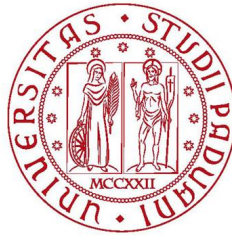


UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA



DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA
“GALILEO GALILEI”

LAUREA TRIENNALE IN
ASTRONOMIA

TESI TRIENNALE

EVOLUZIONE DI GALASSIE ED ORIGINE DEGLI ELEMENTI PESANTI

Supervisore:

Prof. Alberto Franceschini

Candidato:

Giovanni Ieranò

Matricola: 1144092

Academic Year 2018/2019

INDICE

1. Introduzione.....	3
2. Osservazione di galassie ad alti redshift.....	5
2.1 Galassie Lyman-break.....	5
2.1.1 Tecnica di selezione basata sul Lyman-break.....	7
2.1.2 Assorbitori dumped-Lyman- α	9
2.3 Selezioni limitate in flusso.....	11
3. Diagrammi di Lilly-Madau.....	17
4. Misure di metallicità.....	21
5. Conclusioni.....	27

Capitolo 1

Introduzione alla problematica

La cosmologia è la branca dell'astronomia che studia l'universo nel suo insieme, esaminandone i vari aspetti, quali struttura, proprietà, evoluzione. Negli ultimi decenni, grazie al progresso tecnologico, è stato possibile estendere l'indagine a una porzione sempre maggiore di spazio, riuscendo, quindi, ad osservare galassie nate dopo 400 milioni di anni dal Big Bang. Questa profondità spaziale equivale, dunque, anche ad una profondità temporale, in quanto le osservazioni di sistemi lontani permettono di comprendere meglio le caratteristiche dell'universo nelle epoche passate.

E' appurato che l'universo e le galassie che lo costituiscono non sono statici, ma, col passare del tempo, le loro caratteristiche variano e, quindi, studi a diversi redshift o epoche cosmiche permettono di capire la natura e la durata di questi mutamenti. Gli studi compiuti tra $2.5 < z < 5$ hanno come oggetto le galassie primordiali, ovvero quelle che si sono formate dopo il Big Bang e che presentano un alto tasso di formazione stellare. Essendo queste le galassie più antiche, e quindi le più difficili da studiare data la loro immensa distanza, si è reso necessario l'utilizzo di nuove tecniche di osservazione che spaziassero dalla fotometria alla spettroscopia. Lo studio dell'andamento delle funzioni di luminosità e di massa a vari intervalli di redshift permette anche di capire le proprietà e la struttura che dovevano avere queste prime galassie e come si siano evolute nel tempo.

Grazie a queste nuove possibilità di indagini scientifiche, è stato possibile comprendere i molteplici fattori che influenzano la vita di una galassia, quali la storia di evoluzione stellare e, di conseguenza, la quantità degli elementi pesanti formati durante la vita dell'universo. Oltre a concentrarsi sulla storia evolutiva delle sorgenti, lo studio di galassie ad alto redshift permette, inoltre, di capire la struttura geometrico-fisica dell'universo, mediante il calcolo dei conteggi di galassie, potendo vincolare, così, alcuni dei parametri cosmologici fondamentali. Di seguito verranno illustrate le proprietà fisiche ed evolutive di questi sistemi e le tecniche utilizzate per la loro osservazione

Capitolo 2

Osservazioni di galassie ad alti redshift

2.1 Galassie Lyman-break

L'individuazione di galassie ad alti redshift è stata, per decenni, una sfida per i cosmologi, in quanto, osservando il cielo notturno, vi è una quantità smisurata di stelle e galassie osservabili, poste a distanze diverse e con magnitudini intrinseche una diversa dall'altra. Infatti, le galassie ad alti redshift, sono le più lontane e, ovviamente, molto meno brillanti rispetto a quelle più vicine a noi; per tali motivi sono le più difficili da osservare. Il problema principale da risolvere deriva dal fatto che, prendendo come campione una galassia qualsiasi, con debole o marcata luminosità, ma non conoscendone la distanza, essa può essere molto luminosa e allo stesso tempo molto distante, oppure poco luminosa e molto vicina. Dato che, per ovvie ragioni strumentali, non si può eseguire una misura spettroscopica per ogni singola galassia, è stato necessario introdurre nuove tecniche per l'individuazione dei redshift.

I modelli teorici di formazione degli sferoidi delle galassie ellittiche e spirali indicano che essi si sono formati in un'epoca cosmica remota (data la presenza di stelle vecchie e un tasso di formazione stellare molto basso) e, relativamente, in poco tempo, dato che la durata della loro formazione è simile al tempo di collasso della nube proto-stellare in caduta libera (per una galassia con massa come la Via Lattea $M_{\odot} = 10^{11} M_{\odot}$ è di $t \sim 10^8 yr$). Questo implica che molte stelle si sono formate in un tempo molto limitato e, quindi, hanno un tasso di formazione stellare (SFR) molto alto, dell'ordine di $SFR \sim 10^3 \frac{M_{\odot}}{yr}$. Data la presenza di molto gas e polveri, la maggior parte delle stelle che si formano sono molto massive di tipo O o B; esse sono caratterizzate da una forte emissività nell'UV e da una vita breve, che termina in una Supernova. Al contrario, le stelle di piccola massa hanno un tasso di formazione minore, ma, avendo dei tempi di vita molto più lunghi, dell'ordine di miliardi di anni, pur formandosene molto meno, aumentano notevolmente col passare del tempo cosmico, fino ad essere la specie stellare più abbondante.

Le stelle nascono dal collasso gravitazionale di immense nubi di gas interstellare, composto per il 99% da gas, di cui 90% idrogeno, e per il restante 1% da polveri. Questo mezzo interstellare occupa tutto lo spazio interstellare. Le parti di questo mezzo, che si trovano in prossimità delle stelle massive, interagiscono con la radiazione stellare emessa, che, essendo composta da una forte componente nell'UV, provoca la ionizzazione degli atomi di idrogeno all'interno del mezzo. Più grande è la massa della stella, più è ampia la zona ionizzata del mezzo, in quanto, la quantità maggiore di fotoni emessi permette la loro interazione con zone sempre più lontane dalla stella. Si crea così, una regione di idrogeno ionizzato, detta regione HII o nebulosa ad emissione, formata da un plasma composto da protoni e elettroni liberi. Gli elettroni possono essere catturati dagli ioni positivi, posizionandosi in un dato livello energetico, emettendo un fotone di energia corrispondente alla transizione tra il livello $n=\infty$ e il livello di arrivo, da cui possono poi decadere (per esempio mediante la diseccitazione per collisione), raggiungendo i livelli più bassi con $n=1$ e $n=2$, cioè quelli della serie di Lyman e Balmer. Ognuno di questi decadimenti equivale sempre all'emissione di un fotone di una ben precisa frequenza, che si traduce osservativamente in una riga di ricombinazione in emissione nello spettro della sorgente.

Le transizioni più probabili sono quelle dallo stato $n=2$ allo stato $n=1$ dell'idrogeno, con conseguente emissione della riga Lyman- α a $\lambda = 1216\text{\AA}$. Essendo le galassie delle sorgenti poste a enormi distanze, i fotoni, durante il percorso sorgente-telescopio, subiscono gli effetti del redshift cosmologico e la loro lunghezza d'onda viene spostata man mano verso il rosso. Questo implica che le varie nubi intergalattiche, poste sulla linea di vista, percepiscono i fotoni a diverse lunghezze d'onda, che dipendono dalla distanza della nube dalla sorgente. Di conseguenza, ogni nube lascerà una diversa riga di assorbimento nello spettro della galassia, righe che, sommate l'una all'altra, creeranno la "foresta di Lyman", compresa tra $912 < \lambda < 1216\text{\AA}$. Non trascurabile è, infine, la componente delle polveri nel mezzo interstellare, che provoca un indebolimento e arrossamento della radiazione. La Fig.2.1 mostra lo spettro di 64 galassie ad alto tasso di formazione stellare, in cui è ben visibile la riga di emissione Lyman- α , seguita (verso frequenze maggiori) da un indebolimento dello spettro, dovuto all'assorbimento del continuo di Lyman da parte del mezzo, con varie linee in assorbimento che formano la foresta di Lyman. È fondamentale notare, infine, che, per lunghezze d'onda minori di $\lambda = 912\text{\AA}$, lo spettro tende praticamente a zero, in quanto, a queste lunghezze d'onda, la quasi totalità dei fotoni è assorbiti dal mezzo interstellare. Questa discontinuità è detta "cut-off" o Lyman-break.

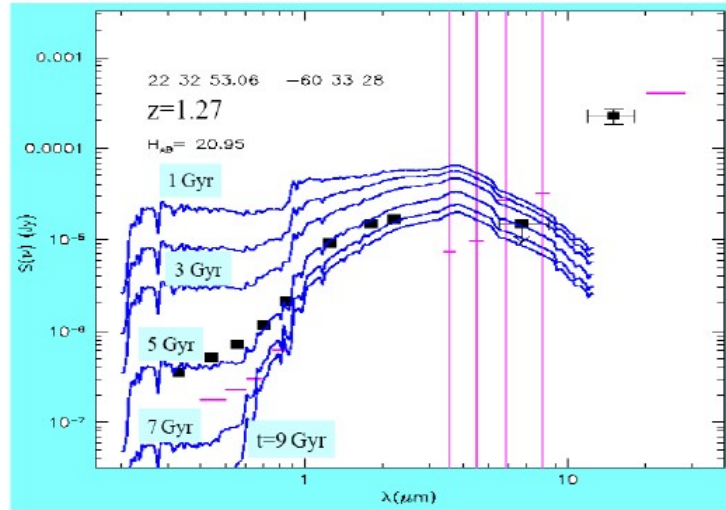


Figura 2.2: Confronto dati fotometrici osservati di una galassia con modelli di spettri a varie epoche cosmiche. I dati vengono ben fittati da uno spettro posto a $z = 1.27$

galassia in più bande a diversa lunghezza d'onda, misurandone ogni volta il flusso. I flussi calcolati vengono poi confrontati quelli ottenuti da modelli di galassie a varie distanze e varie età galattiche, potendone così dedurre età cosmica (come in Fig.2.2) e, soprattutto, redshift.

