

TABLE 4.2: **La détermination de l’abondance d’oxygène à partir de la méthode directe utilisant des températures et des densités déterminées.**

ID	$I([\text{O II}]\lambda 3727)_{100}$	$I([\text{O III}]\lambda 5007)_{100}$	$N(\text{O}^+)/N(\text{H}^+)$	$N(\text{O}^{+2})/N(\text{H}^+)$	$12 + \log(\frac{\text{O}}{\text{H}})$
			$(\times 10^{-6})$	$(\times 10^{-5})$	
1	$26.53 \pm 0.42$	$618.81 \pm 9.59$	$6.24 \pm 0.09$	$5.52 \pm 0.08$	$7.79 \pm 0.006$
2	$31.42 \pm 0.47$	$776.44 \pm 11.43$	$4.08 \pm 0.06$	$5.45 \pm 0.08$	$7.77 \pm 0.005$
3	$120.20 \pm 1.58$	$615.83 \pm 8.07$	$16.12 \pm 0.21$	$5.52 \pm 0.07$	$7.85 \pm 0.004$
4	$50.00 \pm 3.15$	$600.45 \pm 37.82$	$65.99 \pm 4.16$	$27.08 \pm 1.70$	$8.52 \pm 0.02$
5	$55.22 \pm 1.94$	$684.93 \pm 24.03$	$6.44 \pm 0.22$	$5.57 \pm 0.19$	$7.79 \pm 0.01$
6	$1546.11 \pm 260.98$	$259.10 \pm 28.50$	–	–	–
7	$22.02 \pm 2.05$	$534.43 \pm 49.70$	–	–	–
8	$5346.16 \pm 6396.66$	$428.36 \pm 555.81$	–	–	–
9	$11.77 \pm 2.80$	$12.43 \pm 2.96$	–	–	–
10	$47.04 \pm 10.15$	$722.73 \pm 156.04$	$4.93 \pm 1.06$	$5.81 \pm 1.25$	$7.79 \pm 0.08$

Récemment, Yang et al. (2017) ont calculé la métallicité de ces 10 galaxies des Myrtilles. Le procédé décrit par Izotov et al. (2006a), suivant les mêmes modes opératoires de déterminations d’abondances ioniques comme la méthode directe a été utilisée. Ils ont constaté que les galaxies des Myrtilles présentent une très faible métallicité ( $7.1 < 12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 8.0$ ), où deux d’entre eux ayant  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 7.2$  peuvent être classifiés parmi les galaxies ayant le taux de métallicité le plus faible jamais trouvés. Quand James et al. (2015) étaient à la recherche de galaxies à métallicité extrêmement faibles, ils ont trouvé des valeurs comprises dans l’intervalle  $7.45 < 12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 8.0$  avec la même méthode.

En utilisant la méthode directe dans notre étude, 80% des 6 galaxies des Myrtilles ont une intervalle d’abondance d’oxygène de  $7.77 < 12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 7.85$ , qui est en accord total avec les résultats de Yang et al. (2017) et celles d’autres littératures. Cependant, un d’entre eux a une valeur de métallicité supérieure à 8.2 en raison de la faiblesse et du faible rapport signal-bruit de la raie  $[\text{OIII}]\lambda 4363$  line. En outre, les valeurs inférieures à 7.2 n’étaient pas trouvées. Si les températures des ID 7,8 et 9 ont été déterminées, il pourrait y avoir des possibilités d’obtenir cette faible valeur.

## Méthode 2: méthode de la raie lumineuse

Cette méthode a été utilisée dans le cas où la détermination de la température et de la densité serait un échec. Le rapport  $[\text{NII}]/[\text{OII}]$  a été utilisé comme un indicateur d’abondance dans la délimitation de la branche (inférieure / supérieure) à utiliser. Ces branches inférieures et supérieures ont été effectivement utilisées depuis qu’on a démontré que  $R_{23}$  avait deux valeurs. Cependant, le choix inférieur / supérieur dépend finalement de l’origine nucléosynthétique de l’azote et des détails de l’histoire de la formation des étoiles, et donc, incertain (McGaugh, 1991). Voilà pourquoi dans notre analyse, les valeurs inférieures et supérieures à l’abondance d’oxygène ont été calculées et présentées dans le tableau 4.3. Cependant, puisque nous savons que ces galaxies des

TABLE 4.3: **La détermination de l'abondance d'oxygène à partir de la méthode de la raie lumineuse de McGaugh (1991)**

ID	$R_{23}$	$O_{32}$	$\frac{I[N\ II]_{\lambda 6583}}{I[O\ II]_{\lambda 3727}}$	$12 + \log(\frac{O}{H})_{lower}$	$12 + \log(\frac{O}{H})_{upper}$
1	$8.39 \pm 0.14$	$219.06 \pm 89.15$	$0.835 \pm 1.324$	$7.63 \pm 0.03$	$8.73 \pm 0.02$
2	$10.75 \pm 0.20$	$38.22 \pm 15.75$	$0.135 \pm 0.041$	$8.05 \pm 0.05$	$8.57 \pm 0.02$
3	$9.80 \pm 0.23$	$5.57 \pm 0.68$	$0.025 \pm 0.004$	$8.20 \pm 0.03$	$8.52 \pm 0.01$
4	$8.54 \pm 0.65$	$14.32 \pm 0.72$	$0.071 \pm 0.079$	$7.93 \pm 0.07$	$8.61 \pm 0.03$
5	$9.59 \pm 0.36$	$18.80 \pm 0.62$	$0.056 \pm 0.015$	$8.01 \pm 0.04$	$8.58 \pm 0.01$
6	$34.42 \pm 279.96$	$0.11 \pm 1.02$	$0.002 \pm 0.001$	$10.59 \pm 14.67$	$7.84 \pm 3.26$
7	$7.50 \pm 0.86$	$35.36 \pm 18.53$	$0.045 \pm 0.111$	$7.69 \pm 0.12$	$8.69 \pm 0.04$
8	$29.18 \pm 38.19$	$0.25 \pm 0.07$	$0.051 \pm 0.052$	$10.19 \pm 2.21$	$7.94 \pm 0.52$
9	$0.32 \pm 0.09$	$1.08 \pm 0.29$	$0.101 \pm 0.020$	$6.55 \pm 0.16$	$9.79 \pm 0.11$
10	$10.09 \pm 2.67$	$29.06 \pm 8.01$	$0.092 \pm 0.425$	$8.01 \pm 0.28$	$8.58 \pm 0.09$

Myrtilles ont des valeurs de métallicité faibles, les valeurs faibles dans la branche inférieure ont été sélectionnées.

