

**Alma Mater Studiorum - Università di Bologna**

---

Dipartimento di Fisica e Astronomia  
Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

**Studio delle distribuzioni spettrali di  
energia nelle galassie quiescenti ad alto  
redshift**

Tesi di laurea

Presentata da:  
**Luca Gotti**

Relatore:  
**Prof. Andrea Cimatti**  
Correlatori:  
**Micol Bolzonella**

---

Appello IV  
Anno Accademico 2018-2019



# Indice

<b>1</b>	<b>Introduzione</b>	<b>1</b>
1.1	Formazione e evoluzione delle galassie in ambito cosmologico . . . . .	1
1.2	Classificazione morfologica delle galassie . . . . .	5
1.3	Classificazione basata su parametri fisici . . . . .	6
1.4	Tecniche osservative per galassie ad alto redshift . . . . .	11
1.5	Motivazione e scopo della tesi . . . . .	13
<b>2</b>	<b>Survey e cataloghi fotometrici</b>	<b>15</b>
2.1	Survey COSMOS . . . . .	15
2.1.1	Stima dei redshift fotometrici . . . . .	20
2.2	Survey SPLASH-SXDF . . . . .	23
<b>3</b>	<b>Distribuzioni spettrali di energia</b>	<b>29</b>
3.1	Modelli di sintesi di popolazione . . . . .	30
<b>4</b>	<b>Selezione del campione di galassie quiescenti</b>	<b>35</b>
4.1	Selezione di galassie quiescenti . . . . .	35
4.2	Proprietà del campione selezionato . . . . .	37
<b>5</b>	<b>Costruzione delle SED composite</b>	<b>41</b>
<b>6</b>	<b>Analisi dei dati: SED fitting</b>	<b>49</b>
6.1	Creazione del catalogo fotometrico . . . . .	49
6.2	SED fitting delle SED mediane . . . . .	51
6.3	Analisi delle SED mediane . . . . .	53
<b>7</b>	<b>Conclusioni e prospettive future</b>	<b>67</b>
7.1	Prospettive future . . . . .	68
	<b>Bibliografia</b>	<b>69</b>

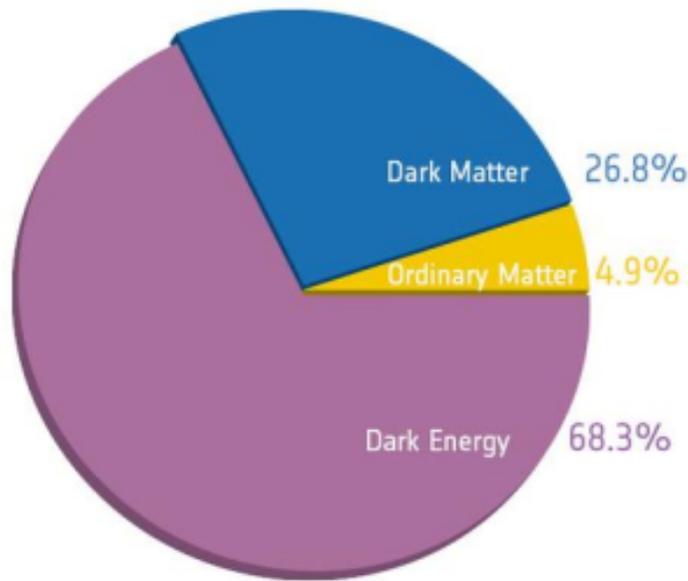


# Capitolo 1

## Introduzione

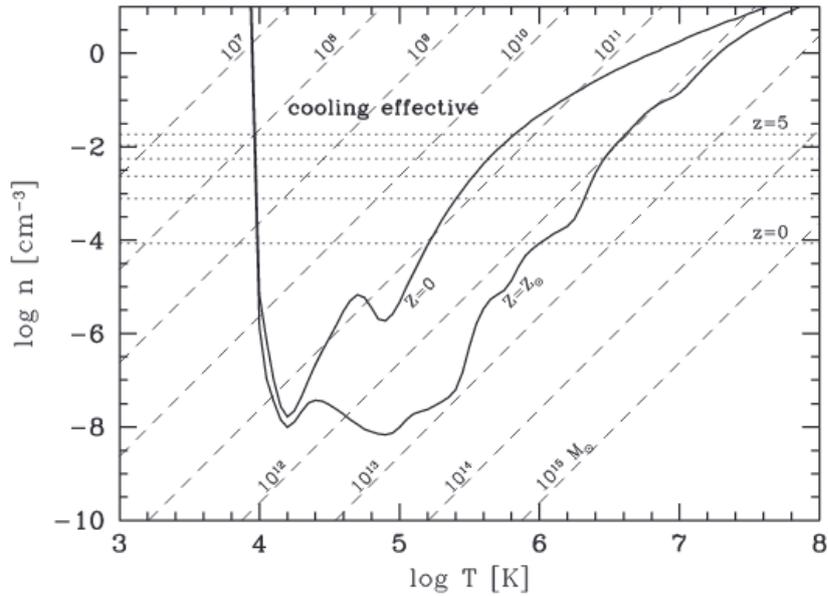
### 1.1 Formazione e evoluzione delle galassie in ambito cosmologico

Una galassia si può definire come un sistema dinamico, composto da stelle, gas, polvere e materia oscura, sufficientemente massivo da trattenere al suo interno il materiale di cui è composto per un lungo periodo di tempo, nonostante i fenomeni di feedback negativo, di cui si parlerà in seguito, a cui può andare incontro. La formazione, e conseguente evoluzione, di questi oggetti è un argomento estremamente complesso, sia perché sono coinvolti diversi fenomeni fisici, sia perché strettamente dipendente dalla cosmologia. Infatti, poiché le galassie sono osservate su scale e tempi cosmologici, la descrizione della loro formazione ed evoluzione deve coinvolgere la cosmologia, cioè lo studio delle proprietà dell'universo nel suo insieme. La cosmologia si basa sul principio cosmologico, il quale afferma che su scale abbastanza grandi l'universo è considerabile omogeneo e isotropo, e sulla teoria della Relatività Generale di Einstein, secondo la quale la struttura e la forma dello spazio-tempo sono determinate dalla massa e dalla sua distribuzione nell'Universo. Combinando tali assunzioni si ottiene un Universo descritto unicamente dal suo parametro di curvatura  $K$  e dal suo coefficiente di espansione  $a(t)$ , che descrivono rispettivamente il raggio di curvatura dello spazio-tempo quadridimensionale, e di conseguenza la forma dell'universo, e le sue dimensioni fisiche in funzione del tempo. Il modello cosmologico attualmente più accreditato è il modello  $\Lambda$ CDM, un Universo piatto composto da materia barionica, che compone gli oggetti visibili come stelle e galassie, materia oscura fredda e dalla costante cosmologica  $\Lambda$ , altrimenti nota come energia oscura. Tali componenti, rappresentate in Fig.1.1, costituiscono rispettivamente il 4,8%, 26,7% e 68,5% della densità di energia dell'Universo (i dati forniti sono ricavati da [Planck Collaboration et al.2018](#)): risulta quindi evidente il dominio della materia oscura su quella barionica. L'aggettivo fredda associato alla materia oscura è dovuto al fatto che questo tipo di materia oscura si sarebbe disaccoppiata dalla radiazione dopo che la sua dispersione di velocità è scesa in regime non relativistico: si pensa che possa essere composta da particelle pesanti e debolmente interagenti note come WIMPs,



**Figura 1.1:** Diagramma a torta, ottenuto da [Boer \(2017\)](#) in cui sono riportate le varie componenti dell'universo con i loro rapporti di densità

acronimo di Weakly Interacting Massive Particles, particelle esotiche e stabili prodotte nelle prime fasi di vita dell'Universo e aventi masse tra 50 GeV e 1 TeV. Dell'esistenza della materia oscura si hanno, tuttavia, solo evidenze indirette, in quanto non sono mai state osservate direttamente particelle di materia oscura. Nel modello  $\Lambda$ CDM le strutture cosmiche si sarebbero formate a partire da perturbazioni nel campo di densità, e di conseguenza nel campo di gravità, in modo gerarchico, ossia formando strutture con massa crescente col passare del tempo. La materia tende ad accumularsi in zone sovradense rispetto alla densità media dell'Universo circostante e a collassare in strutture in equilibrio dette aloni: queste sovradensità primordiali sono osservabili come fluttuazioni in temperatura nella Radiazione Cosmica di Fondo o Cosmic Microwave Background (CMB). In particolare solo le perturbazioni che superano una determinata dimensione, detta lunghezza di free-streaming  $\lambda_{SF}$  possono crescere e formare delle strutture primordiali con masse fino a circa  $10^5 M_{\odot}$ , mentre le altre sono smorzate esponenzialmente fino a scomparire. Gli aloni formati in questo modo potranno andare incontro a fenomeni di merging formando gli aloni più grandi. La materia barionica si addenserà seguendo le perturbazioni generate dalla materia oscura, ma il collasso è permesso solo una volta avvenuto il disaccoppiamento materia-radiazione. Mentre cade nelle buche di potenziale degli aloni il gas si riscalda fino a raggiungere una temperatura di equilibrio detta temperatura di viriale  $T_{vir}$  che risulta proporzionale alla massa dell'alone di partenza. Se la massa dell'alone supera un valore caratteristico  $M_F$ , detto massa filtro, viene indotto il collasso che porta alla formazione dei primi oggetti luminosi chiamati oggetti di



**Figura 1.2:** Diagramma di raffreddamento preso da [Mo et al. \(2010\)](#). Le curve nere superiore e inferiore corrispondono rispettivamente a gas con metallicità nulla e solare. Le linee tratteggiate inclinate sono linee di massa gassosa costante (in  $M_{\odot}$ ), mentre le linee tratteggiate orizzontali mostrano le densità di gas previste per gli aloni virializzati a diversi redshift. Tutti i calcoli sono stati fatti assumendo una frazione di gas  $f_{gas} = 0.15$ , la costante cosmologica  $\Omega_{m,0} = 0.3$  e il parametro di Hubble  $h = 0.7$ .

Popolazione III che rappresentano la prima generazione di stelle dell'Universo. Si pensa che le stelle di Popolazione III siano molto diverse da quelle attuali essendo in media più massicce,  $M \sim 100M_{\odot}$  o superiori, di grandi dimensioni,  $5R_{\odot}$  per  $M \sim 100M_{\odot}$ , e completamente prive di metalli. A causa delle loro grandi masse questi oggetti sono estremamente caldi, fino a  $10^5 K$ , e vivono non più di  $10^6$  anni. Si pensa che primi oggetti classificabili come galassie nascano da aloni di massa  $M \simeq 10^8 M_{\odot}$ , dotati di buche di potenziale più profonde ed energie di legame maggiori delle normali supernove che li rendono più stabili ai fenomeni di feedback negativo. Le prime galassie si formerebbero quindi da aloni di masse  $M \sim 10^8 M_{\odot}$  a  $z \sim 10$ , mentre la prima generazione di stelle si formerebbe da aloni più piccoli ( $M \sim 10^6 M_{\odot}$ ) a  $z \sim 20$ . Questi risultati sono tuttavia solo previsioni teoriche, in quanto si è ancora alla ricerca dell'osservazione diretta di oggetti di popolazione III.

Si pensa che uno dei fenomeni principali che partecipano al collasso delle strutture sia la capacità di raffreddamento del gas. Durante la formazione di questi oggetti, esiste una competizione tra i processi di raffreddamento e il riscaldamento dovuto al collasso in atto. Per stabilire quale dei due processi risulta dominante si possono confrontare i tempi scala dei processi ad essi associati. Il tempo di raffreddamento è definito come il rapporto tra l'energia totale posseduta dal gas e l'energia persa da quest'ultimo nel

tempo e si può scrivere come:

$$t_{cool} = \frac{E_{gas}}{L} = \frac{3(n_e + n_H)kT}{2\Lambda(T)n_en_H} \quad (1.1)$$

dove  $n_e$  ed  $n_H$  rappresentano le densità numeriche di elettroni liberi ed atomi di idrogeno rispettivamente,  $k$  è la costante di Boltzmann,  $T$  è la temperatura del gas e  $\Lambda(T)$  è la funzione di raffreddamento. Il tempo dinamico è definito, invece, come il tempo necessario ad un corpo di densità  $\rho(r)$  a collassare se non è presente nessuna forza a rallentare la caduta e si può scrivere come:

$$t_{dyn} = \sqrt{\frac{3\pi}{32G\rho}} \quad (1.2)$$

dove  $G$  è la costante di gravitazione universale e  $\rho$  è la densità del gas. Il tempo dinamico si può a sua volta confrontare con il tempo di Hubble, usato come definizione dell'età dell'Universo:

$$t_H = \frac{1}{H(z)} \quad (1.3)$$

dove  $H(z)$  è il parametro di Hubble in funzione del redshift. L'unica condizione che porta ad un collasso efficiente delle strutture cosmiche è avere

$$t_{cool} < t_H \quad (1.4)$$

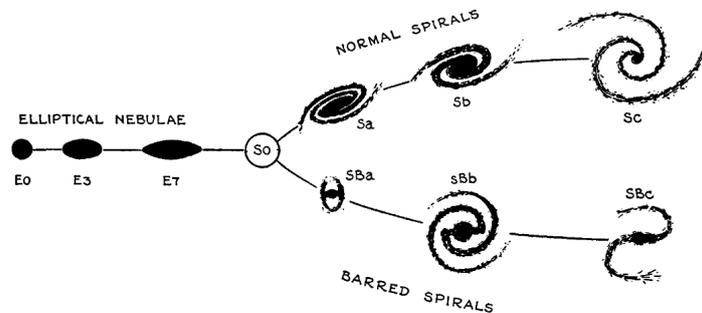
In caso contrario il collasso risulta inefficiente o addirittura impossibile. Da questa analisi si può ricavare un limite massimo di  $M_{gas} \sim 10^{13}M_\odot$  al tempo attuale ( $z = 0$ ): dal grafico in Fig.1.2, si può notare come l'ultima linea a massa del gas costante, rappresentata dalle linee tratteggiate diagonali, che è interna alla zona di possibile collasso è quella con  $M = 10^{12}M_\odot$ . Oltre tale massa il collasso diventa inefficiente. Fondamentali nella formazione delle galassie sono anche i processi di feedback, ossia tutti quei processi che possono facilitare od ostacolare la formazione stellare all'interno di una galassia. Un feedback negativo, come può essere il riscaldamento e la dispersione del gas portata dall'esplosione di supernova, ostacola la formazione stellare mentre un feedback positivo, come la compressione del gas dietro un'onda di shock, la faciliterà. La parametrizzazione ed il contributo totale di questi processi è ancora un problema aperto e in fase di studio.

Analizzando nel dettaglio proprietà delle galassie tra cui tasso di formazione stellare specifico, colori UV e ottici corretti per l'estinzione della polvere e altre proprietà, è possibile delineare uno scenario evolutivo che porti alla formazione delle galassie *Early Type* e *Late Type* ossia delle galassie a spirale e delle galassie ellittiche rispettivamente. La definizione dettagliata di questi tipi di galassie sarà introdotta nella prossima sezione. Le prime attraversano, in genere, una fase di starburst, un periodo molto breve di formazione stellare estremamente intensa che prosciuga quasi immediatamente le riserve di gas freddo di queste galassie: lo starburst può essere indotto da fenomeni come il merging tra due nubi ricche di gas o l'innesco del nucleo galattico attivo

(AGN). Esaurito il gas e non potendo formare nuove stelle, queste galassie evolvono passivamente finché non viene acquisito nuovo gas freddo o finché l'AGN non cessa la sua attività consentendo al gas di raffreddarsi. Per le *Late Type*, invece, l'arresto della formazione stellare non è istantaneo come nel caso precedente: se la galassia non è più in grado di rifornirsi di gas dal mezzo intergalattico questa continuerà a produrre stelle fino all'esaurimento del gas e solo a quel punto la galassia evolverà passivamente fino a produrre un oggetto passivo.

## 1.2 Classificazione morfologica delle galassie

La classificazione morfologica delle galassie prende il nome di sequenza di Hubble ([Hubble, 1927](#)). In Fig.1.3 si ha la rappresentazione grafica di questo diagramma: le galassie sono divise in 4 categorie, Ellittiche, Lenticolari, Spirali e Irregolari in base alla loro morfologia. Le galassie Ellittiche si distinguono ulteriormente in base alla loro ellitticità ( $\epsilon = 1 - \frac{b}{a}$ ), indicata dal numero accanto alla lettera E; le lenticolari, *S0*, sono invece galassie con un disco ma costituite principalmente da stelle vecchie. Le galassie a spirale, *S*, sono galassie aventi un bulge centrale da cui si sviluppa un disco esteso e sottile in cui sono presenti i bracci, addensamenti di materiale che ricordano nella forma una spirale. Esiste una seconda tipologia di galassie a spirale dette barrate, *Sb*, che si differenziano dalle altre poiché la struttura del bulge risulta allungata in una forma ellissoidale che ricorda una barra. Sia le *S* che le *Sb* si dividono in 'a', 'b', 'c' o 'd' in base a quanto i bracci sono avvolti intorno al bulge. Infine le Irregolari, *I<sub>rr</sub>*, sono galassie di forma irregolare non classificabile in nessuna delle tipologie presentate.



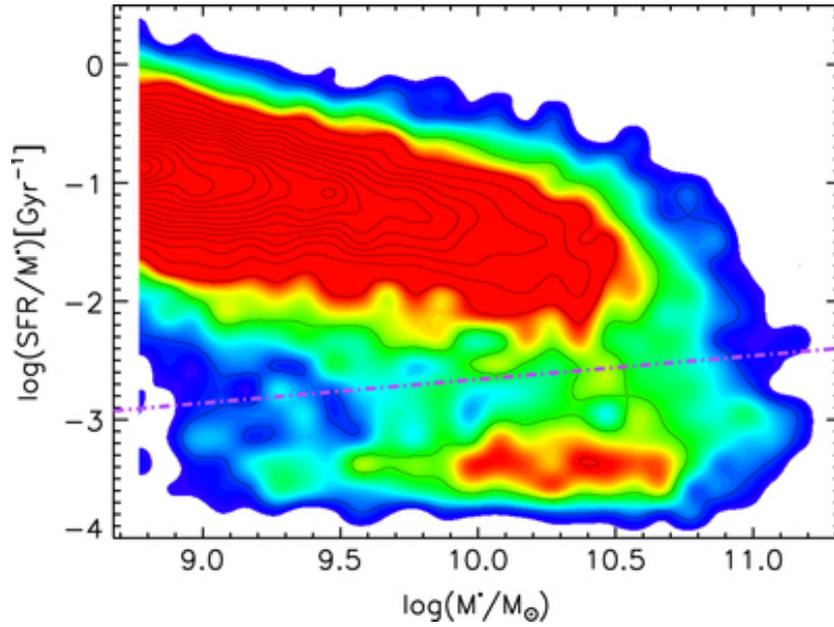
**Figura 1.3:** Classificazione morfologica di Hubble tratta dal libro "On the realm of Neabule" del 1936 ([Hubble, 1936](#)). Le galassie ellittiche sono indicate con la lettera E se ellittiche, S se spirali, Sb se spirali barrate e S0 se lenticolari. Questa figura è la prima rappresentazione grafica del diagramma di Hubble e le galassie Irregolari non sono ancora presenti come categoria a sé stante.

Inizialmente Hubble ritenne che questo schema fosse uno diagramma evolutivo e chiamò di conseguenza le galassie ellittiche e lenticolari galassie *Early Type* e le spirali galassie *Late Type*: questo fatto è stato successivamente smentito, ma la classificazione

morfológica resta valida e viene tuttora utilizzata. Una precisazione doverosa da fare è che questa classificazione è stata fatta nel visibile: cambiando lunghezza d'onda, infatti, lo scenario può cambiare radicalmente sia per motivi legati all'estinzione della polvere, che risulta maggiore a lunghezza d'onda minori, sia perché variando  $\lambda$  si ha il contributo di stelle in diverse fasi evolutive, se si osserva la componente UV o NIR, o di componenti non stellari in banda X, in banda Radio o nel medio e lontano infrarosso (MIR e FIR). La natura morfologica di questo diagramma lo rende difficile da applicare a grandi redshift, in quanto a grandi distanze è estremamente difficile osservare oggetti abbastanza distintamente da coglierne accuratamente la morfologia.

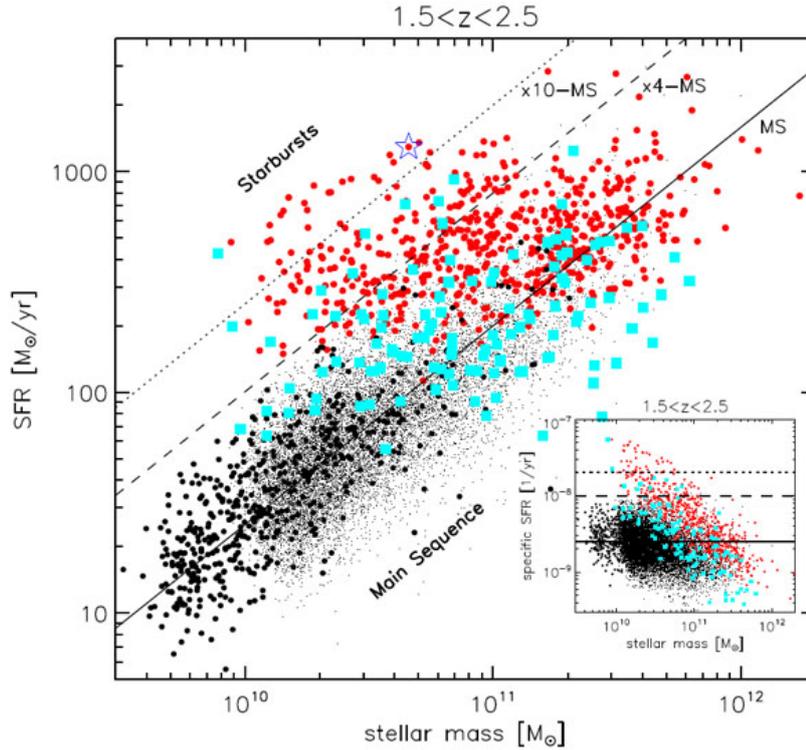
### 1.3 Classificazione basata su parametri fisici

Esistono altri criteri, maggiormente legati a proprietà fisiche, per dividere le galassie star-forming, ossia le galassie con formazione stellare attiva, da quelle passive, ossia quelle galassie che, avendo esaurito il gas freddo, non possono formare stelle e le cui popolazioni stellari evolvono passivamente. Il primo si basa sull'analisi del tasso di formazione stellare (SFR), definito come la quantità di massa stellare formata da una galassia in un tempo fissato, misurato in  $M_{\odot} yr^{-1}$ . Da questa quantità si può passare al tasso di formazione stellare specifico dividendo per la massa stellare, ossia  $sSFR = \frac{SFR}{M_*}$ , che rappresenta il tasso di formazione stellare per unità di massa e si misura in  $yr^{-1}$ . Quest'ultima quantità è un indice di quanto la formazione stellare in una galassia sia importante rispetto alla sua massa. Il suo inverso, infatti rappresenta il tempo scala in cui una galassia trasforma tutta la sua massa in stelle. Possiamo definire quindi come passive, o quiescenti, le galassie che hanno  $sSFR \simeq 0$ . Rappresentando in un grafico lo sSFR e la massa stellare è stato visto che le due quantità sono strettamente correlate l'una all'altra, come si può vedere in Fig.1.4.



**Figura 1.4:** Grafico del tasso di formazione stellare specifico (in  $Gyr^{-1}$ ) in funzione della massa stellare realizzato da Guo et al. (2015) per un campione di 21307 galassie con  $0.01 < z < 0.03$ . La linea tratteggiata viola indica la demarcazione per la classificazione tra quiescenti in basso e star-forming in alto.

In particolare si può notare come le galassie tendano ad addensarsi in due gruppi separati nettamente intorno al valore  $\log(sSFR) \simeq -10.5 - 11 \text{ yr}^{-1}$ : al di sopra di questo valore le galassie vengono definite star-forming, mentre al di sotto le galassie vengono definite passive. Si può, tuttavia, introdurre una terza regione chiamata "green valley", posta tra le due precedenti, meno popolata ed occupata da galassie che si trovano sul confine tra le due zone, la cui classificazione risulta più incerta, e che si trovano probabilmente in transizione tra le due regioni. In questo grafico le galassie starburst occupano una regione ulteriore, posta molto al di sopra del valore limite ( $\log(sSFR) \simeq -9 \text{ yr}^{-1}$ ). Analogamente si può vedere che anche SFR e massa stellare sono legate da una relazione del tipo  $SFR = A \cdot M_*^\alpha$ , in cui  $A$  è una costante mentre  $\alpha$  varia tra 0.6 e 1.0. Questa relazione, trovata per le galassie star-forming (in prevalenza spirali) è chiamata Sequenza Principale o Main Sequence (MS) e si può osservare in Fig.1.5.



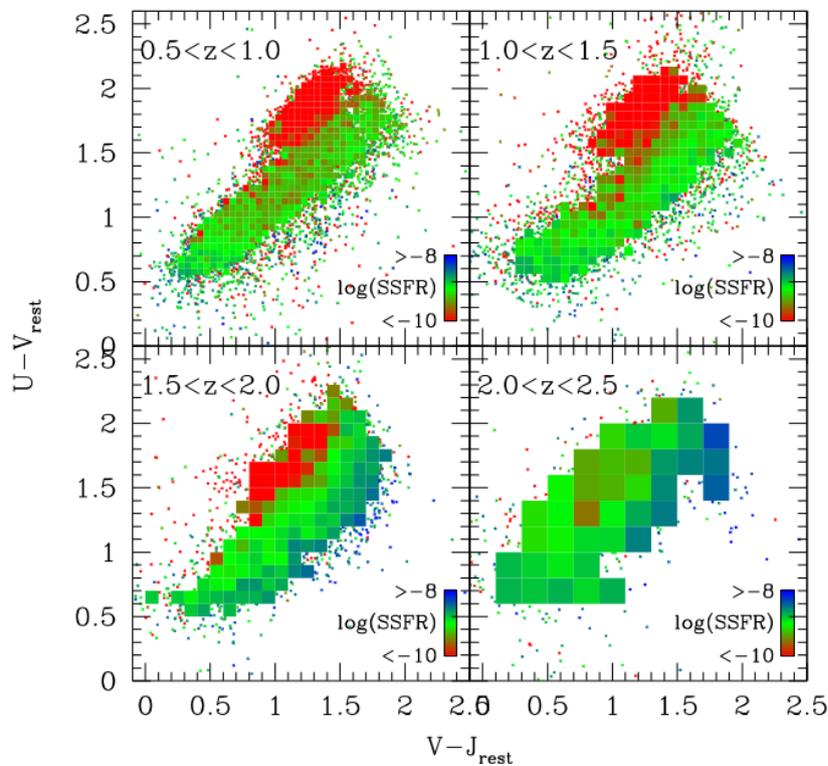
**Figura 1.5:** Relazione tra SFR e Massa stellare per un campione di galassie tra  $1.5 < z < 2.5$  preso da [Rodighiero et al. \(2011\)](#). I colori dei punti rappresentano rispettivamente i quattro campioni principali utilizzati nello studio: le sorgenti PACS-COSMOS sono evidenziate con cerchi rossi pieni, sorgenti PACS-GOODS South con quadrati azzurri, sorgenti BzK-GOODS con cerchi neri pieni e con punti neri le sorgenti BzK-COSMOS. Nell'angolo in basso a destra è raffigurata la stessa relazione utilizzando il sSFR. La linea nera continua rappresenta la cosiddetta Main Sequence a  $z = 2$  ricavata in [Daddi et al. \(2007\)](#).

Anche in questo caso galassie starburst e galassie quiescenti si posizionano rispettivamente molto al di sopra e molto al di sotto della Main Sequence. Galassie di massa maggiore tendono, quindi, a formare più stelle di galassie più piccole: si pensa che questa relazione sia dovuta al fatto che galassie più massive riescano a trattenere meglio il loro gas, a causa della loro buca di potenziale più profonda, delle loro controparti di piccola massa avendo come risultato uno SFR maggiore.