Il secondo metodo consiste nella tecnica del Lyman-break, e si basa sul confronto dei flussi osservati nelle varie bande ottiche, così da poter determinare a che lunghezza d'onda si osserva il Lyman drop-out. Analizzando la galassia con vari filtri, si nota che il suo flusso calerà drasticamente da una banda specifica in poi. Osservando, quindi, il flusso galattico con due bande, una prima e una dopo il drop-out (ovvero in una banda il flusso della galassia sarà normale, mentre nel secondo andrà a zero), se ne potrà determinare la posizione e quindi il redshift. Il primo filtro è U, che, correlato ai filtri G o R corrisponde a galassie a $2.5 < z < 3.5$, ovvero galassie dette "U-band drop-out", proprio perchè il flusso è osservato solo dai filtri G o R in poi. Ovviamente, più i filtri in cui non si osserva la galassia sono verso il rosso, maggiore sarà lo spostamento del cut-off (per esempio "G-band drop-out" sono galassie a $z \sim 4$). L'efficienza del metodo diminuisce aumentando il redshift, dato che il disturbo da altre sorgenti è sempre maggiore (efficienza del "U-band dropout" $\sim 90\%$, efficienza "G-band drop-out" $\sim 50\%$). L'osservazione in più bande garantisce che le sorgenti osservate siano galassie ad alti redshift, perchè, anche se sorgenti diverse possono presentare un "U-band drop-out", il flusso osservato nelle altre bande sarà uguale a quello tipico delle galassie ad alti redshift. In Fig.2.3 viene mostrato un esempio di osservazioni di una galassia in varie bande in cui si osserva il Lyman drop-out cadere tra la banda U_{300} e B_{450} , potendone così dedurre il redshift. Sotto vengono mostrate le effettive osservazioni della galassia.

E' possibile determinare la relazione che intercorre tra il redshift di una galassia e il valore dei suoi colori. In fig.2.5 vengono mostrato l'indice di colore ($B_{450} - V_{606}$) di LBGs

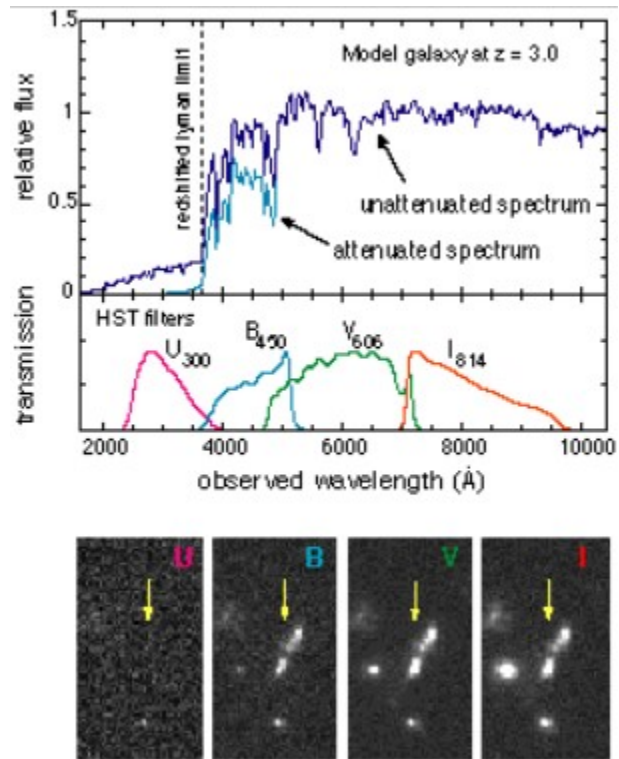


Figura 2.3: Osservazioni di una galassia a $z = 3$, in varie bande ottiche. Il Lyman drop-out cade tra la banda U e B rendendo la galassia invisibile nel blu. [The formation and evolution of Galaxie, Ellis, 1998]

confermate a $z > 2$ nel HDF. Le linee nere mostrano i colori predetti di galassie ad attiva formazione stellare da modelli di Madau(1995). E' ben visibile come l'aumento del redshift faccia progressivamente arrossare il colore. Conoscendo quindi gli indici di colore di un campione di galassie, è quindi possibile plottare un diagramma colore-colore, in cui ogni galassia occuperà un determinato punto in base al valore del suo redshift. Nei pannelli a destra di Fig.2.4 vengono mostrati due diagrammi colore-colore di galassie che presentano un U-band dropout in alto e un G-band dropout in basso. I colori usati in ascissa e ordinata nei due diagrammi sono differenti, in quanto il cut-off nel caso del G-band drop-out è spostato verso lunghezze d'onda più rosse. Le curve rappresentano galassie poste progressivamente a redshift sempre maggiori, partendo da $z = 0,5$ aumentando di $\Delta z = 0.1$. Le quattro curve differenti corrispondono a differenti quantità di oscuramento da polveri: $E(B - v) = 0$ triangoli, $E(B - v) = 0.15$ quadrati, $E(B - v) = 0.3$ pentagoni e $E(B - v) = 0.45$ esagoni. Viene mostrato molto bene, quindi, come la posizione del diagramma colore-colore permette di avere una stima del redshift, che potrà essere poi confermato da misure spettroscopiche, e informazioni su alcune proprietà della galassia, come l'attenuazione da polveri.

E' doveroso sottolineare che questo metodo è usato per campagne osservative di ampie porzioni del cielo a campo profondo, come le immagini di Hubble a campo profondo (HDF) che comprende innumerevoli galassie, permettendo così in poco tempo il calcolo di numerosi redshift. Quello che si ottiene è un redshift medio per un insieme di galassie poste a una determinata distanza, da cui si può dedurre la distribuzione del redshift confrontandolo con modelli teorici, come in Fig.2.6. Solo con osservazioni spettroscopiche si potrà misurare il redshift di ogni singola galassia. In Fig.2.6 vengono fittati i conteggi di galassie a redshift sempre crescenti con i conteggi calcolati con simulazioni numeriche. Si nota che i valori coincidono con i valori attesi.

