



Rapport de stage :  
Les galaxies de faible masse et le scénario de  
formation stellaire

Martin TOURNEBOEUF (élève)  
Stéphane ARNOUITS (tuteur)

30 Août 2011  
Waimea (Hawaii)



# Contents

<b>1</b>	<b>Le cadre cosmologique</b>	<b>5</b>
1.1	La courbure de l'univers . . . . .	5
1.2	Les distances en cosmologie . . . . .	6
1.2.1	Distance propre . . . . .	6
1.2.2	Distance comobile . . . . .	7
1.2.3	Distance luminosité . . . . .	8
1.2.4	Distance Angulaire . . . . .	8
1.3	L'univers observable . . . . .	9
<b>2</b>	<b>Les outils utilisés</b>	<b>11</b>
2.1	Canada France Hawaii Telescope (CFHT) . . . . .	11
2.2	GALEX . . . . .	13
2.2.1	Le satellite . . . . .	13
2.2.2	L'instrument . . . . .	13
2.2.3	But de l'expérience . . . . .	14
2.2.4	Les différents sondages . . . . .	15
2.3	Générateurs de Templates . . . . .	16
2.3.1	Starburst99 . . . . .	16
2.3.2	PEGASE2 . . . . .	17
2.4	Le code Le Phare . . . . .	17
<b>3</b>	<b>Comptages, fonctions de luminosités</b>	<b>21</b>
3.1	La bande fuv comme traceuse de la formation stellaire . . . . .	22
3.2	Estimation de la magnitude absolue . . . . .	24
3.3	Calcul de la LF . . . . .	27
<b>4</b>	<b>Etude par "synthèse évolutive"</b>	<b>33</b>
4.1	Les différents modèle, SFH . . . . .	33
4.2	Prédiction de l'âge . . . . .	35
4.3	Les erreurs . . . . .	38

<b>A</b>	<b>Le champs COSMOS et ses filtres</b>	<b>39</b>
<b>B</b>	<b>Abréviations</b>	<b>41</b>

# Chapter 1

## Le cadre cosmologique

*I ulu no ka lala i ke kumu*

“La portée des branches d’un arbre dépend de son tronc”

### 1.1 La courbure de l’univers

La mesure des volumes, et donc des densités, nous intéressera pour les fonctions de luminosité et les comptages. Or ces volumes dépendent de la géométrie de l’univers. Sous les hypothèses d’homogénéité et d’isotropie de l’univers à grande échelle, la métrique la plus générale est celle de Robertson-Walker :

$$ds^2 = c^2 dt^2 - R^2(t) \left( \frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2(d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2) \right) \quad (1.1)$$

Où  $r, \theta, \phi$  sont les coordonnées spatiales,  $t$  le temps cosmologique,  $c$  la vitesse de la lumière et  $R(t)$  le facteur d’échelle (parfois noté  $a(t)$  dans la littérature). Enfin,  $k$  est la constante de courbure, valant  $-1, 0$  ou  $1$  pour une courbure respectivement négative, nulle ou positive.

L’évolution de  $R$  est décrite par les équations de Friedman-Einstein:

$$\frac{2\ddot{R}}{R} + \left( \frac{\dot{R}}{R} \right)^2 = -\frac{kc^2}{R^2} + \Lambda \quad (1.2)$$

$$\left( \frac{\dot{R}}{R} \right)^2 = -\frac{kc^2}{R^2} + \frac{\Lambda}{3} + \frac{8\pi G\rho}{3} \quad (1.3)$$

Où  $\Lambda$  est la constante cosmologique (introduite par Einstein pour permettre un espace stable),  $G$  est la constante gravitationnelle et  $\rho$  la densité de

matière.

L'univers peut également être décrit à l'aide de paramètres réduits :  $H = \dot{R}/R$  ("constante" de Hubble),  $q = -\ddot{R}R/\dot{R}^2$  (paramètre de décélération),  $\kappa = kc^2/(H^2R^2)$  (paramètre de courbure),  $\lambda = \Lambda/(3H^2)$  (constante cosmologique réduite et  $\Omega = 8\pi G\rho/(3H^2)$  (paramètre de densité). Avec ces paramètres réduits, les équations s'écrivent :

$$1 - 2q = -\kappa + 3\lambda \quad (1.4)$$

$$1 = -\kappa + \lambda + \Omega \quad (1.5)$$

Trois paramètres suffisent alors pour décrire la métrique de l'univers. Disons  $H$ ,  $\Omega$ ,  $\lambda$ . On désigne les valeurs actuelles par un indice 0 et les valeurs à l'émission par un indice 1. Alors, en introduisant le décalage spectral  $z = R_0/R_1 - 1$ , on peut décrire l'évolution de l'univers en fonction de  $H_0$ ,  $\Omega_0$ ,  $\lambda_0$  et  $z$ .

Brièvement, la forme de l'univers détermine les géodésiques. Ainsi il est possible de la mesurer. Cette forme détermine également le temps de vie de l'univers : pour un univers fermé, sa vie est finie, pour un ouvert, elle est infinie. Pour un univers plat, ça dépend de qui de la gravitation ou de l'expansion l'emportera. La courbure de l'univers est déterminée par la densité d'Énergie. Des mesures récentes montrent que la courbure de l'univers est quasi-plate ce qui correspond à une densité critique  $\rho_c \equiv \frac{3H^2}{8\pi G} = (9,0 \pm 0,7) \times 10^{-10} J.m^{-3}$ . Pour la suite, nous utiliserons le modèle  $\Lambda$ CDM dont voici les constantes cosmologiques :

$$H = 70 km.s^{-1}.Mpc^{-1}$$

$$\Omega_m = 0.3$$

$$\Omega_\lambda = 0.7$$

Où  $\Omega_m$  représente la densité réduite de matière gravitante. Et où la constante cosmologique prend la forme d'Énergie noire :  $\Omega_\Lambda$  étant sa densité normalisée (la densité critique étant de 1). On considérera alors que  $\lambda = 0$  bien que il fut observé que cette constante cosmologique n'était pas rigoureusement nulle même dans ce modèle. La Figure 1.1 montre les contraintes sur le contenu énergétique de l'univers de différents relevés.

## 1.2 Les distances en cosmologie

### 1.2.1 Distance propre

La **distance propre** (ou distance spatiale, métrique) celle définie par la métrique. Elle est la plus importante. Car d'elle découleront toutes les

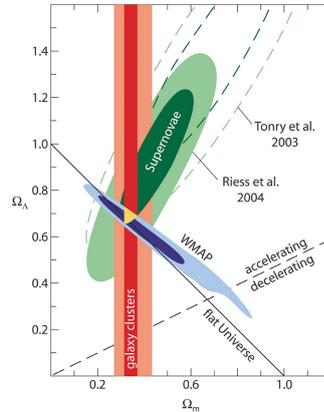


Figure 1.1: Contraintes observationnelles du contenu énergétique de l'univers

autres. On la définit ici de manière infinitésimale. Elle correspond au temps de vol d'un photon divisé par la vitesse de la lumière. On choisit deux points suffisamment proche pour que l'on puisse négliger l'expansion de l'univers pendant le voyage du photon. Puis on somme ces petites distances infinitésimales pour obtenir la distance propre entre deux objets quelconques. En d'autres termes, c'est la distance donnée par la métrique. De ce fait, elle est facile à calculer à partir du modèle mais difficile à mesurer dans la réalité. C'est pourquoi on introduit d'autres distances plus physique.

### 1.2.2 Distance comobile

La **Distance comobile** (ou distance coordonnées) a l'avantage de maintenir les distances (et volumes) constants dans le temps entre deux objets qui n'ont pour mouvement relatif que l'expansion de l'univers. Supposons donc chaque point de l'espace munit d'une horloge. Ces horloges sont synchronisées au moment du big-bang, ou n'importe quel autre moment bien défini pour tous. Comme nous venons de le voir, on peut définir une distance métrique ( $L$ ) entre ces deux horloges. En utilisant la métrique de Robertson-Walker, Equation 1.1, on peut définir le paramètre d'échelle  $R(t)$ . En effet, nous pouvons définir un temps universel puisque les horloges sont synchronisées. On a alors :

$$d\chi \equiv \frac{dL}{R(t)} \quad (1.6)$$

$d\chi$  étant la distance comobile. Elle sera utile pour s'abstraire de l'expansion de l'univers. Notamment pour les comptages : cela permet de comparer les densités actuelles et passées.

### 1.2.3 Distance luminosité

Elle mesure l'affaiblissement du flux bolométrique  $\phi$ . Soit :

$$\phi = \frac{L}{4\pi d_L^2} \quad (1.7)$$

On définit la Luminosité  $L(\nu_1)$  d'une source comme:

$$L(\nu_1) = \frac{N(\nu_1 h\nu_1)}{\Delta\nu_1 \Delta t_1} \quad (1.8)$$

Ces photons sont observé maintenant  $t_0$ , à  $R(t_0) \equiv 1$  donc ils sont observé à une fréquence  $\nu_0 = R(t_1)\nu_1$ , dans un intervalle de temps propre  $\Delta t_0 = \Delta t_1/R(t_1)$  et dans un intervalle de fréquence  $\Delta\nu_0 = R(t_1)\Delta\nu_1$ . Ils se répartissent sur une sphère de rayon  $D$  (distance propre). On a donc pour flux:

$$\phi(\nu_0) = \frac{N(\nu_1)h\nu_0}{\Delta t_0 \Delta\nu_0} \times \frac{1}{4\pi D^2} \quad (1.9)$$

La luminosité bolométrique s'exprime alors en fonction du flux bolométrique

$$L_{bol} = L(\nu_1)\Delta\nu_1 = 4\pi D^2 \phi(\nu_0)(1+z) \times \Delta\nu_0(1+z) = 4\pi D^2(1+z)^2 \phi_{bol} \quad (1.10)$$

$$d_L = D \times (1+z) \quad (1.11)$$

### 1.2.4 Distance Angulaire

Elle relie la taille réelle d'un objet à l'émission et sa taille angulaire vue dans le ciel. On la définit  $d_A$  pour respecter la relation classique :

$$\Delta\theta = \frac{d}{DR_1} = \frac{d}{d_A} \quad (1.12)$$

Où  $\Delta\theta$  est l'écart angulaire des deux galaxies,  $d$  est leur séparation spatiale au moment de l'émission et  $D$  est la distance propre qui nous sépare des galaxies dans la métrique de Robertson. On a donc pour un objet de *redshift*  $z$  correspondant à un paramètre d'échelle  $R(t)$ .

$$d = R(t)r_1\Delta\theta = \frac{D\Delta\theta}{(1+z)} \quad (1.13)$$

$$d_A = R(t)r_1 = \frac{D}{(1+z)} = \frac{d_L}{(1+z)^2} \quad (1.14)$$

On remarque que cette distance prend simplement en compte le fait que puisque l'univers s'agrandit, les objets paraissent plus gros que leur taille réelle. En effet : ils sont maintenant plus loin que ce que l'on croit à partir de leur taille.