Il secondo criterio si basa sui diagrammi colore-colore: a partire da osservazioni in diversi filtri dello spettro elettromagnetico si possono ricavare degli indici di colore relativi a quei filtri. Ponendo in un grafico due di questi indici di colore si ottiene un diagramma colore-colore. In base ai colori scelti si possono evidenziare differenti proprietà degli oggetti da studiare: tipicamente vengono utilizzate una selezione ottica-UV, che può essere fortemente estinta dalla presenza di polvere per isolare la componente di stelle giovani e di grande massa, e avere anche un collegamento diretto allo SFR, ed una selezione NIR per le stelle più vecchie di piccola massa la cui luce è meno estinta e

porta informazioni sulla massa stellare totale. In particolare per selezionare le galassie quiescenti, che sono l'obiettivo principale di questo lavoro, i diagrammi più utilizzati sono 3:

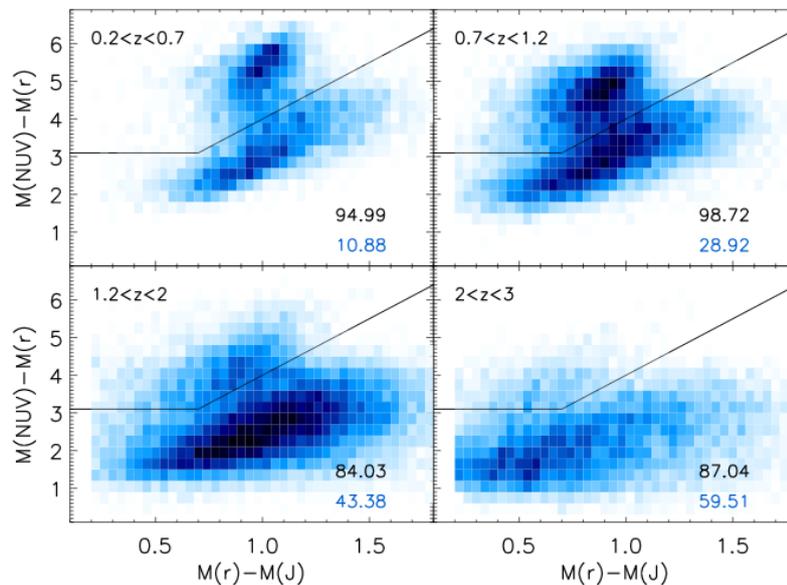
1. Il diagramma UVJ studia il rapporto  $U-V/V-J$  *rest-frame*. Galassie con colori U-V più blu presentano attività di formazione stellare non oscurata, mentre galassie con colori U-V più rossi possono essere o galassie quiescenti con popolazioni stellari evolute o starburst fortemente estinti dalla polvere. Tuttavia, poiché galassie quiescenti non oscurate presentano colori V-J blu, occupano una posizione diversa dalle galassie starforming e ciò consente di distinguere le due classi. In Fig.1.6, presa da (Williams et al., 2009), si può vedere che questa bimodalità è chiaramente presente fino a  $z \sim 2.5$



**Figura 1.6:** Diagramma UVJ *rest-frame* in quattro intervalli di redshift ottenuto da (Williams et al., 2009). La scala di colore evidenzia lo sSFR relativo ad ogni oggetto. Si può notare come in tutti i quadranti sia presente una distinta bimodalità tra galassie attive e passive e come queste ultime non cambino la propria posizione in modo significativo al variare del redshift.

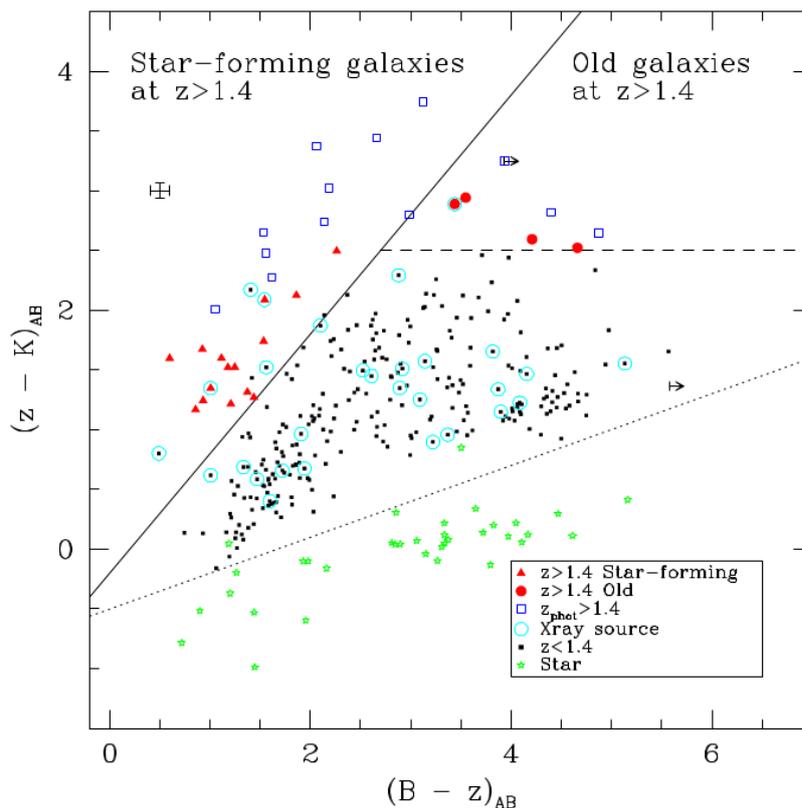
2. Il diagramma NUVrJ, descritto in (Ilbert et al., 2013) e rappresentato in Fig.1.7, studia il rapporto  $NUV - r/r - J$  *rest-frame*. L'utilizzo del colore  $NUV - r$  rende questo metodo più sensibile ad attività di formazione stellare recente in una galassia rispetto al precedente e poiché copre un maggiore range dinamico è meno

sensibile ad incertezze dovute alle osservazioni. In [Ilbert et al. \(2013\)](#) vengono identificate come galassie passive gli oggetti che soddisfano contemporaneamente  $M_{NUV} - Mr > 3 \cdot (Mr - MJ) + 1$  e  $M_{NUV} - Mr = 3.1$ .



**Figura 1.7:** Diagramma  $NUV - r/r - J$  in quattro intervalli a redshift crescente ricavato da [\(Ilbert et al., 2013\)](#). Le galassie al di sopra della linea nera sono selezionate come quiescenti.

- Il criterio BzK è maggiormente utilizzato per selezionare galassie star-forming, ma ha un ampio utilizzo anche per la selezione di oggetti passivi tra  $z = 1.4$  e  $z = 2.5$ . Al contrario dei primi due criteri descritti, il criterio BzK utilizza non i colori *rest-frame* ma quelli osservati e, modificando i filtri utilizzati, è possibile osservare la stessa tipologia di sorgenti in un differente intervallo di redshift. Il criterio RLJ, per esempio, è una variazione del criterio BzK per sorgenti tra  $2.5 < z < 4$ . In [Fig.1.8](#) si può notare come in questo diagramma sia presente una netta separazione tra oggetti ad alto redshift, posizionati nella parte alta, mentre galassie vicine si trovano nella parte bassa del grafico. L'unica eccezione è rappresentata da sorgenti di raggi X, per esempio AGN, che non sono selezionati dal criterio e possono costituire una fonte di contaminazione. Le stelle occupano la parte più bassa grafico e si posizionano in una regione distintamente separata da quella delle galassie: per questo motivo il criterio BzK viene utilizzato nelle survey fotometriche anche per separare gli oggetti stellari dalle galassie.



**Figura 1.8:** Diagramma BzK, ricavato da [Daddi et al. \(2004\)](#), per le galassie nell'area GOODS nella survey K20. Le galassie ad alto redshift sono evidenziate in figura con: triangoli pieni per galassie star-forming a  $z > 1.4$ ; cerchi pieni se galassie con popolazioni stellari vecchie a  $z > 1.4$ ; quadrati vuoti se galassie senza redshift spettroscopico e con redshift fotometrico  $z_{phot} > 1.4$ . Le sorgenti X invece comprendono tutti i simboli precedenti circondati da un cerchio vuoto. La linea diagonale piena delimita la regione  $(z - K) \geq (B - z) - 0.2$  che racchiude le galassie star-forming a  $z > 1.4$  mentre la regione che contiene le galassie vecchie a  $z > 1.4$  è limitata dalla linea orizzontale tratteggiata a  $(z - K) > 2.5$

## 1.4 Tecniche osservative per galassie ad alto redshift

All'aumentare del redshift l'osservazione e lo studio delle galassie diventano più difficili. All'aumentare della distanza, infatti, questi oggetti assumono caratteristiche peculiari:

- Hanno dimensioni angolari ridotte, anche inferiori a  $1''$  di diametro, rispetto alle loro controparti a distanza minore;
- Sono intrinsecamente molto deboli, con magnitudini in banda V superiori a 25, al punto da risultare spesso più deboli del cielo di background, che in banda V ha una magnitudine media di 21.7. Questa caratteristica rende necessari tempi di esposizione troppo lunghi al fine di ottenere immagini o spettri;

- La componente UV-Ottica del loro spettro viene spostata, per effetto del redshift, nel vicino infrarosso che presenta un'elevata brillantezza media del cielo ( $\sim 13 \text{ mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$  in banda  $K$ ) con diverse righe in emissione.

Per rilevare queste galassie la tecnica principale impiegata è quella delle survey: una survey consiste in una o più serie di osservazioni di una particolare zona di cielo al fine di rilevare e selezionare una determinata categoria di oggetti per rispondere ad un particolare problema scientifico. Gli scopi scientifici delle survey sono molto diversificati e tra essi sono compresi il censimento di una specifica categoria di sorgenti, per fini statistici o delle loro proprietà fisiche, oppure la scoperta particolari tipologie di oggetti, che possono essere completamente nuovi o varietà più rare di oggetti esistenti.

In base alla motivazione scientifica stabilita viene effettuata una selezione decidendo un range spettrale, la lunghezza d'onda in cui le osservazioni vengono effettuate, riconducibile ad una singola banda o a più bande composte, ed il flusso minimo che viene osservato che a sua volta è definito da diversi altri fattori tra cui il rumore di fondo del cielo nel range spettrale considerato, dalla sensibilità dello strumento utilizzato e dal tempo di osservazione. A partire da queste prerogative nasce una vasta tipologia di survey basata su diverse caratteristiche osservative e strumentali: l'utilizzo di telescopi a terra o spaziali, fotometriche o spettroscopiche, differenti aree e profondità di osservazione, differenti caratteri temporali (osservazioni singole o ripetute nel tempo). Si può comprendere facilmente che, per come è concepita, una survey non rappresenterà mai un campione completo degli oggetti che si considerano a causa delle selezioni che vengono effettuate.

Nella ricerca delle galassie ad alto redshift vengono utilizzate sia survey fotometriche che spettroscopiche con un range spettrale che comprenda più bande possibili dello spettro elettromagnetico, utilizzando strumenti sia terrestri che spaziali al variare della lunghezza d'onda, puntando al più basso flusso limite e all'area più vasta possibile. In questo tipo di survey è fondamentale considerare che, per effetto del redshift, il flusso emesso ad una lunghezza d'onda  $\lambda$  viene spostato a  $\lambda \cdot (1 + z)$  e può quindi spostarsi in un altro filtro e venire perso. Per tenere conto di questo fenomeno viene applicata una correzione sui flussi chiamata *correzione k* definita come

$$k_j(z) = -2.5 \log(1 + z) - 2.5 \log \left[ \frac{L(\nu_e)}{L(\nu_o)} \right] \quad (1.5)$$

dove  $j$  è il filtro usato per l'osservazione,  $\nu_e$  e  $\nu_o$  sono rispettivamente la frequenza della luce emessa dalla sorgente e quella osservata dal telescopio, e  $z$  è il redshift della sorgente che si vuole osservare. Da questa correzione deriva poi una relazione per calcolare le magnitudini assolute di una sorgente, ossia la magnitudine che un oggetto avrebbe se posto ad una distanza fissata di 10 pc, a partire da quelle apparenti nello stesso filtro  $j$ :

$$M_j = m_j - 5 \log \left[ \frac{D_L}{10 \text{ pc}} \right] - k_j(z) \quad (1.6)$$

Un fattore importante da considerare durante la selezione è il bias di Malmquist: per ogni flusso limite fissato  $F_{lim}$  la luminosità minima delle galassie selezionate da una survey dipende dalla distanza della sorgente ed è data dalla formula

$$L_{lim} = 4\pi D_L^2 F_{lim} \quad (1.7)$$

dove  $D_L$  è la distanza di luminosità cosmologica. A pari  $D_L$  galassie con  $L < L_{lim}$  non vengono osservate. Questo fatto è particolarmente importante all'aumentare del redshift poiché verranno selezionate solamente le galassie più luminose: è necessario quindi tenere conto di tale incompletezza negli studi statistici delle popolazioni.

## 1.5 Motivazione e scopo della tesi

Lo scopo di questo progetto di tesi è quello di indagare le proprietà delle galassie quiescenti a diversi intervalli di redshift. La domanda che ci si pone, infatti, è quali siano le proprietà di queste galassie derivabili dallo studio delle loro SED e come esse siano riprodotte dai modelli di sintesi di popolazioni stellari. Sulla base di quanto descritto in questo capitolo ci si aspetta che una popolazione di galassie passive presenti particolari valori di estinzione, formazione stellare, formazione stellare specifica: l'obiettivo è quindi scoprire quale tra i modelli di formazione stellare più utilizzati riproduca con maggiore fedeltà le proprietà attese per questa tipologia di oggetti e quali siano le differenze in diversi intervalli di redshift.

Questa tesi si pone due obiettivi: il primo è costruire un campione affidabile di galassie quiescenti in diversi intervalli di redshift, imponendo una selezione sugli oggetti dei cataloghi mirata a selezionare questo tipo di galassie, e costruire una SED composita che combinando i dati di tutti gli oggetti selezionati. L'utilizzo di questo metodo ha diversi vantaggi: in primo luogo unendo i dati di diversi sorgenti a redshift diverso è possibile ottenere un campionamento in lunghezza d'onda che praticamente continuo. Questo fatto consente di analizzare le caratteristiche delle SED come se fosse uno spettro di bassa risoluzione. In questo modo è possibile inoltre ottenere un rapporto segnale rumore maggiore rispetto a quello ottenibile dalle SED delle sorgenti singole. Queste assunzioni sono valide solo assumendo che la classe di oggetti considerata sia omogenea e condivida le stesse proprietà. Nel caso che si sta considerando si assume che questa condizione sia verificata, in quanto esiste un numero molto limitato di scenari che spieghi la formazione di galassie quiescenti ad alto redshift.

Il secondo obiettivo è, partendo dalle SED costruite precedentemente, stabilire quale tra i modelli di sintesi di popolazione utilizzati in letteratura rappresenti con maggiore fedeltà il campione di galassie selezionato utilizzando il metodo del SED fitting stimando in particolare il coefficiente di estinzione della polvere  $A_V$  e l'età di queste galassie: sono stati presi in considerazione i modelli di [Bruzual & Charlot](#) e [Maraston](#) con diverse storie di formazione stellare e diversi valori di metallicità.



# Capitolo 2

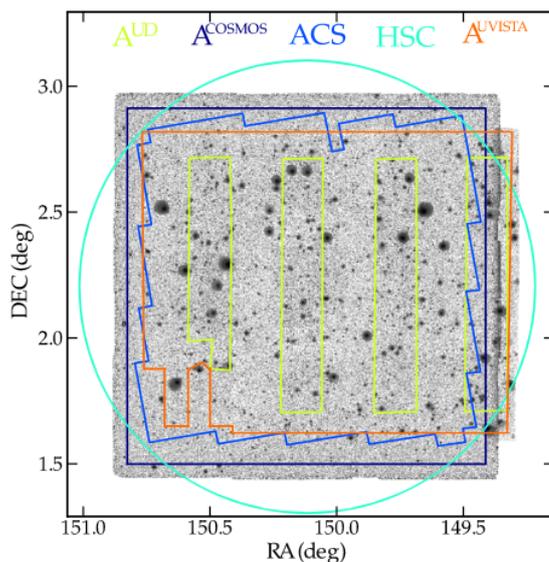
## Survey e cataloghi fotometrici

Il campione su cui si basa il progetto è estratto in parte dal catalogo COSMOS2015, [Laigle et al. \(2016\)](#), che fa riferimento alla survey COSMOS, e in parte dal catalogo SPLASH-SXDF, [Mehta et al. \(2018\)](#), che saranno descritti in questo capitolo. La scelta di tali campi è dovuta sia alla grande quantità di oggetti riportati che per la profondità e accuratezza dei dati fotometrici forniti, poiché, come descritto nella [Sez.1.4](#), essendo alla ricerca di oggetti rari, sono necessari grandi aree di osservazione e fotometria accurata. È, inoltre, da non trascurare l'ampia copertura in lunghezza d'onda dei dati fotometrici, importante per la costruzione di SED composite estese e per la successiva determinazione dei parametri fisici tramite il SED fitting.

### 2.1 Survey COSMOS

La Cosmic Evolution Survey, in breve COSMOS, è una survey astronomica ideata per studiare la formazione e l'evoluzione delle galassie sia in funzione del tempo cosmico (redshift) che in funzione dell'ambiente galattico locale. La survey copre un'area totale di circa  $2 \text{ deg}^2$ , centrata in  $(R.A., decl.) = (150.11, 2.21)$ , visibile in [Fig. 2.1](#), sia con dati spettroscopici che con dati fotometrici dalla banda X al radio utilizzando la maggior parte dei telescopi spaziali disponibili (HST, Spitzer, GALEX, XMM, Chandra, Herschel, NuStar) e diversi osservatori terrestri (Keck, Subaru, Very Large Array (VLA), European Southern Observatory Very Large Telescope (ESO-VLT), United Kingdom Infrared Telescope (UKIRT), i telescopi Badde e Blanco del National Optical Astronomical Observatory (NOAO), il Canada France Hawaii Telescope (CFHT), e altri). Quando è stata presentata nel 2006 era la più grande survey mai condotta e l'unica abbastanza estesa da poter fornire informazioni sull'evoluzione simultanea della struttura di grande scala dell'universo (LSS), delle galassie e della loro formazione stellare e degli AGN ed è servita da modello per le campagne osservative successive.

COSMOS copre un vasto volume di universo combinando una vasta area di osservazione con l'elevata profondità dei dati raccolti: questo risulta estremamente importante sia a fini statistici, poiché viene osservato un grande numero di oggetti, sia perché avere

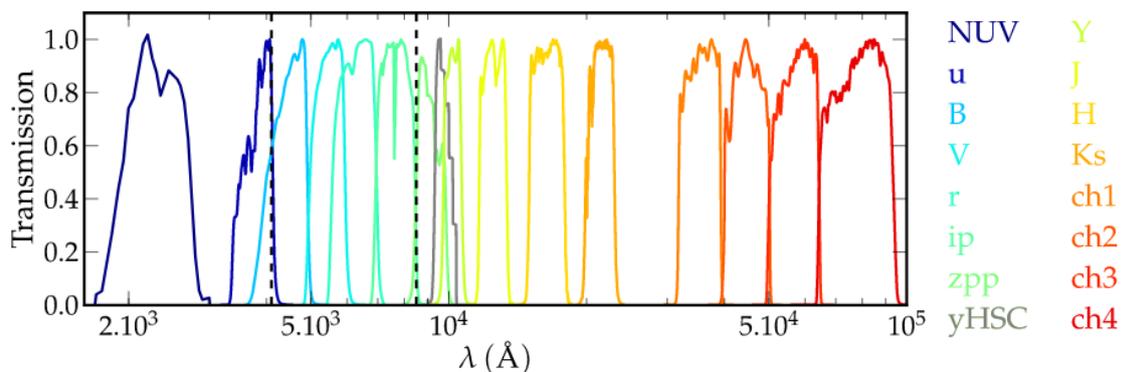


**Figura 2.1:** Il campo COSMOS diviso per zone di osservazione: in blu scuro e turchese l'ottico, in verde e arancione il NIR. In azzurro, inoltre, viene evidenziata la regione coperta dalla COSMOS-Advanced Camera for Surveys(ACS) di HST.

dati profondi è essenziale per studiare nel dettaglio le proprietà intrinseche di tali oggetti. Per questi motivi la survey COSMOS ricopre un ruolo molto importante in questo tipo di studi. In particolare, in questa tesi verrà utilizzato il catalogo COSMOS2015, descritto in [Laigle et al. \(2016\)](#).

Per questa tesi siamo interessati al vicino UV (NUV), all'ottico e all'infrarosso vicino e medio (NIR e MIR rispettivamente), le curve di trasmissione dei filtri utilizzati in COSMOS2105 sono visibili in Fig.2.2, in quanto queste bande forniscono informazioni importanti sulle proprietà delle popolazioni stellari presenti e sulla presenza o meno di polvere o metalli.

I dati di COSMOS2015 provengono da diverse campagne osservative e diversi stru-



**Figura 2.2:** Curve di trasmissione di tutti i filtri NUV, ottici e IR usati in COSMOS2015

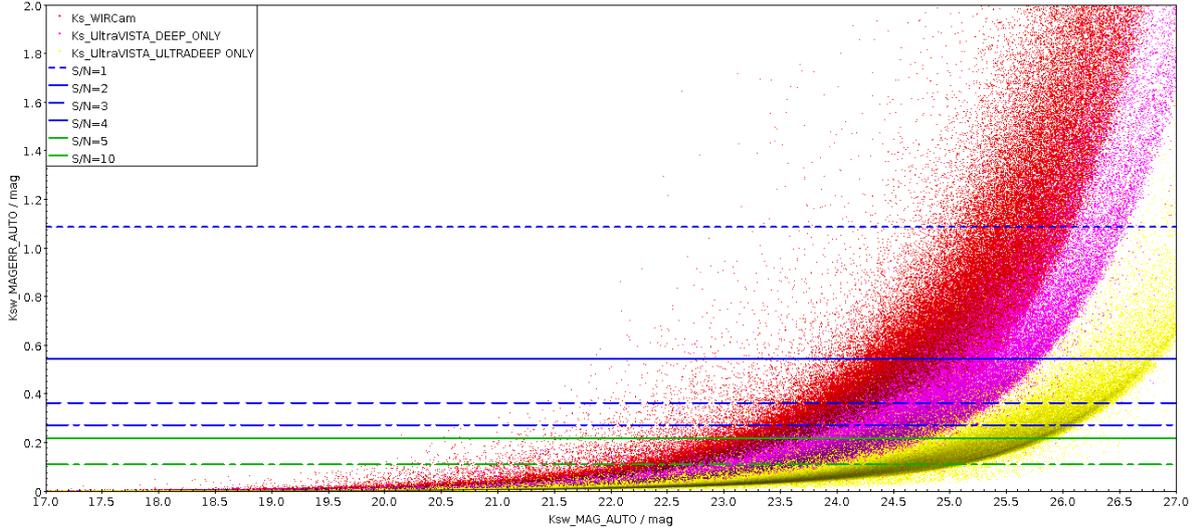
menti a seconda della banda di interesse:

- I dati nel NUV provengono da GALEX;
- I dati in banda  $u^*$  provengono dal Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT MegaCam);
- I dati ottici sono della survey COSMOS-20, composta da 20 filtri dal SuprimeCam di Subaru di cui 6 sono a banda larga ( $B, V, g, r, i^+, z^{++}$ ), 12 a banda intermedia e due a banda stretta. Il filtro  $g$  è stato, però, escluso a causa del cattivo seeing. A questi si sono aggiunti successivamente i dati in banda  $Y$  di Hyper-Supreme-Cam Subaru (HSC), con lo scopo di migliorare la stima del redshift fotometrico e della massa stellare nell'intervallo  $1 < z < 1.5$ ;
- Nel NIR sono presenti i dati della survey UltraVISTA. Questa è divisa in due zone distinte: l'intera regione, chiamata anche  $A^{UVista}$ , che copre un'area di  $1.5 \text{ deg}^2$  del campo COSMOS, e quattro strisce con osservazioni più profonde,  $A^{UD}$ , che coprono un'area di  $0.62 \text{ deg}^2$ . Una conseguenza importante di questa divisione è che il rapporto segnale-rumore (S/N) in questa banda sarà diverso tra le due regioni, come mostrato in Tabella 2.1. I dati usati in questo catalogo appartengono alla release DR2 della survey UltraVISTA, ottenuti tra dicembre 2009 e maggio 2012.
- Sempre nel NIR sono stati affiancati dei dati dalla camera WIRCam in banda  $H$  e  $K_s$  poiché UltraVISTA non ricopre interamente il campo COSMOS, che risultano meno profondi di UltraVISTA (vedi Tabella 2.1 e Fig.2.3).
- Nel MIR, infine, vengono utilizzati i canali 1, 2, 3 e 4 di IRAC, rispettivamente a  $3.6 \mu\text{m}$ ,  $4.5 \mu\text{m}$ ,  $5.8 \mu\text{m}$  e  $8 \mu\text{m}$  del dataset SPLASH-COSMOS uniti con S-COSMOS (Spitzer Extended Mission Deep Survey), Spitzer-Candels survey e diversi altri programmi osservativi minori effettuati sul campo COSMOS

Per ogni filtro utilizzato sono presenti nel catalogo i flussi e le magnitudini sia ottenuti in una apertura circolare del diametro di  $2''$  e  $3''$  sia i valori AUTO, ossia calcolati in modo tale che il flusso, o la magnitudine, ottenuti con questo metodo siano un'approssimazione del flusso totale dell'oggetto. L'unica eccezione è rappresentata dai dati IRAC, che presentano solo i valori AUTO. Per passare dalle magnitudini di apertura alle magnitudini totali si fa ricorso alla seguente formula:

$$MAG\_TOTAL_{i,f} = MAG\_APER\_3_{i,f} + o_i - s_f \quad (2.1)$$

dove l'indice  $i$  identifica l'oggetto,  $f$  il filtro considerato,  $o_i$  è un'offset fotometrico (il cui calcolo sarà approfondito nella sezione successiva) utilizzato per convertire le magnitudini di apertura in magnitudini totali, operazione necessaria poiché i colori nelle aperture a  $3''$ , e  $s_f$  è un offset sistematico da applicare a tutti i filtri considerati



**Figura 2.3:** In figura viene mostrata in ascissa la magnitudine in banda K e in ordinata l'errore ad essa associato per tutti i filtri K disponibili nel campo COSMOS. Vengono inoltre evidenziati alcuni valori di S/N, rappresentati dalle diverse linee in legenda.

al fine ottimizzare i redshift fotometrici ad una data scelta di modelli utilizzati. Poiché uno degli scopi della tesi è verificare quale tra i modelli M05 e BC03 riproduca meglio i dati osservati  $s_f$  non è stato incluso nella conversione. Le magnitudini totali sono poi corrette per l'estinzione della polvere all'interno della nostra galassia (MW) utilizzando

$$MAG\_TOTAL_{i,f} = MAG\_TOTAL_{i,f} - E(B - V)_i \cdot k(\lambda) \quad (2.2)$$

dove  $E(B - V)_i$  è il coefficiente di estinzione, calcolati dalle mappe di [Schlegel et al. \(1998\)](#), e  $k(\lambda)$  è il fattore di estinzione, dipendente dal filtro considerato, calcolato a partire dalla legge di estinzione per la MW.

La combinazione delle osservazioni profonde UltraVISTA-DR2 con dei nuovi metodi di estrazione delle immagini consente la rilevazione di un grande numero di oggetti:  $6.06 \cdot 10^5$  oggetti nell'area  $A^{UVista}$  da  $1.5 \text{ deg}^2$  e  $1.55 \cdot 10^5$  in  $A^{UD}$  alla magnitudine limite  $K_s$ , riportata in Tabella 2.1.

