sont certainement les plus importantes (la question de l’échelle sur laquelle les lois locales doivent être étudiées est discutée dans la prochaine section). Si on veut contraindre un modèle 2D des galaxies spirales, alors la loi locale à nouveau apporte plus de contraintes.

Cependant, il est bien connu que certaines propriétés dépendent fortement du rayon galactocentrique R (par exemple le fait que les galaxies présentent des disques exponentiels, et les

²Pour prendre en compte l’abondance des autres éléments (essentiellement l’Hélium), un facteur correctif de ~ 1.36 est parfois utilisé pour aller du contenu en HI au gaz neutre, et de H_2 au contenu moléculaire. D’un autre côté, certains auteurs nomment “gaz total” la somme des masses sous forme de HI et H_2 , c’est à dire la masse sous forme d’Hydrogène, sans cette correction.

	Loi Locale (Schmidt-Sanduleak)	Loi Radiale	Loi Globale (Schmidt-Kennicutt)
HI	Effets locaux sur les transition de phase HI/H ₂	Processus affectant la formation du gaz moléculaire sur des temps orbitaux (e.g. bras spiraux)	Transformation du réservoir global de HI en H ₂ , processus externes.
Total	Effet gravitationnels locaux	Effets gravitationnels se produisant sur des temps orbitaux (e.g. rôle of Ω)	Rôle du réservoir global de gaz, processus externes.
H ₂	Formation des étoiles dans les nuages moléculaires		

TAB. 4.1 – *Phénomènes physiques sondés par les différentes lois de Schmidt (sans inclure les facteurs secondaires)*. D’après Boissier (2012). On pourra aussi consulter la figure 1.3 du chapitre 1 pour une illustration complémentaire des phénomènes physiques associés aux différentes échelles que sondent les lois locales, radiales ou globales.

gradients d’abondance ou de couleur). Ceci est lié au fait que ces quantités résultent de processus se déroulant sur des temps d’échelle plus long que le temps de rotation autour du centre de la galaxie. Des modèles 1D (dépendant seulement du rayon) sont donc construits (en particulier dans les études d’évolution chimique des galaxies). Ces modèles ont pour but de reproduire la loi radiale (qui dit comment la formation stellaire est liée au contenu en gaz sur des temps d’échelle similaire au temps de rotation).

La mesure du contenu en gaz des galaxies à grand redshift est difficile. Une loi de Schmidt “inverse” est parfois utilisée pour déterminer ce contenu à partir du SFR (e.g. Péroux et al., 2010). Si l’observation initiale est une brillance de surface, alors une loi locale doit être utilisée. Si au contraire, on part d’une mesure du SFR global de la galaxie, alors c’est vers une loi globale de Schmidt-Kennicutt que l’on doit se tourner. Étudier la loi globale n’est cependant pas limité à l’univers distant. On peut aussi voir cette loi globale comme une indication du taux auquel le réservoir global de gaz pour une galaxie devient accessible pour la formation stellaire. Dans ce cas, la loi de Schmidt n’étudie pas simplement le processus de formation stellaire lui-même, mais aussi le rôle de l’accrétion ou d’autres processus externes (e.g. Schiminovich et al., 2010).

4.3 La juste échelle

La question de l’échelle minimum sur laquelle doit être étudiée la loi de Schmidt est souvent posée. Koda (2008) suggère que les propriétés des GMCs fournissent deux limites. L’une d’elle provient du fait que les étoiles jeunes ont une vitesse par rapport aux nuages de gaz dans lesquels elles apparaissent. En combinant cette vitesse avec le temps caractéristique d’un traceur du SFR

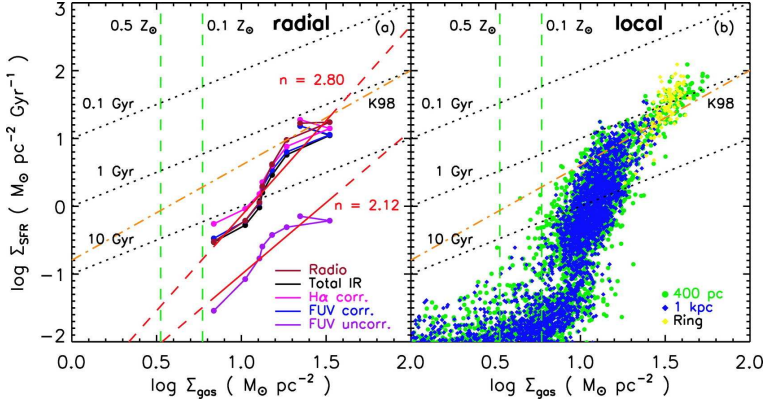


FIG. 4.4 – *Etude de NGC7331 montrant une analyse radiale (gauche) et une analyse locale (droite, à deux résolutions) de la Loi de Schmit. D'après Thilker et al. (2007a).*

(10 Myr pour $H\alpha$, 100 Myr pour l'UV), on peut s'attendre à une séparation physique entre le traceur du SFR et le gaz de 100 pc à 1 kpc. Aux échelles plus petites, les étoiles jeunes et le gaz sous-jacent ne sont plus liés physiquement. Une seconde échelle est proposée par Koda (2008) : dans la Voie Lactée, les GMCs sont typiquement séparés de 200 pc les uns des autres, ce qui produit probablement un ordre de grandeur de la distance typique entre GMCs dans les autres galaxies. Pour capturer la comportement statistique de la formation stellaire, il faut considérer des régions suffisamment grandes pour inclure au moins quelques GMCs, donc des échelles plus grandes que cette distance. Quelques uns des arguments théoriques (section 1) s'appliquent aussi aux grandes échelles, jusqu'au kpc (e.g. l'effondrement gravitationnel). De ce point de vue aussi, la Loi de Schmidt ne devrait donc être valable que sur les échelles plus petites que quelques centaines de parsec.

Dans leurs simulations, Feldmann et al. (2010) ont trouvé que la dispersion dans la relation entre le SFR et le gaz moléculaire augmente rapidement quand ils diminuent l'échelle sur laquelle ils moyennent leur données. Ils attribuent cet effet au fait que le gaz moléculaire est celui présent à l'instant t , alors que le SFR est moyenné sur un temps caractéristique de 100 Myr.

Toutes ces considérations suggèrent fortement que la Loi de Schmidt devrait cesser de fonctionner lorsque l'on atteint des échelles plus petites que quelques centaines de parsec, et que la dispersion devrait augmenter quand on va de l'échelle du kpc vers les échelles plus petites. Les observations dans les galaxies spirales proches ont atteint récemment ce niveau de résolution (les lois locales sont étudiées sur des échelles de quelques 100 pc), et une augmentation de la dispersion aux plus petites échelles est bien observé. (Thilker et al., 2007b; Kennicutt et al., 2007; Bigiel et al., 2008; Verley et al., 2010a). La figure 4.4 en montre un exemple dans l'étude de NGC7331 que nous avons menée (Thilker et al., 2007a) avec des données GALEX et Spitzer : la dispersion est bien réduite lorsque l'on adopte l'échelle du kpc plutôt que 400 pc. Très récemment, Liu et al. (2011) ont montré dans une étude de deux galaxies que la dispersion autour de la loi de Schmidt est une fonction monotone de l'échelle projetée utilisée (leur figure 8 est reproduite en figure 4.5). Cela suggère que la source de dispersion principale dans les études de la loi de Schmidt (à la fois autour de la loi observée, et dans les pentes

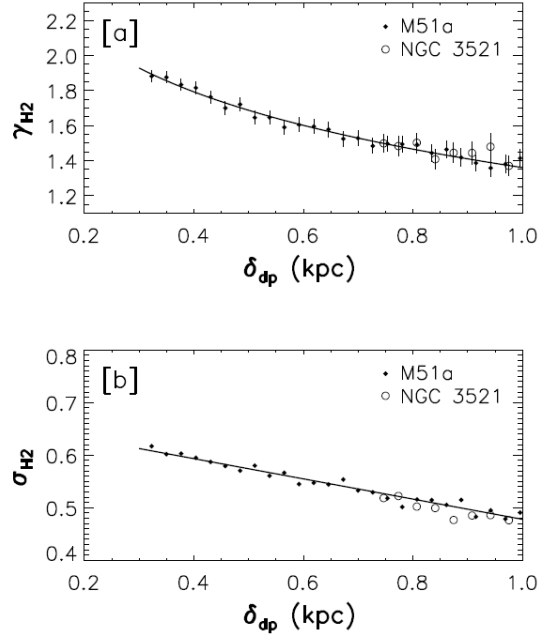


FIG. 4.5 – Je reproduis ici une partie de la figure 8 de Liu et al. (2011) qui montre la pente, et la dispersion autour de la Loi de Schmidt locale avec le gaz moléculaire (H_2), en fonction de la résolution spatiale en kpc.

déterminées par différents groupes pour différentes galaxies) pourrait consister simplement en l'échelle spatiale utilisée. Cette hypothèse est intéressante mais demande confirmation avec un plus grand nombre de galaxies. Une étude de la dispersion dans la loi de Schmidt en tenant compte des effets de résolution me semble être une piste à suivre dans les années à venir.

CHAPITRE 5

Observations de la Loi de Schmidt

ARTICLES LIÉ À CE CHAPITRE :

BOISSIER ET AL. (2003B), BOISSIER ET AL. (2007), BOISSIER (2012)

Ce chapitre introduit les observations de la loi de Schmidt, en insistant sur ma contribution personnelle au sujet, et sur l'état de l'art actuel (les aspects concernant les faibles densités et seuils sont remis au chapitre suivant).

5.1 Une référence : la loi globale de Schmidt-Kennicutt

Le panneau de gauche de la figure 5.1 montre la relation de Schmidt-Kennicutt de Kennicutt (1998b) et son ajustement largement repris dans la littérature :

$$\Sigma_{\psi} = 2.5 \cdot 10^{-4} \left(\frac{\Sigma_{gas}}{1 M_{\odot} pc^{-2}} \right)^{1.4}. \quad (5.1)$$

Cette relation semble valable sur 5 ordres de grandeur de la densité de gaz, montrant probablement qu'il y a une certaine universalité dans les processus gouvernant la formation stellaire sur l'échelle des galaxies. L'indice de la relation est très proche (1.4 versus 1.5) de celui proposé à partir de l'idée simple du temps de chute libre comme facteur principal limitant la formation stellaire (équation 1.10). Il faut noter que si on se concentre sur un type de galaxie, par exemple les spirales "normales", la dispersion reste importante et la pente n'est pas aussi clairement établie. Beaucoup d'autres études ont cependant trouvé que cette relation fournit

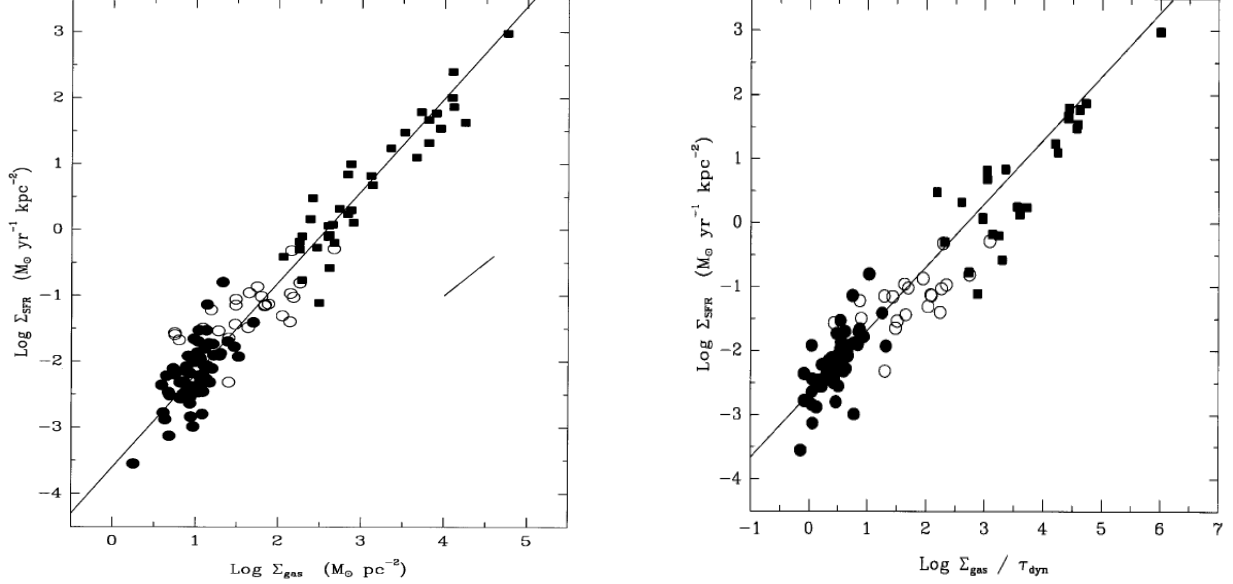


FIG. 5.1 – Les deux panneaux ci dessus montrent la loi de Schmidt observées par Kennicutt (1998b). A gauche, la relation entre les densités moyennes de SFR et de gaz sont montrées. Cette lois globale de Schmidt-Kennicutt est valable sur 5 ordres de grandeurs. A droite, une loi de Schmidt modulée par un terme dynamique est montrée. Les deux types de lois reproduisent raisonnablement les données. Les cercles pleins correspondent aux spirales normales, les carrés aux Starburst circum-nucléaires, les cercles ouverts aux régions centrales des disques normaux.

une description adéquate dans de nombreux cas : les profils radiaux de Boissier et al. (2003b), Boissier et al. (2007), les galaxies naines de marées (Lisenfeld et al., 2001), les galaxies à faible brillance de surface (LSBs pour *Low Surface Brightness galaxies*) et les naines (avec cependant un léger décrochage par rapport à la relation canonique, voir e.g. Boissier et al., 2008; Wyder et al., 2009, le cas des LSBs est discuté plus en détail en section 6.3).

La partie droite de la figure montre que la Loi de Schmidt incluant un terme dynamique ($\Omega \propto 1/\tau$) suggéré sur la base de plusieurs raisonnements théoriques (chapitre 1) fonctionne aussi bien qu'une loi de Schmidt simple dépendant seulement de la densité de gaz. Sur cette base empirique, il n'y a donc pas de raison de choisir l'une par rapport à l'autre¹. L'ajustement fourni par Kennicutt (1998b) est simplement :

$$\Sigma_\psi = 0.017 \Sigma_{gas} \Omega \quad (5.2)$$

¹voir cependant la remarque finale de la section 4.1

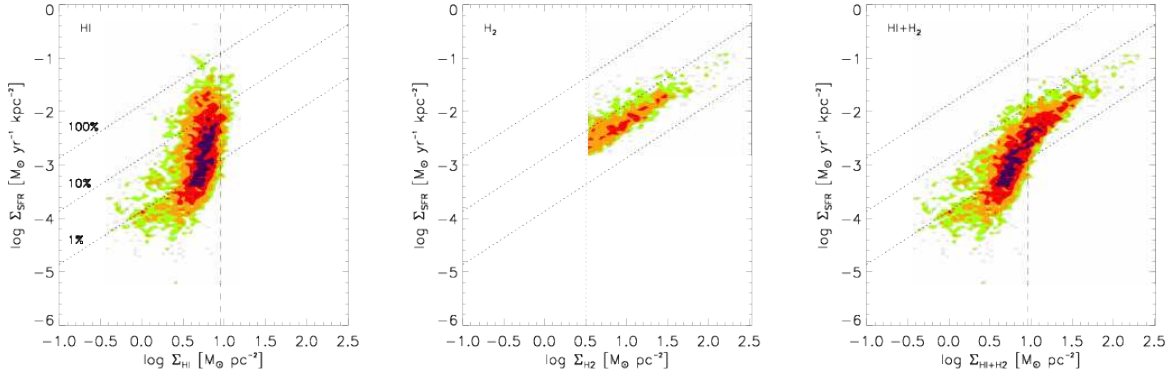


FIG. 5.2 – Les lois locales de Schmidt-Sanduleak observées par Bigiel et al. (2008) pour le HI, le H_2 , et le gas total.

5.2 L'état de l'art : les lois locales

Avec l'avènement de données de grande qualité dans l'UV (satellite GALEX) et dans l'infrarouge (Spitzer), il est devenu possible d'obtenir des cartes du SFR (en utilisant des traceurs mixtes) pour des échantillons de tailles raisonnables. Un travail particulièrement remarquable est celui qu'ont effectué les membres du projet THINGS² qui ont combiné ces données (publiques) avec leurs données HI et des cartes CO permettant de procéder à une analyse de la loi locale de Schmidt-Sanduleak pour un échantillon représentatif de spirales et de naines (Bigiel et al., 2008; Leroy et al., 2008). Je donne ici quelques détails sur leurs résultats car ils représentent l'état de l'art, et se sont imposés rapidement comme une nouvelle référence (même si certains de leurs résultats avaient déjà été trouvés sur la base d'autres échantillons ou méthodes).

Bigiel et al. (2008) ont démontré que les meilleures corrélations pour les lois locales sont obtenues entre le SFR et le gaz moléculaire (voir la figure 5.2). Leur meilleur ajustement donne :

$$\Sigma_{\psi} = 10^{-2.1 \pm 0.2} \Sigma_{H_2}^{1 \pm 0.2}. \quad (5.3)$$

Bigiel et al. (2008) ont interprété cet indice $n = 1$ comme le fait que plusieurs nuages sont inclus à l'intérieur de la surface étudiée à leur résolution. La valeur de Σ_{H_2} est alors seulement dictée par le nombre de nuages dans un élément de résolution, chaque nuage produisant des étoiles avec un comportement universel. Ces résultats sont cependant à mettre en perspective avec l'étude de Liu et al. (2011) qui montre que la pente exacte dépend fortement de la méthode de soustraction du "fond" (lumière sous-jacente non directement reliée aux étoiles les plus massives formées récemment). Liu et al. (2011) détectent les régions de formation stellaire, estiment un "fond" local qu'ils soustraient avant d'étudier la loi de Schmidt afin de retrancher

²<http://www.mpia.de/THINGS/Overview.html>

la contribution due aux étoiles relativement vieilles en UV et infra-rouge. Ils trouvent alors une pente de 1.5 à l'échelle de 1 kpc (la pente dépendant de l'échelle dans leur étude, voir section 4.3). Ce résultat est plus proche des études globales, mais leur travail est limité à seulement deux galaxies (et les études globales, par définition, n'incorporent pas de fond "local"). Leur méthode a une part d'arbitraire, en particulier dans la définition des régions HII. Par ailleurs, la soustraction du fond tente d'éliminer les étoiles plus vieilles que 30 Myr (en partant des régions HII, et en soustrayant les émissions UV ou IR qui les entourent, probablement dues aux étoiles plus vieilles que celles des régions HII). Ils utilisent alors une calibration secondaire basée sur H α qui diffère des méthodes classiques pour l'ultra-violet et l'infra-rouge (ces traceurs sont habituellement calibrés pour des SFR constants sur des temps plus longs). Il est bon de garder présent à l'esprit cette différence de méthode.

Il n'y a pas de relation claire avec le gaz neutre (HI), mais une saturation (qui sera discutée dans le chapitre 6). La relation entre le SFR et le gaz total est dominée par la relation linéaire avec le gaz moléculaire aux hautes densités. Aux basses densités, elle est dominée par la transition entre HI et H₂. Cette relation est reproduite par l'approche de Madore (2010) présentée dans la section 1.3.5. Elle peut aussi être reproduite avec les modèles de Krumholz et al. (2009), décrits en section 1.3.7 qui sont aussi en accord avec d'autres observations comme fraction moléculaire, métallicité, et densité dans les systèmes absorbants trouvés dans les spectres de quasars, un fait remarquable. Ce modèle est cependant purement local (il ne devrait donc pas être appliqué pour interpréter des observations globales ou radiales sans précautions). Krumholz et al. (2009) ont même proposé que ce sont en fait les interactions gravitationnelles, bras spiraux et autres processus globaux qui régulent la distribution totale de gaz. Une fois celle-ci déterminée, leur théorie prédirait la bonne quantité de gaz moléculaire et le taux de formation stellaire.

Leroy et al. (2008) ont été un peu plus loin par rapport aux résultats présentés en figure 5.2. Ils ont essayé d'ajuster leurs données avec une sélection parmi les lois possibles pour la transformation de HI en H₂ (et en étoiles) suggérées par diverses théories. Malgré de nombreux tests, ils ne sont pas parvenus à identifier de manière définitive un facteur unique déclenchant la formation stellaire. De nombreux effets sont observés (variation du rapport Σ_ψ/Σ_{gas} avec e.g. le rayon, le temps de rotation autour du centre de la galaxie, la densité stellaire), mais une théorie unique simple ne permet pas d'expliquer les tendances observées sur tout l'intervalle de densité de gaz, et pour tous les types de galaxies. Ils ont cependant établi des relations intéressantes. En particulier, la fraction moléculaire décroît avec le rayon (ce qui était déjà suggéré par plusieurs études antérieures) et le temps de rotation, et croît avec la densité stellaire ou la pression hydrostatique. Ces dépendances sont quantifiées dans quatre relations d'échelle qu'ils proposent dans leur section 5.4.5 :

$$\Sigma_{H2}/\Sigma_{HI} = 10.6 \exp(-R/0.21R_{25}) \quad (5.4)$$

$$= \Sigma_*/81M_\odot pc^{-2} \quad (5.5)$$

$$= (P/1.7 \cdot 10^4 cm^{-3} K k_B)^{0.8} \quad (5.6)$$

$$= (\tau_{orb}/1.8 \cdot 10^8 yr)^{-2} \quad (5.7)$$

où R_{25} est le rayon isophotal à 25 mag arcsec⁻² dans la bande B, et τ_{orb} le temps de rotation autour du centre galactique ($\tau_{orb} = 2\pi\Omega^{-1}$).

On peut noter que l'équation 5.6 donnant la fraction moléculaire en fonction de la pression pourrait cacher un rôle de la densité de gaz (fait déjà mentionné par Blitz & Rosolowsky, 2006) et que Leroy et al. (2008) n'ont pas testé des relations générales (du type de l'équation 1.23) dans lesquelles les indices sont laissés libres mais seulement les relations précises prédites par diverses théories (si plusieurs phénomènes contribuent à la relation observée, celle-ci pourrait se trouver entre les différentes prédictions théoriques).