## 1.3 L'univers observable

Les astronomes ont naturellement une vision biaisée de l'univers pour plusieurs raisons. Tout d'abord, **la taille de l'univers** visible est finie puisque l'âge de l'univers l'est. Une bonne preuve observationnelle est la nuit noire (voir Olbers 1848). Ainsi nous supposons l'univers homogène et isotrope dans un espace plus large que celui observé pour éviter des effets de bord.

Ensuite, **la masse baryonique** ne représente que 4% du bilan d'Énergie. Le reste étant de la matière noire et Énergie noire, représentant respectivement 20% et 76% de la masse totale. Et parmi ces baryons, seuls 10% sont dans **les étoiles**, les autres étant encore contenus dans le gaz de l'IGM. Une très faible partie de ce gaz est chauffée par le rayonnement ionisant des étoiles bleues mais la plupart est invisible. De nombreux astronomes cherchent à comprendre pourquoi la formation d'étoile est si peu efficace et où se trouve le reste des baryons.

Dans cette perspective, nous nous intéresserons aux jeunes galaxies. En effet, elles se trouvent statistiquement dans les zones de faible densités, sont de faible masse et ont un sSFR important. Ainsi elles nous dévoilent les processus de la formation stellaire et les caractéristiques des filaments de matière dans les grandes structures de l'univers. De plus, elles nous dévoilent une partie du gaz de l'univers en le chauffant, ce qui lui procure un rayonnement de corps noir.



# Chapter 2

## Les outils utilisés

*He lawai'a no ke kai papa'u, he pokole ke aho; he lawai'a no ke kai hohonu  
he loa ke aho*

“Le pêcheur des bas-fonds utilise une courte ligne, le pêcheur des mers  
profondes utilise une longue ligne”

### 2.1 Canada France Hawaii Telescope (CFHT)

Bien qu'il n'ait fournit que la bande U et la cartographie des étoiles de notre catalogue, nous décrirons ici quelque peu cet observatoire puisque le présent stage a été effectué là-bas.

C'est un observatoire situé à Maunakea sur la grande île d'Hawaii. Il est désormais entièrement piloté à distance depuis la ville de Waimea (Queeque). La France le Canada et Hawaii se partagent le temps d'observation à un rapport de respectivement 45% 45% et 10%. Le télescope possède un miroir de 3,6m ainsi que 3 caméras différentes.

1. -**ESPaDONs** : an Echelle SpectroPolarimetric Device for the Observation of Stars at CFHT. C'est un instrument permettant de voir le spectre des objets de 370 à 1 050 nm ainsi que leur polarisation. Une fibre optique montée au foyer Cassegrain du télescope guide l'image jusqu'au spectropolarimètre deux étages plus bas.
2. -**WIRCam** : Wide-field InfraRed Camera. C'est une caméra dans le proche infrarouge. Elle est montée au sommet du télescope, en série avec 8 lentilles convergeant le faisceaux. WIRCam est généralement utilisée pour 10 jours pendant la pleine lune.

Instrument	WIRCam	MegaCam
Nombre de détecteurs	$4 = 2 \times 2$	$36 = 4 \times 9$
Taille d'un détecteur	$2040 \times 2040$	$2048 \times 4612$
Résolution	0.65 (K)	0.77 arcsec (G)
Champ de vue de la caméra	21.5 arcminute	$0.96deg \times 0.94deg^2$
Pixel saturation (ADU)	35000	65536
Bandes passantes	Y, J, H, Ks	$u^*, g', r', i', z'$

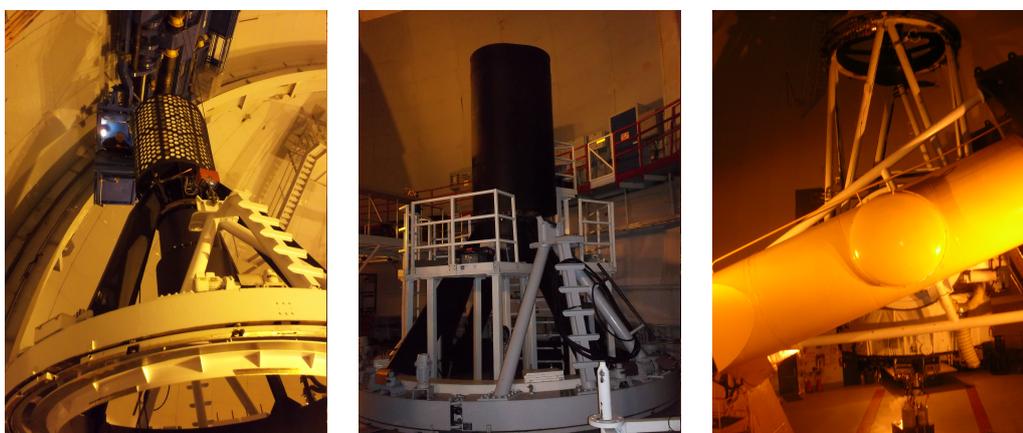


Figure 2.1: de gauche à droite : megacam en cours d'installation, wircam, le télescope avec le miroir secondaire

3. -**MegaCam** (ou MegaPrime). C'est un détecteur optique et proche Infrarouge à large champs. Elle est utilisée pour les larges relevés ainsi que pour les photos d'objets célestes (beaucoup de photos grand public ont été prises avec cette caméra). Elle est montée au sommet du télescope avec son propre réseau de lentilles et son miroir adaptatif. MegaCam opère généralement pour deux semaines centrées sur la nouvelle lune.

Les caractéristiques des caméras WIRCam et MegaCam sont données TABLE 2.1.

Pour plus d'information sur le CFHT, voici leur site web: <http://www.cfht.hawaii.edu>

Caracteristiques	FUV	NUV
Bande passante	1344 – 1786	1771 – 2831
Resolution	4sec3	5sec3
Champs de vue	1°28	1°24

## 2.2 GALEX

### 2.2.1 Le satellite

*GALaxy evolution EXplorer* (GALEX) est une mission de classe *NASA Small Explorer mission*. Il réalise les premiers sondages spectroscopiques et en imagerie dans l'ultraviolet (de 1350 à 2750 Å). Son but principal est d'étudier la formation d'étoile dans les galaxies (à bas décalage spectrale). Le satellite GALEX a été mis sur une orbite de 690 km d'altitude par une fusée de type Pegasus-XL le 28 Avril 2003. Sa mission initialement prévue pour une durée de 29 mois se prolongera finalement jusqu'à fin 2011, date à laquelle les fonds ne seront plus versés. Ainsi les données dont nous disposons actuellement seront les plus précises pour la décennie à venir. Les données sont obtenues la nuit, lors d'une *éclipse* de 1000 à 2000 sec. Les événements associés aux photons ont alors une résolution temporelle de 1 à 5 ms sur une bande embarquée. Le jour, les détecteurs sont mis hors tension afin de les protéger. Les panneaux solaires s'orientent alors et le satellite recharge ses batteries. C'est aussi le moment où il envoie ses données vers des stations à Hawaii et Perth.

### 2.2.2 L'instrument

GALEX est muni d'un télescope de type Ritchey-Chrétien de 50 cm de diamètre. Il est formé de deux miroirs hyperboliques afin de réduire les aberrations (sphéricité, astigmatisme). Une focale de 3 m envoie alors le faisceau dans un miroir dichroïque permettant au satellite d'observer simultanément dans l'ultraviolet lointain (FUV) et l'ultraviolet proche (NUV). Les détecteurs NUV et FUV sont de type micro-canaux circulaires de 36.8 et 61.7 mm<sup>2</sup> de surface collectrice. Ces détecteurs sont précédés de filtres afin de bloquer les photons parasites <sup>1</sup>. Le schéma du télescope de GALEX est donné dans la figure 2.2. Les caractéristiques des caméras sont données dans le tableau 2.2.2.

