

Università degli Studi di Padova

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Corso di Laurea Triennale in Astronomia

**Un metodo basato sulla
discontinuità di Lyman per il
riconoscimento di galassie ad alto
redshift**

Laureando

CORAN

Giacomo

Matricola 1122880

Relatore

Prof. FRANCESCHINI

Alberto

Anno Accademico 2018/2019

INDICE

1 – Introduzione

2 – I primi studi

3 – La tecnica basata sulla discontinuità di Lyman

3.1 – La tecnica

3.2 – Opacità cosmica ed attenuazione delle nubi

3.3 – La distribuzione del redshift

4 – Proprietà delle galassie Lyman-break

4.1 – Natura delle LBGs

4.2 – Tassi di formazione stellare

4.3 – Abbondanze chimiche

4.4 – Masse stellari e totali, età stellari e cinematica del gas

4.5 – Morfologia

4.6 – Ammassi e strutture a larga scala

5 – Le nuove frontiere

6 – Conclusione

1 - INTRODUZIONE

Nel seguente lavoro verranno inizialmente presentate in breve alcune tecniche di riconoscimento di galassie ad alto redshift, utilizzate con risultati piuttosto limitati dagli anni '70 agli anni '90. Sarà quindi spiegato il principale metodo di selezione e analisi di oggetti a redshift più elevati che ha rivoluzionato oltre vent'anni di ricerca di tali galassie, procedimento basato sul riconoscimento della discontinuità spettrale di Lyman. Questa tecnica consente di ottenere una prima identificazione di galassie da redshift $z = 1$ sino ad oltre 7 attraverso il confronto densità di flusso in bande cromatiche selezionate a priori e l'analisi dei grafici colore-colore basati sulla sintesi spettrale. Tramite tali analisi si sono potuti ricavare campioni molto numerosi di candidate galassie, confermate in seguito per via spettroscopica. Le galassie in questione, distanti e dall'intensa formazione stellare, hanno dato informazioni decisive per lo studio delle loro proprietà fondamentali in tempi remoti, dati precedentemente inaccessibili agli studi astronomici per più di cinquant'anni e che si sono rivelati molto importanti per spiegare la storia evolutiva delle galassie e l'origine della sequenza di Hubble. Verranno mostrate quindi le particolari proprietà delle galassie ad alto redshift: tassi di formazione stellare, masse, abbondanze chimiche, morfologia e cinematica del mezzo interstellare, e in particolare il loro contributo al contenuto stellare nell'universo locale. Infine, verranno mostrati i limiti tecnici del metodo, nonché gli studi attuali atti a migliorarlo.

2 – I PRIMI STUDI

Alcuni dei problemi affrontati dalla cosmologia fino ai giorni nostri sono dovuti alla ricerca e alla comprensione delle forme dominanti di massa ed energia dell'universo. L'interazione tra queste può essere rilevata nella formazione e nell'evoluzione delle galassie, che diventano quindi uno strumento fondamentale per riconoscere i caratteri dell'universo. In particolare, data l'incertezza che permeava la teoria dietro all'interazione formante le galassie, erano necessari dati empirici, perlopiù riguardanti le galassie primordiali.

Le prime ricerche, iniziate negli anni '60-'70, si basavano originalmente su immagini e spettroscopia nelle lunghezze d'onda visibili, principalmente per identificare caratteristiche dello spettro UV tipiche delle galassie che si formano ad alto redshift. Ciò era favorito dal fatto che il mezzo interstellare non contenesse una quantità significativa di polveri, mostrando un piccolo o inesistente effetto di arrossamento e una forte emissione Ly α , e dalla presenza di una significativa discontinuità spettrale di Lyman a 912Å, prodotta sia dalle atmosfere delle stelle massicce che dall'assorbimento fotoelettrico dell'idrogeno neutro del mezzo interstellare.

L'idea principale alla base dei lavori era che, se la massa totale di quelle che ora sono galassie luminose si era già formata nel momento in cui iniziarono a formare le loro stelle, cioè ad alto redshift, allora ci dovrebbe essere stato un intervallo di tempi cosmici dove l'intera popolazione di giovani galassie sarebbe stata osservabile grazie alla sua pronunciata attività di formazione stellare.

Partridge & Peebles (1967a,b) teorizzarono che la formazione del nucleo degli sferoidi galattici avvenne in tempi molto antichi ($10 < z < 30$), ma non ebbero la strumentazione adatta per riconoscere gli oggetti in questione. Predissero pure la forte emissione Ly α e suggerirono di utilizzare il picco di Lyman nello spettro come possibile indicatore per poter riconoscere tali galassie.

Meier (1976a,b) usò i modelli di sintesi delle popolazioni per calcolare gli spettri teorici delle galassie nascenti, predicendone la posizione nei diagrammi colore-colore. Fece notare come le galassie primordiali candidate potessero essere scelte tra quegli oggetti che mostravano il limite di Lyman spostato verso il rosso in una banda delimitata dalle due lunghezze d'onda più corte, più rosso in uno dei colori mentre rimaneva blu nell'altro, e suggerì di utilizzare tre o più filtri e più diagrammi colore-

colore per coprire un intero periodo di epoche cosmiche.

Le prime ricerche, effettuate da Partridge (1974), Davis & Wilkinson (1974) e Koo & Kron (1980) sfruttando il metodo sopra descritto, non diedero però risultati.

Le prime galassie scoperte a distanze significative furono radiogalassie, trovate grazie alla loro forte emissione in banda radio, sebbene la misura del redshift venne ottenuta dalle loro emissioni UV che venivano spostate in banda ottica. Negli anni furono identificate radiogalassie fino a redshift $z = 5.19$, ma, siccome i loro spettri UV sono dominati da caratteristiche presenti in altri tipi di nuclei galattici attivi e non nelle galassie nascenti, e data la loro rarità, sono state classificate come non rappresentative per l'insieme delle galassie primordiali.

Un'altra tecnica di ricerca fu utilizzata in studi come quelli di Djorgovski et al. (1985), Schneider et al. (1986), Steidel et al. (1991) e Hu & Cowie (1987). Questa tecnica si basava su un imaging a banda stretta centrato sulla riga Ly α redshiftata, andando a prendere come campione campi di vista intorno a QSO noti, poiché, dato il raggruppamento spaziale che le galassie dovevano avere ad alto redshift, la probabilità di trovare candidate avrebbe dovuto essere maggiore. Sebbene alcune galassie furono effettivamente rilevate, ulteriori ricerche intorno a altri 26 QSO da parte di Djorgovski et al. (1987) e Hu & Cowie (1987) diedero risultati negativi. Nemmeno le ricerche di popolazioni di galassie ad alta formazione stellare con forte emissione Ly α nel campo, cioè in regioni "vuote" del cielo, contrapposte alle ricerche sopra menzionate, hanno dato importanti risultati.

Tra la fine degli anni '90 e gli inizi del 2000 le survey profonde in banda stretta nell'ottico hanno cominciato a dare più risultati, grazie principalmente alla nuova classe di telescopi da 8 metri e all'area maggiore dei moderni CCD, dando risultati più importanti sia attorno ai QSO che nelle ricerche di campo. Nonostante siano meno efficienti, queste ricerche sono un buon complemento poiché possono raggiungere sorgenti con un continuo molto più debole.

Fin dagli anni '80-'90 però era ben chiaro che un significativo contributo negli spettri galattici in ottico era dovuto alle polveri. Infatti, la loro presenza causa una sostanziale estinzione in banda B, soprattutto per le galassie dei primi tipi. Questi effetti vengono ben presentati nell'articolo di Franceschini et al. (1994), che mostra come le galassie che più ne risentono siano infatti le ellittiche, le lenticolari e gli sferoidi delle galassie a disco. Per questi oggetti celesti viene notato, tramite la

variazione nelle funzioni interpolanti i conteggi in base ai modelli evolutivi considerati, cioè senza o con la presenza, più o meno importante, di estinzione, come sia necessario introdurre tali polveri nel mezzo interstellare per spiegare la mancanza di tali galassie a redshift $z > 1$ nelle osservazioni. Al contrario lo studio dei dischi galattici ha dimostrato come per questi i modelli evolutivi non vengano pesantemente influiti, data la moderata evoluzione di luminosità. Le distribuzioni del redshift predette dai modelli, quindi, mettevano già al tempo in luce la mancanza di galassie ad alto redshift in banda ottica, mancanza che poteva essere spiegata, in maniera coerente con i tempi previsti di nascita delle prime galassie e con i modelli di universo generalmente accettati, solo tramite l'assunzione di una forte estinzione dovuta alle polveri interstellari. Questo assorbimento aveva già al tempo suscitato sospetti sulla possibile identificazione di galassie tramite il re-irradiamento in infrarosso delle polveri stesse. Era già noto come, sia nella Via Lattea che in altre galassie a disco locali, la polvere re-irradiasse circa un terzo della luce stellare e che tali dati potessero valere anche per galassie a disco più antiche, non modificando molto quindi il rapporto L_{FIR}/L_{bol} nel corso dell'evoluzione galattica. Al contrario per galassie dei primi tipi e bulge degli sferoidi la luminosità nel lontano infrarosso poteva essere stata molto più alta in tempi antichi, con formazione stellare in un ISM metallicamente ricco, ma che, dato il grande consumo di gas nell'evoluzione, nelle osservazioni in IR esse si sarebbero mostrate molto più deboli. I dati a disposizione al tempo non erano sufficienti per dare un'idea completa, ma questi studi sono stati d'avvio per quel settore di ricerche nell'infrarosso attualmente molto proficuo, iniziato con la missione ISO e continuato con i telescopi Herschel e Spitzer, che verrà presentato nel capitolo 5.

3 – LA TECNICA BASATA SULLA DISCONTINUITÀ DI LYMAN

La tecnica qui presentata è basata sulla discontinuità spettrale di Lyman nello spettro continuo a 912\AA , chiamata anche Lyman-break. Questa caratteristica si forma nelle atmosfere di stelle massicce come risultato della ionizzazione dell'idrogeno, è parecchio intensa, con una discontinuità dell'ordine di una magnitudine nella densità di luminosità, e può essere resa più pronunciata dalle nubi di idrogeno neutro interstellari e intergalattiche. Prove dirette sono state trovate sia in galassie ad alta formazione stellare locali che in quelle ad alto redshift.

Un'ulteriore caratteristica degli spettri UV di galassie distanti utile per l'identificazione è la presenza di una importante "foresta di Lyman", una zona di linee di assorbimento tra 912\AA e 1216\AA , che genera una opacità aggiuntiva attenuando lo spettro continuo.

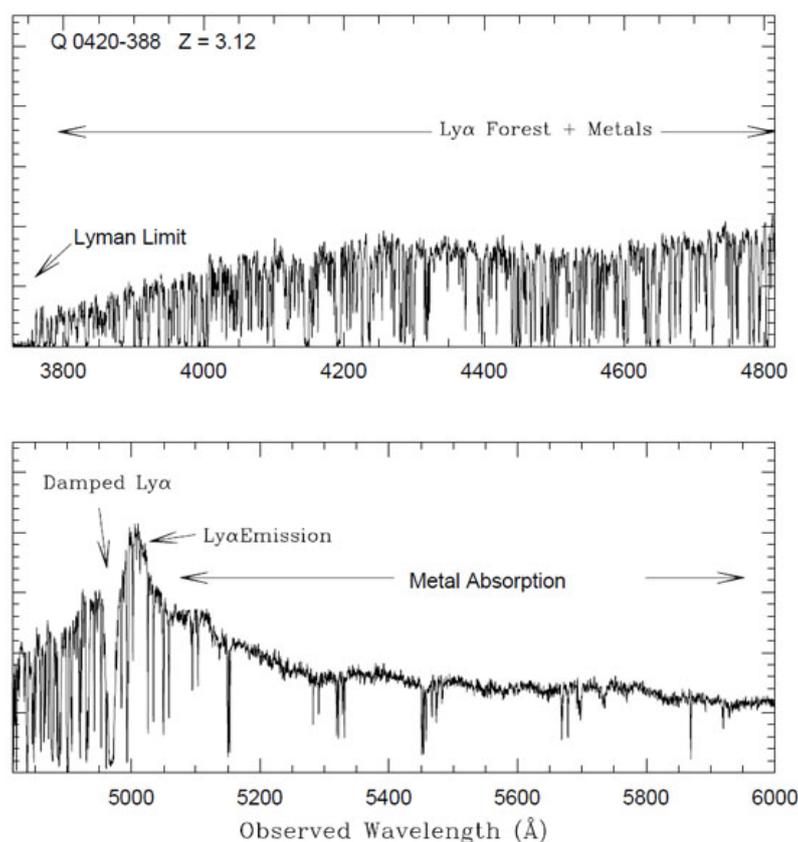


Figura 1: Esempio di spettro ad alto redshift. L'oggetto in questione è un quasar a $z = 3.12$. Vengono esplicitate le caratteristiche più importanti di questi spettri: il limite di Lyman, in alto a sinistra, la foresta di Lyman, effetto delle nubi di idrogeno lungo la linea di vista a vari redshift, l'assorbimento e l'emissione Ly α ed il successivo continuo con assorbimento metallico. Si ricordi che, dato lo spostamento dello spettro di un fattore $1+z$, caratteristiche come il limite di Lyman, che dovrebbe trovarsi a 912\AA , finiscono in zone a lunghezza d'onda più rossa, in particolare nel visibile per redshift $z \sim 3$.