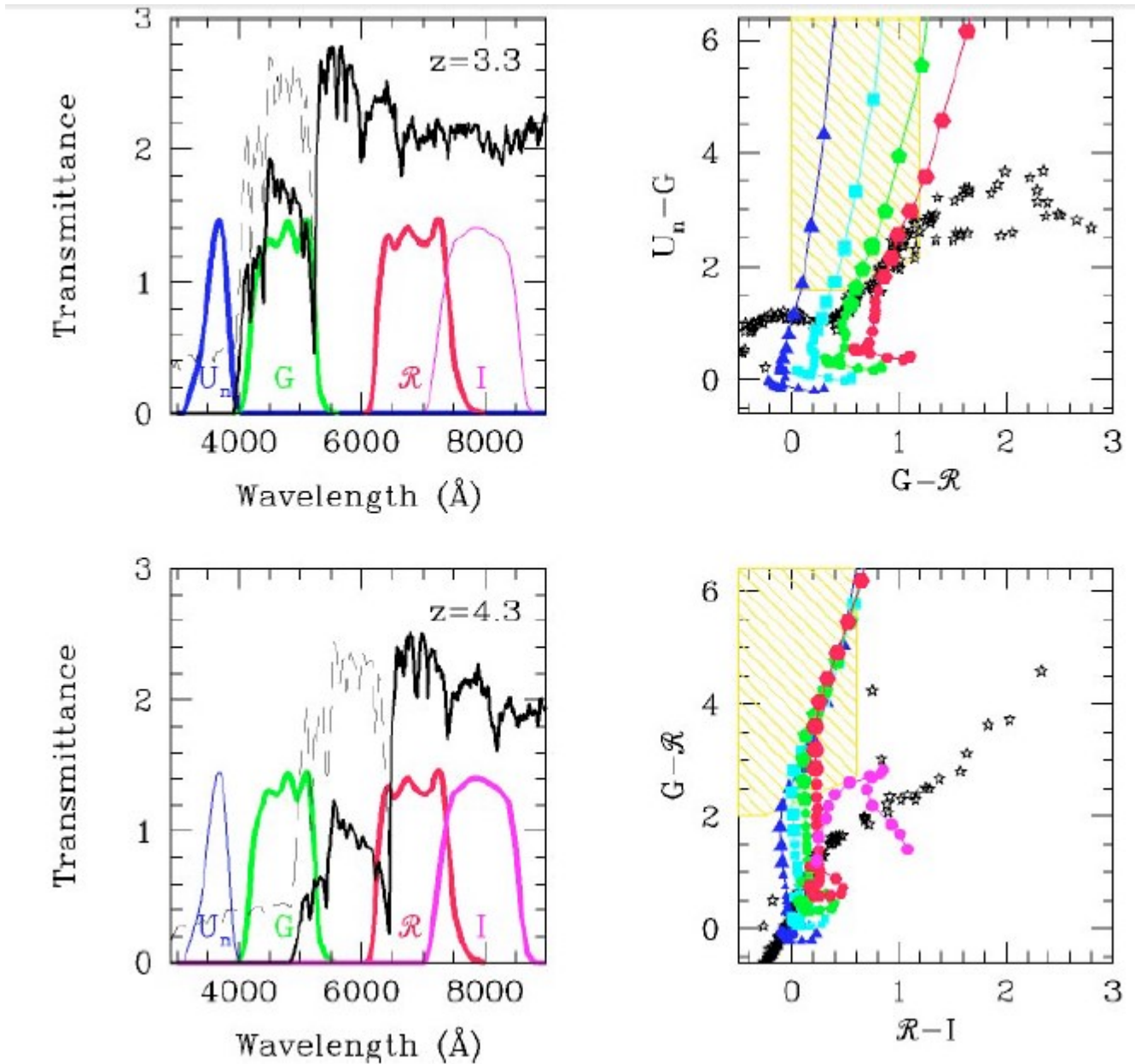


Figura 2.4: Nei due pannelli a destra si vede il processo di selezione delle sorgenti attraverso il diagramma colore-colore, nei due casi gli assi cartesiani sono diversi dal momento che la distanza degli oggetti è differente. Le curve rappresentano le galassie a vari redshift partendo da $z = 0.5$ e con un incremento di $\Delta z = 0.1$. I triangoli, quadrati, pentagoni ed esagoni corrispondono a diverse quantità di polvere, cioè $E(B-V)=0, 0.15, 0.3, 0.45$. Infine l'area in giallo indica i criteri di selezione che verranno introdotti in seguito. Per quanto riguarda i pannelli a sinistra essi rappresentano rispettivamente l' U -dropout (vicino a $z = 3$) e il G -dropout (a $z = 4$), si vede infatti che i tagli avvengono al termine del filtro U_n nel primo caso e poco prima del termine del filtro G nel secondo.

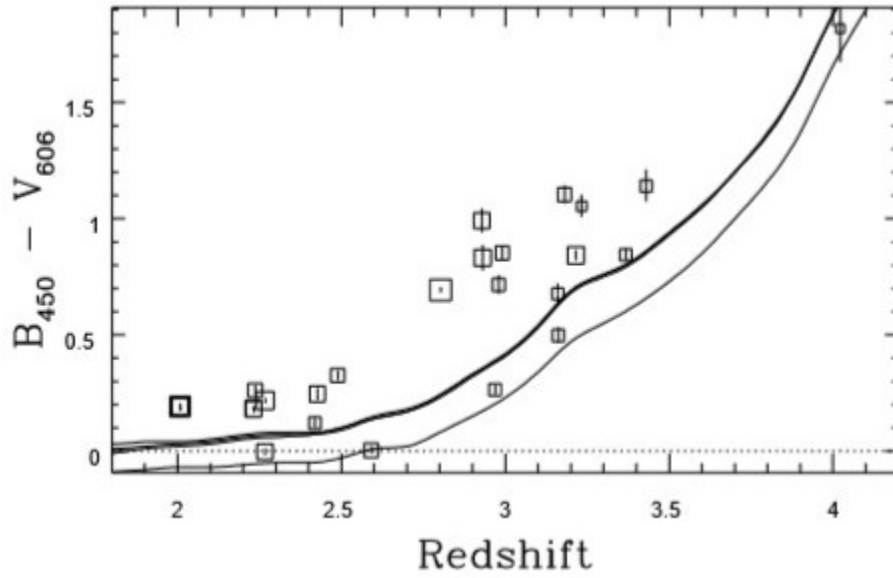


Figura 2.5: $U_{300} - B_{450}$ e $B_{450} - V_{606}$ per galassie LBGs confermate nel HDF, in funzione del redshift.

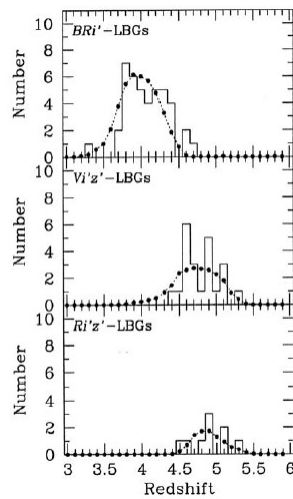


Figura 2.6: Conteggi di galassie Lyman-break osservate nel Subaru Deep Field ad ogni redshift e quelli previsti da simulazioni di Monte Carlo. [High redshift galaxies, Immo Appenzeller, Springer]

2.1.2 Assorbitori damped-Lyman- α

Le galassie Lyman-break costituiscono solo una parte degli oggetti celesti osservabili ad alti redshift. Un'altra parte, invece, è composta dai Nuclei Galattici Attivi (AGN), ovvero sorgenti al centro di galassie attive, con forte emissione in quasi tutto lo spettro elettromagnetico che non dovuto, in questo caso, a emissione termonucleare stellare. Gli AGN possono essere suddivisi in varie sottoclassi, in base all'andamento dello spettro; la loro scoperta risale agli anni '50, anche se le prime evidenze di sorgenti che presentavano emissioni non ottiche si ebbero alla fine degli anni '40.

Fin dalle prime analisi apparve lampante che la radiazione da essi emessa non poteva avere origine da starburst, infatti, la loro luminosità appariva sorprendentemente più elevata. Questo fatto fu confermato anche dall'analisi dell'atipicità dell'emissione: si presentava, infatti, fortemente polarizzata, spaziando in un vasto range di frequenze che potevano arrivare ad avere picchi anche in X e gamma. Osservati da terra, gli AGN possono essere scambiati per stelle, dato che la loro lontananza li rende praticamente puntiformi; ciò che li rende distinguibili perciò è il loro spettro. Una classe di AGN è detta Damped Lyman- α ed è molto importante, in quanto, a differenza delle altre, presenta una grande quantità di idrogeno neutro, che è ciò da cui si formano le stelle e le galassie. Essendo gli AGN i primissimi sistemi a crearsi dopo il Big Bang e presentando una grande quantità di H neutro, si pensa che essi siano i progenitori delle galassie moderne.

Lo studio degli spettri di questi AGN permette, quindi, di dedurre informazioni sul mezzo interstellare e, soprattutto, di avere una stima di quanto idrogeno neutro vi sia nell'universo e come esso sia distribuito. In fig.2.7 vengono mostrati tre tipici spettri di sistemi damped lyman- α . Come per le Break Galaxies, anche in questo caso, le due peculiarità principali dello spettro sono una forte emissione Lyman- α , seguita da un abbassamento del flusso, con varie righe di assorbimento della Lyman forest. Lo spettro iniziale degli AGN è praticamente continuo con la presenza di una forte riga di emissione Lyman- α . Durante il tragitto lungo la linea di vista, i fotoni a lunghezze d'onda minori di $\lambda = 1216\text{\AA}$ subiranno gli effetti del redshift cosmologico dato da $\lambda = \lambda_\alpha(1+z_s)$, aumentando così in lunghezza d'onda, fino a diventare fotoni con energia pari alla Lyman- α (ovviamente più il fotone è energetico, più tragitto impiegherà). Tra la sorgente e l'osservatore, però, vi è il mezzo intergalattico, composto principalmente da idrogeno neutro, che interagisce molto facilmente con la Lyman- α . Ogni nube, a una determinata distanza, interagirà con i fotoni diventati Lyman- α , creando così nello spettro una riga di assorbimento. Lungo la linea di vista, la somma delle nubi creerà una serie di righe di assorbimento e una diminuzione del flusso, creando così la Lyman forest. Per $z > 3$ questo Lyman break è così evidente, che è usato per determinare le distanze delle sorgenti, mentre lo studio delle righe di assorbimento della Lyman forest permette di ricavare informazioni sul mezzo intergalattico, dato che, ad ogni riga, equivale l'assorbimento di una nube differente. Risultano, quindi, particolarmente evidenti la riga di emissione Lyman- α e la riduzione del flusso osservato lungo la Lyman-forest.

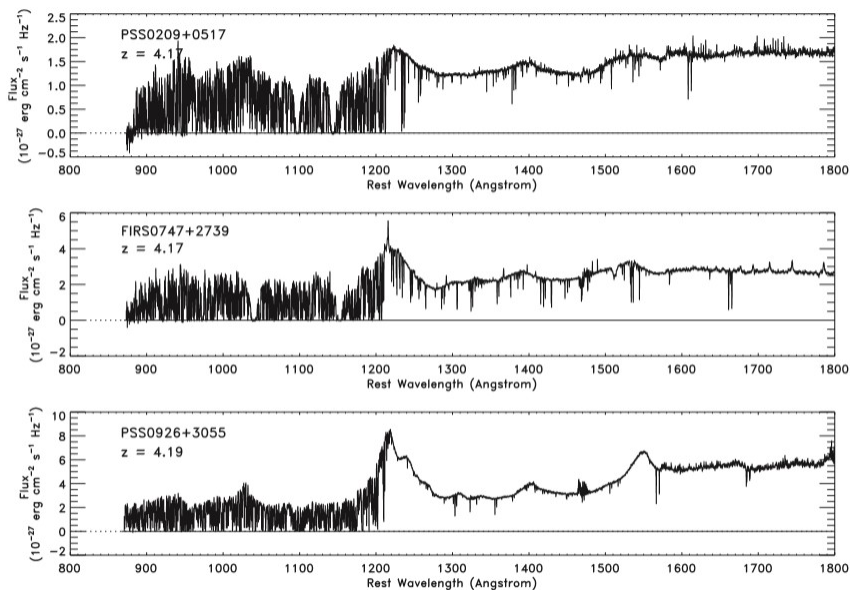


Figura 2.7: *Flussi di tre AGN posti a Redshift rispettivamente di $z = 4.32$, $z = 4$ e $z = 4.39$. [The first galaxies in the universe, Loeb and Furlanetto]*

In Fig.2.8, invece, viene mostrato come il Lyman Break, dipendendo dal redshift, vada sempre verso lunghezze d'onda maggiori man mano che aumenta.