5.3 Note sur les Starbursts et l'univers lointain

La plus grande partie de ce qui précède concerne les spirales (et les galaxies naines) relativement normales. Kennicutt (1998a) incluait cependant dans son étude les *Starbursts* circum-nucléaires pour obtenir l'indice $n = 1.4$ de la loi de schmidt sur un grand intervalle de densité de gaz (figure 5.1). Est-il possible de réconcilier cette valeur avec l'observation de Bigiel et al. (2008), c'est à dire un SFR proportionnel à la densité de gaz moléculaire ($n = 1$), alors que celle ci domine la masse de gaz à ces densités ?

Gao & Solomon (2004) ont proposé que le SFR présente en fait une relation linéaire avec la densité de "gaz dense" (tracé plutôt par la molécule HCN que par le CO). Dans les galaxies "normales", le rapport du gaz dense au gaz moléculaire total (la fraction de gaz dense) est constant, et une relation linéaire est alors obtenue entre le SFR et les observations de CO. Dans les Starbursts, le SFR reste proportionnel au gaz dense, mais la fraction de gaz dense devient plus importante, si bien que l'indice n de la loi de Schmidt (avec le gaz moléculaire ou total) doit être plus grand que 1. La raison physique pour cette augmentation de la fraction de gaz dense est incertaine mais pourrait être reliée aux très grandes densités et aux courts temps d'échelle qu'ils connaissent (comme mentionné dans la section 1.4).

On peut noter aussi que la loi de Schmidt incluant un temps dynamique semble être identique pour les galaxies normales et les Starbursts, même à grand redshift (Genzel et al., 2010; Daddi et al., 2010). Dans quelques études, en effet, des SFR mesurés à grand redshift ont pu être combinés avec des déterminations du contenu en gaz moléculaire, ce qui a permis de tester la validité de la Loi de Schmidt à grand redshift (Bouché et al., 2007; Daddi et al., 2010; Genzel et al., 2010). En résumé, une Loi de Schmidt universelle semble possible jusqu'à au moins un redshift $z \sim 2.5$, incluant à la fois les galaxies normales et les Starbursts même s'il reste possible que ceux-ci aient une efficacité de formation stellaire plus grande à grand redshift qu'à $z \sim 0$. Gardons à l'esprit cependant que les incertitudes sont extrêmement grandes (ne serait-ce que sur le facteur de conversion entre CO et H₂, débattu même dans l'univers proche), et le nombre d'études très réduit. Grâce à l'arrivée d'ALMA, ce nombre est appelé à augmenter dans les années à venir.

5.4 Les lois radiales

Si les lois locales peuvent être étudiées et sont très intéressantes, elles ne permettent pas de mettre un point final à la question difficile de savoir quel(s) phénomène(s) est(sont) fondamentaux pour décider de la formation stellaire d’une galaxie (et a fortiori son histoire). Ces lois laissent de la place pour des phénomènes plus globaux qui participent à la formation stellaire galactique à des échelles plus grandes. De tels phénomènes, susceptibles d’être fonction directement ou indirectement du rayon galacto-centrique ont en effet été présentés au cours du chapitre 1, et l’étude de lois radiales peut nous indiquer leur rôle potentiel. Ces lois radiales sont par ailleurs des contraintes intéressantes pour les modèles 1D de galaxies (en particulier les modèles d’évolution chimique dans lesquels le mélange des éléments nouvellement formés avec le milieu interstellaire n’est pas instantané mais se produit sur un temps probablement similaire au temps de rotation autour du centre de la galaxie). Pour ces raisons, j’ai mené plusieurs études faisant référence ou étant dédiées à ces lois. Je les présente dans cette section, en essayant de proposer une approche transversale des articles concernés. D’autres études existent, mais cette section étant plus personnelle, elles seront sous-représentées ici (je prie leurs auteurs de m’en excuser).

Dans notre modèle d’évolution chimique et spectro-photométrique de la Voie Lactée (Boissier & Prantzos, 1999), nous avons adopté une loi de formation stellaire en $\Sigma_\psi \propto \Sigma_{gas}^{1.5} V(R)/R$. Ce choix était motivé par plusieurs raisons. Nous avons introduit le facteur $V(R)/R$ pour prendre en compte l’effet de la fréquence de balayage par des bras spiraux, mais on a vu au chapitre 1 que ce facteur peut aussi apparaître pour d’autres raisons. L’indice 1.5 avait été choisi pour reproduire correctement les profils de gaz et de SFR dans le modèle, ainsi que les gradients d’abondance (bien que la variation radiale du taux d’accrétion de gaz joue aussi un rôle). Cette loi semble “mixte” par rapport à Kennicutt (1998b) qui proposait soit une loi en $\Sigma_{gas}^{1.4}$, soit en $\Sigma_{gas} V(R)/R$. Il ne faut pas oublier cependant que le travail de Kennicutt (1998b) ne concerne pas une loi radiale (mais globale). Le chapitre 1 montre qu’une combinaison de différents facteurs pourrait correspondre à la dépendance que nous avons choisie sur une base empirique. Cette dépendance radiale avait été conservée lorsque nous avons étendu notre modèle aux galaxies spirales en général, en supposant la loi radiale universelle, ce qui nous avait suffi pour reproduire de nombreuses propriétés des galaxies spirales, incluant les gradients d’abondances et de couleur (dans une série d’articles discutés dans ma thèse de doctorat : Boissier, 2000).

Nous avons ensuite testé empiriquement la loi radiale de formation stellaire. Dans Boissier et al. (2003b), nous avons utilisé les observations de 16 galaxies spirales proches pour lesquelles nous pouvions déterminer le profil radial de la densité de gaz (HI et CO), du SFR (grâce à des images H α , en effectuant les corrections nécessaires discutées en section 2.3.2), de la métallicité (pour tenir compte de son effet dans le facteur X_{CO}), de la vitesse de rotation, et du profil de densité stellaire. Ceci nous a permis de procéder à de nombreux tests de la formation stellaire et sa variation radiale dans les galaxies spirales. Quelques années plus tard, les grandes galaxies spirales observées par GALEX dans l’UV pouvaient être utilisées pour effectuer un autre test des lois de formation stellaire, en combinaison avec des données IRAS dans l’infrarouge pour

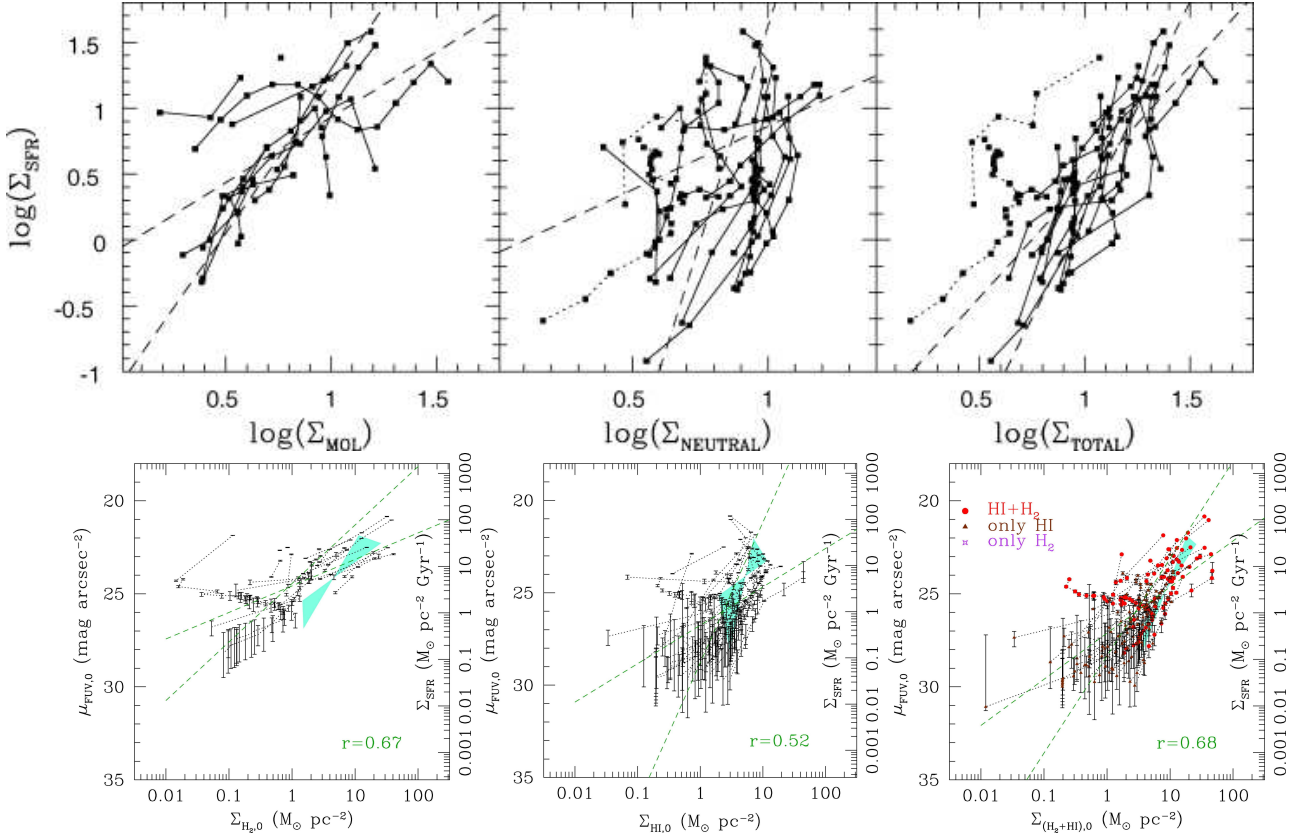


FIG. 5.3 – *Haut* : relations entre le SFR et le gaz le long des profils des galaxies de Boissier et al. (2003b), basées sur des images $\text{H}\alpha$. *Bas* : relations le long des profils des galaxies de Boissier et al. (2007), basées sur des données UV et infrarouge (la partie coloriée en forme de sablier reprend approximativement les observations des panneaux du haut).

pouvoir effectuer les corrections d'extinction. Ce travail a été présenté en détail dans Boissier et al. (2007). Dans le reste de cette section, je présente quelques résultats de ces deux articles.

La figure 5.3 montre les relations trouvées entre la densité de SFR et la densité de gaz (neutre, moléculaire et total) dans ces deux études (Boissier et al., 2003b, 2007). Nous trouvons avec les profils radiaux que la corrélation est meilleure avec le gaz moléculaire qu'avec le gaz neutre (comme les analyses locales discutées en section 5.2). Une bonne relation est trouvée avec le gaz total, contrairement aux résultats des analyses locales, mais nous avons déjà discuté du fait (section 4.1) que les relations locales et radiales n'ont pas à être identiques. En particulier, l'analyse radiale, incluse l'effet de processus plus globaux (comme l'action possible des bras spiraux) qui peuvent affecter le rapport HI/H_2 d'une façon continue lorsque l'on moyenne sur le temps de rotation, pour obtenir la tendance observée (ces effets ne peuvent pas être révélés dans une analyse locale).

Dans nos deux articles, nous avons testé diverses variations de la loi de Schmidt (voir figure

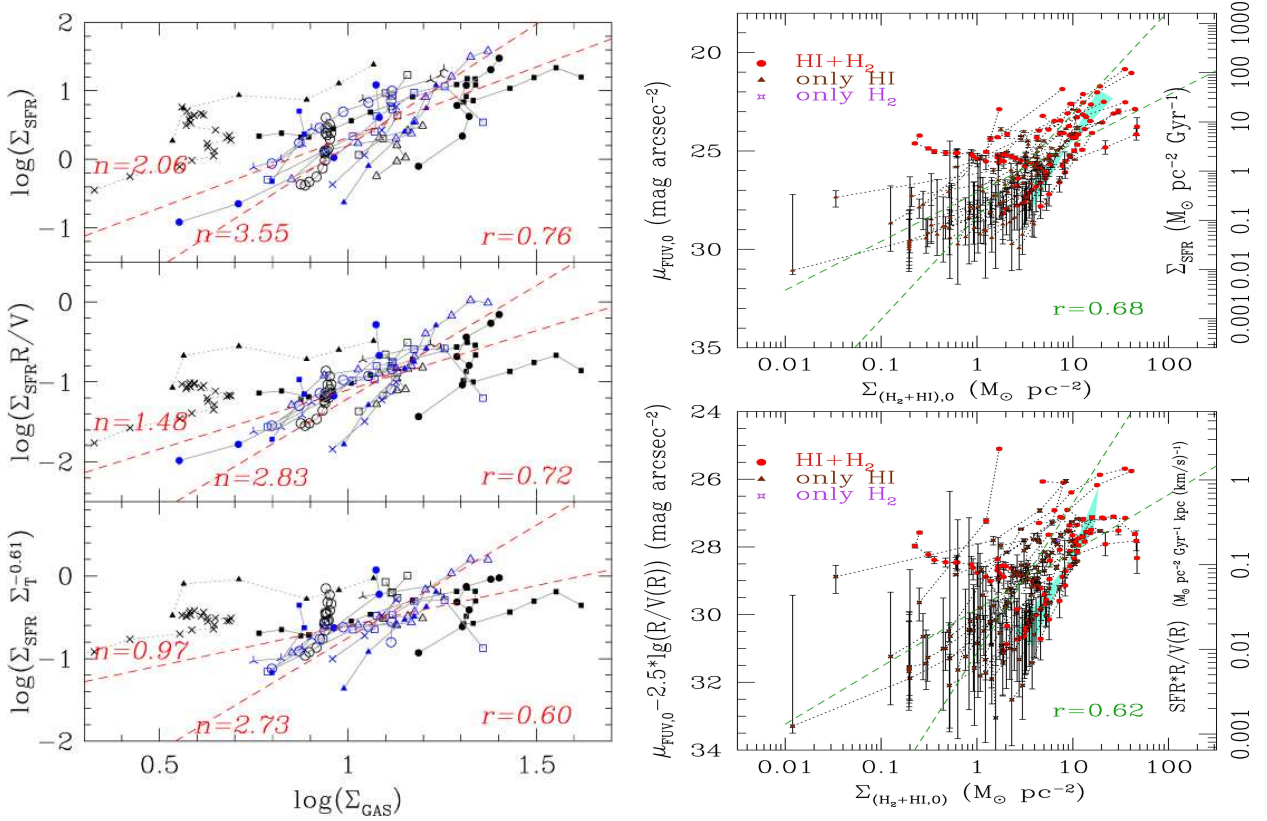


FIG. 5.4 – Gauche : contraintes sur trois lois de formation stellaire tirées de Boissier et al. (2003b). Droite : contraintes sur deux lois de formation stellaire tirées de Boissier et al. (2007).

5.4) et obtenu des résultats cohérents. La première des lois radiales testée est une dépendance directe de la densité de SFR sur la densité totale de gaz (nous avons déjà vu qu’une telle loi a des limites par ailleurs, mais il est utile de la tester pour pouvoir la comparer à d’autres études. Dans Boissier et al. (2003b), nous avons obtenu un indice $n = 2$, plus élevé que l’indice 1.4 souvent adopté, mais dans la gamme des mesures effectuées. Il faut noter que ceci est basé sur un ajustement direct (réduisant la dispersion du SFR en supposant le gaz connu)³.

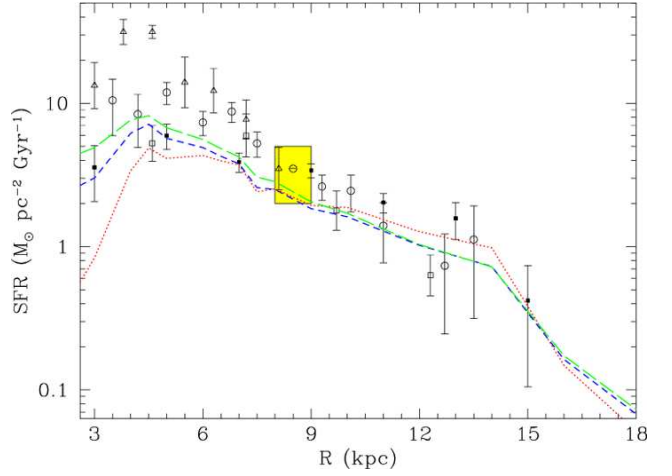
Pour une loi radiale de la même forme que celle appliquée dans nos modèles ($\Sigma_{gas}^n V(R)/R$), nous avons trouvé $n = 1.48$ (Boissier et al., 2003b), une valeur très proche de $n = 1.5$ que nous avons adopté initialement (les résultats de Boissier et al., 2007, sont en accord avec cette valeur).

Finalement, une autre loi a été testée dans Boissier et al. (2003b) qui prend en compte la possibilité d’un rôle de la densité stellaire, sous la forme $\Sigma_\psi \propto \Sigma_{gas}^n \Sigma_T^m$ où Σ_T est la densité de surface totale (gaz et étoiles additionnés). Cette forme avait été suggérée par Dopita & Ryder (1994) ayant noté une corrélation entre la densité de surface d’étoiles (tracée par la luminosité en bande I) et le taux de formation stellaire. Un rôle de la densité stellaire est aussi suggéré par ailleurs pour des raisons théoriques (chapitre 1). Une telle influence a aussi été étudiée empiriquement (e.g. Abramova & Zasov, 2008; Leroy et al., 2008). Le meilleur ajustement trouvé dans Boissier et al. (2003b) est $n=0.97$ $m=0.61$. Malgré l’introduction d’un paramètre libre supplémentaire par rapport aux autres lois, la dispersion est peu réduite. Pour cette raison, une telle loi n’est pas favorisée, même si elle peut aussi reproduire les données de manière assez satisfaisante. Il existe clairement une relation entre le SFR et la masse d’étoiles comme le montrent ces observations au niveau local, ainsi que des relations plus statistiques et globales dans l’univers proche (Brinchmann et al., 2004) ou lointain (voir les références compilées dans Boissier et al., 2010). Cependant, cette relation n’est probablement pas causale à mon avis (partagé avec beaucoup d’autres) mais reflète plutôt l’histoire de formation des galaxies (voir la section 7.1).

Des incertitudes observationnelles compliquent la situation. En particulier, le choix d’extrapoler les profils de gaz moléculaire (en général limité aux parties internes des galaxies) ou de les tronquer peut changer légèrement la pente mesurée. De même le choix d’utiliser un facteur de conversion de CO à H₂ dépendant ou pas de la métallicité a un impact direct sur les résultats (Boissier et al., 2003b). Il faut aussi noter la grande dispersion qui est présente dans ces observations (plus importante que les incertitudes observationnelles). Cela signifie qu’une étude de la formation stellaire réduite à une galaxie sera forcément limitée : à une densité de gaz donnée, d’une galaxie à une autre, l’efficacité de la formation stellaire semble facilement varier d’un facteur 2 ou 3. Comprendre l’origine de cette dispersion est notre prochain challenge.

³J’ai choisi ce type d’ajustement car c’est dans les faits ce que nous voulons faire en général quand on construit un modèle : la masse de gaz est donnée, et on veut calculer le SFR en minimisant l’erreur commise sur celui-ci. Un ajustement inverse (réduisant la dispersion sur la densité de gaz) donnerait une pente plus raide (3.5). Certains auteurs préfèrent utiliser un ajustement par la bissectrice pour étudier la corrélation entre deux quantités. Cela devient cependant impossible quand plus de quantités sont en jeux (e.g. en supposant que le SFR dépend à la fois de la densité de gaz et d’étoiles).

FIG. 5.5 – Profil de la densité de surface du SFR dans la Voie Lactée. Les observations (points) sont comparées aux ajustements fait dans des galaxies externes pour trois possibles lois de formation stellaire (en pointillés : pure fonction de la densité de gaz, en tirets courts : $\Sigma_{gas}^n V(R)/R$, tirets longs : $\Sigma_{gas}^n \Sigma_*^m$). D'après Boissier et al. (2003b).



Afin de boucler cette étude de la loi radiale de formation stellaire en revenant au cas de la Voie Lactée, nous pouvons regarder comment les différentes lois ajustées dans les spirales proches se comparent à notre galaxie. En prenant les meilleurs ajustement pour les trois lois testées (pentes et ordonnées à l'origine), et en les appliquant au profil de la densité de surface de gaz dans notre galaxie, on peut calculer des prédictions pour le profil du SFR et le comparer aux observations galactiques (figure 5.5). Bien que la loi dépendant seulement de la densité de gaz rencontre des difficultés dans le centre de la galaxie, les trois formulations restent très proches et en assez bon accord avec les données.

La comparaison des trois formes possibles de la loi de formation stellaire avec les observations ne permet malheureusement pas de les distinguer définitivement l'une de l'autre, (que ce soit dans la Voie Lactée, ou bien dans les spirales proches). Ces relations empiriques demeurent cependant des contraintes importantes pour les modèles (qu'il s'agisse de modèles d'évolution des galaxies, ou bien de modèles de formation stellaire au sein des galaxies).

Les résultats de Boissier et al. (2007) s'étendent à de plus faibles densités avec des conséquences très intéressantes, mais cet aspect sera discuté au chapitre 6.

*Scientists come up with great,
wild theories, but then they give
them dull unimaginative names.
Scientists think space is full of
mysterious, invisible mass, so
what do they call it? "Dark
Matter"! Duhh!*

Calvin (& Hobbes)

CHAPITRE 6

Faibles densités et seuil

ARTICLES LIES CE CHAPITRE :

BOISSIER ET AL. (2003B), BOISSIER ET AL. (2007), BOISSIER ET AL. (2008), BOSELLI ET AL. (2009), BOISSIER (2012)

6.1 La notion de seuil avant GALEX

On a vu dans la section 1.2 que plusieurs théories pour la formation stellaire font la prédiction de l'existence d'un seuil, ou d'une densité critique de gaz Σ_{crit} en deçà de laquelle il ne peut y avoir de formation stellaire. Ces suggestions ont motivé plusieurs études empiriques, dont très tôt celle de Kennicutt (1989) qui a observé des densités critiques entre 1 et $10 M_{\odot} pc^{-2}$. D'autres travaux (essentiellement basés sur des profils radiaux de l'émission $H\alpha$) ont aussi suggéré l'existence de seuils très délimités (Kennicutt, 1998b; Martin & Kennicutt, 2001).