<sup>1</sup>Filtre sous Ly $\alpha$  (1216 Å) et OI (1304 Å) pour le FUV et filtre de la lumière zodiacale ( $\lambda > 3000$  Å) pour le NUV

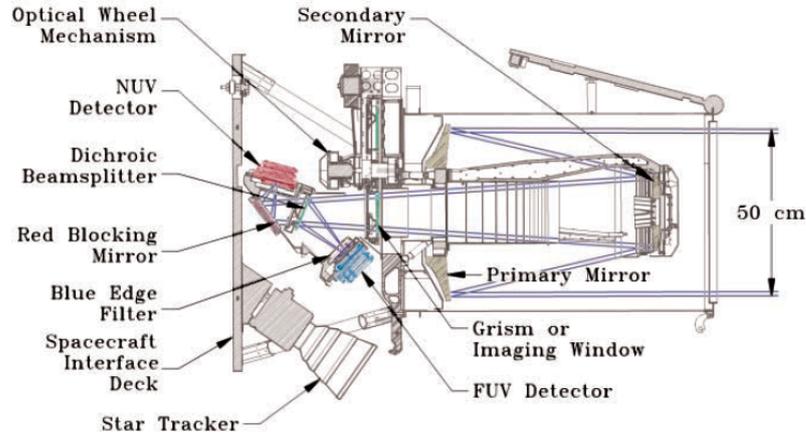


Figure 2.2: Coupe du satellite GALEX. Le chemin optique est en bleu. Les dimensions sont de  $1.5m$  de long et  $1m$  de large. Les panneaux solaires et les compartiments pour les bus électroniques ne sont pas représentés. [Morrissey et al. 2005]

### 2.2.3 But de l'expérience

La mission GALEX a 4 objectifs principaux :

1. **Calibrer la relation UV-SFR.** En remplaçant d'abord le spectre observé dans le *restframe* et en tenant compte de l'extinction interne (on ne voit que la fraction qui s'échappe de la galaxie), de la SFH, de l'IMF et de la métallicité. En effet, l'UV trace les étoiles O et B ayant une courte durée de vie de l'ordre de  $\sim 10^7 - 10^8$  ans. c'est une échelle de temps intéressante car elle correspond aux temps caractéristiques de la dynamique des gaz <sup>2</sup>. Un large relevé sera effectué afin de mettre en évidence de manière statistique l'impact de la masse, de l'âge, du *redshift* sur le SFR.
2. **Mesurer la SFH.** La mesure du SFR pour  $0 < z < 1.2$  nous donne l'histoire de la formation stellaire. Cela permet de contraindre le modèle actuel de structure hiérarchique <sup>3</sup>. Cette étude de la SFH a également permis de mettre en évidence le phénomène de *downsizing* qui prédit que la formation stellaire a migré des grosses galaxies aux plus petites

<sup>2</sup>Vagues de densité spirales, interaction de marée, effondrement du gaz dans les régions de formation stellaire, épuisement du gaz dans les amas

<sup>3</sup>Modèle prédisant que les grosses structures se forment tard (à partir de sous-structures)

au cours du temps. De manière générale, le relevé GALEX permet de sonder le SFR dans l'espace (et donc dans le temps).

3. **Déterminer ce qui guide la SFH.** Un large relevé permet de relier la formation stellaire à son environnement dans les halos, son évolution et l'influence de l'IGM. Grâce à des mesures de la dispersion des galaxies UV (fonction de leur masse, position...), il sera possible de mieux comprendre pourquoi la formation stellaire est si peu efficace. D'autant que l'UV permet de séparer les galaxies "bleues" des "rouges" ce qui permet une mesure sensible des changements internes des galaxies au cours du temps.
4. **Explorer l'univers UV.** Supernovae, IGM, Spectre d'oscillation Baryonique, Variabilité des AGM ou des Trous noirs super massif (SMBH). GALEX permet aussi une étude direct des étoiles supermassives ou évoluées.

### 2.2.4 Les différents sondages

La mission GALEX comprend 5 projets. Chacun de ces 5 projets a été étendu en raison du succès des observations initiales.

1. ***All-sky Imaging Survey (AIS)*.** Il s'agit d'un relevé de tout le ciel. Pendant une éclipse, 10 directions (soit environ  $10deg^2$ ) avec des temps d'exposition typiques de 100s peuvent être observées. A cette profondeur, les champs contiennent jusqu'à 1000 objets.
2. ***Medium Imaging Survey (MIS)*.** Le MIS est prévu pour couvrir une surface de  $1000deg^2$ , avec recouvrement maximal avec le SDSS. <sup>4</sup>. Le temps d'exposition d'un champ est de 1500 sec soit le temps d'une éclipse. A cette profondeur, un champ MIS contient plusieurs milliers d'objets.
3. ***Deep Imaging Survey (DIS)*.** C'est un sondage de  $80deg^2$  observé avec des temps d'exposition de 30 000 sec. Dans des régions du ciel où des relevés multi-longueur d'onde ont déjà été obtenues. Les étoiles brillantes sont évitées et les régions cibles sont variées pour minimiser la variance cosmique. Un *Ultra-Deep Imaging Survey (UDIS)* avec des temps de 200 000 sec (soit 2 jours) est également en cours dans 4 champs (dont le champ COSMOS).

---

<sup>4</sup>SSDS:*Sloan Digital Sky Survey*

4. **Nearby Galaxies Survey (NGS).** Le NGS est une collection de photos de galaxies résolues. Elles sont observées pendant une à deux éclipses chacune. Les 200 cibles sélectionnées ont pour avantages de représenter l'éventail des types de galaxie et de correspondre aux relevé du SINGS <sup>5</sup>.

#### 5. Des sondages spectroscopiques

- -Le *Wide-Field Spectroscopic Survey* (WSS), il couvre l'ensemble des  $80deg^2$  du sondage DIS avec un temps d'exposition comparable (30 000s); Il atteint  $m_{AB} \sim 20$  Pour un signal sur bruit de 10.
- -Le *Medium-deep Spectroscopic Survey* (MSS) qui couvre  $8deg^2$  au centre du champ DIS. D'une profondeur de  $m_{AB} \sim 21.5 - 23$  pour des temps d'exposition de 300 000 sec.
- -Le *Deep Spectroscopic Survey* (DSS) sur  $2deg^2$  avec 1000 éclipses, il atteint des profondeurs de  $m_{AB} \sim 23 - 24$ .

Pour plus d'information sur galex voir : <http://www.galex.caltech.edu/>

## 2.3 Générateurs de Templates

Nous appellerons *template* les modèles théoriques de SED de galaxie. Pour les études statistiques que nous menerons dans la suite, nous aurons besoin d'une collection de *templates* que nous appellerons *librairie* par opposition au *catalogue* qui sera la collection de galaxies observées.

Il existe plusieurs générateurs de *templates* comme par exemple GISSEL (Bruzual & Charlot 2003), PEGASE (Fioc & Rocca-Volmerange 1997) ou STARBURST99 (Claus Leitherer et al. 1999). Il existe aussi des *templates* plus empiriques comme les CWW (Coleman, Wu & Weedman 1980). En effet, ces *templates* (CWW) sont issues de galaxies proches de différents types et bien identifiées. Ils ont l'avantages de proposer un éventail complet de galaxies et avec des différences notables. Ce qui permet alors de ne pas tomber dans des optimums locaux de la pdf lors d'une étude statistique du type *best-fit square*.

### 2.3.1 Starburst99

Starburst99 est un générateur de *template* permettant de modéliser une formation d'étoile constante (*starburst*) ou bien une formation d'étoile instan-

---

<sup>5</sup>SINGS: *Spitzer IR Nearby Galaxy Survey*

tanée (*instantaneous*). La métallicité est définie au début. Il a a de nombreux fichiers de sortis, C'est pourquoi il sera utilisé pour effectuer quelques graphiques rendant compte de l'évolution des galaxies suivant le type d'étoiles qui les composent.

### 2.3.2 PEGASE2

PEGASE2, est une extension de PEGASE : Projet d'Etude des GALaxies par Synthèse Evolutive. Il contient plusieurs scénarios et IMF. Il permet de pouvoir faire varier la formation d'étoile (SFH et IMF) selon la fonction que choisira l'utilisateur. De plus, la manipulation de la formation d'étoile s'effectue en 2 étapes : *Single Stellar Population* qui définit le comportement des étoiles. Ensuite *scénarios* définit la chronologie de la formation et de la mort des étoiles. Ainsi, il n'est pas nécessaire de relancer le programme complètement pour changer quelques paramètres. Le fichier de sortie est unique. Il peut contenir plusieurs scénarios différents qui seront indexés. Cette output contiendra, pour chaque scénarios et pour chaque âge, le spectre de la galaxie. De fait, il est plus facile à implémenté dans une méthode de *best-fit square* de photométrie ou de SED de galaxie. C'est pourquoi c'est le générateur de *template* que nous utiliserons dans la suite. Plusieurs autres paramètres physiques peuvent également être sorti à la demande de l'utilisateur (masse, SFR, extinction, âge, métallicité, type...). Dans PEGASE2, il est aussi possible de translater les galaxies en *redshift*.

## 2.4 Le code Le Phare

Ou *PHotometric Analysis for Redshift Estimation* (S.Arnouts & O.Ilbert). Comme son nom l'indique, ce code a été crée pour n'analyse de *redshifts* photométriques. Le principe des *redshifts* photométriques a été introduit par Baum en 1957. Il a mesuré les *redshifts* de galaxies elliptiques à  $z \sim 0.4$  sur la base de diagramme couleur-couleur. La version moderne de la méthode fut introduite par Pushell en 1982. Le principe est de décaler vers le rouge des distributions spectrales d'énergie de référence (appelées *templates*). On détermine le *redshift* et le *template* pour lesquels les couleurs prédites s'ajustent le mieux aux couleurs observées de la galaxie. Cet ajustement est réalisé à partir d'un test en  $\chi^2$ . C'est le principe de fonctionnement du code Le Phare. C'est pourquoi nous n'utiliserons pas le décalage spectrale généré par PEGASE2 mais seulement les SED des galaxies qu'il génère dans leur *restframe* ainsi que les paramètres physiques.

### Ajustement du *template*

Chaque *template* est décalé successivement vers des *redshifts* plus élevés, de façon à couvrir une grille de  $z=0$  à  $z=6$  avec un pas de 0.04. Une diminution moyenne du flux est appliquée sur la ligne de visée pour tenir compte de l'opacité du milieu inter-galactique (Madau 1995).

La SED, décalée spectralement, est ensuite convoluée avec la fonction de transmission de chaque filtre et la courbe de rendement du CCD. En notant  $T_\nu$  la fonction de transmission du filtre et  $F_{\nu,z}$  la SED décalée spectralement au *redshift*  $z$ , on définit la magnitude apparente  $m_{AB}$  dans le système AB comme :

$$m_{AB} = -2.5 \log \left( \frac{\int F_{\nu,z} T_\nu d\nu}{\int T_\nu d\nu} \right) - 48.6. \quad (2.1)$$

Notons que le dénominateur de cette équation n'est qu'une constante du Filtre afin de mettre cette magnitude dans le système AB, système ou la référence est un spectre plat (Oke, 1970).