2.2 Selezioni limitate in flusso

Data l'enorme quantità di galassie presenti nelle immagini di ampie porzioni di cielo, si è resa necessaria l'introduzione di alcuni criteri di selezione. Per far ciò, si è dovuto tener conto di due fenomeni che modificano il colore percepito: assorbimento delle polveri e opacità cosmica. L'effetto delle polveri nel mezzo interstellare è dato da

$$F_a(\lambda) = F_i(\lambda) \times 10^{-0,4 \times A_\lambda \times E(B-V)}$$

dove F_a e F_i sono lo spettro attenuato e intrinseco, A_λ la funzione di attenuazione (attenuazione che aumenta col diminuire della lunghezza d'onda) e $E(B-V)$ l'eccesso di colore che parametrizza la quantità di polveri. A_λ non si conosce a priori e, in questo caso, non vi è una legge empirica; viene, quindi, adottata quella delle nubi di Magellano, anche se non vi sono prove che possano giustificare questa scelta. L'opacità cosmica diventa non trascurabile da $z \geq 2$. Essa è dovuta all'assorbimento e alla riemissione della radiazione da parte dei metalli e all'assorbimento fotoelettrico generato dall'idrogeno neutro locale.

Da un diagramma colore-colore in cui vi è plottato un generico campione di galassie, mediante i cosiddetti criteri di selezione del colore è possibile evidenziare galassie solo a un determinato redshift. Essi determinando le condizione negli indici di colore, affinché siano evidenziate solo le galassie in una determinata regione del diagramma. Nei pannelli di destra di Fig.2.4 si notano le due regione gialle, parametrizzate dalle

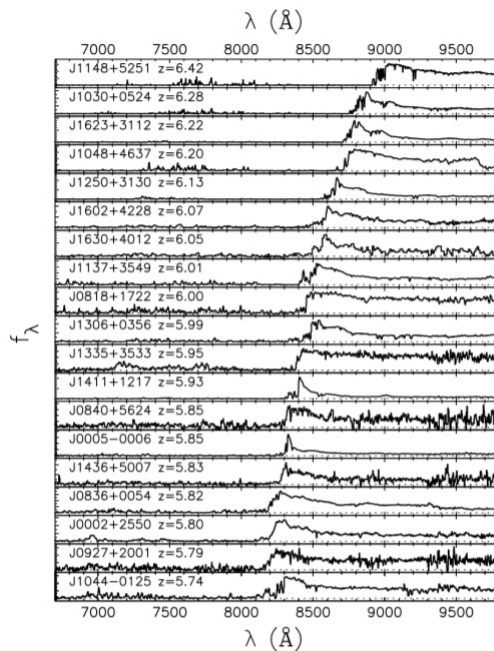


Figura 2.8: Spettri di 19 quasar con redshift tra $5.74 < z < 6.42$. [The first galaxies in the universe, Loeb and Furlanetto]

seguenti condizioni:

$$(U_n-G) \geq 1+(G-R) ; (U_n-G) \geq 1.6 ; (G-R) \leq 1.2$$

nel primo diagramma, che permette di isolare le galassie U-band drop-out a $z \sim 3$, mentre nel pannello in basso la regione parametrizzata da

$$(G-R) \geq 2 ; (G-R) \geq 2 \times (R-I) + 1.5 ; (R-I) \leq 0.6.$$

che evidenzia galassie con un G-band drop-out poste a $z \sim 4$.

Non vi sono criteri standard da adottare, infatti lo stesso lavoro di selezione è stato fatto per l'HDF nel quale viene usato un set di filtri diversi: U_{300} , B_{450} , V_{606} e I_{814} . I criteri adottati sono dunque:

$$\begin{aligned} (U_{300}-B_{450}) &\geq (B_{450}-V_{606}) ; \\ (B_{450}-V_{606}) &\leq 1.2 ; \\ (B_{450}-V_{606}) &> 1.7 \times (V_{606}-I_{814}) + 0.7 ; \\ (B_{450}-V_{606}) &\leq 3.5 \times (V_{606}-I_{814}) + 1.5 ; \\ (V_{606}-I_{814}) &\leq 1.5 ; V_{606} \leq 27.7 ; B_{450} > 1.5 ; V_{606} \leq 207. \end{aligned}$$

Se a tali classi volessimo legare un limite in flusso, dovremmo considerare la densità superficiale delle galassie in esame. Per i telescopi di 8 metri il flusso minimo vale

$R \sim 25,5$ a $z \sim 3$ e $I \sim 25$ per le sorgenti a $z \sim 4$. I criteri di selezione vengono dunque convertiti in termini di densità:

$$\begin{aligned}\Sigma_{U_n}(25, 5) &= 1.21 \pm 0,06 \frac{\text{galassie}}{\text{arcsec}^2} \\ \Sigma_G(25) &= 0.47 \pm 0.02 \frac{\text{galassie}}{\text{arcsec}^2}\end{aligned}$$

che valgono per le osservazioni da terra, mentre per HST i limiti sono $V \sim 27$ per gli U-dropout e $I \sim 25$ per i V-dropout. Trasformandoli diventano:

$$\begin{aligned}\Sigma_{U_{300}}(27) &= 29.4 \pm 3.5 \frac{\text{galassie}}{\text{arcsec}^2} \\ \Sigma_{B_{450}}(25, 5) &= 8.7 \pm 5 \frac{\text{galassie}}{\text{arcsec}^2}.\end{aligned}$$

L'efficacia della selezione varia in base alla distanza considerata, in particolare per oggetti a $z \sim 3$ è del 85%, con una contaminazione del 3.4%. Tale valore, molto probabilmente, è maggiore, dato che spesso si possono verificare incidenti di osservazione, come un mancato allineamento della fenditura o un insufficiente tempo di posa. La resa delle sorgenti a $z \sim 4$ è del 45%, tale percentuale è dovuta alla debolezza delle sorgenti stesse e al fatto che le caratteristiche spettrali si spostano in regioni dove il cielo diventa più luminoso. In un grado quadro di cielo possono venire osservate ~ 4400 U-band dropout e ~ 1700 G-band dropout, per le quali si possono compiere le misure spettroscopiche in meno di un mese.

Capitolo 3

Diagrammi Lilly-Madau

Nelle pagine precedenti, sono state esposte tutte le proprietà fisiche dei primi sistemi dell'universo e descritte le tecniche di misurazione delle distanze maggiormente utilizzate. Oggetto di questo capitolo è, invece, l'evoluzione del tasso di formazione stellare nelle galassie (SFR) nel tempo cosmico, in modo da poter determinare la storia di formazione stellare (SFH). Conoscere la distanza delle galassie, in un campione scelto, permette di poterle suddividere in intervalli di redshift (e quindi temporali), potendo così calcolare le funzioni di luminosità a diverse epoche cosmiche e riuscendo ad evidenziare il loro andamento nel tempo.

Possiamo distinguere tre macro-casi che descrivono come possa evolvere una funzione di luminosità:

Pura evoluzione di densità, che corrisponde a un aumento o diminuzione delle sorgenti col tempo cosmico.

Pura evoluzione di luminosità, i conteggi rimangono costanti, mentre varia la luminosità delle sorgenti, dovuta a fattori che dipendono dal tempo e non dalla luminosità (es. popolazioni stellari).

Pura evoluzione dipendente dalla luminosità, le funzioni di luminosità si deformano col passare del tempo e il tasso di evoluzione dipende dalla luminosità.

Il tipo di evoluzione, in una galassia, dipenderà ovviamente dai tipi di popolazioni stellari in essa presenti, in quanto, la loro evoluzione è differente, sia in termini di tempo che di luminosità. Ciò vuol dire che tutto dipenderà dalla funzione di massa iniziale (IMF), che descrive il rapporto tra stelle molto massive e poco massive, all'interno di una galassia appena creata. Ovviamente, nella realtà, gli andamenti dedotti sono molto complessi e saranno una combinazione dei tre macro-casi.

In Fig.3.1 viene mostrato un esempio di calcolo di funzioni di luminosità (a sinistra) e di massa (a destra) con riferimento a diversi intervalli di redshift di un campione di 1478 galassie estremamente deboli, identificate in un'un'area di $\Omega = 150 \text{arcmin}^2$ del cielo sud. Dall'andamento delle funzioni di luminosità possiamo dedurre due importanti proprietà dell'evoluzione delle sorgenti: le funzioni di massa non sembrano essersi

modificate molto col tempo cosmico, (a parte quelle di piccola massa, che presentano una diminuzione di densità verso epoche più remote), mentre le funzioni di luminosità presentano un forte aumento in densità per luminosità alte. Da questo si può dedurre che, i fenomeni fisici, che hanno portato al crearsi delle galassie, sono avvenuti in epoche estremamente lontane, dopo circa $3Gyrs$ dal Big Bang. L'andamento della luminosità indica, invece, che, aumentando il redshift, le galassie diventano in media sempre più brillanti. Supponendo che i primi sistemi si siano creati dal collasso di immense nubi di gas primordiale, è possibile dare un'illustrazione quantitativa alle caratteristiche sopra descritte.

La legge di Schmidt mostra la dipendenza del tasso di formazione stellare dalla quantità di gas:

$$\frac{\partial \rho_{gas}}{\partial t} = -k \rho_{gas}^n$$

(a più alta densità di gas corrisponde maggior consumo, dovuto al maggior numero di stelle che si sono create), con soluzione

$$\rho_{gas}(t) = \rho_{gas,0} \exp(-kt)$$

(in cui $\rho_{gas,0}$ = densità del gas al tempo zero).