Ayant à disposition des données similaires, nous avons essayé de vérifier si une théorie permettait effectivement de prédire un rayon de cassure correspondant au rayon de seuil mesuré dans Martin & Kennicutt (2001) ou bien observé dans nos profils (Boissier et al., 2003b). La figure 6.1 illustre la difficulté de trouver un seuil clair par ce type d'approche : on observe dans certaines galaxies de la formation stellaire en dessous de la densité critique prédite par le critère de Toomre (section 1.2.1). Le seuil semble être atteint alors que le gaz est bien au dessus de la densité critique pour d'autres. La diversité des cas observés rend toute conclusion très difficile, et nous n'avons effectivement trouvé aucun critère convainquant pour prédire la position du

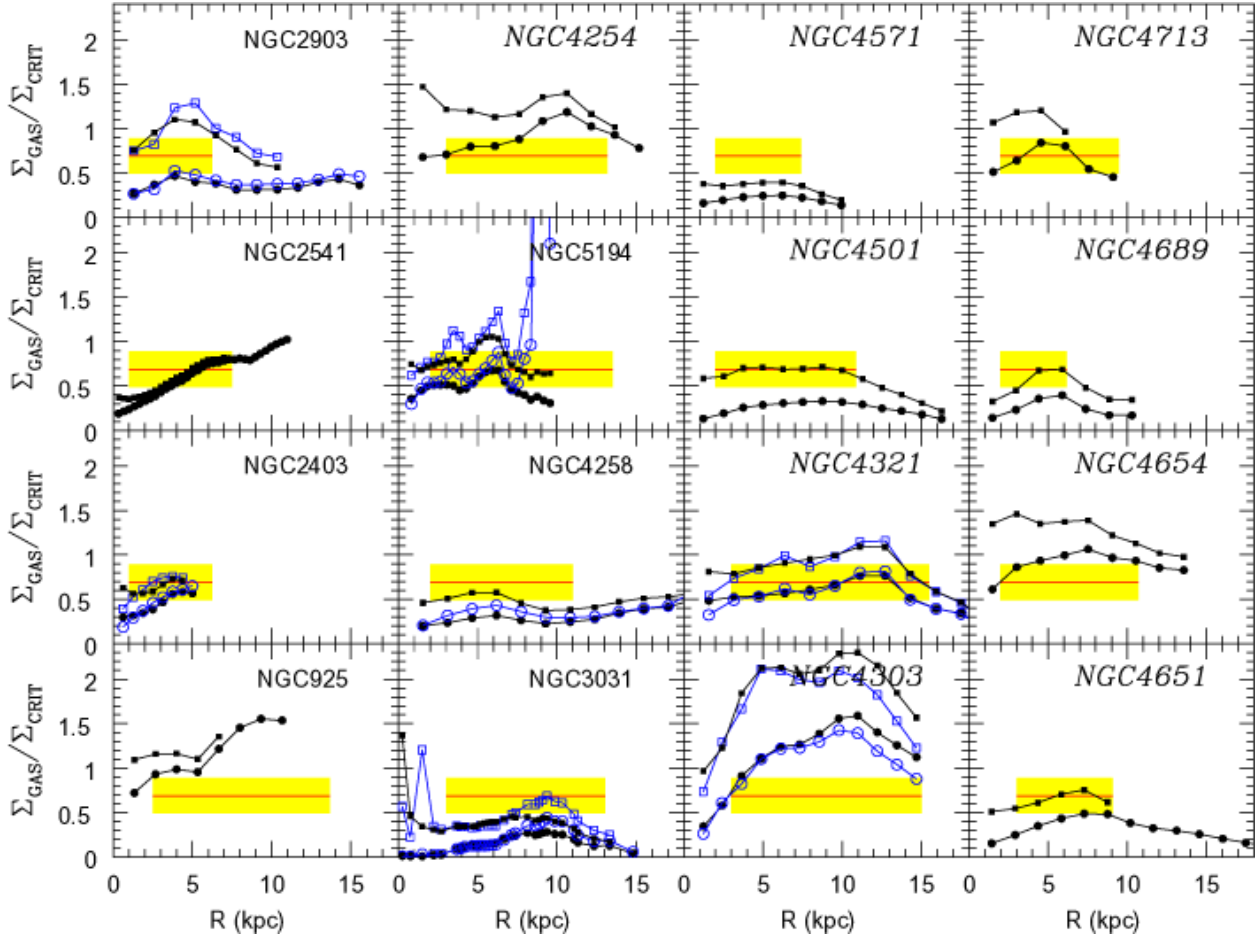


FIG. 6.1 – Profils de $\Sigma_{\text{gas}}/\Sigma_{\text{crit}}$. Cercles pleins : seulement le gaz est pris en compte dans le calcul de Σ_{crit} . Carrés pleins : la composante stellaire est aussi prise en compte. Les symboles ouvert correspondent à un calcul fait à partir d'une courbe de rotation à haute résolution spatiale. La ligne horizontale correspond à la valeur trouvée par Martin & Kennicutt (2001) : 0.69 ± 0.2 . Sa limite intérieure correspond à la limite du bulge, et sa limite extérieure au seuil observé de la formation stellaire. Les galaxies dont le nom est en italique appartiennent à l'amas de la Vierge. D'après Boissier et al. (2003b).

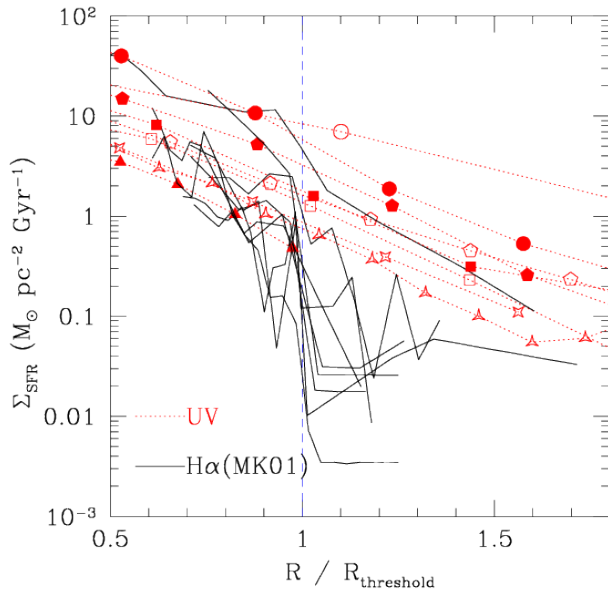


FIG. 6.2 – *Superposition des profils FUV (Boissier et al., 2007) et H α (Martin & Kennicutt, 2001) normalisés au “rayon de seuil H α ”. La comparaison pour chaque galaxie individuelle est disponible dans Boissier et al. (2007).*

seuil de formation stellaire dans ce travail.

6.2 Un doute récent sur la notion de seuil

Avec GALEX, il est devenu possible de répéter le type d’exercice discuté en section 6.1 à partir de données UV comme traceur de la formation stellaire. Les données de GALEX ont remis à plat la question du seuil de formation stellaire, car on a trouvé de la formation stellaire y compris à très grand rayon galacto-centrique dans de nombreuses galaxies proches. Dans Boissier et al. (2007), nous avons trouvé que les profils UV s’étendent de manière continue bien au delà du rayon optique, alors que les études précédentes basées sur H α décrivaient une formation stellaire chutant brutalement à ce rayon, avec seulement quelques rares régions au delà (e.g. Ferguson et al., 1998). Ceci est illustré par la figure 6.2. Il faut admettre qu’une limitation de cette comparaison est le fait que nous ne travaillons pas à la même résolution spatiale, et les profils ont été extraits par des personnes différentes. Cette émission en UV aux faibles densités a été un résultat de GALEX très surprenant mais très générique. En effet, GALEX a révélé l’existence de galaxies qui ont été baptisées “XUV (eXtended UV) galaxies” (Gil de Paz et al., 2005; Thilker et al., 2005). Il a été réalisé rapidement que ce phénomène concerne en fait une fraction importante des galaxies spirales (30% selon Thilker et al., 2007a), même si les cas les plus spectaculaires (comme M83 et NGC4625 montrées en figures 6.3 et 6.4) sont bien entendu moins nombreux.

Mesurer l’émission H α loin du centre des galaxies n’est pas facile. La comparaison de profils obtenus à des résolutions différentes, et par des équipes différentes n’est pas tout à fait

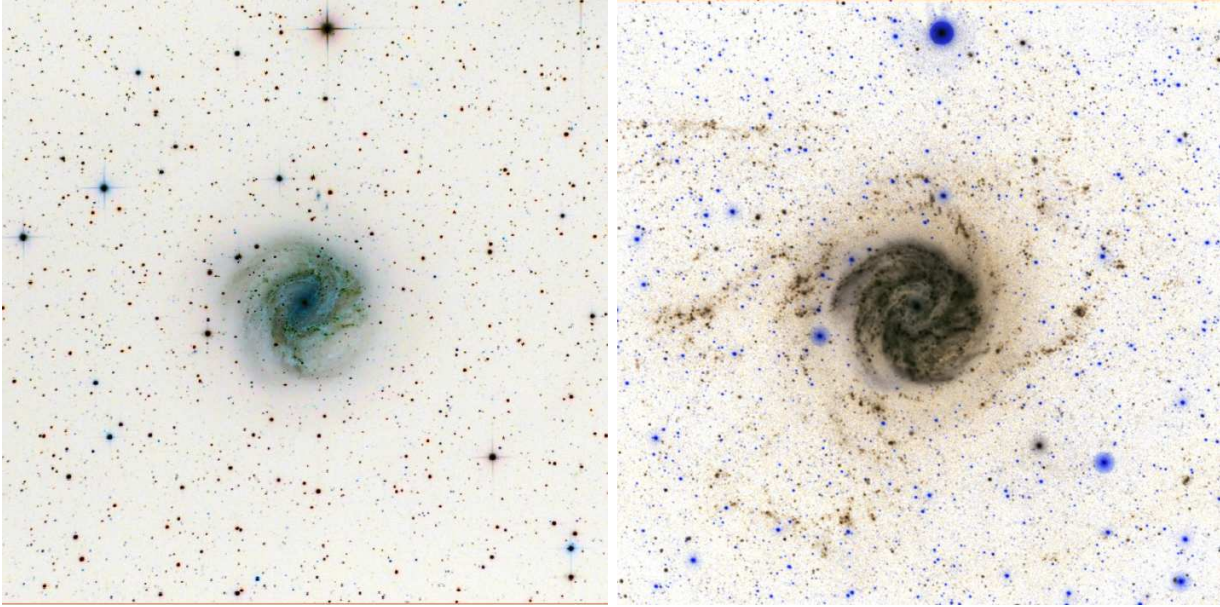
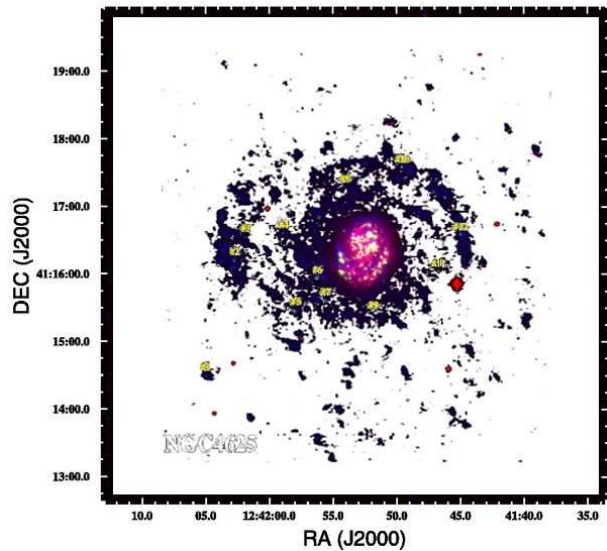


FIG. 6.3 – *M83 : un cas spectaculaire de galaxie XUV. À gauche : une image optique profonde, à droite une image FUV/NUV de GALEX. L'émission étendue en UV (à droite) témoigne de la présence d'étoiles jeunes dans M83 à de très grand rayon par rapport aux étoiles plus vieilles (à gauche)*

FIG. 6.4 – *NGC4625 : un cas spectaculaire de galaxie XUV. L'image est une combinaison FUV (bleu), $H\alpha$ (vert), et bande B (rouge). Le disque UV s'étend jusqu'à quatre fois le rayon optique. Seules quelques régions compactes apparaissent en $H\alpha$. Celles marquées d'un numéro ont été l'objet d'observations spectroscopiques (pour confirmer leur nature, et mesurer leur paramètres, e.g. la métallicité). D'après Gil de Paz et al. (2007a).*



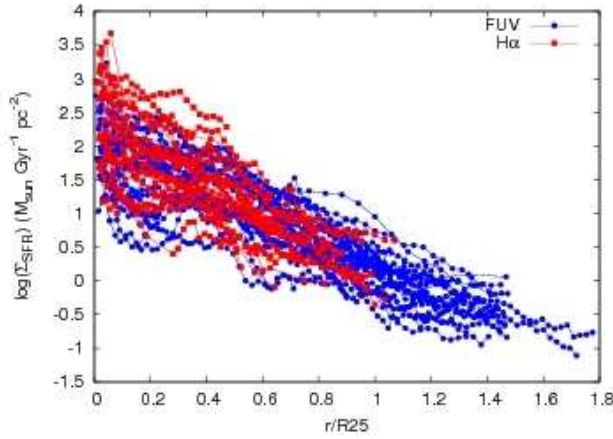


FIG. 6.5 – Figure générée par Juan Carlos Muños Mateos dans le cadre de sa thèse : profils du SFR obtenus à partir de l’UV et de $H\alpha$ pour les galaxies de l’échantillon SINGS.

satisfaisante. Dans le cadre de sa thèse, Juan Carlos Muños Mateos a effectué une étude très détaillée de l’échantillon de galaxies SINGS¹, représentatif des galaxies proches. Il a préparé la figure 6.5 qui montre que les profils $H\alpha$ et UV dans cet échantillon, une fois corrigés des effets de l’extinction et transformés en SFR avec les calibrations idoines n’exhibent pas de différence évidente. Dans cette étude, compte tenu des données dont nous disposons, nous n’avons pas pu extraire de profils très fiables en $H\alpha$ dans les parties externes. Pour couper court à cette limite, Goddard et al. (2010) ont proposé une nouvelle analyse de 21 galaxies avec à la fois des données $H\alpha$ et FUV, et en calculant les profils avec une méthode améliorée (en ajoutant le flux des objets détectés dans chaque bin radial, plutôt qu’une simple moyenne azimuthale). Cela leur a permis de faire une comparaison détaillée des profils UV et $H\alpha$. Ils ont classifié leurs objets en disques “normaux” (pour lesquels une cassure est observée à la fois en UV et dans la raie à proximité du rayon optique), représentant 50 % de leur échantillon. Cependant, on observe plus souvent une cassure (c’est à dire un changement de pente) qu’une troncation très abrupte (un seuil, tel que présenté dans les études antérieures). L’autre moitié de leur échantillon consiste de galaxies étendues en UV. Parmi celles-ci, ils trouvent que 6 des galaxies sur 10 sont aussi étendues en $H\alpha$ et seulement 4 galaxies sur 10 ont un profil UV sans cassure, alors qu’une troncation claire est vue en $H\alpha$. Cette nouvelle analyse conduit à penser que seulement ~ 50 % des galaxies présentent un seuil de formation stellaire clair au rayon optique. L’autre moitié a bien de la formation stellaire étendue (au moins visible en UV). Une explication possible pour les différences observées par Goddard et al. (2010) entre les profils $H\alpha$ et UV pour 4 de leurs galaxies sera discutée dans la section 8.1.

Les observations précédentes sont essentiellement basées sur une analyse de la loi radiale, mais on peut aussi regarder ce qui se passe localement grâce au travail de Bigiel et al. (2008). Ils suggèrent qu’il y a une densité (locale) critique pour le HI, au dessus de laquelle le gaz devient essentiellement moléculaire. En d’autres mots, on peut parler d’une saturation de Σ_{HI} autour de $10 M_{\odot} pc^{-2}$ (ce qui avait déjà été suggéré, e.g. Blitz & Rosolowsky, 2006). Cependant

¹<http://sings.stsci.edu/>

l'analyse de Leroy et al. (2008) ne parvient à attribuer cette densité critique à aucune des théories prédisant des seuils qu'ils ont testé (critère de Toomre et autre). En fait, la saturation correspond à une transition de phase entre HI et H₂. Cela ne signifie pas qu'il y a un seuil absolu pour la formation stellaire si on regarde le gaz total, et de la formation stellaire est toujours détectée même quand le gaz moléculaire n'est pas dominant (sous cette densité "critique"). Cette saturation semble favoriser au premier abord une densité critique à la Schaye (2004), mais Leroy et al. (2008) explique que selon cette hypothèse, l'ensemble du disque devrait être super-critique. Alors qu'elle permet de prédire un "bord" pour le disque de formation stellaire, elle ne prédit pas localement à l'intérieur d'une galaxie les régions qui devraient former des étoiles ou pas.

En conclusion, l'idée d'un seuil de formation stellaire, et d'un rayon critique au delà duquel toute formation stellaire est supprimée (ou bien d'une densité critique) semble avoir peu de pouvoir prédictif pour décider où la formation stellaire est active ou pas. S'il y a effectivement un seuil d'instabilité gravitationnelle correspondant à la zone dans laquelle l'ensemble du disque est instable et donc forme des étoiles, alors au delà du rayon correspondant, la formation stellaire continue à se produire, peut-être en raison d'augmentation locale de la densité, une idée suivie dans les simulations de Bush et al. (2008). Elmegreen & Hunter (2006) ont proposé que l'absence de seuil clair montre que la formation stellaire est le résultat de différents processus qui contribuent tous à produire les tendances observées. Selon eux, plusieurs phénomènes peuvent déclencher la formation stellaire. Le SFR sature ensuite à une valeur maximum (auto-régulation), indépendamment des processus ayant déclenché la formation stellaire en premier lieu. Dans les parties externes des galaxies, aux faibles densités, de bas niveaux de formation stellaire peuvent donc être encore trouvés, tant que l'un de ces possibles processus déclencheurs fonctionne encore.

6.3 Formation stellaire aux faibles densités

Si la section précédente a établi qu'il n'y a pas de seuil pour la formation stellaire (du moins pas aussi clairement que ce qui était cru par le passé), il reste à établir quelles sont les caractéristiques de la formation stellaire galactique aux faibles densités.

Dans Boissier et al. (2007), nous avons vu que les profils de la luminosité UV s'étendent facilement jusqu'à 1.5 fois le rayon optique, ce qui est confirmé avec l'échantillon SINGS (voir figure 6.5). Ces profils sont combinés avec ceux du gaz dans la figure 6.6 tirée de Boissier et al. (2007). La relation entre le SFR et le gaz se poursuit aux faibles densités de manière relativement continue. Les profils de NGC4625, un cas d'école de galaxie XUV la placent à l'intérieur de la dispersion présentée par les autres galaxies. La pente est plutôt raide par rapport à la tendance moyenne, mais il existe une grande dispersion d'une galaxie à une autre, XUV ou pas. Aucune cassure n'est observée au niveau de la séparation entre la partie "normale" de la galaxie et la partie étendue.

Une autre façon d'étudier la formation stellaire aux faibles densités est de se tourner vers

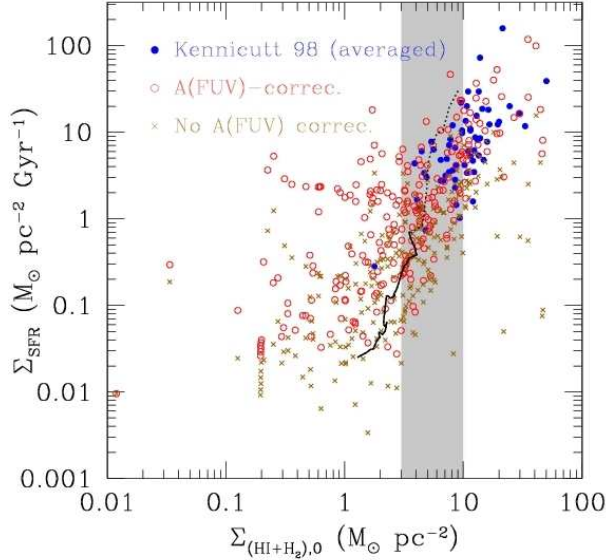


FIG. 6.6 – Les profils radiaux de gaz et FUV pour les grandes galaxies observées par GALEX suivent la relation de Kennicutt (1998b) (points bleus) et l’étendent aux faibles densité, en dessous des densités pensées “critiques” auparavant (bande grise). Le trait noir montre en superposition la relation entre les profils UV et HI dans NGC4625, en pointillés dans la partie centrale, en continu dans la partie “XUV”. Basé sur Boissier et al. (2007).

les galaxies à faible brillance de surface (LSBs pour *Low Surface Brightness galaxies*). Bien que certaines d’entre elles soient aussi massive que les galaxies habituelles, elles sont plus étendues, et donc présentent des densités plus faibles. Dans Boissier et al. (2008), nous avons étudié un échantillon de galaxies LSBs avec le but d’y étudier la formation stellaire. En appliquant les calibrations habituelles, nous avons transformé l’émission FUV des galaxies LSBs en SFR, et l’avons comparée à un échantillon de galaxies normales (figure 6.7). Les galaxies LSBs se situent à des SFR légèrement plus faibles pour la même quantité de gaz par rapport aux galaxies “normales” (en particulier du côté des LSBs massives). Ce résultat n’est pas totalement inattendu puisque les galaxies sont plus diffuses et plus étendues pour la même masse (et la même vitesse de rotation) : avec une loi du type $\Sigma_\psi \propto \Sigma_{gas}^n V(R)/R$, le SFR sera en moyenne plus faible en raison du facteur $1/R$ et de la dépendance non linéaire avec la densité de gaz.

Lors de cette étude, nous avons cependant réalisé que les couleurs FUV-NUV des LSBs étaient en désaccord avec les calibrations standard (IMF normale et SFR constant) des traceurs du SFR (voir figure 6.8). Nous avons essayé de reproduire ces couleurs FUV-NUV en tronquant (de manière extrême) l’IMF, mais cela ne nous permet pas de rougir suffisamment les couleurs. Nous avons aussi rejeté la possibilité d’un effet de rougissement dû à la poussière essentiellement en raison des faibles flux observés dans l’infra-rouge lointain dans les galaxies LSBs. Finalement, nous avons envisagé l’hypothèse d’un épisode de formation stellaire tronqué, menant à un rougissement rapide des couleurs. Cela nous a amené à penser que ces galaxies (et peut-être les zones de galaxies se trouvant à de faibles densités de gaz) pourraient avoir connu une succession de phases actives et calmes au cours de leur histoire de formation stellaire. A partir de la figure 6.8, on peut estimer l’âge du dernier épisode de formation stellaire dans chacune de ces galaxies. Le bas de la figure 6.9 permet alors de calculer la masse formée lors de ce dernier épisode (en

FIG. 6.7 – Comparaison de la loi de Schmidt globale en fonction de la masse de HI pour un échantillon de galaxies normales (vert, tiré de la base de données GOLDMine, <http://goldmine.mib.infn.it/>), et pour les SFR mesurés dans des galaxies LSBs par différents traceurs dont le FUV dans Boissier et al. (2008). Ces derniers sont les carrés noirs. Les cercles rouges indiquent les valeurs corrigées après la diffusion de données GALEX avec un pipeline amélioré (GALEX Release 4), postérieures à l'article.