De plus, certaines valeurs ont été ignorées à cause de leurs valeurs comme celle de l'ID 6,8 et 9. Dans la valeur de l'abondance d'oxygène inférieure, l'ID 1 peut être classée comme une galaxie ayant un taux de métallicité extrêmement faible (XMP). Une galaxie ayant une abondance d'oxygène  $12 + \log(O/H) < 7.65$  ou moins d'un dixième de la valeur de métallicité solaire de Asplund et al. (2009).

### Méthode 3: L'indice O3N2

Nous avons utilisé cette troisième méthode afin de comparer les résultats obtenus depuis la méthode directe et de la méthode de raies lumineuses (tableau 4.5). Pour chaque galaxie au sein de notre échantillon, les métallicités obtenues à partir de cette troisième méthode sont présentées dans le tableau 4.4. Comme indiqué dans le chapitre 3, dans les travaux de Pettini & Pagel (2004), cette méthode a été peu utilisée lorsque le rapport  $O3N2$  était supérieur à 2. Bien que seulement 4 (ID 6,7,8 et 9) d'entre eux avaient rempli cette condition dans notre échantillon, nous avons comme même encore calculé l'abondance en oxygène pour toutes les galaxies afin de tester la validité des résultats. Ainsi, les résultats obtenus à partir de cette méthode  $O3N2$  sont tout à fait les mêmes que les résultats précédents. Toutes les galaxies ayant un rapport  $O3N2$  supérieur à 2 ont montré une abondance d'oxygène dans l'intervalle des résultats de Yang et al. (2017) or ceux avec  $O3N2 \leq 2$  ont toutes eu des valeurs plus grandes que 8.0. Par conséquent, les résultats de la méthode directe et de la méthode  $O3N2$  sont généralement en accord avec les conditions physiques qui sont généralement déterminées avec ces méthodes. Ils sont également en concordance avec les valeurs trouvées par Yang et al. (2017).

Pour conclure, la méthode directe a été la plus précise dans la détermination de l'abondance en oxygène des galaxies des Myrtilles. Comme la raie OIII est très sensible à la poussière, et comme Thomas et al. (2013) n'ont pas tenu compte de l'extinction de la Voie lactée, l'intensité de la raie

TABLE 4.4: **La détermination de l’abondance de l’oxygène à partir de la méthode O3N2**

ID	O3N2	$12 + \log(\frac{O}{H})$
1	$2.74 \pm 0.27$	$7.85 \pm 0.08$
2	$2.83 \pm 0.09$	$7.82 \pm 0.03$
3	$2.72 \pm 0.06$	$7.86 \pm 0.02$
4	$2.50 \pm 0.39$	$7.93 \pm 0.12$
5	$2.73 \pm 0.03$	$7.85 \pm 0.01$
6	$1.85 \pm 0.13$	$8.13 \pm 0.04$
7	$1.70 \pm 0.59$	$8.18 \pm 0.19$
8	$1.21 \pm 0.73$	$8.34 \pm 0.23$
9	$0.66 \pm 0.16$	$8.52 \pm 0.05$
10	$2.82 \pm 0.17$	$7.83 \pm 0.05$

TABLE 4.5: **La comparaison des trois méthodes**

ID	Method 1	Method 2	Method 3
1	7.79	7.63	7.85
2	7.77	8.05	7.82
3	7.85	8.20	7.86
4	8.52	7.93	7.93
5	7.79	8.01	7.85
6	–	–	8.13
7	–	7.69	8.18
8	–	–	8.34
9	–	–	8.52
10	7.79	8.01	7.83

OIII pour certaines galaxies est devenue imprécise due au rapport signal-bruit faible, donnant des certaines valeurs inconsistantes à la littérature entraînant leur non considération dans cette étude. De plus, la méthode de la raie lumineuse n’a pas été très précise et n’est généralement pas utilisée dans la littérature. En général, les résultats qu’on a obtenu sont en accord avec ceux de Yang et al. (2017).

### 4.3 Classification spectrale

Chaque spectre de l’échantillon entier présente toutes les fortes raies d’émission typique des galaxies en formation d’étoiles ([OIII] $\lambda$ 5007,[NII] $\lambda$ 6583, H $\alpha$ , H $\beta$ , etc. vu dans l’annexe A). Dans cette section, la classification spectrale des 10 galaxies des Myrtilles dans notre échantillon sera examinée plus en détails.

#### 4.3.1 Starbursts ou pas?

Il existe un moyen simple d’avoir un aperçu direct de la classification spectrale d’une galaxie pour voir si c’est une galaxie starburst ou non. La condition pour que  $\log(I[NII]\lambda 6583/I(H\alpha)) < -0.25$  (Carter et al.,2001) a été testée pour l’ensemble de l’échantillon. Les résultats présentés dans le tableau 4.6 ont confirmés que la majorité est en effet correctement classée comme étant des SFGs. Pour l’ID 8, la valeur  $-0.58 \pm 0.46$  vérifie la condition. Cependant, l’erreur peut le faire tomber dans la branche AGN. Par conséquent, elle peut être classée comme une composite – une galaxie ayant un mélange de formation d’étoiles, mais avec un composant AGN central (Kewley et al., 2006).

