Chapitre 2

Données et Observations

SDSS est une enquête d'imagerie multispectrale et spectroscopique, utilisant un télescope optique à large angle de 2.5m à l'observatoire d'Apache Point (APO) Nouveau-Mexique, États-Unis (Gunn et al., 2006). La diffusion des données version 12 (DR12) du SDSS est la dernière publication des données du SDSS-III, contenant toutes les observations de SDSS depuis Juillet 2014. Chaque version de données comprend quatre types de données: des images, des spectres optiques, les spectres IR et des données de catalogue (paramètres mesurés à partir des images et des spectres: les magnitudes, le déplacement vers le rouge, etc.)¹

Récemment, Yang et al. (2017) ont établi les critères de sélection pour sélectionner les galaxies à raies d'émission extrêmes à un décalage vers le rouge $z \le 0.05$ dans SDSS. Selon leur étude, les galaxies des Myrtilles sont définies comme des galaxies à faible masse et à pauvre métallicité qui ont des raies d'émission extrêmes. Afin de démontrer les mêmes propriétés et étudier leurs populations stellaires, nous avons suivi les étapes suivantes afin d'obtenir nos données et de générer un échantillon de galaxies des Myrtilles.

2.1 Choix de la cible

Etudier les Émetteurs Lyman Alpha et les faibles naines starbursts dans un décalage vers le rouge élevé de l'Univers est un véritable défi car cela exige habituellement un temps d'exposition plus long et de difficiles observations proche de l'infrarouge. Une approche complémentaire consiste à étudier les processus physiques dans les galaxies à faible décalage vers le rouge comme les galaxies des Myrtilles, les meilleurs analogues à proximité des LAEs à z élevé. Il est alors plus facile de les trouver à des décalages vers le rouge proche ($z \le 0.05$) car cela nous permet d'être sensible aux faibles masses stellaires et métallicités.

Afin de générer notre échantillon, les galaxies des Myrtilles ont été sélectionnées à partir d'images à large bande dans SDSS DR12 en fonction de leurs couleurs à large bande avant de traiter leurs spectres. Elles ont été sélectionnées par photométrie selon le critère de sélection de

¹www.sdss.org/dr12/

TABLE 2.1: Les filtres de couleurs du SDSS

FILTRES OPTIQUES	u	g	r	i	Z
COULEURS	Ultraviolet	Green-yellow	Red	Infrared	Near IR
λ moyen (nm)	355.1	468.6	616.6	748.0	893.2

Yang et al. (2017) à l'aide de **SQL**² **Query**. Il est à noter que le système *ugriz* est utilisé par SDSS pour la classification photométrique des étoiles et des galaxies (table 2.1).



FIGURE 2.1: Le diagramme couleur-couleur g-r vs r-i reproduit par Yang et al. (2017)

Les contours noirs sont les étoiles, les galaxies normales et les quasars dans le catalogue spectroscopique SDSS où les numéros 100, 1000, et 10000 montrent les densités des sources par 0.1×0.1 grille de magnitude. Le vert, l'orange, et les lignes solides bleus clairs avec de petits points sont les pistes de décalage vers le rouge pour les "green peas" avec une largeur de raie $EW([OIII]\lambda5007) = 300, 800$, et 1600Å de z = 0 à z = 0.35. Chaque point représente une étape de 0,01 en décalage vers le rouge z (les z = 0, 0.08, et 0.35 sont marqués). Les lignes en pointillées bleus dans le coin inférieur gauche sont les critères de sélection des couleurs des galaxies des Myrtilles avec un $EW([OIII]\lambda5007) \ge 800$ Å vu à un décalage vers le rouge de 0.02 < z < 0.06. Les cercles bleus représentent les 40 galaxies des Myrtilles confirmées par SDSS ou les spectres MMT, les triangles rouges montrent les 7 contaminants identifiés par les spectres MMT et les carrés en cyan sont les 4 sources qui n'ont pas de spectres.