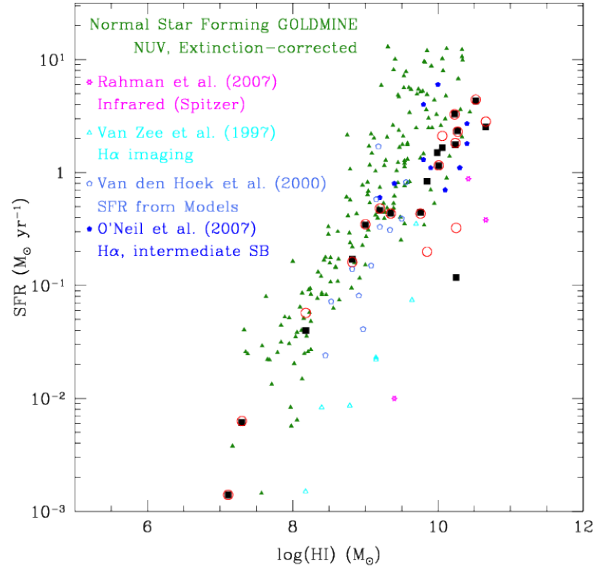
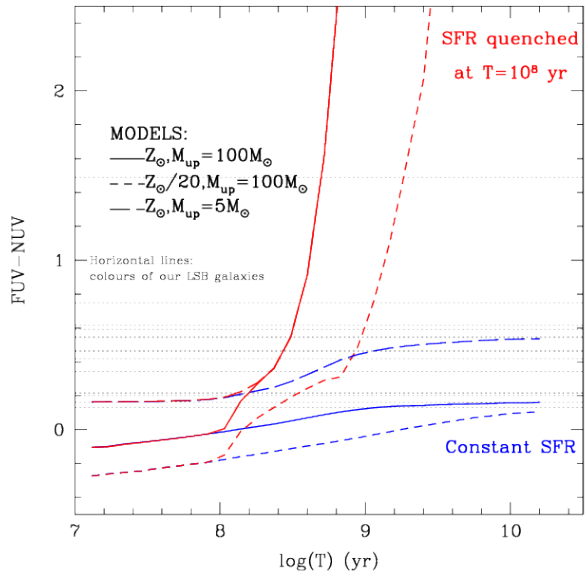


FIG. 6.8 – Couleur FUV-NUV de galaxies à faible brillance de surface (lignes horizontales) comparées avec plusieurs modèles montrant cette couleur en fonction du temps. Les modèles à SFR constant ne peuvent pas expliquer l'ensemble des couleurs observées (même avec une métallicité différente ou une IMF tronquée à 5 masses solaires). Seuls les modèles post-burst peuvent croiser les valeurs observées. Cette figure est similaire à celle se trouvant dans Boissier et al. (2008) mais reproduite avec les données du GALEX Release 4, postérieur à l'article.



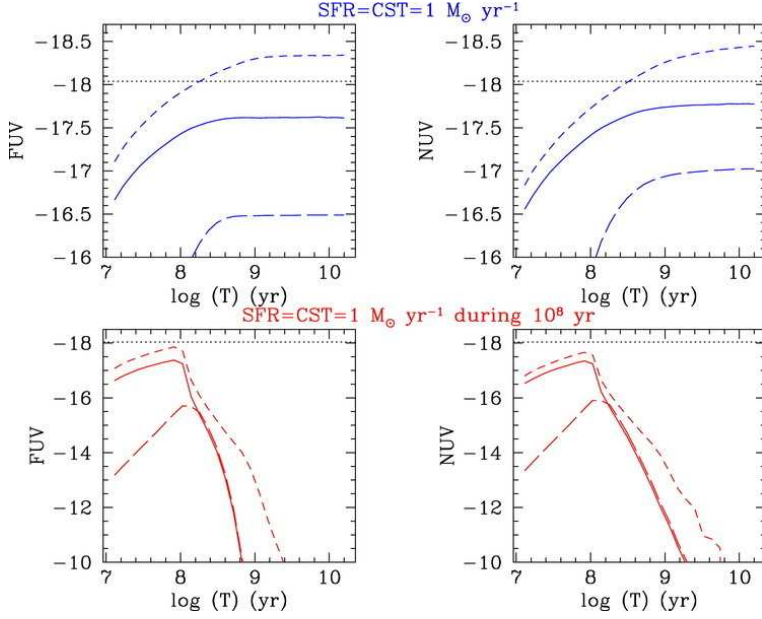


FIG. 6.9 – Emission FUV et NUV (gauche et droite) pour un SFR constant (haut) ou pour un épisode de 10⁸ ans (bas). Une fois connu l'âge du dernier épisode de formation stellaire, un tel graphique peut être utilisé pour calculer la masse d'étoiles formées lors de cet épisode. D'après Boissier et al. (2008).

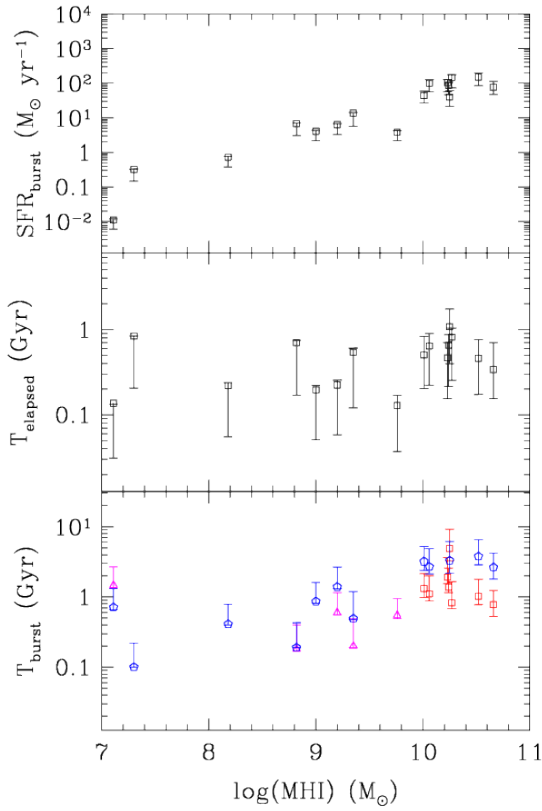
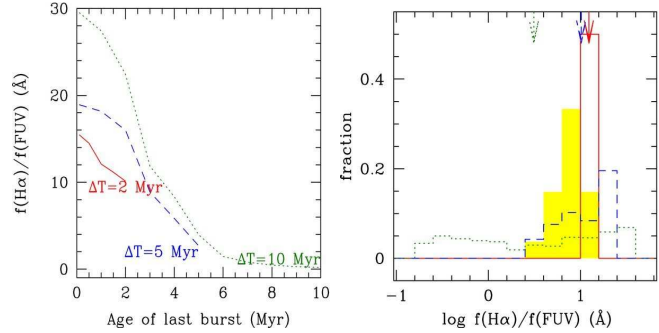


FIG. 6.10 – SFR estimés durant le burst (haut), temps écoulé depuis le dernier burst (milieu), et durée totale passée dans le mode “burst” par la galaxie pour former la masse stellaire mesurée aujourd’hui. L’axe horizontal est la masse de gaz HI dans ces galaxies. Les points montrent la valeur obtenue pour la relation masse-métallicité de McGaugh (1994), les barres d’erreur les valeurs obtenues en variant la métallicité de 1/20 solaire à solaire, ce qui couvre les valeurs habituellement trouvées dans les LSBs. Dans le panneau du bas, les carrés, triangles et pentagones correspondent à des masses stellaires déduites respectivement des magnitudes en bande K, R et r. Cette figure est similaire à celle se trouvant dans Boissier et al. (2008) mais reproduite avec les données du GALEX Release 4, postérieure à l’article.

FIG. 6.11 – *Gauche* : rapport $H\alpha/UV$ attendu pour des histoires de formation stellaire constituées de sursauts instantanés espacés de $\Delta T = 2, 5$ et 10 Myr, en fonction de l'âge du dernier sursaut. La distribution obtenue est montrée à droite, et comparée à une distribution mesurée dans des galaxies de faibles masses en histogramme plein). D'après Boselli et al. (2009), à consulter pour les détails.



normalisant les courbes pour obtenir la bonne luminosité à l'âge déduit des couleurs). La figure 6.10 montre le résultat pour notre échantillon de galaxies à faible brillance de surface : nous avons pu estimer l'intensité de l'épisode de formation stellaire, le temps écoulé depuis le dernier épisode, et en combinant ces résultats avec une estimation de la masse stellaire de la galaxie, la durée que celle-ci a dû passer en mode "actif" pour former ces étoiles. Nous avons ainsi trouvé que les propriétés des galaxies massives mais à faible brillance de surface peuvent être expliquées si elles sont formées par une succession d'événements de formation stellaire importante, séparés par des phases plus calmes.

Une variabilité de la formation stellaire pourrait peut-être aussi expliquer les cas où $H\alpha$ semble déficient par rapport au FUV : nous avons parlé des parties externes des galaxies ci-dessus, et des naines (section 3). Une alternative qui a été proposée est une variation de l'IMF (section 2.8.2). La figure 6.11 montre les valeurs attendues du rapport $H\alpha/FUV$ pour des histoires de formation stellaire consistant de séquences de sursauts espacés de $\Delta T = 2, 5$ et 10 Myr (une telle histoire pourrait correspondre aux événements dominants l'histoire des galaxies naines dans lesquelles à un instant donné, un sursaut peut dominer la formation stellaire). Plus la durée ΔT est courte, plus le rapport a une valeur bien établie (proche de la valeur obtenue pour un SFR constant : $12.8 \text{ \AA}$) avec une dispersion petite. Au contraire, pour des espacements plus longs, la valeur moyenne décroît, et la dispersion autour de cette valeur augmente. Une variation de l'IMF avec le SFR (IGIMF) devrait elle avoir pour effet de diminuer la valeur moyenne, mais ne jamais produire de valeurs élevées du rapport quand on s'intéresse aux petites galaxies. La distribution des valeurs observées dans un échantillon de galaxies de faibles masses étudié dans Boselli et al. (2009) est montrée sur la droite de la figure 6.11. Celle-ci n'est pas très différente de celle attendue pour des sursauts de formation stellaire espacés de quelques Myr, surtout compte tenu des possibles effets de sélection.² Au contraire de ce qui est observé, la théorie IGIMF prédit que la distribution devrait se décaler vers la gauche vers les valeurs plus faibles que le rapport standard pour un SFR continu (environ $12.8 \text{ \AA}$). Il faut noter cependant que les corrections d'extinction (et de sélection d'échantillon rendent l'analyse de ce rapport assez difficile, ce qui explique que d'autres études ne parviennent pas aux mêmes conclusions

²En effet, la comparaison est difficile car la distribution est sensible à la sélection de l'échantillon. Une exclusion des Starbursts élimine automatiquement les galaxies avec des rapports élevés.

(e.g. Meurer et al., 2009). Des approches différentes semblent pointer elles aussi à des difficultés pour la théorie IGIMF (Calzetti et al., 2011) mais le débat n'est pas définitivement clos.

Quatrième partie

Histoire de la Formation Stellaire et rôle de l'environnement

CHAPITRE 7

Histoire de la Formation Stellaire

ARTICLES LIÉS À CE CHAPITRE :

BOISSIER ET AL. (2010), BOISSIER (2012)

7.1 Taux de formation stellaire spécifique (SSFR)

Il a été mentionné au chapitre 1 les possibles influences de la densité stellaire sur le taux de formation stellaire, et cela a été testé empiriquement (section 5.4). On observe en effet des relations entre la densité de surface du SFR et des étoiles. On observe aussi des relations entre SFR et masse stellaire sur l'échelle des galaxies (voir section 7.3). L'interprétation en général admise de ces relations est cependant qu'elles ne sont pas (ou pas seulement) causales, mais reflètent l'histoire de formation stellaire des galaxies (la masse stellaire est le fruit de l'accumulation des générations d'étoiles formées au cours du temps).

Le rapport entre le taux de formation stellaire et la masse d'étoiles, le taux de formation stellaire spécifique (taux de formation stellaire par unité de masse, SSFR pour *Specific Star Formation Rate*) est même un diagnostic important de l'histoire des galaxies (e.g. Buat et al., 2008; Noeske et al., 2007; Bell et al., 2005). Le SSFR a l'avantage sur le taux de formation stellaire d'être une quantité normalisée, représentant l'équilibre entre l'activité présente d'une galaxie (le SFR) et son activité passée. Une quantité qui lui est directement relié est le "*birthrate parameter*" b , le SFR actuel divisé par le SFR moyen au cours de l'histoire de la galaxie (Kennicutt, 1998a). Empiriquement, cette valeur peut être estimée assez simplement à partir de la largeur équivalente de la raie $H\alpha$ et les couleurs des galaxies. Salim et al. (2005) par exemple fournit une relation entre b et la couleur NUV-r. De nos jours, nous avons beaucoup

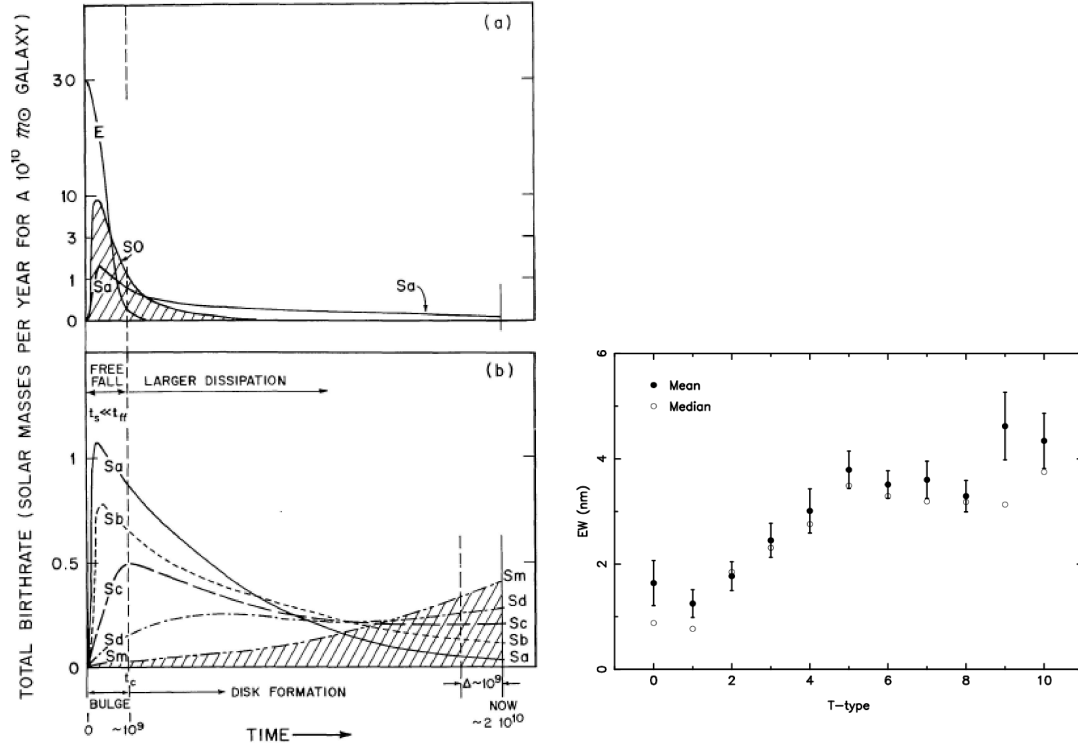


FIG. 7.1 – Gauche : Illustration qualitative de l'histoire de formation stellaire des galaxies de différents types (Sandage, 1986). Les galaxies précoces sont montrées dans le panneau a et les tardives dans le panneau b. Il est évident que le paramètre b (ou le SSFR) augmente des types précoces vers les types tardifs. A droite, la largeur équivalente de la raie $H\alpha$ (qui peut être considérée comme une mesure du paramètre b , voir Kennicutt, 1998a) en fonction du type des galaxies, d'après James et al. (2004).

d'observations multi longueur d'onde qui permettent de contraindre les masses stellaires, ce qui rend l'usage du SSFR de plus en plus fréquent par rapport à l'usage de b . Ce sont cependant deux quantités très proches (dans un modèle d'évolution chimique en boîte fermée, avec une fraction de masse restituée au milieu interstellaire par génération stellaire R , et un âge T , on peut écrire $SSFR = b/((1 - R)T)$).

Le SSFR (ou b) est donc une quantité très intéressante pour étudier l'évolution des galaxies. Dans l'univers proche, il existe une relation entre la largeur équivalente $H\alpha$ (Kennicutt, 1998a) et le type morphologique (montré en figure 7.1 avec les données de James et al., 2004). Cette relation est due aux différentes histoires de formation stellaire des galaxies de différents types, telles qu'elles ont été illustrées (panneau de gauche de la figure 7.1) par Sandage (1986). Le SSFR peut aussi être utilisé le long des profils des galaxies proches pour obtenir des indications

sur la croissance des galaxies (Muñoz-Mateos et al., 2007) ou à grand redshift pour découvrir les secrets de la formation des galaxies aux époques plus anciennes (e.g. Noeske et al., 2007).

7.2 Décrypter l'évolution du SFR

Le SSFR, discuté dans la section précédente, est une quantité qui nous apporte des indications intéressantes sur l'histoire des galaxies, mais seulement de manière grossière : le rapport entre le SFR actuel et la valeur moyenne qu'il avait dans le passé. Idéalement, pour décrypter l'histoire d'une galaxie, nous aurions besoin de connaître son histoire de formation stellaire (SFH pour *Star Formation History*), c'est à dire la variation du SFR avec le temps. Dans quelques cas, il est possible de la déduire des observations.

Une méthode indirecte consiste à comparer les prédictions des modèles supposant une SFH (par exemple : un SFR déclinant exponentiellement avec le temps, ou bien des histoires plus complexes) avec un ensemble d'observations. Cela peut être le cas par exemple des modèles d'évolution chimique de notre Galaxie (e.g. Boissier & Prantzos, 1999) qui sont contraints par des observations comme la relation âge-métallicité, la fraction de gaz, les distributions de métallicité. De manière similaire, nos modèles d'évolution chimique et spectro-photométrique des galaxies spirales (obtenus en généralisant le cas de la Voie Lactée) prédisent une histoire qui est contrainte par de nombreuses observations parmi lesquelles les relations couleurs-magnitudes (Boissier & Prantzos, 2000), la fraction de gaz (Boissier et al., 2001), les gradients d'abondances et de couleurs (Prantzos & Boissier, 2000a). Les modèles de synthèse de spectres galactiques (comme e.g. les codes CIGALE et LePhare, Noll et al., 2009; Ilbert et al., 2008) sont un autre exemple, contraints par des spectres observés, des distributions d'énergie spectrale (SED pour *Spectral Energy Distribution*) ou simplement des couleurs.

Dans la Voie Lactée, il est possible de déterminer les âges d'un grand nombre d'étoiles. En mesurant combien d'étoiles sont trouvées par intervalle d'âge, on peut directement reconstruire la SFH. Il faut cependant prendre garde à la composante étudiée (see e.g. Wyse, 2009) : on suppose en général que dans le disque mince (sur la base d'observations et de modèles d'évolution chimique), le SFR dans le Voisinage Solaire a oscillé autour d'une valeur plus ou moins constante, mais qu'il a décliné avec le temps si on considère l'ensemble du disque. Le disque épais et le Halo ont certainement eu des histoires différentes. Rocha-Pinto et al. (2000) ont utilisé 552 naines avec des âges chromosphériques pour déterminer une SFH consistant d'une série de sursauts de petite amplitude dans leurs bins de 0.4 Gyr. Fuchs et al. (2009) ont utilisé un ensemble de naines M pour en déduire une augmentation du SFR de la voie lactée en remontant le temps, et l'a comparée à diverses déterminations. Malgré des travaux de ce type, l'histoire de notre Galaxie n'est pas encore totalement comprise (e.g. Freeman, 2011).

Une autre méthode consiste en l'analyse de diagrammes couleur-magnitude (CMDs pour *Color Magnitude Diagrams*). En combinant la position observée des étoiles dans un CMD avec des modèles d'évolution stellaire, il est possible de retrouver l'histoire des galaxies. Cette approche a été utilisée dans la Voie Lactée (Hernandez et al., 2000; Cignoni et al., 2006) mais

avec (en particulier) les observations du HST, il est devenu possible de résoudre les étoiles dans de nombreuses galaxies proches et d'appliquer la même méthode pour déterminer leur SFH. Dans les naines du Groupe Local, on a trouvé une grande variété de SFH avec des épisodes d'activité de formation stellaire séparés par de courtes périodes calmes (voir Tolstoy et al., 2009, et leurs références). Harris & Zaritsky (2009) ont déterminé par la même méthode la SFH du LMC (*Large Magellanic Cloud*), et même de diverses régions à l'intérieur de cette galaxie.

Bien évidemment, comparer le SFR “instantané” de différentes galaxies à différentes époques (différents redshifts) est une autre façon de décrypter l'histoire des galaxies (en supposant que les galaxies observées à différents redshifts sont extraites de la même population). De nos jours, des sondages profonds ont permis de mesurer le SFR de nombreuses galaxies dans plusieurs échantillons jusqu'à des redshifts très élevés. Quelques résultats obtenus grâce à ce type d'observations sont discutés dans les sections suivantes.