Nel catalogo sono inoltre presenti diverse flag utilizzate per identificare regioni diverse all'interno del campo COSMOS, identificabili in Fig.2.1. In questa tesi ne sono state utilizzate principalmente 3 chiamate COSMOS, HJMCC e PETER. La prima ( $FLAG\_COSMOS$ ) racchiude un'area di circa  $2 \text{ deg}^2$  contenente 773118 oggetti, la seconda ( $FLAG\_HJMCC$ ) identifica i 606887 oggetti compresi nei  $1.59 \text{ deg}^2$  della survey UltraVISTA. Infine la terza ( $FLAG\_PETER$ ) aree problematiche o in cui sono presenti oggetti saturati. Combinando queste flag è possibile evitare regioni problematiche che potrebbero compromettere lo studio delle galassie quiescenti di nostro interesse.

**Tabella 2.1:** Riassunto dei dati utilizzati in questa tesi: in ogni banda sono elencate e le magnitudini limite medie sulle aperture a  $2''$  e  $3''$  nelle immagini con PSF omogeneizzata

Instrument/ Telescope(Survey)	Filter	Central $\lambda$ ( $\text{\AA}$ )	Width ( $\text{\AA}$ )	$3\sigma$ depth ( $3''/2''$ )
GALEX	NUV	2313.9	748	25.5
MegaCam/CFHT	$u^*$	3823.3	670	26.6/27.2
Suprime-Cam/Subaru	$B$	4458.3	946	27.0/27.6
	$V$	5477.8	955	26.2/26.9
	$r$	6288.7	1382	26.5/27.0
	$i^+$	7683.9	1497	26.2/26.9
	$z^{++}$	9105.7	1370	25.9/26.4
VIRCAM/ VISTA/ (UltraVISTA-DR2)	$Y^{UD}$	10214.2	970	25.3/25.8
	$Y^{Deep}$			24.8/25.3
	$J^{UD}$	12534.6	1720	24.9/25.4
	$J^{Deep}$			24.7/25.2
	$H^{UD}$	16453.4	2900	24.6/25.0
	$H^{Deep}$			24.3/24.5
WIRCam/CFHT	$K_s^{UD}$	21539.9	3090	24.7/25.2
	$K_s^{Deep}$			24.0/24.5
WIRCam/CFHT	$K_s$	21590.4	3120	23.4/23.9
	H	16311.4	3000	23.5/24.1
IRAC/ <i>Spitzer</i> (SPLASH)	ch1	35634.3	7460	25.5/o
	ch2	45110.1	10110	25.5/o
	ch3	57539.4	14140	23.0/o
	ch4	79594.9	28760	22.9/o

### 2.1.1 Stima dei redshift fotometrici

Una quantità fondamentale nella presente analisi è il redshift della sorgente considerata. Esistono due tecniche principali per ricavare il redshift, necessario per calcolare le distanze cosmologiche, e di conseguenza le proprietà intrinseche, di una sorgente: una spettroscopica ed una fotometrica. I redshift spettroscopici sono ottenuti sfruttando la differenza tra la lunghezza d'onda di emissione, o assorbimento, di una riga spettrale osservata in una particolare sorgente e quella prevista in laboratorio per la stessa riga: con questa tecnica si possono ottenere valori di redshift estremamente precisi ma la necessità di ricavare uno spettro da ogni sorgente la rende difficile da applicare soprattutto a redshift elevati o per sorgenti molto deboli.

I redshift fotometrici, invece, sono ricavati dalla fotometria, ossia lo studio della luce integrata emessa da un particolare oggetto: in particolare questo metodo di calcolo si basa sullo studio della forma della distribuzione spettrale di energia (SED), la cui forma dipende da proprietà fisiche intrinseche della sorgente quali età, metallicità, funzione di massa iniziale (IMF), tasso di formazione stellare (SFR), storia di formazione stellare (SFH), legge di estinzione e redshift. La qualità del metodo dipende anche dall'intervallo spettrale disponibile per ogni sorgente. Questo metodo fornisce risultati meno precisi del metodo spettroscopico ma con il vantaggio di poter essere applicato a molte più sorgenti in quanto ottenere una SED fotometrica di un grande numero di oggetti richiede tempi molto minori di una survey spettroscopica. In [Laigle et al. \(2016\)](#) il calcolo dei redshift fotometrici è stato effettuato utilizzando il codice *lephare* ([Arnouts et al.2002](#); [Ilbert et al.2006](#)) con lo stesso metodo usato in [Ilbert et al. \(2013\)](#), con l'obiettivo di ottenere valori con la massima precisione possibile su un ampio intervallo di  $z$  e su una variegata morfologia di oggetti.

Il codice esegue una analisi basata sul  $\chi^2$  confrontando i flussi osservati di ogni oggetto con quelli previsti da una serie di modelli morfologici. Il  $\chi^2$  viene calcolato per ogni valore di redshift  $z_{spec}$  in una griglia con un passo di 0.01 e un valore massimo di 6 e ogni filtro tramite la formula

$$\chi^2(z_{step}) = \sum_{filters\ i} \frac{(F_{obs\ i} - \alpha F_{SED\ i}(z_{step\ i}, T))^2}{\sigma_{obs\ i}^2} \quad (2.3)$$

dove  $F_{SED\ i}(z_{step}, T)$  è il flusso previsto da un modello  $T$  ad un redshift  $z_{step}$  e nel filtro  $i$ ,  $\alpha$  è un fattore di normalizzazione mentre  $\sigma_{obs}$  è l'errore fotometrico relativo al flusso osservato. Il valore ottenuto viene poi convertito in una probabilità attraverso la formula  $p = \exp(\frac{-\chi^2}{2})$ : sommando tutte le probabilità ottenute in un valore di redshift  $z_{step}$  si ricava la funzione di distribuzione di probabilità (PDFz) ad un redshift  $z_{spec}$ . Nella libreria di modelli utilizzati per l'analisi sono presenti 31 modelli di galassie ellittiche e spirali da [Polletta et al. \(2007\)](#), 12 modelli di galassie star-forming di [Bruzual & Charlot \(2003\)](#) (BC03) e due modelli di galassie quiescenti, aggiunti specificamente per questo catalogo, con un SFR esponenzialmente decrescente con un tempo scala breve,  $\tau = 0.3$  Gyr e estinzione nulla. L'estinzione è assunta come parametro libero con

$E(B - V) < 0.5$  e assumendo diverse leggi di estinzione tra cui: Calzetti et al. (2000) per galassie starburst, Prevot et al. (1984) dalla piccola Nube di Magellano e una versione modificata delle leggi di Calzetti che aggiunge il bump a 2175 Å presente nella MW (Fitzpatrick & Massa, 1986). Vengono utilizzati i flussi al posto delle magnitudini poiché questa scelta ha consentito agli autori di trattare con maggiore rigore oggetti deboli o non rilevati. I redshift fotometrici sono calcolati a partire dai flussi di apertura 3" in quanto si è ritenuto che da aperture più piccole dessero imprecisioni maggiori a causa di errori astrometrici residui sulle piccole scale. Un problema in cui si può incorrere utilizzando dati provenienti da strumenti diversi è che i colori, su cui si basano le stime di calcolo dei redshift fotometrici, possono essere ricavati su scale diverse a seconda dello strumento che si utilizza: ignorare tale fattore significa confrontare regioni diverse degli stessi oggetti e può portare a stime sbagliate delle proprietà fisiche degli oggetti osservati, come per esempio la massa stellare. Nel catalogo, infatti, i dati IRAC forniscono solo il flusso e la magnitudine totale di ogni oggetto, al contrario dei dati ottici e NIR che riportano anche i valori entro 2" e 3". Per ogni oggetto viene calcolato quindi un singolo offset che consenta la conversione tra magnitudine di apertura e magnitudine totale tramite la seguente formula, ricavata da Moutard et al. (2016):

$$o = \frac{1}{\sum_{filters\ i} w_i} \cdot \sum_{filters\ i} (MAG_{AUTO} - MAG_{APER})_i \cdot w_i \quad (2.4)$$

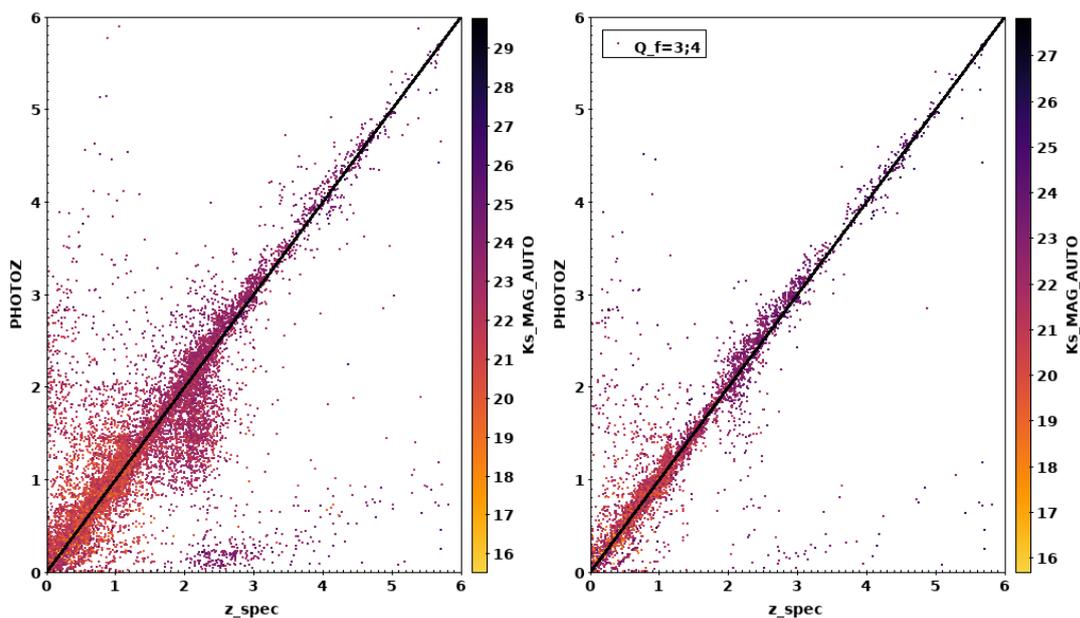
considerando

$$w_i = \frac{1}{(\sigma_{AUTO}^2 + \sigma_{APER}^2)_i} \quad (2.5)$$

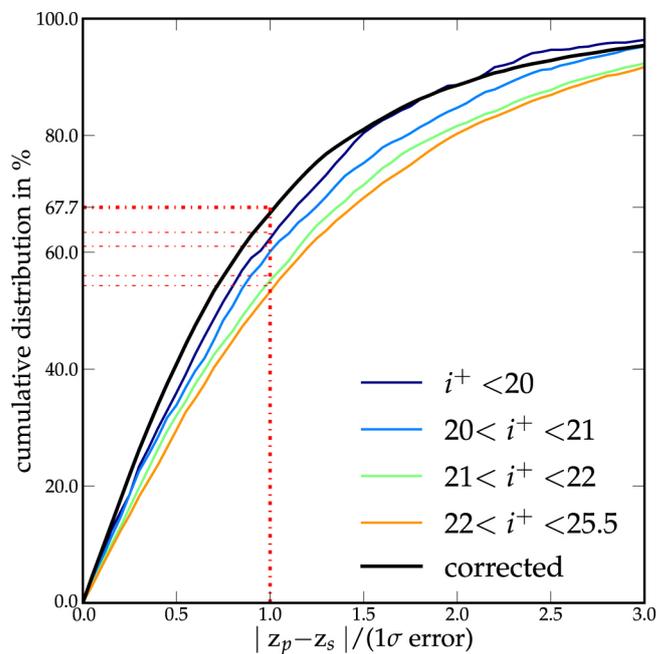
dove  $\sigma_{AUTO}$  e  $\sigma_{APER}$  sono gli errori fotometrici ottenuti sulle diverse aperture, totale e variabile.

Il catalogo COSMOS contiene dati spettroscopici relativi a circa  $10^5$  galassie raccolti nel corso di diverse campagne osservative, il che lo rende uno dei cataloghi spettroscopici più grandi attualmente disponibili, che vengono utilizzati per calcolare la precisione dei redshift fotometrici, stimata utilizzando la deviazione assoluta mediana normalizzata (NMAD) definita come  $1.48 \cdot \text{median}(|z_p - z_s|/(1 + z_s))$ , dove  $z_p$  e  $z_s$  sono rispettivamente il redshift fotometrico e spettroscopico di ogni sorgente considerata. Tale dispersione non è affetta dal numero di errori catastrofici,  $\eta$ , ossia quegli oggetti per cui  $|z_p - z_s|/(1 + z_s) > 0.15$ . Le galassie a basso redshift più luminose e star-forming a basso  $z$  hanno i redshift fotometrici più precisi ( $\sigma = 0.007$ ,  $\eta = 0.5\%$  per  $16 < i^+ < 21$ ) tuttavia anche a  $z \geq 3$  si mantiene un'accuratezza importante,  $\sigma = 0.021$ , con il 13.2% di errori catastrofici (Fig. 2.4).

Come ulteriore approccio gli autori hanno stimato l'incertezza ad  $1\sigma$  derivata dalla funzione di distribuzione di probabilità dei redshift fotometrici (PDFz). In Fig. 2.5 è mostrata la distribuzione cumulativa del rapporto  $|z_p - z_s|/1\sigma$ , dove l'errore a  $1\sigma$  è dato da *lephare* ed è definito come il valore che racchiude il 68% della PDFz: ciò significa che, assunto il redshift spettroscopico  $z_s$  come valore vero del redshift, il valore misurato per il redshift fotometrico  $z_p$  dovrebbe cadere all'interno dell'intervallo  $z_s \pm 1\sigma$  il 68%



**Figura 2.4:** confronto tra redshift fotometrico e spettroscopico in funzione della magnitudine  $K$  UltraVISTA: a sinistra il campione completo e a destra i punti selezionati con un livello di confidenza superiore al 90%



**Figura 2.5:** Distribuzione cumulativa di  $|z_p - z_s|/1\sigma$  tratta da [Laigle et al. \(2016\)](#). Il 58% dei redshift spettroscopici presentano redshift fotometrico entro l'errore a  $1\sigma$ ; ciò significa che gli errori fotometrici sono leggermente sottostimati

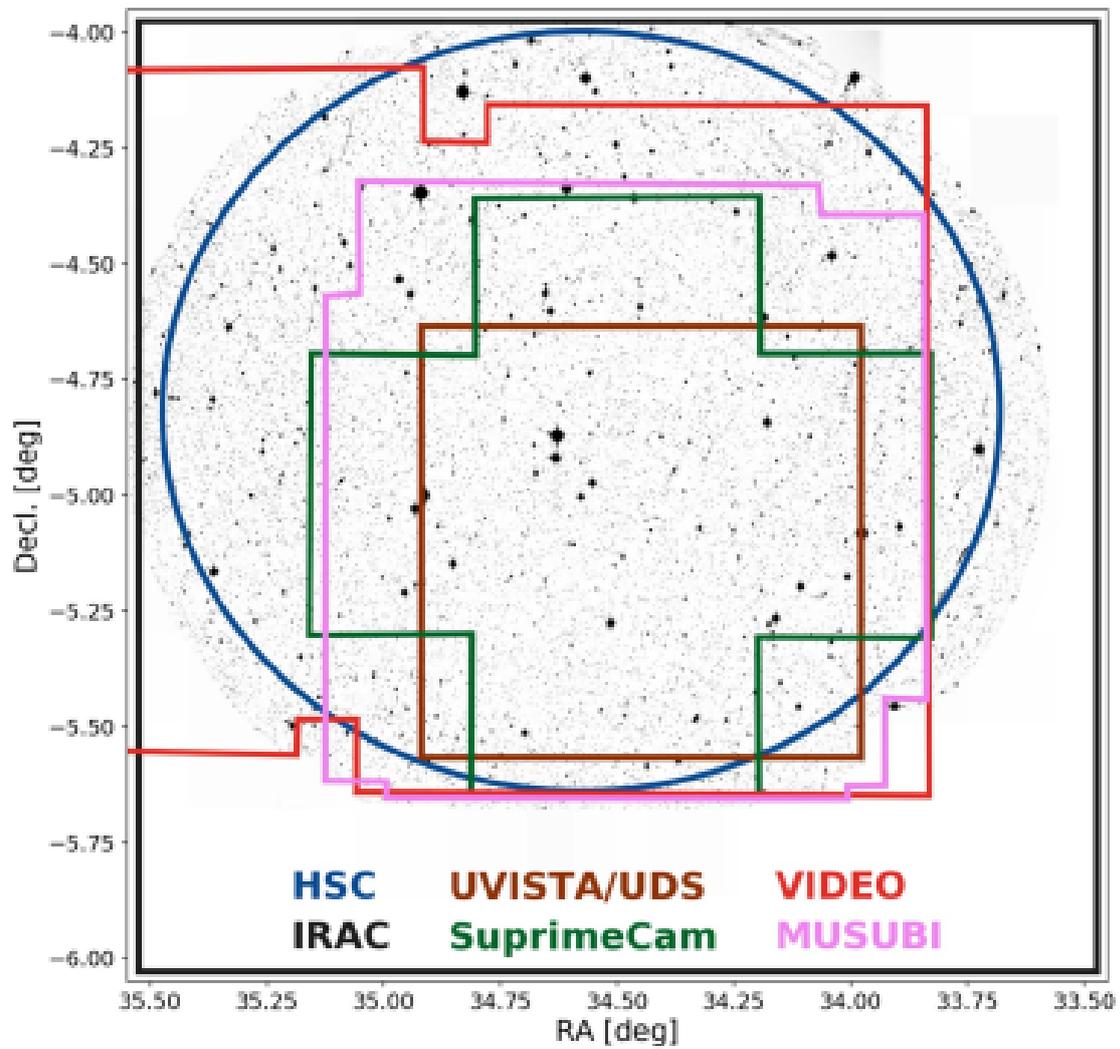
delle volte. Il confronto mostra che le incertezze ad  $1\sigma$  racchiudono meno del 68% della distribuzione: ciò significa che gli errori sui redshift fotometrici sono sottostimati di un fattore dipendente dalla magnitudine.

## 2.2 Survey SPLASH-SXDF

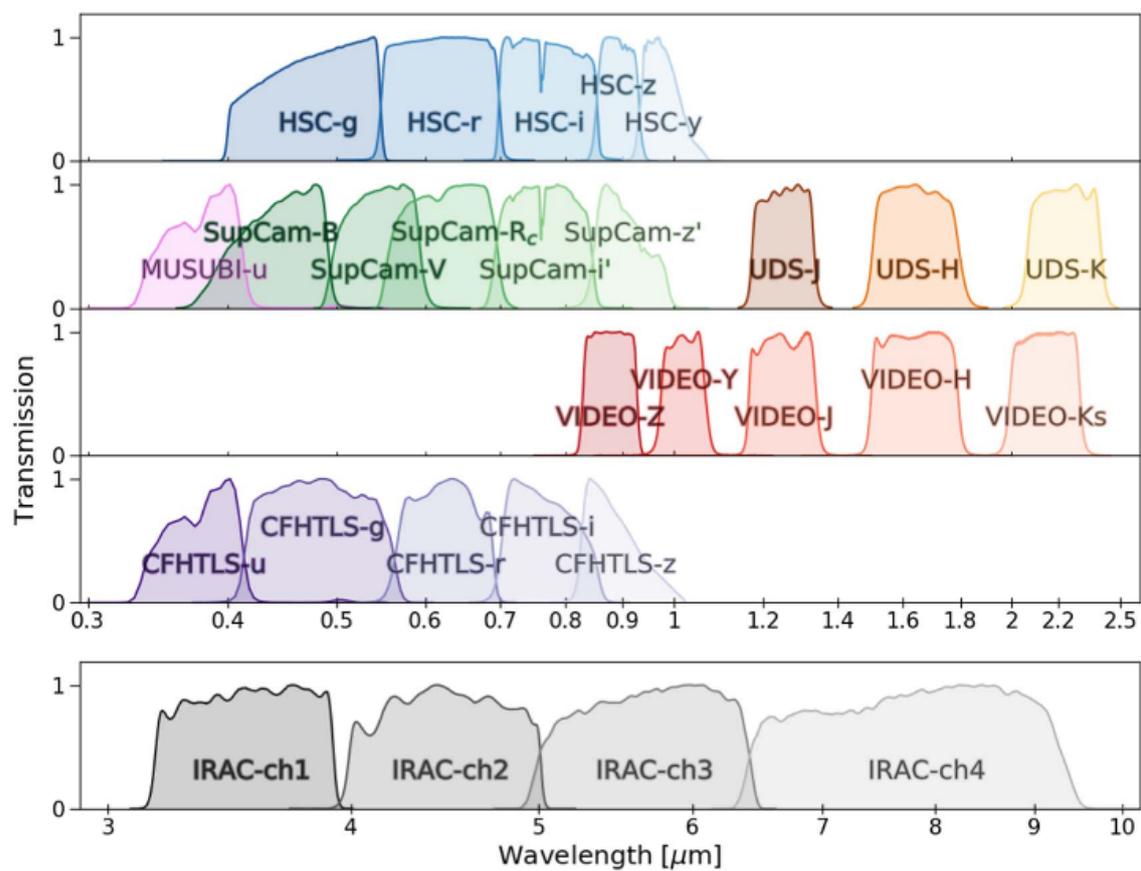
L'altro catalogo utilizzato è SPLASH-SXDF (Mehta et al. 2018). Il Subaru/XMM-Newton Deep Field (SXDF) copre un'area di  $4.2 \text{ deg}^2$  (Fig.2.6) ed è uno dei campi più estesi utilizzati per una survey multifrequenza insieme a COSMOS. Esso combina una grande profondità osservativa su un vasto intervallo spettrale che va dall'ottico al NIR. A questo si aggiunge la copertura Hyper-Supreme-Cam da SPLASH (Spitzer Large Area Survey) per il NIR e MIR al fine migliorare le stime di redshift fotometrici e masse stellari. Il catalogo fotometrico finale è composto da diversi campioni da diversi strumenti e survey, riassunti in Tabella 2.2 e visibili in Fig.2.7:

- HSC, Hyper-Supreme-Cam dal telescopio Subaru, copre il campo SXDF nei filtri *grizy* come parte del Hyper-Supreme-Cam Subaru Strategic Program (HSC-SSP). HSC-SSP prevede una zona con osservazioni più profonde sia in banda larga che in banda stretta sui campi COSMOS e SXDF, i cui dati sono in fase di analisi;
- in banda ottica sono presenti anche dati CFHTLS, Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey, nei filtri *ugriz* acquisiti con la MegaCam di CFHT e su un'area di  $2 \times 2 \text{ deg}^2$ ;
- UDS, Ultra Deep Survey, fornisce dati Near-Infrared nei filtri JHK dalla UKIRT Wide-Field Camera. Nel catalogo è presente la versione DR11 della survey;
- una copertura ottica ulteriore viene dalla Subaru/XMM-Newton Deep Survey (SXDS) che comprende i filtri *BVRi'z'* dalla camera Suprime-Cam, sempre di Subaru;
- la survey VIDEO (VISTA Deep Extragalactic Observations) fornisce dati nei filtri *ZYJHK<sub>s</sub>* della camera infrarossa VIRCAM di VISTA;
- MUSUBI (Megacam Ultra-deep Survey: U-Band Imaging) fornisce uno stack profondo (ultra-deep CFHT stack) in banda *u*;
- nel MIR è presente copertura Spitzer-IRAC a  $3.6 \mu\text{m}$  e  $4.5 \mu\text{m}$  da SPLASH utilizzando Hyper-Supreme-Cam a cui sono stati aggiunti dati S-CANDELS, SEDS e SERVS, su aree di cielo minori. I dati a  $5.8 \mu\text{m}$  e  $8.0 \mu\text{m}$  provengono, invece, dai programmi SpUDS e SWIRE.

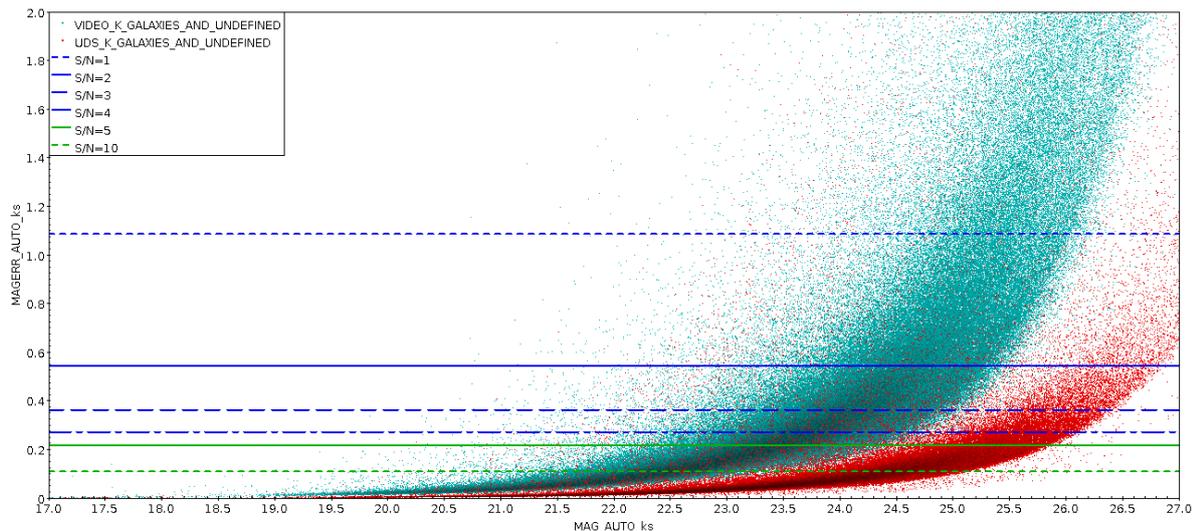
In totale il catalogo contiene  $1.17 \cdot 10^6$  oggetti sull'intera area di  $4.2 \text{ deg}^2$  e circa  $6.5 \cdot 10^5$  nell'area di  $1.7 \text{ deg}^2$  coperta da VIDEO, che è quella che verrà utilizzata per questo



**Figura 2.6:** Mappa di copertura degli strumenti HSC, IRAC, Suprime-Cam, e delle survey UVISTA/UDS, VIDEO, MUSUBI, e CFTHLS usati in SXDF. Sullo sfondo è presente il mosaico della banda y di HSC. In aggiunta alle survey in legenda è presente copertura CFTHLS su tutto il campo.



**Figura 2.7:** Curve di trasmissione di tutti i filtri NUV, ottici e IR usati in SPLASH-SXDF



**Figura 2.8:** In figura viene mostrata in ascissa la magnitudine in banda K e in ordinata l'errore ad essa associato per tutti i filtri K disponibili in SXDF. Vengono inoltre evidenziate le ordinate che rappresentano i valori di S/N pari a 1, 2, 3, 4, 5 e 10 (rifare immagine).

lavoro. Come per COSMOS2015, nel catalogo sono riportati per ogni sorgente: flussi e magnitudini, sia in apertura che totali (AUTO), ad eccezione dei dati IRAC di cui sono disponibili solo i valori AUTO, offset fotometrici, coefficienti di estinzione ( $E(B-V)$ ) e redshift fotometrici, calcolati con lo stesso codice *lephare* usato per COSMOS2015. I flussi utilizzati in questo catalogo sono disponibili su una griglia di aperture da  $1''$  a  $5''$  e le magnitudini limite riportate in Tabella 2.2 sono calcolate a  $5\sigma$  invece che a  $3\sigma$ . In Fig.2.8 sono visualizzate le magnitudini, con i relativi errori, nei due filtri K che saranno considerati in questa tesi.

Per identificare le diverse regioni di osservazione SXDF mette a disposizione delle flag chiamate COVERAGE: queste flag, una per ogni filtro, notificano se un determinato oggetto è stato osservato o meno dagli strumenti che il catalogo fornisce. Il catalogo mette, inoltre, a disposizione le flag di *SExtractor*, programma utilizzato per la detection di sorgenti fotometriche a partire da file immagine, ottenute durante l'elaborazione dei dati della sorgente. Queste flag servono ad identificare svariati problemi nel processo di estrazione dei dati come errori nel deblending, presenza di pixel saturi nell'immagine fino ad arrivare alla parziale o totale corruzione dei dati stessi.