Il contributo delle polveri si aggiunge agli effetti di attenuazione e arrossamento degli spettri UV. Questo può variare casualmente anche di molto di galassia in galassia, ma gli spettri integrati hanno una specifica curva di arrossamento che dipende debolmente dalla lunghezza d'onda e che implica solo un moderato effetto di arrossamento dovuto alle polveri, che quindi non provocano troppa confusione tra i colori di galassie distanti e di quelle in primo piano.

Poiché la tecnica si basa sul selezionare galassie all'interno di un intervallo di redshift scelto a priori, essa è equivalente ad una spettroscopia a bassissima risoluzione, non essendo quindi pensata per dare una reale misura del redshift, compito lasciato invece a successive analisi fotometriche. Risulta invece utile per ottenere un grande numero di candidate galassie nel range di redshift prestabilito, in accordo con una caratteristica funzione di distribuzione di probabilità. Questa tecnica è quindi molto efficiente quando sono presenti forti qualità degli spettri, come la discontinuità di Lyman che caratterizza il metodo stesso.

Lo spettro interessante per lo studio, in particolare il lontano ultravioletto, viene osservato nel caso di galassie ad alto redshift in banda ottica, permettendone quindi la rilevazione da terra tramite array di CCD molto sensibili. Le prime ricerche che utilizzarono questa tecnica furono realizzate da Guhathakurta et al. (1990), Steidel & Hamilton (1992,1993) e Giavalisco, Macchetto & Sparks et al. (1994).

Le due più grandi e complementari mappature di galassie Lyman-break (LBGs) vennero effettuate dopo il rilevamento delle prime candidate, una condotta da terra (Steidel et al., 1999), risultando in un'espansione delle prime survey fino a $z \approx 4$, e contenente circa 1000 redshift spettroscopici e alcune migliaia di candidate, e l'altra effettuata grazie a Hubble Space Telescope (HST), più precisamente chiamata Hubble Deep Field (HDF) (Williams et al., 1996, 2000; Casertano et al., 2000). Quest'ultima fu effettuata in due campagne separate, una con obiettivo il cielo settentrionale, l'altra quello meridionale, e permise di ottenere le più profonde immagini multicolore alle lunghezze d'onda visibili con la più alta risoluzione angolare. HST fu capace di estendere ulteriormente la survey da terra di altre 2.5 mag, dando anche una serie di informazioni sulla morfologia delle galassie in questione. Le conferme spettroscopiche delle candidate più luminose vennero date

dagli studi con il telescopio Keck (Steidel et al., 1996a; Lowenthal et al., 1997) e il VLT da 8-m (Cristiani et al., 2000).

3.1 - La tecnica

La tecnica Lyman-break sfrutta un set di due colori basato su tre bande passanti in ottico: la prima, più blu, identifica la zona a lunghezza d'onda più corta della discontinuità di Lyman, quella intermedia monitora la foresta di Lyman, mentre la più rossa riporta le informazioni sullo spettro continuo senza opacità. [Fig.2] Ovviamente l'intervallo di redshift ottenibili è determinato dalla scelta delle bande passanti, in particolare della più blu, che per il caso delle survey da terra è solitamente la banda U. Questa, insieme alle bande G e R, permette di ottenere gruppi di galassie intorno a redshift $z \approx 3$, range intorno al quale la tecnica è più sensibile, e le galassie così identificate vengono chiamate "U-band dropouts", letteralmente "ritirati dalla banda U", poiché i loro spettri sono più deboli in questa banda. Queste galassie vengono poi confermate tramite spettroscopia nel 90% dei casi, mentre galassie più rosse, che cioè presentano la discontinuità di Lyman in bande ottiche a lunghezze d'onda maggiori, chiamate anche "B- o G-band dropouts" per $z \approx 4$ e "V-band dropouts" per $z \approx 5$, hanno ratei inferiori.

Le candidate sono selezionate secondo la loro posizione sul piano colore-colore e i colori attesi data una certa banda passante possono essere ricavati da modelli di sintesi di popolazioni stellari. In prima approssimazione, le galassie giovani, dalla formazione breve e intensa e senza polveri, hanno uno spettro UV molto ripido, tale che, se il modello che rappresenta lo spettro è descritto da una funzione $f_\nu \propto \lambda^{-\alpha}$, queste hanno indice spettrale $\alpha \sim -0.5$. Per una formazione stellare continua (spettro piatto) si ha invece $\alpha \sim 0$, mentre per una formazione esplosiva a decadimento lento si possono avere spettri molto più rossi.

L'effetto della polvere nel mezzo interstellare può essere descritto 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 rispettivamente gli spettri attenuato ed intrinseco, l'eccesso di colore $E(B - V)$ parametrizza la quantità di polvere e la funzione d'attenuazione A_λ descrive l'arrossamento dipendente dalla lunghezza d'onda. Questa funzione aumenta solitamente a lunghezze d'onda inferiori e quindi queste ultime vengono attenuate in maniera maggiore. Per calcolare l'arrossamento per un certo valore di

eccesso di colore è necessario avere la funzione A_λ , che solitamente non è nota, anche se grazie ad alcuni risultati positivi la curva di attenuazione di galassie starburst locali può essere applicata con successo nel caso di galassie starburst ad alto redshift (Calzetti et al., 1997). Il calcolo dei colori tiene in considerazione anche l'opacità cosmica, più propriamente il "line blanketing" e l'assorbimento fotoelettrico delle regioni HI, che hanno un effetto non trascurabile sugli spettri osservati a $z \geq 2$. Queste considerazioni verranno maggiormente descritte nel paragrafo 3.2.

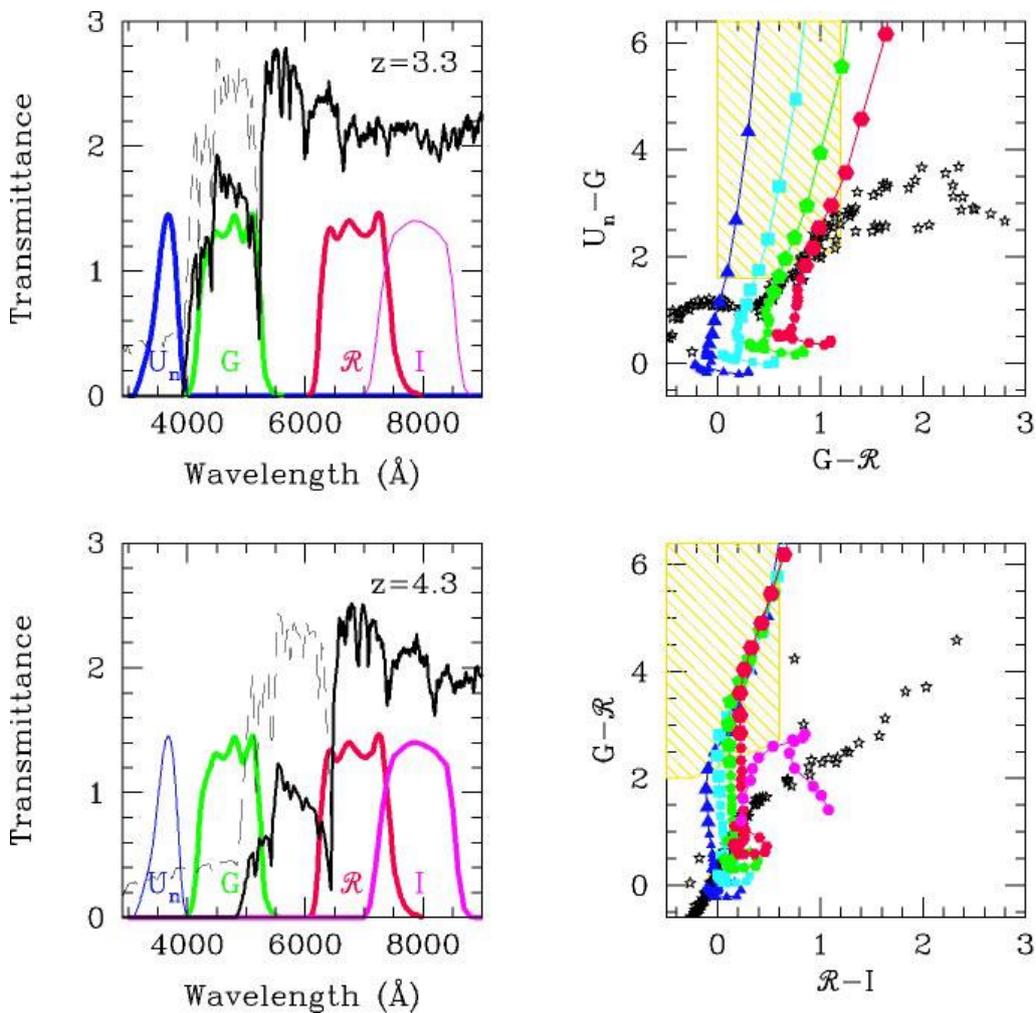


Figura 2: L'immagine racchiude l'intero concetto sottostante la tecnica Lyman-break. I quadranti in alto mostrano le analisi fatte a $z \sim 3$, quelli in basso i dati ricavati a $z \sim 4$. A destra sono esposti gli spettri di due galassie, con enfasi sulle varie caratteristiche degli stessi, discontinuità di Lyman, foresta di Lyman e continuo. Vengono altresì indicate le bande cromatiche utilizzate come filtri e viene mostrato quale caratteristica ricade in quale colore. Le galassie candidate vengono selezionate secondo la loro posizione nel grafico colore-colore, come mostrato nei quadranti a destra. Le curve rappresentano galassie selezionate a redshift via via maggiori ed i simboli identificano diverse quantità di estinzione: $E(B-V)=0$ (triangoli), $E(B-V)=0.15$ (quadrati), $E(B-V)=0.3$ (pentagoni), $E(B-V)=0.45$ (esagoni). In tutti i casi è stata utilizzata la legge di attenuazione di Calzetti et al. (1997). I simboli più grandi indicano le galassie entro $2.6 < z < 3.5$ e $3.8 < z < 5$, rispettivamente. Le aree ombreggiate corrispondono alle zone delimitate dai criteri utilizzati per le survey da terra.

La dispersione della forma spettrale intrinseca e l'arrossamento dovuto alle polveri delle LBGs non è conosciuto a priori e stabilisce un limite nelle capacità di determinare una regione specifica del piano colore-colore. Gli errori fotometrici distribuiscono i colori intorno ai valori intrinseci e li mischiano con quelli di intrusi a più bassi redshift, quindi la definizione di una regione da utilizzare per raccogliere candidate è in qualche modo arbitraria e oscilla tra il desiderio di ottenere più galassie possibili come candidate e la necessità di abbassare la contaminazione di oggetti più vicini al minimo. In più i criteri di selezione dei colori sono diversi nelle diverse passabande.

Per le survey da terra i criteri sono calibrati sui sistemi fotometrici U_nGR e GRI , ottimizzati grazie al gran numero di dati già presenti sui redshift spettroscopici. Per le candidate a $z \sim 3$ e ~ 4 i criteri utilizzati sono rispettivamente

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

e

$$(G - R) \geq 2.0; (G - R) \geq 2 * (R - I) + 1.5; (R - I) \leq 0.6.$$

In figura 1 si possono notare le varie candidate indicate da diversi simboli in aree con arrossamenti gradualmente maggiori, dall'assenza di arrossamento a un valore di $E(B - V) = 0.45$. La contaminazione delle U-band dropouts è circa del 3.4% a $R = 25.5$ ed è data da stelle di tipo G o K, mentre per le G-band dropouts è circa del 20%, data da galassie dei primi tipi a redshift intermedi.

Per lo studio con HDF Dickinson (1998) ha assunto il sistema a quattro bande di WFPC2 (Wide Field and Planetary Camera 2), con bande $U_{300}, B_{450}, V_{606}$ e I_{814} , regolando i criteri a partire da quelli usati per la survey da terra sui dati precedentemente ottenuti da HDF. I filtri, applicati allo studio HDF-N, sono descritti da

$$(U_{300} - B_{450}) \geq 1.0 + (B_{450} - V_{606}); (B_{450} - V_{606}) \leq 1.2; V_{606} \leq 27$$

$$(B_{450} - V_{606}) > 1.5; (B_{450} - V_{606}) > 1.7 * (V_{606} - I_{814}) + 0.7$$

$$(B_{450} - V_{606}) < 3.5 * (V_{606} - I_{814}) + 1.5; (V_{606} - I_{814}) < 1.5; V_{606} < 27.7$$

Lo studio ha riportato tutte le galassie precedentemente confermate, mentre le contaminazioni sono state facilmente riconosciute dalle immagini di WFPC2 ed escluse.

Le dettagliate analisi spettroscopiche delle candidate ricavate dallo studio da terra hanno quindi confermato l'efficienza della tecnica basata sulla discontinuità di Lyman.

Attualmente le densità superficiali delle candidate, vincolate entro i limiti di flusso $R \sim 25.5$ per le U-band dropouts e $I \sim 25$ per le G-band dropouts, sono dati da

$$\Sigma_{U_n}(25.5) = 1.21 \pm 0.06 \frac{\text{galaxies}}{\text{arcsec}^2}$$

$$\Sigma_G(25) = 0.47 \pm 0.02 \frac{\text{galaxies}}{\text{arcsec}^2}$$

$$\Sigma_{U_{300}}(27) = 29.4 \pm 3.5 \frac{\text{galaxies}}{\text{arcsec}^2}$$

$$\Sigma_{B_{450}}(25) = 8.7 \pm 5 \frac{\text{galaxies}}{\text{arcsec}^2}$$

rispettivamente per le candidate dalla survey da terra e da quella data da HST, anche se le candidate ottenute da HDF sono troppo deboli per essere confermate spettroscopicamente.