La soluzione dell'equazione di Schmidt mostra, pertanto, una fase accentuata di formazione stellare durante le prime fasi evolutive, data la grande presenza di gas che, man mano, decresce col tempo. Introducendo il parametro $\tau = \frac{1}{k}$, che stabilisce il tempo scala della formazione di una galassia, possiamo suddividere i vari tipi morfologici della sequenza di Hubble in base all'epoca della loro formazione.

Per galassie di tipo E/S0, il $\tau = 1 - 2Gyrs$ ci indica che la loro formazione è avvenuta in epoche molto lontane e in un breve periodo, evolvendo poi in modo "passivo", ovvero con ricambio generazionale delle popolazioni stellari al loro interno (invecchiamento). Mentre il $\tau = 5 - 7Gyrs$ per galassie a spirale dei primi tipi e il $\tau = 10 - 15Gyrs$ per altre tarde e irregolari ci indicano che la formazione, in entrambi i casi, è avvenuta in tempi molto più lunghi, che hanno permesso lo sviluppo di più fenomeni di interazione, dando così origine a strutture molto più complesse. Tutto questo trova conferma nel fatto che la maggior parte delle stelle vecchie si trova nelle galassie ellittiche e nei bulge delle galassie a spirale, indicando, perciò che questi sono sistemi creati in tempi molto remoti; mentre le stelle giovani sono osservate nei bracci a spirale, a prova che essi si sono formati in tempi più recenti, sottoposti, per esempio, a forze mareali con altre galassie. Ciò può essere osservato nell'universo locale e, quindi, rappresenta un "punto di arrivo" della storia evolutiva delle galassie.

Lo studio di galassie ad alti redshift mostra, invece, l'andamento di questa evoluzione, dal principio fino ai tempi odierni, attraverso l'osservazione in varie bande, dall'UV fino al sub-millimetrico. Ogni particolare banda permette la deduzione di precise proprietà fisiche, che, unite tra di loro, danno un quadro generale del sistema osservato. Il flusso integrato nel FUV (far Ultraviolet) permette di stimare la componente stellare dominata da stelle molto massive di breve durata, che sarà proporzionale al SFR istantaneo della galassia. La conversione dalla luminosità UV al SFR può essere derivata mediante

l'utilizzo di modelli di popolazioni stellari, che permettono il calcolo della costante di proporzionalità, soprattutto se si osserva in un range di $1250 < \lambda < 2500\text{\AA}$. Molti modelli sono stati dedotti in vari lavori e sembrano essere in accordo entro un fattore ~ 2 . A titolo di esempio viene mostrata la relazione di Madau (1998),

$$SFR \frac{M_{\odot}}{yr} = 1,4 \times 10^{-28} L_{\nu}(\lambda_{1500})$$

in cui è ipotizzata una IMF tra $0,1M_{\odot}$ e $100M_{\odot}$ e durata della formazione stellare maggiore della vita delle stelle.

I vari modelli si differenziano soprattutto nelle assunzioni adottate di vari parametri, come l'IMF, il tasso di metallicità nelle stelle (una sua modifica comporta una variazione anche della luminosità totale della galassia) e la quantità e distribuzione delle polveri. Queste ultime sono un fattore molto importante da tenere in considerazione, in quanto, assorbono la radiazione UV emessa dalle stelle e la ri-emettono con una lunghezza d'onda maggiore, soprattutto nell'infrarosso. Per esempio, nelle galassie Starburst nell'universo locale, la maggior parte della radiazione emessa dalla formazione stellare è osservata nel FIR ed è dovuta ad emissione termica delle polveri. Per misurare il tasso di formazione stellare si può, quindi, osservare nell'UV, correggendo i dati con l'oscuramento dovuto alle polveri o osservare nel FIR. Dalla distribuzione dell'energia negli spettri UV, non è semplice dedurre la quantità di polveri e la loro collocazione, dato che, a parità di quantità di polveri e spettro stellare intrinseco, diverse distribuzioni spaziali possono comportare varie modifiche nei colori osservati della galassia. Fortunatamente, nel caso delle galassie starburst con una forte luminosità UV, c'è una lieve correlazione della pendenza del continuo UV e l'oscuramento totale delle polveri, evidenziato dal rapporto del FIR e luminosità bolometrica (Calzetti 1997, Meurer et al.1999). Questa proprietà permette di calibrare i colori UV osservati in termini di oscurazione da polveri e, quindi, stimare la luminosità UV intrinseca e, di conseguenza, il SFR. Questa peculiarità è caratteristica di queste galassie starburst con una forte luminosità UV, non si riscontra, ad esempio, in quelle ultra luminose nell'IR (ULIRGs). Il comportamento, delle LBGs non è compreso ancora appieno, pur ipotizzando che le polveri si comportino in maniera simile alle galassie starburst brillanti nell'UV (Adelberg e Steidel (2000), Calzetti (2001)).

Le osservazioni compiute nell'infrarosso sono comunque un importante strumento per misurare il SFR, in quanto permettono di calcolare il flusso emesso dalle polveri, che è proporzionale alla radiazione UV da esse assorbita. Le osservazioni nel FIR, però, sono molto difficili e molto meno sensibili rispetto a quelle nell'UV e ottico, difatti è molto più efficace ed economico osservare nell'UV e poi correggere i dati, considerando l'oscuramento delle polveri, nonostante la perdita di flusso dovuta alle polveri.(Adelberg e Steidel (2000)). Come prima descritto, il flusso nell'IR viene considerato proporzionale alla SFR, anche se vi possono essere eccezioni, come nel caso di alcuni QSO o di galassie vecchie nell'universo locale, in cui le polveri possono essere scaldate rispettivamente da AGN o stelle vecchie. Idealmente, la luminosità IR totale di una galassia sarebbe misurata fittando un modello di emissione di polveri, con le osservazioni a varie

lunghezze d'onda, individuando, così, il picco dell'emissione. Nella realtà, questi dati a varie lunghezze d'onda non sono disponibili, e, quindi, i cosmologi usano modelli di SED, derivati da osservazioni di galassie locali, potendo, così, estrapolare la luminosità IR totale dalla densità di flusso osservata. Questi modelli, però, sono molto complicati da creare, infatti, lo spettro totale emesso è dato dal contributo di polveri a varie temperature, che vanno da relativamente fredde (15-60K), con conseguente emissione tra $30 < \lambda < 100\mu m$, a temperature più calde nelle regioni di formazione stellare con emissione a $\lambda < 30\mu m$.

Negli ultimi decenni, grazie ai nuovi telescopi spaziali, i dati disponibili sono in forte aumento; lo Spitzer Space Telescope, mappando larghe aree di cielo, ha permesso, infatti, le prime osservazioni nel MIR, sufficientemente sensibili per l'osservazione di galassie ad alto redshift, permettendo così di migliorare la conversione del flusso L_{IR} alla SFR. La finestra del FIR è stata osservata dal Herschel Space Observatory, specialmente il picco dell'emissione delle polveri fredde. Unendo i dati forniti dai due telescopi, si è potuto dedurre, che, fino a $z < 1.3$, i flussi osservati sia nel MIR che nel FIR sono molto simili a quelli previsti dai modelli SED delle galassie locali (Chary e Elbaz (2001)), mentre per $z > 1.3$, i flussi, soprattutto a $24\mu m$, sono più brillanti di quelli attesi. (Elbaz et al. 2010, Nordon et al. 2010). Le osservazioni nel sub-millimetrico e millimetrico possono essere eseguite da telescopi terrestri. L'avvento degli array bolometrici sub-millimetrici, come SCUBA, ha reso possibile osservare grandi popolazioni di ULIRGs ad alti redshift; in futuro, l'interferometro ALMA, in costruzione, aumenterà la risoluzione di un ordine di magnitudine. Le osservazioni nel sub-millimetrico hanno come oggetto l'emissione oltre il picco delle polveri, dove il flusso decresce molto rapidamente con la lunghezza d'onda nella regione di Rayleigh-Jeans della SED. Questo comporta una correzione K così negativa, che annulla l'effetto della distanza. Nell'intervallo $1 < z < 10$, una galassia, con data luminosità IR, avrà il flusso nel sub-millimetrico praticamente costante. Al contrario, nel passaggio dal flusso osservato nel sub-millimetrico alla luminosità totale IR, la correzione bolometrica sarà molto alta perchè fortemente dipendente dalla temperatura delle polveri. Questo comporta molta incertezza nell'interpretazione dei flussi a galassie ad alto redshift.