TABLE 4.6: Les valeurs du logarithme du rapport  $I([N II]\lambda 6583)/I(H\alpha)$  utilisé pour une classification préalable des galaxies des Myrtilles

ID	$\log\left(\frac{I([N II]\lambda 6583)}{I(H\alpha)}\right)$	type d'ELG
1	$-1.95 \pm 0.27$	SFG
2	$-1.94 \pm 0.09$	SFG
3	$-1.93 \pm 0.06$	SFG
4	$-1.72 \pm 0.03$	SFG
5	$-1.89 \pm 0.01$	SFG
6	$-1.44 \pm 0.11$	SFG
7	$-0.97 \pm 0.05$	SFG
8	$-0.58 \pm 0.46$	SFG/Composite
9	$-1.57 \pm 0.12$	SFG
10	$-1.96 \pm 0.11$	SFG

TABLE 4.7: Force d'ionisation de l'échantillon

ID	$\frac{I([O III]\lambda\lambda 4959,5007)}{I([O II]\lambda 3727)}$
1	$219.06 \pm 89.15$
2	$38.22 \pm 15.75$
3	$5.57 \pm 0.68$
4	$14.32 \pm 0.72$
5	$18.80 \pm 0.62$
6	$0.11 \pm 1.02$
7	$35.36 \pm 18.53$
8	$0.25 \pm 0.07$
9	$1.08 \pm 0.29$
10	$29.06 \pm 8.01$

### 4.3.2 Diagrammes de diagnostic optique

Le diagramme BPT-NII (figure 4.2, à gauche) est principalement utilisé pour séparer les galaxies HII dominées par la formation d'étoiles en cours avec les AGNs dominés par un processus non stellaire. L'analyse des spectres des galaxies des Myrtilles à raies étroites ont révélé que la plupart des objets sont des galaxies formant des étoiles (en dessous de la ligne en pointillés noire de Kauffmann et al., 2003) et 2 sont désignés comme étant des composites. Lorsque l'on regarde dans les BPT-SII et BPT-OI (figure 4.2, panneau du milieu et celle de droite, respectivement), les diagrammes consistant à séparer les SFGs des Seyfert et LINERs – encore une fois, la totalité de l'échantillon se situe en dessous de la séquence de formation d'étoiles pour les BPT-SII et BPT-OI. Certaines galaxies ne sont pas classifiées dans les diagrammes BPT-SII et BPT-OI. Ceux-ci étant due à la faible détection des raies. Certaines étaient indétectables alors que certaines ont un très faible AoN, en dessous de 2. De plus, l'emplacement des SFgs dans les diagrammes de BPT se situant en haut ( $[OIII]/H\beta$  élevé,  $[NII]/H\alpha$  faible) confirme leur faible métallicité. En conclusion, la majorité des galaxies des Myrtilles dans notre échantillon sont des galaxies en formations d'étoiles ce qui renforce la validité des résultats précédents.

### Ionisation

Etant donné que les diagnostics des raies d'émission vise à explorer la nature de la principale source d'ionisation dans une galaxie, une autre propriété des SFGs a été mesurée: la quantité d'ionisation. Lorsque les galaxies forment des étoiles, elles ionisent les gaz qui les entourent. Cela est dû aux photons UV émis par les étoiles OB chaudes (Veilleux & Osterbrock, 1987). La force du champ d'ionisation au sein de notre sous-ensemble de galaxies des Myrtilles a donc été calculée et indiquée dans le tableau 4.7. Quatre galaxies (ID 3, 6, 8 et 9) présentent des champs à faible ionisation en-dessous de 10, tandis que 6 présentent une ionisation de gaz très élevé dans l'intervalle 14 – 219. Ces 6 galaxies possèdent une ionisation élevée car elles ont de plus faibles

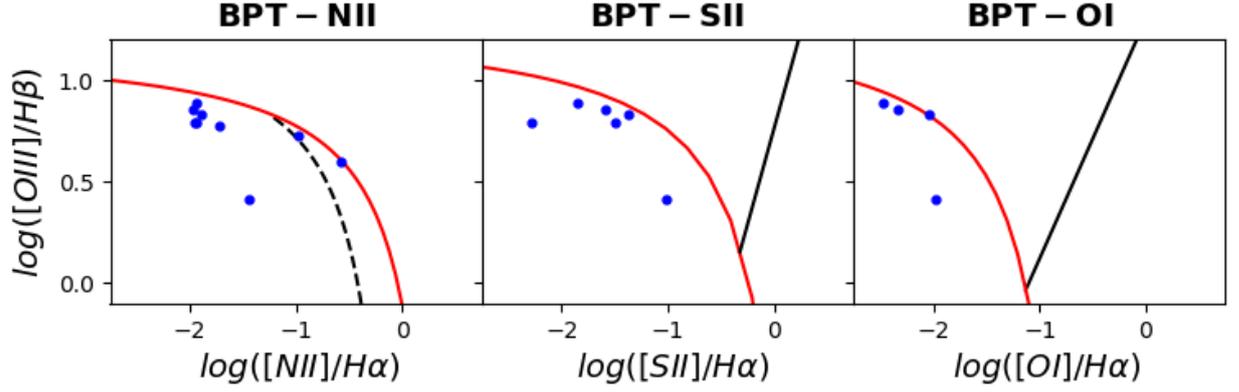


FIGURE 4.2: Les trois types de diagrammes de BPT utilisés pour classer les galaxies des Myrtilles en fonction de leurs raies d'émission

$[NII]\lambda 6583/H\alpha$  vs  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$  également appelé diagramme de BPT-NII à gauche;  
 $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731/H\alpha$  vs  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$  également appelé diagramme de BPT-SII au milieu et  
 $[OI]\lambda 6300/H\alpha$  vs  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$  également appelé diagramme de BPT-OI à droite.

métallicités. Il est connu que l'ionisation augmente dans les BCDs quand plus la métallicité est faible (Campbell et al., 1986). De plus, ces ionisations élevées sont dues à la compacité des régions à formation d'étoiles dans les BCDs et elles viennent des étoiles primordiales pop. III dans ces galaxies (Thuan & Izotov, 2005).

### 4.3.3 Taux de formation d'étoiles

Chaque spectre de l'échantillon entier présente toutes les fortes raies d'émission typique des galaxies à formation d'étoiles ( $[OIII]\lambda 5007, [NII]\lambda 6583, H\alpha, H\beta$ , etc.). Se concentrer principalement sur la raie  $H\alpha$  nous permet d'étudier leur taux de formation d'étoiles. Présenté dans le tableau 4.6, on les compare avec les valeurs trouvées par SDSS. Les SFRs ont été trouvés couvrir presque deux ordres de grandeur ( $10^{-2}$  to  $10^{-1} M_{\odot} yr^{-1}$ ), de  $0.015$  à  $0.578 M_{\odot} yr^{-1}$  et avec une moyenne SFR de  $0.258 M_{\odot} yr^{-1}$ . Les valeurs du SFR de l'ID 7 et 8 peuvent être négligées car leurs raies  $H\alpha$  ont des intensités très faibles combinée à un très faible rapport amplitude-bruit ( $AoN < 2$ ).