L'alta densità superficiale dei campioni ottenuti da terra aiuta a risparmiare tempo di osservazione e ad ottenere un numero abbastanza elevato di candidate che sono poi confermate spettroscopicamente. Questo porta ad alte rese: $\sim 85\%$ delle candidate U-band dropouts vengono confermate, con una contaminazione di circa 3.4% , mentre per le G-band dropouts la resa è $\sim 45\%$ poiché le galassie studiate sono più deboli, per la maggiore difficoltà di assicurare un valido valore del redshift, per l'influenza della luminosità del cielo, per la contaminazione delle galassie dei primi tipi a redshift intermedi e per la più bassa densità superficiale. Ciò sottolinea come sia difficile estendere lo studio tramite tale tecnica a intervalli di redshift maggiori.

3.2 - Opacità cosmica e attenuazione delle nubi

Come precedentemente affermato, la funzione di attenuazione non è solitamente nota per le LBGs, sebbene l'utilizzo delle curve di arrossamento delle Nubi di Magellano,

ma soprattutto la legge di Calzetti (Calzetti et al., 1997) per le galassie starburst locali, riescano a dare risultati sufficientemente consistenti.

Da tenere in considerazione però ci sono anche gli effetti delle nubi di gas HI interstellare ed intergalattico di cui le galassie studiate sono ricche. Queste nubi provocano l'assorbimento della radiazione UV, generando sia la stessa discontinuità di Lyman utilizzata per il riconoscimento delle galassie ad alto redshift, sia alcune linee caratteristiche degli spettri studiati che prendono il nome di foresta di Lyman, così come una diminuzione dell'intensità dello spettro a lunghezza d'onda inferiore di $\lambda = 1216 \text{ \AA}$, chiamata "line blanketing".

La descrizione data da Madau (1995), basata sulla densità di probabilità di trovare assorbitori lungo la linea di vista, risulta efficace nella spiegazione degli effetti di attenuazione. Viene assunta una distribuzione di tipo Poissoniano delle nubi di gas, dove, definito $\rho(\tau_c, z)d\tau_c dz$ il numero medio di assorbitori lungo la linea di vista nel range $(z, z + dz)$, la probabilità di avere una profondità ottica nell'intervallo $(\tau, \tau + d\tau)$ ad un certo redshift z è data dalla formula

$$p(\tau|z) = \int_{-\infty}^{+\infty} \exp\{-2\pi i s \tau + \int_0^z [\tilde{\rho}(s, z') - \tilde{\rho}(0, z')] dz'\} ds$$

dove $\tilde{\rho}(s, z') = \int_0^{\infty} \rho(\tau_c, z') \exp(2\pi i s \tau_c) d\tau_c$ è la trasformata di Fourier nella variabile τ_c , e tutte le profondità ottiche sono misurate ad una lunghezza d'onda fissata nel sistema dell'osservatore. Questa funzione di probabilità contiene tutte le informazioni riguardanti le possibili attenuazioni lungo una qualsiasi linea di vista. Il flusso specifico medio osservato da Terra è

$$\langle f(v_{obs}) \rangle = \frac{(1 + z_{em})L(v_{em})}{4\pi d_L^2(z_{em})} \langle e^{-\tau} \rangle$$

dove $v_{obs} = v_{em}/(1 + z_{em})$, $d_L(z_{em})$ è la distanza di luminosità e la trasmissione media su tutte le linee di vista è

$$\langle e^{-\tau} \rangle = \int e^{-\tau} p(\tau) d\tau = \exp \left[\int_0^{z_{em}} \int \frac{\partial^2 N}{\partial N_{HI} \partial z} (1 - e^{-\tau_c}) dN_{HI} dz \right]$$

dove τ_c è la profondità ottica di una singola nube alla frequenza $\nu = \nu_{obs}(1 + z)$ e $\partial^2 N / \partial N_{HI} \partial z$ è la distribuzione di densità di colonna e redshift degli assorbitori lungo il cammino. Una profondità ottica effettiva può essere definita come

$$\tau_{eff} = -\ln(\langle e^{-\tau} \rangle)$$

che per $\tau_c \ll 1$ diventa uguale alla profondità ottica media.

Per le galassie studiate, poiché l'attenuazione è dovuta principalmente all'HI, si può sostituire la dipendenza da N_{HI} con quella dalla larghezza a mezza altezza (W) delle linee di assorbimento.

Per il line blanketing dovuto alla riga Ly α si ottiene

$$\tau_{eff} = \frac{\lambda_{obs}}{\lambda_{\alpha}^2} \int \frac{\partial^2 N}{\partial W \partial z} W dW$$

con $\lambda_{\beta}(1 + z_{em}) < \lambda_{obs} < \lambda_{\alpha}(1 + z_{em})$, dove $\lambda_{\alpha} = 1216 \text{ \AA}$, $\lambda_{\beta} = 1026 \text{ \AA}$ e la distribuzione nell'integrale viene valutata a $z_{obs} = \lambda_{obs}/\lambda_{\alpha} - 1$ ed è ben descritta dalla legge di potenza

$$\frac{\partial^2 N}{\partial W \partial z} = \frac{3.4}{W_*} \left(\frac{W}{W_*} \right)^{-\beta} (1 + z)^{2.46}$$

con $\beta = 1.5$. Il contributo dello scattering delle righe della Ly α è dunque

$$\tau_{eff} = 0.0036 \left(\frac{\lambda_{obs}}{\lambda_{\alpha}} \right)^{3.46}$$

che da solo produce un'attenuazione di oltre una magnitudine per lo spettro continuo di una galassia a $z_{em} \gtrsim 4$.

Quando $\lambda_{obs} < \lambda_{\beta}(1 + z_{em})$, un significativo contributo all'opacità cosmica viene portato dalle righe di ordine maggiore della serie di Lyman. Per $\lambda_{i+1}(1 + z_{em}) < \lambda_{obs} < \lambda_i(1 + z_{em})$ la profondità ottica totale può essere generalizzata come somma di contributi delle transizioni dal livello j al primo:

$$\tau_{eff} = \sum_{j=2,i} A_j \left(\frac{\lambda_{obs}}{\lambda_j} \right)^{3.46}$$

con A_j parametro proprio di ogni linea.

Anche l'assorbimento continuo dell'idrogeno neutro a $\lambda_{obs} < \lambda_L(1 + z_{em})$, con $\lambda_L = 912 \text{ \AA}$ il limite di Lyman, risulta importante, risultando approssimativamente in una profondità ottica pari a

$$\begin{aligned} \tau_{eff} = & 0.25x_c^3(x_{em}^{0.46} - x_c^{0.46}) + 9.4x_c^{1.5}(x_{em}^{0.18} - x_c^{0.18}) - 0.7x_c^3(x_c^{-1.32} - x_{em}^{-1.32}) \\ & - 0.023(x_{em}^{1.68} - x_c^{1.68}) \end{aligned}$$

dove solo il primo termine è il contributo delle nubi, mentre gli altri sono dovuti al limite di Lyman.

A questo punto è chiaro notare come la trasmissione cosmica media $\langle e^{-\tau} \rangle$ mostri un profilo a scala dovuto ai vari assorbitori, che si posiziona a lunghezza d'onda diverse,

via via più rosse, in base al redshift della galassia emittente. Per essere più precisi è necessario considerare come trasmissione cosmica media l'integrale su tutte le bande passanti

$$Q(z_{em}) = \int e^{-\tau_{eff}} T(\lambda) d\lambda$$

dove $T(\lambda)$ è la trasmittanza normalizzata della singola banda.

Studi più recenti, principalmente in banda infrarossa grazie alla nuova generazione di telescopi e le tecniche di sovrapposizione, mostrano importanti correlazioni tra l'attenuazione delle polveri e l'inclinazione dei profili di luce e le masse stellari delle galassie. Dal lavoro di Álvarez-Márquez et al. (2015) si può notare come il rapporto tra luminosità infrarossa e luminosità ultravioletta, IRX, indice dell'attenuazione delle polveri tramite la formula $A_{FUV} = 2.5 \log\left(\frac{BC_{dust}}{BC_{FUV,*}} IRX + 1\right)$, sia relazionato alla pendenza del continuo UV tramite una relazione lineare, $A_{FUV} = C_0 + C_1 \beta_{UV}$, dove attraverso un fitting per le galassie a $z \sim 3$ si ha $C_0 = 3.15 \pm 0.12$ e $C_1 = 1.47 \pm 0.14$, con β_{UV} l'inclinazione del continuo. Si è notato come questa relazione presenti una maggiore variabilità dei dati, principalmente per le galassie più massicce, rispetto alla dipendenza dalla massa stellare, descritta da $\log(IRX) = \alpha \log\left(\frac{M_*}{10^{10.35}}\right) + IRX_0$, dove sempre tramite best-fitting si ha $\alpha = 0.84 \pm 0.11$ e $IRX_0 = 1.17 \pm 0.05$. Questi risultati sono quindi in contraddizione tra loro e il team di ricerca ha supposto sia necessario combinarne gli effetti per avere la miglior stima dell'attenuazione delle polveri. Da questo studio è stato anche possibile notare come il valore dell'IRX sia costante con la variazione di luminosità nel lontano UV, confermando le ipotesi sostenute anche dai lavori di Heinis et al. (2014) e Burgarella et al. (2013).

3.3 - La distribuzione del redshift

La distribuzione dei redshift delle galassie ricavate dalla survey da terra, unita alla funzione di distribuzione dei redshift calcolata da simulazioni di Monte Carlo della selezione dei colori, mostra come i dati ottenuti siano concordi alle valutazioni teoriche. Si possono osservare alcune caratteristiche importanti, come il taglio a bassi redshift, dove le galassie presentano le proprietà cercate in zone più blu dello spettro,

o quello a grandi distanze, a causa degli effetti di arrossamento che impediscono di soddisfare i criteri di selezione. In Fig. 3 vengono rappresentate queste distribuzioni. Si può notare come i campioni ricavati da HDF, gli istogrammi ombreggiati, siano limitati a redshift più bassi: questo è spiegato dal fatto che in tale survey è stata presente solo una candidata confermata a redshift $z > 4$, fornendo quindi una limitata comprensione, più agevolmente ottenuta attraverso le osservazioni da terra. Alcune compensazioni ai dati sono state necessarie, ottenute tramite le simulazioni di Monte Carlo, le quali hanno mostrato come LBGs molto rosse siano intrinsecamente rare, e quindi sono state correttamente mancanti nelle survey, non rientrando nei criteri di selezione. Altri rilevamenti sono stati invece ottenuti nel vicino infrarosso per galassie con forti arrossamenti, anche se si sono dimostrate essere galassie a bassi redshift molto cariche di polveri o ellittiche.

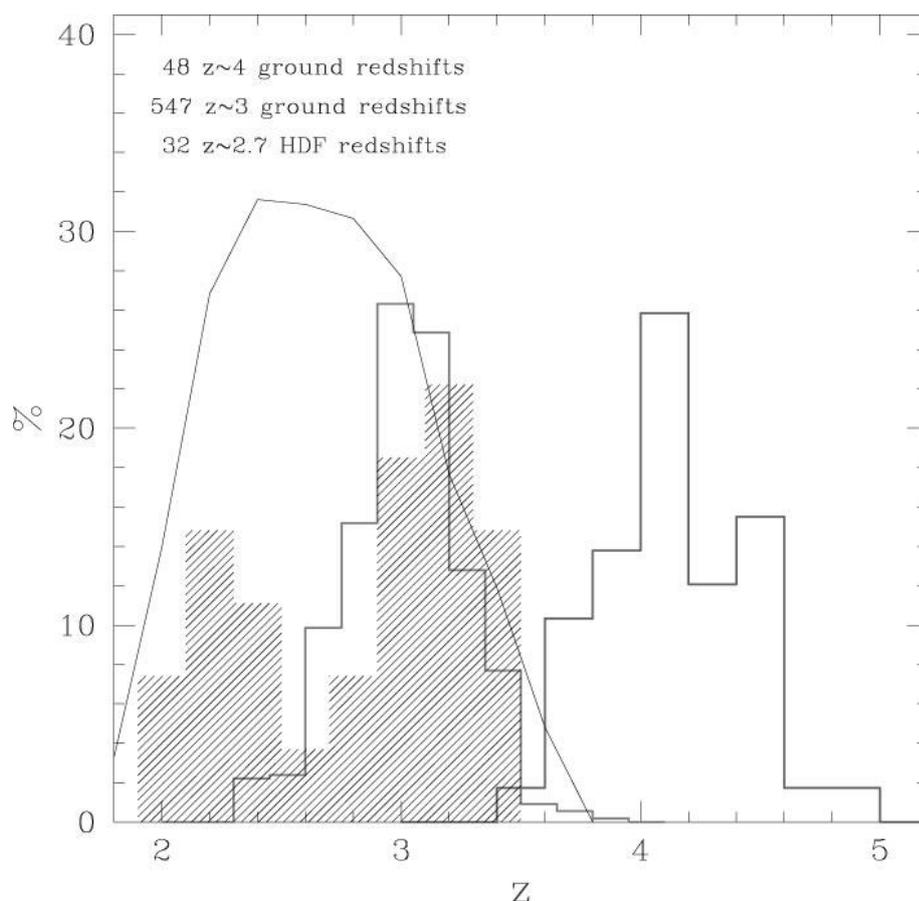


Figura 3: L'istogramma riporta le galassie ottenute a $z \sim 3$ (U-band dropouts) e a $z \sim 4$ (G-band dropouts). L'istogramma vuoto rappresenta la survey da terra, quello ombreggiato invece identifica le galassie ottenute da HDF. La linea continua individua la funzione di distribuzione del redshift attesa per il campione di HDF. Questo campione era composto da solo 32 galassie, implicando quindi forti errori statistici, ma i dati mostrano comunque una buona concordanza con le previsioni. Si noti la più bassa e larga distribuzione di redshift del campione di HDF rispetto a quello da terra, causato dalla banda passante F300W, più blu e larga della controparte U_n .

