

Introduction

L'époque de la Réionisation

Une phase cruciale dans l'exploration des frontières de l'histoire cosmique est d'abord la compréhension de la réionisation cosmique. À l'âge de 370,000 ans, l'Univers était opaque, rempli d'un brouillard dense et chaud de gaz ionisé. Comme l'Univers se refroidit et s'étend, la recombinaison se produit à un décalage vers le rouge $z \sim 1100$ lorsque la densité de l'Univers a suffisamment diminué, diminuant la température en-dessous de 3000 K et permettant aux protons et aux électrons de se combiner pour former un atome d'hydrogène neutre. Au cours de cette période, la Matière Intergalactique (IGM) est devenue essentiellement neutre, remplie par du gaz d'hydrogène neutre (HI) et des photons connu sous le rayonnement de fond cosmologique (CMB) qui ont été en mesure de se déplacer librement dans l'espace. Finalement dépourvu de source de lumière, le cosmos est devenu opaque aux longueurs d'onde plus courtes en raison des effets d'absorption de l'hydrogène atomique. Depuis, l'Univers est entré dans une période d'obscurité principalement remplie de gaz neutre appelé "Âge sombre" à $z \sim 50$. Au fil du temps, les premières générations de halos de matière noire ayant une masse $\sim 10^6 M_{\odot}$ ont été formées dans l'Univers (Fan, 2012). Les nuages denses d'hydrogène dans ces halos se sont refroidis et se sont effondrés sous la gravité, ce qui conduit à la toute première génération d'étoiles et de galaxies pour former à $z \sim 15 - 30$ (Robertson et al. 2010; Lombriser & Smer-Barreto 2017). Avec l'apparition de ces premiers objets émetteurs de radiations, leur rayonnement d'énergie ultraviolet (UV) a chauffé le milieu environnant, en réionisant l'hydrogène dans l'Univers et mettant un terme à l'Age sombre cosmique (Fan 2012; DeBoer et al. 2017). Cette période au cours de laquelle le gaz cosmique est passé de neutre à ionisé est ce qu'on connaît sous le nom d' "Époque de la Réionisation (EoR)" (Zaroubi, 2013).

L'EoR représente une phase de transition majeure pour l'hydrogène. Elle commence autour de $z \sim 12 - 15$ (Melia & Fatuzzo, 2015) lorsque l'Univers était à l'âge de 400 millions d'années (Myr) (Zaroubi, 2013). Dans un premier temps pendant l' EoR, les premières étoiles et galaxies produisaient un flux énergétique suffisant pour seulement ioniser leur environnement "immédiat", formant ainsi des bulles ionisées d'hydrogène gazeux dans leur milieu interstellaire (ISM). Comme l'abondance de ces derniers a augmenté, les bulles se cumulent de plus en plus et les régions d'hydrogène ionisées (HII) deviennent plus larges. Le processus de réionisation se ter-

mine dernièrement à un décalage vers le rouge $z \sim 6 - 8$ – correspondant à 1 milliard d’années (*Gyr*) après le Big Bang (Robertson et al., 2010) - quand les bulles finissent par se répandre en remplissant l’Univers tout entier (Robertson et al. 2010, Fan 2012, Lombriser & Smer-Barreto 2017.). Une fois complètement ionisé, la lumière pouvait voyager librement à travers le cosmos, révélant l’Univers comme nous le voyons aujourd’hui: un Univers maintenu dans un état ionisé, où seulement un hydrogène sur 10.000 est neutre (Zaroubi 2013; Deboer et al. 2017). Par conséquent, des questions fondamentales se posent:

Quelles sources ont causé la réionisation de l’hydrogène dans l’Univers?

Quelle quantité de rayonnement ionisant ont-elles produite pour maintenir l’Univers dans un état ionisé?

Hypothèse

Les jeunes étoiles à l’intérieur des galaxies produisent un rayonnement thermique qui est principalement dans la gamme UV. Ce rayonnement est très efficace pour l’ionisation, mais une fois atténué par la poussière et absorbé par le gaz HI, l’énergie restante sera trop petite pour être convertie en chaleur (Malhotra & Rhoads 2004, Zaroubi 2013; Sobral et al. 2015). Seuls les émetteurs de photons UV énergétiques puissants seront capable de fournir un rayonnement suffisant pour ioniser l’IGM (Fan, 2012). En conséquence, les Émetteurs Lyman Alpha (LAEs) sont considérés être à l’origine de l’EoR (Zheng et al., 2017) car leur raie d’émission Ly- α est la plus forte dans le domaine des UV (Fan, 2012), en particulier à $z > 6.5$ (Sobral et al., 2015).

En outre, de nombreuses simulations et observations suggèrent que les intrinsèques LAEs telles que: les premières galaxies formant des étoiles (Stark et al. 2011; Melia & Fatuzzo 2015), les étoiles dans la population III à métallicité nulle (Zaroubi 2013, Sobral et al. 2015.) et les galaxies naines starbursts, des galaxies avec des éclats de formation d’étoiles de masse $\sim 10^{6-8} M_{\odot}$ (e.g. Trenti et al. 2010; Salvaterra, Ferrara and Dayal. 2011) peuvent être les sources fournissant la fraction significative de photons dans le continuum de Lyman (LyC) pendant la réionisation et ont été parmi les premières structures qui se sont formées dans l’Univers. Ainsi, l’étude des LAEs est très importante pour notre compréhension de l’histoire cosmique.