La récupération des valeurs depuis SDSS des SFRs des 10 galaxies des Myrtilles nous a permis de faire une comparaison de nos résultats. Il est noté que les SFRs dans SDSS ont été déterminés avec les mêmes méthodes courantes dans la littérature, comme l'utilisation de la raie  $H\alpha$ , la méthode est décrite par Brinchmann et al. (2004). Le groupe SDSS a trouvé une moyenne SFR de  $0.233 M_{\odot} yr^{-1}$  avec une couverture de seulement un ordre de grandeur. Cette moyenne SFR montre la cohérence avec nos résultats. Toutefois, Kong (2004) a déclaré qu'à partir des valeurs disponibles dans la littérature, on peut conclure que la moyenne des SFRs de BCGs varient sur deux ordres de grandeur. En outre, une moyenne SFR de  $0.5 M_{\odot} yr^{-1}$  a été obtenue par Popescu et al. (1999) pour un échantillon de BCGs en utilisant la raie  $H\beta$  line. Par conséquent, le choix des indicateurs SFRs et la sélection de l'échantillon ont un impact sur la valeur du SFR. Voilà

TABLE 4.8: Les SFRs déterminées depuis la raie  $H\alpha$  et les résultats dans SDSS

ID	Distance Luminosité $D$		$L(H\alpha)$	SFR calculé	SDSS SFR
	( $Mpc$ )	( $\times 10^{26} cm$ )	( $\times 10^{38} erg s^{-1}$ )	( $M_{\odot} yr^{-1}$ )	( $M_{\odot} yr^{-1}$ )
1	182	5.64	$328.24 \pm 3.69$	$0.259 \pm 0.003$	0.1
2	139	4.31	$587.38 \pm 5.80$	$0.464 \pm 0.004$	0.2
3	164	5.08	$731.59 \pm 6.95$	$0.578 \pm 0.005$	0.3
4	119	3.69	$0.13 \pm 0.38$	$0.015 \pm 0.001$	0.1
5	139	4.31	$408.89 \pm 6.32$	$0.323 \pm 0.005$	–
6	97.2	3.01	$54.21 \pm 4.77$	$0.043 \pm 0.004$	0.4
7	165	5.12	$0.82 \pm 1.02$	$0.0006 \pm 0.0008$	0.2
8	215	6.67	$4.49 \pm 1.20$	$0.003 \pm 0.001$	0.4
9	191	5.92	$73.05 \pm 15.19$	$0.058 \pm 0.012$	0.3
10	167	5.18	$413.19 \pm 63.61$	$0.326 \pm 0.050$	0.1

pourquoi la littérature présente des valeurs différentes (Kong, 2004). Notre échantillon forme des étoiles à un taux moyen de  $0.26 M_{\odot} yr^{-1}$ . Si nous tenons compte de toutes les valeurs trouvées, notre échantillon peut être classifié en deux classes: 5 galaxies à formation d'étoiles actives, ayant des SFRs  $\sim 0.1 - 1 M_{\odot} yr^{-1}$  et 5 galaxies à formation d'étoiles passives avec des SFRs  $< 0.1 M_{\odot} yr^{-1}$ , i.e à faible formation d'étoiles mais non nulle.

## B. Contenu stellaires

Les résultats des régressions de chaque galaxie en utilisant ULYSS sont présentés dans cette section. La première partie de l'analyse enquête sur une régression d'une simple population et le deuxième montre les régressions pour deux modèles de populations (deux SSPs).

### 4.4 Population stellaire unique

Lors de la reconstruction de la SFH d'une galaxie, la première étape consiste à calculer les propriétés SSP-équivalentes tels que l'âge et la métallicité par régression du spectre avec un SSP. Ces caractéristiques SSPs sont fortement influencées par la dernière époque de formation d'étoiles et indiquent la “*luminosité pondérée*” moyenne sur les distributions.

Les paramètres SSP équivalents en utilisant l'intervalle de longueur d'onde autorisées par PEGASE-HR ont été déterminés dans le tableau 4.9. La régression exclut les raies d'émission. Nous montrons aussi une régression exemplaire et les résidus de l'ID 7 en tant que galaxie représentative obtenue avec la régression SSP dans la figure 4.3.

Les régressions SSP des galaxies 2, 4, 7, 8 et 9 montrent que leur âges SSP-équivalents dérivés sont concentrés aux environs de  $1.9 Gyr$ . Ces résultats des SSPs indiquent que la population âgée d'environ  $1 Gyr$  pourraient être les composants “légers pondérés” et consiste à la dernière époque de formation d'étoiles dans ces 5 galaxies. De plus, les valeurs  $[Fe/H]$  des galaxies 1, 7 et 8

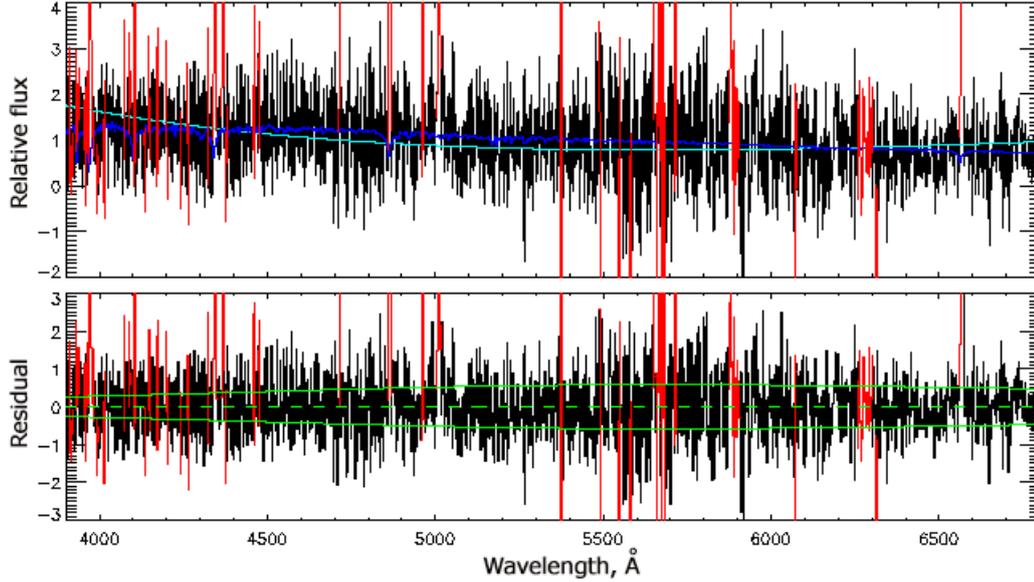


FIGURE 4.3: **Une régression SSP avec le modèle PEGASE-HR et le spectre résiduel pour SDSS J082019.26 + 543140,0 (ID 7)**