Attraverso lo studio dei campioni, Steidel et al. (1999) hanno stimato le funzioni di luminosità delle LBGs a $z \sim 3$ e $z \sim 4$, che si sono adattate completamente ai dati sia in forma che in normalizzazione. Ciò ha dimostrato l'assenza di evoluzione per le LBGs. Le funzioni di luminosità sono state calcolate in un universo di Einstein-de Sitter, ma la concordanza dei dati è indifferente dalla scelta del modello. In prima approssimazione la funzione di luminosità, difficile da ottenere per le galassie rilevate da HDF data la loro carenza, può essere stimata a partire dalla distribuzione di magnitudine apparente. La distribuzione di redshift infatti è piccata intorno al valor medio della survey e quindi la dispersione di distanza di luminosità delle galassie è relativamente piccola, implicando quindi una differenza massima in luminosità assoluta tra una galassia posta all'estremo della funzione di distribuzione e una mediana di circa il 50%, autorizzando l'uso della magnitudine apparente come tracciante per quella assoluta.

Una tale funzione di luminosità è visibile in Fig. 4. Nella parte destra superiore vengono mostrate le U-band dropouts, riscalate nel caso di quelle provenienti dalla survey di HDF per adattarsi ai parametri di quelle ottenute da terra. La coerenza tra i dati e la perfetta interpolazione data da una funzione di Schechter mostrano come la curva sia simile a quella della maggior parte delle galassie con formazione stellare dei tipi più avanzati, tipica ad ogni redshift e caratterizzata da una ripida inclinazione. La luminosità caratteristica m^* è relativamente debole, ma a $z = 3$ corrisponde ad una magnitudine assoluta $M = -21.2$. La densità di volume caratteristica è pari a $\varphi^* = 1.6 \times 10^{-2} h^3 Mpc^{-3}$, simile a quella della funzione di luminosità locale in banda K, mostrando che la densità di volume delle LBGs è simile a quella delle galassie più vicine.

Nella parte inferiore dell'immagine è presente la funzione di luminosità delle G-band e B-band dropouts: per questa è più difficile avere una coerenza completa tra i dati e una sovrapposizione di una curva di Schechter, a causa della scarsità di candidate ottenute da HDF. I dati comunque sembrano essere consistenti ed è possibile compararli a quelli a $z = 3$ modificando i valori m^* e φ^* . La funzione di luminosità ottenuta da questa modifica si adatta correttamente all'andamento ad alta luminosità, sebbene sia più alta alle luminosità più deboli. Ciò potrebbe indicare un'inclinazione più bassa della funzione di Schechter, ma potrebbe allo stesso tempo essere dovuto al campione limitato di HDF (Steidel et al., 1999). In conclusione, sembra non esserci

evidenza di evoluzione tra $z \sim 3$ e $z \sim 4$, anzi tale teoria non può essere evitata guardando i dati correnti.

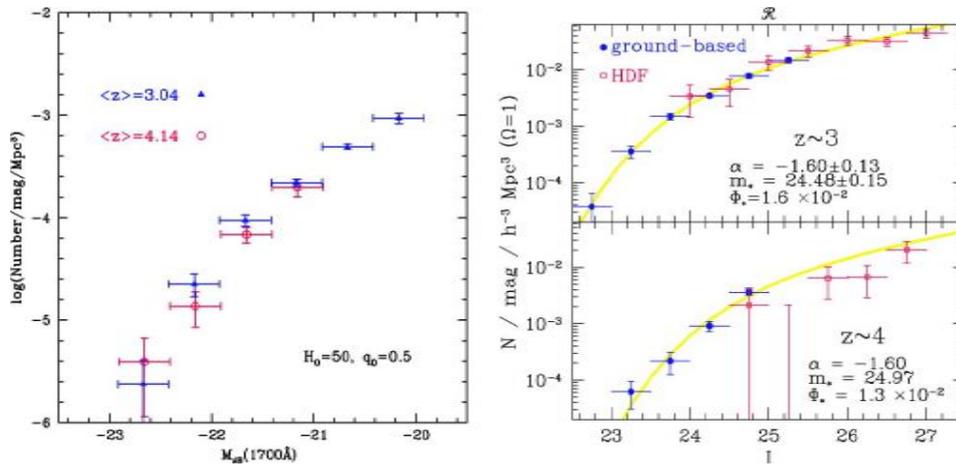


Figura 4: Le funzioni di luminosità delle U-band (pannello in alto) e G-band (pannello in basso) dropouts. Le magnitudini apparenti, che dato il piccolo intervallo di distanze di luminosità analizzate possono essere utilizzate al posto delle assolute, sono derivate da entrambe le survey. La miglior funzione di Schechter viene mostrata per il pannello superiore. Per le galassie a $z \sim 4$, non essendoci abbastanza dati, la funzione di luminosità migliore è stata "redshiftata" e sovrapposta ai dati, con la coda meno profonda dei dati dovuta a fluttuazioni sui dati del campione di HDF. Si nota infatti che non c'è evoluzione delle funzioni di luminosità tra $z \sim 3$ e $z \sim 4$.

Sono state identificate alcune LBGs anche a redshift $z > 4$, principalmente V-band dropouts, ma i casi sono troppo limitati per attuare uno studio simile a quello effettuato per $z \sim 3$ e $z \sim 4$. Il maggior numero di candidate a redshift maggiori di quelli generalmente studiati dalla tecnica Lyman-break sono state identificate tramite la loro forte emissione $\text{Ly}\alpha$, attraverso principalmente imaging a banda stretta, ma pure con casuali rilevamenti con spettroscopia a fenditura lunga. Le galassie così individuate sono simili alle LBGs, poiché presentano un'alta luminosità UV, ma possono avere emissioni $\text{Ly}\alpha$ molto più pronunciate rispetto al più basso continuo. La funzione di selezione nelle survey a banda stretta, che coprono un intervallo di redshift molto più piccolo, è relativamente più complessa, mancando alcune galassie già identificate dalla tecnica Lyman-break. Questa tecnica permette però di ottenere informazioni su galassie con emissione continua molto più debole, diventando complementare in maniera efficace alle survey precedentemente esposte, se non addirittura una valida alternativa a redshift molto elevati.

4 – PROPRIETÀ DELLE GALASSIE LYMAN-BREAK

4.1 - Natura delle LBGs

Si è potuto notare tramite l'analisi degli spettri ricavati dallo spettrografo LRIS del Keck che le LBGs mostrano caratteristiche tipiche delle galassie starburst, galassie ad alta formazione stellare nelle loro prime fasi di vita. In particolare, comparando gli spettri di queste galassie con quelli di galassie starburst locali, si possono riconoscere alcune proprietà comuni: l'arrossamento degli spettri, che rivela come le galassie ad alto redshift non siano caratterizzate da spettri intrinsecamente più blu, le proprietà della Ly α e la presenza di caratteristiche linee di assorbimento stellari ed interstellari, principalmente dovute a metalli, che non consentono però la determinazione della metallicità della galassia, a causa della forte saturazione che le rende più sensibili alla cinematica del gas piuttosto che alla densità di colonna, ma che permettono di capire presenza di forti venti interstellari, probabilmente dovuti alle stesse supernove che arricchiscono il mezzo interstellare di questi metalli, e di misurarne le alte velocità, fino a circa 600 km/s.

Nonostante le similarità morfologiche degli spettri però le galassie Lyman-break sono ben riconoscibili per l'intensità dell'emissione UV. Alle lunghezze d'onda tipicamente indicanti la formazione stellare, $\lambda = 1700 \text{ \AA}$, le intensità degli spettri delle LBGs possono superare di circa 100 volte la luminosità della più intensa galassia starburst locale, il che indica, assumendo una funzione di massa iniziale con indice di Salpeter $x = 1.33$, che lo spettro delle LBGs dovrebbe essere prodotto da $\approx 6 \times 10^5$ stelle di tipo O5.

Le analisi degli spettri mettono in luce anche le differenze tra le LBGs stesse, principalmente la forza e la morfologia della linea Ly α , delle linee interstellari e delle caratteristiche dell'assorbimento del C IV. In generale le linee di origine stellare, nonostante la varietà di intensità presente, sono solitamente più deboli delle stesse linee nelle galassie starburst locali, probabilmente un effetto delle abbondanze.

4.2 - Tassi di Formazione Stellare

Per capire il contributo delle galassie Lyman-break al bilancio di massa stellare e all'evoluzione delle galassie stesse bisogna capire i tassi di formazione stellare delle LBGs stesse.

In assenza di polveri, le stime che si possono trarre per i SFR (Star Formation Rates) sono basate sulla tipologia di formazione intensa iniziale. Fortunatamente è possibile ottenere le proporzionalità facilmente, grazie alla conversione dall'intensa luminosità UV delle LBGs e grazie al fatto che le galassie in questione emettono in un range di lunghezze d'onda ottimale. Varie derivazioni sono state fatte e sono tutte consistenti, dove le differenze sono date solo dai campioni di stelle utilizzati per le stime e per le differenti assunzioni sui tempi-scala di formazione. Se si prende per esempio una funzione di massa iniziale di Salpeter con limiti 0.1 e 100 M_{\odot} e si suppone un tempo di formazione più lungo del tempo di vita delle stelle, per esempio $T > 5 \times 10^7$ anni, si ottiene la relazione: $SFR M_{\odot} yr^{-1} = 1.4 \times 10^{-28} L_{\nu}(\lambda_{1500})$, dove L_{ν} indica la densità di luminosità.

In realtà purtroppo l'effetto delle polveri non è trascurabile, poiché assorbe e re-irradia in una gran range di lunghezze d'onda la luce UV emessa dalle stelle O-B delle LBGs. Ciò costringe ad analizzare gli spettri nel lontano infrarosso, compito difficile e con attualmente minore sensibilità rispetto all'ottico, oppure a correggere i dati UV con l'oscurazione delle polveri. Fortunatamente nel caso di galassie starburst molto luminose nell'UV la correzione è semplice, data la forte correlazione tra il profilo del continuo UV e l'oscurazione totale della polvere tracciata dal rapporto tra la luminosità nel lontano IR e quella bolometrica. Per le galassie che invece hanno una forte emissione infrarossa questa relazione è poco precisa, mentre per le intermedie si possono notare deviazioni dalla proporzionalità più o meno intense. Il comportamento dell'opacità delle polveri è quindi dovuto all'effetto combinato della geometria specifica della polvere e dalla durata del burst di formazione stellare. Per le galassie a forte emissione UV questo è spiegato dalla formazione di un muro intermedio di polvere portato dai forti venti galattici, che favorisce la proporzione tra l'indice UV e l'oscuramento, e la durata delle formazioni intense diffuse, più lunga dei tempi di vita delle stelle O-B, indica una dispersione limitata della distribuzione intrinseca di energia UV, tipica della formazione continua. D'altra parte, le galassie con forte emissione IR non presentano le stesse condizioni e necessitano invece di un

mix di polveri e stelle in primo piano e intense formazioni stellari di breve durata per spiegare l'alta concentrazione di gas e polvere.

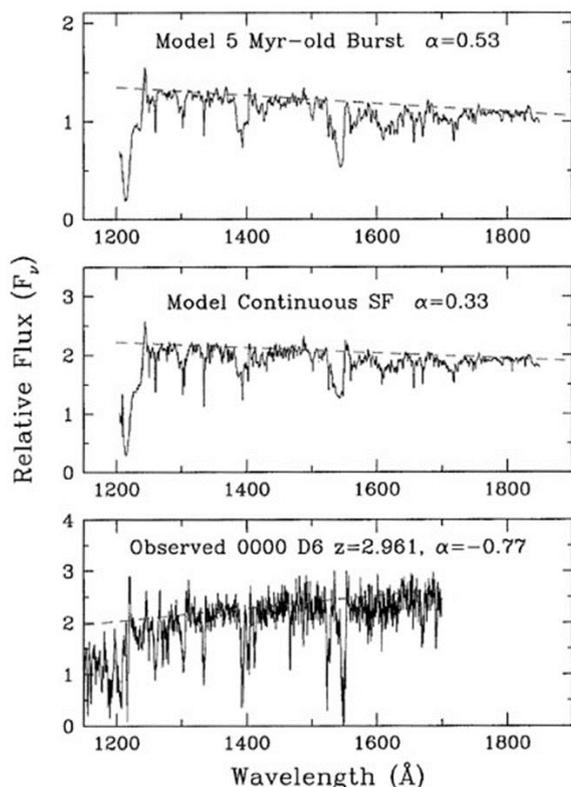


Figura 5: Modelli di formazione stellare esplosiva e continua con relativi indici spettrali (in alto ed al centro) e spettro di una galassia Lyman-break osservata. Lo spettro della galassia è caratterizzato da linee di stelle di tipo O, suggerendo quindi che l'arrossamento sia dovuto all'oscurazione delle polveri piuttosto che alla mancanza di stelle massive. Il flusso è in scala arbitraria. I modelli sono tratti da Leitherer et al. (1995).