Fin qui è stato esposto come, mediante l'utilizzo di osservazioni in varie bande, si possono ricavare informazioni della storia della formazione stellare. Per l'interpretazione dei dati sono molto utili i diagrammi di Lilly-Madau, che permettono di mostrare l'andamento del tasso di formazione stellare o di altri parametri in funzione del tempo cosmico, o, analogamente, del redshift. In Fig.3.2.a vengono mostrati i dati relativi a misurazioni nell'UV, MIR e FIR. I dati nel FIR sono forniti dalle survey dei telescopi Spitzer o Herschel, mentre, quelli nel FUV sono presi da GALEX (galaxy evolution explorer) (wyder et al.(2005) e Robotham e Driver (2011)), tutti considerati fino a $z < 8$. Le densità di luminosità nell'UV fino a $z \sim 4$ è quella di Cucciati et al.(2012), per $4 < z < 8$ quella di Schenker et al.(2013). Nell'infrarosso la funzione di luminosità è data da Sander et al.(2003) e Takeuchi et al.(2003). Il pannello di sinistra mostra le densità del tasso di formazione stellare (SFRDs) nell'UV (azzurro-verde) e nell'IR

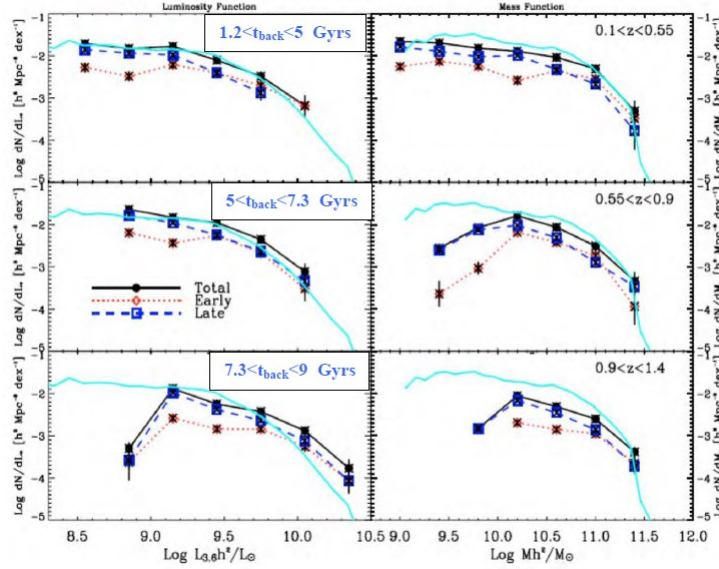


Figura 3.1: *Dati relativi ai flussi in IR e UV (non corretto dalle polveri) a vari redshift. [Cosmic star formation history, Madau, Dickinson(2014)]*

(rosso). L'andamento, come previsto, è crescente verso redshift maggiori, con un picco verso $z \sim 3$, ovvero dopo circa $3Gyrs$ dopo il Big Bang. I dati nel FUV in Fig.3.2.a non considerano l'estinzione da polveri, di cui si può vedere l'andamento effettivo in Fig.3.2.b., dedotto dalla pendenza spettrale dell'UV di modelli di galassie ad attiva formazione stellare. Tale andamento conferma il fatto che molta radiazione, proveniente da regioni di attiva formazione stellare, è irradiata nell'IR e non nell'UV. Questo gap cresce col redshift, fino a un picco a $z \sim 1$. In Fig.3.3.a e Fig.3.3.b sono mostrati gli SFH nell'IR e nell'UV corretto dalle polveri, fittati insieme in FIG.3.4 La linea nera è la funzione che meglio fitta i dati, data da

$$\psi(z) = 0,015 \times \frac{(1+z)^{2,7}}{1 + \left(\frac{1+z}{2,9}\right)^{5,6}} \frac{M_{\odot}}{years Mpc^3}$$

Si nota come dal Big Bang l'SFR aumenta con un fattore

$$\psi(z) \propto (1+z)^{-2,9}$$

fino a un picco a circa $3,5Gyrs$, per poi diminuire man mano fino ai giorni nostri con pendenza

$$\psi(z) \propto (1+z)^{-2,7}$$

In questo momento la SFRD è molto simile a quella a $z \sim 7$.

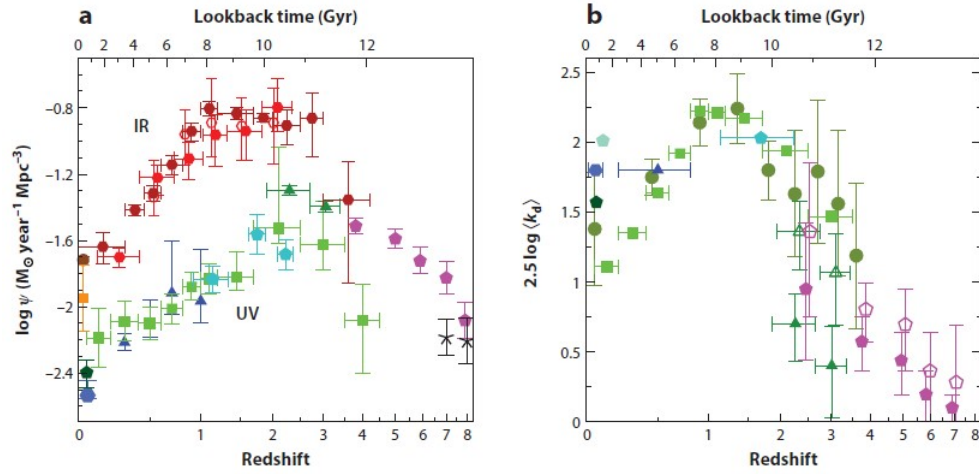


Figura 3.2: Andamento delle osservazioni nell'IR e UV (figura a) dell'estinzione delle polveri (figura b) col redshift. [Cosmic star formation history, Madau, Dickinson (2014)]

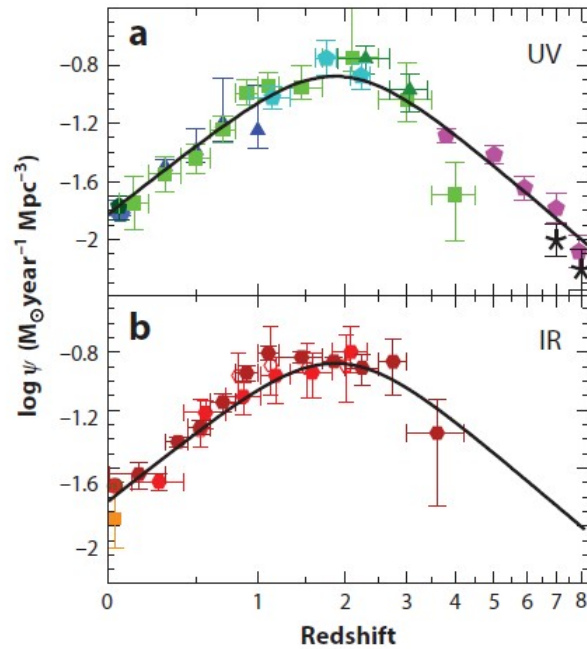


Figura 3.3: Fit separati dei dati nell'infrarosso e nell'ultravioletto corretto dalle polveri, plottati con la funzione $\psi(z)$.

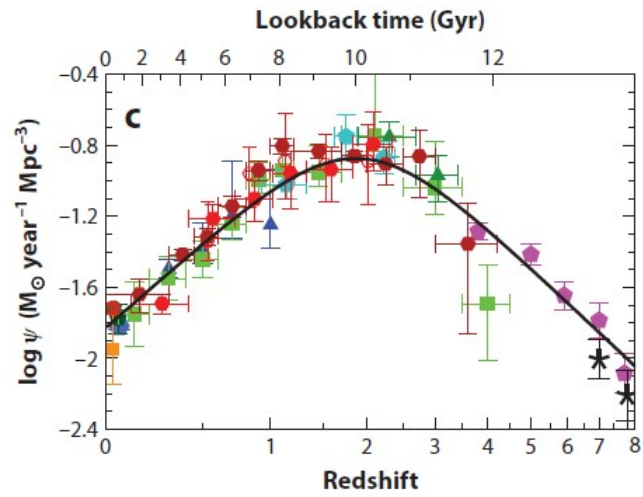


Figura 3.4: *Fit dei dati nell'IR e UV (corretto dalle polveri), con la funzione $\psi(z)$. [Cosmic star formation history, Madau, Dickinson(2014)]*

Capitolo 4

Misure di metallicità

Una questione molto importante in ambito cosmologico è l'origine degli elementi pesanti, detti anche metalli, ovvero, tutti quelli con un numero atomico superiore a quello del Litio. Conoscere la loro quantità e distribuzione a vari tempi cosmici è fondamentale, in quanto, possono influenzare le proprietà di alcune strutture cosmiche. Infatti, possono provocare, per esempio, un aumento dell'opacità delle polveri, o un aumento del tasso di raffreddamento nel collasso del gas primordiale, o una modifica della luminosità emessa da una galassia. Essendosi questi elementi creati all'interno del processo di nucleo sintesi stellare di stelle massive, il loro tasso di formazione è proporzionale a quello di formazione stellare. Dato che quello stellare considera tutti i tipi di stelle, quello dei metalli deve tener conto anche della funzione di massa iniziale, infatti, maggiore sarà la porzione di stelle massive, maggiore sarà la presenza di metalli. Assumendo una IMF di Salpeter(1995), la relazione tra tasso di formazione di metalli e quello della produzione di massa stellare è

$$\frac{\partial \rho_z}{\partial t} \simeq SFR/42 \quad (4.1)$$

e, quindi, il calcolo della SFR sarà un indicatore della quantità di metalli presenti.

L'osservazione di forti righe di assorbimento interstellare emesse dalle LBGs rappresenta una prova della presenza di vari elementi chimici, lo studio dei quali è fondamentale, per poter dedurre l'evoluzione di questi sistemi. La loro troppa saturazione, però, rende queste righe non adatte al calcolo delle proprietà di tali elementi, proprietà che, invece, possono essere dedotte da altre righe più deboli (Pettini et al. (1995)). Ciò è stato tentato da Pettini et al.(2000), osservando le linee emesse dalla galassia cB58, la cui brillantezza permetteva un buon $\frac{\text{segnale}}{\text{rumore}}$. Nonostante la risoluzione dello spettro fosse dieci volte superiore alle risoluzioni di sorgenti a redshift simili, era comunque circa dieci volte minore dello spettro normalmente richiesto per il calcolo delle abbondanze

di specie chimiche. In questo caso, si può agire in due modi: o si considera la riga più debole ($W_0 \leq 0,5\text{\AA}$) nello spettro (NiII, SiII e SII) e si deriva la metallicità, assumendo che gli effetti di saturazione siano trascurabili nella stima della densità di colonna della specie osservata, oppure, dalla riga di assorbimento della Lyman- α si può stimare la densità di colonna dell'HI, e quindi, creare un modello che permetta di dedurre la quantità di elementi chimici, partendo da assunzioni di morfologia della galassia e popolazioni stellari al suo interno. Pettini et al.(2002) ha ottenuto uno spettro con risoluzione di $58 \frac{km}{s}$, trovando nell'ISM della galassia tracce di elementi, quali O, Mg, Si, P e S, derivanti probabilmente da supernove di tipo II. I picchi di abbondanza del Fe, N, Mn e Ni sono comunque sotto-abbondanti di un fattore 3. Questo implica che i bursts che hanno arricchito l'ISM di cB58 devono essere giovani, dell'ordine di $\leq 300 Myrs$, ovvero, il tempo scala di rilascio di N nelle stelle di massa intermedia, indicando che la galassia è probabilmente un giovane sferoide.