Objectifs de l’étude

a. Découvrir l’EoR

Examiner l’EoR implique d’explorer l’Univers quand il était à un décalage vers le rouge élevé. Les LAEs lointains (à z élevé) sont des populations importantes de galaxies à faible masse formant des étoiles à $z > 2$, avec une faible métallicité, une faible extinction de la poussière et des tailles compactes (Pentericci et al. 2009; Stark et al. 2011). L’étude des LAEs mènera à des répercussions considérables sur les processus physiques qui sont à l’origine de la formation des structures dans l’Univers et sur la nature de la matière noire (Zaroubi, 2013). Cependant, cela

sera un défi considérable en raison de leur niveau de flux faible (Fan, 2012) qui exige une longue durée d'exposition des observations (McLinden et al., 2011). Par conséquent, une approche plus facile est d'étudier les processus physiques dans les galaxies plus proches, à faible décalage vers le rouge mais ressemblant à ces galaxies primordiales dans leurs propriétés (faible métallicité, taux de formation d'étoiles élevée). Ainsi, les galaxies à raies d'émission pauvres en métaux tels que les "green peas" et les Naines Compactes Bleues (BCDs) sont parmi les meilleurs analogues à proximité des faibles naines starbursts dans l'Univers primitif.

b. Importance de l'étude des raies d'émission

Les galaxies avec des raies d'émission peuvent révéler plus de secrets que les autres sans raies. La force et la configuration des raies d'émission peuvent révéler des informations sur la puissance et la nature des sources d'ionisation, ainsi que sur la teneur en poussière des régions émettantes (Marlowe et al., 1999). Par exemple, la raie d'émission $\text{Ly}\alpha$ peut être un outil efficace pour l'identification des galaxies formant des étoiles (McLinden et al., 2011). Néanmoins, toutes les raies fortes présentes dans un spectre peuvent être des laboratoires précieux retraçant la formation des étoiles et l'évolution chimique d'une galaxie à travers le temps cosmique.

Comme les BCDs sont classifiées comme des galaxies à raies d'émission extrêmes, étudier ainsi leurs propriétés physiques et leur mécanisme de formation donneront plus d'informations sur notre compréhension de l'Univers.

Motivé par le fait d'avoir des raies d'émission lumineuses et leur importance cosmologique, l'étude d'un échantillon de BCDs a été entreprise. Notre ultime but est d'effectuer une analyse détaillée de leur population stellaire et des propriétés des gaz d'un sous-échantillon de BCDs appelé "galaxie des Myrtilles" en utilisant des techniques de spectroscopie. L'étude de ces galaxies peut nous aider à comprendre comment l'évolution stellaire se déroule dans des environnements chimiquement jeunes et cela pourra probablement confirmer la relation entre faibles naines starbursts et l'EoR. Par conséquent, l'étude se concentre sur la détermination des propriétés intrinsèques (taux de formation d'étoiles, métallicités, etc.) et les différents composants stellaires des galaxies des Myrtilles.

Dans la présente étude, le premier chapitre vise à présenter une vue d'ensemble sur la classification des galaxies dans la séquence de Hubble. Les principales caractéristiques et le contexte théorique des galaxies des Myrtilles sont expliqués. Une brève introduction à la spectroscopie astronomique et les populations stellaires sont également données. Le chapitre 2 consiste à décrire les critères de sélection utilisés pour obtenir les données depuis les données libérées 12 du Sloan Digital Sky Survey (SDSS) et comment un échantillon de galaxies des Myrtilles a été généré. Le chapitre 3 contient une description des matériaux et des procédures suivies au cours de l'analyse des raies d'émission et de l'étude du contenu stellaire des spectres. Les chapitres 4 et 5 présentent les résultats obtenus lors de l'analyse suivie d'une discussion sur ces résultats. Enfin, la conclusion et les recommandations futures sont énoncées et complètent cette étude.

Chapitre 1

Généralités théoriques

1.1 Classification des galaxies

Les galaxies diffèrent les unes des autres dans la forme (morphologie), la teneur en poussière et en gaz, le taux de formation d'étoiles, la cinématique, etc. Ces variations résultent de la manière dont elles ont été formées et ont évoluées au fil du temps. Il est important de savoir comment les galaxies sont classées, ainsi on pourrait les diviser en groupe afin de définir leurs propriétés physiques. Plusieurs schémas sont alors utilisés pour classer les galaxies en fonction de leur aspect visuel: la classification de Hubble (1926), De Vaucouleurs (1959) et Sandage (1961). Cependant, la première et plus simple approche morphologique est celle de la séquence de Hubble, inventée par Edwin Hubble en 1926. Cette classification est également connue sous le nom de "diagramme de Hubble" (vu dans la figure 1.1, basée sur la forme, la concentration et la structure des galaxies comme on le voit sur les photographies directes à la lumière bleue (par exemple la taille du bulbe galactique, caractéristiques des bras spiraux et la taille des barres). Le système de Hubble divise les galaxies en trois grandes catégories: Elliptiques E (en forme d'œuf), Spirales S (disque normal ou barré en rotation avec des bras spiraux) et Irreguliers Ir (bleu, à haute résolution sans structure régulière évidente).

Le long de la séquence, les sous-classes de galaxies elliptiques E_n ont une ellipticité croissante définie par des séries de nombre 0 à 7 (E_0, E_1, \dots, E_7), tel que $n = 10(1 - b/a)$, où b/a est le rapport axial. Ainsi, plus les galaxies se déplacent le long de cette séquence, plus:

- Le rapport disque-bulbe, la rotation de la galaxie, l'ouverture des bras spiraux, le taux de formation d'étoiles et la teneur en hydrogène gazeux du disque augmentent.
- la couleur générale de la galaxie devient plus bleue lorsque les bras spiraux contiennent plus de jeunes étoiles bleues brillantes.