**Tabella 2.2:** Riassunto dei dati di SXDF utilizzati in questa tesi. Per ogni filtro utilizzato sono elencate le relative magnitudini limite medie e l'area osservata con ogni strumento/survey.

Instrument/Survey	Filter	Central $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	FWHM ( $\mu\text{m}$ )	$5\sigma$ depth ( $3''/2''$ )	Area ( $\text{deg}^2$ )
CFHTLS	<i>u</i>	0.3811	0.0654	25.72/25.20	4.2
SupCam	B	0.4374	0.1083	27.40/26.63	1.2
	V	0.5448	0.0994	27.04/26.28	1.2
HSC	<i>r</i>	0.6234	0.1504	26.34/25.65	2.4
	<i>i</i>	0.7741	0.1552	26.11/25.43	2.4
	<i>z</i>	0.8912	0.0773	25.52/24.84	2.4
VIDEO	<i>Y</i>	1.0211	0.0927	24.86/24.15	2.5
	<i>J</i>	1.2541	0.1725	24.34/23.74	2.5
	<i>H</i>	1.6464	0.2917	24.01/23.38	2.5
	<i>K<sub>s</sub></i>	2.1488	0.3091	23.68/23.07	2.5
IRAC	ch1	3.5573	0.7431	25.39/-	4.2
	ch2	4.5049	1.0097	25.13/-	4.2
	ch3	5.7386	1.3912	23.04/-	3.3
	ch4	7.9274	2.8312	22.9/-	3.3



# Capitolo 3

## Distribuzioni spettrali di energia

La Distribuzione spettrale di energia (SED) è una funzione che rappresenta l'energia emessa da una sorgente in funzione della lunghezza d'onda. Viene spesso utilizzata sia in fotometria che in spettroscopia per ricavare le proprietà fisiche degli oggetti osservati: la forma della SED dipende, infatti, da numerosi fattori che vanno ad influenzare diverse zone dello spettro elettromagnetico quali età, metallicità, funzione di massa iniziale (IMF), tasso di formazione stellare (SFR), storia di formazione stellare (SFH), legge di estinzione e redshift. Viene quindi spesso usata come ulteriore discriminante per distinguere galassie star-forming da galassie quiescenti.

Le galassie star-forming, infatti, presenteranno un continuo UV-ottico molto luminoso dovuto alla presenza di stelle giovani e calde. Questa tipologia di galassie presenta due discontinuità caratteristiche: la prima è il break di Lyman ed è causata dall'assorbimento del continuo UV a  $\lambda_{rest} = 912 \text{ \AA}$  da parte dell'Idrogeno neutro presente nel mezzo interstellare. La seconda è il break di Balmer a  $\lambda_{rest} = 3646 \text{ \AA}$  causato dall'assorbimento serie di Balmer dell'idrogeno atomico, ossia tutte le transizioni elettroniche che da un livello energetico  $n \geq 3$  terminano in  $n = 2$  e viceversa, dove  $n$  è il numero quantico principale. Negli spettri stellari l'intensità di questa serie varia fortemente con la temperatura effettiva: diventa visibile per stelle di classe F ( $T_e \simeq 7000K$ ) fino a raggiungere un massimo nelle stelle di classe A ( $T_e \simeq 10000K$ ). Nelle stelle di classe O e B, invece, cala notevolmente in quanto la maggior parte dell'idrogeno è ionizzato. È anche fortemente dipendente dall'età: nelle galassie star-forming il Break di Balmer si genera quando le stelle di classe O e B lasciano la sequenza principale e acquistano importanza le stelle di classe A, quando la popolazione stellare ha un'età compresa tra 0.3 e 1 Gyr. Per quanto appena detto ci si aspetta che nelle SED di galassie star-forming il break di Lyman sia molto pronunciato mentre il break di Balmer sia presente ma trascurabile. Nelle galassie quiescenti invece il continuo è dominato dalla componente infrarossa a causa della maggiore presenza di stelle vecchie e fredde. Per queste galassie il break di Balmer si genera in condizioni identiche al caso precedente, ossia per popolazioni di età compresa tra 0.3 e 1 Gyr. Un'altra discontinuità significativa per questo tipo di galassie è il D4000, generato dall'assorbimento delle righe H e K del Calcio rispettivamente a  $\lambda_{rest} = 3968$

$\text{\AA}$  e  $\lambda_{rest} = 3933 \text{\AA}$ . Questo break aumenta di intensità con l'aumentare dell'età e della metallicità della popolazione quindi ci si aspetta di osservarlo maggiormente in galassie quiescenti che in oggetti star-forming. In genere il D4000 ha un'intensità maggiore del break di Balmer se l'età della galassia supera i  $t \geq 0.5 \text{ Gyr}$ . Come detto in precedenza la forma della SED è determinata da diverse proprietà fisiche dell'oggetto che si sta studiando, tuttavia non è sempre possibile ottenere una curva continua ma dei punti fotometrici che rappresentano il flusso della sorgente osservata in un determinato filtro.

### 3.1 Modelli di sintesi di popolazione

Per collegare i flussi osservati delle galassie alle loro proprietà fisiche è necessario creare dei modelli confrontabili con quelli degli oggetti osservati le cui proprietà fisiche siano note. I modelli di SED vengono costruiti a partire da modelli di sintesi spettrale (SPS, Stellar Population Synthesis): tali modelli costruiscono popolazioni stellari con proprietà fissate tra cui il modello di isocrone, l'IMF, l'intervallo di masse stellari da considerare, la storia di formazione stellare e l'evoluzione della metallicità.

Le popolazioni create a partire da questi ingredienti vengono poi fatte evolvere nel tempo e per ogni tipologia di galassia si avranno diversi modelli di SED con età variabile da confrontare con i dati osservati. La Fig.3.1 tratta da [Conroy \(2013\)](#) riassume efficacemente l'intero processo descritto.

I modelli più semplici che è possibile creare sono le Popolazioni Stellari Semplici (SSP), una popolazione di stelle aventi tutte la stessa età  $t$  e metallicità  $Z$  e formatasi in un tempo  $t_{burst}$  trascurabile rispetto all'età della popolazione. Il flusso monocromatico di una SSP di età  $t$  e metallicità  $Z$  sarà dato dalla formula:

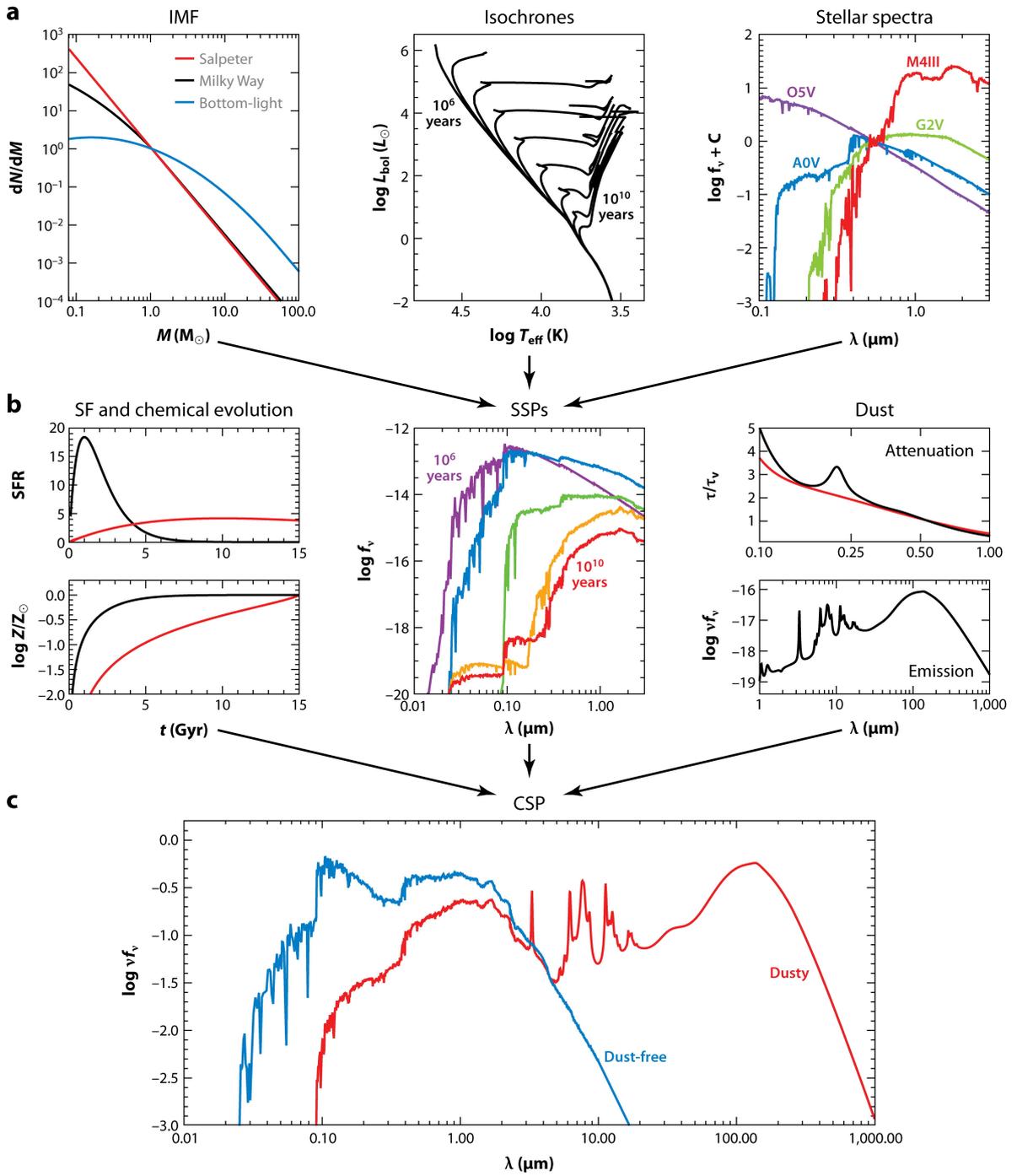
$$F_{\lambda}(t, z) = \int_{M_l}^{M_u} f_{\lambda}(M, t, Z) \Phi(M) dM \quad (3.1)$$

dove  $M_l$  ed  $M_u$  sono rispettivamente la massa minima e la massa massima delle stelle presenti nella SSP,  $f_{\lambda}$  è il flusso monocromatico emesso da una stella di massa  $M$ , età  $t$  e metallicità  $Z$  e  $\Phi(M)$  è l'IMF della SSP, ossia il numero di stelle di determinata massa formate dalla popolazione. Una SSP è in realtà un'approssimazione teorica, in quanto non esistono galassie con le proprietà di una SSP. Risultano comunque importanti nella costruzione di modelli più complessi in quanto una popolazione stellare con proprietà complesse è comunque approssimabile ad una combinazione di SSP.

Lo spettro di queste Popolazioni Stellari Composite è determinato utilizzando la seguente formula:

$$F_{\lambda}(t) = \int_0^t \Psi(t - t') S_{\lambda}[t', \zeta(t - t')] dt' \quad (3.2)$$

dove  $t = 0$  è la nascita della popolazione stellare,  $t$  è il momento in cui questa viene osservata,  $\Psi(t - t')$  è il tasso di formazione stellare,  $\zeta(t - t')$  è la legge di arricchimento metallico della popolazione e  $S_{\lambda}$  è il flusso di una SSP con età  $t'$  e metallicità  $\zeta(t - t')$ .



**Figura 3.1:** Figura proveniente da [Conroy \(2013\)](#) nella quale sono riassunti tutti i passaggi della costruzione dei modelli di sintesi di una popolazione stellare

Quanto appena descritto è il metodo principale con cui si calcolano e studiano le SED delle galassie, pur presentando delle limitazioni, dovute principalmente alle assunzioni fatte sui modelli scelti. In seguito verranno descritte le scelte fatte per i fattori principali del processo.

I modelli di SPS utilizzati in questa tesi sono quelli di Bruzual & Charlot (Bruzual & Charlot 2003, BC03) e quelli di Maraston (Maraston 2005, M05). Questi due modelli differiscono tra loro per diversi fattori. La prima differenza sta nelle tracce evolutive utilizzate per costruire le isocrone: BC03 utilizza principalmente le tracce di Padova, Fagotto et al. (1994), mentre M05 quelle di Frascati, Cassisi et al. (1997). La differenza sta nel fatto che le prime includono un overshooting del nucleo convettivo nelle stelle di MS, ossia il trascinarsi dello stesso nucleo convettivo nella zona radiativa, aumentando il combustibile disponibile per la fusione nucleare, mentre le seconde sono modellate senza questa componente. Gli effetti dell'overshooting sulle tracce evolutive sono principalmente due: in primo luogo viene allungata la fase di MS lasciando praticamente invariata la temperatura effettiva, poiché l'espansione del nucleo convettivo rende disponibile una quantità maggiore di idrogeno utilizzabile come combustibile. I modelli che utilizzano l'overshooting risulteranno quindi più caldi e di colori più blu di quelli senza overshooting. Il secondo effetto dell'overshooting è quello di ritardare l'apparizione del *core* degenere di elio e il conseguente sviluppo del ramo delle giganti rosse (RGB): per esempio in M05 l'RGB si sviluppa per età superiori a  $t \sim 0.5$  Gyr mentre in BC03 avviene per età superiori a  $t > 1$  Gyr. Poiché l'RGB tende ad arrossare le SED si avrà che i modelli che contengono overshooting saranno più blu e daranno età sistematicamente più alte dei modelli senza overshooting. Riducendo l'importanza dell'RGB, inoltre, i modelli con overshooting restituiscono luminosità più basse per stelle con età e massa fissate e ciò risulterà in rapporti  $M/L$  più bassi, o alternativamente in masse più alte a luminosità fissata, rispetto alle controparti senza overshooting. Una seconda importante differenza tra BC03 e M05 risiede nel trattamento della fase evolutiva di TP-AGB, acronimo di Thermally Pulsing Asymptotic Giant Branch: il contributo di queste stelle nella luce integrata di una SPS dipende in maniera sostanziale dal criterio utilizzato per parametrizzare la perdita di massa in questa fase evolutiva. Più aumenta la perdita di massa assunta in questa fase più veloce sarà l'espulsione degli strati esterni della stella e prima si avrà il termine di questa fase evolutiva e poiché non esiste un modello confermato che legghi il tasso di perdita di massa ai parametri osservabili di una stella è necessario affidarsi a calibrazioni empiriche. Il tempo scala adottato in BC03 (Vassiliadis & Wood 1993) è stato selezionato per riprodurre la massima luminosità del TP-AGB di un campione di ammassi globulari nelle Nubi di Magellano utilizzato in Frogel et al. (1990) mentre in M05 è stata ricavata, dallo stesso campione di ammassi, la frazione della luminosità bolometrica dovuta al TP-AGB. Il risultato delle differenti calibrazioni è che in M05 il contributo del TP-AGB è molto maggiore che in BC03.

La seconda scelta da effettuare è stata l'assunzione dello SFH. Per questo progetto sono state considerate popolazioni con SFH differenti: costante, esponenzialmente decrescente, descritto dalla formula  $\exp^{-t/\tau}$ , assumendo diversi valori per il tempo scala

$\tau$  (0.1, 0.3, 0.6, 1, 2, 3, 5, 10, 15 e 30 Gyr) e una SSP. Per ognuno di questi scenari sono stati selezionati diversi valori di metallicità solare ( $Z = 0.02 = Z_{\odot}$ ) e subsolare ( $Z = 0.008 = 0.4Z_{\odot}$  per BC03 e  $Z = 0.01 = 0.5Z_{\odot}$  per M05). Il passo successivo nella costruzione del modello è la scelta dell'IMF. I modelli più utilizzati di prevedono una IMF a legge di potenza del tipo  $\xi(m) \simeq m^{-\alpha}$ , dove l'indice  $\alpha$  può assumere un unico valore per tutte le masse considerate, come nel caso di Salpeter ( $\alpha = 2.35$ ), o può variare in base alla massa della stella, come nel caso di Kroupa (Kroupa2001):

$$\alpha = \begin{cases} 0.3 \pm 0.7, & 0.01 \leq m/M_{\odot} < 0.08 \\ 1.8 \pm 0.5, & 0.08 \leq m/M_{\odot} < 0.5 \\ 2.7 \pm 0.3, & 0.5 \leq m/M_{\odot} < 1.0 \\ 2.3 \pm 0.7, & 1.0 \leq m/M_{\odot} \end{cases} \quad (3.3)$$

Altri modelli, come quello di Chabrier (Chabrier (2003)) utilizzano modelli misti tra una legge di potenza e una funzione lognormale (non so se è il termine più corretto per tradurlo ma sul Chabrier 2003 usa quello):

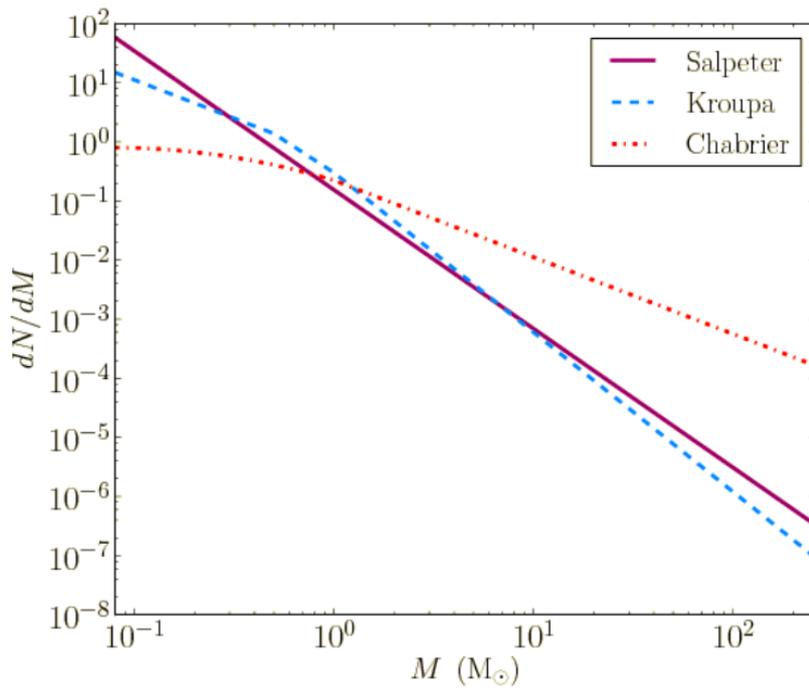
$$\xi(\log m)_{m \leq 1} = 0.158 \exp \left\{ - \frac{(\log m - \log 0.079)^2}{2 \cdot (0.69)^2} \right\} (\log M_{\odot})^{-1} pc^{-3} \quad (3.4)$$

che può essere corretta per tener conto della presenza di stelle binarie:

$$\xi(\log m)_{m < 1} = 0.086 \exp \left\{ - \frac{(\log m - \log 0.22)^2}{2 \cdot (0.57)^2} \right\} (\log M_{\odot})^{-1} pc^{-3} \quad (3.5)$$

Si avranno quindi previsioni molto diverse tra i vari modelli, rappresentati graficamente in Fig.3.2. In particolare la IMF di Salpeter prevede il maggior numero di stelle di massa subsolare, Chabrier prevede il maggior numero di stelle di grande massa, mentre Kroupa ha il maggior numero di stelle di massa solare. Per questa tesi è stata adottata l'IMF di Chabrier per i modelli BC03 mentre quella di Kroupa per i modelli M05: questa scelta risulta giustificata dal fatto che i due modelli conducono a risultati statisticamente molto simili.

L'ultimo parametro da definire è la legge di estinzione: come altri parametri discussi precedentemente le leggi di estinzione sono leggi empiriche ricavate da dati osservativi e ne sono state formulate diverse in base al tipo di oggetto che si sta osservando. In particolare quelle di Allen e Seaton sono ricavate dalla MW e presentano un picco a 2175 Å dovuto alla presenza di Carbonio in forma di Idrocarburi Aromatici Policiclici (PAH), quella di Fitzpatrick e Prevot sono ricavate rispettivamente dalla Grande e Piccola nube di Magellano, mentre quella di Calzetti da galassie starburst. In questa tesi è stata utilizzata la legge di estinzione di Prevot con un coefficiente  $A_V$  massimo pari a 3.0. Ricordo che  $A_{\lambda} = k(\lambda) \cdot E(B - V)$ , dove  $k(\lambda)$  è la legge di estinzione adottata ed  $E(B - V)$  è la differenza tra il colore osservato e quello intrinseco. Infine i parametri cosmologici adottati sono quelli di un universo  $\Lambda$ CDM:  $\Omega_m = 0.3$ ,  $\Omega_{\Lambda} = 0.7$  e  $H_0 = 70 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .



**Figura 3.2:** Andamenti delle IMF di Salpeter (linea continua), Kroupa (linea tratteggiata azzurra) e Chabrier (linea rossa tratteggiata)

# Capitolo 4

## Selezione del campione di galassie quiescenti

In questo capitolo sono illustrati i criteri adottati per la selezione del campione di galassie quiescenti nei due cataloghi COSMOS2015 e SXDF, con una breve descrizione delle proprietà generali degli oggetti selezionati.

### 4.1 Selezione di galassie quiescenti

I cataloghi COSMOS2015 e SXDF contengono rispettivamente 1182108 e 1169058 oggetti. Da questi cataloghi si è cercato di selezionare un campione affidabile di galassie quiescenti in diversi intervalli di redshift utilizzando il maggior numero possibile di filtri in banda ottica-NIR. I filtri utilizzati in COSMOS2015 e SXDF sono quelli riportati rispettivamente nella Tabella 2.1 e nella Tabella 2.2. Siccome i criteri di selezione adottati sono gli stessi in entrambi i cataloghi verranno riportati in seguito in un'unica sezione. In primo luogo sono state applicate le flag fotometriche descritte nelle Sez.2.1 e Sez.2.2. In COSMOS2015 tramite queste flag vengono selezionati gli oggetti che rientrano in  $1.38 \text{ deg}^2$  coperti da UltraVISTA all'interno del campo COSMOS, mentre in SXDF vengono rimossi gli oggetti classificati come stelle dal criterio BzK. La selezione successiva è stata applicata sui redshift fotometrici delle sorgenti: in entrambi i cataloghi il valore scelto è calcolato come la mediana di distribuzione di probabilità dei redshift fotometrici (ZPDF) nel caso l'oggetto in questione sia identificato come una galassia. Per questo progetto sono stati scelti tutti gli oggetti aventi  $z \geq 1$ : successivamente il campione è stato ulteriormente diviso in 3 sottocampioni aventi rispettivamente  $1 \leq z < 2$ ,  $2 \leq z < 3$  e  $z \geq 3$ . Dal campione sono state escluse anche le sorgenti che presentano emissione in banda X rivelata dai telescopi Chandra e XMM-Newton, caratterizzati da un redshift fotometrico pari a  $PHOTOZ = 9.99$  in (Laigle et al., 2016). Tali sorgenti sono AGN la cui SED risulta molto diversa da quella delle galassie non attive: un'eventuale stima delle proprietà fisiche della galassia ospite tramite SED fitting richiederebbe una separazione della componente di emissione nucleare da quella

stellare (Delvecchio et al. 2017; Lusso et al. 2013). Tramite queste selezioni preliminari si ottiene il campione descritto nella Tabella 4.1.

**Tabella 4.1:** Numero di oggetti selezionati in seguito alla selezione preliminare divisi in intervalli di redshift

	COSMOS2015	SXDF
$1 \leq z < 2$	167567	346457
$2 \leq z < 3$	85561	161361
$z \geq 3$	53364	82298

Il passo successivo consiste nell'isolare le galassie identificate come quiescenti utilizzando il criterio UVJ in entrambi i cataloghi proposto da Williams et al. (2009), descritto nella Sez. 1, che si basa sulla seguente relazione:

$$\begin{cases} (U - V) \geq 0.88 \cdot (V - J) - 0.39 \\ (U - V) \geq 1.3 \\ (V - J) \leq 1.6 \end{cases} \quad (4.1)$$

Un ulteriore passaggio è stato imporre un limite sul rapporto segnale rumore ( $S/N$ ) in banda  $K$ : viene scelta questa banda per la selezione nel NIR in quanto è l'ultima banda a posizionarsi a destra del D4000 a  $z \geq 3$ . ciò assicura di selezionare su una banda in cui il flusso non sia trascurabile ad alto redshift, come avviene in Ottico o in UV. Il rapporto segnale-rumore è definito come il rapporto tra il numero di conteggi relativi alla sorgente osservata ( $S$ ) e il numero di conteggi relativi a tutte le fonti di rumore ( $N$ ) che contaminano la vera emissione della sorgente. Esiste una relazione approssimata che lega questa quantità all'errore fotometrico in magnitudini per un determinato filtro ed è definita come:

$$\Delta m = \pm 2.5 \log \left( 1 + \frac{S}{N} \right) \quad (4.2)$$

È stato scelto come limite sul rapporto  $S/N$  un valore dipendente dal redshift della sorgente considerata: se la galassia ha redshift compreso tra  $1 \leq z < 3$  viene imposto  $S/N = 10$ , altrimenti si utilizza  $S/N = 5$ . La scelta di questi limiti è stata fatta per garantire una fotometria di buona qualità e avere allo stesso tempo un ampio set di dati da analizzare. Per il campione a redshift più alto la dimensione del set di dati diventa troppo ristretta mantenendo il limite ad  $S/N = 10$  e viene quindi scelto  $S/N = 5$ . Nel caso la sorgente abbia  $S/N$  inferiore ai valori limite verrà esclusa dal campione. Sostituendo i valori limite qui riportati nella formula si può ricavare un valore limite per l'errore fotometrico accettato, che sarà rispettivamente pari a  $\Delta m_{lim} = 0.11$  per  $1 \leq z < 3$  e  $\Delta m_{lim} = 0.23$  per  $z \geq 3$ . Ognuno dei due cataloghi però contiene, come descritto nel Capitolo 2, due filtri  $K$  differenti. Il controllo del rapporto  $S/N$  sopra descritto viene eseguito in ognuno dei due cataloghi dando la priorità al filtro con

errore fotometrico medio a  $3\sigma$  più basso, ossia utilizzando i dati da UltraVISTA in COSMOS2015 e UDS in SXDF: se la sorgente è rilevata in questi filtri il controllo viene effettuato su di essi altrimenti la procedura viene ripetuta per la seconda coppia di filtri. Nel caso l'oggetto non sia rilevato in nessuno dei due casi verrà ovviamente scartato. È necessario precisare che il calcolo del rapporto  $S/N$  viene effettuato sul flusso totale in banda  $K$  a partire dal flusso di apertura  $3''$  presente nel catalogo: per passare da una quantità all'altra viene utilizzata la formula:

$$F_{Tot} = F_{aper} \cdot 10^{-0.4[-o_i - k(\lambda) \cdot E(B-V)]} \quad (4.3)$$

dove  $E(B-V)$  è il coefficiente di estinzione della Via Lattea mentre  $o_i$  e  $k(\lambda)$  sono rispettivamente l'offset fotometrico utilizzato per la conversione delle magnitudini di apertura in magnitudini totali e il fattore di estinzione descritti nella Sez.2.1.1. Poiché il valore di  $o_i$  incide notevolmente sul valore del flusso totale calcolato verranno inclusi nel campione solamente sorgenti con  $o_i \geq -1$ . Riassumendo la selezione del campione di galassie quiescenti ad alto redshift viene eseguita imponendo i seguenti vincoli:

- l'area di osservazione deve avere una fotometria affidabile e lontana da stelle;
- redshift fotometrico  $z \geq 1$  diviso in tre campioni separati aventi  $1 \leq z < 2$ ,  $2 \leq z < 3$  e  $z \geq 3$ ;
- selezione di galassie quiescenti tramite il criterio UVJ;
- esclusione di oggetti con rapporto S/N in banda  $K$  inferiore a  $S/N = 10$  per  $1 \leq z < 3$  e  $S/N = 5$  per  $z \geq 3$
- esclusione di oggetti con  $o_i \geq -1$

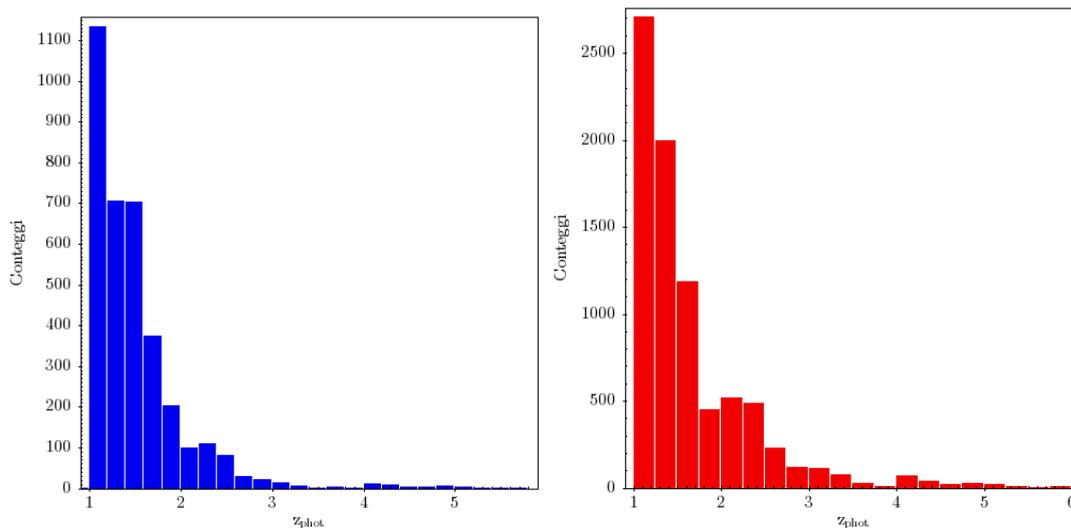
Una volta applicate tutte le selezioni si otterrà il campione che verrà utilizzato per costruire le SED composite. Tale campione è descritto nella Tabella 4.2 sottostante.