Altri tentativi di misura delle abbondanze chimiche sono stati fatti, sfruttando metodi differenti. Kobulnichy e Koo et al .(2000) e Teplitz et al. (2000b) hanno misurato lo spettro nel NIR di un campione di LBGs, usando poi l'indice R_{23} (ovvero il ratio di [OII]+[OIII] relativo al $H\beta$) per misurare l'abbondanza di ossigeno relativo all'HII. Il metodo è generalmente facile e accurato, però, la calibrazione dell'indice comporta che, per un dato valore di R_{23} vi siano due valori possibili di abbondanza di ossigeno, definendo, così, un intervallo di incertezza molto ampio. Questa degenerazione può essere risolta calcolando i flussi di $H\alpha$ e N[II] (Teplitz(1979), Pettini(2001)). In Fig.4.1 sono plottati le linee di calibrazione, di cui si hanno due diversi valori, i possibili valori di R_{23} all'interno dell'area scura e i valori di riferimento dell'abbondanza solare $12 + \log(\frac{O}{H}) = 8,83$. Solo nell'ultimo caso i valori di R_{23} sono concentrati all'apice delle due funzioni, permettendo così una sua stima. Va notato, infine, che non vi è correzione da polveri e questo comporta che il valore di R_{23} sia sovrastimato.

Una stella nasce dal collasso gravitazionale di nubi del mezzo interstellare e termina la sua vita con enormi esplosioni che emettono materia stellare nello spazio; vi è, quindi, un continuo scambio tra stelle e mezzo interstellare. Quantitativamente, in un volume cosmologico comovente di densità di stelle di lunga vita e resti stellari (nane bianche, stelle di neutroni, buchi neri) ρ_* , e densità di gas ρ_g , in cui il tasso di formazione di nuove stelle è ψ , le equazioni dell'evoluzione chimica cosmica sono:

$$\begin{aligned} \frac{d\rho_*}{dt} &= (1 - R)\psi \\ \frac{d\rho_g}{dt} &= -\frac{d\rho_*}{dt} \\ \rho_g \frac{dZ}{dt} &= y(1 - R)\psi. \end{aligned}$$

Z è la metallicità nel gas e stelle recenti, R è la frazione di massa di ogni generazione

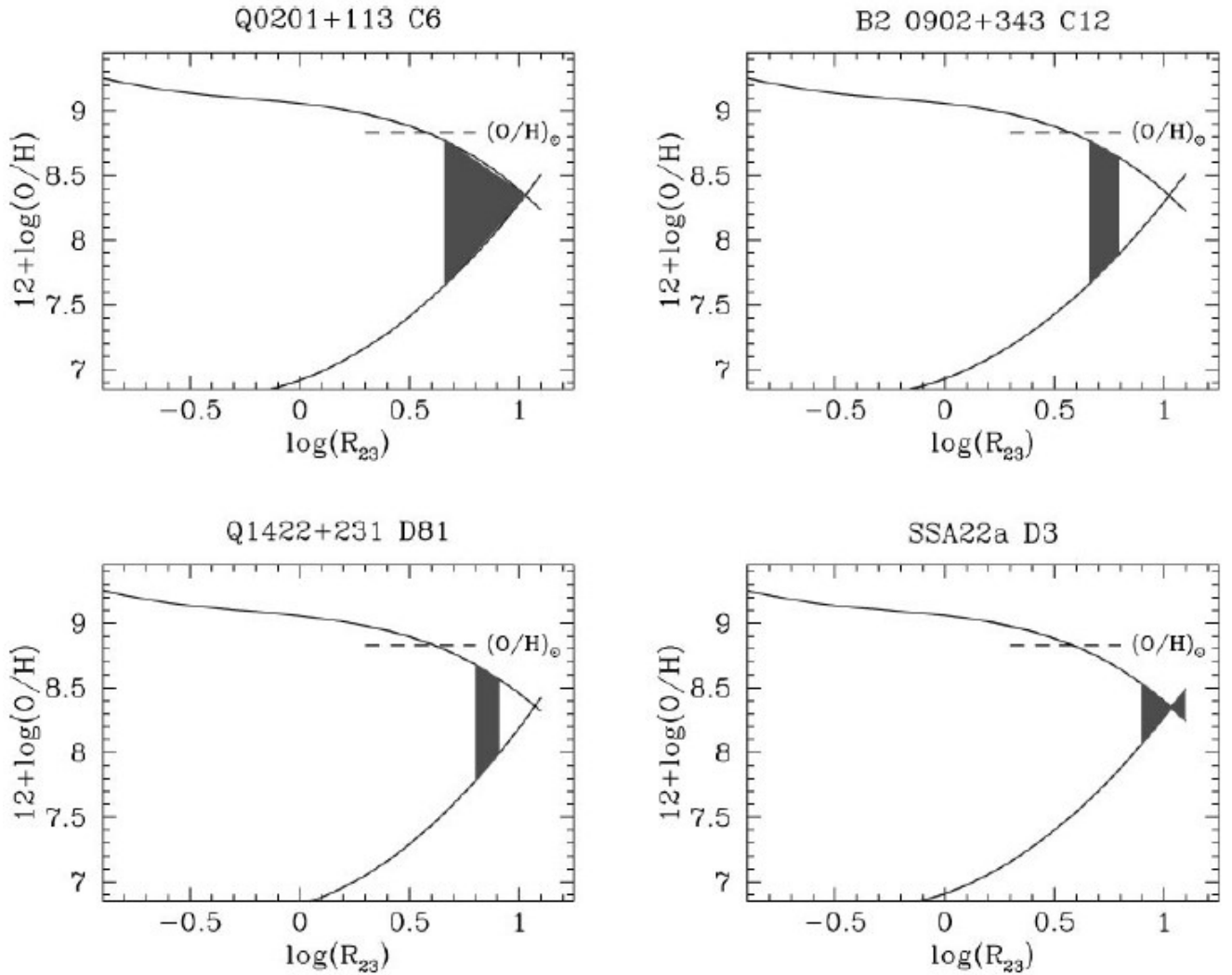


Figura 4.1: Calcolo dell'indice R_{23} in quattro diverse galassie.[Pettini, chemical abundances over cosmic time.]

stellare, che ritorna nel mezzo interstellare e intergalattico, e y è la massa dei nuovi elementi creati e espulsi nel ISM e IGM da ogni generazione di stelle per unità di massa. Queste equazioni governano la formazione, distruzione e distribuzione degli elementi pesanti nel ciclo mezzo-stella-mezzo. Senza entrare nel dettaglio matematico delle soluzioni e concentrandoci solo sul loro significato fisico, possiamo dedurre che per ogni nuovo elemento di massa bloccato in una stella di lunga vita e con un determinato $\Delta\rho_*$, la metallicità del ISM e IGM aumenta con

$$\Delta Z = y \frac{\Delta\rho_*}{\rho_g}$$

mentre la massa degli elementi pesanti nel ISM e IGM varia di

$$\Delta(Z\rho_g) = (y - Z)\Delta\rho_*$$

L'ultima equazione governa lo flusso di elementi pesanti da stelle al mezzo interstellare, mediante la perdita di massa durante la post sequenza principale e fine della vita stellare, e dal mezzo alle stelle, mediante la formazione di nuove stelle dal collasso di nubi del mezzo. La somma degli elementi pesanti all'interno delle stelle e nel mezzo in un dato momento

$$Z\rho_g + \langle Z_* \rangle \rho_*$$

con $\langle Z_* \rangle \rho_*$ contenuto di metalli totale nelle stelle e resti di stelle ad alti redshift, deve essere uguale alla massa totale di metalli prodotta nel corso della storia cosmica $y\rho_*$. Quest'ultima è utile esprimerla riferita alla densità barionica

$$Z_b(z) = \frac{y\rho_*(z)}{\rho_b}$$

con $\rho_b = 2,77^{11}\Omega_b h^2 M_\odot Mpc^{-3}$.