Panneau supérieur: le spectre (en noir) et la meilleure régression en bleue (superposé). La ligne en cyan représente le degré du polynôme multiplicatif ( $n = 3$ ) et est utilisé pour absorber les effets d'une calibration imprécise de flux et de l'extinction galactique (Koleva et al., 2008). Les régions rouges indiquent les régions rejetées par la régression (rejet des lignes telluriques et le rejet automatique des valeurs aberrantes représentées comme des raies d'émissions). Panneau inférieur: résidus de la meilleure régression avec un LSF adapté. Les lignes vertes continues montrent l'écart-type  $1\sigma$  et la ligne en pointillés est l'axe zéro (Koleva et al., 2009).

TABLE 4.9: **Les résultats de la régression SSP avec PEGASE-HR / Elodie 3.1**

La colonne 1 est le numéro de galaxie, la colonne 2 la valeur du décalage vers le rouge, la colonne 3 correspond à l'âge de l'Univers pour ces décalages et la colonne 4 indique le rapport signal-bruit pour chaque spectre observé. La colonne 5 représente le  $\chi^2$  pour la meilleure régression. Les colonnes 6 et 7 sont les SSP âge équivalent en  $Myr$  et  $[Fe/H]$  en  $dex$ , respectivement, avec leurs erreurs.

ID	$z$	âge de l'Univers ( $Gyr$ )	$S/N$	$\chi^2$	Âge ( $Myr$ )	Metallicité ( $dex$ )
1	0.042	13.148	3.601	0.598	$19\,999.993 \pm 0.000$	$-1.730 \pm 0.243$
2	0.033	13.267	4.310	0.457	$1\,394.991 \pm 669.793$	$-2.301 \pm 0.000$
3	0.038	13.201	4.718	0.446	$19\,999.993 \pm 0.000$	$-2.301 \pm 0.000$
4	0.028	13.335	3.416	2.802	$1\,455.780 \pm 919.163$	$-2.301 \pm 0.000$
5	0.033	13.267	4.350	0.061	$19\,999.993 \pm 0.000$	$-2.301 \pm 0.000$
6	0.022	13.416	4.442	0.124	$19\,999.993 \pm 0.000$	$-2.301 \pm 0.000$
7	0.038	13.201	3.966	2.767	$721.447 \pm 183.955$	$-0.168 \pm 0.341$
8	0.050	13.042	3.750	0.047	$1\,047.200 \pm 414.684$	$-1.682 \pm 1.268$
9	0.044	13.121	3.395	0.093	$19\,999.993 \pm 0.000$	$-2.301 \pm 0.000$
10	0.039	13.187	6.177	1.316	$5\,096.911 \pm 1\,124.866$	$-2.301 \pm 0.000$

sont essentiellement réparties autour de  $-0.17$  à  $-0.73 dex$ , prouvant des populations à faibles métallicité stellaire (la métallicité solaire étant  $Z = 0.02$ ).

Cependant, un examen détaillé du spectre de régression et tous les résidus (figure 4.3) de la régression révèle que les spectres sont très bruyants en qualité et quelques mauvaises régressions sont visibles dans certaines parties du spectre. De plus, certaines valeurs des âges SSP-équivalents et métallicités ont été observées atteignant les limites du modèle ( $19.9 \text{ Myr}$  et  $-2.3 \text{ dex}$ ). Par conséquent, les valeurs qui se sont arrêtés aux limites devraient être prises avec prudence en raison du faible rapport signal-bruit ( $S/N$  de 3.4 à 6.2). Les mauvaises régressions peuvent aussi être une indication que les populations stellaires sont composites, mais pas des SSPs. Pour ce cas, une régression pour deux populations a été entreprise pour chaque spectre afin de comparer quelle régression est appropriée pour chaque galaxie des Myrtilles.

## 4.5 Evidence pour des populations composites

Le tableau 4.10 ci-dessous présente les histoires des populations stellaires des 10 galaxies des Myrtilles reconstruites à partir de deux épisodes de formation d'étoiles. Retraçant cette histoire de formation d'étoiles requiert une régression directe avec une combinaison linéaire positive de nombreux SSPs, c'est-à-dire faire une régression d'une population composite stellaire pour chaque galaxie.

Dans cette étude, le spectre de chaque galaxie des Myrtilles a été analysé en termes de deux époques: une population jeune stellaire (YSP) ayant une limite d'âge entre  $10 - 4\,000 \text{ Myr}$ , et une vieille population stellaire (OSP) de  $4\,000 - 19\,000 \text{ Gyr}$ , les deux ayant une métallicité estimée à  $-0.2 \text{ dex}$ . Seul les intervalles d'âge diffèrent pour chaque régression des galaxies.

TABLE 4.10: **Les résultats des régressions des deux populations (YSP et OSP) avec PEGASE-HR et les simulations de Monte Carlo pour chaque galaxie de l'échantillon**

La colonne 1 est le numéro d'identification de l'échantillon de galaxies des Myrtilles figurant dans le tableau 4.10. La colonne 2 est la valeur  $\chi^2$  de la meilleure régression. La colonne 3 indique la liste des paramètres tels que l'âge (en  $\text{Myr}$ ),  $[Fe/H]$  en  $\text{dex}$ , les fractions de lumière et de masse (en pour cent) de la régression et l'expérience de Monte Carlo. Les colonnes suivantes montrent les valeurs de la régression pour chacun des composants (CMP1 ou YSP et CMP2 ou OSP).