**Tabella 4.2:** Dimensione del campione selezionato al termine della selezione preliminare che sarà poi utilizzato nella costruzione delle SED composite

	COSMOS2015	SXDF
$1 \leq z < 2$	3124	6339
$2 \leq z < 3$	343	1359
$z \geq 3$	64	434

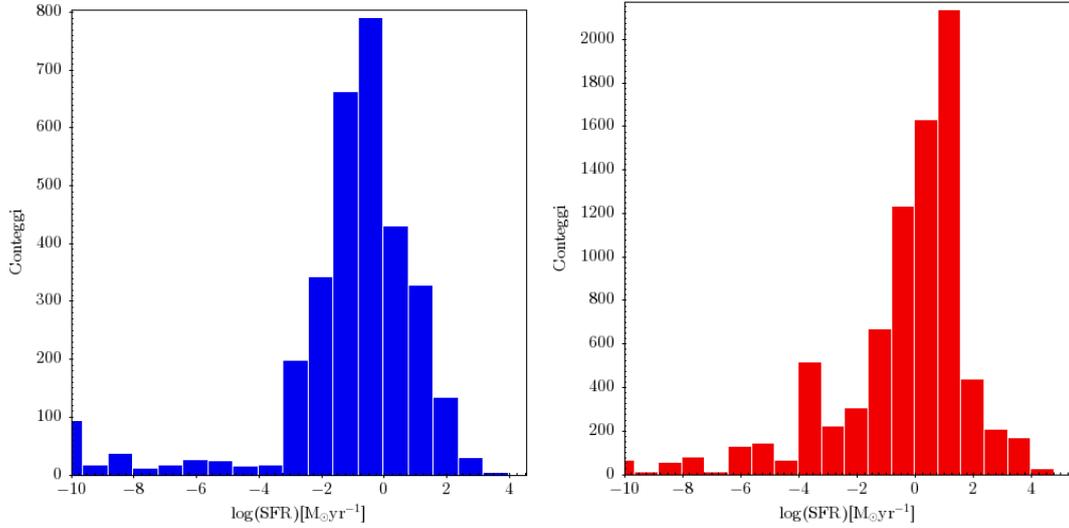
## 4.2 Proprietà del campione selezionato

Quella che segue sarà una breve descrizione del campione di galassie selezionate e rappresentate nella Tabella 4.2. Tutte le quantità rappresentate sono prese direttamente

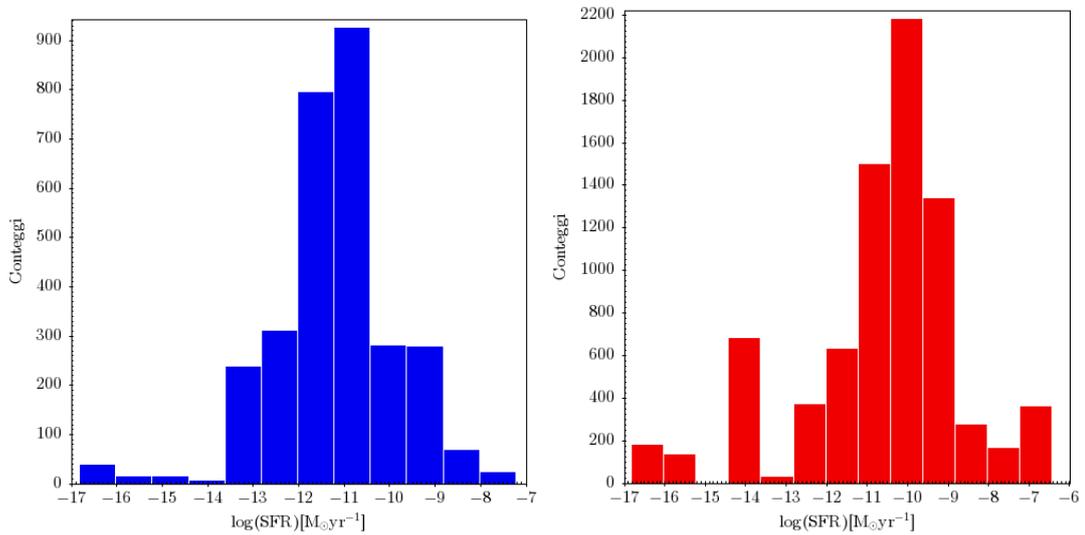


**Figura 4.1:** Distribuzione del numero di galassie selezionate al variare del redshift. Il grafico di sinistra è riferito agli oggetti di COSMOS2015 mentre quello di destra a SXDF.

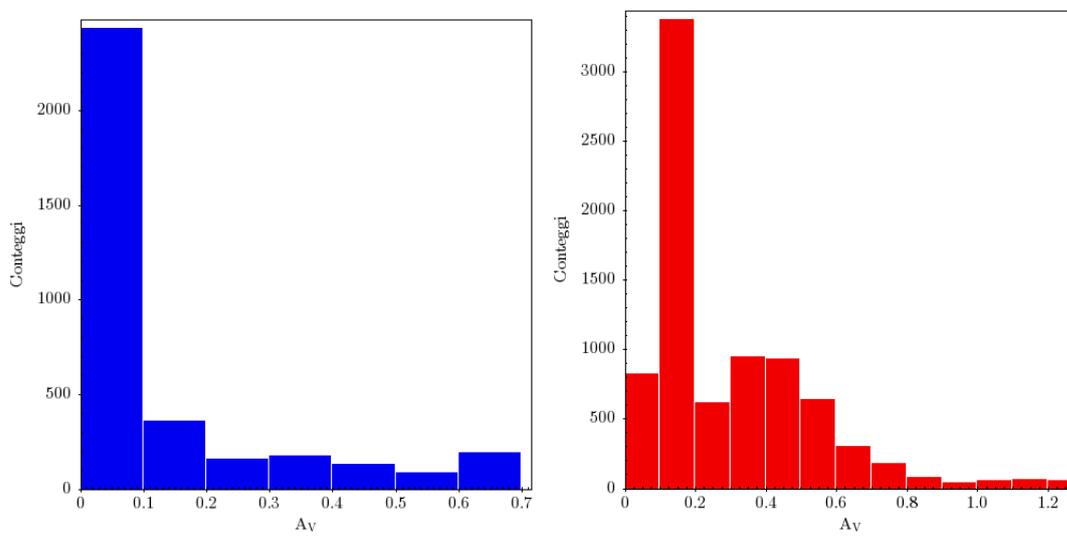
dai cataloghi COSMOS2015 e SXDF. In Fig. 4.1 è rappresentata la distribuzione del numero di galassie al variare del redshift: si può notare come siano presenti oggetti fino a  $z \sim 5.6$  in COSMOS2015 e  $z \sim 5.9$  in SXDF. In Fig.4.2 e Fig.4.3 sono invece mostrati rispettivamente il logaritmo del tasso di formazione stellare (SFR) e quello del tasso di formazione stellare specifico per entrambi i cataloghi. Per quanto riguarda lo SFR si può notare che la grande maggioranza degli oggetti hanno valori, in scala logaritmica, vicini allo zero o negativi e perciò la natura quiescente di queste galassie può essere confermata senza difficoltà. Esistono oggetti con SFR positivo ma i cui valori sono comunque molto bassi. Anche nel caso dello sSFR i valori assunti sono negativi e nell'ordine dei tipici valori di galassie quiescenti, come raffigurato in Fig.4.3. Infine viene raffigurata in Fig.4.4 la distribuzione dei coefficienti di estinzione nelle galassie osservate che, se confrontata con gli altri parametri, sembra confermare la natura passiva degli oggetti selezionati, poiché la maggioranza degli oggetti nel campione ha estinzione nulla.



**Figura 4.2:** Distribuzione del numero di galassie selezionate al variare del loro tasso di formazione stellare (SFR) in  $M_{\odot} yr^{-1}$ . Il grafico di sinistra è riferito agli oggetti di COSMOS2015 mentre quello di destra a SXDF.



**Figura 4.3:** Distribuzione del numero di galassie selezionate al variare del loro tasso di formazione stellare specifico (sSFR) in  $yr^{-1}$ . Il grafico di sinistra è riferito agli oggetti di COSMOS2015 mentre quello di destra a SXDF.



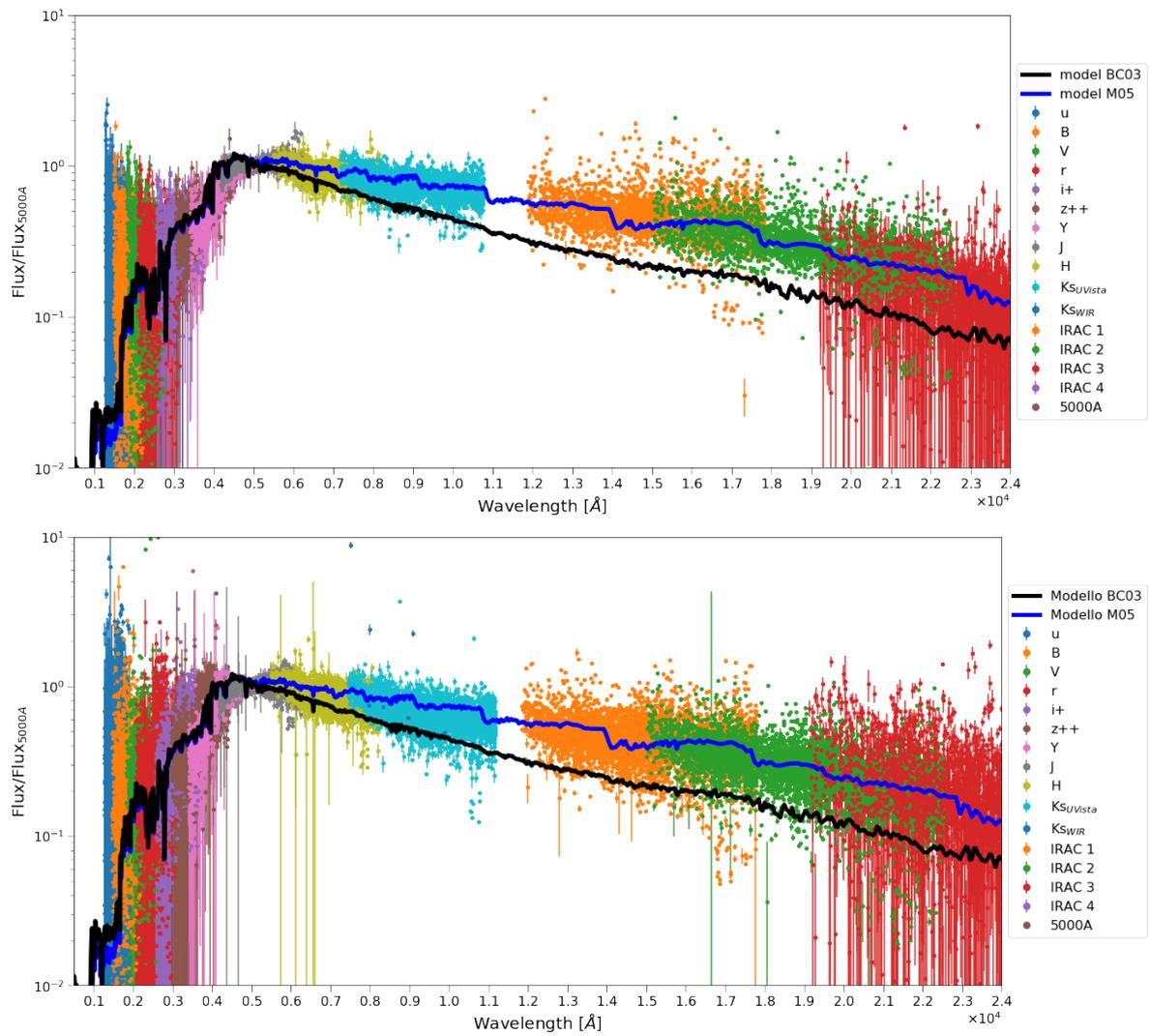
**Figura 4.4:** Distribuzione del numero di galassie selezionate al variare della loro estinzione. Il grafico di sinistra è riferito agli oggetti di COSMOS2015 mentre quello di destra a SXDF.

# Capitolo 5

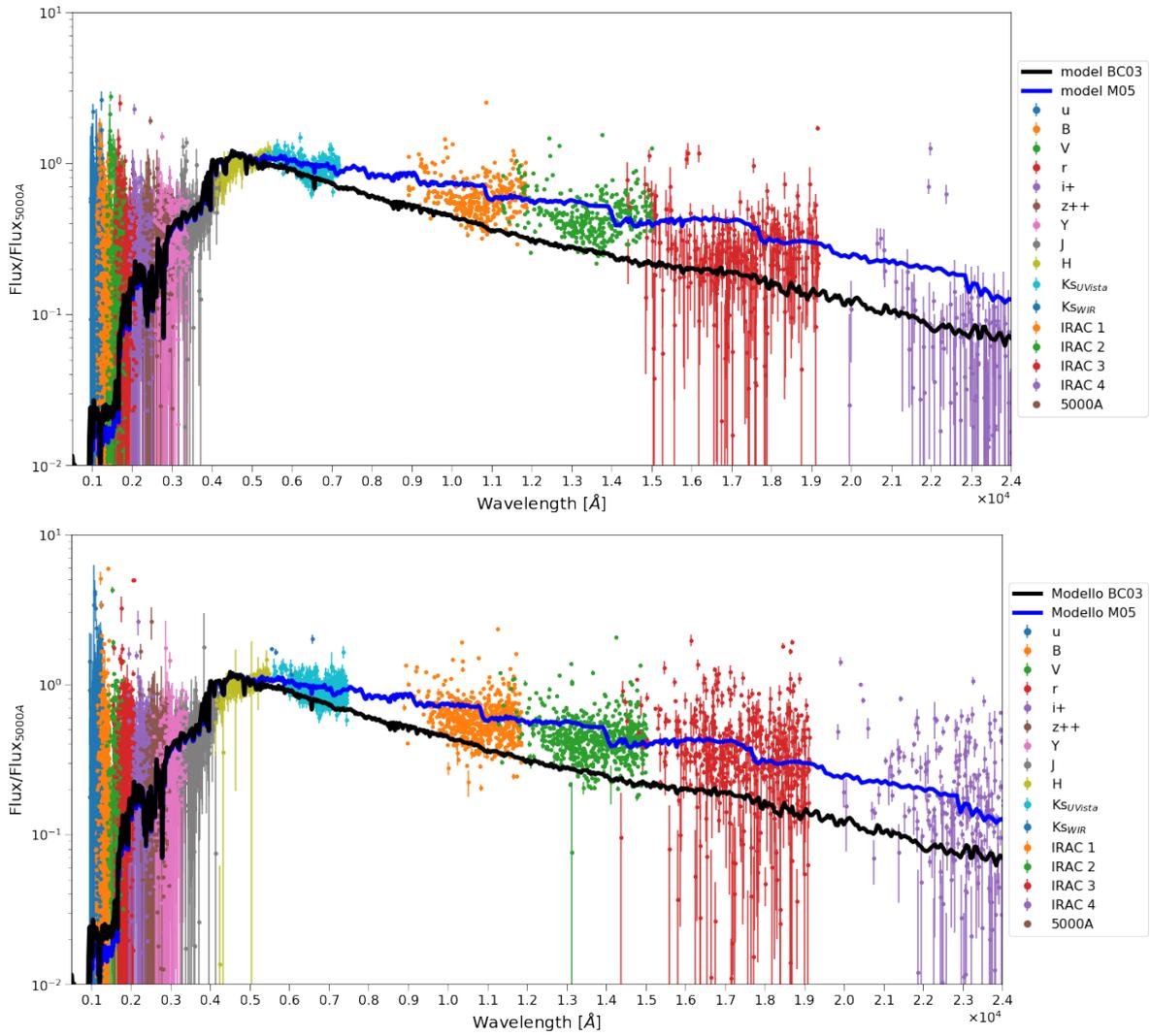
## Costruzione delle SED composite

Una volta ottenuto il campione di galassie quiescenti si è passato alla costruzione della SED composita per ognuno dei due cataloghi. Prima di procedere è necessario riportare al *rest-frame* della sorgente ogni oggetto presente nel campione senza modificare i flussi osservati. In questo passaggio avviene anche la conversione dell'unità di misura del flusso da  $\mu\text{Jy}$ , come riportato nei cataloghi considerati, a  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Hz}^{-1}$ . Tutte le SED del campione sono poi normalizzate a 5000 Å, poiché questa è la lunghezza d'onda più alta a cui le differenze nei modelli di SPS risultano trascurabili. Il flusso a 5000 Å viene calcolato interpolando linearmente il flusso nei filtri adiacenti al valore 5000 Å *rest-frame*. Se l'interpolazione non è effettuabile, ossia se in uno dei due estremi il flusso è negativo o non presente, l'oggetto non viene considerato nell'analisi, in quanto la sua normalizzazione risulterebbe molto incerta. Gli errori sui flussi normalizzati sono calcolati eseguendo la medesima interpolazione. I flussi degli oggetti sopravvissuti a quest'ultima selezione vengono combinati per formare la SED composita dell'oggetto. Nelle Figure 5.1, 5.2 e 5.3 sono rappresentate le SED ottenute da questo procedimento. In tutte le SED si può notare un alto flusso UV: oggetti passivi di questo tipo sono estremamente deboli nell'UV il che comporta incertezze molto grandi nella misura. In tutte le figure sono rappresentati come riferimento le SED di una galassia passiva con SFH esponenzialmente decrescente del tipo  $e^{-t/\tau}$  con  $\tau = 0.1 \text{ Gyr}$  ed età 1 Gyr calcolati secondo i modelli BC03 (linea nera) e M05 (linea grigia).

Da queste SED composite è stata poi calcolata una SED mediana prendendo il flusso mediano in un intervallo con un massimo di 1000 punti per il campione tra  $1 \leq z < 2$ , 200 punti tra  $2 \leq z < 3$  e 100 punti per  $z \geq 3$ . Il numero dei punti dell'intervallo può venire limitato se la distanza in lunghezza d'onda tra i due estremi del bin è maggiore di 1000 Å. Questo taglio viene effettuato per evitare dei vuoti nella SED. L'errore sul flusso mediano viene calcolato utilizzando la deviazione mediana assoluta (MAD), calcolata tramite la formula  $MAD = \text{median}(|x_i - x_{\text{median}}|)$ , da cui si può ricavare la deviazione standard assumendo  $\sigma = k \cdot MAD$  dove  $k$  è un coefficiente dipendente dalla distribuzione del campione e vale  $k = 1.4826$  per un campione gaussiano. Oltre ai campioni dei campi COSMOS2015 e SXDF viene aggiunto un terzo catalogo, creato unendo i dati dei due



**Figura 5.1:** SED composta calcolata per le sorgenti del catalogo COSMOS (in alto) e SXDF (in basso) con  $1 \leq z < 2$ .



**Figura 5.2:** Idem come in Fig.5.1 con  $2 \leq z < 3$ .

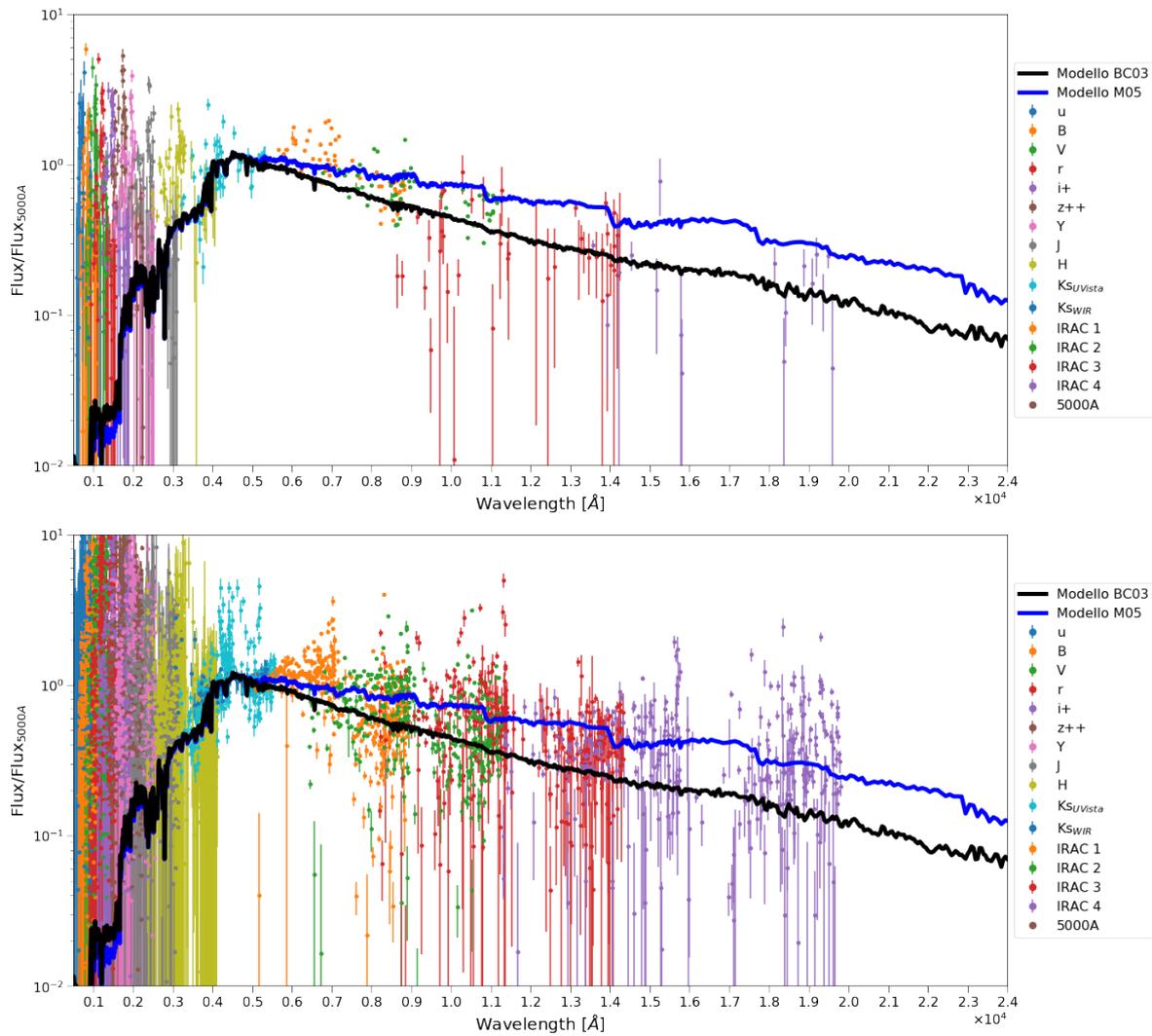
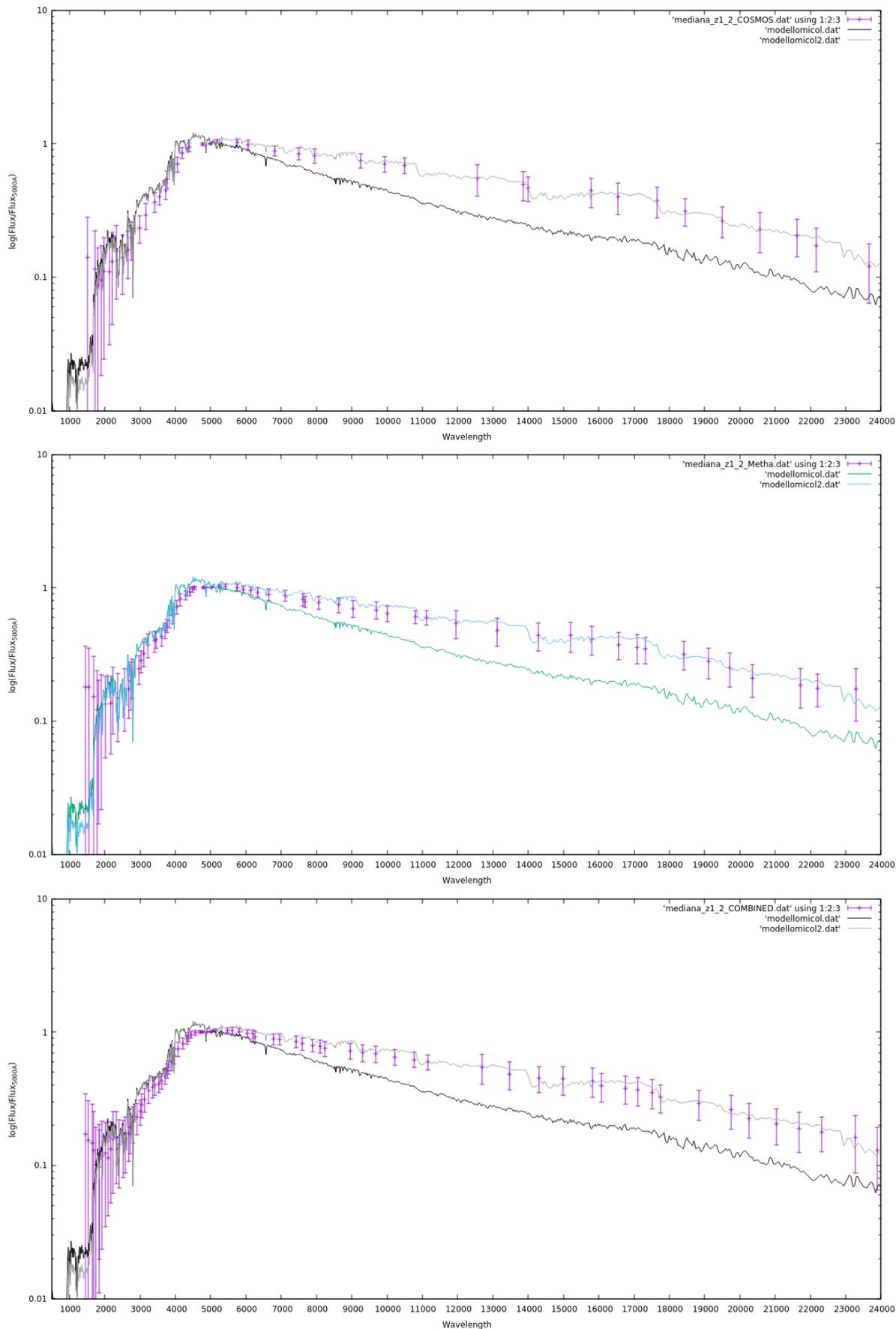


Figura 5.3: Idem come in Fig.5.1 con  $z \geq 3$ .

campioni principali al momento della creazione delle SED mediane, che da ora in poi sarà chiamato COMBINED. Nelle Figure 5.4, 5.5 e 5.6 sottostanti saranno riportate le SED mediane per tutti i campioni divise per intervallo di redshift. Anche in questo caso sono rappresentati due spettri sintetici di riferimento, realizzati utilizzando BC03 (in nero) e M05 (in grigio), aventi le stesse proprietà fisiche di quelli presenti in Fig.5.1. Le SED mediane appena ottenute sono quelle utilizzate per il processo di SED fitting.