Data la distribuzione spettrale nell'UV e nell'ottico e l'emissione nel lontano IR delle LBGs, si può assumere che le proprietà di oscuramento delle polveri siano simili a quelle di galassie starburst con forte emissione UV, e quindi scegliere la stessa legge di attenuazione. È stato notato come, se poste in un grafico redshift-colore, la disposizione delle LBGs tenda ad essere ben riprodotta dalle curve di attenuazione con estinzione media $E(B - V) \sim 0.17$, dimostrandosi quasi tutte più rosse del caso di burst iniziale non oscurato e per la maggior parte più rosse pure del caso di formazione continua non oscurata, anche se i dati potrebbero essere stati soggetti ad errore dovuto ai criteri di selezione. Comparando i tassi di formazione stellare ottenuti dai flussi UV osservati con quelli corretti in due casi per oscurazione delle polveri si può notare che i due metodi di correzione ritornano valori mediamente simili, dati i grandi intervalli d'errore, distribuiti su oltre tre ordini di

magnitudine. Di media il valore ottenuto è di $\sim 10^2 M_{\odot} \text{yr}^{-1}$.

Informazioni indipendenti sono state raccolte dagli studi delle righe di emissione delle nubi, H_{α} e H_{β} , dove l'effetto di estinzione è meno pronunciato che nell'UV. Dalle righe nebulari negli intorni di H_{α} si sono ottenuti tassi circa 4 volte inferiori rispetto a quelli ottenuti nel continuo UV, probabilmente dovuti alle differenze in calibrazione degli SFR che quindi implicano una differenza di dati ottenibili in base alla lunghezza d'onda studiata. Al contrario i tassi ottenuti dai flussi di H_{β} tendono ad essere più simili, in media, a quelli ottenuti in UV, ma, dato che non c'è correlazione con l'indice ricavato dall'indice di colore usato per il continuo UV, questo favorisce la validità dell'uso della legge di attenuazione delle galassie starburst per la descrizione degli SFR delle galassie Lyman-break.

Madau et al. (1996) è riuscito a sintetizzare le informazioni empiriche disponibili sull'evoluzione dell'attività di formazione stellare in densità di luminosità ultravioletta come funzione del redshift, o, dato che la luminosità UV è un buon tracciante della formazione stellare, come densità di formazione stellare per unità di volume comovente. Supponendo che per le LBGs la luminosità resti costante nell'intervallo di redshift definito dai criteri di selezione, la densità in questione può essere stimata dalla media dell'integrale della funzione di luminosità sul volume,

$$\rho^*(z) = \int f^{-1}(z) \int S_{\lambda} L_{\lambda} \phi(L_{\lambda}, z) dL_{\lambda},$$

dove $f(z)$ è la funzione di selezione del redshift e S_{λ} trasforma la luminosità L_{λ} in tasso di formazione stellare.

I dati ottenuti coprono un range di redshift $0 < z < 5$, con i dati delle LBGs ricavati da HDF completati da altre indagini spettroscopiche e fotometriche. Le funzioni di luminosità sono state stimate dalla distribuzione di magnitudine e non sono state applicate correzioni per estinzione delle polveri. È stato così ottenuto un grafico che, dopo una rapida crescita, piccava intorno a $z \sim 1$, seguito da una decrescita ad alti redshift. Questo profilo non è stato tuttavia confermato dai dati ottenuti dalle survey da terra, più estese in copertura di cielo e più complete in numero di oggetti osservati, che mostrano invece una densità di formazione stellare costante almeno fino a $z \sim 5$. Per questi dati sono state considerate in più proprie misure di densità di volume, stime degli effetti di incompletezza dei dati tramite simulazioni di Monte Carlo e un tentativo di stima degli effetti dell'oscurazione delle polveri, oltre alle correzioni già applicate ai dati dell'indagine precedente. È quindi importante notare

come le survey da terra non supportino minimamente l'idea del picco a $z \sim 1$ nemmeno con le correzioni per l'oscurazione applicate, e ciò non sia dipendente dalle assunzioni sulle funzioni di luminosità. Una delle spiegazioni possibili è data dalla limitatezza dei dati di HDF a $z \sim 3$ e soprattutto a $z \sim 4$, che quindi rendono incerte le comparazioni con i risultati delle survey da terra, oppure che i dati ad alti redshift siano stati addirittura sottostimati a causa di un bias introdotto dall'attenuazione della brillantezza superficiale con $(1+z)^4$, che quindi porta ad una crescita monotona della densità di formazione stellare con il redshift.

Kennicutt (1998) ha proposto delle calibrazioni efficaci per il calcolo degli SFR a partire dai valori di luminosità, in particolare $SFR_{IR}(M_{\odot}yr^{-1}) = 1.10 \times 10^{-10} L_{IR}(L_{\odot})$ e $SFR_{FUV}(M_{\odot}yr^{-1}) = 1.82 \times 10^{-10} L_{FUV}(L_{\odot})$, riutilizzate poi dal lavoro di Álvarez-Márquez et al. (2015) per ottenere una relazione a legge di potenza, con inclinazione 0.81 ± 0.09 , tra i tassi di formazione stellare e le masse stellari delle galassie da loro osservate in infrarosso. Questi dati sono coerenti con quelli ottenuti dai lavori di Karim et al. (2011) e Schreiber et al. (2015), così come con le relazioni ottenute da Pannella et al. (2015), che mostrava una pendenza pari a 0.8 ± 0.08 , e da Magdis et al. (2010c), dalle LBGs a $z \sim 3$ rilevate con IRAC (Infrared Array Camera, set di camere infrarosse montate su Spitzer).

4.3 - Abbondanze Chimiche

Le abbondanze chimiche sono importanti per capire il legame che le galassie Lyman-break presentano con quelle locali, ma la presenza di forti linee di assorbimento interstellare, seppur evidenza dell'arricchimento chimico che queste galassie hanno sostenuto, non è usabile in quanto le linee sono pesantemente saturate, dando quindi coerenti risultati in un range troppo ampio di metallicità. Sono perciò necessarie osservazioni a più alta risoluzione per misurare le abbondanze chimiche.

Un primo caso studiato è stata la galassia cB58 (Pettini et al., 2000), la quale è sottoposta ad effetti di lente gravitazionale che ne aumentano la magnitudine al punto da essere ben identificabile rispetto al rapporto segnale-rumore. Nonostante ciò la risoluzione con cui lo spettro è stato ottenuto era ancora un ordine di magnitudine inferiore al necessario per identificare le abbondanze dalle linee interstellari. In tal caso è stata presa la linea più debole e, supposti ininfluenti gli effetti di saturazione rispetto alla densità di colonna, è stimata la densità di colonna di HI dalla riga Ly α , si

è ottenuto un valore di metallicità tra un terzo e un quinto di quella solare, valori coerenti con la metallicità delle stelle che dovrebbero formare il profilo spettrale della galassia. Ultimamente però, con uno studio ad alta risoluzione, si è potuto notare che cB58 è in realtà già parecchio ricca di certi elementi (O, Mg, Si, P e S) e meno di altri (N, Fe, Mn e Ni), portando la stima della metallicità a 2/5 di quella solare e facendo supporre che il burst di formazione stellare sia avvenuto meno di 300 milioni di anni fa, comparabilmente con i tempi scala dinamici.

Sono state ottenute anche misure dirette dell'arricchimento di nubi di gas dal rapporto tra linee ottiche, ricavate per un campione di LBGs nel vicino infrarosso (Pettini et al.(2001), Kobulnicky & Koo (2000), Teplitz et al. (2000b)). Il rapporto in questione considera le linee di [OII]+[OIII] rispetto all' $H\beta$, conosciuto anche come "indice R_{23} ", ed è solitamente un metodo semplice ed efficace. Sfortunatamente nel caso delle galassie Lyman-break il valore di R_{23} ritorna un doppio valore, che quindi definisce solo un intervallo entro il quale il vero valore si trova, intervallo che però è più grande dell'errore casuale. La degenerazione dei valori ricavati si può correggere nel caso in cui si abbiano anche i valori dei flussi di $H\alpha$ e $N[II]$, non disponibili solitamente dalle survey da terra. L'effetto delle polveri è stato necessariamente considerato, in quanto tende a far sovrastimare il valore di R_{23} . Dallo studio si è potuta ricavare una stima della metallicità, con valori compresi tra 1/10 di quella solare e quella solare, con addirittura un caso preciso a 1/3, ma ciò non significa che tutte le LBGs abbiano valori così elevati. Queste galassie hanno quindi metallicità maggiore rispetto a quelle con la riga $Ly\alpha$ smorzata, ma presentano meno metalli dei QSOs agli stessi redshift.

Dalla correlazione tra metallicità e la luminosità in banda B si è anche potuto notare come le galassie Lyman-break sono troppo luminose per le quantità di metalli che presentano o troppo poco metalliche rispetto alla loro luminosità, il che riflette il basso rapporto massa-luminosità causato dalla molto alta formazione stellare.

4.4 - Masse Stellari e Totali, Età Stellari e Cinematica del Gas

Masse ed età stellari delle LBGs sono dati importanti per definire il legame presente tra le galassie moderne e quelle ad alto redshift. I parametri intrinseci delle popolazioni stellari in via di formazione, così come quelli delle popolazioni già formatesi, sono calcolati tramite il fitting dei continui UV ottenuti in ottico tramite

fotometria a banda larga con i modelli di sintesi di popolazione stellare. Alcuni di questi parametri, come l'estinzione, la durata e l'età del burst, vengono definiti in corso d'opera, altri, quali la funzione di massa iniziale, la metallicità e la legge di estinzione, sono definiti a priori, e necessitano di varie iterazioni per ottenere il fitting migliore.

Il primo studio a cui venne applicata questa tecnica contava di un campione di 17 galassie ottenute da HDF-N tramite WFCP2 per la fotometria in ottico e ampliate dai dati del campione studiato nel vicino infrarosso da terra. È stata ottenuta una età media di $\sim 25 \text{ Myr}$ dall'inizio della formazione, indicante quindi giovani galassie starburst, con un'estinzione media $E(B - V) \sim 0.3$ e un'intensità $A_{1700} \sim 3.5 \text{ mag}$, rappresentante solo il 5% della massa stellare totale delle galassie starburst odierne. Questi dati sono caratterizzati però da una forte incertezza, dato che le galassie viste da HDF presentano spettri molto deboli e i dati in IR raggiungono solo flussi modesti. Necessitando di un alto valore S/N in fotometria ottica per ottenere le masse delle stelle più piccole, questi dati non permettono quindi di separare la degenerazione tra età, metallicità e estinzione delle polveri.

I dati invece ottenuti da HST con NICMOS nel HDF e dal Keck nelle bande J, K e H sono più utili a stimare il contributo della luminosità ottica delle stelle già formate rispetto a quelle in formazione, grazie a valori di flusso molto più alti. Nonostante si tratti di due studi separati (Papovich et al. 2001, Shapley et al. 2001), con restrizioni e approssimazioni diverse sia nei modelli di formazione stellare sia nelle metallicità supposte, le masse stellari sono state ben determinate dalle procedure di fitting, mostrando come i risultati non dipendano dalle assunzioni sulla IMF e sulla metallicità. Anche le informazioni sui tassi di formazione stellare sono utili, sebbene presentino grandi incertezze. Purtroppo, questi studi non sono stati efficaci nel determinare le età stellari, dato che questo parametro aveva errori troppo grandi per essere significativo.

Tramite un grafico a istogrammi è possibile visualizzare i valori di massa stellare fittati (Fig. 6). Si può notare in alto in maniera chiara la differenza di quantità di dati tra le survey da terra (istogramma rosso) e HDF (istogramma verde). Poiché i dati fittati raccolgono le informazioni solo delle popolazioni in via di formazione, è necessario considerare questi dati solo come un limite inferiore, poiché riguardano principalmente stelle giovani. Papovich et al. (2001) ha stimato che di media i dati

ottenuti dalla survey di HST siano da correggere con quattro volte i valori ottenuti per le popolazioni giovani e ha derivato la massa delle popolazioni più vecchie per ogni galassia nel campione. Applicando rozzamente questa media anche alle galassie ottenute da terra, per le quali non è possibile effettuare le stime sulle popolazioni più vecchie, si ottiene il secondo istogramma, che tiene conto quindi di tutte le popolazioni in gioco.

Un altro modo di ottenere informazioni sulle masse delle galassie è quello di stimarle attraverso gli spettri di massa, ottenibili per le LBGs a partire dalla cinematica delle linee nebulari in emissione nell'ottico, oppure stimandole a partire dall'assunzione di un rapporto massa stellare su massa totale.