Yang et al. (2017) étaient à la recherche de proches et de faibles masses analogues aux LAEs. Depuis que les galaxies "green peas" sont connues être les meilleures analogues proches des LAEs lointaines (Yang et al., 2016), ils ont décidé de selectionner un échantillon de "green peas" aux plus faibles masses et décalage vers le rouge dans les images de SDSS à $z \le 0.05$ afin de trouver les galaxies des Myrtilles. Depuis le diagramme couleur-couleur g - r vs. r - i (figure. 2.1), obtenu par Yang et al., Les "green peas" (la ligne verte en pointillé pour leur critère de sélection) et l'emplacement des galaxies des Myrtilles (la ligne bleue en pointillé en bas à gauche pour leur critère de sélection) ont été comparés au catalogue spectroscopique SDSS (contours noirs). Par conséquent, pour sélectionner un échantillon propre de galaxies des Myrtilles à ($z \le 0.05$), les

²SQL: Structured Query Language, un langage utilisé pour manipuler et interroger une base de données



FIGURE 2.2: a. Un exemple de galaxies des Myrtilles sélectionnées dans SDSS DR12 (Échelle de l'image: 0.05 arcsec / pix; Taille de l'image: 256×256 pixels ou $13" \times 13"$; RA : 141.7310 deg; DEC : 45.0756 deg; ID de l'objet dans SDSS: 1237657400272748847; ID de l'objet dans la présente étude: 1) b. l'image SDSS gri (bleu-vert-rouge) des 51 galaxies des Myrtilles extraites du catalogue photométrique SDSS à $z \le 0.05$

Chaque case a une dimension de $13" \times 13"$ avec une échelle de 0.05 arcsec / pix et les sources qui possède des spectres dans le catalogue SDSS sont encadrées par des carrés rouges. Le Nord est en haut, l'Est à gauche.

critères de sélection de couleur suivants sont utilisés:

$$g - r < -0.5$$
 et $r - i < 1.0$ et $g - i < -0.5$
et $(g - r < -0.7$ ou $g - i < -1.0)$ et $g - u < -0.3$

- La sélection g u a été ajouté afin d'exclure certaines étoiles extrêmement bleues ou des naines blanches qui tombent dans la région de sélection.
- La latitude galactique > 20 ou < -20 est requise.
- Quelques flags photométriques ont été également ajoutés aux choix afin d'exclure les artefacts d'imagerie.
- Et finalement, comme les "green peas" sont des sources compactes, Yang et al. (2017) devaient sélectionner des petites sources qui ne seront pas mélangées comme étant des étoiles appartenant à une partie de galaxie diffuse sous-jacente. Pour ce cas, le "NOT CHILD" est utilisé dans la sélection.

Critère de sélection dans le catalogue photométrique SDSS DR12 avec SQL query

Un critère spécifique doit être utilisé pour sélectionner les candidats photométriques dans l'outil SDSS DR12 CasJobs. On peut voir ci-dessous le programme qui a été utilisée pour obtenir leur ID, leurs coordonnées et leurs caractéristiques principales:

```
SELECT objID, ra, dec, u, g, r, i, z INTO blueberry FROM PhotoObj
WHERE cModelMag_g > 0 AND cModelMag_g < 23 AND psfMag_g < 23
AND cModelMagErr_g < 0.2 AND cModelMagErr_r < 0.2
AND cModelMag_u - cModelMag_g > 0.3 AND psfMag_u - psfMag_g > 0.3
AND cModelMag_r - cModelMag_g > 0.5 AND psfMag_r - psfMag_g > 0.3
AND cModelMag_r - cModelMag_i < 1.0 AND psfMag_r - psfMag_i < 1.0
AND (cModelMag_r - cModelMag_g > 0.7 OR cModelMag_i - cModelMag_g > 1.0)
AND (psfMag_r - psfMag_g > 0.7 OR psfMag_i - psfMag_g > 1.0)
AND cModelMag_i - cModelMag_g > 0.5
AND petroR90_r < 5.0 AND petroR90_r > 0 AND petrorad_g < 5.0 -- radius
AND (b > 20 OR b < -20) -- Galactic latitude
AND calibStatus_u <= 2 -- Photometric observation status
AND calibStatus_g <= 2 AND calibStatus_r <= 2 AND calibStatus_i <= 2
AND clean = 1 -- " clean " photometry
AND ( flags & 0 x 010100 098000 0010 )=0
```

Nous avons utilisé les mêmes critères de sélection que Yang et al. (2017) pour sélectionner les galaxies des Myrtilles à $z \le 0.05$. Par conséquent, seuls 51 candidats photométriques ont satisfait la sélection depuis le catalogue photométrique SDSS DR12. Un échantillon a alors été généré, accompagné par leurs images gri dans SDSS (bleu-vert-rouge) (figure 2.2a) et leurs coordonnées telles que leur Ascension Droite (RA), leur Déclinaison (DEC) et leurs magnitudes (apparentes) u-g-r-i-z.