Étant donné que les couleurs des galaxies sont bien corrélées avec les types de structure (G. De Vaucouleurs, 1961), la luminosité (Blanton et al., 2003), reflète la population stellaire dominante

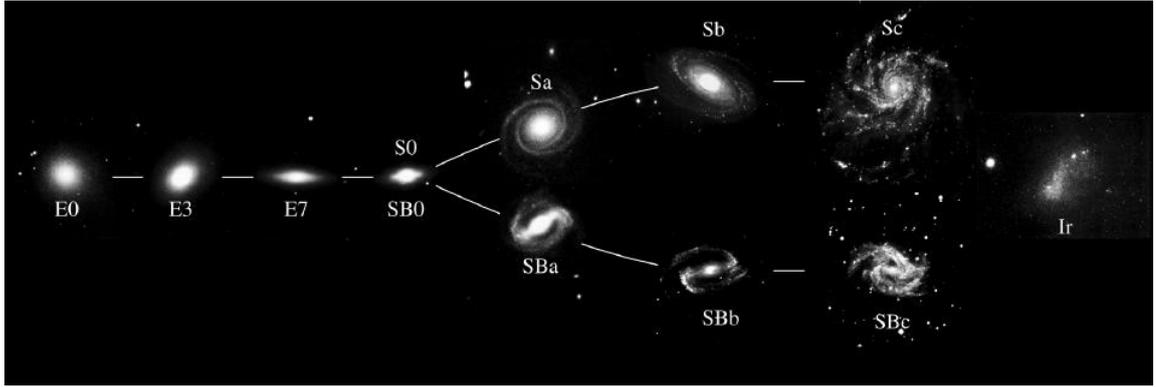


FIGURE 1.1: **Le diagramme de Hubble**

Le système de Hubble pour la classification des galaxies allant de sphéroïde parfait à des galaxies à disque pures, où les lenticulaires ($S0$) représentent une transition entre les ellipses et les spirales.

et indique les activités de formation d'étoiles (Strateva et al., 2001), il est mieux de classifier les galaxies par la distribution de leurs couleurs que par la séquence morphologique décrite par Hubble (1926).

Le format pratique utilisé pour afficher les couleurs des galaxies est la couleur - couleur; la couleur - masse et le diagramme de couleur - magnitude (CMD) (e.g. Chester & Roberts 1964 ; Chilingarian & Zolotukhin 2011) comme on le voit sur les figures 1.2.a et 1.2.b. Il a été observé que les galaxies ont une position différente dans le CMD. La distribution des galaxies dans l'espace ($g - r$) forme deux pics (Strateva et al. 2001; Blanton et al. 2003) dans la figure 1.2.a et une bimodalité dans la couleur au repos de la galaxie est apparue jusqu'à $z \sim 1$ pour les études à grande échelle comme dans la figure 1.2.b (e.g. Strateva et al. 2001; Bell et al. 2004; Chilingarian & Zolotukhin 2011; Krause et al. 2012; Schawinsky et al. 2014).

Cette bimodalité permet de séparer les galaxies en deux populations principales: une concentration de galaxies rouges appelée la “*Séquence Rouge*” et une vaste concentration de galaxies bleues appelée “*Nuage Bleu*” (e.g. Salimbeni et al. 2007; Martin et al. 2007; Chilingarian & Zolotukhin 2011) séparés par une coupure chromatique optimale de $g - r \sim 0.8$ (figure 1.2.a) et $u - r \sim 2.22$ (figure 1.2.b) (e.g. Strateva et al. 2001; Krause et al. 2012). Cependant, il y a une population intermédiaire de galaxies vertes appelée: “*La Vallée Verte*”. C'est la région séparant les pics bleus et rouges dans le CMD UV-optique (figure 1.2.a) et l'espace ou la région plate (d'où “la vallée”) entre les deux populations principales (figure 1.2.b) (Schawinsky et al 2014;. Salim 2014).

La séparation des couleurs est à peu près cohérent avec: une différence dans la classification morphologique (bulbe ou disque dominé); les différents niveaux de processus de formation d'étoiles et la dépendance de l'environnement de la relation couleur-luminosité (environnements à faible vs. haute densité) (Salimbeni et al. 2007; Gavazzi et al. 2010). Les galaxies rouges se composent de galaxies dominées par des composants sphéroïdaux appelées “galaxies de type pré-