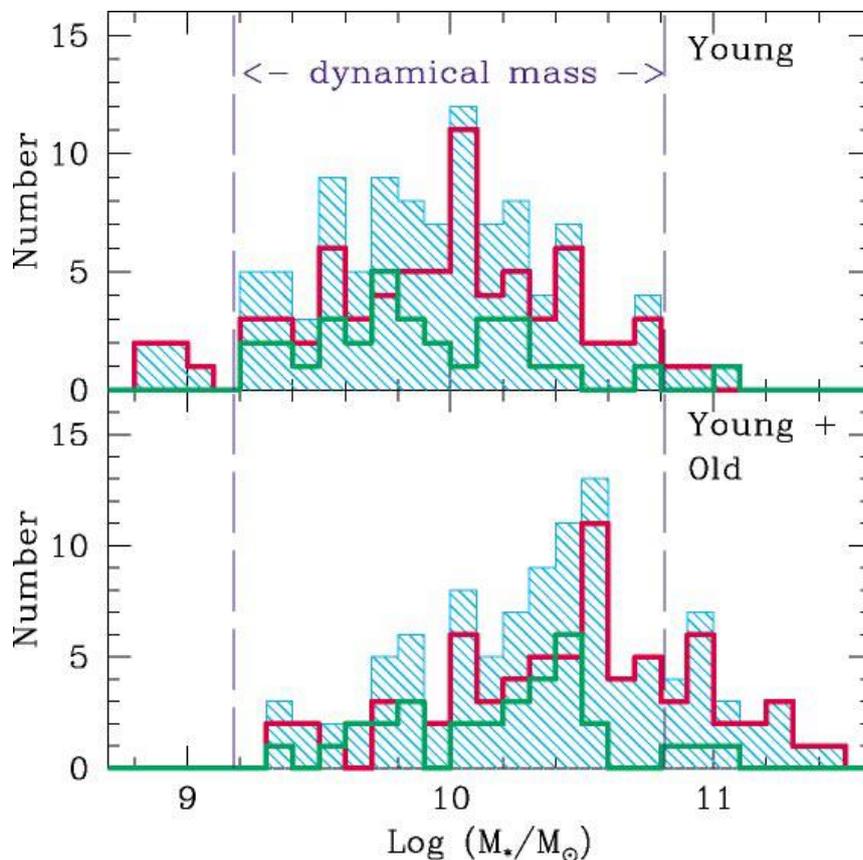


Figura 6: Gli istogrammi rappresentano i dati sulle masse stellari delle LBGs. La parte superiore individua i dati così come sono ricavati, con la curva rossa indicante i dati ottenuti da terra e quella verde i valori derivati dal campione di HST. L'istogramma, ombreggiato, è la somma delle due quantità. Il pannello inferiore mostra invece la somma delle masse stellari di stelle giovani e vecchie, con le modifiche alle popolazioni effettuate come spiegato nel testo. Viene anche mostrato il range di valori di massa dinamica derivati dalla cinematica delle righe nebulari in emissione.

Le linee nebulari, principalmente la [OII], la H β e la [OIII], sono state studiate per ottenere informazioni dinamiche e, venendo risolte in ogni osservazione, hanno dato valori della FWHM nel range $200 - 400 \text{ km s}^{-1}$, che corrispondono ad una velocità di rotazione che le genera di circa $60 - 120 \text{ km s}^{-1}$. Tramite NICMOS si è potuto vedere che questa velocità è generata nelle zone centrali delle galassie a raggi di pochi kpc, risultando più piccola di quella delle galassie locali brillanti. È stata così calcolata una massa viriale $M_{vir} = v^2 \times r_{1/2}/G$ nel range $10^{10} - 10^{11} M_{\odot}$, molto più simile ai bulge delle spirali locali molto luminose o alle galassie ellittiche a bassa o media luminosità.

Bisogna però tener conto degli errori sistematici che in queste misure sono presenti: se si considerano le LBGs come galassie con dischi di rotazione, il limitato range dinamico di brillantezza superficiale dovuto al dimming cosmologico $(1+z)^4$ farebbe in modo che solo il centro della curva di rotazione risulti visibile veramente. Poiché gli spettri sono solo parzialmente risolti, il flusso è dominato dalle parti centrali della galassia, risultando in una larghezza di velocità fortemente dipendente dalla luminosità, e di conseguenza ritornando velocità di rotazione sistematicamente più basse del reale. Inoltre, per misurare la velocità di rotazione è necessario allineare lo spettrografo all'asse maggiore della galassia, e ciò necessita di informazioni ottenibili solo da imaging ad alta risoluzione, di cui solo due casi sono riportati e in nessuno dei quali è stato possibile vedere un'evidenza di disco.

Un altro dubbio sorge nel pensare che le regioni HII possano tracciare correttamente l'intera galassia. Se infatti fossero solo indicatori delle zone centrali, si tenderebbe a sottostimare le velocità di rotazione, e quindi le masse. Inoltre, bisogna capire bene le origini dei moti del gas HII, se gravitazionali o generati da effetti non gravitazionali e turbolenze dalle attività di formazione delle stelle, perché quando il contributo non gravitazionale è importante, esso provoca una sovrastima dei valori di velocità. Esempi di questi effetti sono stati riportati in molti studi: dagli studi sulla larghezza delle linee in emissione, a volte più strette di quanto aspettato, altre nemmeno correlabili alla rotazione della galassia, alla comparazione della larghezza di linea di traccianti cinematici stellari e gassosi, con casi di similitudine dei valori e casi dove il tracciante stellare, la riga dell'idrogeno a 21 cm, risultava più allargato del tracciante nebulare [OII]. Addirittura, una comparazione della cinematica di HI e H α ha mostrato una sottostima della velocità di rotazione della galassia studiata che,

insieme alla sottostima della grandezza spaziale stessa, hanno portato ad un forte errore sulla misura della massa.

In generale questi studi, principalmente per galassie locali, hanno mostrato che la cinematica delle righe nebulari tende a sottostimare la massa viriale e che non ci sono forti moti non gravitazionali che contribuiscono alla cinematica delle righe in questione. Questo ragionamento potrebbe essere valido anche per le LBGs ma, nonostante la sicura presenza di grandi moti non gravitazionali che viaggiano a centinaia di km/s, non si sa cosa ciò implichi precisamente per la cinematica del loro gas nebulare.

Per i sistemi basati sugli effetti della pressione non sono necessarie proiezioni o correzioni sugli allineamenti, ma non si riesce a ottenere una buona conoscenza del gas HII a causa delle grandi forze collisionali che tendono a far collidere le nubi, aumentandone la temperatura, rendendo le linee in emissione del nucleo della galassia meno intense e trasportanti l'informazione delle sole zone più esterne, meno dense. In questa maniera si otterrebbero quindi velocità stellari inferiori, favorendo i valori più bassi della dispersione di velocità. Anche le immagini in UV e ottico mostrano sia strutture irregolari, sia profili simili a sferoidi che a dischi.

Alcune stime possono essere come detto ottenute anche a partire dall'ipotesi di un rapporto tra massa stellare e massa totale. Per galassie starburst nell'universo locale si ha una massa stellare $M_{star} \sim 10^{11} M_{\odot}$ ed una massa totale stimata intorno a $M_{tot} \sim 10^{12} M_{\odot}$, ed i valori dipendono dal raggio della galassia entro il quale si va a misurare la massa. Si nota che le curve di rotazione di galassie con simili luminosità danno masse comparabili. La proporzionalità trovata per le galassie locali, $m_{s2t} \approx 10$, applicata alle LBGs, dà valori di massa totale nell'intervallo $10^{10} - 10^{12} M_{\odot}$. Recentemente sono state ottenute misure del rapporto massa-luminosità anche per galassie a moderato redshift tramite lensing debole. Nelle bande B e V questo rapporto dipende dalla morfologia della galassia, incrementando verso i primi tipi, ma a lunghezze d'onda maggiori di 6000\AA sembra attestarsi intorno a 100, indipendentemente dal tipo di galassia e dalla variazione nella composizione stellare. Ma le galassie Lyman-break hanno tassi di formazione più alti delle galassie starburst a redshift intermedi, e quindi un rapporto massa-luminosità minore di circa un fattore 2 rispetto alle galassie spirali ed irregolari locali. Sono quindi in media doppiamente più luminose, aggirandosi quindi su un valore di ~ 50 a 6000\AA . La

massa totale viene poi stimata moltiplicando questo valore per la luminosità in banda B dello spettro, ottenendo quindi valori nel range $10^{11} - 10^{13} M_{\odot}$, molto più grande quindi di quanto stimato dalla massa dinamica.

4.5 - Morfologia

Tramite i dati sulle galassie Lyman-break ottenuti da HST e dalle survey da terra si è potuto notare come questi oggetti celesti presentino una grande varietà di proprietà morfologiche diverse, ma allo stesso tempo abbiano un buon numero di caratteristiche comuni, tipiche di queste popolazioni. Solitamente queste galassie sono più piccole, più compatte e più irregolari delle corrispondenti galassie con alta luminosità in banda B locali, con colori integrati più blu e distribuzioni spettrali simili a quelli della classe delle Irregolari del diagramma di Hubble. Nonostante i vari gradienti di colore, la morfologia dipende soprattutto dalle lunghezze d'onda, rimanendo pressoché invariata dal lontano ultravioletto all'ottico. In generale non è possibile distribuirle nelle classi tradizionali di Hubble data la mancanza di caratteristiche fondamentali come bulge, bracci, barre o dischi.

Sebbene ci sia una grande varietà di tipi morfologici, le immagini in UV e nell'ottico mostrano raggi efficaci mediamente nel range $r_{1/2} = 3 - 5 h^{-1} kpc$, dimensioni troppo grandi per delle galassie nane e più simili a dei bulge o a quelle degli sferoidi. In un numero limitato di casi è stato possibile anche ricavare anche un profilo $r^{1/4}$ o esponenziale, mentre altrettante poche individuazioni hanno mostrato curve di rotazione dalla spettroscopia delle linee nebulari in ottico, suggerendo quindi la presenza di dischi, sebbene non ci siano ancora spettri delle galassie le cui immagini sono state ricavate da HST. Ciò potrebbe implicare una sottostima dei valori di rotazione ed estensione spaziale dovuti alla mancanza di informazioni sull'inclinazione del disco e sull'allineamento con l'asse maggiore. Altri pochi casi in cui sembrava poter essere presente un disco hanno invece riportato mancanza di rotazione.

La maggior parte delle volte le LBGs mostrano forme disturbate, con un nucleo molto luminoso o vari raggruppamenti immersi in una nebulosità diffusa, tipico di eventi di interazione di più galassie, mentre le galassie a bassa brillantezza superficiale sono più rare. Altrettanto rare sono le catene di galassie, o le galassie molto diradate in lunghezza, implicando che la forma sferoidale sia caratteristica per queste galassie.

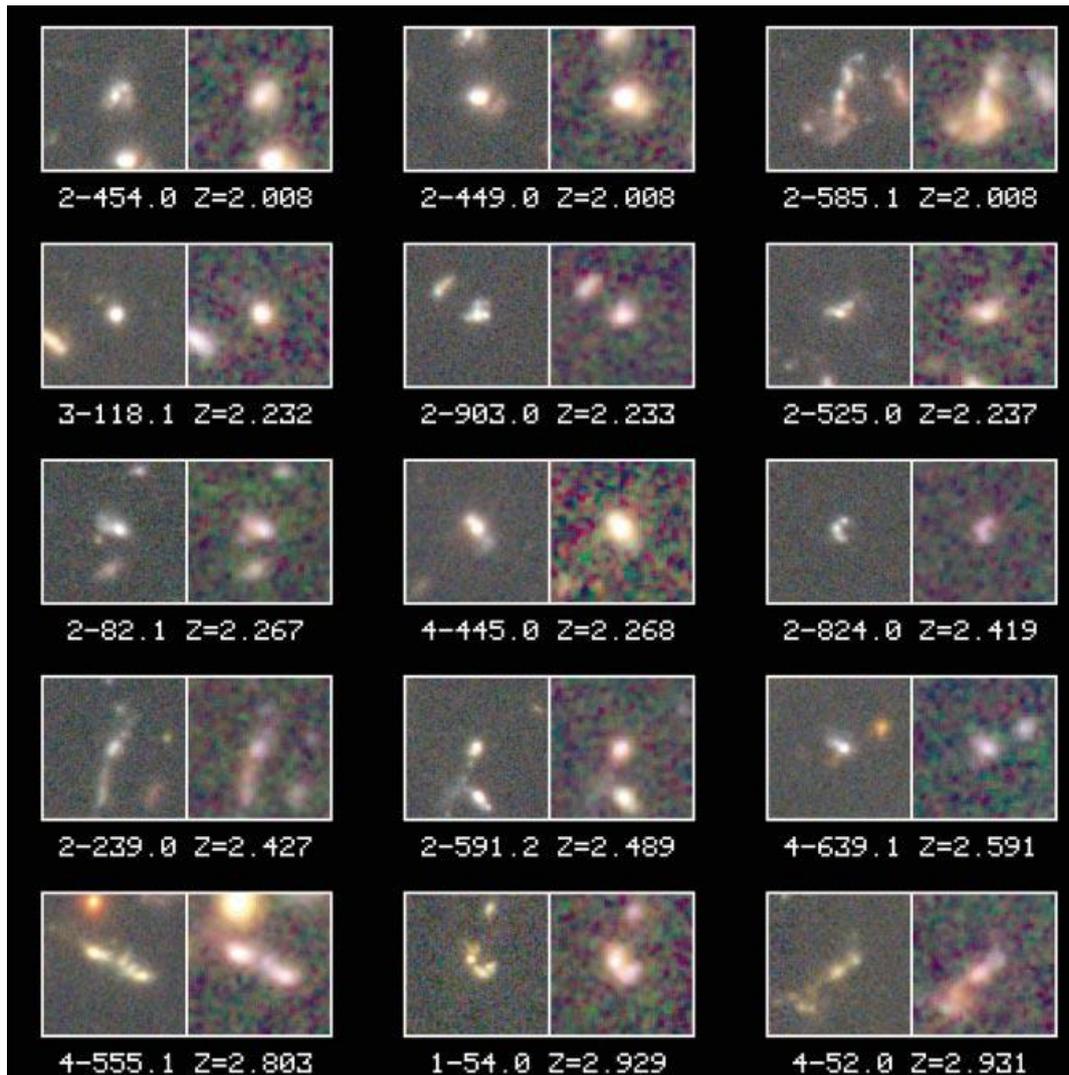


Figura 7: Campione di immagini di LBGs ottenute da HDF. Sul lato sinistro di ogni immagine viene mostrata la galassia osservata in ottico nelle bande BVI da WFPC2, sul lato destro il corrispettivo nel vicino infrarosso in bande JH, ottenuto da NICMOS. Si noti che per quasi tutte le galassie la morfologia è indipendente dalla lunghezza d'onda. Si noti la varietà di strutture e tipologie, da galassie piccole e compatte a grandi e frammentate, con una totale assenza di tipi appartenenti alla classificazione di Hubble.