Nous obtenons alors la magnitude observée pour chaque filtre. En notant  $F_{\text{obs},i}$  le flux observé et  $\sigma_{\text{obs},i}$  l'erreur correspondante,  $F_{\text{pred},i}(\text{template}, z)$  le flux prédit pour un *template* donné au *redshift*  $z$ . Le  $\chi^2$  est défini comme

$$\chi^2(M, z, \text{template}) = \sum_{i=1}^{N_{\text{filt}}} \left( \frac{F_{\text{obs},i} - M(z, \text{template}) \times F_{\text{pred},i}(z, \text{template})}{\sigma_{\text{obs},i}} \right)^2 \quad (2.2)$$

L'indice  $i$  réfère au filtre considéré.  $N_{\text{filt}}$  est le nombre total de filtres et  $M$  un facteur qui permet de renormaliser le flux du *template* au flux de la galaxie. Nous minimisons le  $\chi^2$  en faisant varier les trois paramètres libres  $M$ ,  $z$  et le *template*. Le paramètre  $M$  représente la masse de la galaxie quand la masse du *template* est normalisée. En pratique, nous ne le ferons pas varier, mais nous calculerons directement celui qui minimise le  $\chi^2$  à  $z$  et *template* donné :

$$M = \frac{\sum_{i=1}^{N_{\text{filt}}} F_{\text{obs},i} \times F_{\text{pred},i}}{\sum_{i=1}^{N_{\text{filt}}} F_{\text{obs},i}} \quad (2.3)$$

Qui est solution de l'équation :  $\frac{d\chi^2(M,z,\text{template})}{dM} = 0$ . Finalement, nous obtenons une fonction de distribution en  $\chi^2$  en fonction du *redshift* et du *template*. en projetant cette distribution sur l'axe des *redshift*, on obtient la PDFz, c'est à dire  $\chi^2_{PDFz}(z)$  la valeur du minimum du  $\chi^2$  à un *redshift* donné. Pour finir et trouver le *template* adéquat à notre galaxie observée, Le Phare estime l'erreur sur le *redshift*, interpole paraboliquement la PDFz et élimine ainsi les optimums locaux en fonction de la marge d'erreur accordée. Puis Le Phare recherche un maximum secondaire et affiche même la PDFz

afin que l'utilisateur puisse observer s'il y a dégénérescence en  $z$ .

Ainsi La Phare répond à son objectif initial qui est de déterminer le *redshift* photométrique ainsi que l'erreur qui lui est associée. Mais cette méthode de *best-fit* permettra aussi de tester les modèles et tout les paramètres qui leurs sont associés.



## Chapter 3

# Comptages, fonctions de luminosités

*O na hoku no na kiu o ka lani*

“Les étoiles sont les yeux du paradis” : Elles nous observent.

**Comptages** Les comptages sont les mesures les plus primaires. Ils précèdent souvent toute étude et ont l’avantages d’être modèlo-indépendant. On appelle comptage le nombre d’objets vue par unités de magnitude apparente pour une bande spectrale donnée. Ou le nombre d’objet par unités de magnitude apparente par Å pour un longueur d’onde donnée.

**Fonction de luminosité (LF)** La fonction de luminosité est définie comme le nombre de galaxies par unités de volume comobile et par unités de magnitude absolue dans une longueur d’onde donnée. Elle ne peut pas s’obtenir par simple addition des magnitudes apparentes mais nécessite un traitement plus complexe. En effet, il faut calculer la magnitude absolue des galaxies, calcul qui dépend du modèle cosmologique.

**Densité de luminosité (LD)** Elle représente la densité de lumière émise par volume comobile. Elle est l’intégrale du nombre d’objets  $\phi(L)$  de luminosité donnée  $L$  fois cette luminosité. En notant  $\rho_L$  cette densité, on a :

$$\rho_L = \int \phi(L)LdL \quad (3.1)$$

Elle s’exprime en  $L.MPc^{-3}$

### 3.1 La bande fuv comme traceuse de la formation stellaire

Les étoiles les plus chaudes sont les plus bleues. En effet leur température de surface est supérieure. Ce qui nous indique que leur température globale est supérieure. Il s'ensuit que les réactions thermonucléaires sont plus rapides, plus efficaces. Résultat : l'étoile "brûle" et épuise son gaz plus vite. Ainsi leur durée de vie est plus courte. Ce qui signifie que le fait même de les voir implique qu'elles se sont formées récemment. D'un point de vue un peu plus quantitatif, les étoiles sont classées en fonction de leur masse. Des plus grosses ( $100M_{\odot}$ ) aux plus petites ( $0.1M_{\odot}$ ) : O,B,A,F,G,K,M.

Pour mettre en évidence la capacité de la bande FUV (1500 – 2800), nous avons créé plusieurs *templates* de galaxies témoins avec le code Starburst99. La formation de chaque galaxie s'effectue en un *burst* instantané (toutes les étoiles sont créées à  $t = 0$  puis, elles meurent petit à petit). Le premier modèle contient toutes les étoiles avec une pente de l'IMF à 2, 3. Pour le deuxième, nous n'avons que les étoiles de masse supérieure à  $3M_{\odot}$ , afin de ne conserver que les étoiles B et O. Enfin pour le troisième, nous n'avons gardé que les étoiles de masse supérieure à  $10M_{\odot}$  donc que des étoiles O (et un reste de grosses B). Des résultats sont donnés Figure 3.1. On remarque que lorsque la galaxie contenant que les étoiles O s'éteint (les étoiles O meurent), la luminosité en FUV chute dramatiquement, même pour la galaxie contenant toutes les étoiles. Tandis qu'en bande K, la mort des étoiles O, ou après des B ne change pas suffisamment la luminosité totale pour que la bande K trace la présence d'étoiles O ou B.

Cependant, une critique pertinente peut être faite ici. Dans notre modèle : l'histoire de formation stellaire étant modélisée par un *burst* instantané, on ne prend pas en compte le fait que la durée de vie des petites étoiles est plus longue. De fait, elles participeront plus à la luminosité totale dans une histoire de formation stellaire plus continue. Et les relations de proportionnalité SFR-FUV que Kennicutt a donné supposent une formation stellaire lisse sur  $10^7$  ans. Ce qui n'est évidemment pas le cas dans un *burst* instantané. Pour voir l'influence de la durée de vie de ces étoiles (qui n'est en fait au long terme qu'un facteur de pondération de nos résultats), nous avons refaits les mêmes modèles avec une formation stellaire constante<sup>1</sup>. Ensuite, nous traçons (Figure 3.2) la contribution de chaque type d'étoile à la luminosité

---

<sup>1</sup>Cet exercice n'était qu'un "*toy model*" afin de montrer la contribution des différentes étoiles à la luminosité totale mais on constate comment, petit à petit, on peut affiner les modèles afin de mieux coller à la réalité. Ensuite, comme au chapitre suivant, on peut tester nos modèles en les comparant aux mesures

### 3.1. LA BANDE FUV COMME TRACEUSE DE LA FORMATION STELLAIRE<sup>23</sup>

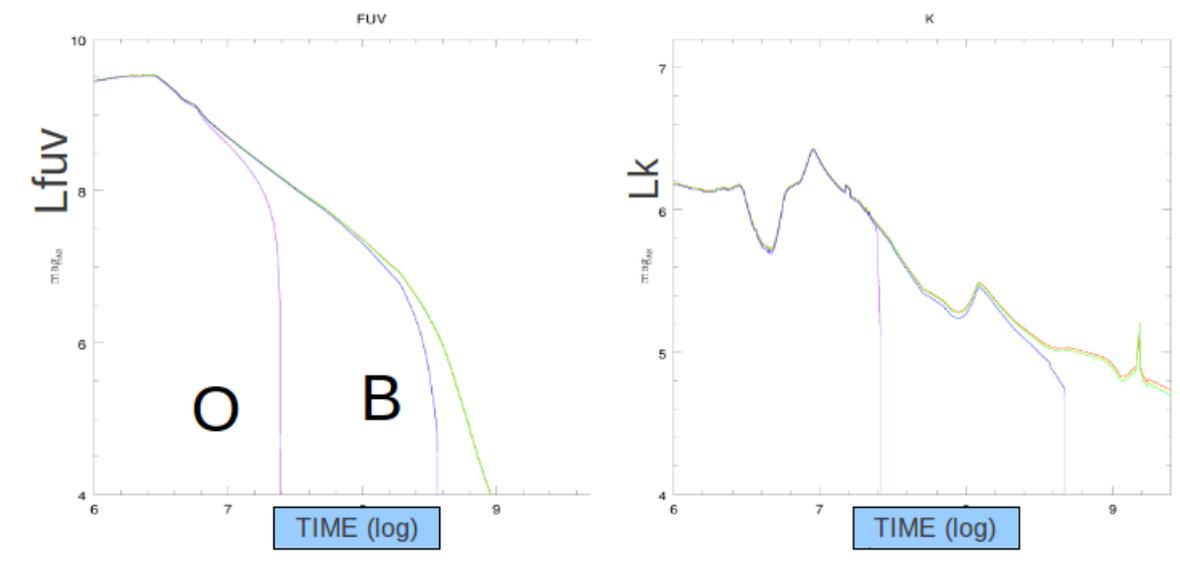


Figure 3.1: La luminosité des différents modèles de galaxies. En violet, avec seulement les étoiles O. En bleu, avec les O et les B. En vert, toutes les étoiles. A gauche : la luminosité en FUV, à droite, la luminosité en K. Notons que par souci de lisibilité les échelles ne sont pas les mêmes.

FUV totale. Pour éviter de surestimer le nombre d'étoile de très grande masse, nous avons couper notre IMF à un masse maximale de  $100M_{\odot}$ . On constate alors que seules les étoiles O et B contribuent à la luminosité FUV. Puisque leur durée de vie est de respectivement  $2.10^7 yr$  et  $3.10^8 yr$ , on peut affirmer que le FUV trace la formation stellaire en cours (ou moyennée sur quelques dizaines de millions d'années).

Enfin, (Figure 3.3) un modèle de Chris Martin, montrant l'âge moyen des populations et le spectre typique d'une galaxie pour différents SFR. Ce modèle utilise le logiciel Bruzual et Charlot 2003.