7.3 Évolution individuelle avec le redshift

Il est intéressant de noter qu'une relation entre SFR et masse stellaire semble exister (même si c'est avec une dispersion très importante) à presque tous les redshifts (nous en avons fait une compilation dans Boissier et al., 2010, jusqu'à redshift 2, reproduite en figure 7.2). La figure 7.3, tirée de González et al. (2011), montre que cette relation existe peut-être jusqu'aux plus grands redshifts (nonobstant les grandes incertitudes sur e.g. les traceurs du SFR et les corrections d'extinction - plus ou moins inconnues- qui devraient être appliquées). Ces relations sont cependant très dispersées, sujettes à de très grandes incertitudes et possibles biais (sélection d'échantillon). Elles sont à la fois un sujet de recherche actif, et un sujet de discussion animée lors de nos pauses-café.

Même si ces relations ne sont probablement pas causales, elles sont très importantes car elles apportent des contraintes fortes pour les différents modèles d'évolution des galaxies. Par exemple, les lignes dans la figure 7.2 montrent la relation entre masse stellaire et SFR de nos modèles calibrés dans la Voie Lactée et les spirales proches (Boissier & Prantzos, 1999, 2000). A l'origine, ces modèles forment une grille à deux paramètres : le “*spin parameter*” λ (moment angulaire spécifique) et la vitesse circulaire de rotation V_C . Celle-ci jouant un rôle plus dramatique, une valeur typique de $\lambda = 0.05$ est adopté par la suite, et les différences entre modèles ne proviennent que de la variation de V_C qui affecte la masse finale et l'histoire d'accrétion des galaxies (voir Boissier & Prantzos, 2000), ainsi que la loi de formation stellaire (voir section 5.4). Pour ce qui concerne la formation stellaire de ces modèles, nous avons déjà effectué une comparaison de la relation entre le SSFR et la masse stellaire avec des échantillons sélectionnés à redshift 0 et 0.7 dans Buat et al. (2008) et la figure 7.2 complète celle-ci à d'autres redshifts. Le fait que ces modèles obtenus dans une approche à rebours¹ (appelées couramment “*back-*

¹Cette approche consiste à effectuer une calibration des modèles dans l'univers proche (où nous avons beaucoup de contraintes) pour en déduire l'histoire des galaxies qui peut ensuite être comparée aux observations effectuées à grand redshift, dans l'univers jeune.

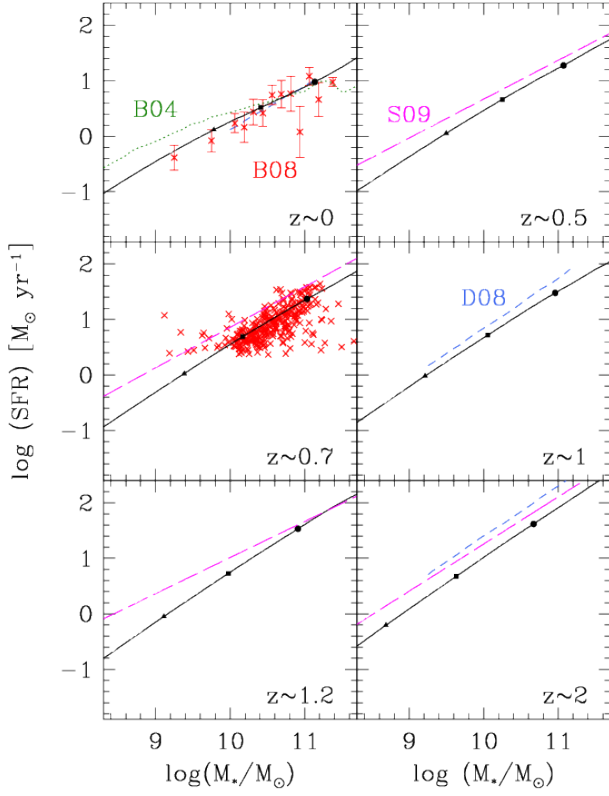


FIG. 7.2 – Relation entre SFR et Masse Stellaire à différents redshifts. Les points colorés sont des observations, la ligne noire un modèle. Voir Boissier et al. (2010) pour les détails et références.

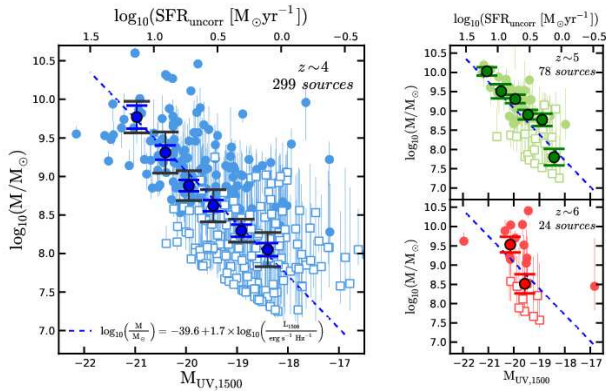


FIG. 7.3 – Possibles relations entre SFR (axe horizontal) et Masse Stellaire (axe vertical) aux très grands redshifts. Voir González et al. (2011) pour les détails.

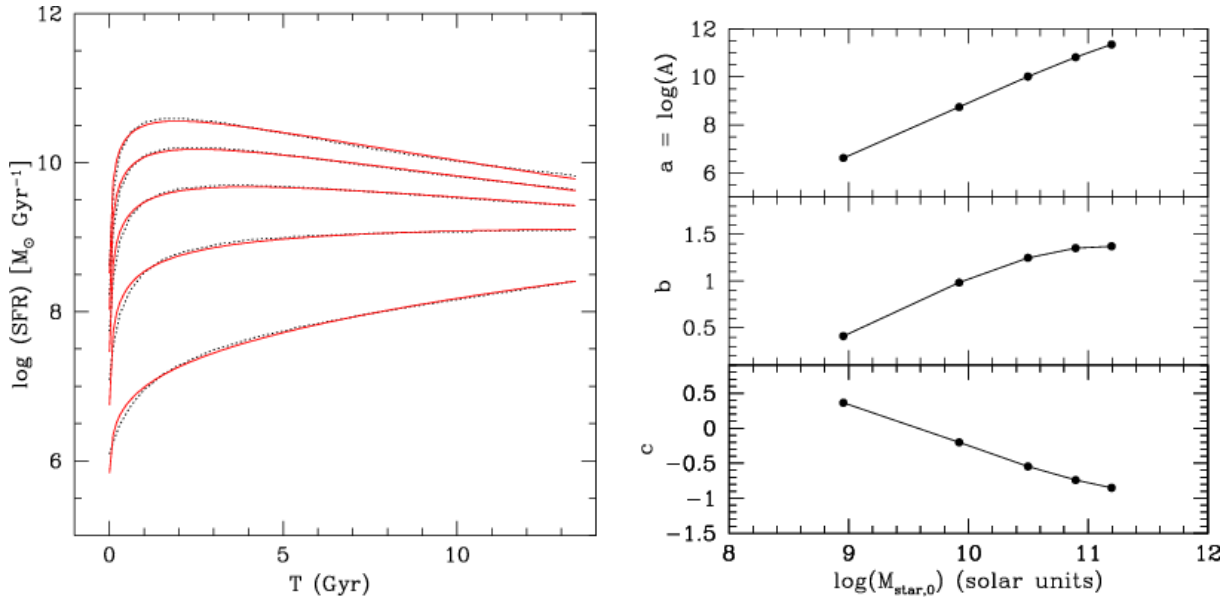


FIG. 7.4 – *Gauche : histoire de la formation stellaire dans nos modèles (pointillé) et ajustement analytique de celle ci (rouge). Les coefficients sont montrés sur la figure de droite en fonction de la masse stellaire finale du système. La formule analytique pour obtenir la SFH est : $\log(SFR(t)) = a + b\log(t) + ct^{0.5}$. D'après Buat et al. (2008).*

ward”) parviennent à reproduire (sans ajustement) de manière très satisfaisante les relations observées jusqu’au redshift unité est très réjouissant. Cela laisse penser que nous avons capturé l’essentiel de l’évolution des galaxies de ce type sur une grande période de l’histoire de l’univers. Les déviations commençant à apparaître entre les redshifts 1 et 2 nous fournissent des indications qui nous permettront d’améliorer à l’avenir la modélisation des objets lointains. La figure 7.4 (tirée de Buat et al., 2008) montre les histoires de formation stellaire de ces modèles, ainsi qu’une paramétrisation permettant de les reproduire facilement.

7.4 Evolution collective

Si le destin des galaxies individuelles est intéressant, nous espérons aussi pouvoir dégager de nos études une compréhension de l’ensemble des galaxies. Une manière de le faire est de construire des fonctions de luminosité, de masse stellaire et de SFR, qui décrivent collectivement les galaxies. Même si ce genre de données existe à très grand redshift, je reste dans cette section concentré sur les galaxies à redshift inférieur à 2, que nous avons pu utiliser dans Boissier et al. (2010) pour construire un modèle cohérent de l’évolution de la “collectivité” des galaxies.

Un premier élément à noter est que la distribution de masse des galaxies formant des étoiles n’évolue pas avec le redshift jusqu’à un redshift d’environ 1 (figure 7.5, voir e.g. Ilbert et al.,

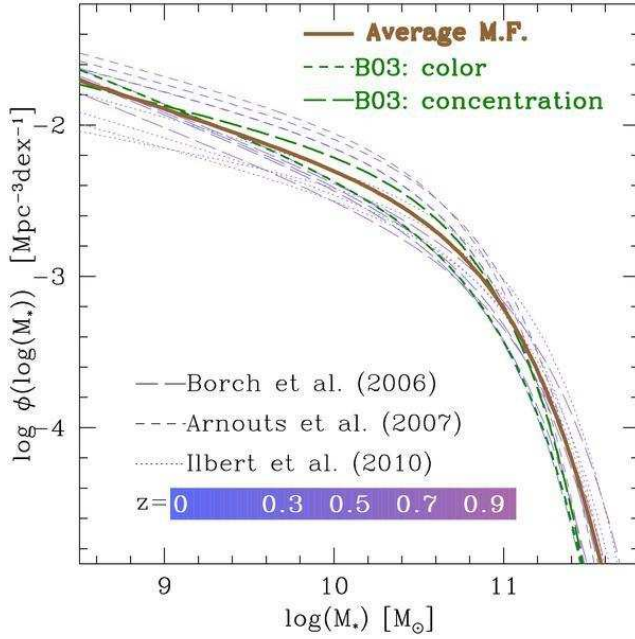


FIG. 7.5 – *Fonction de masse stellaire observées entre les redshift 0 et 1 pour les galaxies formant des étoiles. Une certaine dispersion existe, mais à l'intérieur de chaque étude, une évolution très faible est trouvée. Une approche pédagogique consiste à supposer que cette distribution est effectivement constante en adoptant une fonction moyenne (AMF, Average Mass Function). D'après Boissier et al. (2010).*

2010). Ce résultat semble paradoxal au premier abord puisque la masse stellaire de chacune de ces galaxies augmente avec le temps. L'explication du paradoxe réside dans le fait que, à une masse donnée, certaines galaxies cessent leur activité de formation stellaire et sortent de cette catégorie. Leur nombre compense celui des galaxies qui atteignent cette masse par leur activité de formation stellaire dans le même temps.

Une façon d'essayer de décrire l'évolution collective des galaxies en se débarrassant de cet effet est de construire des fonctions de vitesse plutôt que des fonctions de masse, la vitesse étant dans le cas présent le paramètre des modèles décrit dans la section précédente. Ceci nous permet d'identifier un type de galaxie, sans évolution dans le temps de cette identification (contrairement à la masse). C'est ce que nous avons fait dans Boissier et al. (2010), en supposant la fonction de masse stellaire des galaxies effectivement constante, et en adoptant une distribution moyenne parmi celles observées (AMF sur la figure 7.5).

En combinant l'évolution individuelle de modèles de galaxies et cette fonction de masse constante, on peut calculer la fonction de vitesse, et tout un ensemble de prédictions "statistiques" de façon très simple (figure 7.6). La fonction de vitesse déduite ainsi prédit une diminution avec le temps du nombre de galaxies formant des étoiles. En conséquence, 50 % des galaxies similaires à la Voie Lactée au redshift 1 ont dû disparaître aujourd'hui (et le nombre est encore plus grand pour les galaxies plus massives). Cette constatation très simple à obtenir place déjà des contraintes sur les phénomènes qui amènent une fraction des galaxies à couper leur formation stellaire. Ces phénomènes ne peuvent pas être restreints aux amas de galaxies, par exemple puisqu'ils sont trop peu nombreux pour pouvoir expliquer ces pourcentages. Il semble plus probable que les phénomènes menant à l'arrêt de la formation stellaire de 50 % des galaxies de type Voie Lactée soient associés aux groupes de galaxie, beaucoup plus fréquents (ou

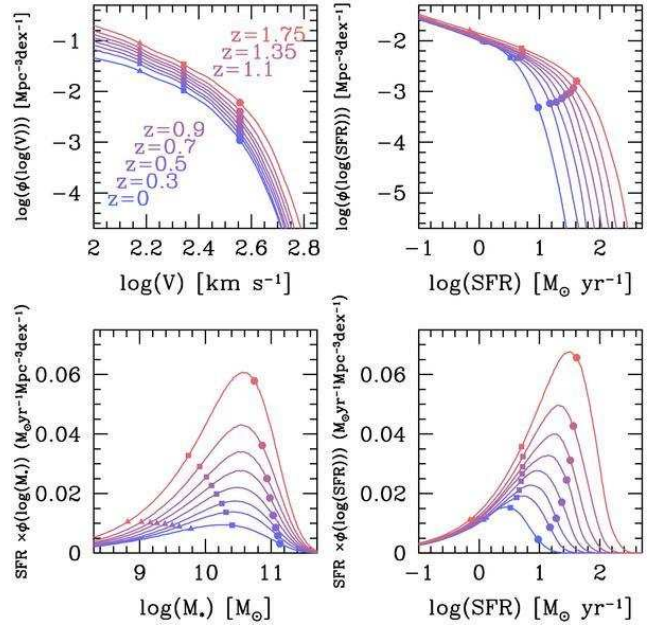


FIG. 7.6 – Distributions prédites (fonction de vitesse, fonction de SFR, contribution au SFR total de chaque masse stellaire, et de chaque SFR) en combinant un modèle simple d'évolution des galaxies individuelles et une fonction de masse constante (suggérée par les observations). D'après Boissier et al. (2010).

peut-être aux filaments cosmiques?).

La figure 7.6 montre une évolution de la fonction de SFR prédite par ce modèle simple. Le pendant observationnel existe (figure 7.7) et a été compilé dans Boissier et al. (2010), mais d'autres références existent, y compris plus récentes, sans affecter l'analyse (e.g. Bothwell et al., 2011, dans l'univers proche). La comparaison entre modèles et observations n'est pas parfaite, mais reproduit le fait que des SFR plus élevés sont obtenus en allant vers les plus grands redshifts. Ces modèles simples ne reproduisent pas les galaxies les plus actives, mais celles-ci ne dominent ni le nombre, ni le SFR intégré de l'ensemble des galaxies. Il faut noter qu'il y a encore des différences sensibles entre les études observationnelles dues aux différents traceurs utilisés (UV, infrarouge...) et aux critères de sélection (e.g. limites utilisées, exclusion d'AGN, etc). Il semble y avoir un désaccord assez grand à redshift zéro, ce qui sera discuté un peu plus loin.

Ce qui précède concerne les galaxies formant des étoiles, mais nous avons vérifié dans Boissier et al. (2010) que le nombre de galaxies devant cesser leur formation stellaire pour reproduire l'AMF est compatible avec l'augmentation du nombre de galaxies passives pendant la même période.

7.5 Evolution cosmique

On ne peut pas parler d'évolution "collective" des galaxies sans parler d'évolution "cosmique", et en particulier du taux de formation stellaire "cosmique". Il s'agit du SFR par unité de volume moyenné sur de très grandes échelles, afin d'obtenir un SFR représentatif de l'ensemble des

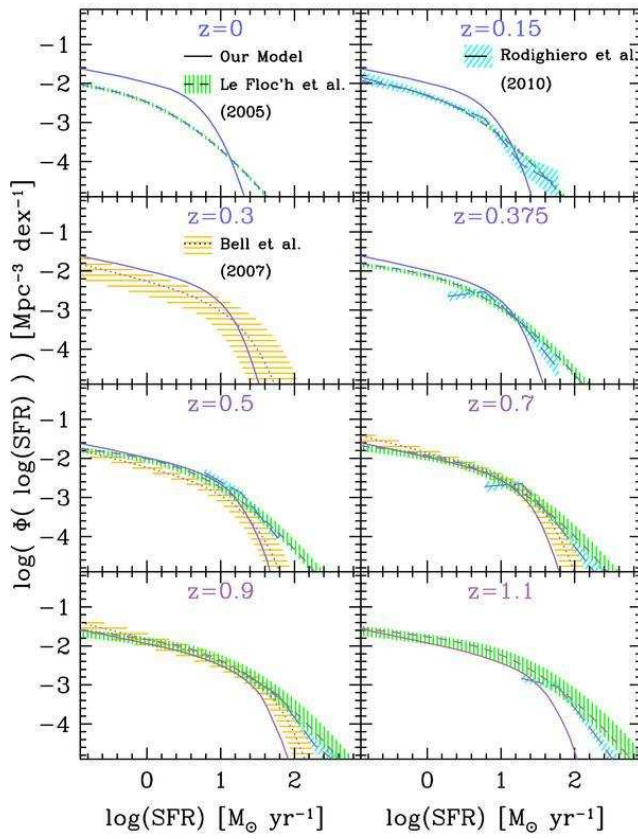
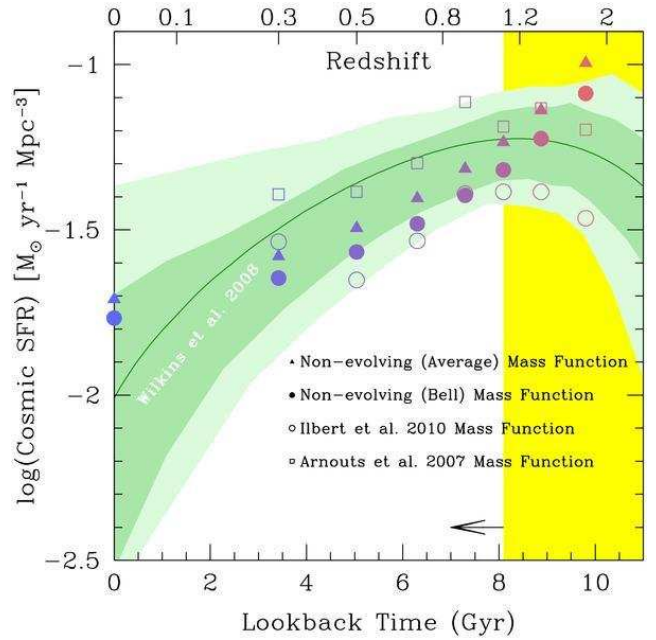


FIG. 7.7 – *Distributions du SFR à différents redshifts obtenues dans différentes études, compilées et comparées à un modèle simple. D'après Boissier et al. (2010).*

FIG. 7.8 – Évolution du SFR cosmique entre les redshifts 0 et 2. La région coloriée correspond au domaine observationnel de Wilkins et al. (2008a), les points au modèle, avec diverses hypothèses pour la fonction de masse (voir Boissier et al., 2010, pour les explications détaillées). D’après Boissier et al. (2010).



populations de galaxies. Le fameux “diagramme de Madau” montre l’évolution d’un tel SFR cosmique avec le redshift (Madau et al., 1996). Depuis lors, de nombreux travaux ont été dédiés à l’addition de quelques points dans ce diagramme, et à son interprétation. Une compilation de mesures du SFR cosmique peut être trouvée dans Hopkins & Beacom (2006), mais de nouvelles observations sont rajoutées chaque année à partir de nouvelles sources, par exemple les sursauts Gamma (Kistler et al., 2009), ou des sondages profonds (voir e.g. Cucciati et al., 2011, pour un SFR cosmique calculé de manière cohérente jusqu’à 12 Gyr dans le passé). Dans l’approche de Boissier et al. (2010), nous avons pu faire une prédiction sur l’évolution du SFR cosmique (la prédiction a un sens essentiellement à redshift inférieur à ~ 1 puisque l’hypothèse d’une fonction de masse constante est valable seulement dans ce domaine). Elle est montrée sur la figure 7.8, où quelques autres hypothèses sont aussi testées (utiliser une autre fonction de masse constante, ou bien directement les fonctions de masses observées à chaque redshift). Jusqu’à un redshift de 1, nos points se retrouvent à l’intérieur de la dispersion des différentes mesures. Au delà nous commençons à sur-estimer le SFR cosmique, mais dans ce domaine notre hypothèse de fonction de masse constante n’est plus valable. L’adoption des fonctions de masse observées à chaque redshift met le modèle en meilleure adéquation avec les observations.

Curieusement, il semble qu’il y ait une légère inconsistance à redshift 0 : bien que dans les barres d’erreur, notre point à $z = 0$ est du côté haut de celles-ci, alors que les autres points ($1 > z > 0$) sont du côté bas (ce qui fait que nous sous-estimons l’évolution du SFR cosmique avec le redshift). En partant d’une fonction de masse stellaire observée pour les galaxies formant des étoiles (figure 7.5) et d’une relation masse stellaire - SFR elle aussi observée (figure 7.2), on obtient à redshift 0 une trop grande densité de SFR cosmique par rapport aux observations (figure 7.8). Dans le même temps, on obtient une distribution de SFR différente de celle observée

à redshift 0 (figure 7.7). On prédit trop de galaxies de SFR intermédiaires qui dominent le SFR cosmique (qui est donc naturellement lui aussi sur-estimé). Ce problème est indépendant des modèles : on peut faire l'exercice décrit ci-dessus en se basant uniquement sur les fonctions et relations observées. Autrement dit, il semble qu'il existe une légère inconsistance à redshift 0 entre la fonction de masse stellaire, la fonction de SFR, et la relation SFR-Masse stellaire. Ce point reste certainement à éclaircir. Une piste pourrait être la différence de sélection entre les échantillons servant à étudier ces différents aspects.