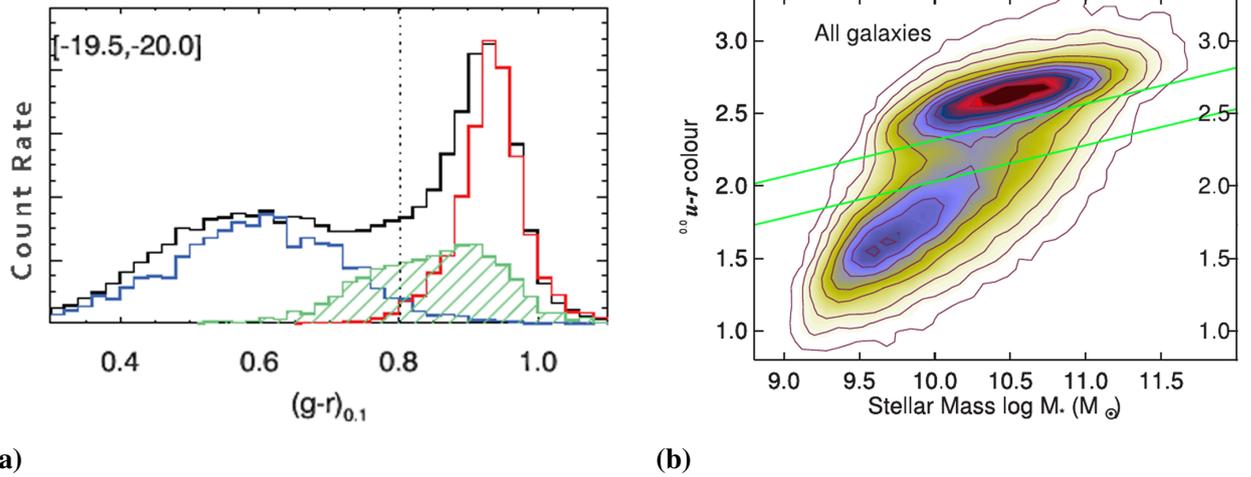


FIGURE 1.2: **a. Histogramme colorée montrant la répartition (NUV - r) des galaxies bleue / vert / rouge sélectionnées dans l'espace (g-r) à $z = 0.1$ par Krause et al., (2012)**

L'histogramme en noir représente la distribution de toutes les galaxies SDSS dans l'échantillon de volume limité de Krause et al., (2012) correspondant à une magnitude d'amplitude dans la bande-r de $M_r = [-19.5, -20.0]$. La ligne verticale indique la séparation des pics de couleurs bleue et rouge. Les histogrammes bleu, vert et rouge représentent la population des galaxies bleues, vertes et rouges respectivement.

b. Le diagramme couleur - masse u - r pour un échantillon sélectionné de Schawinsky et al., (2014).

La plupart des galaxies de type précoces occupent la séquence rouge (en haut à droite). Les galaxies de type tardives ont un pic de distribution unimodale en bleu (en bas à gauche) et atteind la séquence rouge. Les lignes vertes montrent la vallée verte définie par le diagramme contenant toutes les galaxies

coces". Elles sont faibles en gaz, ce qui représente un arrêt rapide dans la formation de nouvelles étoiles et cependant ne forment plus d'étoiles. Par contre, les galaxies bleues possèdent un disque dominant et sont appelées "galaxies de type tardives" qui conservent des réservoirs de gaz pour conserver une formation lente et continue d'étoiles (Bell et al., 2004; Schawinsky et al. 2014). En outre, la fraction de galaxies rouges augmente avec le temps dans des milieux denses (Faber et al., 2007). Cela signifie qu'avec les processus environnementaux, associés à la collision des galaxies, ces derniers évoluent du bleu vers le rouge (Krause et al., 2012). Comme on le voit dans Dressler (1980), au niveau des régions à faible densité, les galaxies que l'on rencontre le plus souvent sont de types tardives (Spirales S, Irréguliers Irr et des naines bleues). Plus la densité est élevée, plus les galaxies de type précoce (Elliptique E, lenticulaires S0) sont de plus en plus nombreuses et forment des amas. En conséquence, la couleur varie du bleu vers le rouge, à cause des changements dans l'âge moyen, des métallicités et dans la teneur en poussière des galaxies au fil du temps. Ainsi les galaxies les plus brillantes ont tendance à être plus rouge, plus vieilles, plus poussiéreuses et plus riches en métaux (Bell et al., 2004). Cependant, tout en évoluant vers la séquence rouge, elles doivent passer par les couleurs intermédiaires: **les galaxies vertes** (Martin et al., 2007). Les galaxies situées dans la vallée verte font partie de la population de galaxies transitionnant depuis celles formant d'étoiles vers l'inactivité sur une échelle de temps relativement rapide ($< 1Gyr$). Elles ont un taux de formation spécifique d'étoiles (SSFR) plus faible définie comme: $-11.8 < \log(SFR/M_*) < -10.8$. Car au-delà de -11.8 , les galaxies ne montrent plus la présence de formation d'étoiles (Salim, 2014).

Pour résumer, la répartition des couleurs d'une galaxie peut être classifiée comme suit:

- **Le nuage bleu:** galaxies bleues formant activement des étoiles, ayant une luminosité de surface faible, moins concentrées et résidant dans les régions de faible densité tels que de faibles halos de masse. Morphologiquement des spirales de type tardives (Sc - Sbc) et Irréguliers (Im - BCD ou Naine Compacte Bleue) composées principalement de jeunes populations stellaires.
- **La vallée verte:** galaxies vertes en transition montrant de faibles niveaux de formation d'étoiles ou ayant récemment été inactives; spirales dominées par un bulbe (Sa - Sb).
- **La séquence rouge:** galaxies en évolution passive et inactives de couleur rouge, ayant une forte luminosité de surface, concentrées dans les amas de galaxies et résidant dans les régions à forte densité. Morphologiquement des galaxies de type précoce, tels que les naines elliptiques (dE), les elliptiques (E) et les lenticulaires à disque (S0, S0a), composées principalement de population stellaire âgée.

1.2 Les galaxies des Myrtilles

Les galaxies naines sont les plus nombreuses dans l'Univers, mais l'obtention d'échantillons complets de ces dernières au-delà des limites de l'Univers local est encore difficile en raison de leur faible luminosité, faible luminosité de surface et leur petite taille. Trois classes différentes de galaxies naines sont observées: naines Elliptiques (dE), naines Irrégulières (dI) et les naines «Starbursts». Les dE sont symétriques, pauvre en gaz et avec des couleurs rouges indiquant une population stellaire plus âgée et concentrée en leur centre. D'autre part, les dI ont des isophotes irrégulières, beaucoup plus de gaz HI et ayant des couleurs plus bleues, ce qui indique une population stellaire plus jeune avec une formation éparpillée d'étoiles à travers la galaxie (Marlowe et al., 1997). Et finalement, les faibles naines starbursts sont des galaxies compactes ayant des couleurs intégralement bleues et montrant des éclats de formation d'étoiles concentrée dans leur noyau central (e.g. Thuan & Martin 1981; Kong & Cheng 2002).