ID	$\chi^2$	Paramètres SSP	CMP1 (800 $\text{Myr}$ )	CMP2 (5 000 $\text{Myr}$ )
1	0.59	Limite d'âge ( $\text{Myr}$ )	600 – 3 000	3 000 – 19 000
		Age moyen (FSF)	$752.077 \pm 2611134.4$	$10360.242 \pm 10411.008$
		Age moyen (MC)	$800.175 \pm 0.380$	$8711.962 \pm 6411.272$
		Metallicité (FSF)	$0.699 \pm 3435.339$	$-1.886 \pm 0.249$
		Metallicité (MC)	$-0.200 \pm 0.001$	$-0.755 \pm 1.233$
		Fraction de lumière (%)	0	$100.000 \pm 1.021$
		Fraction de masse (%)	0	$100.000 \pm 1.021$

2	0.46	Limite d'âge ( <i>Myr</i> )	10 – 3 000	3 000 – 19 000
		Age moyen (FSF)	379.732 ± 353.602	10265.720 ± 17166.525
		Age moyen (MC)	899.969 ± 449.945	8679.899 ± 7314.658
		Metallicité (FSF)	0.699 ± 0.000	–2.301 ± 0.000
		Metallicité (MC)	–0.357 ± 0.495	–1.033 ± 1.256
		Fraction de lumière (%)	19.059 ± 13.281	80.941 ± 13.621
		Fraction de masse (%)	4.310 ± 3.003	95.690 ± 16.103
3	0.46	Limite d'âge ( <i>Myr</i> )	700 – 2 000	2 000 – 19 000
		Age moyen (FSF)	866.588 ± 1975616.6	10057.036 ± 9941.262
		Age moyen (MC)	949.340 ± 157.074	5387.660 ± 409.026
		Metallicité (FSF)	–2.301 ± 2396.158	–2.301 ± 0.000
		Metallicité (MC)	0.238 ± 0.420	–0.196 ± 0.078
		Fraction de lumière (%)	0	100.000 ± 0.694
		Fraction de masse (%)	0	100.000 ± 0.694
4	2.81	Limite d'âge ( <i>Myr</i> )	10 – 1 000	1 000 – 19 000
		Age moyen (FSF)	914.148 ± 562.495	4341.614 ± 14156421
		Age moyen (MC)	808.336 ± 169.155	5004.955 ± 2257.728
		Metallicité (FSF)	–1.596 ± 1.681	0.699 ± 3026.579
		Metallicité (MC)	0.210 ± 0.439	0.417 ± 0.324
		Fraction de lumière (%)	100.00 ± 0.997	0
		Fraction de masse (%)	100.00 ± 0.997	0
5	0.06	Limite d'âge ( <i>Myr</i> )	800 – 1 500	1 500 – 19 000
		Age moyen (FSF)	1152.918 ± 1418.972	18984.427 ± 264440.37
		Age moyen (MC)	916.627 ± 183.105	8080.674 ± 6863.392
		Metallicité (FSF)	–1.671 ± 2.554	0.691 ± 18.451
		Metallicité (MC)	–0.461 ± 0.454	–0.747 ± 1.293
		Fraction de lumière (%)	99.616 ± 2.541	0.384 ± 2.767
		Fraction de masse (%)	81.557 ± 2.081	18.443 ± 132.831
6	0.12	Limite d'âge ( <i>Myr</i> )	10 – 1 000	1 000 – 19 000
		Age moyen (FSF)	909.943 ± 2684726.3	10355.729 ± 13616.745
		Age moyen (MC)	800.199 ± 0.405	9123.954 ± 7567.964
		Metallicité (FSF)	–1.789 ± 2986.911	–2.259 ± 0.329
		Metallicité (MC)	–0.200 ± 0.001	–0.947 ± 1.223
		Fraction de lumière (%)	0	100.000 ± 0.913
		Fraction de masse (%)	0	100.000 ± 0.645
7	2.82	Limite d'âge ( <i>Myr</i> )	500 – 3 000	3 000 – 19 000

		Age moyen (FSF)	$723.532 \pm 751.439$	$12918.417 \pm 2411779.5$
		Age moyen (MC)	$881.851 \pm 145.569$	$5900.096 \pm 1690.667$
		Metallicité (FSF)	$0.001 \pm 0.881$	$-0.439 \pm 107.193$
		Metallicité (MC)	$-0.304 \pm 0.183$	$-0.234 \pm 0.092$
		Fraction de lumière (%)	$98.725 \pm 2.745$	$1.274 \pm 3.132$
		Fraction de masse (%)	$87.806 \pm 2.441$	$12.193 \pm 29.957$
8	0.04	Limite d'âge ( $Myr$ )	$10 - 3\ 000$	$3\ 000 - 19\ 000$
		Age moyen (FSF)	$926.736 \pm 2607460.9$	$10457.467 \pm 13015.950$
		Age moyen (MC)	$837.439 \pm 143.999$	$5116.375 \pm 461.192$
		Metallicité (FSF)	$0.383 \pm 2939.369$	$-2.301 \pm 0.000$
		Metallicité (MC)	$-0.193 \pm 0.114$	$-0.129 \pm 0.187$
		Fraction de lumière (%)	0	$100.000 \pm 0.876$
		Fraction de masse (%)	0	$100.000 \pm 0.876$
9	0.09	Limite d'âge ( $Myr$ )	$500 - 2\ 000$	$2\ 000 - 19\ 000$
		Age moyen(FSF)	$1503.686 \pm 1011.784$	$16795.204 \pm 2578787.1$
		Age moyen (MC)	$800.084 \pm 0.139$	$9572.667 \pm 7220.135$
		Metallicité (FSF)	$-2.301 \pm 0.000$	$-0.819 \pm 131.534$
		Metallicité (MC)	$-0.200 \pm 0.001$	$-1.052 \pm 1.266$
		Fraction de lumière (%)	$99.618 \pm 3.376$	$0.381 \pm 3.801$
		Fraction de masse (%)	$96.522 \pm 3.271$	$3.477 \pm 34.655$
10	1.37	Limite d'âge ( $Myr$ )	$10 - 3\ 000$	$3\ 000 - 19\ 000$
		Age moyen (FSF)	$301.247 \pm 385.417$	$7595.239 \pm 5074.422$
		Age moyen (MC)	$818.184 \pm 140.920$	$4996.508 \pm 91.686$
		Metallicité (FSF)	$-0.759 \pm 1.355$	$-2.301 \pm 0.000$
		Metallicité (MC)	$-0.202 \pm 0.096$	$-0.194 \pm 0.064$
		Fraction de lumière (%)	$24.176 \pm 2.286$	$75.823 \pm 2.474$
		Fraction de masse (%)	$3.079 \pm 0.291$	$96.921 \pm 3.163$