In figura 7 si possono notare le varie differenze morfologiche dalle immagini di HST dall'UV e dall'ottico. Indipendentemente dalla cinematica che le riguarda, si può notare come la maggior parte della luce delle LBGs provenga da strutture compatte. Le galassie Lyman-break quindi possono essere associate a galassie a spirale dei tipi più avanzati, o a galassie irregolari o a sistemi interagenti dell'universo locale, ma mostrando una formazione stellare molto più elevata, responsabile, almeno in parte, della loro apparente morfologia. Similmente alle galassie locali però, dove questi eventi di formazione caratterizzano regioni con struttura diversa da quella della galassia sottostante, anche le LBGs potrebbero nascondere strutture molto più

morfologicamente differenziate sottostanti le regioni più attive. Ciò nonostante, anche stimando la presenza di stelle più vecchie, fino a quattro volte la massa delle popolazioni delle zone di formazione, queste rimarrebbero invisibili a causa della luce delle stelle più giovani.

In conclusione, per avere una migliore morfologia di queste galassie, sono necessari maggiori studi, principalmente atti a capire i meccanismi di formazione e ad ottenere dati sulla cinematica delle LBGs.

4.6 - Ammassi e Strutture a Larga Scala

Uno degli studi che sono stati permessi grazie alla tecnica basata sulla discontinuità di Lyman è stato quello riguardante gli ammassi di galassie e la struttura a larga scala dell'universo a $z \sim 3$. I controllati effetti di selezione e le alte accuratezze delle funzioni di distribuzione del redshift infatti danno la possibilità di applicare funzioni di correlazione.

I primi risultati mostrarono un forte ammassamento, con i dati tratti da un campione a $z = 3.39$, ritornando una lunghezza di correlazione spaziale di $\sim 2.5 h^{-1} Mpc$.

Altri risultati sono stati ottenuti dall'inversione della funzione di correlazione angolare, possibile proprio perché la funzione di distribuzione del redshift era nota e per l'effetto trascurabile degli intrusi a redshift intermedi, con una lunghezza di correlazione $r_0 \sim 4 h^{-1} Mpc$. Questo metodo è stato anche applicato a z maggiori, con risultati simili.

Sebbene i gruppi di campioni siano abbastanza grandi da poter effettuare misure di ammasso, questi sono ancora troppo piccoli rispetto alla copertura data dai campioni di galassie locali. Di conseguenza sono riportate grandi fluttuazioni di densità di volume, che a loro volta implicano che le misure di correlazione sono soggette ad un bias, che tende a modificare le forme delle correlazioni stesse. Un altro effetto dei campioni ristretti è quello di dare rozze misure delle funzioni di correlazione, in particolare di r_0 e dell'inclinazione γ nella legge di potenza tradizionale. I valori di r_0 sono risultati consistenti, ma le pendenze sono più difficili da limitare.

Nonostante queste difficoltà, una lunghezza di correlazione $r_0 \sim 4 h^{-1} Mpc$ è coerente con quelle trovate localmente, e ciò è dovuto solamente all'effetto della gravità, non dipendendo dalle forme degli spettri di potenza usati nel calcolo evolutivo degli ammassi o dalla cosmologia applicata. Questo, essendo in

opposizione alla predizione data dall'instabilità gravitazionale di pochi ammassi a $z \sim 3$, viene spiegato dal fatto che la distribuzione delle LBGs nello spazio debba tracciare le regioni con densità di massa maggiore. Ciò implica che ci sia una relazione diretta tra le regioni di formazione stellare e quelle di collasso del campo di densità di massa, sostenendo l'idea che la gravità sia la fautrice principale delle strutture cosmiche.

Il concetto di fondo dietro la formazione delle galassie è che esse si creino da aloni di materia oscura quando il gas condensa e si raccoglie al fondo dei pozzi di potenziale, trasformandosi in stelle. Questi effetti, principalmente gli effetti del bias, non sono testabili con le galassie locali, ma per le LBGs il bias è abbastanza grande da essere ben testabile. In più le galassie in questione non evolvono molto in fretta, ma tendono a mostrare solo le prime fasi di formazione. Le proprietà di ammassamento della materia oscura sono ben note dal lato teorico e le abbondanze di aloni sono facilmente calcolabili, ma la predizione sulle caratteristiche delle galassie sono ancora incerte poiché non si conoscono a pieno i meccanismi di formazione stellare. Alcune caratteristiche della teoria possono essere ricavate anche senza modelli di formazione stellare o con assunzioni molto generali. Per esempio, supponendo aloni di materia oscura fredda (Cold Dark Matter, CDM) si riescono a spiegare le densità di volume e le intensità di raggruppamento delle LBGs. Allo stesso tempo si può notare come i campioni di galassie più luminose siano più ammassati di quelli di galassie meno luminose, e ciò implica che le LBGs sono ottimi traccianti degli aloni, cioè che la formazione stellare avviene in maniera più efficace nelle strutture collassate, e che i tassi di formazione stellare sono in media regolati dalla massa della galassia. Queste conclusioni sono tratte dai campioni di HDF, meno luminosi e meno raggruppati di quelli ottenuti dalle survey da terra. Ciò è stato confermato con un'alta percentuale di precisione da simulazioni numeriche, ma sono necessarie maggiori osservazioni per completezza.

Tramite modelli più sofisticati, come simulazioni a N corpi che includono idrodinamica del gas e modelli semi-analitici, si possono ottenere risultati in grado di predire correttamente sia i forti raggruppamenti che le densità di volume delle LBGs, confermando la validità dei modelli precedenti a grandi linee. Le differenze sono per lo più visibili nella predizione degli spettri di massa delle galassie, a causa delle diverse assunzioni sui meccanismi di formazione stellare. Le proprietà in questione

sarebbero confermabili dalle osservazioni, ma i campioni sono ancora limitati in numero.

Sono stati misurati anche i bias per galassie a redshift intermedi ($z \sim 1$), notando che questi correttamente tendono a diminuire rispetto a quelli delle LBGs a $z \sim 3$, in accordo con la teoria che le galassie si siano formate in maniera più efficace nelle zone più dense del campo di densità di massa, con la formazione stellare che si è poi propagata nelle zone meno dense e negli aloni meno massivi con il corso dell'evoluzione.

Alcuni gruppi di oggetti celesti, rilevati tramite imaging a banda stretta dell'emissione Ly α a $z > 2$, sono stati osservati sembrare protoammassi nelle prime fasi dell'evoluzione. Anche le survey centrate sulle LBGs hanno mostrato dei candidati protoammassi, visti come picchi di densità nella distribuzione del redshift delle galassie in un dato campo. Uno dei più ricchi protoammassi è stato studiato più attentamente. Questo ammasso, situato a $z = 3.09$, si estende per parecchi $h^{-1}Mpc$ e include 67 LBGs. Un successivo imaging a banda stretta centrato sulla Ly α ha rivelato altre galassie, mostrando due possibili sottostrutture, coincidenti con due sorgenti molto grandi, di cui una delle due sembra essere una protogalassia ellittica, molto luminosa nel sub-millimetrico.

Gli ammassi possono dare anche delle rozze stime sulle masse delle galassie in gioco, considerando la lunghezza di correlazione spaziale degli ammassi stessi, e quindi la densità di volume, legata alla funzione di massa degli aloni generanti l'ammasso tramite collasso e risolvendo per la massa. In questo modo, per delle U-band dropouts, si ottengono valori di massa nell'intervallo $5 \times 10^{10} < M < 5 \times 10^{12} M_{\odot}$, valori simili a quelli ottenuti dalla distribuzione di massa stellare e in disaccordo con quanto derivato dalle misure dinamiche, esposti precedentemente. Per ottenere questi valori è necessario avere una buona conoscenza della lunghezza di correlazione spaziale, della densità di volume e del numero di galassie Lyman-break osservate per ogni alone. Questo parametro, infatti, rappresenta il numero di sottostrutture per ogni alone e, sebbene l'alone debba essere molto massivo per soddisfare l'attrazione formante l'ammasso, ogni galassia risulterebbe generalmente piccola, con massa di poco maggiore di $10^9 M_{\odot}$. Alcuni studi sono stati tra loro contraddittori, ma saranno in generale utili a spiegare i meccanismi di formazione delle galassie.

5 – LE NUOVE FRONTIERE

I dati principali forniti fino a questo punto sono stati tratti dal lavoro di Giavalisco (2002), esemplare nel riassumere le conquiste ottenute tramite la tecnica di rilevazione basata sulla discontinuità di Lyman fino all'anno di pubblicazione.

Negli anni successivi a questo articolo però sono state portate a termine molte ricerche significative nell'ambito delle LBGs, con risultati importanti.

Innanzitutto, bisogna considerare la modifica alla IMF di Salpeter portata da Chabrier nel 2003 (Chabrier, 2003), che varia in maniera lieve, ma consistente tra i lavori successivi a quello di Giavalisco, i dati riprodotti dalle funzioni di massa iniziale. Questo contributo è stato importante nella correzione dei valori ricavati nelle varie ricerche, nonostante i dati ottenuti con Salpeter siano consistenti in prima approssimazione con quelli ottenuti tramite Chabrier.

Importanti dati sono stati ricavati con survey estensive, come per esempio la Cosmic Evolution Survey (COSMOS) (Scoville et al., 2007), ottenuta con HST e divenuta basilare per molte ricerche, raccolta da Capak in un catalogo multi-banda (Capak et al., 2007). Grandi miglioramenti sui rilevamenti delle galassie ad alto redshift sono stati portati grazie alla nuova generazione di telescopi, i quali riescono finalmente a dare significative informazioni in banda infrarossa. Spitzer, con la camera IRAC, ha permesso di studiare e catalogare in dettaglio molte LBGs (Magdis et al., 2010c), ricavando dati importanti per gli studi successivi. Allo stesso modo due grandi programmi di studio sono stati condotti grazie al telescopio Herschel, il PACS Evolutionary Probe Survey (Lutz et al., 2011) e Herschel Multi-tiered Extragalactic Survey (Oliver et al., 2012).

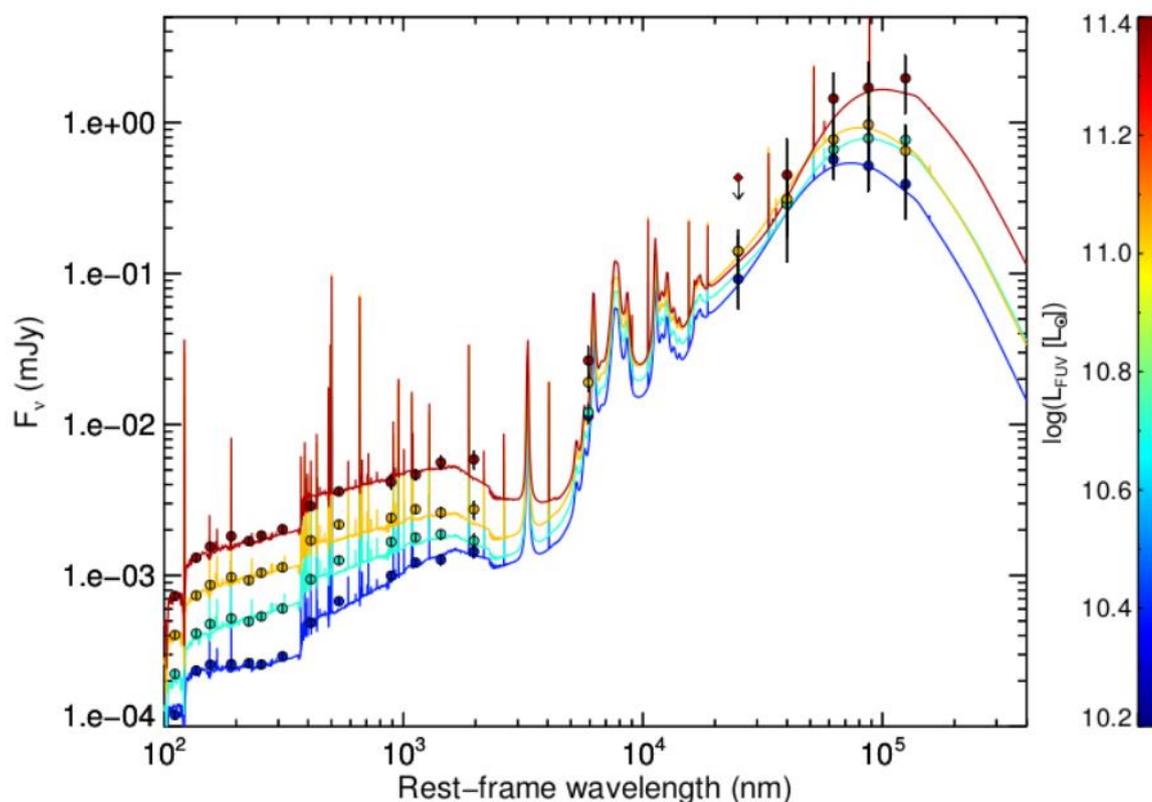


Figura 8: Esempio di distribuzioni spettrali di energia sovrapposte di LBGs in infrarosso con relative funzioni di best-fit per ciascuna sovrapposizione come funzione di L_{FUV}

Grossi studi in particolare sono stati effettuati sui tassi di formazione stellare, che rappresentano dati fondamentali per comprendere l'evoluzione delle galassie Lyman-break, dando quindi importanti informazioni sulla storia evolutiva dell'universo.