Ainsi, Kennicutt (1988) établie une relation de proportionnalité entre la luminosité FUV (corrigée de l'extinction) et le SFR. Nous rappelons que cette relation suppose des variations de durée supérieure ou de l'ordre de  $10^7$  ans.

$$SFR(M_{\odot}yr^{-1}) = 1.4 \times 10^{-28} L_{\nu}(ergss^{-1}Hz^{-1}). \quad (3.2)$$

Il existe aussi des relations de proportionnalité entre le SFR et la bande OII (bande interdite de l'oxygène) ou  $H\alpha$  ou le continuum FIR. Ces traceurs mettent en évidence le flux ionisant qui à chauffé les particules environnantes.

## 3.2 Estimation de la magnitude absolue

La magnitude absolue est définie comme la magnitude qui serait mesurée par un observateur se trouvant à 10 pc de la source (ici la galaxie). La magnitude absolue, calculée dans un filtre de référence *ref*, est définie selon :

$$M_{ref} = m_{ref}^o - k_{ref}(z, SED) - DM(z, H_0, \Omega_m, \Omega_{\Lambda}), \quad (3.3)$$

Avec  $m_{ref}^o$  la magnitude apparente observée dans le filtre *ref*.  $DM$  est le module de distance dépendant de la cosmologie et tel que :

$$DM(z) = 5 \log d_L(z, H_0, \Omega_m, \Omega_{\Lambda}) + 25 \quad (3.4)$$

Avec  $d_L$  la distance lumineuse en Mpc.  $k_{ref}(z, SED)$  est la correction-k, un terme dépendant de la distribution spectrale d'énergie (SED) de la galaxie. Ce terme est la source la plus large d'incertitude et d'erreurs systématiques dans l'estimation de la magnitude absolue à grand *redshift* (de Lapparent et al. 2003a). La mesure de la correction-k est détaillée ci-dessous.

**correction k** Si nous mesurons le flux d'une galaxie à un *redshift*  $z$  dans un filtre de longueur d'onde efficace  $\lambda_{eff}$ , nous observons en fait le flux émis par la galaxie à  $\lambda = \lambda_{eff}/(1+z)$ . Le terme de correction-k est une correction qui

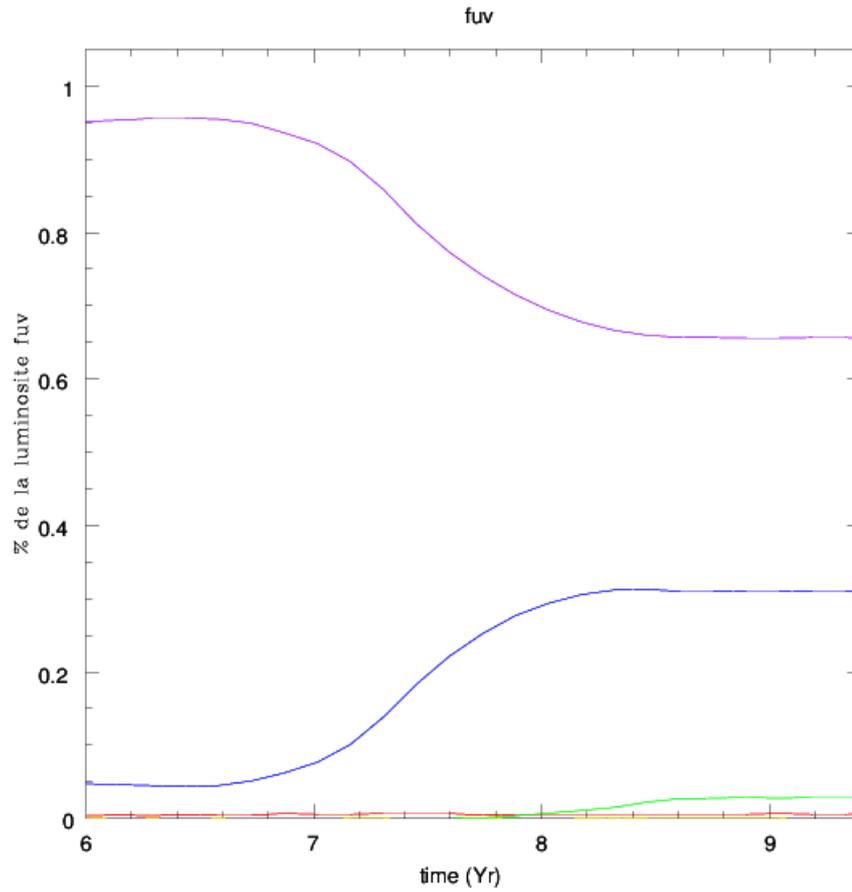


Figure 3.2: En fonction du temps en  $\log(\text{yr})$ , voici les contributions à la luminosité FUV : des étoiles O en violet, B en bleu, A et F en vert et le reste en rouge

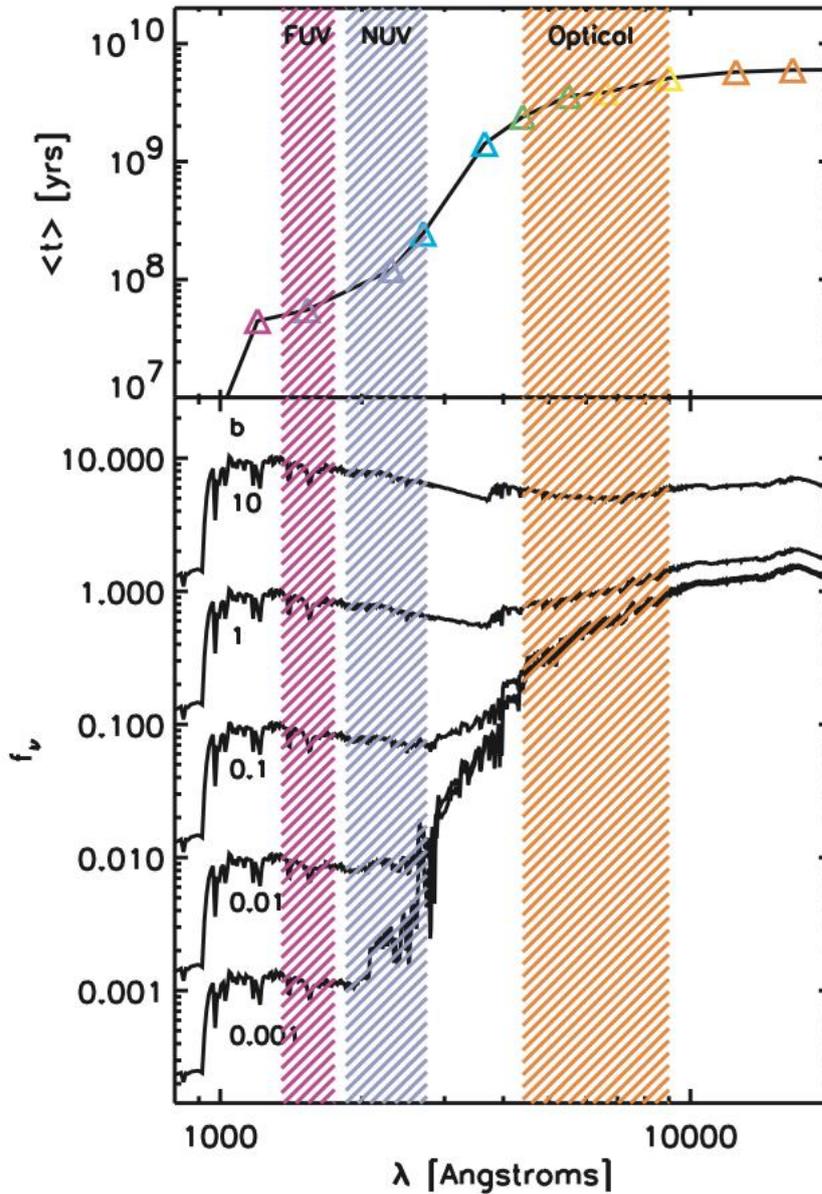


FIG. 1.—*Top*: Flux-weighted age of a simple stellar population from Bruzual & Charlot (2003) vs. wavelength. The UV traces star formation over timescales of  $10^{7.5}$ – $10^{8.5}$  yr. *Bottom*: Flux from old plus young stellar populations, for values of  $b = \dot{M}/\langle \dot{M} \rangle$  (the ratio of present to average SFR) ranging from  $b = 10$  to  $b = 0.001$ .

Figure 3.3: En haut : en fonction de la longueur d'onde du pic de luminosité, l'âge moyen d'une population à une seule étoile. En bas : Spectre de galaxie pour différents SFR. On constate que le flux FUV est en relation direct avec le SFR et présente une grosse dynamique alors que dans l'optique, les différents SFR sont moins marqués.

permet de calculer le flux émis par la galaxie à  $\lambda_{eff}$  à partir du flux observé à  $\lambda_{eff}$ . La correction-k est définie comme :

$$k_{\lambda_{eff}} = m_{\lambda_{eff}}^o - m_{\lambda_{eff}}^e, \quad (3.5)$$

où  $m_{\lambda_{eff}}^o$  est la magnitude apparente observée.  $m_{\lambda_{eff}}^e$  est la magnitude apparente émise, c'est-à-dire la magnitude que nous mesurerions si la source était au repos par rapport à l'observateur mais à sa distance lumineuse réelle. En effet, l'effet de la distance lumineuse est dans la DM donc n'intervient plus dans la correction-k. Le calcul de la correction-k est donnée par Oke & Sandage (1968) :

$$k_{\lambda_{eff}} = 2.5 \log(1+z) + 2.5 \log \frac{\int_{-\infty}^{+\infty} T_{\lambda_{eff}}(\lambda) F(\lambda) d\lambda}{\int_{-\infty}^{+\infty} T_{\lambda_{eff}}(\lambda) F(\frac{\lambda}{1+z}) d\lambda}, \quad (3.6)$$

avec  $T_{\lambda_{eff}}$  la transmission du filtre de longueur d'onde efficace  $\lambda_{eff}$  et  $F_{\lambda}$  est la SED de la galaxie en fonction de  $\lambda$ . Pour calculer la correction-k d'une galaxie, il est donc nécessaire de connaître la SED et le *redshift* de la galaxie. La correction-k dépend très fortement de la SED considérée. Nous notons que les corrections-k peuvent devenir négatives (notamment dans le Fir), ce qui facilite l'observation des galaxies faiblement lumineuses.