**Figura 5.4:** SED mediana calcolata per le sorgenti del catalogo COSMOS (in alto), SXDF (al centro) e COMBINED (in basso) con  $1 \leq z < 2$ . In figura sono rappresentati anche due spettri sintetici di riferimento realizzati rispettivamente con BC03 (in nero) e M05 (in grigio)

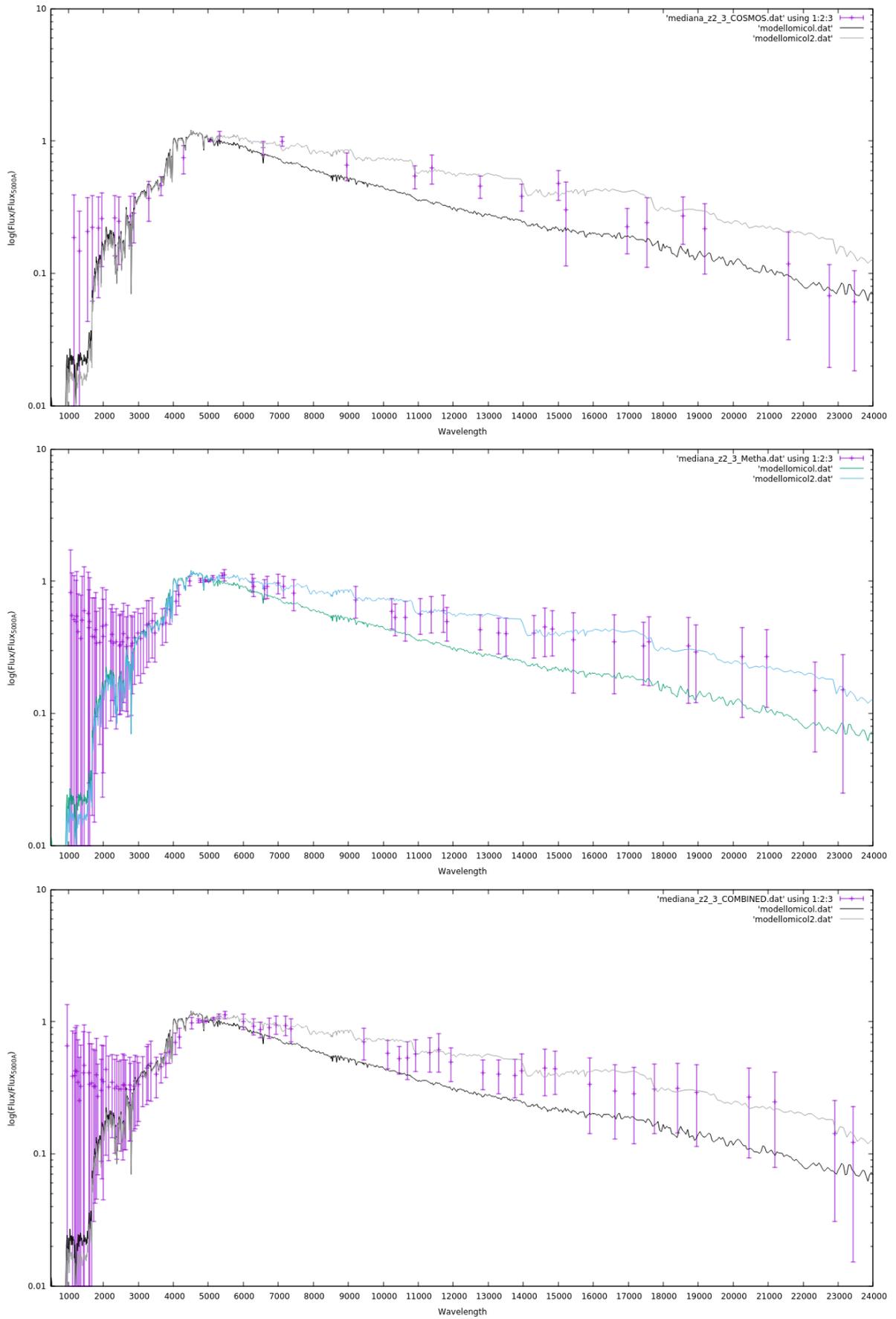


Figura 5.5: Idem come in Fig.5.4 con  $2 \leq z < 3$ .

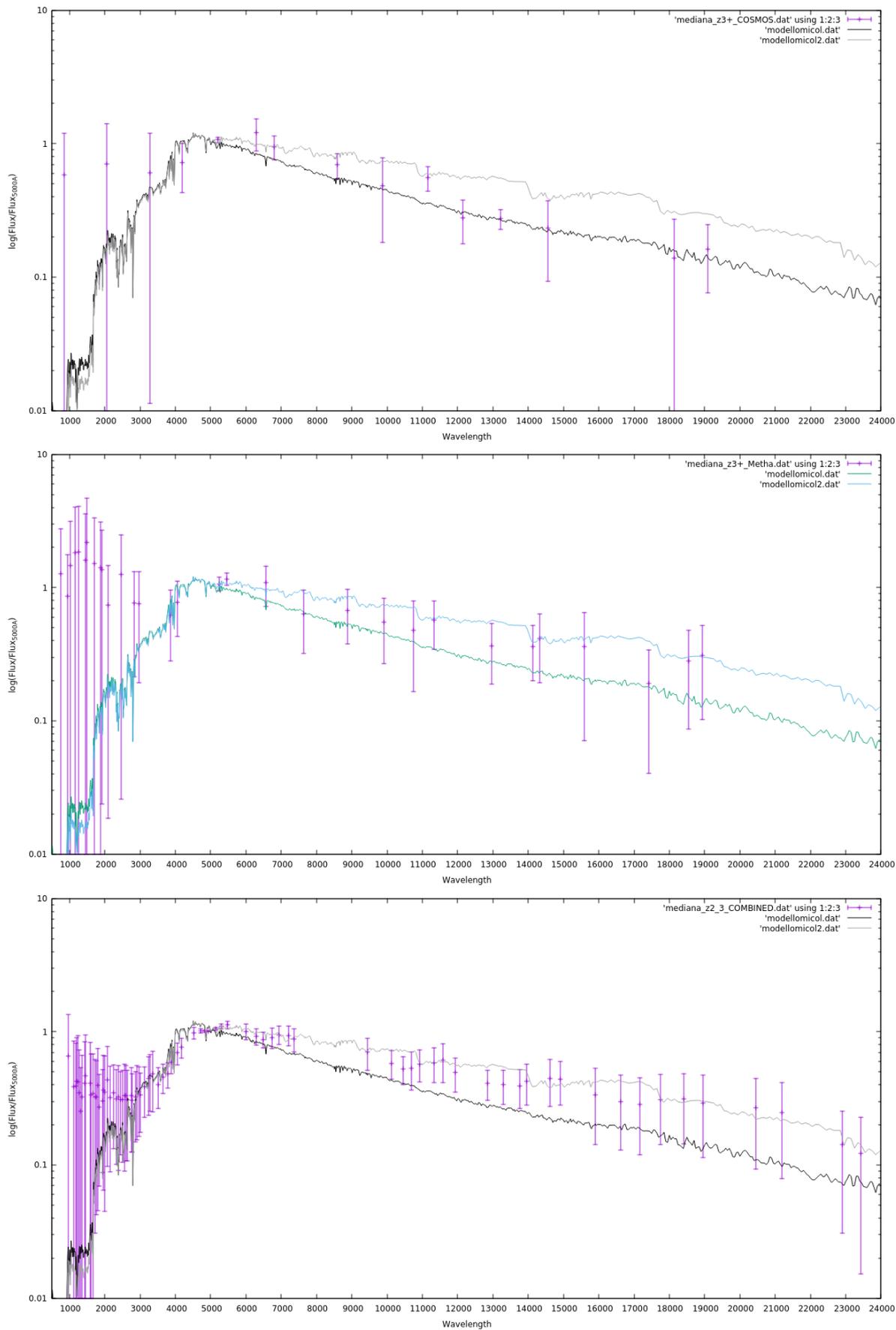


Figura 5.6: Idem come in Fig.5.4 con  $z \geq 3$ .

# Capitolo 6

## Analisi dei dati: SED fitting

Come accennato nel Capitolo 3 la forma della SED è determinata da diverse proprietà fisiche dell'oggetto che si sta studiando, tuttavia non è sempre possibile ottenere una curva continua ma nella situazione più comune è composta da dei punti fotometrici che rappresentano il flusso della sorgente osservata in un determinato filtro. Il SED-fitting si basa sul confronto della SED osservata, ottenuta dai dati fotometrici, con delle SED sintetiche: le proprietà del modello sintetico migliore (best-fit) saranno quelle rappresentative dell'oggetto osservato. Maggiori sono il numero e la copertura spettrale dei filtri utilizzati per campionare la SED migliore sarà il risultato del fitting. Per il calcolo è stato utilizzato un programma apposito chiamato *hyperzmass*, in cui funzionamento è descritto dettagliatamente in (Bolzonella et al., 2010), derivato dal software specializzato nel calcolo dei redshift fotometrici Hyperz (Bolzonella et al., 2000) modificato per poter calcolare le proprietà fisiche di galassie a redshift fissato.

L'analisi di Hyperzmass si basa sulla minimizzazione del  $\chi^2$  calcolato tramite una formula analoga all'Equazione 2.3.

La procedura di SED fitting si divide in tre passaggi principali: la creazione del catalogo fotometrico, la costruzione dei modelli di SED a partire dai modelli di sintesi di popolazione stellare e l'effettiva fase di fitting e calcolo delle proprietà fisiche. In questo capitolo verrà descritta la creazione del catalogo fotometrico e l'analisi dei risultati ottenuti tramite il processo di fitting, mentre la costruzione dei modelli di SED è stata descritta nella Sez.3.1.

### 6.1 Creazione del catalogo fotometrico

Hyperzmass richiede in input diversi file:

- Il file principale che presenta tutti i parametri che verranno utilizzati;
- Un catalogo delle sorgenti fotometriche da analizzare;

- Un file contenente il numero di filtri da utilizzare per il processo di fitting e un altro, collegato al precedente, che descriva la curva di trasmissione dei filtri da utilizzare.
- Uno o più file contenenti i modelli di SPS.

In questa sezione sarà analizzato nel dettaglio il primo di questi tre oggetti. Il file principale, che sta alla base del programma, e al suo interno vengono specificate parametri fondamentali tra cui: la legge di estinzione utilizzata, i possibili valori che può assumere il parametro  $A_V$ , dei limiti sull'età di una sorgente e del suo redshift di formazione, dei valori estremi sulla magnitudine assoluta della sorgente ed i valori dei parametri cosmologici da utilizzare.

In Hyperzmass il catalogo fotometrico è composto dai flussi osservati, o le magnitudini, in ogni filtro che si vuole analizzare ed il suo relativo errore. Per poter essere utilizzati tali flussi devono prima essere parzialmente corrette utilizzando i coefficienti  $o_i$  ed  $k(\lambda)$  descritti nella Sez.2.1.1.

Il file dei filtri contiene, come detto in precedenza, tutti i filtri da utilizzare durante la fase calcolo. All'interno del file sono riportate diverse informazioni divise in 5 colonne: nella prima è presente il codice identificativo relativo al filtro considerato, la seconda colonna contiene un offset fotometrico utilizzato se le magnitudini riportate nel catalogo non sono nei sistemi standard Vega o AB e che converte le magnitudini al sistema standard, la terza colonna contiene la legge di non detection, una procedura seguita dal programma in caso di oggetti non rivelati, mentre nella quarta e nella quinta colonna si trovano rispettivamente la magnitudine limite e l'errore da utilizzare in caso di non detection. Durante il processo di fitting il programma estrae dal catalogo fotometrico il valore del flusso ed il relativo errore per ogni filtro indicato: se il rapporto segnale rumore in un determinato filtro è superiore ad un valore di soglia scelto dall'utente il calcolo procede normalmente, altrimenti il flusso in quel filtro viene segnalato come *non detection*. In questo caso hyperzmass dimentica il dato segnalato e viene applicata una apposita legge di *non detection* per trattare i diversi punti fotometrici. Hyperzmass mette a disposizione diverse procedure per i casi di non detection con diversi codici di identificazione:

- Legge 0: il filtro non viene considerato durante la fase di calcolo;
- Legge 1: il flusso nel filtro viene imposto uguale a zero con errore pari al flusso limite indicato nella quarta colonna;
- Legge 2: sia il flusso che l'errore ad esso associato vengono eguagliati alla metà del flusso limite;
- Legge 3: il flusso nel filtro e l'errore associato sono eguagliati ai valori imposti dall'utente nella quarta e quinta colonna;

- Legge 4: il punto fotometrico non viene incluso nel calcolo del  $\chi^2$ , ma il flusso viene assunto come un limite superiore escludendo tutte le soluzioni che prevedono un flusso maggiore.

In questo progetto il catalogo fotometrico è costruito a partire dalle SED mediane la cui analisi preliminare ha già escluso le possibili *non detection* in ognuno dei filtri osservati. Pertanto ogni valore in questa tabella, ad eccezione del codice identificativo del filtro, è imposto uguale a 0.

## 6.2 SED fitting delle SED mediane

I modelli utilizzati per processo di SED fitting del campione sono 44 di cui 22 per BC03 e 22 per M05. È necessario precisare che, per ridurre la degenerazione tra i parametri fisici ed aumentare l'affidabilità dei dati ottenuti, il calcolo è stato effettuato in due cicli, uno per BC03 e uno per M05. In Tabella 6.1 sono riportati tutti i modelli utilizzati e le loro proprietà.

**Tabella 6.1:** Lista dei modelli utilizzati nel processo di SED fitting. Per ogni modello sono elencati i parametri che li caratterizzano ossia il modello di SPS, BC03 e M05, IMF, metallicità e storia di formazione stellare.

Modello	SPS	IMF	Z	SFH	$\tau$ [Gyr]
1	BC03	Chabrier	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	0.1
2	BC03	Chabrier	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	0.3
3	BC03	Chabrier	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	0.6
4	BC03	Chabrier	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	1
5	BC03	Chabrier	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	2
6	BC03	Chabrier	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	3
7	BC03	Chabrier	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	5
8	BC03	Chabrier	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	10
9	BC03	Chabrier	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	15
10	BC03	Chabrier	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	30
11	BC03	Chabrier	$Z_{\odot}$	costante	/
12	BC03	Chabrier	0.4 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	0.1
13	BC03	Chabrier	0.4 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	0.3
14	BC03	Chabrier	0.4 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	0.6
15	BC03	Chabrier	0.4 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	1
16	BC03	Chabrier	0.4 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	2
17	BC03	Chabrier	0.4 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	3
18	BC03	Chabrier	0.4 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	5
19	BC03	Chabrier	0.4 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	10
20	BC03	Chabrier	0.4 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	15
21	BC03	Chabrier	0.4 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	30
22	BC03	Chabrier	0.4 $Z_{\odot}$	costante	/
23	M05	Kroupa	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	0.1
24	M05	Kroupa	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	0.3
25	M05	Kroupa	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	0.6
26	M05	Kroupa	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	1
27	M05	Kroupa	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	2
28	M05	Kroupa	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	3
29	M05	Kroupa	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	5
30	M05	Kroupa	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	10
31	M05	Kroupa	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	15
32	M05	Kroupa	$Z_{\odot}$	esp. decrescente	30
33	M05	Kroupa	$Z_{\odot}$	costante	/
34	M05	Kroupa	0.5 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	0.1
35	M05	Kroupa	0.5 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	0.3
36	M05	Kroupa	0.5 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	0.6
37	M05	Kroupa	0.5 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	1
38	M05	Kroupa	0.5 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	2
39	M05	Kroupa	0.5 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	3
40	M05	Kroupa	0.5 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	5
41	M05	Kroupa	0.5 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	10
42	M05	Kroupa	0.5 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	15
43	M05	Kroupa	0.5 $Z_{\odot}$	esp. decrescente	30
44	M05	Kroupa	0.5 $Z_{\odot}$	costante	/

## 6.3 Analisi delle SED mediane

In questa sezione saranno presentati ed analizzati i risultati relativi al processo di SED fitting appena descritto. Le tabelle 6.2 e 6.3 sono relative rispettivamente ad M05 e BC03 e in esse sono riportati i valori ottenuti dal modello di best-fit per le principali proprietà considerate ossia: l'età delle SED, il redshift di formazione  $z_{form}$ , il coefficiente di estinzione  $A_V$ , lo star formation rate specifico (sSFR), il tempo caratteristico di variazione della star formation  $\tau$  ed il  $\chi^2$  ridotto relativo a ciascun modello.

**Tabella 6.2:** Tabella riassuntiva dei valori di best-fit ottenuti utilizzando i modelli M05. Per ognuno dei dati presenti sono riportati i relativi errori ad  $1\sigma$  ad eccezione del parametro  $\tau$ , che non viene calcolato ma associato alla SFH del modello di sintesi.

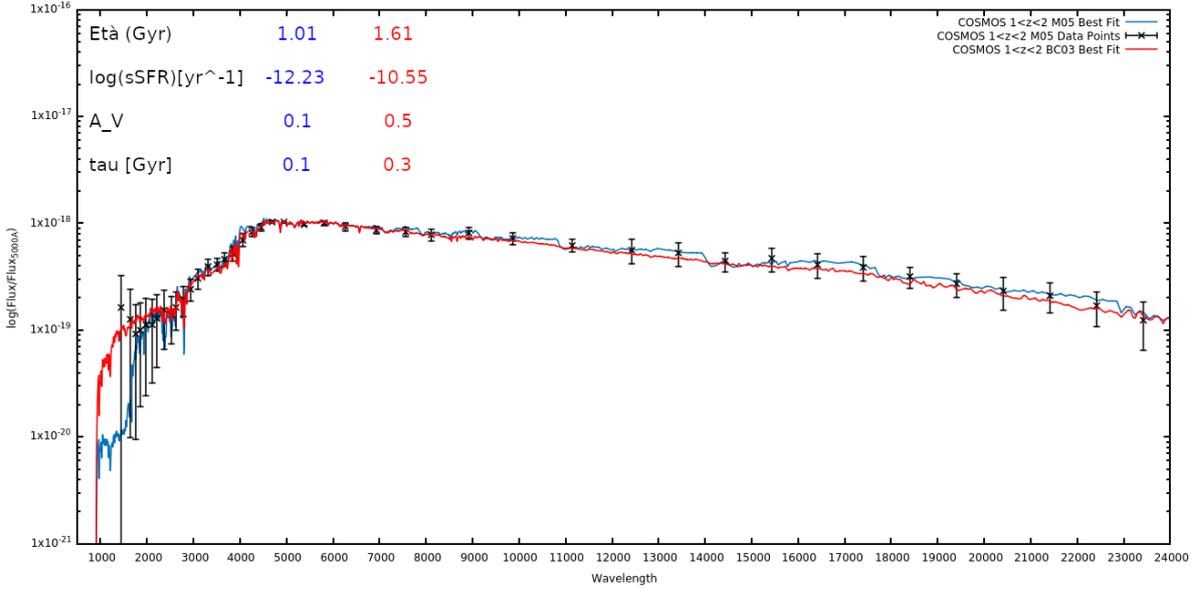
COSMOS	$1 \leq z < 2$	$2 \leq z < 3$	$z \geq 3$
Età [Gyr]	$1.01^{+0.12}_{-0.06}$	$0.72^{+0.08}_{-0.08}$	$0.32^{+10.75}_{-0.23}$
$z_{form}$	$1.72^{+0.07}_{-0.05}$	$3.05^{+0.12}_{-0.1}$	$5.05^{+\infty}_{-0.68}$
$A_V$	$0.1^{+0.06}_{-0.1}$	$0.1^{+0.2}_{-0.1}$	$0.4^{+1.0}_{-0.4}$
sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$-12.23^{+0.24}_{-0.44}$	$-10.96^{+0.34}_{-0.37}$	$-9.24^{+1.37}_{-1.49}$
$\tau$ [Gyr]	0.1	0.1	0.1
$\chi_{best}^2$	0.188	0.370	0.140
SXDF	$1 \leq z < 2$	$2 \leq z < 3$	$z \geq 3$
Età [Gyr]	$0.905^{+0.11}_{-0.0}$	$3.5^{+0.101}_{-2.69}$	$1.43^{+12.07}_{-1.15}$
$z_{form}$	$1.67^{+0.06}_{-0.0}$	x	$15^{+\infty}_{-10.35}$
$A_V$	$0.1^{+0.0}_{-0.04}$	$0.0^{+0.0}_{-0.0}$	$0.2^{+0.2}_{-0.2}$
sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$-11.76^{+0.0}_{-0.47}$	$-11.10^{+0.18}_{-0.23}$	$-9.60^{+0.72}_{-0.63}$
$\tau$ [Gyr]	0.1	0.6	0.6
$\chi_{best}^2$	0.495	0.778	0.225
COMBINED	$1 \leq z < 2$	$2 \leq z < 3$	$z \geq 3$
Età [Gyr]	$3.75^{+0.25}_{-0.03}$	$0.36^{+3.64}_{-0.04}$	$10.5^{+3.0}_{-8.82}$ <sup>2</sup>
$z_{form}$	$5.72^{+0.89}_{-0.38}$	$2.6_{-0.03}$	x
$A_V$	$0.0 \pm 0.0$	$0.7^{+0.1}_{-0.7}$	$0.1^{+0.2}_{-0.1}$
sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$-11.28^{+0.001}_{-0.18}$	$-9.41^{+0.17}_{-1.34}$	$-10.33^{+0.71}_{-0.43}$
$\tau$ [Gyr]	0.6	0.1	5.0
$\chi_{best}^2$	0.786	0.322	0.243

**Tabella 6.3:** Tabella riassuntiva dei valori di best-fit ottenuti utilizzando i modelli BC03. Per ognuno dei dati presenti sono riportati i relativi errori ad  $1\sigma$  ad eccezione del parametro  $\tau$ , che non viene calcolato ma associato alla SFH del modello di sintesi.

COSMOS	$1 \leq z < 2$	$2 \leq z < 3$	$z \geq 3$
Età [Gyr]	$1.61^{+0.09}_{-0.18}$	$1.28^{+1.47}_{-0.14}$	$2.6^{+10.9*}_{-1.67}$
$z_{form}$	$2.06^{+0.06}_{-0.11}$	$3.85^{+18.15}_{-0.24}$	x
$A_V$	$0.5^{+0.3}_{-0.1}$	$0.6^{+0.1}_{-0.3}$	$0.4^{+0.7}_{-0.4}$
sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$-10.55^{+0.26}_{-0.12}$	$-10.08^{+0.14}_{-0.47}$	$-9.82^{+0.91}_{-1.28}$
$\tau$ [Gyr]	0.3	0.3	1.0
$\chi_{best}^2$	0.279	0.206	0.125
SXDF	$1 \leq z < 2$	$2 \leq z < 3$	$z \geq 3$
Età [Gyr]	$1.61^{+0.09}_{-0.33}$	$1.43^{+0.27}_{-0.13}$	$2.0^{+11.53}_{-0.98}$
$z_{form}$	$2.06^{+0.06}_{-0.2}$	$4.19^{+0.73}_{-0.28}$	x
$A_V$	$0.5^{+0.2}_{-0.0}$	$0.4^{+0.3}_{-0.2}$	$0.1^{+0.2}_{-0.1}$
sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$-10.54^{+0.46}_{-0.13}$	$-10.30^{+0.18}_{-0.37}$	$-9.95^{+0.45}_{-0.35}$
$\tau$ [Gyr]	0.3	0.3	0.6
$\chi_{best}^2$	0.261	0.368	0.182
COMBINED	$1 \leq z < 2$	$2 \leq z < 3$	$z \geq 3$
Età [Gyr]	$6.5^{+0.17}_{-0.15}$	$3.75^{+2.5}_{-0.5}$	$6.25^{+7.25}_{-4.05}$
$z_{form}$	x	x	x
$A_V$	$0.0^{+0.024}_{-0.0}$	$0.4^{+0.1}_{-0.1}$	$0.1^{+0.2}_{-0.1}$
sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$-11.47^{+0.06}_{-0.07}$	$-10.31^{+0.21}_{-0.21}$	$-10.31^{+0.31}_{-0.41}$
$\tau$ [Gyr]	1.0	1.0	2.0
$\chi_{best}^2$	0.723	0.311	0.246

Iniziando la discussione proprio con l'analisi del  $\chi^2$  ridotto si può notare come tra le 18 SED considerate, 9 per M05 e 9 per BC03, tutti abbiano ottenuto valori inferiori ad 1. Dal punto di vista statistico questo può essere dovuto a una probabile sovrastima degli errori fotometrici nella costruzione delle SED mediane. Andando a confrontare direttamente i dati ottenuti dai due modelli di sintesi si può notare anche come le differenze tra i risultati ottenuti siano molto ridotte. Nelle Figure da 6.1 a 6.9 sono rappresentati i modelli di best-fit per BC03 e M05 ottenuti dal SED fitting per ognuno dei tre campioni e divisi per intervallo di redshift: come di può notare nella maggioranza dei casi i punti fotometrici comprendono entrambi i modelli entro gli errori considerati. Risulta quindi difficile stabilire univocamente un modello più adatto utilizzando solamente l'analisi del  $\chi^2$ .

Un fattore che sarà da considerare attentamente durante tutta l'analisi sarà la degenerazione dei parametri calcolati. Nelle figure dalla Fig.6.10 alla Fig.6.18 sono mostrati come esempio in ascissa il valore dell'età e in ordinata quello del parametro di estinzione  $A_V$ , colorando i punti in base al valore di  $P(\chi^2)$ : come si può notare esistono diverse



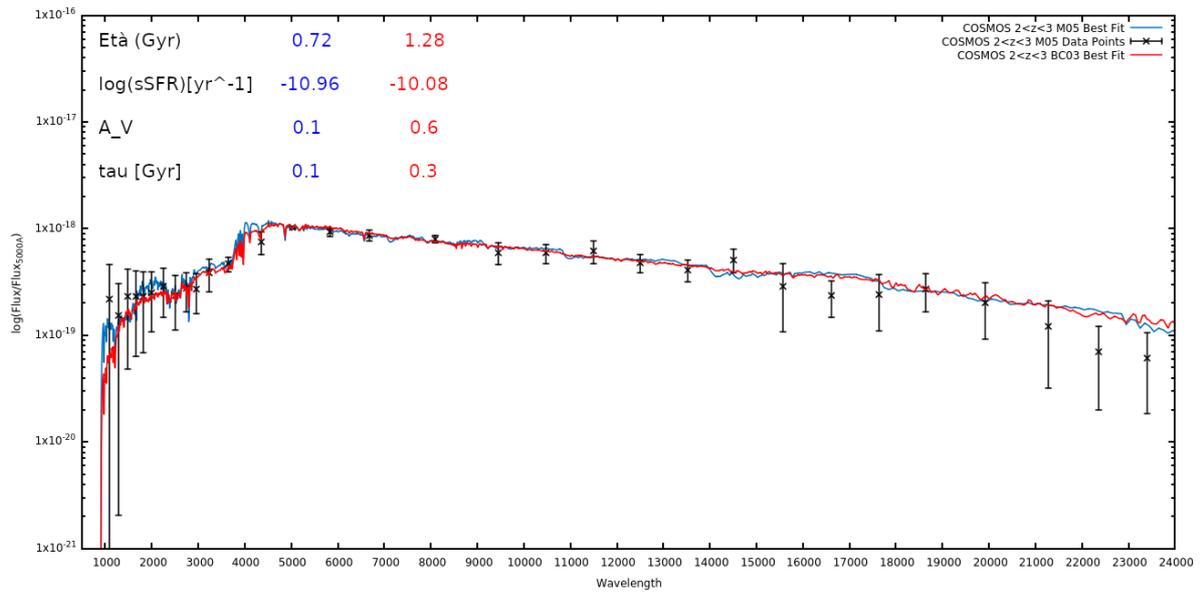
**Figura 6.1:** Modelli di best-fit per COSMOS2015  $1 < z < 2$  M05 vs BC03

soluzioni equiprobabili anche con variazioni molto elevate dei parametri considerati. Esisteranno quindi SED riprodotte con valori decrescenti di  $A_V$  ed età maggiori pur mantenendo lo stesso  $\chi^2$ .