L'ID 1 possède deux populations stellaires: une YSP de  $0.7\ Gyr$  et une OSP de  $10\ Gyr$  ayant une métallicité de  $0.7\ dex$  et  $-1.9\ dex$  respectivement. L'ID 1 est donc dominée à la lumière et à la masse par une population vieille de  $10\ Gyr$ , mais présente deux éclats de formation d'étoiles.

L'ID 2 est  $80\%$  dominée par la lumière et  $99\%$  par une prédominance de masse d'une OSP de  $10\ Gyr$ . Pour une régression à deux populations, les résultats montrent que seulement  $20\%$  en lumière est la contribution d'une YSP de  $0.4\ Gyr$ . Cependant, cette galaxie a été dominée par une population jeune de  $1.4\ Gyr$  dans la régression SSP. En raison de la faible valeur de  $\chi^2$ , on peut en déduire que la régression SSP est mieux pour cette galaxie. Ainsi, L'ID 2 ne se compose que d'une seule population stellaire jeune. De plus, la métallicité était de  $0.7\ dex$  et  $-2.3\ dex$  pour les YSP et OSP respectivement. Le  $-2.3\ dex$  atteint la limite du modèle, et les valeurs inférieures ne

peuvent plus être déterminées.

L'ID 3 est à la fois dominée en lumière par une OSP de 10 *Gyr*. L'âge de l'YSP était d'environ 0.9 *Gyr* mais elle est négligeable par rapport à l'OSP. Les étoiles au sein de cette galaxie ont de très faibles métallicités et ont atteint les limites du modèle.

L'ID 4 est 100% dominée en lumière et en masse par une YSP de 0.9 *Gyr* ayant une  $[Fe/H] = -1.59 dex$ . Ce résultat est en accord général avec la régression simple et donc vérifie que l'ID 4 a une population stellaire unique d'environ  $\sim 1 Gyr$ .

Pour l'ID 5, cette galaxie a également deux éclats de formation d'étoiles. Un starburst récent de 1.1 *Gyr* domine 99% de la lumière et 82% de la masse, avec un  $[Fe/H] = -1.7 dex$ . Une OSP de 18.9 *Gyr* est remarqué très massif, car il contribue à  $\sim 1\%$  de la lumière, mais 18% de la masse de la galaxie, avec un  $[Fe/H] = -0.7 dex$ .

L'ID 6 est également dominée par une OSP  $\sim 10 Gyr$  ayant une métallicité de  $-2.26 dex$ . Sa YSP de 0.9 *Gyr* est négligeable en lumière et en masse, avec une faible métallicité  $-1.8 dex$ .

L'ID 7 est dominée par un très jeune starburst de 0.7 *Gyr*. Ce résultat est en concordance avec la régression simple parce que cette méthode a exactement trouvé les mêmes valeurs. Cette YSP domine 99% de lumière et 88% en masse, avec une valeur de métallicity 0.0007 *dex*. D'un autre côté, l'OSP de 12.9 *Gyr* contribue à 1% de la lumière, mais 12% de la masse de la galaxie, avec une métallicité de  $-0.45 dex$ .

L'ID 8 présente le même cas que ID 2. Elle est considérée composé de deux éclats de formation d'étoiles dominé par l'OSP dans la régression à deux populations. Cependant, à partir de la régression SSP, cette galaxie a été trouvée d'avoir subi une formation d'étoiles récente de  $\sim 1 Gyr$ , avec une métallicité de  $-1.7 dex$ . Cette simple régression convient donc mieux que la régression des deux populations.

L'ID 9 est dominée par une population stellaire jeune. Une YSP de 1.5 *Gyr* domine 99% de la lumière et 96% de la masse et une OSP de 16.8 *Gyr* est à son tour négligeable et contribue à 4% de la masse.

Les résultats de la régression de l'ID 10 est en accord général avec les valeurs de la régression SSP. Ils ont montré des valeurs assez similaires pour l'OSP. Cette galaxie est 76% dominante en lumière et 97% en masse par une OSP de 7 *Gyr* ( 5 *Gyr* pour un SSP). Cependant, 24% de sa lumière et 3% de sa masse proviennent d'un très récent starburst de 0.3 *Gyr* ayant une faible métallicité de  $-0.76 dex$ .

En guise de conclusion, il est surtout à noter que plus de la moitié des galaxies (6 galaxies des Myrtilles) sont dominées par leurs YSPs. Dans ce cas, elles ont subi des starbursts récents. Trois galaxies ayant les ID 5, 7 et 9 sont observées contenir deux populations stellaires dominées par une population jeune d'étoiles de 1.1, 0.7 et 1.5 *Gyr* respectivement. Leurs vieilles populations sont de 18.9, 12.9 et 16.8 *Gyr* respectivement, et sont vraiment négligeables en fraction de lumière et de masse par rapport à celle des YSPs. Il est donc prouvé que notre sous-ensemble de galaxies des Myrtilles semble être dominé par une jeune population stellaire, avec un taux faible

de population vieille. En outre, les ID 2, 4 et 8 sont vues contenir une seule population purement jeune. Leurs étoiles proviennent d'un seul éclat de formation d'étoiles d'environ  $\sim 1 \text{ Gyr}$ . Ces galaxies ont donc une simple population stellaire très jeune ( $< 0.14 \text{ Gyr}$ ).

Cependant, certaines galaxies des Myrtilles sont dominées par leur population stellaire vieille en lumière et en masse. Une OSP de  $10 \text{ Gyr}$  a été détectée pour les 3 galaxies (ID 1, 3 et 6) et une OSP de  $7 \text{ Gyr}$  pour l'ID 10. Ces galaxies contiennent deux éclats de formation d'étoiles, mais leurs YSPs sont négligeables par rapport à leurs OSPs.