Il existe plusieurs classes de formation d'étoiles naines présentant des signes de starbursts récents ou en cours. Les plus connus d'entre eux sont les Galaxies Compactes Bleues (BCGs), d'abord introduites par Zwicky (1965) comme des "galaxies à peine distinctes des étoiles". Plus tard, différentes manières de nommer ces galaxies sont apparues, mettant l'accent sur différents aspects physiques (Kunth & Östlin, 2000). Par exemple, les BCGs sont également appelées galaxies HII lorsqu'elles montrent la présence de fortes raies d'émission similaires aux régions géantes HII dans notre galaxie (e.g. Sargent & Searle 1970; Terlevich et al. 1991). Egalement appelées BCDs (introduced by Thuan & Martin, 1981), ou Galaxies Amorphes Bleues (Marlowe et al., 1997) ou encore Naines Diffuses Bleues (BDDs, James et al., 2015) lors de leur sélection par couleur (excès

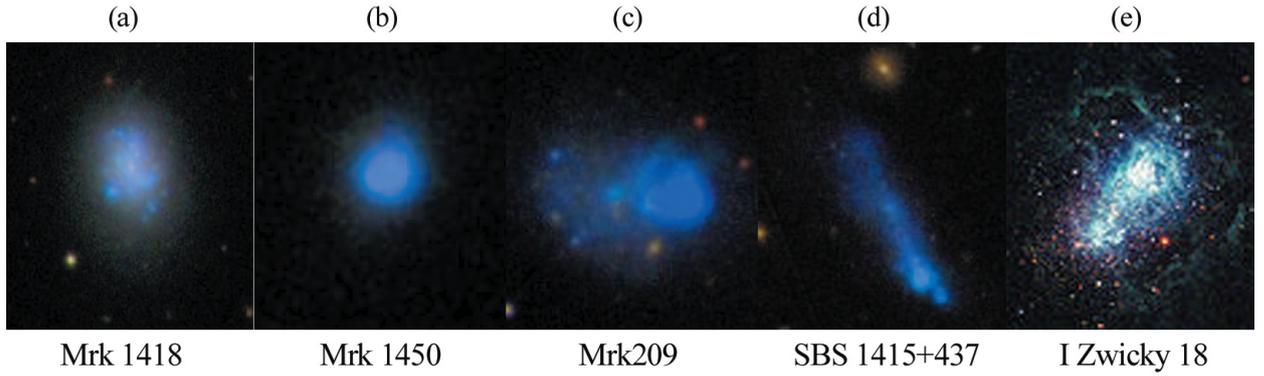


FIGURE 1.3: **Des exemples de galaxies naines compactes bleues**

(a) à (d) ont été prises à partir de données SDSS version 7 du système de classification de Gil De Paz et al. 2003, et (e) a été prise par le télescope spatial Hubble (HST, crédit: HST / NASA / ESA). (b) présente un halo diffus elliptique externe avec un noyau défini, ressemblant à une galaxie des Myrtilles.

d’UV), par morphologie et par leur apparition sur l’imagerie photographique. Par conséquent, le terme galaxies des “ *Myrtilles* ” a été utilisé par Yang et al. al (2017) pour définir les galaxies formant activement des étoiles et apparaissant comme un point bleu dans le ciel en apparence optique. Les galaxies des Myrtilles représentent les galaxies naines ayant les mêmes propriétés galactiques que les BCGs et les BCDs, situés à de faible décalage vers le rouge ($z \leq 0.05$) mais avec la plus forte raie d’émission et d’ionisation gazeuse, similaire aux “ green peas ” et aux LAEs à forts décalage vers le rouge.¹

A l’origine, la plupart des études des BCGs concerne les objets considérés comme des galaxies compactes à excès d’UV (Zwicky 1965, Zwicky 1966, Markarian 1967). Au cours des dernières décennies, beaucoup de travaux ont été consacrés à l’étude de leurs spectres tels que les premières observations spectroscopiques des BCGs par Sargent & Searle et des études des raies d’émission par Terlevich et al. (1991). Grâce à des études antérieures, il a été démontré que les BCGs sont une collection de galaxies assez petites avec une luminosité centrale de surface élevée, caractérisée par une couleur très bleue, un aspect compact, une haute teneur en gaz et de faibles abondances chimiques en éléments lourds (e.g. Kunth & Östlin 2000; Östlin et al. 2001).

Le terme “ compact ” est utilisé pour une galaxie apparaissant comme une étoile, mais ne semble pas appartenir à une galaxie sous-jacente (Thuan & Martin, 1981), et dont la luminosité de surface est plus brillante que 20 mag/arcsec^2 dans toute intervalle de longueur d’onde choisie. Morphologiquement, les galaxies HII / Myrtilles/ BCDs sont essentiellement sphéroïdale avec des isophotes extérieurs ronds (Terlevich et al. 1991; Marlowe et al. 1999), et de faibles luminosités de surface moyenne d’environ $23 - 25 \text{ mag/arcsec}^2$ (James et al., 2015). Les BCGs