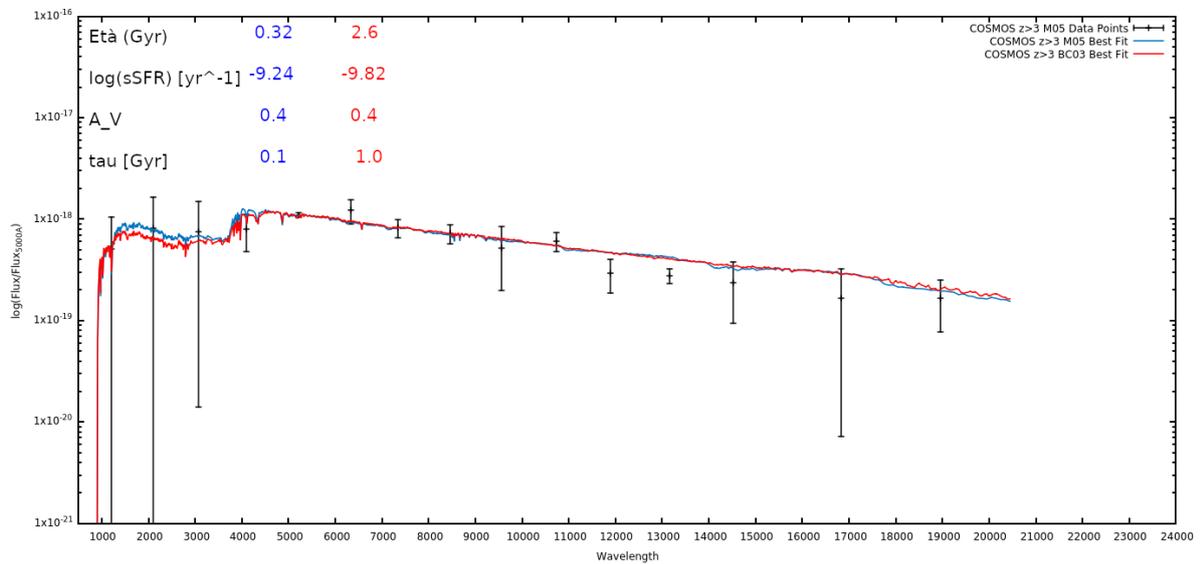
Il primo parametro da considerare è l'età. Si può notare come BC03 preveda in 7 dei 9 casi considerati, galassie con età maggiori di M05. Le due eccezioni sono rappresentate dai campioni COSMOS e COMBINED a  $z \geq 3$ . Il valore del redshift mediano per ognuno dei campioni analizzati, e l'età dell'universo ad esso corrispondente, sono mostrati in Tabella 6.4. Per alcuni modelli il valore dell'età trovato dal processo di SED fitting risulta superiore all'età dell'universo al redshift mediano del campione di riferimento. Questo è dovuto al fatto che il parametro è stato lasciato libero per meglio esplorare le degenerazioni dei parametri: tali oggetti sono per M05, oltre al modello già citato, il campione SXDF tra  $2 \leq z < 3$ , mentre per BC03 i tre campioni COMBINED, ed i campioni a  $z \geq 3$  di COSMOS ed SXDF. Per queste SED viene riportato in Tabella 6.5 il modello di best-fit imponendo come età massima l'età dell'universo al redshift mediano.

Una conseguenza del discorso appena fatto sull'età è che anche per quanto riguarda lo  $z_{form}$  BC03 prevede sistematicamente  $z_{form}$  maggiori rispetto ad M05, in quanto i valori di  $z_{form}$  sono ricavati a partire dall'età, assumendo  $t_{form}(z) = t_H(z) - t_{age}$  con  $t_H(z)$  pari all'età dell'universo al redshift  $z$ . Le SED per cui non è possibile calcolare il redshift di formazione, a causa dei valori maggiori all'età dell'universo ottenuti per l'età, sono stati indicati con una x nelle Tabelle 6.2 e 6.3, mentre in Tabella 6.5 è stato riportato il modello di best-fit ottenuto imponendo il limite sull'età dell'universo.

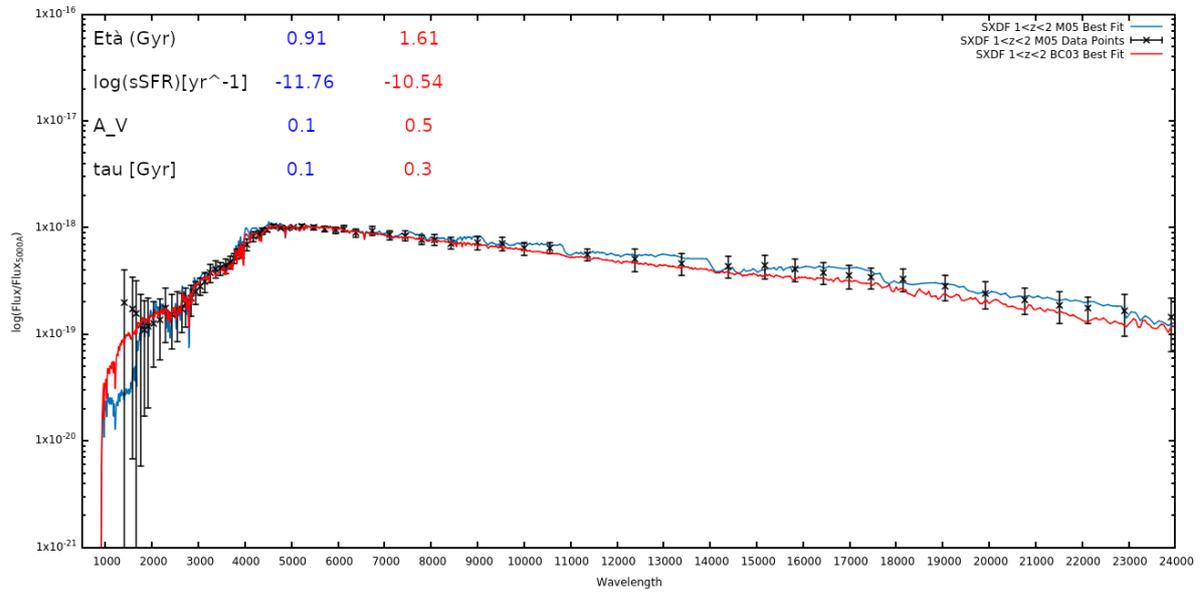
Analizzando il parametro di estinzione  $A_V$  si può vedere come anche in questo caso BC03 preveda valori consistentemente più alti rispetto ad M05. In particolare si avrà



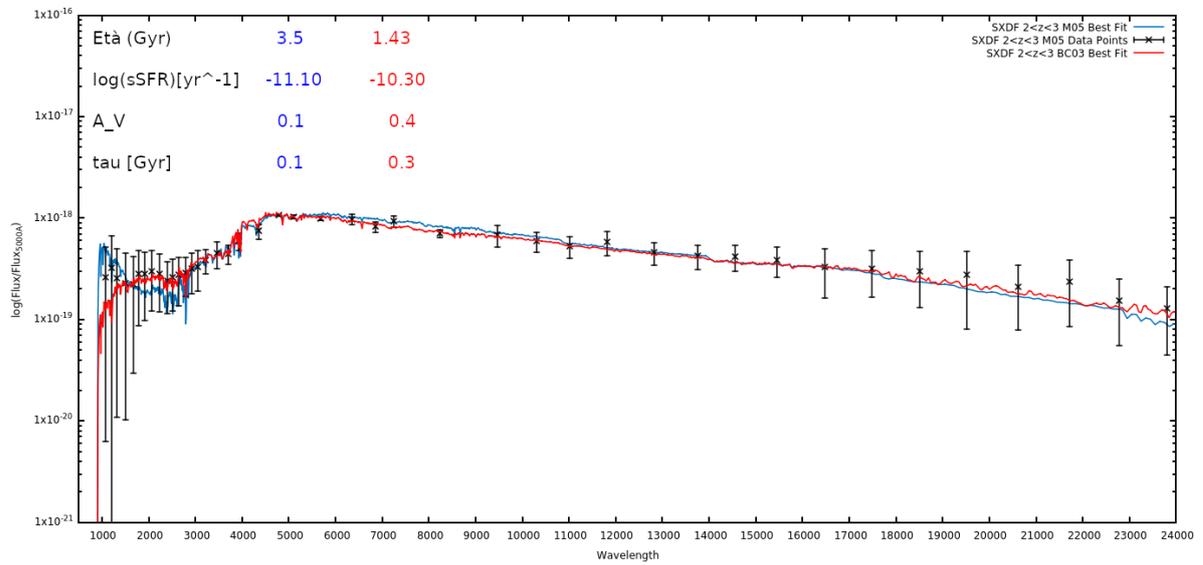
**Figura 6.2:** Modelli di best-fit per COSMOS2015  $2 < z < 3$  nei modelli M05 (in blu) e BC03 (in rosso)



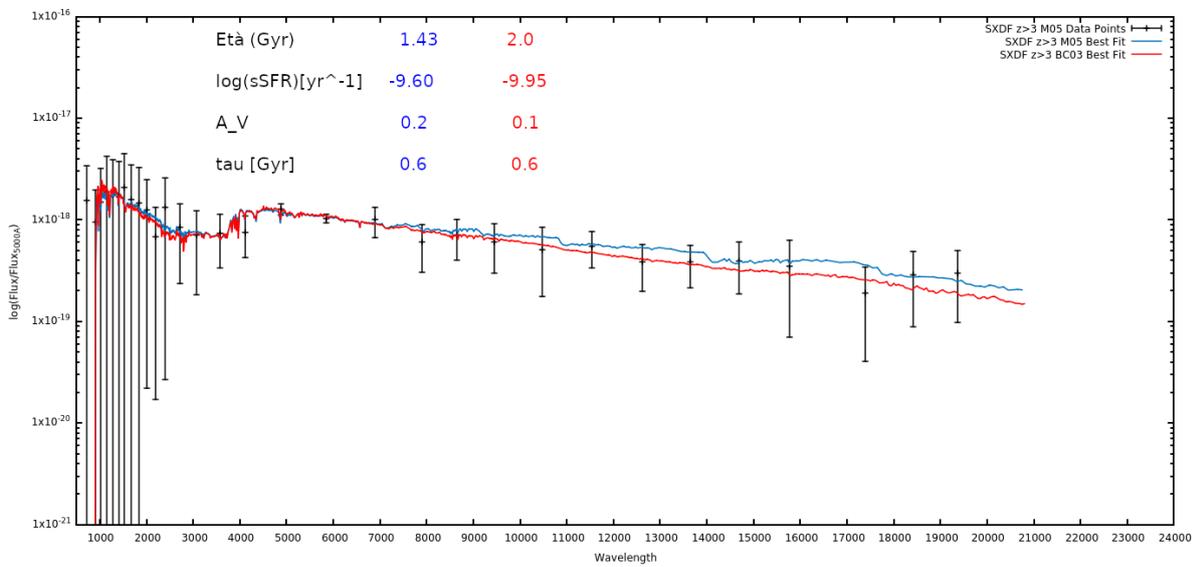
**Figura 6.3:** Modelli di best-fit per COSMOS2015  $z > 3$  M05 (in blu) e BC03 (in rosso)



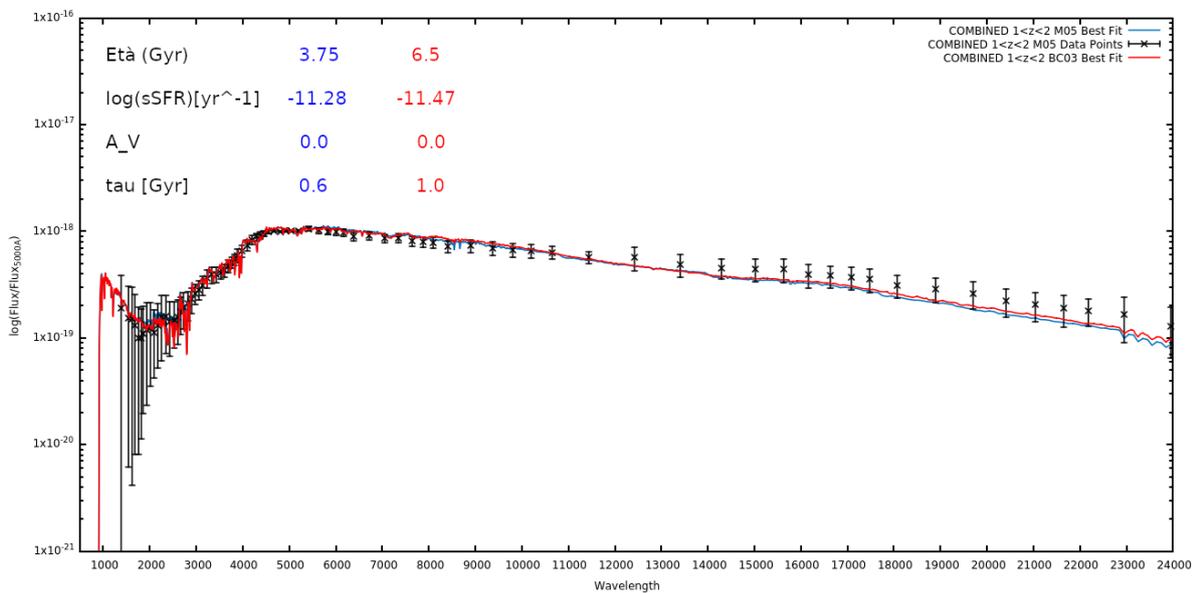
**Figura 6.4:** Modelli di best-fit per SXDF  $1 < z < 2$  M05 (in blu) e BC03 (in rosso)



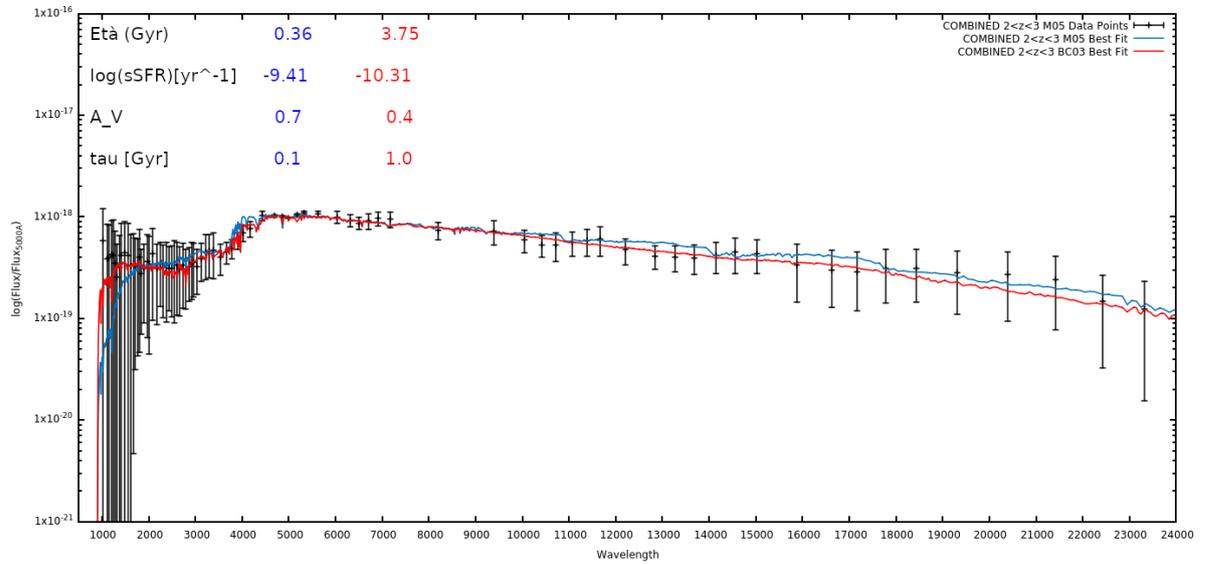
**Figura 6.5:** Modelli di best-fit per SXDF  $2 < z < 3$  M05 (in blu) e BC03 (in rosso)



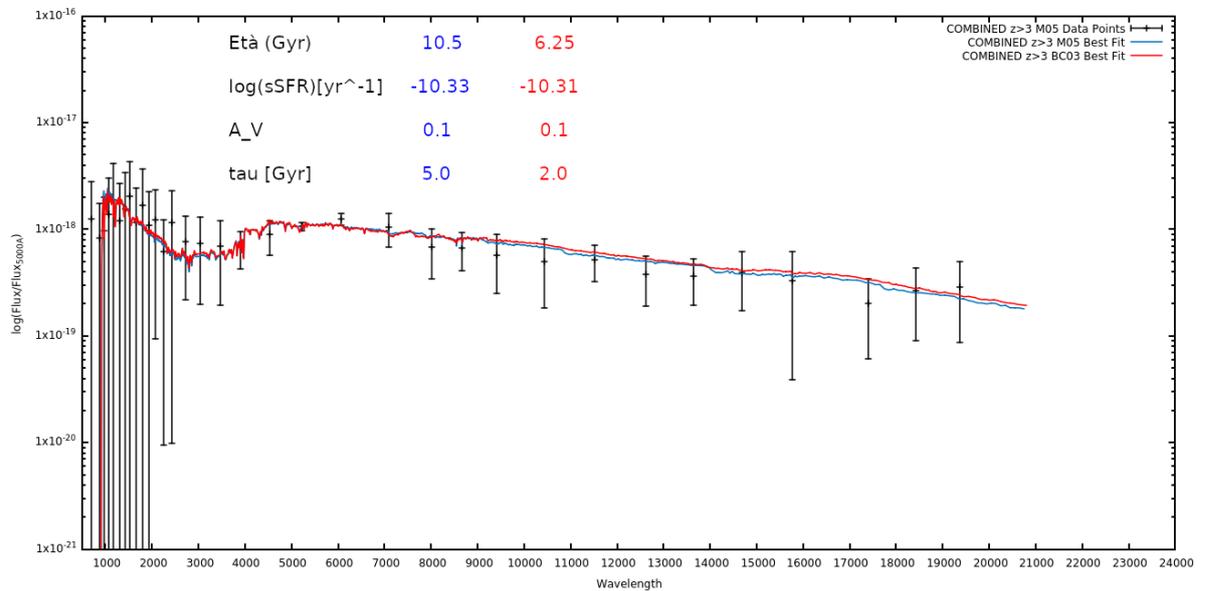
**Figura 6.6:** Modelli di best-fit per SXDF  $z > 3$  M05 (in blu) e BC03 (in rosso)



**Figura 6.7:** Modelli di best-fit per COMBINED  $1 < z < 2$  M05 (in blu) e BC03 (in rosso)



**Figura 6.8:** Modelli di best-fit per COMBINED  $2 < z < 3$  M05 (in blu) e BC03 (in rosso)



**Figura 6.9:** Modelli di best-fit per COMBINED  $z > 3$  M05 (in blu) e BC03 (in rosso)

$z_{med}$	$1 \leq z < 2$	$2 \leq z < 3$	$z \geq 3$
COSMOS	1.309 (4.831 Gyr)	1.309 (4.831 Gyr)	1.309 (4.831 Gyr)
SXDF	2.323 (2.855 Gyr)	2.282 (2.908 Gyr)	2.294 (2.892 Gyr)
COMBINED	4.129 (1.500 Gyr)	3.704 (1.707 Gyr)	3.962 (1.576 Gyr)

**Tabella 6.4:** Redshift mediano per ogni campione e età dell'universo ad esso associato. Le età mostrate sono ricavate considerando un modello di universo avente  $\Omega_m = 0.3$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.7$  e  $H_0 = 70 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .

che il valor medio, calcolato su tutti i modelli, sarà  $\langle A_V \rangle = 0.18$  per M05 e  $\langle A_V \rangle = 0.33$  per BC03. Inoltre per M05 tutti i casi sono compatibili, entro gli errori considerati, con il valore  $A_V = 0$  atteso per questo tipo di galassie, mentre BC03 soddisfa questa condizione solo in 4 casi su 9. Esistono comunque casi estremi, come per il campione COMBINED per M05 tra  $2 \leq z < 3$  compatibile con il valore 0 ma con errori molto grandi ( $\Delta A_V = 0.7$ ) Le SED analizzate con BC03 saranno quindi in media molto più polverose rispetto a M05.

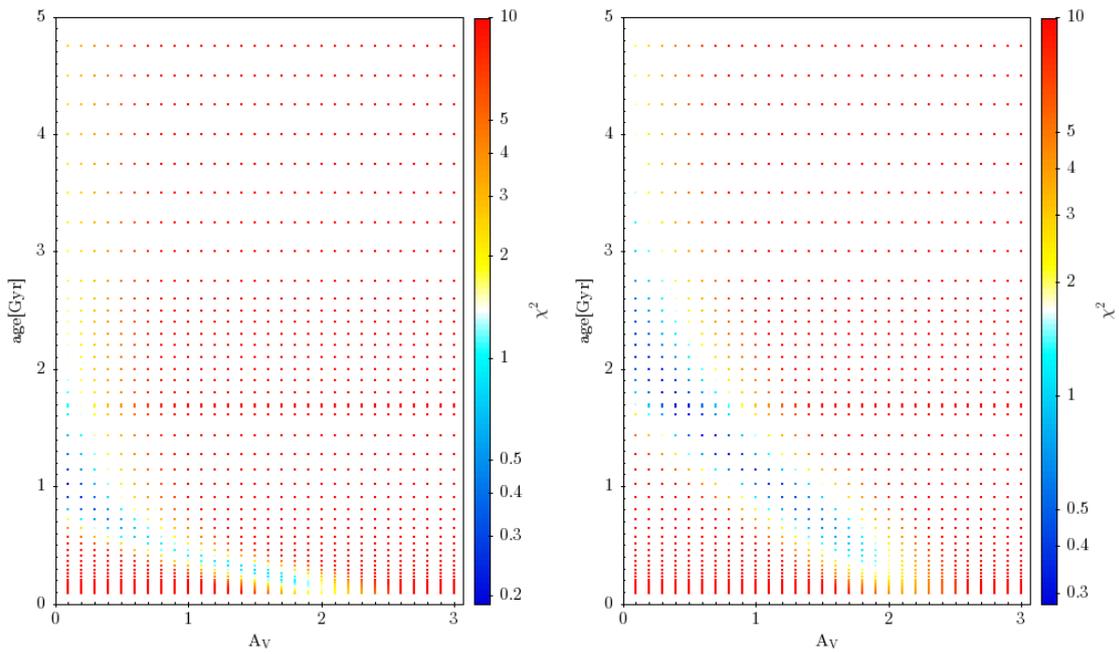
Un parametro molto rilevante da ricavare dalle SED è la metallicità, per studiare l'evoluzione del contenuto metallico di questo tipo di galassie, ma avendo impostato il progetto utilizzando solamente due modelli, uno solare ed uno subsolare, la metallicità risulta male determinata e pertanto non verrà inclusa in questa analisi.

Attraverso l'analisi dello sSFR è possibile verificare che la selezione effettuata inizialmente, tramite il criterio UVJ, sulle singole galassie isoli effettivamente oggetti quiescenti e che quindi i due criteri siano collegati. Adottando un criterio di separazione che utilizza uno sSFR limite variabile, come in (Carnall et al., 2020), in cui vengono definite quiescenti tutte le SED che rispettano la condizione  $sSFR_{best} < 0.2/t_H$ , dove  $t_H$  è definito come l'età dell'universo al redshift considerato nel campione, si può stabilire che tutti i campioni analizzati rispettano la definizione adottata ad eccezione di COSMOS e SXDF con  $z \geq 3$  e COMBINED tra  $2 \leq z < 3$  per M05, che risultano però essere compatibili con l'essere quiescenti entro gli errori.

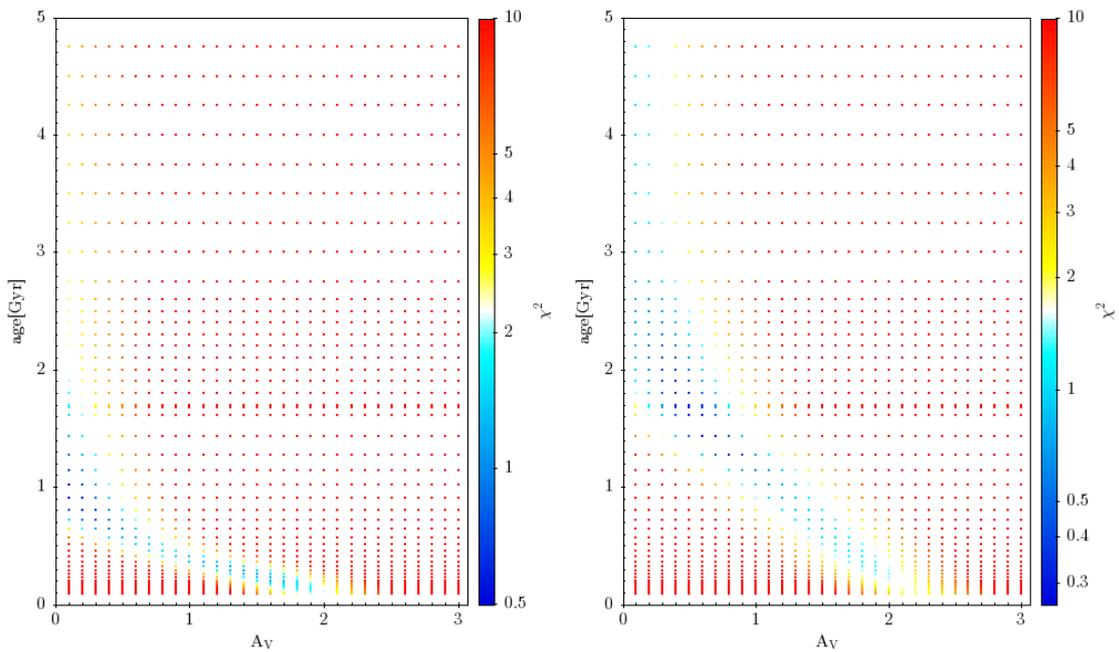
Infine si è effettuata l'analisi sul valore di  $\tau$ . Anche in questo caso, come era avvenuto per l'età BC03 prevede valori di  $\tau$  maggiori ad M05 per la maggioranza delle SED considerate. In ogni caso i valori previsti sembrano suggerire un arresto molto rapido per tutti i modelli considerati, in quanto i valori favoriti sono  $\tau = 0.1 \text{ Gyr}$  e  $\tau = 0.3 \text{ Gyr}$ . Questo risultato è in linea con quanto ci si aspetta per questo tipo di oggetti a questi redshift.