Les BCDs sont connus être dominés par de populations stellaires jeunes (Marlowe et al. 1997, Kong & Cheng 2002). Cependant, certaines galaxies des Myrtilles ont été vue dominées par de vieilles populations stellaires. Pour commencer, ceci est possible parce que Kunth & Östlin (2000) a déclaré que la majorité de BCDs n'est pas jeune et expose des populations stellaires composites, mais ce sont leurs propriétés physiques qui les mettent parmi des galaxies bleues. En outre, une autre raison possible de la présence d'une vieille population dominante est la valeur de leurs SFRs. À titre d'exemple, l'ID 6 est une SFG passive, elle forme des étoiles à un taux faible, c'est pourquoi de vieilles étoiles le dominant. Cependant, l'ID 1 et 3 sont des SFGs actives mais présente de vieilles populations. La raison possible de cette vieille population dominante pourrait être qu'entre plusieurs explosions de formation d'étoiles, il y avait des très longues périodes de repos entraînant les étoiles créées pendant la dernière explosion à devenir vieilles. La même déclaration a été affirmée dans Kong & Cheng (2002).

En termes de métallicité, la majorité de notre échantillon montre de faibles métallicités stellaires, certaines ont même atteint les limites du modèle. Ainsi, pour les galaxies ayant des résultats d'âge et de métallicité atteignant les frontières, nous n'avons tenu en compte que la limite supérieure ou inférieure de l'intervalle de la régression comme une solution. Pour ceux qui n'ont pas atteint ces limites, la moyenne en métallicité était de  $-1.2$ ,  $-0.57$  et  $-0.67 \text{ dex}$  pour les régressions SSP, YSP et OSPs respectivement. Dans l'ensemble, les résultats de la régression à deux populations (deux SSPs) sont généralement mieux que ceux d'une simple régression SSP, sauf pour les trois galaxies où la régression SSP satisfait mieux l'analyse.

## 4.6 Validité des solutions

Pour vérifier la fiabilité de nos solutions, 500 simulations de Monte Carlo ont été réalisées pour chaque spectre des galaxies. Un exemple de simulation de Monte Carlo de l'ID 7 est présenté dans la figure 4.4. On constate qu'il ya deux populations stellaires distinctes ayant toutes une distribution gaussienne. L'YSP en bleu et l'OSP en rouge pourraient se disperser, mais le centre de rassemblement des points donne le résultat des paramètres. Si la valeur donnée par le Monte-Carlo est proche de la valeur de la régression des deux-populations, par conséquent, la FSF était cohérente. Dans cette étude, cela nous suffit largement parce que nous ne voulons que seulement

trouver la population dominante dans chaque galaxie.

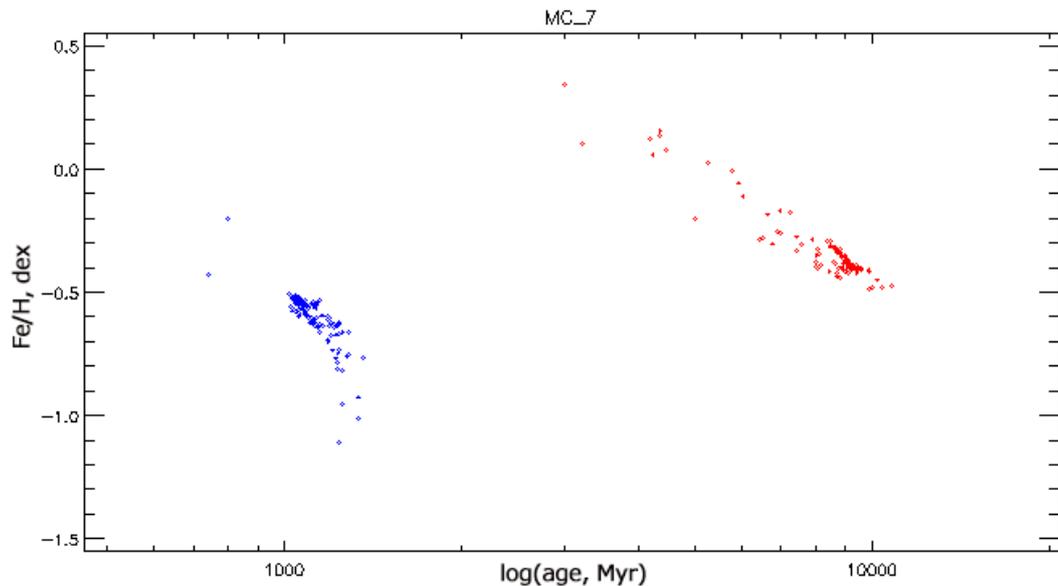


FIGURE 4.4: **500 simulations de Monte Carlo pour SDSS J082019.26 + 543140,0 (ID 7)**

Cette figure montre la dépendance âge-métallicité des populations. Les composants jeunes (CMP1 / YSP) sont représentés par des petits carrés bleus (zone de rassemblement à gauche) et les composants plus âgés (CMP2 / OSP) sont représentés par des petits carrés rouges (zone de rassemblement à droite).

Depuis les simulations de Monte Carlo de chaque galaxie, les valeurs étaient très proches des résultats FSF. Ces valeurs ne seront jamais exactement la même en raison de la qualité bruitive des spectres. Une valeur assez proche est nécessaire pour voir que les résultats sont fiables. Par conséquent, l'expérience de Monte Carlo a fournie que les YSPs des galaxies des Myrtilles sont principalement dans l'intervalle  $0.8 \text{ Gyr}$  à  $0.95 \text{ Gyr}$ , et leurs OSPs ont des valeurs autour de  $\sim 5 - 9.6 \text{ Gyr}$ . En termes de métallicité, l'expérience de Monte Carlo vérifie que les galaxies des Myrtilles possèdent de faibles métallicités stellaires allant de  $\sim -0.4$  à  $0.2 \text{ dex}$  pour les YSPs et de  $-1.03$  to  $0.42 \text{ dex}$  pour les OSPs.