Pour la suite, nos corrections-k seront calculées par le code `Le_Phare`. `Le_Phare` traduira en *redshift* chaque SED *template* générée par le code PEGASE2 en utilisant la correction-k et la DM appropriée (et en les sortant en *output*).

### 3.3 Calcul de la LF

Dans nos calculs, nous utiliserons la méthode du Vmax (Schmidt 1968) pour légèrement corriger le biais observationnel. Cet estimateur est le plus simple et le plus couramment utilisé pour estimer la LF. Il repose sur l'hypothèse suivante : une galaxie de luminosité donnée n'est observable que dans un volume  $V_{obs}^i$  limité par  $z_{min}^i$  et  $z_{max}^i$ . Au delà, elle sera invisible au télescope. Pour le volume total  $V_{tot}$  dans lequel la densité est calculée, chaque galaxie contribue à la densité totale avec un poids  $V_{tot}/V_{obs}^i$ . Cette méthode repose sur l'hypothèse que la distribution spatiale des galaxies est homogène.

Nous établissons alors une coupure en magnitude apparente  $m_{fuv} < 26$ . Nous faisons également plusieurs coupures en masse. Les différentes fonctions de luminosité sont donnée Figure 3.4.

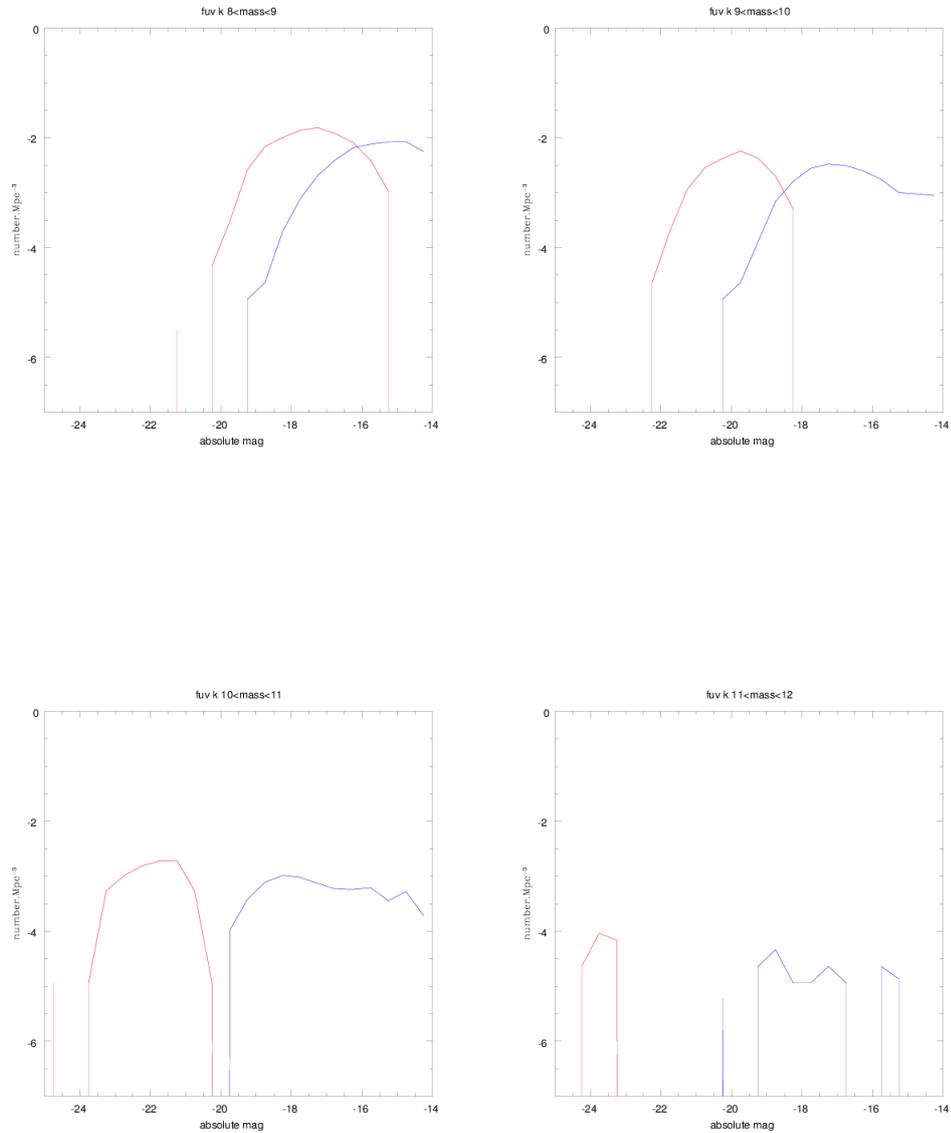


Figure 3.4: Les fonctions de luminosités non corrigées de l'extinction. En bandes FUV (bleu) et K (rouge) pour différentes sélections en masse

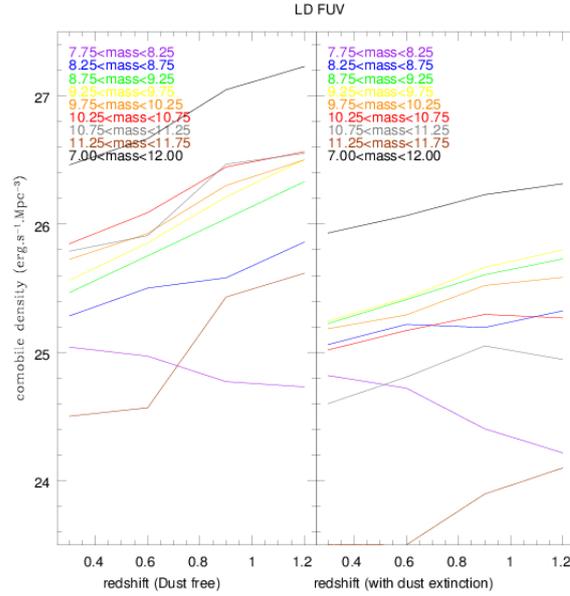


Figure 3.5: Voici avec (gauche) ou sans (droite) correction de l'extinction, La densité de luminosité FUV (proportionnelle au SFR) en fonction du *redshift* pour différentes masses.

La fonction de luminosité totale étant la somme de ces fonctions sélectionnée en masse. Mais ici, elle ne nous intéresse pas. Elle fera pourtant l'objet d'une prochaine publication par Stéphane Arnours, avec son fit en fonction de Schechter. Il y aura également ces sélections en masse et l'influence de la correction de l'extinction. Sans doute également le *fit* en fonction log-normale de la fonction de luminosité corrigée. Dans ce rapport de stage, nous nous intéresserons simplement aux densités de luminosité, corrigées de l'extinction ou non. Nous traçons, figure 3.5, la densité de luminosité FUV pour chaque bin de masse, en fonction du *redshift*. On peut alors voir l'évolution du SFR en fonction du *redshift* pour chaque bin de masse.

On constate que le SFR diminue avec le temps, d'autant plus que la

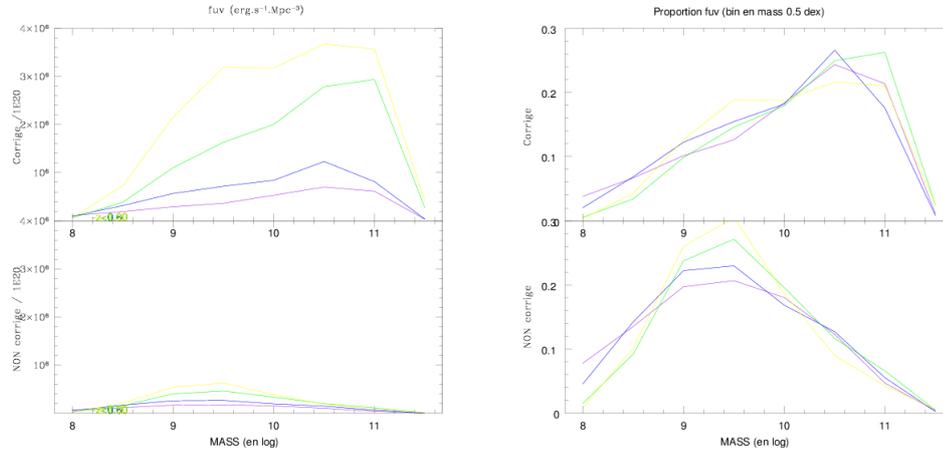


Figure 3.6: A gauche : Pour chaque redshift, la densité de luminosité en fonction de la masse. A droite, pareil avec chaque courbe normalisée à 1

masse de la galaxie est importante. En effet, les grosses galaxies vont épuiser leur gaz avant les petites. La correction de la poussière m’a été donné par Stéphane Arnouts. Elle est déduite de la couleur apparente de la galaxie et représente la quantité de poussière sur la ligne de visée. On constate que les grosses galaxies sont plus éteintes que les petites. C’est pourquoi certains auteurs auront tendance à sous-estimer leur SFR.

Pour voir quelle masse de galaxies contribue à la formation stellaire, nous traçons figure 3.6 la densité de luminosité en fonction de la masse pour différents *redshift*.

On constate alors que quel que soit le *redshift*, les galaxies de masse  $10^{10.5}$  sont les principales contributrices au SFR. Avant  $z = 2$ , on parle de *downsizing* comme le phénomène que la formation stellaire migre des grosses galaxies vers les petites, en raison de l’épuisement du gaz des grosses et du refroidissement de celui des petites. Nous venons avec la Figure 3.6 de montrer que ce *downsizing* n’a plus lieu après  $z = 1$ . Ou du moins pas encore. Dans le futur, les grosses galaxies auront épuiser leur gaz et si il n’y a pas d’apport en gaz au niveau des noeuds de densité (ou se trouve ces vieilles galaxies), celles-ci tendrons à voir leur SFR diminuer et “rougiront”.