Importanti sono i dati ottenuti da Meurer (Meurer et al., 1999), Takeuchi (Takeuchi et al., 2012), Heinis (Heinis et al., 2014) e Oteo (Oteo et al., 2013) sulle varie relazioni della *IRX*, così come molti lavori (Bauer et al., 2005; Daddi et al., 2007; Elbaz et al., 2007; Pannella et al., 2009; Magdis et al., 2010c; Peng et al., 2010; Rodighiero et al., 2010, 2011; Karim et al., 2011; Rodighiero et al., 2014; Schreiber et al., 2015, Álvarez-Márquez et al., 2015) hanno dato conferma di una relazione lineare per gli SFR.

Infine, nel 2017 Magdis (Magdis et al., 2017) ha confermato, tramite un'analisi del gas e della polvere di due LBGs a $z \sim 3$, la possibilità di estendere l'uniformità delle galassie ad alta formazione stellare su tutti gli ultimi 11.5 miliardi di anni.

6 – CONCLUSIONE

La tecnica di riconoscimento delle galassie ad alti redshift basata sulla discontinuità di Lyman è in conclusione un metodo molto efficace per ottenere una prima identificazione di sorgenti a distanze cosmologiche senza essere troppo dispendiosa in termini di tempo al telescopio. Non è richiesta da essa un'elevata precisione, data la susseguente conferma spettroscopica, ma aiuta decisamente nella selezione delle galassie, separando quelle interessanti da galassie a redshift intermedi o stelle di campo tramite la selezione di colore. I criteri sottostanti fanno forza sulla presenza della discontinuità spettrale, segno inequivocabile del sostanziale arrossamento degli spettri di sorgenti distanti.

Queste galassie si mostrano in sostanza abbastanza diverse dalle galassie locali, assomigliando più a progenitrici di bulge, di sferoidi o ellittiche o di galassie irregolari, ma con dati alternati tra una distinzione netta e una realistica possibilità di collegamento. Gli SFR tendono ad essere nettamente minori di quanto richiesto per spiegare la quantità di stelle nell'universo locale, sebbene un maggior numero di campioni sia necessario per avere stime migliori. Le abbondanze chimiche mostrano al contrario delle forti possibilità di collegamento con le galassie locali, dati i valori coerenti di metallicità. Gli studi morfologici mettono invece in luce strutture irregolari, a volte simili a ellittiche, altre con disposizioni simili a dischi di rotazione e quindi riconducibili a spirali dei tipi più avanzati, ma in generale non riconducibili a tipi morfologici classici. I dati sulle masse, sebbene ottenuti con diversi metodi, sembrano per lo più consistenti tra loro, tranne nel caso della deriva dalla cinematica del gas, ma il grande range di incertezza dei valori potrà essere ridotto solo da maggiori ricerche, così come per l'età delle galassie stesse. Gli oggetti di studio hanno però contribuito anche ad una maggiore comprensione del clustering ad alti redshift, utile nella spiegazione dei meccanismi di formazione delle galassie.

In generale la tecnica risulta molto efficace ed apre le porte a molti studi di carattere cosmologico, ma la limitata quantità di dati costringe a rimandare le conclusioni al futuro. Inoltre, l'effetto del redshift tende a far cadere caratteristiche importanti per il riconoscimento, come il Lyman-break, in zone dello spettro sempre meno facilmente osservabili più ci si spinge in profondità con le osservazioni, risultando quindi in un

limite tecnico che si sta cercando di superare con studi più recenti nel vicino infrarosso e che sarà a breve studiato con JWST.

Infine, il problema delle polveri interstellari ed intergalattiche rimane centrale nella ricerca e nello studio delle galassie ad alto redshift, poiché il loro contributo all'estinzione è determinante sia nella capacità di riconoscere e selezionare candidate a bassa luminosità in banda ottica, sia nel riaccordare le predizioni dei modelli con le distribuzioni del redshift osservate delle galassie meno luminose e spiegare il gran numero di galassie deboli nei conteggi in banda infrarossa, che addirittura nella determinazione dei parametri cosmologici che affliggono le misure o i tempi di nascita delle galassie. Le difficoltà dovute all'assorbimento causato da queste nubi sono però superabili attraverso lo studio della radiazione riemessa dalle polveri stesse in bande infrarossa e radio, come proposto la prima volta già ad inizi anni '90 da Franceschini e al. (1994). Infatti, negli ultimi vent'anni una grande fetta della ricerca di galassie ad alto redshift si è basata su queste bande di flusso, ricavando i primi risultati tramite gli studi attraverso i telescopi Spitzer, Herschel ed ALMA, strumenti su cui si farà affidamento, insieme ai futuri telescopi, per maggiori informazioni a tali frequenze. Queste zone dello spettro rimangono quindi centrali per capire l'evoluzione e stimare meglio i tassi di formazione stellare delle LBGs, ma per ora ancora troppe poche rilevazioni sono state effettuate.

Bibliografia

- Álvarez-Márquez J., Burgarella D., Heinis S., Buat V., Lo Faro B., Béthermin M., López-Fortín C.E., Cooray A., Farrah D., Hurley P., Ibar E., Ilbert O., Koekemoer A.M., Lemaux B.C., Pérez-Fournon I., Rodighiero G., Salvato M., Scott D., Taniguchi Y., Vieira J.D., Wang L., “Dust properties of Lyman break galaxies at $z \sim 3$ ”, 2016, *Astronomy & Astrophysics*, Volume 587, id.A122, 17 pp.
- Giavalisco M., “Lyman-break galaxies”, 2002, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Vol. 40, pp. 579-641
- Madau P., “Radiative transfer in a clumpy universe: the colors of high-redshift galaxies”, 1995, *Astrophysical Journal* v. 441, p. 18
- Madau P., Ferguson H.C., Dickinson M.E., Giavalisco M., Steidel C.C., Frutcher A., “High-redshift galaxies in the Hubble Deep Field: colour selection and star formation history”, 1996, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 283, Issue 4, pp. 1388-1404
- Franceschini A., Mazzei P., De Zotti G., Danese L., “Luminosity evolution and dust effects in distant galaxies: implications for the observability of the early evolutionary phases”, 1994, *Ap. J.* 427, p. 140

Testi Citati

- Bauer A.E., Drory N., Hill G.J., Feulner G., 2005, *Ap. J.* 621, p. L89
- Burgarella D., Buat V., Gruppioni C., et al., 2013, *A&A* 554, p. A70
- Calzetti D., 1997, *Astron. J.*, 113, p. 162
- Calzetti D., Gordon K.D., Witt A.N., 1997, *Ap. J.* 487, p. 625
- Capak P., Aussel H., Ajiki M., et al., 2007, *Ap. J. S.* 172, p. 99
- Casertano S., de Mello D., Dickinson M., Ferguson H.C., Frutcher A.S., et al., 2000, *Astron. J.* 120, p. 2747
- Chabrier G., 2003, *Ap. J.* 586, p. L133
- Cristiani S., Appenzeller I., Arnouts S., Nonino M., Aragon-Salamanca A., et al., 2000, *Astron. Astrophys.* 359, p. 489
- Daddi E., Dickinson M., Morrison G., et al., 2007, *Ap. J.* 670, p. 156

- Davis M., Wilkinson D.T., 1974, *Ap. J.* 192, p. 251
- Dickinson M., 1998, *STScI May Symp. Ser.* 11, p. 219, New York: Cambridge Univ. Press
- Djorgovski S.G., Spinrad H., McCarthy P., 1985, *Ap. J.* 299, p. 1
- Djorgovski S.G., Strauss M.A., Spinrad H., McCarthy P.J., Perley R.A., 1987, *Astron. J.* 93, p. 1318
- Elbaz D., Daddi E., Le Borgne D., et al., 2007, *A&A* 468, p. 33
- Giavalisco M., Macchetto F.D., Sparks W.B., 1994a, *Astron. Astrophys.* 288, p. 103
- Guhathakurta P., Tyson J.A., Majewski S.R., 1990, *Ap. J.* 357, p. 9
- Heinis S., Buat V., Béthermin M., et al., 2014, *MNRAS* 437, p. 1268
- Hu E.M., Cowie L.L., 1987, *Ap. J.* 317, p. L7
- Karim A., Schinnerer E., Martínez-Sansigre A., et al., 2011, *Ap. J.* 730, p. 61
- Kennicutt R.C., 1998, *Ap. J.* 498, p. 541
- Kobulnicky H.A., Koo D.C., 2000, *Ap. J.* 545, p. 712
- Koo D.C., Kron R.G., 1980, *Publ. Astron. Soc. Pac.* 545, p. 537
- Leitherer C., Robert C., Heckman T.M., 1995, *Ap. J.* S. 99, p. 173
- Lowenthal J.D., Koo D.C., Guzman R., Gallego J., Phillips A.C., et al., 1997, *Ap. J.* 481, p. 673
- Lutz D., Poglitsch A., Altieri B., et al., 2011, *A&A* 532, p. A90
- Magdis G.E., Rigopoulou D., Daddi E., et al., 2017, *A&A* 603, p. A93
- Magdis G.E., Rigopoulou D., Huang J.-S., Fazio G.G., 2010c, *MNRAS* 401, p. 1521
- Meier D.L., 1967a, *Ap. J.* 207, p. 343
- Meier D.L., 1967b, *Ap. J.* 203, p. 103
- Meurer G.R., Heckman T.M., Calzetti D., 1999, *Ap. J.* 521, p. 64
- Oliver S.J., Bock J., Altieri B., et al., 2012, *MNRAS* 424, p. 1614
- Oteo I., Cepa J., Bongiovanni Á., et al., 2013a, *A&A* 554, p. L3
- Oteo I., Magdis G., Bongiovanni Á., et al., 2013b, *MNRAS* 435, p. 158
- Pannella M., Carilli C.L., Daddi E., et al., 2009, *Ap. J.* 698, p. L116
- Pannella M., Elbaz D., Daddi E., et al., 2015, *Ap. J.* 807, p. 141
- Papovich C., Dickinson M., Ferguson H.C., 2001, *Ap. J.* 559, p. 620

- Partridge R.B., 1974, *Ap. J.* 192, p. 241
- Partridge R.B., Peebles P.J.E., 1967a, *Ap. J.* 148, p. 377
- Partridge R.B., Peebles P.J.E., 1967b, *Ap. J.* 147, p. 868
- Peng Y.-J., Lilly S.J., Kovač K., et al., 2010, *Ap. J.* 721, p. 193
- Pettini M., Shapley A.E., Steidel C.C., Cuby J.-G., Dickinson M., et al., 2001, *Ap. J.* 554, p. 981
- Pettini M., Steidel C.C., Adelberger K.L., Dickinson M., Giavalisco M., 2000, *Ap. J.* 528, p. 96
- Rodighiero G., Daddi E., Baronchelli I., et al., 2011, *Ap. J.* 739, p. L40
- Rodighiero G., Renzini A., Daddi E., et al., 2014, *MNRAS* 443, p. 19
- Rodighiero G., Vaccari M., Franceschini A., et al., 2010, *A&A* 515, p. A8
- Schneider D., Gunn J., Turner E., Lawrence C., Hewitt J., Schmidt M., Burke B.F., 1986, *Astron. J.* 91, p. 991
- Schreiber C., Pannella M., Elbaz D., et al., 2015, *A&A* 575, p. A74
- Scoville N., Abraham R.G., Aussel H., et al., 2007, *Ap. J. S.* 172, p. 38
- Shapley A.E., Steidel C.C., Adelberger K.L., Dickinson M., Giavalisco M., Pettini M., 2001, *Ap. J.* 562, p. 95
- Steidel C.C., Adelberger K.L., Giavalisco M., Dickinson M.E., Pettini M., 1999, *Ap. J.* 519, p. 1
- Steidel C.C., Dickinson M., Sargent W.L.W., 1991, *Astron. J.* 101, p. 1187
- Steidel C.C., Giavalisco M., Dickinson M., Adelberger K.L., 1996a, *Astron. J.* 112, p. 352
- Steidel C.C., Hamilton D., 1992, *Astron. J.* 104, p. 941
- Steidel C.C., Hamilton D., 1993, *Astron. J.* 105, p. 2017
- Takeuchi T.T., Yuan F.-T., Ikeyama A., Murata K.L., Inoue A.K., 2012, *Ap. J.* 755, p. 144
- Teplitz H.I., McLean I.S., Becklin E.E., Figer D.F., Gilbert A.M., et al., 2000b, *Ap. J.* 533, p. 65
- Williams R.E., Baum S., Bergeron L., Bernstein N., Blacker B., et al., 2000, *Astron. J.* 120, p. 2735
- Williams R.E., Blacker B., Dickinson M., Dixon W., Ferguson H.C., et al., 1996, *Astron. J.* 112, p. 1335

Fonti delle Immagini

- Álvarez-Márquez J., Burgarella D., Buat V., Ilbert O., Pérez-González P.G., “Rest-frame far-ultraviolet to far-infrared view of Lyman break galaxies at $z \sim 3$: Templates and Dust attenuation”, 2019, A&A 630, p. A153
- Giavalisco M., “Lyman-break galaxies”, 2002, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, Vol. 40, pp. 579-641
- https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Giavalisco/Giav3_1.html
- J. Bechtold., “Quasar absorption lines”, In “Galaxies at High Redshift”, edited by I. Pérez-Fournon, M. Balcells, F. Moreno-Insertis, & F. Sánchez, 2003, pp. 131-184