On peut observer que la plupart d'entre eux ne sont pas résolus ou légèrement résolus dans les images SDSS (vue $\sim 2^{\circ}$), bien que quelques sources ont une faible émission diffuse autour des points lumineux centraux. En raison de leurs couleurs bleu / violet (couleur des myrtilles) comme on le voit dans les images ci-dessus (figure 2.2b), elles peuvent être appelées *"galaxies des Myrtilles"*.

2.2 Détection des sources

Avec le même programme, 10 sources ont demeurées quand la table spectroscopie (SpecObj) et la table photométrie (PhotoObj) ont été assemblées ensemble pour donner un échantillon confirmé spectroscopiquement.

Parmi les 51 candidats photométriques, seuls 10 d'entre eux possèdent des spectres dans la base de données SDSS (figure 2.3). Ces sources sélectionnées seront donc celles qui seront analysées et étudiées plus tard.

Leurs caractéristiques sont détaillées dans le tableau 2.2



 $\label{eq:FIGURE 2.3: Images mosaïques des 10 galaxies des Myrtilles confirmées spectroscopiquement \\ Taille de l'image: 13" \times 13"$

Ð	Nom de la galaxie	R.A.	DEC	n	ය	r	i	Z	Redshift	Plaque	MJD	Fibre
		(deg)	(deg)	(mag)	(mag)	(mag)	(mag)	(mag)				
1	SDSS J092655.44+450432.2	141.7310	45.0756	21.10±0.11	19.92 ± 0.02	21.11 ± 0.08	$20.68 {\pm} 0.07$	$20.54{\pm}0.23$	0.042 ± 0.00001	7315	56685	165
5	SDSS J160810.36+352809.3	242.0431	35.4692	$19.90 {\pm} 0.05$	18.59±0.01	19.76±0.02	19.92 ± 0.03	20.26 ± 0.20	0.033 ± 0.00001	1682	53173	3
3	SDSS J082540.44+184617.2	126.4185	18.7714	$19.84{\pm}0.04$	18.94±0.01	19.83±0.02	19.83 ± 0.03	20.08 ± 0.18	$0.038{\pm}0.00001$	2273	53709	464
4	SDSS J135525.66+465151.3	208.8569	46.8642	20.37±0.05	19.22±0.01	20.06±0.02	20.47±0.05	20.53 ± 0.20	$0.028 {\pm} 0.00001$	1285	52723	225
5	SDSS J150934.17+373146.1	227.3923	37.5294	$18.20{\pm}0.02$	17.21±0.00	18.09 ± 0.01	18.23 ± 0.01	18.33 ± 0.04	0.033 ± 0.00001	1399	53172	299
9	SDSS J132347.46-013252.0	200.9477	-1.5477	19.22 ± 0.03	18.11±0.01	18.82±0.01	19.52 ± 0.02	19.71±0.11	0.022 ± 0.00003	341	51690	909
L	SDSS J082019.26+543140.0	125.0802	54.5277	21.44±0.13	20.41 ± 0.02	21.55 ± 0.09	21.44±0.12	19.71±0.11	$0.038 {\pm} 0.00001$	4529	55563	096
8	SDSS J155624.47+480645.7	239.1019	48.1127	$19.78{\pm}0.04$	18.71±0.01	19.73±0.02	19.36 ± 0.02	20.15 ± 0.16	$0.050 {\pm} 0.00001$	6730	56425	868
6	SDSS J103256.72+491947.2	158.2363	49.3297	$19.89{\pm}0.04$	18.67±0.01	20.01 ± 0.02	19.60 ± 0.02	20.15 ± 0.15	0.044 ± 0.00002	6656	56624	622
10	SDSS J144441.37+040941.7	221.1723	4.1615	$20.86 {\pm} 0.09$	19.38 ± 0.01	$20.31{\pm}0.03$	$20.33 {\pm} 0.05$	20.47 ± 0.24	0.039 ± 0.00001	587	52026	495