Ce taux de formation stellaire cosmique pourrait aussi être relié à d'autres observables, pour parler "d'évolution chimique cosmique" (l'évolution moyenne du gaz, des étoiles et de la métallicité dans tout l'univers). Wilkins et al. (2008b) par exemple a compilé des mesures de la densité cosmique de masse stellaire et a étudié la cohérence de celle-ci avec le SFR. Un autre sujet qui lui est lié est l'évolution de la métallicité "cosmique" puisque les éléments lourds dans l'univers ont été formés dans les étoiles. Les métallicités de galaxies à grand redshift sont mesurées précisément dans les absorbants de grande densité de colonne dans les spectres de QSO (e.g. Pettini, 2004) et GRB (e.g. Savaglio et al., 2009), mais sont difficiles à relier à la métallicité moyenne sur de très grand volume, et pourraient ne pas être représentatifs de l'ensemble des galaxies. En effet, la nature des absorbants (et leur représentativité) n'est toujours pas clairement établie. Dans Prantzos & Boissier (2000b), nous avons vu que les absorbants de grande densité de colonne dans les spectres de quasars peuvent nous donner une vision biaisée de la métallicité de l'ensemble des galaxies. Dans Boissier et al. (2003a), nous avons montré que les DLAs avaient certaines caractéristiques des galaxies spirales jeunes, mais d'autres interprétations quant à leur nature restent possibles.

A plus faible densité, on peut encore contraindre la métallicité cosmique à partir de l'abondance de certains ions (e.g. Songaila, 2001). Finalement, il est aussi possible de relier l'abondance d'éléments lourds à la radiation émise par les étoiles responsables de leur formation (e.g. Longair, 1995, et ses références).

Observatoire : « Établissement voué à la surveillance de phénomènes lointains, comme l'expansion de l'univers ou le vieillissement des étoiles, contre lesquels l'humanité est totalement impuissante. »

Le petit Alévèque illustré

CHAPITRE 8

Le rôle de l'environnement

ARTICLES LIÉS À CE CHAPITRE :

BOSELLI ET AL. (2006),BOSELLI ET AL. (2008),BOISSIER ET AL. (EN PRÉPARATION)

Au cours de leur histoire, un nombre important de galaxies doivent voir cesser leur formation stellaire pour pouvoir expliquer l'évolution collective et cosmique observée (sections 7.4 et 7.5). Nous avons vu en effet que 50 % des galaxies du type de la Voie Lactée à redshift 1 ne forment plus d'étoiles aujourd'hui. Une explication à ces histoires disparates peut être cherchée dans leur environnement. En effet, une galaxie spirale dans un environnement très dense (comme un amas de galaxie) ne peut parfois pas survivre en tant que telle, alors qu'elle peut conserver sa nature dans des régions peu denses.

Les nombreux et possibles effets de l'environnement sont largement discutés dans la littérature (voir par exemple la revue de Boselli & Gavazzi, 2006). Je me focalise dans cette section sur quelques études auxquelles j'ai fortement contribué et qui illustrent ces effets sur la formation stellaire et son histoire.

8.1 Effets sur les profils

La galaxie NGC4569 se situe dans l'amas de Virgo ; elle est connue pour sa faible quantité de gaz HI par rapport aux spirales de masse semblable. Il suffit de regarder les images de la galaxie à différentes longueur d'onde (figure 8.1) pour réaliser que cette faible fraction de gaz provient d'une troncation du disque de gaz de la galaxie. Alors que les étoiles (tracées par les

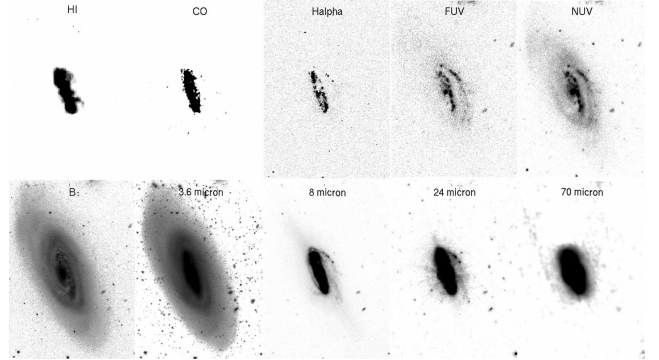


FIG. 8.1 – *NGC4569* à de nombreuses longueur d'ondes montrant son contenu en gaz, étoiles jeunes ou vieilles et poussière D'après Boselli et al. (2006).

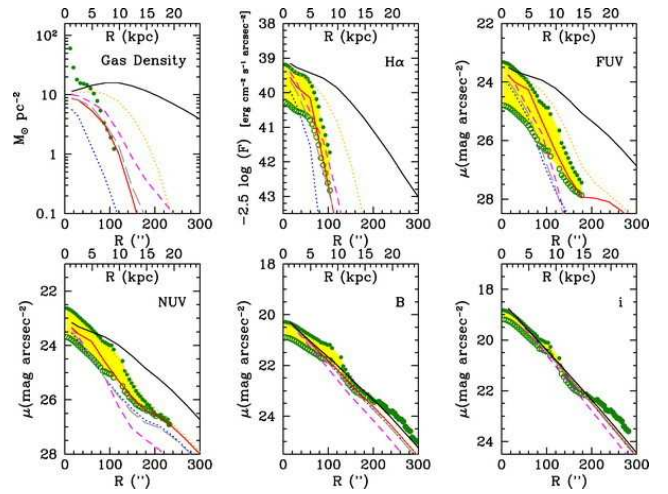


FIG. 8.2 – *Profils de la galaxie NGC4569 observés (cercles ouverts : non corrigés de l'extinction, cercles pleins : corrigés) et comparés à différents modèles n'incluant aucune interaction (courbe noire continue), et différents modèles de ram-pression (lignes colorées). D'après Boselli et al. (2006).*

longueurs d'onde optiques et infrarouges) sont relativement étendues, les observations de HI et CO montrent un disque très réduit. C'est aussi le cas des traceurs de formation stellaire (ce qui est peu étonnant compte tenu de la Loi de Schmidt). La figure 8.2 montre quelques profils dans cette galaxie. Ils exposent de manière très claire la troncation du disque de gaz et en $H\alpha$. Cette figure inclut aussi les prédictions d'un des modèles d'évolution des galaxies spirales normales (basé sur Boissier & Prantzos, 2000), choisi pour reproduire le profil en bande H (traçant les populations stellaires vieilles) et la courbe de rotation. Ces modèles ne prédisent pas la troncation observée dans les profils de gaz et les traceurs de formation stellaire ou encore dans les populations stellaires jeunes. En supposant que le profil en bande H et la courbe de rotation ont été peu affectés par des événements récents, on peut utiliser ce modèle comme "référence" en l'absence d'interaction, et rajouter dans la modélisation l'effet d'une interaction récente pour essayer de reproduire les profils (et troncations) observés. Nous avons trouvé (Boselli et al., 2006) que l'introduction dans le modèle d'une perte de gaz sous l'effet de la pression de béliet (*ram-pressure*) due à l'amas¹, permet en effet d'obtenir un accord satisfaisant avec les profils

¹Le gaz de la galaxie ressent une pression dynamique due à la densité du gaz dans l'amas et à la vitesse de déplacement de la galaxie au travers de celui-ci.

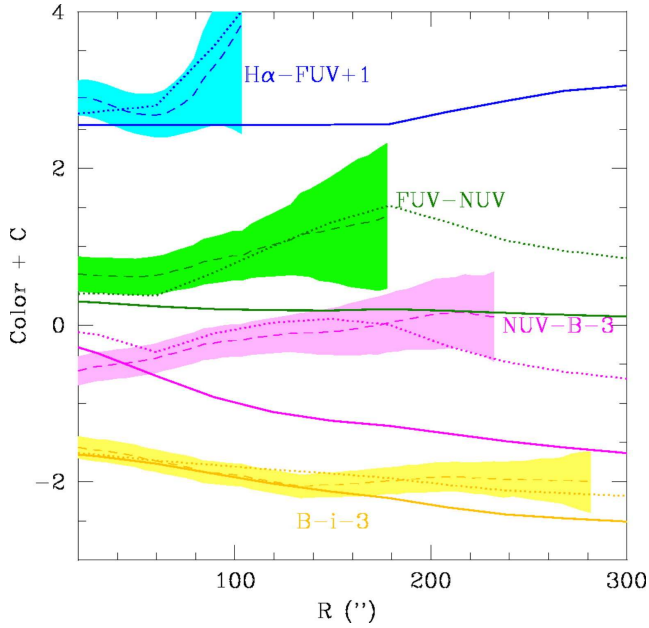


FIG. 8.3 – *Profils de couleurs observés dans la galaxie NGC4569 (tirets et zone coloriée) comparés à un modèle de référence (courbe continue), et au modèle incluant une interaction avec l’amas par pression de Bélér (ram-pression, courbe en pointillés). On note une inversion du gradient de couleur pour les couleurs impliquant un traceur de formation stellaire, ou de la population stellaire jeune (rougissement avec le rayon, au lieu d’un bleuissement en l’absence d’interaction). D’après Boselli et al. (2006).*

observés en fixant les deux paramètres de cette interaction (âge, et efficacité). Les profils de gaz et de $H\alpha$ sont bien tronqués. Ils le sont aussi (mais avec un profil moins raide) dans les bandes UV, et très peu dans l’optique. Cette situation produit une inversion du gradient de couleur (figure 8.3) par rapport aux galaxies “normales” (sans interaction).

Bien que l’étude de NGC4569 ne fournisse qu’un exemple, il est très instructif. Plusieurs points sont à retenir :

- i) La pression de béliér dans les amas peut retirer des quantités significatives de gaz dans les grandes galaxies spirales, ce qui va réduire leur formation stellaire si elles suivent une forme de la loi de Schmidt.
- ii) Les profils comportent de claires signatures de ce type d’interaction (inversion du gradient de couleur).
- iii) Le profil $H\alpha$ est très affecté car le gaz a été retiré il y a plus longtemps que son temps caractéristique d’émission. Le profil FUV est affecté dans une moindre mesure (et NUV à un niveau encore plus faible) car l’âge de l’interaction est similaire à la durée de vie des étoiles contribuant à ces longueurs d’onde. Autrement dit : des étoiles formées avant l’interaction continuent à briller en UV alors qu’il n’y a plus de sources de gaz ionisant. Ce point est à rapprocher de la variabilité du rapport $H\alpha/UV$ avec la micro-histoire de formation stellaire (section 2.8.3).
- iv) Le point précédent est aussi à relier à la question de l’existence ou non de seuil pour la formation stellaire. Nous avons vu dans la section 6 que dans un certain nombre de cas, on observe une troncation du profil radial en $H\alpha$ mais pas en UV, pourtant deux traceurs habituels de la formation stellaire. Les profils de NGC4569 montrent que la pression de Bélér peut en effet produire des disques plus tronqués en $H\alpha$ qu’en FUV. Une interaction

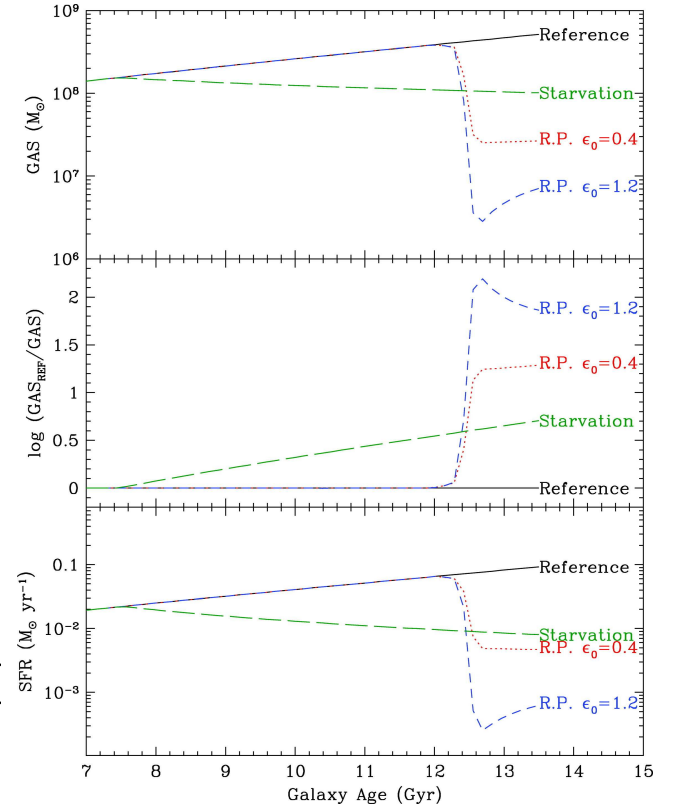


FIG. 8.4 – *Evolution de la quantité de gaz, la déficience en gaz et le taux de formation stellaire pour un modèle sans interaction (référence), pour un modèle de “starvation” et pour des modèles incluant une pression de Bélier (R.P.) avec deux efficacités différentes. D’après Boselli et al. (2008).*

de ce type peut donc expliquer les différences observées dans les profils H α et UV. Dans ce cas, les profils ne renseignent pas sur un possible seuil de la formation stellaire, mais sur l’âge de l’interaction subie par la galaxie. Les études de densité critique et de seuil de formation stellaire devraient donc prendre garde à exclure des galaxies aussi clairement affectées par une interaction récente (ce n’est en général pas le cas, faute de statistique ou d’études détaillées de chaque objet).

8.2 Formation des galaxies naines elliptiques

Dans Boselli et al. (2008), nous sommes passés (en nous basant sur l’exemple de NGC4569) à une approche plus statistique, en regardant ce qui se passe lorsque la pression de bélier retire du gaz à des galaxies spirales (ou à disque) de masse intermédiaire et faible. Les petites galaxies n’ont pas le potentiel pour retenir du gaz, et sont donc presque entièrement vidées lors de l’interaction. La formation stellaire est donc stoppée de manière assez abrupte par cet effet de l’environnement. Cette disparition du gaz illustrée sur la figure 8.4 où nous avons adopté pour la pression de Bélier deux valeurs de l’efficacité, celle obtenue dans le cas de NGC4569 (section 8.1) et une valeur trois fois plus faible pour tenir compte des possibles positions et

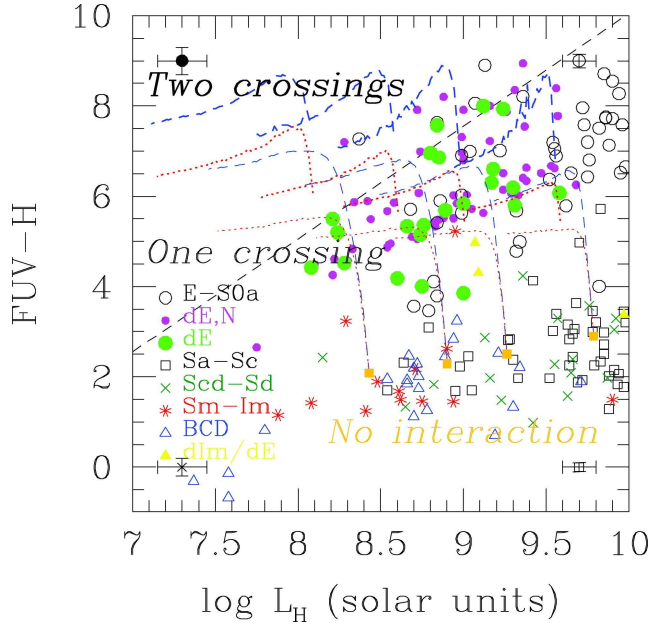


FIG. 8.5 – *Modèles de galaxies sans interaction (carrés dorés pleins. Les lignes connectent ces modèles à ceux incluant une interaction à différents âges, et un passage ou deux au travers de l’amas (“one crossing” et “two crossing” sur la figure). Les deux types de lignes (pointillés rouges et tirets bleus) correspondent à des efficacités différentes. Alors que les modèles sans interaction correspondent aux galaxies de type tardif, les modèles avec interaction peuvent reproduire les propriétés des galaxies de type dE (dwarf elliptique). D’après Boselli et al. (2008).*

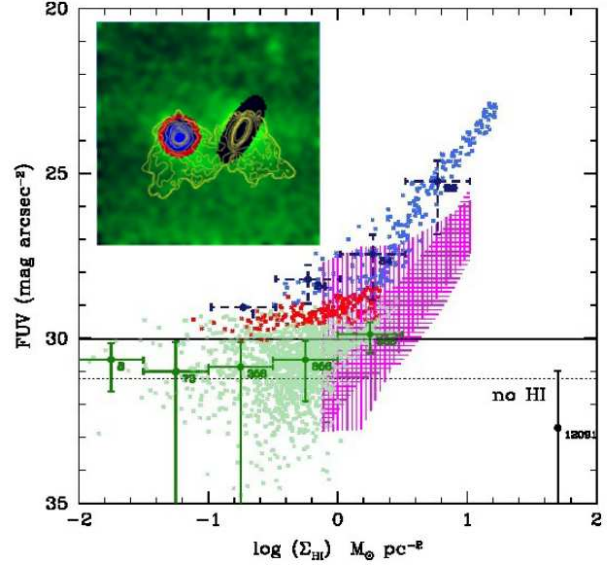
géométries différentes des galaxies. Nous avons aussi produit un modèle de “starvation”² mais celui-ci ne parvient pas à diminuer la quantité de gaz présente dans le disque suffisamment pour reproduire les propriétés des galaxies nous intéressant.

Le temps de croisement de l’amas étant de 1.7 Gyr, les galaxies ayant pénétré dans l’amas suffisamment tôt ont eu le temps de le traverser deux fois, et ont donc connu deux épisodes de pression de Bélier. Le deuxième passage a pour effet d’enlever le gaz résiduel, et celui restitué par les étoiles de faible masse étant parvenues au terme de leur existence entre temps (voir Boselli et al., 2006, pour les détails). Suite aux épisodes de pression de Bélier, les galaxies deviennent plus rouges et moins lumineuses, ce qui permet d’expliquer la formation de nombreuses galaxies naines elliptiques (dE, dwarf Elliptical) dans l’amas de la Vierge (voir figure 8.5).

Les exemples donnés dans cette section et la précédente montrent que nous savons modéliser une coupure de la formation stellaire résultant d’un effet de l’environnement pour certaines galaxies. Ces études ont cependant été limitées à l’amas de la Vierge, une région très dense. L’évolution collective (section 7.4) des galaxies indique cependant que d’autres effets doivent intervenir dans des structures plus petites (peut-être les groupes) pour pouvoir affecter un nombre suffisant de galaxies pour expliquer les tendances observées. Il me semble donc que l’évolution cosmique des galaxies ne pourra être comprise qu’en croisant cet axe de recherche avec l’étude des effets d’environnement sur l’évolution des galaxies individuelles, y compris dans les groupes. C’est sans doute une piste de recherche très intéressante pour les années à venir.

²l’accrétion de gaz par la galaxie est stoppée et elle brûle peu à peu les réserves contenues dans son disque sans pouvoir les re-remplir. Parfois traduit en “épuisement”.

FIG. 8.6 – Exemple de galaxie dans l’amas de la Vierge présentant des queues de gas HI très développées (NGC4299). L’encart montre la galaxie en UV (à la résolution du HI) en masquant une galaxie voisine. Les couleurs correspondent seulement à différentes régions (le disque en bleu, ses parties périphériques en rouge, l’extérieur en vert). Les contours de HI sont indiqués en jaune. La figure montre la Loi de Schmidt locale dans la galaxie (bleue), dans les parties périphériques de la galaxies (rouge : 1 à 1.5 fois le rayon optique) et dans la queue de gaz (vert, dans les contours indiqués en jaune dans l’encart). La partie hachurée correspond à la loi locale trouvée dans les parties externes de spirales et dans les naines par Bigiel et al. (2010). Boissier et al., en préparation.



8.3 Sur la formation stellaire elle-même

Les simulations de Bekki & Couch (2003) suggèrent que la formation stellaire dans les disques de galaxies d’amas sous l’effet de la pression de l’amas peut être accrue. En fait, de nombreux phénomènes (formation de bras flocculants, ré-accrétion du gaz, chocs) peuvent localement accroître la densité du gaz ou le taux de formation stellaire, par un facteur ~ 2 (voir les exemples et références dans Boselli & Gavazzi, 2006). Dans leurs simulations, Kapferer et al. (2009) obtiennent jusqu’à 10 fois plus de formation stellaire dans le gaz arraché par la pression de Bélier que dans la galaxie en l’absence d’interaction, mais la physique complexe de ce gaz est encore à étudier. De tels modèles ont besoin de contraintes que nous pouvons obtenir en observant les galaxies de l’amas de la Vierge.

Chung et al. (2009) ont fourni des cartes HI de galaxies dans l’amas de la Vierge. Parmi celles-ci, un certain nombre présentent des queues de HI témoignant de l’effet de l’environnement, et en particulier de la pression de Bélier. Grâce au projet GUViCS (Boselli et al., 2011), nous avons aussi à notre disposition des images UV pour un grand nombre de ces galaxies. J’ai donc commencé un projet d’étude de la formation stellaire dans ces galaxies en train d’interagir avec l’amas. Un exemple de cette étude est montré en figure 8.6. Dans cet exemple, on trouve clairement que l’émission UV (et donc probablement le SFR) se trouve à un niveau beaucoup plus faible dans les queues de gaz arrachées par l’interaction que dans le disque de la galaxie. Une telle “loi de Schmidt” dans le gaz arraché par l’interaction pourra servir de contraintes aux modèles physiques de l’interaction, tels ceux de Kapferer et al. (2009). Les résultats préliminaires de cette étude pour une dizaine de galaxies semblent indiquer que la formation stellaire

dans le gaz arraché aux galaxies est très limitée (quand elle est détectée, elle est toujours trouvée à des niveaux plus faibles qu'à l'intérieur des disques pour la même densité de colonne de gaz). Il est possible par contre qu'elle soit légèrement augmentée à l'intérieur des disques (mais l'effet est assez marginal et l'analyse peut être affectée par l'extinction et l'inclinaison des galaxies). Cette étude (en cours) doit cependant être approfondie avant d'en tirer des conclusions définitives (Boissier et al., in preparation).

Cinquième partie

Une conclusion

All these theories, diverse as they are, have two things in common. They explain the observed facts and they are completely and utterly wrong

T. Pratchett

Résumé

La formation des étoiles sur les échelles galactiques joue un rôle tout à fait fondamental dans le domaine de l'évolution des galaxies, que l'on considère leur destin individuel ou bien leur comportement collectif et l'évolution "cosmique" qui en découle (évolution moyenne sur de très grandes échelles, représentative de l'ensemble des galaxies). Pour autant, on ne cerne toujours pas l'ensemble des détails du sujet. D'une part, mesurer le taux de formation stellaire n'est pas aussi facile que l'on voudrait le croire. Le chapitre 2 en aura sans doute donné une idée au lecteur. D'autre part, l'interprétation des données n'est pas plus aisée puisque de nombreuses théories ont été proposées, et il est parfois difficile de distinguer leurs prédictions (chapitre 1).