¹caractérisé par une couleur nettement verte dans l’imagerie *gri* résultant d’un grande largeur équivalente $[\text{OIII}]\lambda 5007\text{\AA}$ inhabituelle. Galaxies à ultra forte raie d’émission similaire aux BCGs lumineuses, une sous-classe plus lumineuse ($M_B \leq -17.5$) et plus massive ($\sim 10^{9.5} M_\odot$) que les BCGs (Cardamone et al., 2009)

ont des luminosités absolues dans l'intervalle $M_B \simeq -12$ à $M_B \simeq -21$ (Kunth & Östlin, 2000), mais Thuan & Martin (1981) ont défini celles qui ont de faibles luminosités ($M_B > -18 \text{ mag}$) comme les BCDs. Parmi leurs propriétés, les BCDs ont été définies comme des systèmes extragalactiques métal-déficients (Amorin et al., 2007) montrant une sous-abondance d'éléments plus lourds que l'Hélium. De nombreuses études ont montré que les BCDs sont parmi les galaxies les moins évoluées chimiquement dans l'Univers: présentant une métallicité gazeuse de $7.0 \leq 12 + \log(O/H) \leq 8.4$, (Lagos & Papaderos, 2013) ou une abondance médiane d'oxygène $12 + \log(O/H) \sim 8.0$ et une fraction de masse d'élément lourd Z comprise entre $Z_\odot/50$ and $Z_\odot/2^2$ (Kunth & Östlin 2000; Kong & Cheng 2002). Certains BCDs ont été classifiés comme des galaxies extrêmement pauvres en métal (XMP) avec $12 + \log(O/H) < 7.65$ (James et al., 2015), une valeur inférieure à un dixième de l'abondance de l'oxygène solaire $12 + \log(O/H) = 8.69$ of Asplund et al. (2009). De plus, d'autres observations ont suggéré que les faibles naines starbursts ont une faible masse stellaire: $10^6 M_\odot < M_* < 10^8 M_\odot$ (Gallego et al., 2015). La plupart des galaxies des Myrtilles étudiée par Yang et al. (2017), par exemple, montrent des masses stellaires très faibles de $10^{6.5} M_\odot - 10^{7.5} M_\odot$. Cependant, les BCDs sont riches en gaz. Elles contiennent de grandes quantités de gaz HI ($\sim 10^8 - 10^9 M_\odot$), dépassant parfois leur masse stellaire (Thuan & Martin, 1981).

Les BCDs ne contiennent pas non plus beaucoup de poussière ou d'éléments lourds qui tracent la formation récente d'étoiles. Cependant, leur aspect bleu en optique ($B - V < 0.45$, $B - r < 0.6$ dans leurs couleurs au repos, Kong & Cheng, 2002) indique une activité de formation d'étoiles et une population stellaire jeune dominante ($< 10 \text{ Myr}$, James et al. 2015) brillant avec une couleur bleue dans leurs noyaux. Par rapport à leur taille, elles forment des étoiles à des taux extraordinairement élevés: $0.03 \times 10^{-2} M_\odot \text{ yr}^{-1} - 7.8 \times 10^{-2} M_\odot \text{ yr}^{-1}$ (James et al., 2015). Ainsi, il a été suggéré que ces énormes OB-étoiles jeunes doivent être créées au cours d'un "Starburst³" dans leurs noyaux (âgés de $10 - 100 \text{ Myr}$, Marlowe et al., 1999).

De plus, leurs couleurs extérieures sont considérées comme plus rouge (Marlowe et al., 1997). Elles contiennent une population stellaire ancienne sous-jacente des étoiles de faible masse (l' "enveloppe ") avec un âge de $1 - 10 \text{ Gyr}$ (Marlowe et al. 1997,1999; Kunth & Östlin 2000; Östlin et al. 2001; Amorín et al. 2007; Meyer et al. 2014). Les BCDs devraient avoir ensuite subi plusieurs courtes explosions de formation d'étoiles au cours de leur vie (Kong et al., 2002), suivie par de longues périodes de repos (Kong & Cheng 2002). Bien que la majorité des BCDs ne sont pas jeunes et présentent une population composite stellaire(Kunth & Östlin, 2000), leurs propriétés physiques les classifient parmi les galaxies dans le nuage bleu.

Pour finir, la présence d'une population stellaire jeune dominante permet aux spectres optiques des BCDs d'afficher des raies d'émission fortes et étroites superposées sur un continuum bleu avec les raies permises et interdites (indicateur d'une galaxie starburst), similaire aux régions

²si la valeur de l'abondance de l'oxygène solaire est supposée être $12 + \log(O/H) = 8.91$

³galaxie ou une région d'une galaxie avec des degrés différents de formation d'étoiles

HII (Sargent & Searle 1970; Thuan & Martin 1981; Terlevich et al. 1991). Pour interpréter les flux et les spectres de ces galaxies, des modèles qui nous indiqueraient comment les populations stellaires évoluent en fonction du temps sont nécessaires (Thomas et al., 2013). Étant donné que la population stellaire de certaines galaxies des Myrtilles sera analysée dans les chapitres suivants en utilisant des techniques de spectroscopie, des généralités théoriques sur la spectroscopie optique et sur la population stellaire seront décrites dans les sections suivantes.

1.3 Spectroscopie optique

Les objets extragalactiques émettent de la lumière à partir des nuages de gaz chauds et des étoiles qui les composent. La spectroscopie des raies d'absorption et d'émission est alors utilisée comme une analyse quantitative des forces de ces raies spectrales (Massey et Hanson, 2011). Elle a pour but de mesurer l'intensité du flux du rayonnement électromagnétique rayonné à partir d'objets célestes en fonction de la longueur d'onde. Voilà pourquoi elle fait partie de l'un des outils les plus importants pour l'étude de l'Univers. Un procédé pour classifier les étoiles ou les galaxies consiste à utiliser le rapport du flux à une longueur d'onde avec celle d'un flux à une autre longueur d'onde (Battat, 2005). Pour ce cas, il faut premièrement mesurer les raies les plus importantes telles que les fortes raies de recombinaison d'hydrogène Balmer ($H\alpha$, $H\beta$, etc) et les raies d'émission excitées par collision ($[OII]\lambda\lambda 3726,3729$, $[OII]\lambda\lambda 4363,4959,5007$, $[SII]\lambda\lambda 6717,6731$, etc.) utilisés pour la dérivation des propriétés physiques des étoiles lointaines et les nébuleuses. Ainsi, l'information contenue dans un spectre permet de déterminer l'âge des étoiles émettant la lumière, pour connaître leurs abondances chimiques (par exemple l'oxygène, l'azote, etc.), les températures, la vitesse radiale, la densité, la masse et la luminosité.