Cependant, (pour les petites galaxies), on constate que leur SFR ne semble pas diminuer au cours du temps. Peut être qu'un jour elles prendront le relais dans la formation stellaire de l'univers.

o



# Chapter 4

## Etude par “synthèse évolutive”

*O ka makapo wale no ka mea hapapa i ka pouli*

“Seuls les aveugles savent tâtonner l’obscurité”

### 4.1 Les différents modèle, SFH

Nous testerons dans ce chapitre plusieurs modèles de formation d’étoile. En conservant un IMF de type Rana et Bazu, nous expérimenterons 4 différents modèles de SFH :

1. La SFH la plus couramment utilisé est celle ou le SFR est exponentiellement décroissant au cours du temps. Nous utiliserons ce modèle comme référence.
2. Un modèle retardé de type  $(t/\tau)^\alpha \times \exp(-t/\tau)$  . Nous choisirons  $\alpha = 1,5; 1,7 \text{ et } 2$ . En effet,  $\alpha$  est estimé à  $1.7 \pm 0.2$  pour les *redshift* supérieurs (Papovich et al. 2010). Ensuite nous prendrons plusieurs  $\tau$  de Gyr à 30 Gyr.
3. Un deuxième modèle retardé du même type. Mais cette fois, pour chaque  $\tau$  , on choisit  $\alpha$  de sorte que le pic de SFR se trouve à  $\alpha \times \tau = 1 \text{ Gyr}$ . Les taux étant les mêmes dans les trois modèles (0 1 et 2 ). Soit  $\tau = 0.1; 0.3; 1.0; 1.5; 3.0; 5.0; 7.5; 10; 15 \text{ et } 30 \text{ Gyr}$
4. Le dernier modèle est une formation d’étoile instantanée avec différentes métallicité.

Ces différents modèles sont obtenus avec le générateur de *template* PE-GASE2. Ils sont ensuite implémenté dans Le Phare afin de faire une *SED-fitting* à partir des bandes photométriques des galaxies du champs COSMOS.

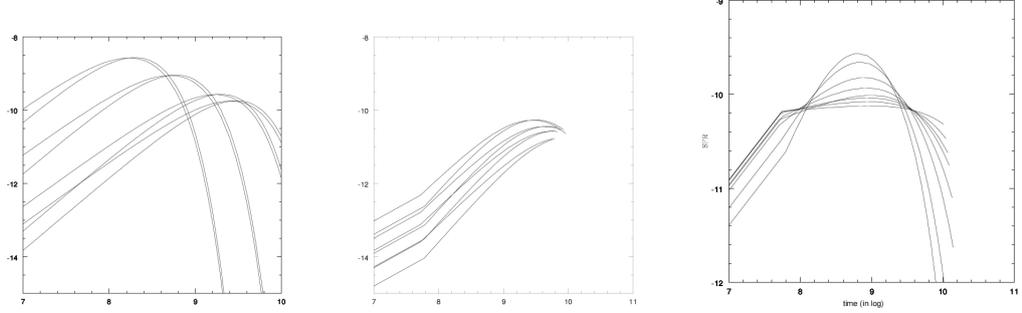


Figure 4.1: SFR en fonction du  $\log(\text{age})$ . De gauche à droite : modèle 1 ( $0.1 \leq \tau \leq 5$ ) modèle 1 ( $7.5 \leq \tau \leq 30$ ) modèle 2

Toute cette étude à été réalisé dans le but de déterminer l’âge exact des petites ( $masse < 10^9 M_{\odot}$ ) galaxies et de tester leur scénarios de formation d’étoile. En effet l’âge estimé de ces galaxies était très petits (de l’ordre de 1 GYr). Pour être plus clair : Ce qui diffère entre chaque modèle est l’histoire du SFR : pour le modèle 2 et 3, les courbes du SFR fonction du temps sont données Figure 4.1.

Nous ne représentons pas le modèle 1 ni le modèle 4 : un dirac. Dans tout ces modèles, nous avons changé l’histoire de formation d’étoile tout en gardant les autres paramètres constant. Nous avons donc fixé un IMF de Rana et Bazu et une extinction sphérique pour les temps caractéristiques de décroissance du SFR inférieur à 1.5 Gyr puis une extinction en disque d’inclinaison moyenné pour les taux supérieurs. En effet, les grands temps caractéristiques formerons des structures spirales ou irrégulières qui forment encore des étoiles tandis que les petits taux de décroissance (création rapide de la galaxie) formerons des galaxies elliptiques. Les autres paramètres (supernovae, métallicité, *infall*, vent galactique) seront les valeurs par défaut de PEGASE2. La métallicité évolue au cours du temps.

Ces différents *templates* seront comparés au catalogue COSMOS. Nous avons défini deux critères de sélection : la magnitude en NUV doit être inférieure à 25,5 et le *redshift* spectroscopique doit être mesuré (à partir des bandes d’absorption). La première condition permet de traiter les sources à partir de leur rayonnement UV (et d’être sûr que GALEX a bien mesuré le

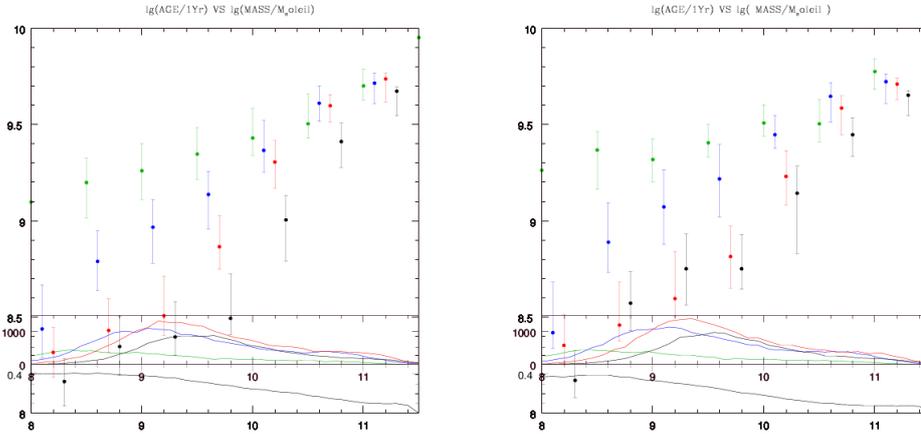


Figure 4.2: A gauche le modèle avec une SFH exponentiellement décroissante. A droite le modèle retardé. En Vert, Bleu, Rouge, Noire, respectivement pour les *redshift* entre 0 – 0.3 0.3 – 0.6 0.6 – 0.9 0.9 – 1.2. On voit, avec la masse (en log) pour ordonné : Graphe d'en haut : l'âge (en log) avec la dispersion pour barre d'erreur, au milieu, l'histogramme en masse et en bas, la moyenne des incertitudes.

flux UV de ces sources). La deuxième condition permet d'avoir une meilleure estimation du *redshift* que ce que prédirait lephare avec les données photométriques. Cela permet également de fixer le *redshift* et donc de faire tourner lephare  $6/0.04 = 150$  fois plus vite. De 2 000 000 de galaxies du champ COSMOS, cette sélection réduit notre échantillon à 67 801. Cette méthode nous donnera donc les paramètres physiques de chaque galaxie qui correspondent le mieux aux différents modèles ainsi que leur incertitude basée sur la pdf.

## 4.2 Prédiction de l'âge

On voit Figure 4.2, que le modèle de SFH retardé prédit un âge systématiquement plus élevé, surtout pour les galaxies jeunes. En effet, pour les galaxies plus vieilles, il est difficile de discriminer le début de la SFH. Cependant,

on constate que bien que les modèles différents beaucoup, l’âge prédit reste dans les barres de dispersion et d’incertitude. Un histogramme en masse est ajouté pour voir la fiabilité des résultats en fonction de la masse (plus il y a d’individu, plus la systématique a une valeur physique).

La masse reste un paramètre bien définie : quel que soit le modèle, la masse prédite sera la même à un facteur 0.15 près en log décimal. C’est à dire à un facteur 1.40 près. Ce qui est de l’ordre de l’erreur interne au modèle basée sur l’écart type de la pdf projetée sur le facteur étudié : ici la masse. Puisque la masse est mieux déterminée et modèlo-indépendante que l’âge ou le SFR, elle nous servira de paramètre de référence. Par exemple, on voit, Figure 4.2 la différence entre l’âge prédit par le modèle 1 (exponentiellement décroissant) et le 2 (retardé). On voit qu’en effet le modèle 2 prédit des âges plus élevé pour les galaxies de faible masse (et donc de faible âge). En effet : puisque la masse est le facteur le mieux définie (il s’avère d’ailleurs qu’elle est en moyenne proportionnelle à la luminosité en K), pour accumuler la même masse, le modèle retardé doit intégrer son SFR pendant plus longtemps puisque son SFR initial est plus faible. C’est pourquoi, comme on cherchait à le faire, cette SFH prédit des âges plus vieux pour les galaxies de faible masse et à peu près le même âge pour les grosses galaxies.

Il faut noter également que pour les galaxies de forte masse, le *best-fit* est équi-répartis entre le modèle 1 et le 2. En effet, La formation stellaire initiale a été intégré depuis longtemps à la masse stellaire. Ainsi, désormais seule la vieille population qui n’évolue que très peu contribue à la masse galactique. Cependant, contre nos attente, pour les galaxies de faibles masses, le modèle 2 fit beaucoup moins bien que le modèle 1. Seuls 10% de la population de masse comprise entre  $10^8$  et  $10^9 M_{\odot}$  a un meilleur fit pour le modèle 2. C’est pourquoi les galaxies dans ce bin de masse avec un meilleur fit dans le modèle 2 et une surprédiction de l’âge d’un facteur 2 ou 3; ne représentent que 136 galaxies dans une population totale d’environ 13000 galaxies dans ce bin de masse.