TABLE 2.2: Principales propriétés des 10 sources sélectionnées

Les coordonnées (RA, DEC), les magnitudes (u, g, r, i, z), le décalage vers le rouge, la plaque, Date Modifiée Julien (Modified Julian Date) (MJD) et le nombre de fibres

Chapitre 3

Matériels et Méthodes

Les observations spectroscopiques des galaxies contiennent une abondance d'informations concernant leurs propriétés physiques. Le continuum et les raies d'absorption fournissent des informations concernant le contenu stellaire, tandis que les lignes d'émission nébulaires fournissent une mesure du taux de formation stellaire (SFR) et de la métallicité interstellaire. Le présent chapitre vise à expliquer les matériels et les méthodes utilisées pour déterminer les propriétés physiques et les caractéristiques du contenu stellaire des galaxies des Myrtilles, à travers l'analyse spectroscopique de leurs spectres.

A. Analyse des raies d'émission

Les caractéristiques spectrales identifiées dans la plupart des BCDs étaient des raies d'émission. Leurs flux sont les premières traces de la formation d'étoiles dans les galaxies (Kenicutt, 1998). Par conséquent, la mesure de raies d'émission à partir des spectres obtenus fournissent des informations sur les paramètres physiques tels que la densité, la température, les abondances chimiques, l'SFR et l'ionisation des galaxies.

3.1 Les spectres

Pour commencer, 51 galaxies des Myrtilles ont d'abord satisfait les critères de sélection photométriques de Yang et al. (2017). Cependant, il n'y avait que 10 spectres disponibles dans la base de donnée spectroscopique SDSS et ces 10 spectres ont donc été étudiés. Leurs propriétés spectrales ont été obtenues avec SDSS DR12 qui utilisent le spectrographe Baryon Oscillation Spectroscopic Survey (BOSS) pour les observations spectroscopiques. BOSS est l'une des quatre enquêtes de collaboration de SDSS-III utilisant une mise à niveau du spectrographe multi-objet sur le télescope de 2,5 m SDSS (Gunn et al., 2006). Les spectres unidimensionnels (1D) ayant une plage spectrale de 3650 à 10, 400Å¹ ont été enregistrés par SDSS-BOSS. Les longueurs d'ondes

¹www.sdss3.org/dr9/spectro/spectro_basics.php

et flux des spectres ont été calibrés².

En outre, les principales composantes de l'ISM sont le gaz et la poussière. Le gaz interstellaire absorbe et émet des rayonnements à des longueurs d'onde différentes, tandis que la poussière disperse le rayonnement stellaire et fait rougir la lumière bleue. La présence de poussière dans une galaxie modifie alors sa forme spectrale et affecte les flux et les rapports des raies d'émission. Ces pertes sont connues sous le nom " rougissement " ou " extinction ", où la poussière diffuse dans la galaxie est appelée " extinction interne " et la poussière dans la Voie Lactée est connue sous le nom d' " extinction galactique ".

Chaque spectre doit être corrigé de l'extinction galactique et interne. Cependant, corriger avec précision un spectre est difficile. Il est supposé que les propriétés optiques de la poussière dans les galaxies à raies d'émission sont identiques aux propriétés optiques de la poussière dans notre galaxie près du soleil (Veilleux & Österbrock, 1987). L'extinction de la Voie Lactée n'a pas été considérée dans les spectres BOSS car Thomas et al., 2013 ont pensé qu'elle n'affectera pas les mesures des raies d'émission. Par conséquent, les flux des raies d'émission mesurés avec les spectres BOSS ont été corrigées uniquement pour l'extinction interne estimée par le décrément de Balmer entre $H\beta$ and $H\alpha$, utilisé par Veilleux & Österbrock (1987):

$$\frac{I(H\alpha)}{I(H\beta)} = \frac{F(H\alpha)}{F(H\beta)} 10^{c[f(H\alpha) - f(H\beta)]}$$
(3.1)

où c est la mesure de la quantité de rougissement [E(B-V)] = 0.77c, $f(\lambda)$ la courbe de rougissement, $I(\lambda)$ le flux intrinsèque corrigé et $F(\lambda)$ est le flux initialement observé. En théorie, le décrément de Balmer d'une région HII peut être considéré comme $I(H\alpha)/I(H\beta) = 2.87$ (Emerson, 1997) si nous adoptons l'approximation du cas B, expliquée plus tard dans les sections suivantes.