1.4 Populations stellaires

Quand les astronomes ont commencé à observer les galaxies en dehors de la Voie Lactée, ces galaxies externes se sont révélées être des mélanges d'un groupe distinct d'étoiles (Worthey, 1994). En 1944, Walter Baade a pu mener une conclusion que, dans l'étude des galaxies, deux populations distinctes d'étoiles ont été distinguées: Population I (étoiles jeunes) et Population II (étoiles vieilles). Plus tard, une autre division connue comme la Population III (étoiles primordiales) a été ajoutée en 1978. Selon la définition originale de Baade (1944), les populations stellaires ont été classées en fonction de leur diagramme couleur-magnitude (diagramme H-R). Néanmoins, elles pourraient être distinguées à partir des propriétés cinématiques distinctes dans une galaxie.

En outre, un fait intéressant dans l'étude de la population stellaire est que les propriétés des étoiles dans ces derniers varient également d'une manière régulière. Depuis les étoiles les plus jeunes, jusqu'à leurs presque invisibles restes, les étoiles qui composent une galaxie reflètent les change-

ments dans la formation stellaire avec le temps (Brinchmann, 2009). Lorsque les étoiles ont évolué, certains finissent leur vie avec une explosion dit supernova, en éjectant de la matière interstellaire riche en éléments lourds aux nuages moléculaires autour d’eux. Comme le temps passe, ces nuages vont former de nouvelles générations d’étoiles en améliorant les taux de leurs abondances métalliques. Par conséquent, la métallicité évolue avec la génération d’étoile. On a compris que les différences en âge et en métallicité causent différentes populations d’étoiles ayant des propriétés différentes. Ainsi, si une étoile a été formée plus récemment, celle-ci sera plus riche en éléments lourds (Worthey, 1994).

Les trois composantes de la population des galaxies sont définies comme suit:

- **Population III:** les premières étoiles dans l’Univers avec zero métallicité

Lorsque l’Univers s’est suffisamment refroidi ~ 400 millions d’années après le Big Bang, les Pop.III d’étoiles ont été formées à partir des produits de la nucléosynthèse du Big Bang, composées principalement d’Hydrogène, d’Hélium et des traces de Lithium (Siess et al., 2002). Pour qu’une formation d’étoiles soit déclenchée, une quantité suffisante de gaz dense froid doit être accumulée dans un halo sombre. La masse minimale au début de l’effondrement est déterminée par la masse de Jeans (ou masse de Blonnor-Ebert) qui peut être écrite comme suit pour un gaz atomique de température T et de densité du nombre de particules n (Bromm et al., 2009):

$$M_J \simeq 500M_\odot \left(\frac{T}{200K}\right)^{3/2} \left(\frac{n}{10^4 \text{ cm}^{-3}}\right)^{-1/2} \quad (1.1)$$

En conséquence, l’échelle de masse de la Pop.III est encore incertaine car il est postulé que cette dernière est très massive ($\sim 100 - 300M_\odot$) dans Heger and Woosley (2002). Toutefois, la valeur de la masse de Jeans pour un nuage H et He purs peut même tomber en-dessous de $0.1M_\odot$. Il est donc possible que des étoiles de masse très faibles ($M \leq 0.8M_\odot$) auraient pu survivre jusqu’à nos jours en étant des étoiles à combustion nucléaire (Siess et al., 2002). Les Pop.III d’étoiles peuvent être classifiées comme:

1. Pop III.1 (*les étoiles de première génération*): tous premiers objets lumineux qui se sont formés quand le gaz primordial presque complètement neutre s’est effondré dans des minihalos de matière noire. Elles sont formées de manière isolée dans les minihalos et ne seront donc pas dans les galaxies.
2. Pop III.2: étoiles sans métaux formées à partir de gaz qui a été photoionisé avant le début de l’effondrement gravitationnel. Composants des galaxies à large décalage vers le rouge, et pensée de composer les faibles galaxies bleues.

La Pop III.2 peut être classifiée selon le rapport Fer / Hydrogène comme:

- Extrêmement pauvre en métal (EMP) pour des métallicités: $10^{-4} < Z/Z_\odot < 10^{-3}$
- Ultra pauvre en métal (UMP): $10^{-5} < Z/Z_\odot < 10^{-4}$
- Hyper pauvre en métal (HMP): $10^{-6} < Z/Z_\odot < 10^{-5}$, (Bromm et al. 2009).

- **Population II:** étoiles très vieux et pauvre en métal

Elles sont la plus ancienne génération d'étoiles observées, qui se sont formées au cours d'une époque primitive de l'Univers. Selon Baade (1944), ce sont des étoiles à grande vitesse ayant un diagramme H-R similaire à celle des amas globulaires. OBJETS TYPIQUES: Les amas globulaires, Céphéides à courte période, RR Lyrae ($P > 0.4j$), Nébuleuse de type précoce (E-Sa ou Elliptique)

- **Population I:** jeunes étoiles riches en métaux (deuxième génération)

Les Pop.I d'étoiles sont des étoiles à mouvement lente, prédominantes dans le voisinage solaire et ayant diagramme H-R ordinaire (Baade, 1944). OBJETS TYPIQUES:

1. Pop.I Jeune: les étoiles O et B hautement lumineuses, Amas ouverts, gaz et poussière, régions HII, Irrégulières.
2. Pop.I Vieille: A-étoiles, les nébuleuses planétaires, Novae.