Ainsi, en conclusion de cette brève étude de *best-fit*, nous pouvons dire que bien que notre modèle surprédit quelque peu l’âge de quelques galaxies, la différence d’âge est minime, ce qui fait que les jeunes galaxies (1Gyr) restent jeunes quel que soit le modèle de SFH, même si leur âge peut varier d’un facteur 2, la pdf de chaque modèle admet cet écart au *best-fit*. De plus, nous voyons que le modèle exponentiellement décroissant admet un meilleur *best-fit* pour la grande majorité de nos galaxies. Ainsi ce modèle simpliste semble donner des résultats cohérents, c’est d’ailleurs pour cela qu’il est utilisé depuis plus de 30 ans.

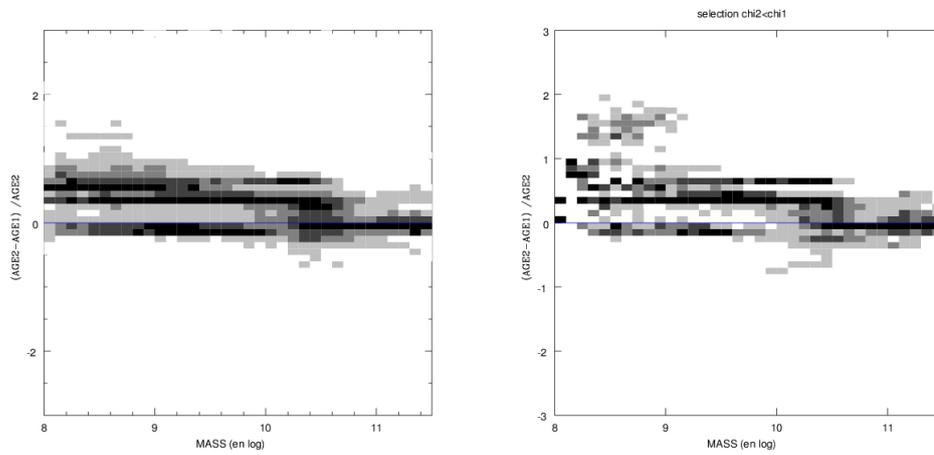


Figure 4.3: A gauche,  $(age2 - age1)/age1$  fonction de  $mass1$ . A droite la même chose mais pour les galaxies avec un meilleur fit pour le modèle 2. Ces courbes de densité sont normalisées pour chaque bin de masse.

	Masse	SFR	Age
Erreur interne 1	0.16	0.24	0.37
Erreur interne 2	0.15	0.21	0.32
Erreur externe	0.16	0.13	0.28

Figure 4.4: Les erreurs en log décimale de chaque paramètre (en moyenne sur nos 67 000 galaxies). Erreur interne signifie : basée sur la pdf de chaque modèle. Erreur externe signifie la différence moyenne du *best-fit* entre les deux modèles. On remarque que la différence entre le modèle 1 et 2 dans les paramètres est plus petite que l’erreur interne de chaque modèle.

### 4.3 Les erreurs

Pour achever notre étude, nous donnons quelques mesures des erreurs dans nos résultats. Tout d’abord, certains pourraient se demander pourquoi nous n’avons pris que deux modèles et pourquoi ils sont si simplistes. L’avantage est que cela nous évite de tomber dans des extremums locaux de la pdf. Ainsi, nous n’avons pris que des modèles “lisses” et qui varient beaucoup l’un de l’autre. De même, la SFH peut présenter parfois des sursauts qui ne sont pas inclus dans nos modèles. Notre étude étant majoritairement portée sur les jeunes galaxies, ces sursauts (*merger* ou autre) n’ont pas le temps de faire des variations significatives dans notre SFH. Voici enfin le tableau (tab 4.3) des erreurs de mesure.

# Appendix A

## Le champs COSMOS et ses filtres

C'est un champs de  $2^\circ$  carré sur le plan équatorial. RA (J2000) = 10:00:28.6 DEC (J2000) = +02:12:21.0 . La position de ce champs a été choisie afin de minimiser la variance cosmique et le nombre d'étoiles dans la ligne de visée. Il peut également être vu depuis les deux hémisphères de qui lui confère un avantage technique indéniable. Il est le plus grand sondage réalisé par le HST avec 10% de son temps d'observation. Il a été observé plus de 2 millions de galaxies dans ce champs. Voici les filtres qui ont été utilisé pour ce champs, avec le nom du telescope ou de la caméra qui a pris les images et la bande passante du filtre en Angstroms.

Nom	Telescope	Bande passante
FUV	Galex 1500	1200-1700
NUV	Galex 2500	1700-3000
U	CFHT	3000-4000
B	Subaru	3700-5000
V	Subaru	3800-5300
G	Subaru	5000-6000
R	Subaru	5400-7000
I	Subaru	8000-9000
Z	Subaru	8000-10000
J	Wfcam	12000-14000
K	Wircam	19000-24000
3.6	Irac-ch1	36 000
4.5	Irac-ch2	45 000
5.8	Irac-ch3	58 000
8.0	Irac-ch4	80 000
FIR	Spitzer.24	200 000-300 000

Egalement 16 filtre étroit ont été utilisé (et seront implémenté dans Le Phare). Cependant, nous ne les avons pas utilisé ici. Aussi nous ne détaillerons pas leur bande passante.

Pour plus d'informations sur le champs COSMOS : <http://cosmos.astro.caltech.edu/index.h>

# Appendix B

## Abréviations

**SFR** : Star Formation Rate  
**sSFR**: specific SFR = SFR/Mass  
**SFH** : Star Formation History  
**FIR** : Far InfraRed  
**FUV** : Far UltraViolet  
**NUV** : Near UltraViolet  
**IGM** : InterGalactic Medium  
**ISM** : InterStellar Medium  
**IMF** : Initial Mass Function  
**PDMF** : Present Day Mass Function  
**SED** : Spectral Energy Distribution  
**CCD** : Charge-Coupled Device  
**PDF** : Probability Distribution Function  
 **$L\nu$**  : Luminosity around  $\nu$   
**HST** : Hubble Space Telescope  
**RA** : Right Ascension  
**DEC** : Declinaison



# List of Figures

1.1	Contraintes observationnelles du contenu énergétique de l'univers	7
2.1	de gauche à droite : megacam en cours d'installation, wircam, le télescope avec le miroir secondaire . . . . .	12
2.2	Coupe du satellite GALEX. Le chemin optique est en bleu. Les dimensions sont de 1.5m de long et 1m de large. Les panneaux solaires et les compartiments pour les bus électroniques ne sont pas représentés. [Morrissey et al. 2005] . . . . .	14
3.1	La luminosité des différents modèles de galaxies. En violet, avec seulement les étoiles O. En bleu, avec les O et les B. En vert, toutes les étoiles. A gauche : la luminosité en FUV, à droite, la luminosité en K. Notons que par souci de lisibilité les échelles ne sont pas les mêmes. . . . .	23
3.2	En fonction du temps en $\log(\text{yr})$ , voici les contributions à la luminosité FUV : des étoiles O en violet, B en bleu, A et F en vert et le reste en rouge . . . . .	25
3.3	En haut : en fonction de la longueur d'onde du pic de luminosité, l'âge moyen d'une population à une seule étoile. En bas : Spectre de galaxie pour différents SFR. On constate que le flux FUV est en relation directe avec le SFR et présente une grosse dynamique alors que dans l'optique, les différents SFR sont moins marqués. . . . .	26
3.4	Les fonctions de luminosités non corrigées de l'extinction. En bandes FUV (bleu) et K (rouge) pour différentes sélections en masse . . . . .	28
3.5	Voici avec (gauche) ou sans (droite) correction de l'extinction, La densité de luminosité FUV (proportionnelle au SFR) en fonction du <i>redshift</i> pour différentes masses. . . . .	29

3.6	A gauche : Pour chaque redshift, la densité de luminosité en fonction de la masse. A droite, pareil avec chaque courbe normalisée à 1 . . . . .	30
4.1	SFR en fonction du $\log(\text{age})$ . De gauche à droite : modèle 1 ( $0.1 \leq \tau \leq 5$ ) modèle 1 ( $7.5 \leq \tau \leq 30$ ) modèle 2 . . . . .	34
4.2	A gauche le modèle avec une SFH exponentiellement décroissante. A droite le modèle retardé. En Vert, Bleu, Rouge, Noire, respectivement pour les <i>redshift</i> entre 0 – 0.3 0.3 – 0.6 0.6 – 0.9 0.9 – 1.2. On voit, avec la masse (en log) pour ordonné : Graphe d'en haut : l'âge (en log) avec la dispersion pour barre d'erreur, au milieu, l'histogramme en masse et en bas, la moyenne des incertitudes. . . . .	35
4.3	A gauche, $(\text{age2} - \text{age1})/\text{age1}$ fonction de $\text{mass1}$ . A droite la même chose mais pour les galaxies avec un meilleur fit pour le modèle 2. Ces courbes de densité sont normalisées pour chaque bin de masse. . . . .	37
4.4	Les erreurs en log décimale de chaque paramètre (en moyenne sur nos 67 000 galaxies). Erreur interne signifie : basée sur la pdf de chaque modèle. Erreur externe signifie la différence moyenne du <i>best-fit</i> entre les deux modèles. On remarque que la différence entre le modèle 1 et 2 dans les paramètres est plus petite que l'erreur interne de chaque modèle. . . . .	38

# Bibliography

[Morrissey et al. 2005] Morrissey, P. et al. 2005, *ApJ* 619, L7-L10

[Papovitch et al. 2010] *astro-ph* 3 Nov 2010

[Ellis 2007] *astro-ph* 1 Jan 2007

[Kennicutt 1998] *astro-ph* 17 Jul 1998

[Schminovitch 2005] *astro-ph* 20 Jan 2007

[Rana et Bazu 1992] *A&A* 265.499.503

[Schmidt-Kaler 1979] *Star-classification*

[Arnouts 2007] *A&A* 476, 137-150

[Martin 2007] *ApJ* 173:415-431