**Tabella 6.5:** Tabella contenente i valori di best-fit per i modelli che avevano età maggiore dell'età dell'universo al redshift mediano del campione considerato.

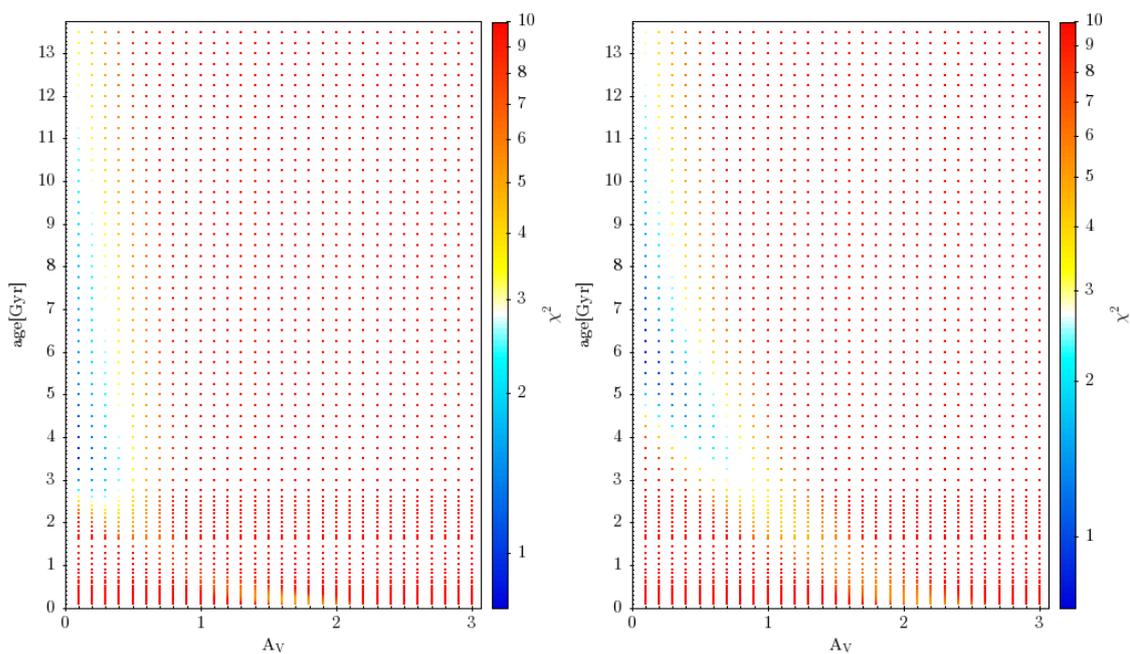
SXDF(M05)	$2 \leq z < 3$	COMBINED(M05)	$z \geq 3$
Età [Gyr]	0.81	Età [Gyr]	1.43
$z_{form}$	3.15	$z_{form}$	$\sim 25$
$A_V$	0.0	$A_V$	0.2
sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$< 10^{-11}$	sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$< 10^{-11}$
$\tau$ [Gyr]	0.1	$\tau$ [Gyr]	0.6
$\chi_{best}^2$	0.80	$\chi_{best}^2$	0.299
COSMOS(BC03)	$z \geq 3$	SXDF(BC03)	$z \geq 3$
Età [Gyr]	1.43	Età [Gyr]	1.7
$z_{form}$	$\sim 40$	$z_{form}$	$> 100$
$A_V$	0.5	$A_V$	0.2
sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$< 10^{-11}$	sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$< 10^{-11}$
$\tau$ [Gyr]	0.6	$\tau$ [Gyr]	0.6
$\chi_{best}^2$	0.157	$\chi_{best}^2$	0.189
COMBINED(BC03)	$1 \leq z < 2$	COMBINED(BC03)	$2 \leq z < 3$
Età [Gyr]	4.0	Età [Gyr]	2.75
$z_{form}$	6.6	$z_{form}$	$\sim 25$
$A_V$	0.1	$A_V$	0.7
sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$< 10^{-11}$	sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$< 10^{-11}$
$\tau$ [Gyr]	0.6	$\tau$ [Gyr]	1.0
$\chi_{best}^2$	0.80	$\chi_{best}^2$	0.299
	COMBINED(BC03)	$z \geq 3$	
	Età [Gyr]	1.43	
	$z_{form}$	$\sim 25$	
	$A_V$	0.0	
	sSFR[yr <sup>-1</sup> ]	$< 10^{-11}$	
	$\tau$ [Gyr]	0.3	
	$\chi_{best}^2$	0.358	



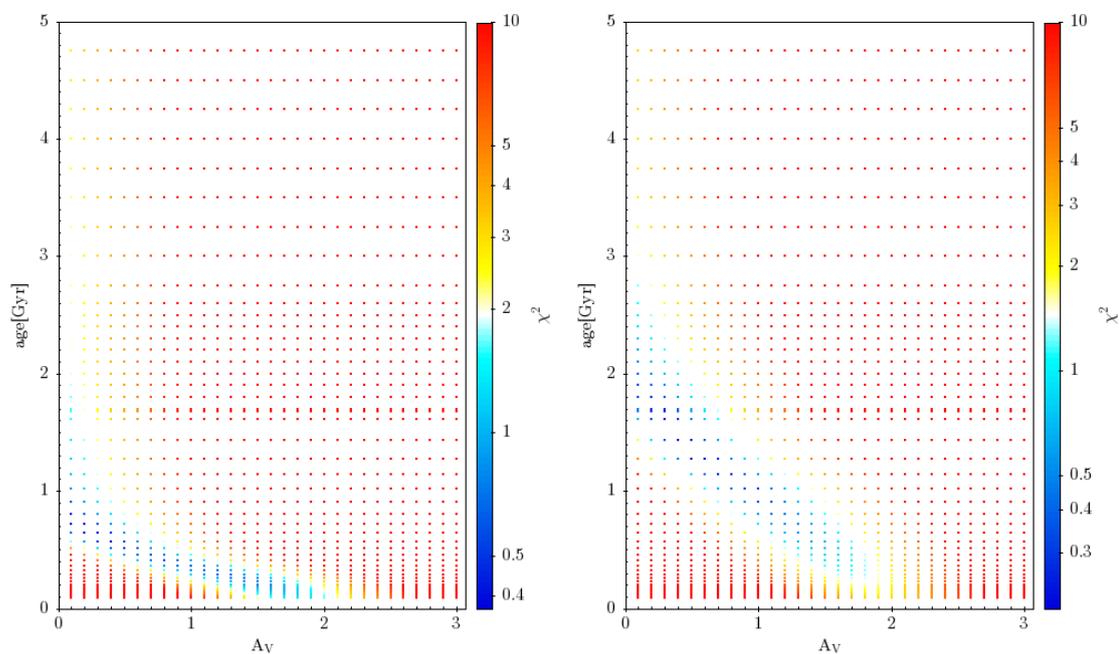
**Figura 6.10:** In figura è riportato il rapporto tra il coefficiente  $A_V$  in ascissa e l'età calcolata in ordinata per il campione COSMOS2015 tra  $1 \leq z < 2$  per il modello M05 (a sinistra) e BC03 (a destra)



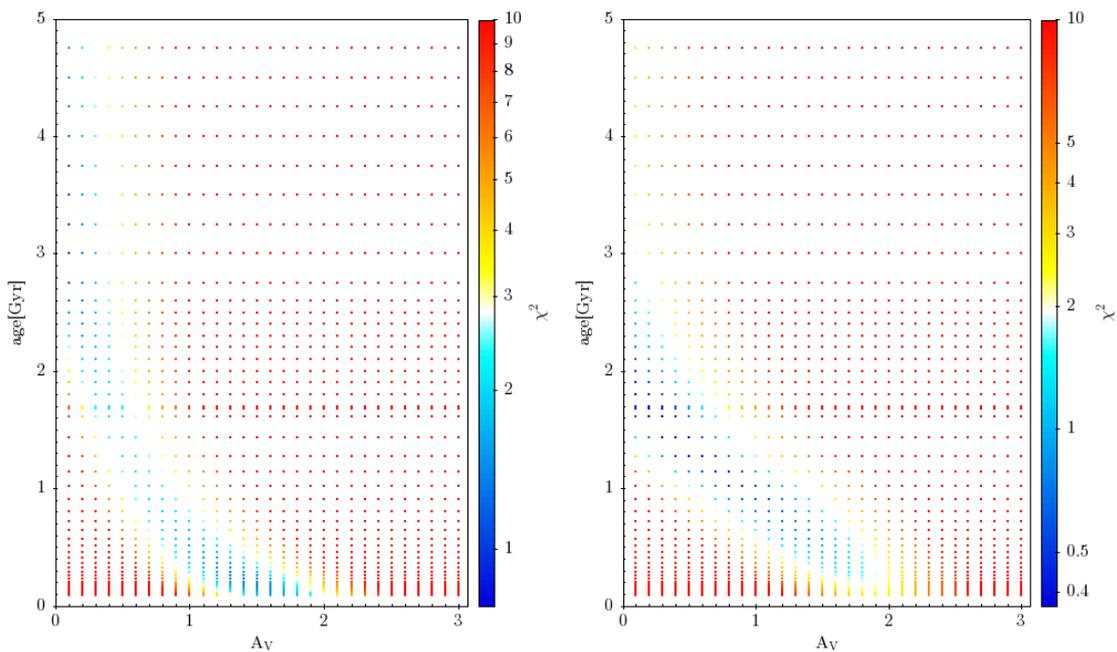
**Figura 6.11:** Idem come nella Fig. 6.10 per campione SXDF tra  $1 \leq z < 2$  per il modello M05 (a sinistra) e BC03 (a destra)



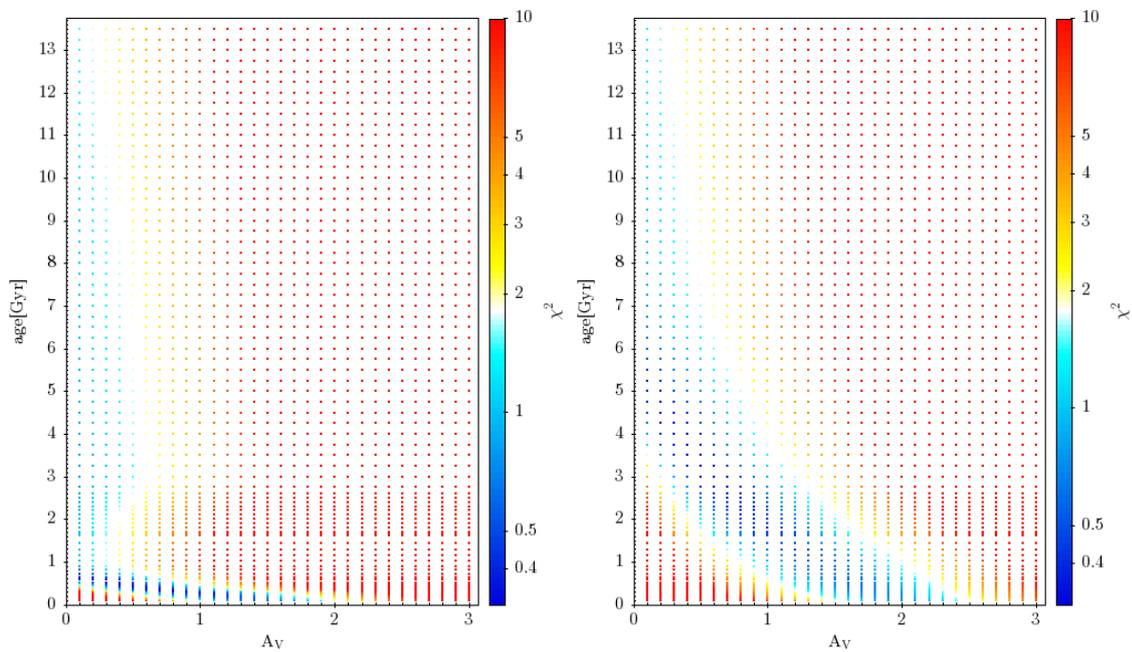
**Figura 6.12:** Idem come nella Fig. 6.10 per campione COMBINED tra  $1 \leq z < 2$  per il modello M05 (a sinistra) e BC03 (a destra)



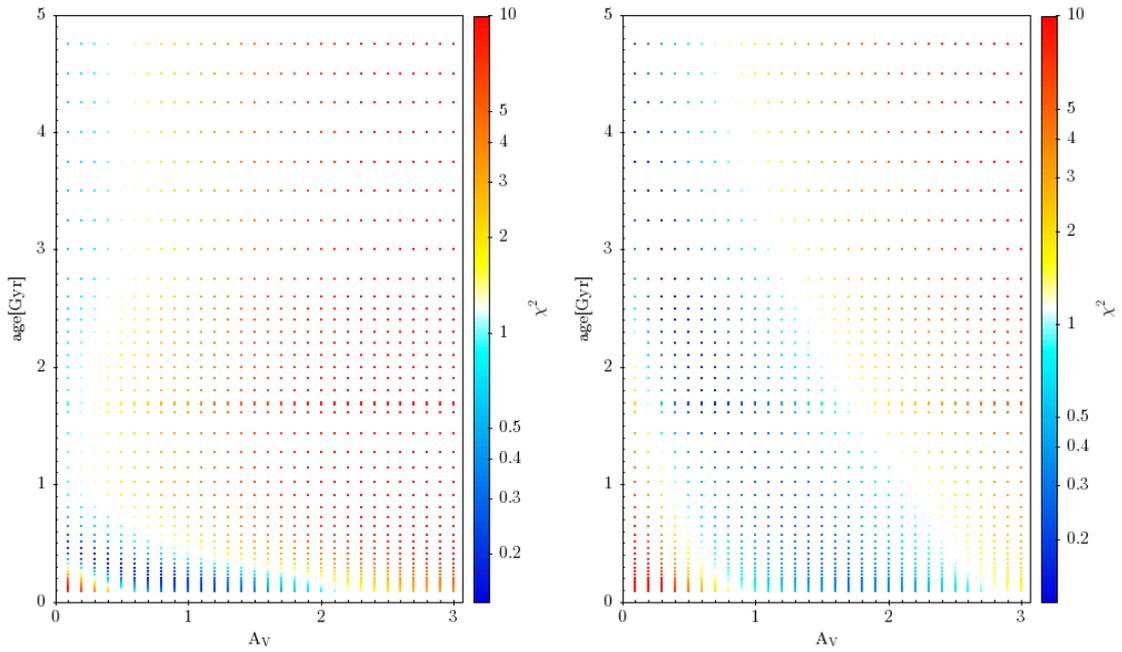
**Figura 6.13:** Idem come nella Fig. 6.10 per campione COSMOS tra  $2 \leq z < 3$  per il modello M05 (a sinistra) e BC03 (a destra)



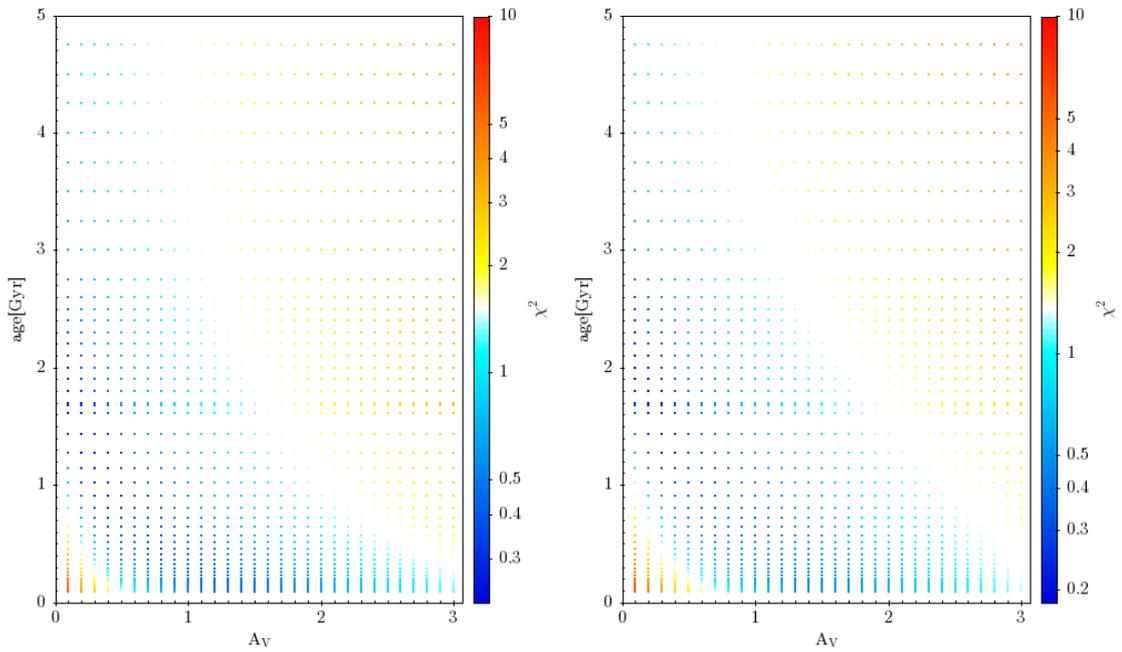
**Figura 6.14:** Idem come nella Fig. 6.10 per campione SXDF tra  $2 \leq z < 3$  per il modello M05 (a sinistra) e BC03 (a destra)



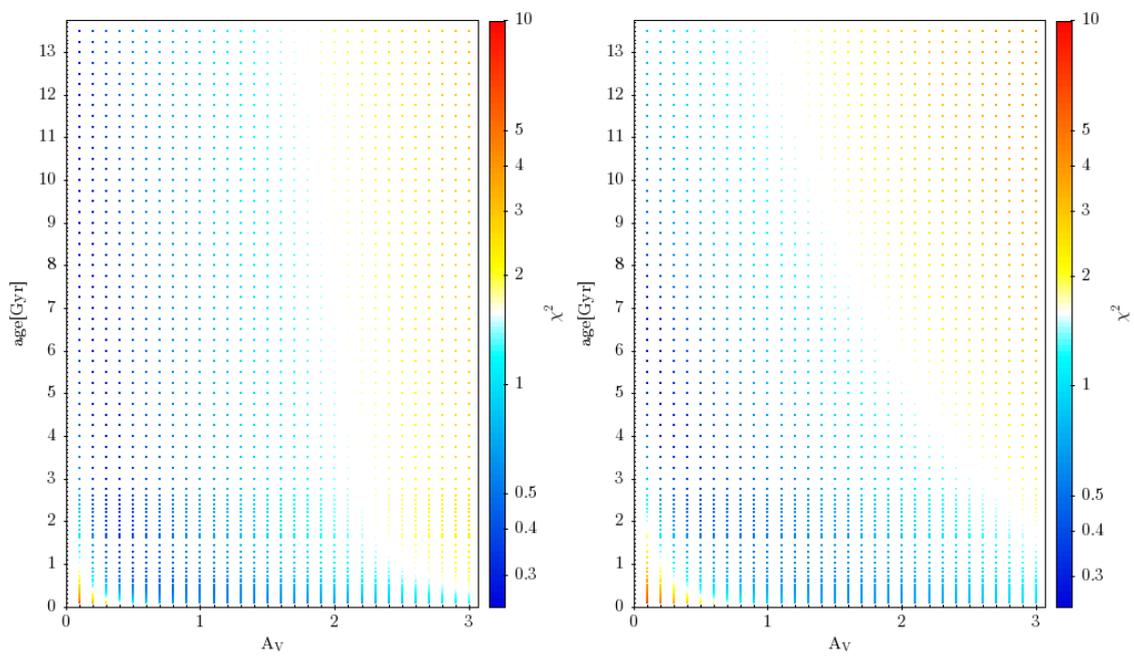
**Figura 6.15:** Idem come nella Fig. 6.10 per campione COMBINED tra  $2 \leq z < 3$  per il modello M05 (a sinistra) e BC03 (a destra)



**Figura 6.16:** Idem come nella Fig. 6.10 per campione COSMOS2015 per  $z \geq 3$  per il modello M05 (a sinistra) e BC03 (a destra)



**Figura 6.17:** Idem come nella Fig. 6.10 per campione SXDF per  $z \geq 3$  per il modello M05 (a sinistra) e BC03 (a destra)



**Figura 6.18:** Idem come nella Fig. 6.10 per campione COMBINED per  $z \geq 3$  per il modello M05 (a sinistra) e BC03 (a destra)

# Capitolo 7

## Conclusioni e prospettive future

In questo capitolo viene fatto un breve riassunto del lavoro svolto nel progetto e le conclusioni a cui si è giunti insieme alle prospettive future sul problema scientifico esaminato. Partendo dai cataloghi COSMOS2015 e SPLASH-SXDF, contenenti rispettivamente 1182108 e 1169058 oggetti, sono stati costruiti due campioni di galassie quiescenti utilizzando il criterio UVJ di [Williams et al. \(2009\)](#), descritto nel Capitolo 4.1, e a loro volta suddivisi in 3 intervalli di redshift aventi  $1 \leq z < 2$ ,  $2 \leq z < 3$  e  $z \geq 3$  le cui caratteristiche sono descritte nella Sez. 4.2. Da questi 6 campioni sono poi state costruite le relative SED composite mediane. A questi campioni si sono aggiunti in questa fase altri 3 set di dati, uno per intervallo di redshift, costruiti combinando tra loro i dati dei due cataloghi principali portando a 9 il numero dei campioni da analizzare. Infine è stato effettuato il SED fitting di ognuna delle 9 SED mediane ottenute in questo modo utilizzando i modelli di sintesi di [Bruzual & Charlot](#) e [Maraston](#) con diverse storie di formazione stellare, costante ed esponenziale decrescente con diversi valori del tempo scala  $\tau$  caratteristico della SFH, metallicità solare e subsolare. Lo scopo del processo di SED fitting è determinare le proprietà fisiche delle popolazioni di galassie considerate, in particolar modo l'età, il redshift di formazione, il tasso di formazione stellare specifico, il coefficiente di estinzione ed il parametro caratteristico  $\tau$ . Dai risultati ottenuti è possibile ricavare le seguenti conclusioni:

- Considerando i valori dello  $z_{form}$  e del tempo scala  $\tau$  ottenuti le SED a redshift più elevato sono compatibili con l'avere un legame evolutivo con le controparti a redshift più basso;
- I valori dei parametri fisici ricavati grazie al SED fitting (età, SFR, sSFR, SFH, estinzione) risultano compatibili con i valori tipici di questa tipologia di oggetti e consentono di confermare la natura quiescente delle galassie analizzate;
- I valori di  $\chi^2$  ottenuti e la forte degenerazione dei parametri riscontrata in alcune delle SED analizzate per ciascuno dei modelli di sintesi in esame implicano che non è possibile stabilire univocamente un modello privilegiato per la trattazione di questo tipo di oggetti. Nonostante ciò, tramite l'analisi dei parametri fisici

ricavati, si può affermare che modelli di [Maraston \(2005\)](#) diano una descrizione più in linea con i valori teorici attesi per questa tipologia di galassie ad alto redshift, in quanto prevede, nella grande maggioranza dei casi analizzati tassi di formazione stellare minori ed un più basso coefficiente di estinzione dovuta alla polvere rispetto ai modelli BC03.

## 7.1 Prospettive future

Un'analisi globale di questo tipo può sicuramente essere migliorata in almeno due modi:

1. Introducendo diversi modelli di SPS al calcolo;
2. Aumentando i parametri calcolati, o estendendo i limiti di quelli già calcolati è possibile avere vincoli migliori sulle proprietà fisiche di queste galassie. Per esempio estendendo l'analisi alle metallicità più basse si può delineare l'evoluzione nel contenuto metallico di questi oggetti. Aggiungendo diversi modelli di storia di formazione stellare invece, come il modello troncato, il cui lo SFR diventa istantaneamente nullo in un dato momento, o quello ritardato, del tipo  $SFR(t) = t\tau^{-2}e^{-t/\tau}$  per capire come e quando è avvenuto l'arresto della formazione stellare;
3. Aumentando la copertura in lunghezza d'onda per chiudere i vuoti presenti nelle SED, prendendo in considerazione nuovi cataloghi o diversi filtri di quelli già utilizzati, è possibile migliorare la qualità della fotometria della SED composita e la qualità delle stime ottenute. Inoltre estendendo i dati utilizzati anche ad altre bande, come FIR, Radio o X, sarebbe possibile anche indagare su diverse caratteristiche di questo tipo di sorgenti: dall'emissione in banda X, per esempio, si potrebbe evidenziare l'emissione residua di un AGN in fase di spegnimento.

# Bibliografia

- Arnouts, S., Moscardini, L., Vanzella, E., et al. 2002, [MNRAS](#), 329, 355 20
- Boer, W. 2017, [EPJ Web of Conferences](#), 182 2
- Bolzonella, M., Miralles, J. M., & Pelló, R. 2000, [A&A](#), 363, 476 49
- Bolzonella, M., Kovač, K., Pozzetti, L., et al. 2010, [A&A](#), 524, A76 49
- Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, [MNRAS](#), 344, 1000 13, 20, 32, 67
- Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., et al. 2000, [ApJ](#), 533, 682 21
- Carnall, A. C., Walker, S., McLure, R. J., et al. 2020, arXiv e-prints, arXiv:2001.11975 60
- Cassisi, S., Castellani, M., & Castellani, V. 1997, [A&A](#), 317, 108 32
- Chabrier, G. 2003, [PASP](#), 115, 763 33
- Conroy, C. 2013, [ARA&A](#), 51, 393 30, 31
- Daddi, E., Cimatti, A., Renzini, A., et al. 2004, [ApJ](#), 617, 746 11
- Daddi, E., Alexander, D. M., Dickinson, M., et al. 2007, [ApJ](#), 670, 173 8
- Delvecchio, I., Smolčić, V., Zamorani, G., et al. 2017, [A&A](#), 602, A3 36
- Fagotto, F., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 1994, [A&AS](#), 104, 365 32
- Fitzpatrick, E. L. & Massa, D. 1986, [ApJ](#), 307, 286 21
- Frogel, J. A., Mould, J., & Blanco, V. M. 1990, [ApJ](#), 352, 96 32
- Guo, K., Zheng, X. Z., Wang, T., & Fu, H. 2015, [ApJ](#), 808, L49 7
- Hubble, E. P. 1927, [The Observatory](#), 50, 276 5
- Hubble, E. P. 1936, [Realm of the Nebulae](#) 5
- Ilbert, O., Arnouts, S., McCracken, H. J., et al. 2006, [A&A](#), 457, 841 20

- Ilbert, O., McCracken, H. J., Le Fèvre, O., et al. 2013, *A&A*, 556, A55 9, 10, 20
- Kroupa, P. 2001, *MNRAS*, 322, 231 33
- Laigle, C., McCracken, H. J., Ilbert, O., et al. 2016, *ApJS*, 224, 24 15, 16, 20, 22, 35
- Lusso, E., Hennawi, J. F., Comastri, A., et al. 2013, *ApJ*, 777, 86 36
- Maraston, C. 2005, *MNRAS*, 362, 799 13, 32, 67, 68
- Mehta, V., Scarlata, C., Capak, P., et al. 2018, *ApJS*, 235, 36 15, 23
- Mo, H., van den Bosch, F. C., & White, S. 2010, *Galaxy Formation and Evolution* (Cambridge University Press) 3
- Moutard, T., Arnouts, S., Ilbert, O., et al. 2016, *A&A*, 590, A102 21
- Planck Collaboration, Aghanim, N., Akrami, Y., et al. 2018, arXiv e-prints, arXiv:1807.06209 1
- Polletta, M., Tajer, M., Maraschi, L., et al. 2007, *ApJ*, 663, 81 20
- Prevot, M. L., Lequeux, J., Maurice, E., et al. 1984, *A&A*, 132, 389 21
- Rodighiero, G., Daddi, E., Baronchelli, I., et al. 2011, *ApJ*, 739, L40 8
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525 18
- Vassiliadis, E. & Wood, P. R. 1993, *ApJ*, 413, 641 32
- Williams, R. J., Quadri, R. F., Franx, M., et al. 2009, *ApJ*, 691, 1879 9, 36, 67