En conséquence, ces flux de raies d'émission corrigés peuvent être utilisés directement pour l'analyse. Toutefois, afin de mesurer les raies d'émission au repos, l'échelle logarithmique de la longueur d'onde a été convertie en longueurs d'onde de repos. Ceci est due au mouvement des corps célestes par rapport à un observateur, les longueurs d'onde se sont donc élargies et l'équipe SDSS-BOSS avaient seulement fournie la longueur d'onde observée λ d'une cible sans tenir compte de ce changement. Pour obtenir la longueur d'onde au repos λ_0 (la longueur d'onde si l'objet est au repos), le décalage spectral z a été pris en compte:

$$\lambda_0 = \frac{\lambda}{1+z} \tag{3.2}$$

Ainsi, ces longueurs d'onde au repos et leurs flux seront utilisés dans la présente étude.

²www.sdss.org/dr12/algorithms/wavelength/ and www.sdss.org/dr12/algorithms/fluxcal/ respectively

3.2 Derivation des propriétés gazeuses

Les flux des raies d'émission et leurs erreurs ont été mesurées pour les 10 galaxies des Myrtilles. Les caractéristiques spectrales identifiées dans la plupart des 10 galaxies étaient des raies d'émission permises usuelles (H $\beta\lambda$ 4861, H $\alpha\lambda$ 6563, H $\gamma\lambda$ 4340, HeI λ 5876,etc.) et quelques fortes raies interdites ([OII] $\lambda\lambda$ 3726,3729, [OIII] $\lambda\lambda\lambda$ 4363,4959,5007, [OI] λ 6300, [NII] λ 6583, [SII] $\lambda - \lambda$ 6717,6731). Les rapports des raies d'émission et leurs erreurs de propagation ont également été calculés car les rapports seront utilisés pour déterminer les propriétés physiques du gaz dans les galaxies des Myrtilles dans les sections suivantes.

3.2.1 Densité et température

Le spectre d'un plasma diffus photoionisé contient une multitude d'informations. Afin de déterminer toutes les grandeurs physiques et chimiques de ce spectre, on peut déterminer la température électronique du gaz et sa densité. Plusieurs méthodes peuvent être utilisées pour déterminer la température (T_e) et la densité (N_e) des galaxies des Myrtilles à partir de leurs spectres. Dans la présente étude, T_e and N_e ont été estimées par la méthode d' "*Excitation collisionnelle*".



FIGURE 3.1: Le diagramme de niveau d'énergie pour les ions $[OIII](2p^2)$ et SII $(3p^3)$ Le diagramme montre les énergies d'excitation au-dessus de l'énergie fondamentale et des transitions optiques les plus importantes. *Credit:* De Robertis, Dufour and Hunt, 1987

Les excitations collisionnelles apparaissant comme des ions et des électrons se déplacent et se cognent les uns aux autres. L'énergie échangée dans ces collisions n'enlève pas les électrons mais donnerait suffisamment d'énergie pour un électron, par exemple, dans le niveau inférieur de la figure 3.1 pour passer à l'un des niveaux supérieurs. Certaines transitions ne sont pas susceptibles de se produire et d'impliquer les niveaux d'énergie qui sont censés être métastable. Les raies d'émission résultantes sont appelées raies " interdites " (lignes pointillées dans la figure 3.1). Les

ollisions peuvent également désexciter un électron avant qu'il ait le temps de rayonner un photon. Par conséquent, plus la densité du gaz est élevée, plus les collisions sont fréquentes et moins de raies interdites sont observées.

Par conséquent, le procédé consiste à utiliser des raies d'émission corrigées de l'extinction du même élément qui présentent des seuils différents dans l'excitation par collision, et à calculer leurs rapports. Voici quelques exemples de rapports d'intensité des raies optiques interdites les plus courantes - répertorié par De Robertis, Dufour et Hunt (1987); Shaw et Dufour (1995) - qui peuvent être utilisés pour la dérivation de T_e et N_e d'une nébuleuse (tableaux 3.1 et 3.2). Les raies ayant des longueurs d'onde entre 3000 – 7000Å ont finalement été choisies bien que beaucoup d'autres raies peuvent également être utilisées.