In Fig.4.2 viene mostrata l'evoluzione della metallicità media dell'universo, Z_b , predetta dai modelli di Madau et al.(1998b), e la metallicità osservata di vari sistemi astrofisici in varie epoche. Il modello di Madau prevede una metallicità di

$$Z_b \simeq 0,09\left(\frac{y}{Z_\odot}\right)$$

per epoche recenti, mentre cala a

$$Z_b \simeq 0,01\left(\frac{y}{Z_\odot}\right)$$

per $z = 2.5$, a prova che quest'epoca di attiva formazione stellare arricchisce l'universo di metalli per l'1%. I sistemi astrofisici rappresentati sono stelle nell'universo locale (quadrati turchesi), cluster di galassie, che sono gli oggetti più lontani di cui si può studiare a fondo l'abbondanza chimica (triangoli verdi), sistemi di assorbimento damped Lyman- α , che danno informazioni sull'idrogeno neutro dell'universo (pentagoni rossi) e il gas altamente ionizzato circumgalattico e intergalattico. La metallicità di quest'ultimo è dedotta dalla misura di varie righe in assorbimento: riga dell' O VI nella Lyman-forest (punti arancioni), riga del C IV (pentagoni neri) e righe dei C IV e C II (rettangoli magenta). I sistemi in assorbimento damped Lyman- α non hanno bias di

luminosità in quanto sono rilevati in assorbimento. La loro metallicità è determinata per elementi come O, S, Si e Fe e l'accuratezza diminuisce col redshift. La metallicità nel mezzo circumgalattico, come provato dagli assorbimenti di C III, CIV, Si III, O VI, e altre transizioni, fornisce indicazioni della formazione stellare passata e l'impatto che ha avuto il vento solare con le zone circostanti. A $z \sim 3$ e $z \sim 4$ le abbondanze metalliche corrette per la ionizzazione del O VI e C IV sono una prova senza bias del ciclo cosmico dei barioni, in quanto fittano bene la metallicità media dell'universo. Lo studio della metallicità dell'universo a $z \sim 6$ è ancora una sfida per i cosmologi, in quanto la forte opacità della Lyman-forest non rende possibile studiare in dettaglio l'assorbimento dell'idrogeno lungo la linea di vista. E' comunque possibile fare una stima della metallicità a questi redshift, sfruttando righe in assorbimento lontane dalla Lyman- α . Secondo Simcoe et al.(2011) e Ryan-Weber et al.(2009) la densità di massa comoving del carbonio ionizzato tre volte nell'intervallo $5.3 < z < 6.4$ risulta $\Omega_{CIV} = (0,46 \pm 0,20)^{-8}$. Nello stesso intervallo di redshift, l'assorbimento del C II porta a $\Omega_{CII} = 0,9^{-8}$ (Becker et al.2011). La metallicità totale del carbonio Z_C a $\langle z \rangle = 5,8$ è

$$Z_C = \frac{\Omega_{CIV} + \Omega_{CII}}{\Omega_b} \times \frac{C}{C_{II} + C_{IV}} \simeq 3 \times 10^{-7} \frac{C}{C_{II} + C_{IV}}$$

dove $\frac{(C_{II} + C_{IV})}{C}$ è la frazione di Carbonio che è ionizzata uno o tre volte. In Fig.14 viene plottato Z_C in unità di frazione di massa del carbonio nel Sole, $Z_{C\odot} = 0,003$ (Asplund et al.2009). Il rettangolo è centrato a $z = 5,8$. Il limite inferiore è trovato ipotizzando di non adottare correzione per ionizzazione, mentre il limite superiore è derivato dal limite di conservazione

$$\frac{(C_{II} + C_{IV})}{C} \geq 0,1$$

che è l'abbondanza minima raggiunta da $(C_{II} + C_{IV})$ nelle migliori condizioni di fotoionizzazione di equilibrio a redshift $z = 6$. Queste sono soltanto stime e sono lontane dall'essere confermate.

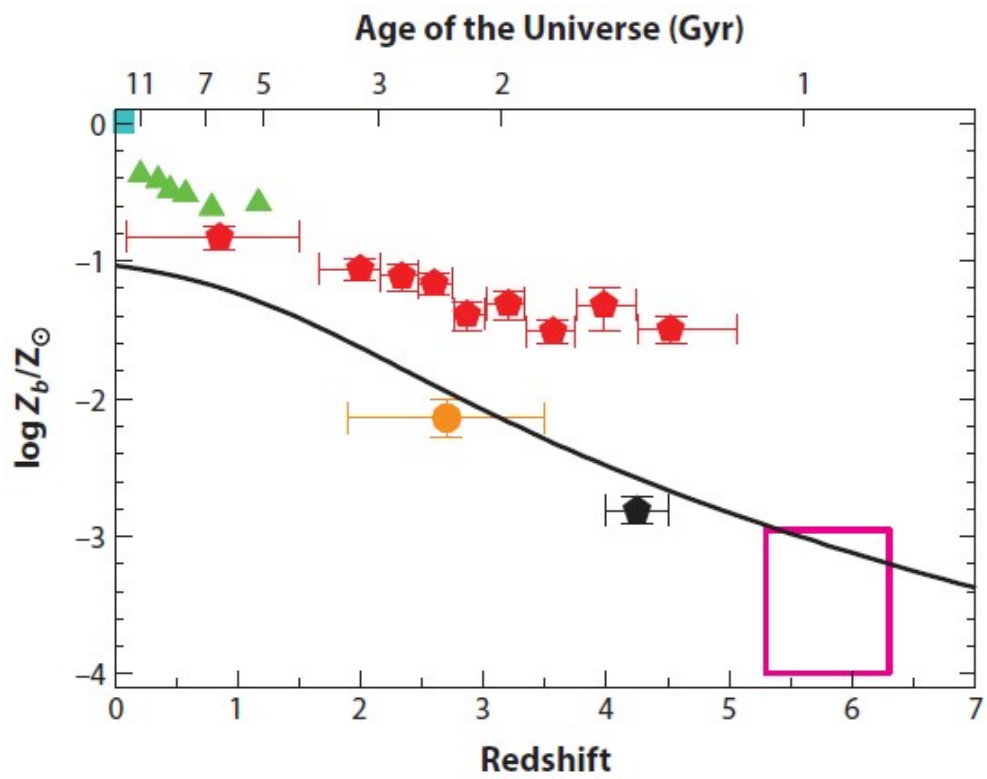


Figura 4.2: *Evoluzione dei metalli in diverse strutture astrofisiche col tempo cosmico.*[Madau e Dickinson, *Cosmic star formation history*].

Capitolo 5

Conclusioni

La storia evolutiva della formazione stellare è uno degli osservabili fondamentali in cosmologia. Il quadro che emerge è una densità del tasso di formazione stellare piccato a $\sim 3.5 Gyr$ s dal Big Bang che cala esponenzialmente per $z < 1$. Nel passato l'universo era molto più attivo, raggiungendo tassi di formazione nove volte maggiori di quelli odierni. Approssimativamente il 25% delle stelle odierne si sono formate a $z > 2$, ovvero prima del picco della SFRD, il 50% tra $0.7 < z < 2$ e il restante 25% dopo $z = 0.7$ (vi è una parte molto esigua creata durante l'epoca della reionizzazione). La maggior parte delle stelle odierne, quindi, deve essere vecchia e di popolazione II, trovandosi quindi in sferoidi, come galassie ellittiche e S0, oppure nei bulge di galassia a disco. Se l'associazione tra LBGs e le popolazioni stellari odierne è corretta, si deduce che siano state proprio le LBGs ad ospitare la maggior parte della formazione stellare che è avvenuta a quei redshift. Il problema principale è la determinazione della frazione di formazione stellare che non viene considerata, dovuta alla radiazione UV, non osservata per via delle polveri. Per quando riguarda le osservazioni e i dati, ci sono ancora molti margini di miglioramento nella misura della SFRD. Ciò che ci si aspetta in futuro è la conferma del quadro mostrato almeno fino a $z < 1$, magari, con un possibile progresso nella creazione di modelli di galassie e popolazioni stellari. Questo sarebbe un passo fondamentale a tutti i redshift, visti i limiti dei metodi di interpretazione della luce come indicatore della SFR, che, gioca un ruolo fondamentale, persino dominante, nella determinazione delle barre di errore. Ad esempio, è ancora molto difficile determinare con certezza il redshift della SFRD, in un range almeno di $\Delta z = 1$. L'incertezza della posizione di questo picco è influenzata, inoltre, dall'incertezza dovuta alla debole pendenza finale delle IRLF e nella correzione delle UVLF. Anche se esse mostrano un chiaro aumento della SFRD da $z = 8$ a $z \sim 2$, va ricordato che la nostra conoscenza dell'oscurazione da polveri è limitata solamente alle poche galassie ultra-luminose, quindi, sottostimando la luce UV ricevuta. Come mostrato, gli studi sulla vita degli elementi pesanti riescono a dare una spiegazione solo generale e approssimativa della realtà, saranno necessari, quindi, in futuro nuovi dati e più accurati. I nuovi progetti per telescopi terrestri come l'European Extremely Large Telescope EELT, il Thirty Meter Telescope TMT, ma, soprattutto, il James Webb Space Telescope, offriranno una quantità enorme di dati

con accuratezze per ora inimmaginabili, permettendo ai cosmologi di verificare le teorie odiernamente utilizzate e spingere la conoscenza a un passato sempre più lontano.

BIBLIOGRAFIA

- A.Franceschini, Appunti del Corso di Cosmologia, Laurea in Astronomia.
- Mauro Giavalisco, Lyman Break galaxies, *Annu.Rev.Astron. Astrophys.*2002.40.
- Madau e Dickinson, Cosmic Star-Formation History, *Annu.Rev.Astron.Astrophys.*2014.52.
- Houjun Mo, Frank van den Bosch, Simon White, Galaxy Formation and Evolution.
- Harry I.Teplitz, Measurement of [OIII] emission in Lyman-break galaxies, the astrophysical journal, 542.
- Max Pettini, chemical abundances over cosmic time, European Space Agency.
- Max Pettini, the abundances of nitrogen and oxygen in damped Lyman α systems, *Astronomy e Astrophysics*, 391, 21-34 (2002).
- High Redshift Galaxies, light from the early universe, Springer, 2009.
- Mark Dickinson, Color-Selected High Redshift Galaxies and the HDF, The Johns Hopkins University and STScI