Malgré ces difficultés, une "loi" empirique remarquablement simple a été trouvée : la "loi de Schmidt" (discutée en détails dans la partie III). Celle-ci relie les densités du gaz et du taux de formation stellaire. Il en existe cependant bien des variantes (chapitre 4). En particulier, il faut décider de la composante du gaz à considérer (gaz neutre, moléculaire, dense ou total). Un autre élément important est l'échelle considérée. On peut en effet parler de la loi de Schmidt sur les petites échelles (quelques centaines de parsec) : cette loi locale nous donne de bonnes indications sur l'efficacité de la formation d'étoiles à partir du gaz moléculaire (on trouve en effet une bonne corrélation entre le gaz moléculaire et le taux de formation stellaire). On peut aussi observer une loi radiale qui apporte une information complémentaire : comment la formation stellaire (ou la formation de gaz moléculaire) change-t-elle en moyenne avec le rayon, et quelle en est la cause ? Cela devrait être un processus dont le temps d'échelle est suffisamment long pour être comparable à la période de rotation des galaxies. Finalement, on étudie aussi les lois globales (entre la masse de gaz et le SFR, intégrés sur les galaxies dans leur totalité). Dans ce cas, on apprend peut-être quelque chose au sujet du rôle du réservoir de gaz et de sa disponibilité rapide pour la formation stellaire. Dans la littérature, on compare souvent ces différents types de lois sans prendre de précautions, pourtant il est facile de vérifier qu'elles doivent être différentes (chapitre 4). En particulier, on s'attend à ce que les lois "globales" ou radiales soient moins raides que les lois locales, et qu'elles estompent un seuil éventuel.

La "loi de Schmidt" laisse cependant de la place pour un second paramètre. Celui ci pourrait

être le temps dynamique ou la densité stellaire, par exemple. Des propositions ont été faites mais il est difficile de les distinguer empiriquement. Les travaux les plus récents suggèrent qu’une loi intégrant le temps de rotation autour du centre des galaxies ($\psi \propto \Sigma_{gas}^n \Omega$) produit des résultats intéressants, à la fois pour les galaxies normales, les Starbursts, et que ce soit dans l’univers proche ou lointain (chapitre 5).

Au cours des dernières années, on a commencé à renoncer à la notion de “seuil” de formation stellaire (une densité critique en dessous de laquelle aucune étoile ne se formerait), en particulier en raison des données fournies par le satellite GALEX dans les parties externes des galaxies spirales, et les galaxies naines. La Loi de Schmidt semble en effet s’étendre aux faibles densités (chapitre 6), ce que j’ai étudié dans les parties externes des grandes spirales observées avec GALEX. Ce domaine des faibles densités est encore d’actualité. Dans les galaxies naines et les galaxies à faible brillance de surface, les couleurs et le rapport $H\alpha/UV$ semblent indiquer une variation du taux de formation stellaire sur des temps courts. Cette variabilité n’est pas sans conséquences : les calibrations habituelles servant à mesurer le taux de formation stellaire ne peuvent pas être appliquées dans ce cas ! D’autres études interprètent ces résultats comme indiquant une possible variation de l’IMF avec le taux de formation stellaire total de la galaxie (ou bien encore avec sa masse). Si elle était confirmée, une telle variation aurait elle aussi de graves conséquences. Comme dans le cas précédent, les calibrations servant à déterminer le taux de formation stellaire seraient fausses. De plus, il faudrait incorporer cette variation de l’IMF dans tous nos modèles d’évolution des galaxies (modèle d’évolution chimique, modèles semi-analytiques, etc). Le débat est encore ouvert, et les années à venir apporteront certainement leur lot d’observations, d’arguments, de contre arguments, et, espérons-le, des éléments de réponse.

L’évolution collective de l’ensemble des galaxies (chapitre 7) dépend naturellement de la formation stellaire, et de ce qui peut la déclencher ou bien l’interrompre (faisant passer certaines des galaxies formant des étoiles comme notre Voie Lactée aux galaxies de la “séquence rouge”, galaxies inactives). En combinant modèles individuels de l’histoire de la formation stellaire dans les galaxies et une approche statistique, j’ai pu vérifier la cohérence des différentes distributions (de masse, de SFR, de vitesse), de l’évolution cosmique, et de l’évolution de chaque objet. J’ai réalisé alors qu’entre les redshifts 1 et 0, un très grand nombre de galaxies changent de nature (50 % des galaxies semblables à la Voie Lactée ne forment plus d’étoiles aujourd’hui).

Comprendre les facteurs responsables de cette transformation est primordial. Il est naturel d’imaginer que l’environnement dans lequel se trouvent les galaxies peut créer des différences. Dans le chapitre 8, j’ai présenté quelques études qui montrent comment la pression de Bélier dans l’amas de la Vierge peut effectivement affecter l’apparence et même le type des galaxies, ce que nous avons modélisé de manière aussi simple que possible. J’ai aussi montré un exemple tiré d’une étude en cours tentant de mettre des contraintes à la physique de la formation stellaire dans le cas particulier de galaxies en train de subir cette interaction dans l’amas de la Vierge.

Quelques pistes de recherche

Plusieurs de mes travaux passés ont concerné diverses formes de la “Loi de Schmidt”, la relation entre le taux de formation stellaire et la densité de gaz (et d’autres paramètres secondaires). Dans les années à venir, on continuera certainement à l’étudier. Un travail en cours concerne par exemple la validité de cette loi dans le gaz arraché par la pression de Béliér dans les amas de galaxies (section 8.3). Malgré les progrès récents, la formation stellaire est encore marquée par une très grande dispersion (e.g. dans la loi de Schmidt ou dans la relation masse - SFR à grand redshift). La caractérisation empirique de la source de cette dispersion améliorera notre compréhension des phénomènes en jeu. Elle pourra se faire sur la base des nombreux échantillons existants. En particulier, quelques points à explorer sont listés ci-dessous :

- **Effet de la résolution spatiale.** Liu et al. (2011) ont proposé que la valeur de l’indice, et la dispersion de la loi de Schmidt proviennent uniquement de la résolution spatiale utilisée. Leur travail est basé seulement sur deux galaxies et demande donc à être vérifié avec un plus grand nombre d’objets. De plus, on doit aussi vérifier si leur hypothèse s’applique à toutes les variantes de la loi de Schmidt ou seulement au gaz moléculaire. Des échantillons de galaxies permettant ce genre d’étude existent ou existeront bientôt (cartes du HI : WHISP, THINGS ; cartes de CO : BIMA-Song et le sondage “CARMA & Nobeyama CO 1-0 Survey of Nearby Galaxies” en cours de J. Koda ; nombreuses données sur le SFR avec e.g. l’échantillon SINGS).
- **Propriétés intrinsèques du gaz.** Avec B. Madore, nous avons commencé à nous intéresser à la distribution de la densité de colonne du gaz à l’intérieur des galaxies. En effet, la formation stellaire se produit in fine à de petites échelles où le gaz est dense, mais elle est influencée par le réservoir global de gaz, ou par la présence de bras spiraux (grand-design, ou flocculants), régions où le gaz est plus diffus. La distribution de densité et différents moyens de la caractériser (e.g. Gini coefficient) pourraient donc contenir une information pertinente quant à la formation stellaire et la loi de Schmidt. Les données de WHISP et THINGS pourront nous servir de base de travail.
- **Effet de l’environnement.** J’ai mentionné les études en cours de l’effet de l’environnement sur la formation stellaire qui débutent. L’exploitation des sondages de l’amas de la Vierge récents et en cours (e.g. NGVS en optique, GUViCS en UV) par comparaison aux galaxies plus typique des environnement moins denses (e.g. SINGS) nous permettront de mieux cerner le rôle de l’environnement sur la formation stellaire (et son histoire).
- **Rôle de la métallicité et des poussières.** Des cartes de métallicité et de la distribution de poussière peuvent nous aider à comprendre si ces paramètres peuvent affecter la formation stellaire (soit physiquement, soit au travers d’effets observationnels) et créer la dispersion vue dans la loi de Schmidt. Le projet TYPHOON (PI : B. Madore) accumule à l’heure actuelle des données pertinentes pour ce sujet : des cubes à grand champ (20 arcmin) et grande résolution spatiale (0.5 arcsec pixel) et spectrale (5 Angstrom), couvrant le domaine 3600-9000 Angstrom, donnant accès à de nombreuses raies d’émission permettant de mesurer SFR, métallicité, atténuation. Le 3D-NTT nous permettra aussi

d'obtenir des cartes de ce type.

- **A plus grand redshift**, l'analyse de champs profonds (e.g. COSMOS) permettra de mieux comprendre la source de dispersion dans les relations entre masse stellaire et SFR d'une part. D'autre part, on pourra mesurer le gaz dans des galaxies à grand redshift (en particulier avec ALMA) et ainsi analyser plus en détail la loi de Schmidt (et la dispersion associée) alors que peu d'études ont été possibles jusqu'à aujourd'hui.

En parallèle, il faut poursuivre la construction de modèles qui nous permettent de mieux interpréter la loi de formation stellaire sur ses diverses échelles, l'effet de l'IMF, de la variabilité, de la stochasticité. Côté modèles, plusieurs voies sont à explorer :

- **Modèles géométriques**. Les petits modèles ayant servi de base à la discussion du chapitre 4 sur les relations entre les différentes lois (locales, radiales, globales) peuvent être généralisés pour explorer comment varient les lois de Schmidt en fonction de la résolution, en incluant des hypothèses sur les phénomènes physiques locaux (ou globaux comme les bras spiraux) et en mesurant leurs implications sur les différentes échelles (différente résolution, loi radiale, loi globale). Une grille de modèles complète sur ces bases permettra de mieux interpréter les observations multi-échelles.
- **Modèles de population stellaire (IMF, SFRH, stochasticité)**. Nous avons vu que d'éventuelles variations de l'IMF ou de l'histoire de formation stellaire peuvent affecter par exemple le rapport $H\alpha/UV$ (voir le modèle simpliste discuté en section 6.3) mais en réalité, de nombreuses observables le sont aussi (e.g. couleurs). Un modèle cohérent incluant des sursauts et des prévisions sur l'ensemble des observables là aussi nous aidera. Ces modèles incluant variabilité, IMF, stochasticité, pourraient être couplés avec la grille de modèle discutée au point précédent, afin d'en tirer directement des observables.
- **Modèles de l'effet de l'environnement**. J'ai évoqué au chapitre 8 quelques exemples de modélisation de l'effet de l'environnement sur l'évolution des galaxies individuelles. Ces études sont pour l'instant découplées de celles sur l'histoire collective et cosmique des galaxies, aussi évoqué (dont le fait que 50 % des sœurs de la Voie Lactée présentes à redshift 1 ont aujourd'hui disparu). Il me semblerait très intéressant d'essayer de modéliser des effets d'environnement susceptibles d'expliquer la transformation d'un nombre suffisamment grand d'objets. Cela pourrait passer par une modélisation "collective" (comme au chapitre 7) contrainte par des observations de distributions de masse, vitesse, SFR, luminosité, etc pour des galaxies couvrant des intervalles de redshift, luminosité et type aussi grands que possible. Avec une approche simple similaire à la simulation de la section 7.4, nous pourrions voir combien de galaxies doivent changer de type, et tenter de simuler les effets physiques qui peuvent y parvenir, en tenant compte de la statistique nécessaire (e.g. des effets physiques à l'œuvre dans les groupes de galaxies pour pouvoir concerner de grands nombres).

La formation stellaire est finalement aussi liée à des phénomènes dont j'ai peu parlé dans ce document mais qui sont pourtant de grand intérêt pour la cosmologie observationnelle : les

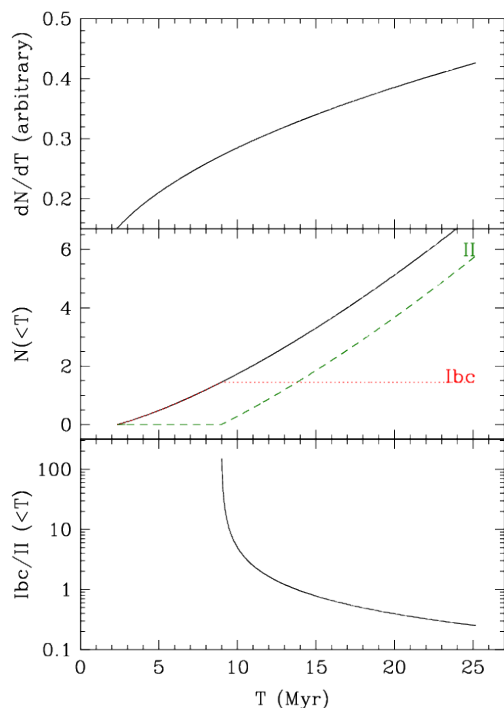


FIG. 8.7 – *Haut* : taux de supernovae après un sursaut de formation stellaire d'âge T . *Milieu* : nombre cumulé de supernovae ayant explosé après un sursaut d'âge T (total en continu noir, type Ibc et II en pointillé et tirets). *Bas* : rapport du nombre cumulé de supernovae Ibc et II après un sursaut. Ce rapport peut dépendre de l'IMF, ou de la masse limite des précurseurs de type Ibc et II. Cette figure illustre que la “micro-histoire” de formation stellaire peut aussi l'affecter. Si un critère de sélection favorise les galaxies ayant eu un sursaut dans les derniers 10 à 15 Myrs, le rapport sera sur-évalué.

Supernovae (SN) et les Sursauts Gamma (GRBs pour *Gamma Ray Bursts*). Certains types de ces phénomènes sont associé aux étoiles massives, et donc à la formation stellaire. Les GRBs sont d'ailleurs parfois utilisés comme traceur de la formation stellaire cosmique (Kistler et al., 2009) et Botticella et al. (2011) compare le taux de SN (core-collapse) à différents traceurs du SFR. En conséquence, SN et GRBs devraient être directement affectés par exemple par les effets d'une IMF variables ou de micro-histoire de la formation stellaire qui ont été évoqués, et c'est bien le cas. Je produis ici un exemple concernant les supernovae : les SN de type Ibc proviennent probablement de progéniteurs plus massifs que les SN de type II. On peut utiliser leur nombre relatif pour contraindre la masse limite entre ces différents types (Prantzos & Boissier, 2003; Boissier & Prantzos, 2009), mais on pourrait imaginer aussi de tester des variations de l'IMF sur le même principe. Il faut cependant être très prudent dans l'utilisation de ces objets. Tout d'abord parce que la nature des précurseurs des explosions stellaires, et les différents effets physiques qui peuvent affecter leurs propriétés (métallicité, vents stellaires, rotation, magnétisme) sont méconnus. Et d'autre part, car des effets de sélection retards peuvent se produire. Ainsi, il faut s'assurer par exemple de ne pas introduire de biais “temporel” lors de la sélection d'un échantillon : si on pioche des galaxies ayant eu un épisode de formation stellaire relativement récent, on aura tendance à avoir plus de SN de type Ibc que de type II (voir figure 8.7). Haberman et al. (2010) ont trouvé un excès de Ibc/II dans les parties centrales de galaxies morphologiquement perturbées et l'ont interprété comme un effet d'IMF. Mais si la perturbation observée est parfois liée à un sursaut de formation stellaire récent, un

excès se produira naturellement : on retrouve la difficulté à séparer les effets d'IMF des effets temporels sur cet exemple !

De tels effets sont peut-être aussi à l'œuvre quand on étudie des galaxies "sélectionnées" par l'observation d'un sursaut Gamma. La compréhension de ces effets en comparant les propriétés des galaxies hôtes de sursauts et les galaxies "normales" semble donc un cas scientifique très intéressant, et un autre axe important dans l'étude de la formation stellaire sur les échelles galactiques³. Cela me semble d'autant plus important que le nombre de GRBs observés continuera de croître dans l'avenir (par exemple avec le satellite SVOM). Nous devons être en mesure d'explicitier le lien entre GRB et SFR et même de re-calibrer les traceurs de formation stellaire dans ces cas extrêmes de galaxies sélectionnées par les GRBs pour lesquelles nous ne disposons que de données limitées et la stationnarité n'est pas assurée.

Rendez-vous

La formation stellaire, élément clef de l'évolution des galaxies, garde donc sa part d'incertitude (IMF, micro-histoire de la formation stellaire, effets d'environnement...). Mais elle a pu être étudiée en détails lors de la dernière décennie, en particulier grâce aux observations UV de GALEX et infrarouge de Spitzer puis Herschel (à la fois dans les galaxies proches, où la résolution a atteint les quelques centaines de parsec, et dans l'univers plus lointain pour décrypter l'évolution collective et cosmique des galaxies). Nous avons aujourd'hui des contraintes pour les modèles d'évolution des galaxies bien plus solides qu'il y a environ dix ans, à la sortie de ma thèse de doctorat. Les questions encore ouvertes sont cependant d'autant plus importantes qu'elles ont des impacts dans de nombreux domaines : la modélisation de l'évolution des galaxies, bien sûr, mais aussi e.g. la représentativité des galaxies hôtes de sursauts Gamma et de supernovae de différent types. Dans les années à venir, nous pourrons progresser encore sur le sujet, en partie grâce à des modèles plus physiques d'un côté, des modèles de l'histoire collective des galaxies prenant en compte correctement le rôle de l'environnement par exemple. Mais bien sûr, c'est aussi des observations que nous fourniront les très grands télescopes (ELT, ALMA) et missions spatiales (e.g. SVOM, Euclid) que parviendront de nouvelles indications (et très certainement de nouvelles questions). En particulier, ALMA permettra de détecter l'émission des poussières due à la formation stellaire à très grand redshift, mais aussi d'obtenir des cartes à une résolution inégalée du gaz moléculaire (CO et d'autres molécules traçant le gaz plus dense), de la formation stellaire (raie [CII]) et de la poussière.

Prenons donc rendez-vous dans une dizaine d'année pour contempler les progrès spectaculaires que nous aurons alors effectués dans l'étude de la formation stellaire aux échelles des galaxies.

³J'ai commencé ce genre d'étude (de manière très préliminaire) et présenté quelques résultats lors de l'atelier "Chemical evolution of GRB Host galaxies". La présentation donnée à cette occasion est disponible à ce lien : <http://www.sexten-cfa.eu/images/stories/ChemEvo2011/Boissier.pdf>

Sixième partie

Références et Appendices

Bibliographie

- Abramova, O. V., & Zasov, A. V. 2008, *Astronomy Reports*, 52, 257
- Argence, B., & Lamareille, F. 2009, *A&A*, 495, 759
- Barnes, J. E. 2004, *MNRAS*, 350, 798
- Bastian, N., Covey, K. R., & Meyer, M. R. 2010, *ARA&A*, 48, 339
- Bekki, K., & Couch, W. J. 2003, *ApJL*, 596, L13
- Bell, E. F. 2003, *ApJ*, 586, 794
- Bell, E. F., et al. 2005, *ApJ*, 625, 23
- Bicker, J., & Fritze-v. Alvensleben, U. 2005, *A&A*, 443, L19
- Bigiel, F., Leroy, A., Walter, F., Blitz, L., Brinks, E., de Blok, W. J. G., & Madore, B. 2010, *AJ*, 140, 1194
- Bigiel, F., Leroy, A., Walter, F., Brinks, E., de Blok, W. J. G., Madore, B., & Thornley, M. D. 2008, *AJ*, 136, 2846
- Binney, J., & Tremaine, S. 1987, *Galactic dynamics*
- Blitz, L., & Rosolowsky, E. 2006, *ApJ*, 650, 933
- Boissier, S. 2000, PhD thesis, Université de Paris VII
- Boissier, S. 2012, *Star Formation in Galaxies*
- S. Boissier, Formation Stellaire Aux Échelles Des Galaxies*

- Boissier, S., Boselli, A., Buat, V., Donas, J., & Milliard, B. 2004, *A&A*, 424, 465
- Boissier, S., Boselli, A., Prantzos, N., & Gavazzi, G. 2001, *MNRAS*, 321, 733
- Boissier, S., Buat, V., & Ilbert, O. 2010, *A&A*, 522, A18+
- Boissier, S., Péroux, C., & Pettini, M. 2003a, *MNRAS*, 338, 131
- Boissier, S., & Prantzos, N. 1999, *MNRAS*, 307, 857
- . 2000, *MNRAS*, 312, 398
- . 2009, *A&A*, 503, 137
- Boissier, S., Prantzos, N., Boselli, A., & Gavazzi, G. 2003b, *MNRAS*, 346, 1215
- Boissier, S., et al. 2007, *ApJS*, 173, 524
- . 2008, *ApJ*, 681, 244
- Boquien, M., Duc, P., Braine, J., Brinks, E., Lisenfeld, U., & Charmandaris, V. 2007, *A&A*, 467, 93
- Boquien, M., et al. 2010a, *A&A*, 518, L70+
- . 2010b, *ApJ*, 713, 626
- Boselli, A., Boissier, S., Cortese, L., Buat, V., Hughes, T. M., & Gavazzi, G. 2009, *ApJ*, 706, 1527
- Boselli, A., Boissier, S., Cortese, L., & Gavazzi, G. 2008, *ApJ*, 674, 742
- Boselli, A., Boissier, S., Cortese, L., Gil de Paz, A., Seibert, M., Madore, B. F., Buat, V., & Martin, D. C. 2006, *ApJ*, 651, 811
- Boselli, A., & Gavazzi, G. 2006, *PASP*, 118, 517
- Boselli, A., Gavazzi, G., Donas, J., & Scodeggio, M. 2001, *AJ*, 121, 753
- Boselli, A., et al. 2011, *A&A*, 528, A107+
- Bothwell, M. S., et al. 2011, *MNRAS*, 415, 1815
- Botticella, M. T., Smartt, S. J., Kennicutt, Jr., R. C., Cappellaro, E., Sereno, M., & Lee, J. C. 2011, *ArXiv e-prints*
- Bouché, N., et al. 2007, *ApJ*, 671, 303

- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., Tremonti, C., Kauffmann, G., Heckman, T., & Brinkmann, J. 2004, MNRAS, 351, 1151
- Bronfman, L., Casassus, S., May, J., & Nyman, L. 2000, A&A, 358, 521
- Buat, V., Boselli, A., Gavazzi, G., & Bonfanti, C. 2002, A&A, 383, 801
- Buat, V., & Xu, C. 1996, A&A, 306, 61
- Buat, V., et al. 2005, ApJL, 619, L51
- . 2008, A&A, 483, 107
- . 2010, MNRAS, 409, L1
- Bush, S. J., Cox, T. J., Hernquist, L., Thilker, D., & Younger, J. D. 2008, ApJL, 683, L13
- Calzetti, D. 1997, in American Institute of Physics Conference Series, Vol. 408, American Institute of Physics Conference Series, ed. W. H. Waller, 403–412
- Calzetti, D., Chandar, R., Lee, J. C., Elmegreen, B. G., Kennicutt, R. C., & Whitmore, B. C. 2011, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 440, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, ed. M. Treyer, T. Wyder, J. Neill, M. Seibert, & J. Lee, 125–+
- Calzetti, D., & Kennicutt, R. C. 2009, PASP, 121, 937
- Calzetti, D., Kinney, A. L., & Storchi-Bergmann, T. 1994, ApJ, 429, 582
- Calzetti, D., Sheth, K., Churchwell, E., & Jackson, J. 2009, in The Evolving ISM in the Milky Way and Nearby Galaxies
- Calzetti, D., et al. 2007, ApJ, 666, 870
- . 2010, ApJ, 714, 1256
- Cassata, P., et al. 2011, A&A, 525, A143+
- Chabrier, G. 2001, ApJ, 554, 1274
- Charlot, S., & Fall, S. M. 2000, ApJ, 539, 718
- Charlot, S., Kauffmann, G., Longhetti, M., Tresse, L., White, S. D. M., Maddox, S. J., & Fall, S. M. 2002, MNRAS, 330, 876
- Charlot, S., & Longhetti, M. 2001, MNRAS, 323, 887
- Chomiuk, L., & Povich, M. S. 2011, ArXiv e-prints

- Chung, A., van Gorkom, J. H., Kenney, J. D. P., Crowl, H., & Vollmer, B. 2009, *AJ*, 138, 1741
- Cignoni, M., Degl’Innocenti, S., Prada Moroni, P. G., & Shore, S. N. 2006, *A&A*, 459, 783
- Clutton-Brock, M. 1972, *Astrophysics and Space Science*, 19, 225
- Condon, J. J. 1992, *ARA&A*, 30, 575
- Corbelli, E. 2003, *MNRAS*, 342, 199
- Cortese, L., Boselli, A., Franzetti, P., Decarli, R., Gavazzi, G., Boissier, S., & Buat, V. 2008, *MNRAS*, 386, 1157
- Cowie, L. L. 1981, *ApJ*, 245, 66
- Cucciati, O., et al. 2011, *ArXiv e-prints*
- Daddi, E., et al. 2010, *ApJL*, 714, L118
- Deharveng, J., et al. 2008, *ApJ*, 680, 1072
- Di Matteo, P., Bournaud, F., Martig, M., Combes, F., Melchior, A., & Semelin, B. 2008, *A&A*, 492, 31
- Dijkstra, M., Gilfanov, M., Loeb, A., & Sunyaev, R. 2011, *ArXiv e-prints*
- Dopita, M. A., & Ryder, S. D. 1994, *ApJ*, 430, 163
- Dwek, E. 1998, *ApJ*, 501, 643
- Dwek, E., & Cherchneff, I. 2011, *ApJ*, 727, 63
- Elmegreen, B. G. 1979, *ApJ*, 231, 372
- Elmegreen, B. G. 1993a, in *Star Formation, Galaxies and the Interstellar Medium*, ed. J. Franco, F. Ferrini, & G. Tenorio-Tagle, 337–348
- . 1993b, *ApJ*, 411, 170
- Elmegreen, B. G., & Hunter, D. A. 2006, *ApJ*, 636, 712
- Feldmann, R., Gnedin, N. Y., & Kravtsov, A. V. 2010, *ArXiv e-prints*
- Ferguson, A. M. N., Wyse, R. F. G., Gallagher, J. S., & Hunter, D. A. 1998, *ApJL*, 506, L19
- Freeman, K. 2011, *ArXiv e-prints*
- Fuchs, B., Jahreiß, H., & Flynn, C. 2009, *AJ*, 137, 266
- S. Boissier, Formation Stellaire Aux Échelles Des Galaxies*

- Gallagher, J. S., Bushouse, H., & Hunter, D. A. 1989, *AJ*, 97, 700
- Gao, Y., & Solomon, P. M. 2004, *ApJ*, 606, 271
- Genzel, R., et al. 2010, *MNRAS*, 407, 2091
- Giavalisco, M., Koratkar, A., & Calzetti, D. 1996, *ApJ*, 466, 831
- Gil de Paz, A., et al. 2005, *ApJL*, 627, L29
- . 2007a, *ApJ*, 661, 115
- . 2007b, *ApJS*, 173, 185
- Gilbank, D. G., Baldry, I. K., Balogh, M. L., Glazebrook, K., & Bower, R. G. 2010, *MNRAS*, 405, 2594
- Goddard, Q. E., Kennicutt, R. C., & Ryan-Weber, E. V. 2010, *MNRAS*, 405, 2791
- Gonzalez, G., Brownlee, D., & Ward, P. 2001, *Icarus*, 152, 185
- González, V., Labbé, I., Bouwens, R. J., Illingworth, G., Franx, M., & Kriek, M. 2011, *ApJL*, 735, L34+
- Gowanlock, M. G., Patton, D. R., & McConnell, S. M. 2011, *ArXiv e-prints*
- Grimm, H., Gilfanov, M., & Sunyaev, R. 2003, *MNRAS*, 339, 793
- Gronwall, C., et al. 2007, *ApJ*, 667, 79
- Guibert, J., Lequeux, J., & Viallefond, F. 1978, *A&A*, 68, 1
- Habergham, S. M., Anderson, J. P., & James, P. A. 2010, *ApJ*, 717, 342
- Hao, C.-N., Kennicutt, R. C., Jr., Johnson, B. D., Calzetti, D., Dale, D. A., & Moustakas, J. 2011, *ArXiv e-prints*
- Harris, J., & Zaritsky, D. 2009, *AJ*, 138, 1243
- Heckman, T. M., Robert, C., Leitherer, C., Garnett, D. R., & van der Rydt, F. 1998, *ApJ*, 503, 646
- Hernandez, X., Valls-Gabaud, D., & Gilmore, G. 2000, *MNRAS*, 316, 605
- Holwerda, B. W., Gonzalez, R. A., Allen, R. J., & van der Kruit, P. C. 2005, *AJ*, 129, 1396
- Hopkins, A. M., & Beacom, J. F. 2006, *ApJ*, 651, 142
- S. Boissier, Formation Stellaire Aux Échelles Des Galaxies*

- Hopkins, A. M., Connolly, A. J., Haarsma, D. B., & Cram, L. E. 2001, *AJ*, 122, 288
- Howell, J. H., et al. 2010, *ApJ*, 715, 572
- Hunter, D. A., Elmegreen, B. G., & Baker, A. L. 1998, *ApJ*, 493, 595
- Iglesias-Páramo, J., Boselli, A., Gavazzi, G., & Zaccardo, A. 2004, *A&A*, 421, 887
- Iglesias-Páramo, J., et al. 2006, *ApJS*, 164, 38
- Ilbert, O., et al. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 399, *Panoramic Views of Galaxy Formation and Evolution*, ed. T. Kodama, T. Yamada, & K. Aoki, 169–+
- Ilbert, O., et al. 2010, *ApJ*, 709, 644
- James, P. A., et al. 2004, *A&A*, 414, 23
- Jog, C. J., & Solomon, P. M. 1984, *ApJ*, 276, 114
- Kapferer, W., Sluka, C., Schindler, S., Ferrari, C., & Ziegler, B. 2009, *A&A*, 499, 87
- Karachentsev, I. D., & Kaisin, S. S. 2010, *AJ*, 140, 1241
- Kennicutt, R. C. 1997, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 161, *Astrophysics and Space Science Library*, 171–195
- Kennicutt, R. C., et al. 2009, *ApJ*, 703, 1672
- Kennicutt, Jr., R. C. 1989, *ApJ*, 344, 685
- . 1998a, *ARA&A*, 36, 189
- . 1998b, *ApJ*, 498, 541
- Kennicutt, Jr., R. C., Lee, J. C., Funes, José G., S. J., Sakai, S., & Akiyama, S. 2008, *ApJS*, 178, 247
- Kennicutt, Jr., R. C., et al. 2007, *ApJ*, 671, 333
- Kewley, L. J., Geller, M. J., & Jansen, R. A. 2004, *AJ*, 127, 2002
- Kistler, M. D., Yüksel, H., Beacom, J. F., Hopkins, A. M., & Wyithe, J. S. B. 2009, *ApJL*, 705, L104
- Koda, J. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 396, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, ed. J. G. Funes & E. M. Corsini, 97–+
- S. Boissier, Formation Stellaire Aux Échelles Des Galaxies*

- Kong, X., Charlot, S., Brinchmann, J., & Fall, S. M. 2004, MNRAS, 349, 769
- Kroupa, P. 2001, MNRAS, 322, 231
- Kroupa, P., Tout, C. A., & Gilmore, G. 1993, MNRAS, 262, 545
- Krumholz, M. R., & McKee, C. F. 2008, Nature, 451, 1082
- Krumholz, M. R., McKee, C. F., & Tumlinson, J. 2009, ApJ, 699, 850
- Larson, R. 1992, in Star Formation in Stellar Systems, ed. G. Tenorio-Tagle, M. Prieto, & F. Sanchez, 125–+
- Lee, J. C., et al. 2009, ApJ, 706, 599
- Leroy, A. K., Walter, F., Brinks, E., Bigiel, F., de Blok, W. J. G., Madore, B., & Thornley, M. D. 2008, AJ, 136, 2782
- Lineweaver, C. H., Fenner, Y., & Gibson, B. K. 2004, Science, 303, 59
- Lisenfeld, U., Braine, J., Duc, P., Charmandaris, V., Vallejo, O., Leon, S., & Brinks, E. 2001, in Dwarf galaxies and their environment, ed. K. S. de Boer, R.-J. Dettmar, & U. Klein, 273–+
- Liu, G., Koda, J., Calzetti, D., Fukuhara, M., & Momose, R. 2011, ApJ, 735, 63
- Longair, M. S. 1995, in Extragalactic Background Radiation Meeting, ed. D. Calzetti, M. Livio, & P. Madau, 223–236
- Luna, A., Bronfman, L., Carrasco, L., & May, J. 2006, ApJ, 641, 938
- Madau, P., Ferguson, H. C., Dickinson, M. E., Giavalisco, M., Steidel, C. C., & Fruchter, A. 1996, MNRAS, 283, 1388
- Madore, B. F. 1977, MNRAS, 178, 1
- . 2010, ApJL, 716, L131
- Madore, B. F., van den Bergh, S., & Rogstad, D. H. 1974, ApJ, 191, 317
- Malhotra, S., et al. 2001, ApJ, 561, 766
- Martin, C. L., & Kennicutt, Jr., R. C. 2001, ApJ, 555, 301
- Martin, D. C., et al. 2005, ApJL, 619, L1
- McGaugh, S. S. 1994, ApJ, 426, 135
- McKee, C. F., & Ostriker, E. C. 2007, ARA&A, 45, 565

- McQuinn, K. B. W., et al. 2010, *ApJ*, 724, 49
- Meurer, G. R., Heckman, T. M., & Calzetti, D. 1999, *ApJ*, 521, 64
- Meurer, G. R., Heckman, T. M., Leitherer, C., Kinney, A., Robert, C., & Garnett, D. R. 1995, *AJ*, 110, 2665
- Meurer, G. R., et al. 2009, *ApJ*, 695, 765
- Mo, M., van den Bosch, F., & White, S. 2009, *Galaxies Formation and Evolution*
- Monaco, P., Murante, G., Bornagi, S., & Dolag, K. 2011, Submitted
- Mouhcine, M., Lewis, I., Jones, B., Lamareille, F., Maddox, S. J., & Contini, T. 2005, *MNRAS*, 362, 1143
- Moustakas, J., Kennicutt, Jr., R. C., Tremonti, C. A., Dale, D. A., Smith, J.-D. T., & Calzetti, D. 2010, *ApJS*, 190, 233
- Muñoz-Mateos, J. C., Gil de Paz, A., Boissier, S., Zamorano, J., Jarrett, T., Gallego, J., & Madore, B. F. 2007, *ApJ*, 658, 1006
- Muñoz-Mateos, J. C., et al. 2009, *ApJ*, 701, 1965
- Murgia, M., Crapsi, A., Moscadelli, L., & Gregorini, L. 2002, *A&A*, 385, 412
- Noeske, K. G., et al. 2007, *ApJL*, 660, L47
- Noll, S., Burgarella, D., Giovannoli, E., Buat, V., Marcillac, D., & Muñoz-Mateos, J. C. 2009, *A&A*, 507, 1793
- Osterbrock, D. E., & Ferland, G. J. 2006, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, ed. Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J.
- Péroux, C., Bouché, N., Kulkarni, V. P., York, D. G., & Vladilo, G. 2010, *MNRAS*, 1579
- Pettini, M. 2004, in *Cosmochemistry. The melting pot of the elements*, ed. C. Esteban, R. García López, A. Herrero, & F. Sánchez, 257–298
- Pflamm-Altenburg, J., Weidner, C., & Kroupa, P. 2007, *ApJ*, 671, 1550
- Prantzos, N. 2008, *Space Science Reviews*, 135, 313
- Prantzos, N., & Boissier, S. 2000a, *MNRAS*, 313, 338
- . 2000b, *MNRAS*, 315, 82

- . 2003, *A&A*, 406, 259
- Quirk, W. J. 1972, *ApJL*, 176, L9
- Ranalli, P., Comastri, A., & Setti, G. 2003, *A&A*, 399, 39
- Robitaille, T. P., & Whitney, B. A. 2010, *ApJL*, 710, L11
- Rocha-Pinto, H. J., Scalo, J., Maciel, W. J., & Flynn, C. 2000, *A&A*, 358, 869
- Rodriguez-Fernandez, N. J., Braine, J., Brouillet, N., & Combes, F. 2006, *A&A*, 453, 77
- Salim, S., et al. 2005, *ApJL*, 619, L39
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sandage, A. 1986, *A&A*, 161, 89
- Sanduleak, N. 1969, *AJ*, 74, 47
- Savaglio, S., Glazebrook, K., & Le Borgne, D. 2009, *ApJ*, 691, 182
- Schaye, J. 2004, *ApJ*, 609, 667
- Schiminovich, D., et al. 2010, *MNRAS*, 408, 919
- Schmidt, M. 1959, *ApJ*, 129, 243
- Searle, L., Sargent, W. L. W., & Bagnuolo, W. G. 1973, *ApJ*, 179, 427
- Seibert, M., et al. 2005, *ApJL*, 619, L55
- Seigar, M. S. 2005, *MNRAS*, 361, L20
- Songaila, A. 2001, *ApJL*, 561, L153
- Tamburro, D., Rix, H., Walter, F., Brinks, E., de Blok, W. J. G., Kennicutt, R. C., & Mac Low, M. 2008, *AJ*, 136, 2872
- Tan, J. C. 2000, *ApJ*, 536, 173
- Teyssier, R., Chapon, D., & Bournaud, F. 2010, *ApJL*, 720, L149
- Thilker, D. A., et al. 2005, *ApJL*, 619, L79
- . 2007a, *ApJS*, 173, 538
- . 2007b, *ApJS*, 173, 572

- Tolstoy, E., Hill, V., & Tosi, M. 2009, ARA&A, 47, 371
- Toomre, A. 1964, ApJ, 139, 1217
- van den Bergh, S. 1999, A&ARv, 9, 273
- Verley, S., Corbelli, E., Giovanardi, C., & Hunt, L. K. 2010a, A&A, 510, A64+
- Verley, S., et al. 2010b, A&A, 518, L68+
- Wang, B., & Silk, J. 1994, ApJ, 427, 759
- Weilbacher, P. M., & Fritze-v. Alvensleben, U. 2001, A&A, 373, L9
- Weisz, D. R., et al. 2011, ArXiv e-prints
- Whitney, B. A., et al. 2008, AJ, 136, 18
- Wilkins, S. M., Hopkins, A. M., Trentham, N., & Tojeiro, R. 2008a, MNRAS, 391, 363
- Wilkins, S. M., Trentham, N., & Hopkins, A. M. 2008b, MNRAS, 385, 687
- Wong, T., & Blitz, L. 2002, ApJ, 569, 157
- Wyder, T. K., et al. 2009, ApJ, 696, 1834
- Wyse, R. F. G. 1986, ApJL, 311, L41
- Wyse, R. F. G. 2009, in IAU Symposium, Vol. 258, IAU Symposium, ed. E. E. Mamajek, D. R. Soderblom, & R. F. G. Wyse, 11–22
- Wyse, R. F. G., & Silk, J. 1989, ApJ, 339, 700

Remerciements

J'ai commencé mes activités de recherche en astronomie au côté de Nicolas ("Nikos") Prantzos qui dirigeait alors mon stage de DEA⁴. Un jour, alors que nous marchions vers le restaurant de l'observatoire de Paris, Nikos me fit remarquer qu'il pensait avoir proposé un stage intéressant car il me permettait de toucher du doigt quelques concepts très importants, comme la fonction de masse initiale, ou encore le taux de formation stellaire et son histoire : le résumé du stage rappelait d'ailleurs à quel point ceci constituait *la* grande inconnue pour l'évolution des galaxies. Manifestement, il n'avait pas tort : je me suis attaqué à plusieurs sujets au cours de la dizaine d'années qui ont suivi, mais presque chacun d'entre eux avait une connexion avec la formation stellaire aux échelles galactiques. Je remercie donc chaleureusement Nikos de m'avoir mis sur une piste aussi intéressante.

Je dois remercier ensuite Barry Madore avec qui j'ai eu la chance de pouvoir effectuer un post-doc au sein de l'équipe GALEX quand des données UV arrivaient et nous apportaient de nouvelles contraintes sur la distribution du SFR dans les galaxies proches. Non seulement, j'ai eu en main des données très instructives, mais j'ai aussi gagné un interlocuteur hors pair. Ce manuscrit doit beaucoup aux idées de Barry parfois iconoclastes et toujours fort intéressantes. C'est aussi l'occasion de remercier les chercheurs de l'équipe GALEX que j'ai cotoyés soit à Pasadena (mention spéciale pour Armando Gil de Paz avec qui nous avons déclaré espace européen notre bureau commun sur Santa Barbara street) et à Marseille (B. Millard, J. Donas, J.M. Deharveng) qui ont aussi contribué à mes résultats directement ou indirectement. Je garde à part le petit groupe avec qui j'ai par la suite eu une relation très privilégiée au cours des dernières années : V. Buat⁵, D. Burgarella, A. Boselli. Nos travaux communs et autres discussions (souvent autour d'un café, sauf pour le seul vrai italien de l'équipe) ont beaucoup

⁴un stage que j'avais choisi en hommage au capitaine Flam, puisqu'il mentionnait quelque chose au sujet de la Voie Lactée et des galaxies, tout comme le célèbre générique du dessin animé

⁵remerciée aussi pour sa relecture de ce manuscrit

contribué au développement de mes réflexions scientifiques, et ils m'ont fourni un cadre de travail particulièrement agréable. J'ai aussi eu de nombreuses discussions touchant parfois à la formation stellaire de près ou de loin avec O. Ilbert et S. Heinis, et parfois à toute une galaxie de sujets qui se sont imposés à nous. Ces autres sujets et sources d'amusement partagé ont aussi impliqué bien d'autres personnes comme M.-H. Aumenier, S. Vivès et F. Madec (créateur du site indispensable <http://www.fikcio.com>⁶).

A cette liste longue (malgré les oublis), je rajoute avec plaisir les post-docs, étudiants et stagiaires du LAM avec lesquels j'ai pu parler d'astronomie et surtout de tout le reste, et qui ne m'ont pas fait me sentir trop vieux trop vite. Je remercie A. Sulies pour avoir rédigé spécialement à l'occasion de ma HDR une histoire de Science Fiction (S.F. étant à la fois les initiales de "Star Formation" et de "Science Fiction", cela s'imposait) égayant ce manuscrit (en prologue et épilogue -à ma connaissance, c'est une première). Je remercie finalement O. Cucciati pour ses encouragements, commentaires, suggestions, questions et pour ses rires à la plupart de mes plaisanteries, car on ne peut pas travailler sérieusement sans humour.

⁶indispensable pour tout bon amateur de Science Fiction du LAM

*The magic exists.
Books are a uniquely portable
magic*

S. King

Epilogue

UNE PETITE HISTOIRE DE S.F. (2/2)

Après avoir feuilleté l'ouvrage, l'astronome SPIFF le referma en riant de bon cœur. Que de naïveté ! Ce long texte ne présentait que des banalités que l'on apprenait en cours élémentaire d'un côté, et de longs passages dédiés à des concepts dépassés de l'autre.

L'ouvrage échappa des gants de sa combinaison et tomba au sol avec un bruit sourd, en soulevant un nuage de poussière au travers duquel l'astronaute crut percevoir quelques mouvements. Alors que les grains de poussière (semblables à ceux du milieu inter-stellaire qui encrassaient les réacteurs de son astronef) se dispersaient dans toute la pièce en diffusant la lumière comme une nébuleuse, il constata que les livres s'étaient mis en mouvement. Ils se rapprochaient les uns des autres, ils s'assemblaient pour former une structure, une créature, un monstre à la masse imposante dont les parties supérieures frôlaient le plafond (ce qui arrachait des feuillets qui tombaient lentement vers le sol comme les feuilles mortes qu'ils étaient). Des excroissances ressemblant à des tentacules de papier crépon se dirigeaient vers lui.

Une théorie au sujet du destin funeste de cette planète était qu'une intelligence artificielle était apparue dans le programme de gestions des livres d'une bibliothèque, avait pris le contrôle du réseau biblio-net, et s'était lancée dans une lutte contre les créatures vivantes qui ne remettaient jamais les ouvrages sur les bonnes étagères. Biblio-net contrôlait les livres grâce aux puces qu'ils contenaient pour leur archivage, et ainsi créait ce monstre dont l'astronaute murmurait le nom que lui avaient soufflé les ténèbres : l'Administrator.

Une bouche s'ouvrit au cœur de l'Administrator. Une voix faite de milliers de pages se tournant, la voix d'une vieille IA défaillante, prononça une incantation incompréhensible : "Rédige ta thèse en français", avant se s'effondrer au sol en milliards de pages illisibles.

*Marseille, octobre 2011,
A. Sulies*