Dans un modèle de population stellaire simple (SSP) (Maraston, 2003), il est supposé que les groupes d'étoiles qui sont coevals (provenant d'un seul même éclat de formation d'étoiles), partageant la même composition chimique, le même âge et qui se ressemblent dans la distribution spatiale appartiennent à la même population. Toutes les étoiles se sont formées en même temps depuis le même nuage de gaz. Elles constituent donc une " *Seule* " population stellaire. Les meilleures exemples de SSP sont des vieux amas d'étoiles (des amas globulaires) et les galaxies Elliptiques. En revanche, lorsque l'une de ces conditions n'est pas respectée, la population stellaire est appelée " *Complexe* " (ou Composite). Une population stellaire formée par diverses sous-populations. Comme on le voit dans les galaxies naines, elles contiennent un mélange de populations stellaires où d'intenses formation d'étoiles provoquent différentes générations stellaires à se former.

1.5 Origine des expressions: Z , $[F/He]$ et $12+\log(O/H)$ pour la métallicité

Au fil du temps, les générations d'étoiles deviennent de plus en plus riche en éléments lourds (e.g. Heger & Woosley 2002; Salvaterra, Ferrara and Schneider 2004). La métallicité représente alors un paramètre très important en matière de population stellaire. Cependant, il faut être prudent lorsque l'on définit sa signification, car cela dépend de l'endroit où l'on regarde (bulbe ou halo) et ce qui est considéré (étoiles ou de gaz). Les galaxies ayant connu plusieurs éclats de formation d'étoiles à différentes périodes de temps se compose d'étoiles ayant des abondances différentes. La métallicité des étoiles dépend alors également du temps auquel ces étoiles se sont formées (leur âges) et quels éléments sont présents. Néanmoins, si une étoile présente le manque d'un certain élément, cela ne signifie éventuellement pas que cette étoile est pauvre en métaux. Voilà pourquoi

la meilleure façon d'indiquer la métallicité serait de calculer la fraction de matière baryonique qui a été convertie en éléments plus lourds et ensuite en comparant ces abondances d'éléments avec celle du soleil (Kunth & Östlin, 2000).

- **Z**: L'expression habituelle de la métallicité

Cette expression comme on le voit dans l'éq. (1.2) représente l'abondance relative des éléments autres que l'hydrogène (X) et l'hélium (Y), où M est la masse totale du système et m_i la fraction de masse de tous les éléments plus lourds que l'hélium.

$$Z = \sum_{i>He} \frac{m_i}{M} = 1 - X - Y \quad (1.2)$$

Si $Z = 0$, les étoiles ont aucune métallicité et sont appelées étoiles Pop.III.

Pour les abondances solaires mises à jour par Asplund et al. en 2009, 1.34% de la masse dans la photosphère solaire ne soit pas de l'hydrogène et de l'hélium ($Z = 0.0134$).

- **[Fe/H]⁴**: La teneur totale en fer d'une étoile. Le rapport Fer-hydrogène d'une étoile par rapport à l'abondance en fer du soleil..

$$[Fe/H] = \log_{10}(N_{Fe}/N_H)_* - \log_{10}(N_{Fe}/N_H)_\odot \quad (1.3)$$

Où N_{Fe} et N_H sont respectivement le nombre de fer et d'atomes d'hydrogène par unité de volume. Ce rapport est généralement utilisé pour les systèmes dominés par de vieilles étoiles (Pop.II), contenant un gaz peu ou pas et aucune région III (Kunth & Östlin, 2000). Si $[Fe/H] = 0$, l'étoile a la même abondance de fer que le soleil; si $[Fe/H] = -1$ il a un dixième de la valeur solaire et si $[Fe/H] = +1$ son abondance de fer est dix fois plus grande que la valeur solaire.

- **12+log(O/H)**: abondance en oxygène du gaz ionisé dans les régions III, régions de gaz riche, nébuleuses de formation d'étoiles en cours (Kunth & Östlin, 2000).

Lors de la recherche des éléments les moins abondants dans le soleil tels que le Plomb (Pb), Bismuth (Bi), Thorium (Th) et l'Uranium (U), il a été constaté que ces éléments ont des abondances de l'ordre d'un pour 10^{12} atomes d'hydrogène. L'ajout du 12 au rapport logarithmique a ensuite contribué à rendre toutes les valeurs positives (Grevesse, 1969). De là, le nombre 12 représente l'échelle astronomique utilisée pour des abondances logarithmiques, où l'hydrogène est défini comme suit $\log N_H = 12.00$.

Jusqu'à présent, cette échelle a été utilisée non seulement pour les éléments les moins abondants dans une étoile, mais aussi pour un élément donné autre que l'hydrogène. Ces derniers sont également mesurés par rapport à 10^{12} atomes d'hydrogène.

C'est pourquoi $\log N_X = \log (N_X/N_H) + 12$ ⁵.

⁴les éléments donnés dans des crochets représentent les valeurs logarithmiques par rapport aux valeurs solaires

⁵Où N_X and N_H sont respectivement les densités de nombre d'éléments X pour l'hydrogène. La valeur solaire pour cette abondance d'oxygène a été dérivé et soit $12 + \log(O/H) = 8.69$ (Asplund et al., 2009).