TABLE 3.1: Diagnostiques de la densité électronique

SPECTRE/ION	[SII] / S ⁺	[OII] / O ⁺	$[\text{CIIII}] / \text{Cl}^{+2}$	$[ArIV]$ / Ar^{+3}
RATIO DES RAIES	I(6717)/I(6731)	I(3726)/I(3729)	I(5517)/I(5537)	I(4711)/I(4740)

SPECTRE/ION	[OI] / O ⁰	[SII] / S ⁺	[NII] / N ⁺	[OIII] / O ⁺²	[NeIII] / Ne ⁺²
RATIO DES RAIES	$\frac{I(6300+6363)}{I(5577)}$	$\frac{I(6717+6731)}{I(4068+4076)}$	$\frac{I(6548+6583)}{I(5755)}$	$\frac{I(4959+5007)}{I(4363)}$	$\frac{I(3869+3969)}{I(3342)}$

TABLE 3.2: Diagnost	iques de la	température	électronique
---------------------	-------------	-------------	--------------

Comme certaines raies ne sont pas faciles à détecter ou ne sont pas présentes dans nos spectres, seuls les rapports des raies de diagnostic disponibles ont été calculés. Le rapport [OIII] pour T_e , les rapports des raies [SII] et [OII] pour N_e .

L'analyse a été réalisée avec le logiciel IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) et l'environnement STSDAS (Space Telescope Science Data Analysis System). Un ensemble d'applications appelé nebular a été développé par Shaw et Dufour en 1995 dans l'application IRAF/STSDAS/ analysis afin de déterminer la température et la densité dans un gaz à faible densité (c'est-àdire une nebuleuse) en tenant en compte les rapports de raies d'émission de diagnostic appropriés. Cette application nebular était basée sur le programme FIVEL développé par De Robertis, Dufour et Hunt (1987). La tâche temden dans cette application calcule T_e si N_e est connue, ou N_e si T_e est connue. Un exemple de cette tâche est utilisé comme suit:

temden density flxratio=0.8 atom=sulfur spectrum=2 assume=10000

Il est nécessaire de préciser le paramètre qu'on veut calculer (température ou densité); la valeur du rapport de la raie de diagnostique corrigée de l'extinction; le nom et le spectre de l'atome; et une valeur assumée pour la quantité non calculée (température ou densité). Les valeurs de température et de densité permises dans le programme sont de 2,000 - 36,000K pour T_e (Shaw and

Dufour, 1995) et $10^0 - 10^8 cm^{-3}$ pour N_e (De Robertis, Dufour and Hunt, 1987). En ce qui concerne la valeur assumée, l'approximation du cas sans poussière B avec $T_e = 10,000K$ (pour la détermination de la densité) et $N_e = 100 cm^{-3}$ (pour la détermination de la température) est valable dans cette étude puisque la plupart des nébuleuses photoionisées sont supposées optiquement épais (De Robertis, Dufour et Hunt, 1987). Cela signifie que la recombinaison à l'état fondamental produit un photon ionisant traité par le gaz, qui ionise un autre atome d'hydrogène (cas B). Le cas A est le cas où toutes les profondeurs optiques sont petites et tous les photons s'échappent.

3.2.2 Abundance de l'Oxygène

Les abondances en oxygène servent d'indicateurs de métallicité des galaxies des Myrtilles dans cette section. Cela est dû au fait que l'oxygène est un élément abondant dans les régions HII riches en gaz. Plusieurs méthodes peuvent être utilisées pour calculer l'abondance de l'oxygène, mais dans la présente étude, trois méthodes ont été appliquées pour les calculs: (1) la méthode directe utilisant la raie [OIII] λ 4363; la méthode de la raie lumineuse par McGaugh (1991) et (3) la méthode O3N2 de Pettini & Pagel (2004).

L'abondance de l'oxygène solaire utilisée pour l'analyse est 12 + log(O/H) = 8.69 (Asplund et al., 2009). Cette valeur est une référence standard contre laquelle le contenu élémentaire d'autres objets astronomiques est comparé.

Méthode 1: méthode directe

Cette méthode classique, directe ou standard est applicable lorsque la raie [OIII] λ 4363 est détectable, et lorsque l'ion doublement ionisée O^{+2} est la forme dominante de l'oxygène dans les spectres (Osterbrock,1989). Un résumé de cette procédure a été donnée par Dinerstein (1990). Les rapports d'intensité corrigés de l'extinction ont été d'abord calculées pour déterminer T_e et N_e . A partir de ces raies, les émissivités pour les raies excitées par collision et les populations des niveaux ioniques ont été déterminées. Les rapports d'abondance ioniques ont été calculées et corrigées des ions non observés et ceux-ci donnent finalement le rapport d'abondance élémentaire. Ces étapes seront brièvement expliquées dans les paragraphes suivants.

La tâche ionic dans l'application nebular d'IRAF est eventuellement utilisée pour la détermination de l'abondance d'un ion par rapport à l'abondance de l'hydrogène ionisé. Pour son utilisation, on doit préciser le nom et le numéro atomique de l'atome; la valeur supposée de $T_e[OIII]$ (la température obtenue à partir de la tâche temden avec le rapport de OIII) et N_e (les valeurs doivent se situer dans l'intervalle $500 \le T_e \ge 10^5 K$ and $1 \le N_e \ge 10^8 cm^{-3}$); et optionnellement, la longueur d'onde en Å et le flux relatif à $I(H(\beta)) = 100$ pour une raie d'émission ou une intervalle de raies particulières. Cette tâche, par conséquent, donne les populations des niveaux ioniques; les densités critiques; les émissivités des raies; et éventuellement l'abondance ionique relative à l'hydrogène ionisé. Si la longueur d'onde et le flux observé ont été spécifiés, la tâche ionic calcule directement l'abondance ionique d'un ion A avec l'équation suivante:

$$N(A^{+k})/N(H^{+}) = I(\lambda)/I(H\beta) \times j(H\beta)/j(\lambda)$$
(3.3)

Où $N(A^{+k})$ est l'abondance en nombre des espèces atomiques dans le k-ème état ionisé responsable de la raie; j l'émissivité de volume par unité de densité d'ions par unité de densité d'électrons de la raie si N_e et T_e sont donnés; et $I(\lambda)/I(H\beta)$ le rapport du flux corrigé de l'extinction. Si non spécifié, il faut multiplier directement le flux corrigé avec l'émissivité des raies de l'ion calculée par la tâche. L'émissivité $H\beta$ est ainsi dérivée de la formule de Aller (1984) $4\pi j(H\beta) = 1.387 \times 10^{-25} N_e N(H^+) t_e^{-0.983} 10^{-0.0424/t_e}$ ayant une unité $erg \ cm^{-3} \ s^{-1}$, où $t_e = T_e/10^4 K$.

Pour continuer, l'abondance résultante doit encore être corrigée pour les ions non observés en multipliant sa valeur avec le facteur de correction d'ionisation (ICF ou f, Izotov et al., 2006). Par conséquent, étant donné que les ions les plus abondants de l'oxygène dans les régions HII sont O^+ et O^{+2} , à une température donnée T_e , l'abondance totale en oxygène est obtenue à partir de:

$$\frac{N(O)}{N(H)} = f\left[\frac{N(O^+)}{N(H^+)} + \frac{N(O^{+2})}{N(H^+)}\right]$$
(3.4)

(e.g. Lee et al. 2003; Izotov et al. 2006). f = 1 parce que l'ICF est supposé égale à l'unité s'il y a peu ou pas d'émission HeII λ 4686, indicateur de la présence de O^{+3} (Lee et al., 2003). Tel est le cas de notre échantillon, la raie HeII avait un flux nul. Les abondances relatives de l'oxygène ionisé et doublement ionisé sont:

$$\frac{N(O^{+})}{N(H^{+})} = \frac{I([OII]\lambda3727)}{I(H\beta)} \frac{j(H\beta; N_e, T_e)}{j([OII]\lambda3727; N_e, T_e)};$$
(3.5)

$$\frac{N(O^{+2})}{N(H^{+})} = \frac{I([OIII]\lambda5007)}{I(H\beta)} \frac{j(H\beta; N_e, T_e)}{j([OIII]\lambda5007; N_e, T_e)}$$
(3.6)

Pour [OII] λ 3727³, son émissivité a été calculé en ajoutant l'émissivité de [OII] λ 3726 and [OII] λ -3729. Cette méthode est aussi appelée la méthode [OIII] λ 4363 car elle dépend de la température T_e [OIII] de la nébuleuse. En l'absence de [OIII] λ 4363, il est possible de supposer l'approximation cas B où $T_e = 10^4 K$ mais le résultat obtenu ne sera pas conforme aux attentes.

Méthode 2: méthode de la raie lumineuse

Si la raie $[OIII]\lambda 4363$ est absente, une autre méthode à part la méthode standard peut être utilisée. C'est la méthode dite empirique ou méthode de la raie lumineuse où l'abondance en oxygène peut être obtenue à partir des raies brillantes [OII] et [OIII] (Lee, Grebel et Hodge, 2003).

 $^{{}^{3}}$ Équivalent du doublet [OII] $\lambda\lambda$ 3726,3729, cette ligne est égale à la somme des intensités des raies: $I([OII]\lambda3727) = I([OII]\lambda3726) + I([OII]\lambda3729)$ (Shaw & Dufour, 1995)

Pagel et al. (1979) ont suggéré que le rapport R_{23} (eq. 3.7) peut être utilisé comme un bon indicateur de métallicité d'un objet à haute métallicité Z. Mais lorsqu'il est combiné avec le rapport O_{32} (eq. 3.8), McGaugh (1991) a pu développer une grille de modèle de photoionisation qui peut également estimer l'abondance en oxygène d'un objet de faible métallicité. Où:

$$R_{23} = \frac{I([OII]\lambda3727) + I([OIII]\lambda\lambda4959, 5007)}{I(H\beta)}$$
(3.7)

$$O_{32} = \frac{I([OIII]\lambda\lambda4959, 5007)}{I([OII]\lambda3727)}$$
(3.8)

Cependant, R_{23} n'est pas une fonction monotone. A une valeur donnée de R_{23} , deux valeurs de l'abondance en oxygène sont possibles. Heureusement, $I([NII]\lambda 6583)/I([OII]\lambda 3727)$ ou le rapport d'intensité [NII] / [OII] de McCall, Rybski et Shields (1985) peut distinguer si la région a une abondance élevée en oxygène (branche supérieure) ou une faible abondance en oxygène (branche inférieure). Si ce rapport est supérieur à 0.1, il faut utiliser la valeur supérieure; De même, si le rapport est inférieur à 0.1, la valeur inférieure doit être utilisée (Lee, Grebel et Hodge, 2003).

Pour la calibration de la raie lumineuse de McCaugh (1991), les expressions des abondances en oxygène des branches inférieures et supérieures sont:

$$12 + \log(\frac{O}{H})_{lower} = 12 - 4.93 + 4.25x - 3.35sin(x) - 0.26y - 0.12sin(y)$$
(3.9)

$$12 + \log(\frac{O}{H})_{upper} = 12 - 2.65 - 0.91x + 0.12ysin(x)$$
(3.10)

où $x \equiv log R_{23}, y \equiv log O_{32}$ et l'argument de la fonction trigonométrique est en radians (Lee, Grebel and Hodge, 2003).

Méthode 3: l'indice O3N2

Cette méthode fait partie des méthodes "empiriques" pour estimer les abondances en oxygène dans les régions HII extragalactiques, particulièrement durant l'analyse de galaxies à formation d'étoiles dans les décalages vers le rouge élevés. Deux rapports, [NII]/H α and [OIII]/H β sont considérés. Selon Pettini & Pagel (2004), la quantité

$$O3N2 \equiv \log\left(\frac{([OIII]\lambda 5007/H\beta)}{([NII]\lambda 6583/H\alpha)}\right)$$
(3.11)

montre plus d'efficacité au niveau des régions à métallicité modérées et élevées. Par conséquent, il serait utile de tester cette méthode et valider ses résultats avec la mesure des métallicités des BCDs à proximité pour améliorer ses statistiques dans les galaxies à faible métallicité. Cette méthode est moins utilisée quand $O3N2 \ge 2$, since Pettini & Pagel (2004) ont regressé leurs données dans l'intervalle -1 < O3N2 < 1.9 en utilisant les régions HII. Cette régression a produit la relation: