



UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

Dipartimento di Fisica e Astronomia “Galileo Galilei”

Corso di Laurea in Astronomia

Tesi di Laurea

Surveys a larga scala e righe di emissione di galassie

Relatrice

Prof.ssa Giulia Rodighiero

Correlatrice

Dott.ssa Lucia Rodriguez Muñoz

Laureando

Theosamuele Signor

Anno Accademico 2017/2018

Theosamuele Signor: *Surveys a larga scala e righe di emissione*, © 2018, Dicembre.

E-MAIL:

theosamuele.signor@studenti.unipd.it

ABSTRACT

In questa tesi ci si propone di contribuire alla validazione delle proprietà osservative del cono-luce di galassie simulato che verrà utilizzato per ottimizzare le survey della missione Euclid. Il catalogo contiene più di 10 milioni di galassie, e fornisce valori della luminosità $H\alpha$ consistenti con le funzioni di luminosità (LF) osservate. Il risultato del lavoro svolto sarà inviato al Simulator Working Group, responsabile della validazione del catalogo. Nella tesi sarà presentata inoltre una descrizione generale delle LF, della missione Euclid e dei metodi per stimare il tasso di formazione stellare.

INDICE

1	INTRODUZIONE	1
1.1	Classificazione morfologica di Hubble	1
1.1.1	Significato fisico della sequenza di Hubble	2
1.2	Importanza della storia di formazione stellare	2
1.2.1	Galassie rilevate dalle loro righe di emissione	3
1.3	Questa tesi	4
2	FUNZIONI DI LUMINOSITÀ	5
2.1	Definizioni cosmologiche	5
2.2	Conteggi	6
2.3	Stimatori della funzione di luminosità	7
2.4	LF e proprietà evolutive di sorgenti	10
2.5	Storia di formazione stellare	11
3	TASSI DI FORMAZIONE STELLARE	13
3.1	Introduzione alle SFR	13
3.2	Funzione di massa iniziale	14
3.3	Calibrazioni	14
3.3.1	Colori e spettri integrati	15
3.3.2	Modelli di sintesi	15
3.3.3	Continuo ultravioletto	16
3.3.4	H α	17
3.3.5	Linee proibite	17
3.3.6	Continuo lontano infrarosso	18
3.4	Correzione per estinzione	18
3.5	Sequenza Principale delle galassie star-forming	21
4	EUCLID	23
4.1	The MICE grand challenge	24
4.2	Costruzione del catalogo	25
4.2.1	Catalogo di aloni	25
4.2.2	Catalogo di galassie	27
4.3	Previsioni per le osservazioni di Euclid	29
5	VALIDAZIONE DEL MOCK CATALOG DI EUCLID	31
5.1	SED	32
5.2	SFR	33
5.2.1	Sequenza principale di SFR	34
5.3	Proposta per la validazione di alcune proprietà delle galassie	35
5.4	Conclusioni	36
	BIBLIOGRAFIA	38

1

INTRODUZIONE

Le galassie rappresentano l'elemento costitutivo dell'Universo visibile. Sono dei sistemi di stelle (la nostra Via Lattea ne contiene circa 10^{11}), gas, polveri e materia oscura legati tra loro grazie alla forza gravitazionale. In questo capitolo introdurremo quindi le proprietà generali di classificazione delle galassie, dal punto di vista morfologico e del corrispondente legame con la formazione stellare che caratterizza le varie popolazioni stellari che le compongono. Discuteremo inoltre l'importanza di avere campioni statistici significativi di sorgenti, a diverse epoche cosmiche, per poter ricostruire la storia della formazione stellare dell'Universo, e l'assemblamento delle strutture su larga scala che osserviamo attualmente. Infine, l'interesse di questa tesi riguarda le informazioni che saranno ottenute dalle future missioni spaziali, che permetteranno di ottenere campioni spettroscopici per diversi tipi di galassie su grandi aree di cielo. Attraverso l'identificazione di righe di emissione (principalmente l' $H\alpha$), le funzioni di luminosità che si potranno determinare aiuteranno a vincolare la densità di luminosità fino a distanze importanti (almeno $z = 2$), con statistiche senza precedenti e a flussi più deboli di quanto fatto sinora.

1.1 CLASSIFICAZIONE MORFOLOGICA DI HUBBLE

Il primo metodo utilizzato per studiare le galassie è stato la fotometria ottica, che ha permesso fin dagli anni '20 di distinguerle in base alla morfologia. La classificazione più utilizzata ancora oggi è quella proposta da Hubble nel 1926 nella quale le galassie vengono distinte in ellittiche, lenticolari, spirali e irregolari (si veda figura 1).

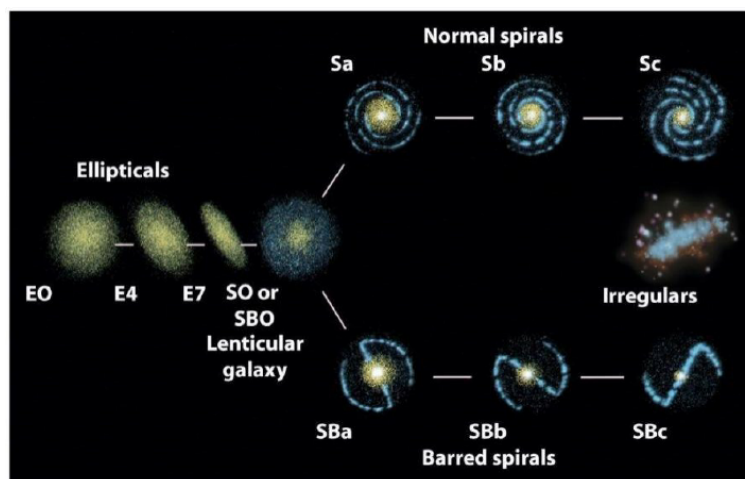


Figure 1: Classificazione morfologica di Hubble

Galassie ellittiche

Le galassie ellittiche hanno, prevedibilmente, una forma ellittica e non presentano una struttura a spirale visibile. Vengono indicate con la lettera E, seguita da un numero n definito come:

$$n = 10 \left(1 - \frac{\text{semiasse maggiore}}{\text{semiasse minore}} \right) \quad (1)$$

Hanno una massa che spazia da 10^5 a $10^{12} M_{\odot}$.

Galassie lenticolari

Le galassie lenticolari hanno una forma più allungata rispetto alle ellittiche, ma non mostrano la presenza di bracci a spirale. Presentano proprietà intermedie tra le ellittiche e le spirali, come la quantità di gas e polveri (si veda più avanti). Sono indicate con la sigla SO seguita dalla lettera a, b o c in base al rapporto delle luminosità della componente di disco e quella del bulge.

Galassie a spirale

Le galassie a spirale vengono ulteriormente divise in barrate (SB) e non barrate (S) (nel diagramma barrate e normali), dipendentemente dal fatto che i bracci partano dal nucleo o dalla fine di una barra luminosa passante attraverso il bulge. Entrambi i tipi si suddividono in a, b o c, in base a quanto i bracci siano avvolti e fortemente risolti in stelle.

Galassie irregolari

Le galassie irregolari non possono essere aggregate ad un tipo morfologico ben definito. Gli esempi più vicini a noi possono essere le Nubi di Magellano.

1.1.1 Significato fisico della sequenza di Hubble

E' stato trovato che la la classificazione morfologica di Hubble segue anche diverse interpretazioni fisiche. Per esempio, andando da sinistra verso destra in figura 1, il contenuto di gas cresce, così come il numero di stelle giovani. Le galassie ellittiche (a sinistra del diagramma), hanno esaurito tutto il loro contenuto di gas diventando così sempre più rosse con l'avanzare del tempo. Al contrario, il disco delle spirali è dominato da stelle blu e giovani. Inoltre alcune galassie irregolari, come gli starbursts, sono caratterizzati da un tasso di formazione stellare (si veda capitolo 2), di $\approx 100 M_{\odot}/\text{yr}$, molto superiore ai valori tipici di $\approx 10 M_{\odot}/\text{yr}$. Quindi, la morfologia di una galassia mostra una chiara relazione con il tasso di formazione stellare.

1.2 IMPORTANZA DELLA STORIA DI FORMAZIONE STELLARE

Una solida determinazione della storia del tasso di formazione stellare (SFH, per la definizione si rimanda al capitolo 3) è un elemento fondamentale per comprendere l'evoluzione galattica. Con lo scorrere del tempo, le riserve

di gas iniziale vengono trasformate nella prima generazione di stelle; durante l'evoluzione della galassia, processi di feedback, di accrescimento di gas, di fusioni, e l'ambiente influenzano la formazione stellare. Quindi la SFH cosmica contiene in sé un'impronta di tutti i processi che modificano la galassia durante il tempo.

La strada allo studio della SFH è stata aperta dal CFRS (Canada-France Redshift Survey, Lilly et al. 1996), per lo studio della densità di luminosità fino a $z = 1$, e da Madau et al. (1996) per la SFR usando il CFRS e campioni con $z \approx 3 - 4$ identificati da HST.

Da allora, nuove misure estensive della densità di SFR (SFRD) cosmica sono state effettuate fino a $z=6$ (si veda, per esempio, Hopkins & Beacom 2006).

La SFRD si presenta come uno strumento tanto semplice quanto potente per studiare la storia di formazione stellare cosmica.

I molti dati ricevuti dai diversi campioni hanno ripetutamente mostrato un quadro, fino a $z \approx 6$, in cui si presenta un aumento della SFRD fino a $z \approx 1$ e un declino da $z \approx 3$, con una evoluzione poco chiara nel mezzo (a causa della difficoltà nello studio di oggetti in questo intervallo, il quale è stato battezzato come "the redshift desert").

Andando a ritroso nel tempo, quindi, da oggi a $z = 1$ un costante aumento della SFRD di un ordine di magnitudine è fermamente convalidato utilizzando diversi traccianti della SFR (come il lontano ultravioletto, il lontano infrarosso, o il radio), anche se lo scatter tra le diverse stime rimane importante. Uno schema aggiornato della SFRD è riportato in Figura 6.

1.2.1 Galassie rilevate dalle loro righe di emissione

Rimangono delle incertezze nei vari procedimenti applicati ai conteggi e alle luminosità delle galassie per calcolarne le SFR. Ne consegue che la forma esatta della evoluzione della SFRD deve ancora essere stabilita con assoluta precisione. La selezione di ogni campione di galassie, incluse la profondità e la qualità dell'immagine o la completezza in redshift, richiede delle correzioni per computare le densità volumetriche, e la forma completa della funzione di luminosità rimane speculativa.

Inoltre, la trasformazione luminosità-SFR dipende dalle assunzioni sui fattori di conversione e sulla quantità di attenuazione causata da polveri. Per essere in grado di derivare un modello di evoluzione galattica coerente, è necessario tracciare l'evoluzione della SFRD con lo stesso tracciante lungo il tempo cosmico, e, in una survey profonda, con una semplice e ben definita funzione di selezione.

La selezione di target spettroscopici potrebbe avere un impatto importante sul tipo di galassie studiate e quindi sulla popolazione in questo campione. Una accurata funzione di selezione è resa quindi necessaria per evitare la propagazione di bias per alcuni tipi di galassie o intervalli di redshift.

La necessità di confermare il redshift per studiare la formazione e l'evoluzione di strutture a larga scala, e la natura di tutte le componenti cosmologiche dell'universo (materia oscura e energia oscura), sta motivando il lancio di missioni spettroscopiche per la localizzazione di milioni di galassie, sia da terra che dallo spazio; tra queste ultime si trova Euclid (Laureijs et al. 2009).

In particolare, avvantaggiandoci dell'imaging ad alta precisione e dell'assenza di assorbimento atmosferico, le missioni spaziali sonderanno epoche fino a

$z \approx 2$.

Osservativamente, queste missioni applicheranno una tecnica di spettroscopia senza fenditura per stimare i redshift dalle righe della componente gassosa e, in particolare, dall'emissione $H\alpha$, un tracciante primario di idroge-

no, generalmente ionizzato da stelle giovani di tipo O e B o da nuclei galattici attivi (AGN). Inoltre, la caratterizzazione spettroscopica di un campione di galassie *star-forming* ed attive talmente ampio sarà estremamente utile per lo studio dell'evoluzione galattica nel tempo.

In questo contesto la densità spaziale di emettitori $H\alpha$ (cioè la loro funzione di luminosità) è un ingrediente chiave per le previsioni di performance della missione per determinare il numero di oggetti al di sopra della soglia di sensibilità, ottimizzando così la survey. Quindi, una predizione del numero di galassie potenzialmente osservabili è richiesta per ottimizzare le strategie per la survey, in modo da ottenere il massimo ritorno scientifico dalla missione.

Come tipicamente fatto, i conteggi numerici previsti su un ampio intervallo di redshift sono determinati modellando l'evoluzione della funzione di luminosità degli emettitori $H\alpha$, riproducendo i campioni di dati di spettroscopia a banda stretta disponibili (Geach et al. 2010, Mehta et al. 2015, Sobral et al. 2015, Pozzetti et al. 2016).

1.3 QUESTA TESI

Vista l'importanza di predire in modo accurato le proprietà statistiche dei campioni di sorgenti che saranno osservati dalle future missioni cosmologiche, in questa tesi ci occuperemo di approfondire gli obiettivi scientifici della missione Euclid, analizzando il ruolo delle funzioni di luminosità che si potranno ricavare dagli $H\alpha$ *emitters*. Nel contesto del consorzio Euclid, contribuiremo alle attività del *Simulator Working Group* cercando di validare e calibrare alcuni parametri fisici delle galassie incluse nell'*Euclid Flagship Mock Catalog*, studiando, in particolare, le relazioni fra le luminosità di $H\alpha$, i tassi di formazione stellare da diversi indicatori, e le SED intrinseche associate ad ogni oggetto.

2 | FUNZIONI DI LUMINOSITÀ

Una parametro usato molto frequentemente in cosmologia è la funzione di luminosità $\phi(L)$ (abbreviato LF). Essa indica il numero di sorgenti con una luminosità compresa tra L ed $L+dL$ in un dato volume. L'utilità di tali funzioni sta nel fatto che esse riescono a fornire informazioni riguardo la popolazione galattica, in particolare l'evoluzione delle popolazioni stellari. Andando a studiare LF per diversi redshift e confrontandole, siamo quindi in grado di ricostruire l'evoluzione temporale delle galassie. Per definizione, quindi:

$$dN = \phi(L)dLdV \quad (2)$$

dove dN indica il numero di conteggi nell'intervallo infinitesimo di luminosità dL e volume considerato dV .

Il numero totale di sorgenti con flusso maggiore di un certo flusso limite $F_{v,lim}$ si ottiene eseguendo una doppia integrazione dell'equazione precedente

$$N(F_v > F_{v,lim}) = \int_0^L \phi(L)dL \int_0^V dV \quad (3)$$

Si ottiene così un conteggio limitato in flusso. Per rendere il nostro conteggio tempo-dipendente, sarà sufficiente esprimere il volume in funzione del redshift.

Prima di poter essere in grado di fare ciò sono necessarie alcune definizioni.

2.1 DEFINIZIONI COSMOLOGICHE

Riportiamo brevemente alcune importanti definizioni utilizzate nei paragrafi a seguire:

Distanza comovente

La distanza comovente r è una definizione introdotta per convenienza per definire in modo indipendente dal tempo le distanze cosmologiche.

$$r = \int_{t_e}^{t_0} \frac{c}{a(t)} dt \quad (4)$$

(derivazione da Davis & Lineweaver 2004). t_e è il tempo di emissione dei fotoni, t_0 il tempo attuale, c la velocità della luce nel vuoto¹ e $a(t)$ il fattore di scala².

Distanza di luminosità

Nel caso di geometria euclidea, sappiamo che flusso F , luminosità L e distanza r sono legati da

$$F = \frac{L}{4\pi r^2} \quad (5)$$

¹ 299792.5km/s.

² Valore adimensionale che parametrizza l'espansione dell'universo.

Per rendere tale espressione corretta anche per misure cosmologiche riguardanti grandi distanze spazio-temporali è necessario modificarla in

$$F = \frac{L}{4\pi r^2} \cdot \frac{1}{(1+z)^2} \quad (6)$$

in cui i due fattori di redshift $(1+z)$ sono resi necessari dal fatto che i fotoni arrivano allo strumento con un ritmo scandito da $(1+z)$ e perdono energia con lo stesso andamento. Si usa quindi, in analogia col caso di piccole distanze, definire la distanza di luminosità d_L come:

$$d_L \equiv r \cdot (1+z) \quad (7)$$

ottenendo così

$$F = \frac{L}{4\pi d_L^2} \quad (8)$$

I flussi e le luminosità richiamati nelle equazioni precedenti sono integrati in tutte le lunghezze d'onda (in gergo, sono quantità bolometriche). Nella pratica però, si eseguono le osservazioni in una banda limitata centrata in una particolare frequenza (ν , equivalentemente, in lunghezza d'onda). Sapendo che in equazione 32 il flusso è ad una lunghezza d'onda osservata, mentre la luminosità è ad una di emissione, possiamo scrivere

Dove con i pedici "e" ed "o" indicano rispettivamente emessa ed osservata. Usando la definizione di redshift cosmologico, sostituiamo ottenendo:

$$\begin{aligned} \nu_e &= \nu_o \cdot (1+z) \rightarrow d\nu_e = d\nu_o \cdot (1+z) \\ F(\nu_o)d\nu_o &= \frac{L(\nu_o \cdot (1+z))d\nu_o \cdot (1+z)}{4\pi d_L^2} \\ F(\nu_o) &= \frac{L(\nu_o \cdot (1+z))}{4\pi d_L^2} \cdot (1+z) \end{aligned} \quad (10)$$

2.2 CONTEGGI

Tornando allo scopo principale di questo capitolo, possiamo ora mettere in relazione il numero di conteggi di sorgenti entro l'intervallo di flusso considerato con il redshift, ovvero il tempo. Rirendendo Equazione 3, possiamo mettere in relazione volume e distanza di luminosità:

$$V = \frac{4\pi}{3} d_L^3 \quad (11)$$

Per semplicità supponiamo che le sorgenti siano distribuite in uno spazio euclideo. Quindi, il numero di sorgenti con luminosità compresa tra L ed $L+dL$, entro la distanza d_L ed entro l'angolo solido Ω sarà:

$$N(> F_\nu)dL = \frac{\Omega}{3} d_L^3 N(L)d(L) \quad (12)$$

Sostituendo l'equazione per la distanza di luminosità

$$N(> F_\nu)dL = \frac{\Omega}{3} \left(\frac{L}{4\pi F} \right)^{\frac{3}{2}} \quad (13)$$

Possiamo ora integrare in dL , ottenendo così i conteggi totali del campione. Supponendo che tutte le sorgenti presentino la stessa luminosità, nell'integra-

le compare una delta di Dirac, che integrata da 1. Quindi i nostri conteggi avranno un andamento del tipo

$$N(> S_v) \propto F^{-\frac{3}{2}} \quad (14)$$

Questo risultato è detto andamento euclideo. A questo punto, per eseguire osservativamente il calcolo dei conteggi numerici di sorgenti, si può distinguere tra:

1. Conteggi integrali: numero di sorgenti per unità d'area con flusso maggiore del flusso limite;
2. Conteggi differenziali:

$$N(F_v) = \frac{dN(F)}{dF} \quad (15)$$

Un modo per ottenere conteggi integrali è di calcolare

$$N(> F_v) = \sum_i \frac{1}{\Omega(F_i)}, \quad (16)$$

dove i flussi nella sommatoria sono tutti quelli maggiori del flusso limite e $\Omega(F_i)$ è l'area di cielo coperta dalla survey accessibile al flusso F_i .

Tipicamente, a questa misura si associa un errore poissoniano.

Lo svantaggio dell'utilizzo di questo tipo di conteggi sta però nel fatto che gli oggetti più brillanti ma lontani possono contribuire anche ai flussi più bassi. In pratica, i bins (intervalli) di densità di flusso non sono tra loro indipendenti. Risulta quindi che risulta più efficiente l'utilizzo dei conteggi differenziali, essendo loro espressi in unità di flusso.

Tornando a eq. 15

$$N(F) = \frac{dN}{dF} \propto F^{-\frac{5}{2}} \quad (17)$$

Quindi

$$dN(S) = N(S)dS \propto S^{-\frac{5}{2}} \quad (18)$$

Interessante è il confronto del numero di conteggi osservati con quello nel caso di universo euclideo, utile per studiare l'evoluzione delle popolazioni galattiche, come mostrato in Figura 2.

2.3 STIMATORI DELLA FUNZIONE DI LUMINOSITÀ

Uno dei problemi dell'astronomia osservativa degli ultimi anni consiste nel verificare la completezza di un campione, per poi calcolarne la funzione di luminosità. Infatti le misure di conteggi possono essere limitate da vincoli di magnitudine apparente, colore, brillantezza superficiale; nella realtà, siamo inoltre soggetti ad osservare oggetti intrinsecamente brillanti a distanze elevate, mentre quelli meno luminosi a distanze brevi.

In questo modo, senza una verifica della completezza, di un campione si

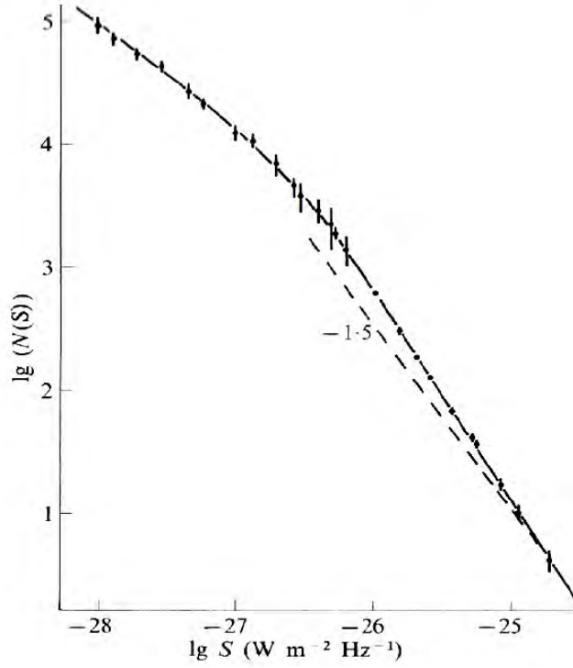


Figure 2: Conteggi integrali di radio sorgenti e confronto con un andamento euclideo, da Franceschini, 2013.

otterrebbe una funzione di luminosità sbagliata.

Molti approcci statistici sono stati messi a punto per ovviare a questo problema. Tra questi citiamo il test V/V_{\max} .

Questo è un metodo per investigare l'uniformità degli oggetti nello spazio, applicato per la prima volta da Schmidt(1968).

In sostanza, ci si chiede se la distribuzione di oggetti sia statisticamente uniforme nella regione dello spazio accessibile dal campionamento in flusso.

Una volta scelto il flusso limite, per ogni oggetto avente densità di flusso F ($F > F_{\lim}$) possiamo calcolare il rapporto V/V_{\max} , dove V è il volume dello spazio racchiuso dal redshift dell'oggetto e V_{\max} è il massimo volume entro cui l'oggetto sarebbe ancora incluso nel campione completo portando il valore del flusso a quello del flusso limite. In figura 3 è riportata graficamente tale costruzione. Quindi:

$$\frac{V}{V_{\max}} = \frac{\int_0^r D^2 dr}{\int_0^{r_{\max}} D^2 dr} \quad (19)$$

dove compaiono D , ovvero la distanza misurata, r , ovvero la distanza comovente radiale calcolata in base al redshift, e il suo corrispondente massimo r_{\max} . Tutte si riferiscono ovviamente all'epoca cosmica attuale.

Se la distribuzione di galassie nello spazio è omogenea, il valore medio del rapporto V/V_{\max} assumerà il valore $1/2$. Chiaramente, il valore medio osservato di questo rapporto può variare rispetto al valore medio atteso. Questo risultato può essere interpretato come sintomo di incompletezza del campione oppure come indicazione di evoluzione delle popolazioni galattiche.

Se il numero di sorgenti è sufficientemente elevato, la distribuzione di probabilità assume la forma di una gaussiana, con deviazione standard

$$\sigma = \frac{1}{\sqrt{12N}} \quad (20)$$

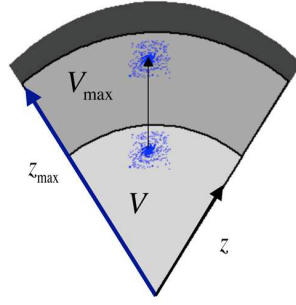


Figure 3: Rappresentazione grafica del test V/V_{\max} , da Marchetti

Come applicazione di quanto spiegato poch'anzi, Schmidt(1968) introdusse lo stimatore per le funzioni di luminosità $1/V_{\max}$.

Per spiegarlo, consideriamo un campione di oggetti di cui conosciamo la distanza, che per distanze minori di circa 4000 Mpc (entro queste distanze la deviazione dalla piatezza dello spazio è considerabile trascurabile) è facile da determinare spettroscopicamente, ed utilizzando poi la nota legge di Hubble

$$d = \frac{c}{H_0} z \quad (21)$$

ove c è la velocità della luce, z il redshift e $H_0 = 70 \frac{\text{km}}{\text{sMpc}}$ la costante di Hubble al tempo attuale. Si procede successivamente al calcolo delle luminosità di tutti gli oggetti e se ne esegue la divisione per intervalli (binning). Otteniamo così una stima della funzione di luminosità

$$\phi(L) = \sum_i \frac{1}{V(d_{\text{sup}}) - V(d_{\text{inf}})_i} \frac{1}{\Delta L} \quad (22)$$

$\phi(L)$ è solo uno stimatore, non la funzione di luminosità stessa; $V(d_{\text{inf}}) = \frac{\Omega}{3} d_{\text{inf}}^3$ e analoga espressione per $V(d_{\text{sup}})$, in cui però d_{sup} è il minimo tra il cut off della distanza e la distanza massima per cui l'oggetto risulta ancora visibile; ΔL indica il range di luminosità del bin considerato.

Gli errori nella LF possono essere ancora assunti avere una distribuzione Poissoniana.

Ricordiamo infine che per arrivare a tale risultato abbiamo assunto l'omogeneità e completezza del campione (ipotesi rafforzata dal principio cosmologico, a scale di distanza elevate).

Funzioni di luminosità di galassie

Studi hanno rilevato che, in un piano $(x,y)=(\text{magnitudine assoluta } M_V, \text{ numero di sorgenti } N)$, le galassie mostrano avere un andamento piatto per oggetti deboli, per poi convergere velocemente a zero per oggetti più brillanti.

La funzione che, tra le molte proposte, meglio effettua un fit coi dati osservativi è quella introdotta da Schechter nel 1976:

$$\phi(L)dL = \phi^* \left(\frac{L}{L_*}\right)^\alpha \exp\left(-\frac{L}{L_*}\right) \frac{dL}{L_*} \quad (23)$$

Essa è semplicemente una legge di potenza con luminosità di cut off L_* . ϕ^* è un fattore di normalizzazione che definisce la densità globale di galassie; α indica la velocità di convergenza a zero della funzione, quindi solitamente

assume valori negativi. Studi dell'universo locale stimano un valore $\alpha = -1$. In Figura 4 sono mostrati i dati osservativi confrontati con diverse funzioni di luminosità.

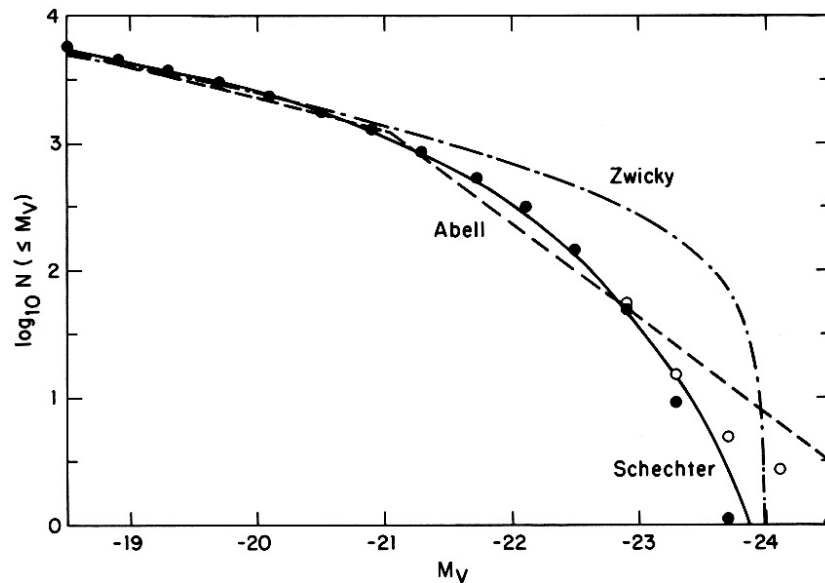


Figure 4: Confronto coi dati osservativi di diverse forme proposte per la funzione di luminosità; è evidente come quella di Schechter sia quella che interpola meglio le misure.

2.4 LF E PROPRIETÀ EVOLUTIVE DI SORGENTI

I tempi di scala medi di evoluzione di galassie sono estremamente più lunghi dei tempi di osservazione umana. Questo fa sì che non siamo in grado di studiare come una singola galassia si modifichi nel corso della sua vita. Siamo però in grado di sfruttare la velocità finita della luce per osservare epoche passate.

In questo modo, possiamo studiare statisticamente l'evoluzione di oggetti extragalattici.

Usando le Funzioni di luminosità possiamo quindi provare a investigare come la distribuzione di galassie vari in luminosità e densità a diverse epoche, in funzione del redshift. In pratica, ci riferiamo a due tipi di evoluzione (riportati in figura 5):

- Pura evoluzione di luminosità (PLE): il numero di conteggi rimane costante, mentre varia la loro luminosità andando in epoche differenti. Una PLE positiva indica che le galassie erano più luminose in passato;
- Pura evoluzione di densità (PDE): la luminosità degli oggetti del campione rimane costante al variare del redshift, mentre cambiano i conteggi. Una PDE positiva indica che le galassie erano più numerose in passato.

L'evoluzione osservata, in generale, sarà una combinazione delle due. Questi scenari evolutivi possono essere inseriti nelle funzioni di luminosità ponendo i loro parametri redshift dipendenti:

$$\begin{aligned}\phi_*(z) &= \phi_*(0)(1+z)^{\alpha_D} \\ L_*(z) &= L_*(0)(1+z)^{\alpha_L}\end{aligned}\quad (24)$$

In cui α_D indica il parametro di evoluzione di densità e α_L di luminosità. $\phi_*(0)$ e $L_*(0)$ sono i parametri delle LF parametriche descritte nel in precedenza.

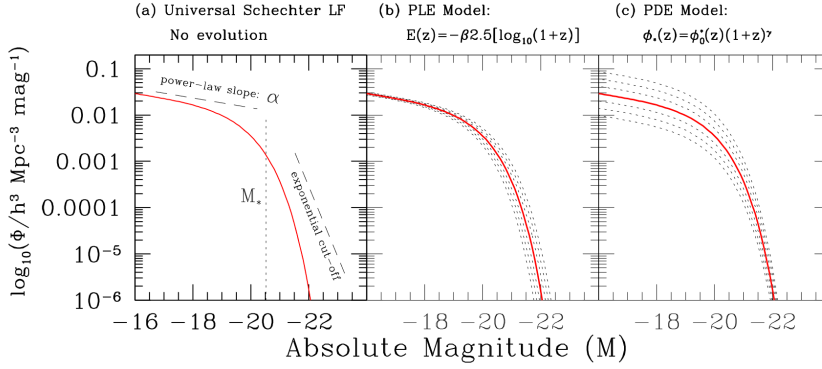


Figure 5: LF di Schechter in funzione del tipo di evoluzione (johnston 2011) Nel pannello centrale è riportata una PLE, solitamente scritta in unità di magnitudine: $M_*(z) = M_*(0) - E(z) = M_*(0) - \alpha_L 2.5 \log(1+z)$.

2.5 STORIA DI FORMAZIONE STELLARE

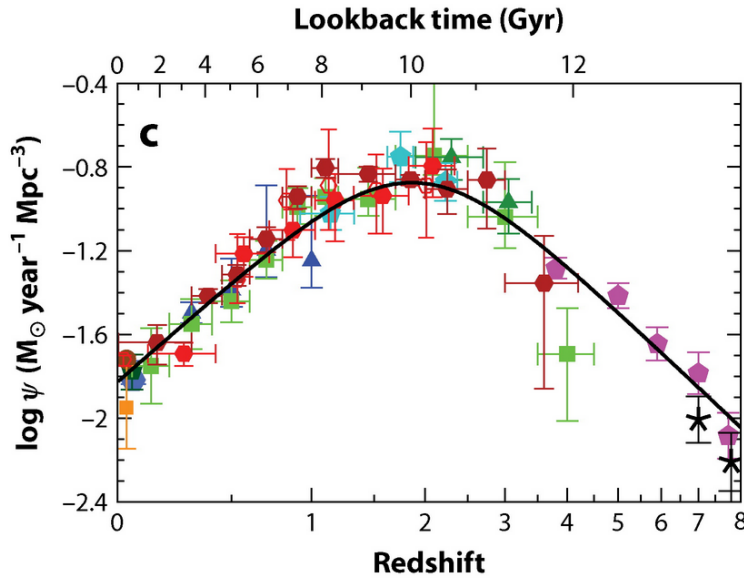


Figure 6: Storia di formazione stellare da Madau 2014 Sull'asse y è riportata la SFR come Ψ , in y il redshift. I punti rossi indicano la SFRH dall'infrarosso, quelli verdi e viola dall'UV; è riportata inoltre la funzione di best-fit

Integrando la funzione di luminosità parametrica (eq.23, per esempio) ad un valore di redshift, fino a una luminosità data da limiti osservativi, si ottiene la densità di luminosità di galassie ρ_L , ovvero il totale di oggetti osservati a tutte le luminosità per megaparsec:

$$\rho_L = \int_{L_{\min}}^{\infty} L\phi(L)dL \quad (25)$$

Questa quantità può essere convertita in densità di tasso di formazione stellare (SFRD) e in storia di formazione stellare (SFH), se le bande di osservazione sono correlate all'emissione di stelle giovani. Un esempio di SFH è mostrato in un "Madau plot" in figura 6.

3

TASSI DI FORMAZIONE STELLARE

Obiettivo di questa tesi e' l'indagine delle funzioni di luminosita' prodotte da future missioni spaziali (per esempio Euclid) e che osserveranno con statistica senza precedenti grandi porzioni del cielo. Il ruolo fondamentale sara' giocato dalle survey spettroscopiche, che forniranno campioni di galassie selezionate per la presenza di righe di emissione nei loro spettri (e quindi facilmente identificabili), in particolare l' H_α . Tale informazione permettera' di campionare la *faint end* delle LF di H_α e la sua evoluzione col tempo cosmico. Essendo la luminosita' delle principali righe di emissione strettamente legata all'emissione UV delle stelle giovani, i dati di nuova generazione vincoleranno anche il tasso di formazione stellare (SFR) medio di diverse popolazioni galattiche a varie epoche.

E' dunque utile, in questo Capitolo, ricordare i principali metodi a nostra disposizione per il calcolo della SFR per ogni galassia, con metodi diversi ed indipendenti tra loro. In particolare, questi utilizzano il flusso nel continuo UV, dell' H_α e dell'OII, l'emissione infrarossa.

3.1 INTRODUZIONE ALLE SFR

Una SFR indica quante stelle vengono formate da una galassia in un anno, solitamente si misura in masse solari annue M_\odot/yr .

Per comprendere meglio la storia evolutiva delle galassie, e' necessario conoscere la quantita' di gas convertita annualmente in stelle. Questa quantita' e' nota come storia di formazione stellare (SFH, star formation history).

Se non e' possibile conoscerla lungo tutto il tempo di vita della galassia in questione, e' possibile almeno ricavarne una stima del suo andamento in tempi vicini a quelli di osservazione $\phi(t_{\text{now}})$.

Il metodo usato recentemente per stimare tale funzione e' basato sul trend misurato osservativamente dei colori galattici (kennicut 1998) in cui i modelli di sintesi evolutiva sono utilizzati per calibrare la relazione tra luminosita' integrata e la SFH recente associata a questa luminosita'.

Usando l'approssimazione del tasso di formazione (la costante di proporzionalita' tra SFR e luminosita'), assumiamo che la storia di formazione sia costante in un intorno del tempo di osservazione; questo sta a significare che

$$\frac{\partial \phi(t)}{\partial t} = 0 \text{ per } t \in]t_{\text{obs}} - \epsilon, t_{\text{obs}} + \epsilon] \quad (26)$$

in cui con t_{obs} indichiamo il tempo di osservazione ed ϵ un valore temporale piccolo rispetto al tempo scala di evoluzione.

In questa situazione statica, la luminosita' da cui ricaviamo la SFR rimane costante.

Ora possiamo scrivere piu' esplicitamente la nostra approssimazione per la star formation rate.

$$\text{SFR}(t_{\text{obs}}) = L(t_{\text{obs}}, \lambda) \chi C(\lambda) \quad (27)$$

in cui C (la nostra costante di calibrazione) e luminosità sono indicate come funzione della luminosità, per distinguere i diversi traccianti.

In questa e nelle precedenti equazioni tutto è scritto in funzione di t_{obs} . In tale parametro è assunta l'ipotesi di andamento asintotico, raggiunto al tempo di osservazione, della SFH.

Solitamente per rafforzare tale assunzione si usa come valore di tale parametro 100Myr, ovvero circa l'età tipica delle stelle massicce che producono la nostra luminosità sotto studio.

Implicitamente si assume che stelle più vecchie difficilmente contribuiscano alla luminosità in eq.27: le popolazioni stellari si arrossano durante la loro evoluzione; quindi, più blu la galassia, più forte la dipendenza della luminosità sulla formazione stellare.

Spesso si usa definire il tasso di formazione stellare (sSFR) come:

$$\text{sSFR}[1/\text{yr}] = \frac{\text{SFR}[M_{\odot}/\text{ys}]}{M_*[M_{\odot}]} \quad (28)$$

dove M_* indica la massa stellare della galassia.

Per quantificare tutte queste parole è stato necessario lo sviluppo di precise diagnostiche delle SFRs globali, derivanti da modelli di sintesi evolutiva dei colori di galassie (Tinsley 1968, 1972, Searle 1973).

Solo recentemente tale ambito si è evoluto e sono stati proposti metodi per il calcolo della SFR da diversi traccianti, tra cui i flussi di righe di emissione (Cohen 1976, Kennicutt 1983), flussi del vicino continuo ultravioletto (Donas & Deharveng 1984), e flussi del vicino ultravioletto (Harper & Low 1973, Talbot et al 1978, Telesco & Harper 1980).

Tutti questi metodi hanno fin da subito fornito valori delle SFRs per molte delle galassie vicine e successivamente anche per galassie con $z < 3$, ottenendo così una storia per l'evoluzione di galassie.

3.2 FUNZIONE DI MASSA INIZIALE

Con un pò di semplificazione, il primo passo verso la creazione di una stella sta nell'addensarsi di una certa quantità di materiale interstellare, che collassa.

Perciò la distribuzione di massa dell'ambiente in cui le stelle nascono è di importanza fondamentale per comprendere questo processo. Essa è chiamata funzione di massa iniziale (IMF).

E' solitamente indicata con $\phi(M)$ e indica il numero di stelle con massa tra $(M, M+dM)$. Tra le varie parametrizzazioni per tale funzione citiamo Chabrier 2001:

$$\phi(M) \propto M^{-2.3} \exp\left[-\left(\frac{M}{M_C}\right)^{1/4}\right] \quad (29)$$

3.3 CALIBRAZIONI

Le stelle più giovani, tranne che per le galassie più vicine, non sono risolvibili, nemmeno con le strumentazioni più potenti a nostra disposizione. E' questo che ci ha portati ad utilizzare la luminosità integrata come tracciante per la storia di formazione.

3.3.1 Colori e spettri integrati

I modelli di sintesi, sebbene non più utilizzati come un tempo, forniscono la base per i metodi più moderni.

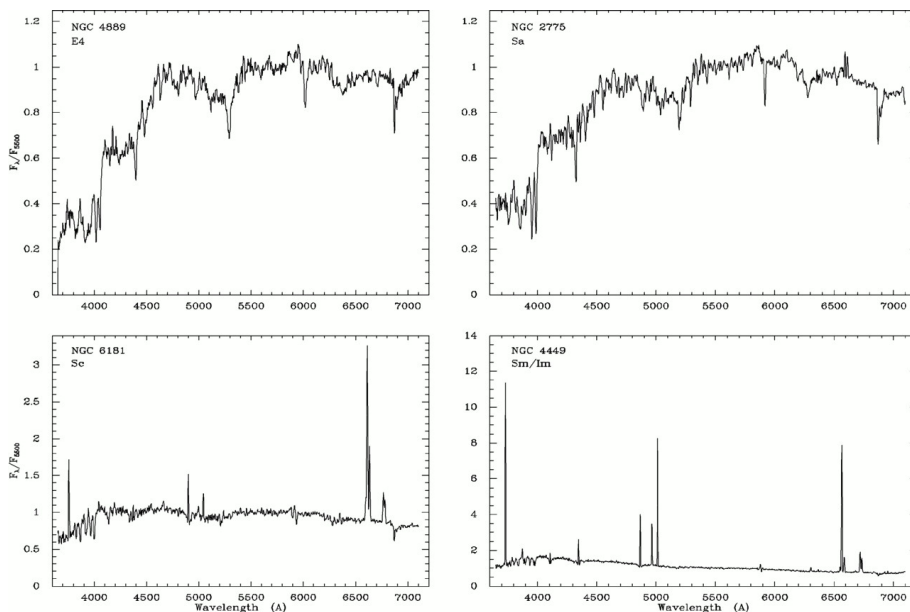


Figure 7: Spettri integrati di galassie ellittiche, spirali e irregolari (nubi di Magellano), da Kennicutt 1992. I flussi sono normalizzati all'unità a 5500\AA

In figura 7 sono mostrati gli spettri per diversi tipi morfologici di galassie. Anche se stiamo parlando di spettri integrati, ovvero somma dei contributi di tutti i tipi di popolazione, le differenze spettrali sono evidenti. Infatti, andando avanti lungo la sequenza, si nota soprattutto un drastico incremento nell'intensità di emissioni del gas, $H\alpha$ in primis. Nonostante tutto, è facile dimostrare come i principali contributi nel range spettrale del visibile siano stelle dal tipo A ad F e le giganti G-K. Perciò gli spettri e i colori integrati cadranno in una piccola sequenza, con lo spettro in particolare particolarizzato dal rapporto stelle giovani/vecchie, rendendo così possibile l'utilizzo dei colori osservati per stimare il numero di stelle giovani, e da questo valore il tasso di formazione stellare.

3.3.2 Modelli di sintesi

I modelli di sintesi ricavano la loro importanza dal fatto che sono alla base di tutte le calibrazioni utilizzate oggi.

Volendo solo accennare alla loro costruzione, si parte da una griglia di percorsi evolutivi e la si utilizza per ricavare temperatura effettiva e luminosità bolometrica per diverse masse stellari in funzione del tempo e convertire queste informazioni in luminosità di banda. Queste informazioni vengono sommate per costruirne un modello, in generale avente quattro parametri liberi: SFH, età della galassia, metallicità, IMF¹. In pratica, un modello di sintesi fornisce alcune relazioni tra la SFR e il colore integrato della popolazione, come riportato in figura 8.

Purtroppo le SFRs ricavate con questo procedimento sono poco affidabili

¹ Initial Mass Function

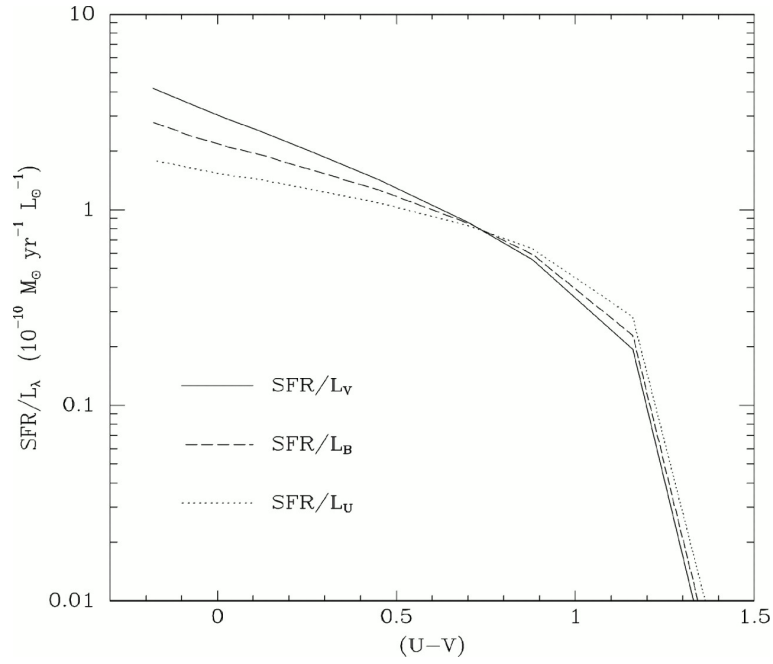


Figure 8: Relazione tra SFR per unità di luminosità e colore, da Kennicutt et al 1994. Modelli con una IMF di Salpeter

e soggette ad errori. Nonostante tutto, questo metodo fornisce una stima accettabile della SFR per le galassie più blu.

3.3.3 Continuo ultravioletto

Per ovviare ai problemi del metodo precedente, è sufficiente studiare l'intensità del flusso nel continuo ultravioletto, ovvero tra 1600 e 2800Å. Qui infatti l'influenza delle stelle più vecchie e rosse è praticamente ininfluenza. Inoltre qui lo spettro risulta quasi piatto, permettendo così di avere un fattore di conversione luminosità-SFR costante. Assumendo una IMF di Salpeter(1955), ovvero compresa tra 0.1 e 100 masse solari, modelli di popolazione stellare con metallicità solare, e una SFR costante almeno negli ultimi 100 milioni di anni, ed utilizzando le conversioni di Iglesias-Páramo et al. [2006], otteniamo

$$\text{SFR}_{\text{NUV}}[M_{\odot}/\text{yr}] = 4.67 \times 10^{-10} L_{\text{NUV}}[L_{\odot}] \quad (30)$$

In cui L_{NUV} è la luminosità (rest-frame) nel filtro NUV (1750-2800Å) di GALEX (Galaxy Evolution Explorer; Martin et al. 2005). Questa stima della SFR va modificata per convertirla ad una IMF di Chabrier (da Santini et al. 2012), dividendo per un fattore 1.78:

$$\text{SFR}_{\text{NUV}}[M_{\odot}/\text{yr}] = 2.62 \times 10^{-10} L_{\text{UV}}[L_{\odot}] \quad (31)$$

I maggiori problemi nell'utilizzo di questa relazione stanno:

1. nell'incertezza sulla IMF;
2. più significativamente, nella correzione per estinzione da polveri, importante lungo tali lunghezze d'onda.

Avendo dal catalogo la SED per il continuo stellare da cui si calcolano i flussi intrinseci, ovvero già corretti per estinzione, si ricava la luminosità del continuo da:

$$L_{UV} = F_{UV-corr}(4\pi d_L)^2 \quad (32)$$

(dove $F_{UV-corr}$ indica il flusso intrinseco, d_L la distanza di luminosità) e sostituirla in equazione 31.

3.3.4 $H\alpha$

Le righe spettrali del gas riemettono la luminosità integrata delle stelle fino al limite di Lyman, quindi sono una forte indicazione della presenza di stelle giovani (non l'ho capita questa cosina qui).

Tra le diverse righe la più popolarmente utilizzata è quella dell' $H\alpha$. Questa linea corrisponde alla transizione dell'elettrone di atomo di idrogeno dallo stato quantico con $n=3$ a $n=2$.

Per stimare il solito fattore di conversione si utilizzano modelli di sintesi.

Sapendo che solo le stelle con masse $> 10M_\odot$ contribuiscono al flusso ionizzante l'idrogeno, le righe di emissione danno una stima della SFR indipendente dalla storia recente di formazione.

Molte calibrazioni sono state proposte, in particolare Kennicutt et al. (1994) giunse a:

$$\begin{aligned} \text{SFR}_{H\alpha}[M_\odot/\text{yr}] &= 7.9 \times 10^{-42} L_{H\alpha}[\text{ergs/s}] \\ &= 1.08 \times 10^{-53} Q(H^0)[1/\text{s}] \end{aligned} \quad (33)$$

In cui $Q(H^0)$ è la luminosità dei fotoni ionizzanti. In questo lavoro, questa equazione è riscaltata al caso di massa iniziale di Chabrier

$$\text{SFR}_{H\alpha}[M_\odot/\text{yr}] = 4.65 \times 10^{-42} L_{H\alpha}[\text{ergs/s}] \quad (34)$$

In entrambe compare la luminosità della riga halpha corretta per estinzione, la quale viene ricavata dal flusso della riga estinto osservato. L'estinzione rappresenta il maggior contributo all'errore riguardo questa stima. Maggiori dettagli forniti al paragrafo 3.4

3.3.5 Linee proibite

Purtroppo, l'emissione $H\alpha$ per oggetti a redshift maggiori di 0.5 cade al di fuori del range del visibile, quindi è utile andare alla ricerca di altri traccianti che ricadano nell'intervallo di lunghezza d'onda considerato.

La riga più forte corrispondente a una simile transizione è quella dell'OII, a $\lambda = 3727\text{\AA}$. Queste luminosità non sono direttamente collegate a quelle di ionizzazioni, ma l'energia di questa transizione può essere calibrata empiricamente utilizzando l' $H\alpha$ per calcolare la SFR.

Questa calibrazione è stata ancora una volta calcolata da Kennicutt(1992) confrontando quella ottenuta con $H\alpha$ e stimando l'offset tra questa e l'OII.

Il risultato che ha ottenuto è:

$$\text{SFR}_{OII-corr}[M_\odot/\text{yr}] = 1.41 \times 10^{-41} L_{OII-corr}[\text{ergs/s}] \quad (35)$$

Avendo ciò, si calcola il tasso di formazione stellare dal flusso della riga dell'OII, prima estinto e poi intrinseco, ottenuto seguendo pedissequamente

il procedimento precedente, ricordando però di star lavorando ad una lunghezza d'onda differente, a cui corrisponderà una estinzione differente. Restando comunque in ambiente di IMF di Salpeter, si divide ancora eq.35 per 1.7:

$$\text{SFR}_{\text{OII-corr}}[M_{\odot}/\text{yr}] = 0.82 \times 10^{-41} L_{\text{OII-corr}}[\text{ergs/s}] \quad (36)$$

Ovviamente il valore fornito in questo modo sarà meno affidabile e preciso di quello ottenuto dall'idrogeno.

3.3.6 Continuo lontano infrarosso

Come già anticipato nelle precedenti sezioni, una buona frazione del flusso proveniente dalle lunghezze d'onda più brevi di quelle infrarosse, viene assorbita dalle polveri, per poi essere riemessa a frequenze più basse, essendo l'assorbimento decrescente al diminuire della frequenza.

Questa energia mancante si ritrova nel dominio spettrale del vicino e lontano infrarosso ($700\text{nm} < \lambda < 1\text{mm}$), nel quale viene riemessa dalle polveri. L'efficienza di questo procedimento logicamente dipenderà dal contributo delle stelle giovani nello "scaldare" le polveri e dalla profondità ottica del mezzo interstellare nelle regioni di formazione stellare.

In pratica questo è un metodo calorimetrico per calcolare il tasso di formazione.

Questa costruzione, più di altre, presenta fin da subito differenze concettuali in base al tipo morfologico di galassia: gli oggetti dei primi tipi non presentano praticamente polveri, mentre quelle di tipo più avanzato (spirali) di contro ne presentano una importante presenza.

Nonostante le molte critiche mosse verso questo range di λ , Devereux & Young (1992) hanno provato che le stelle giovani dominano l'emissione tra 4 e 12 μm in tutti i tipi di galassie, quindi l'emissione nel lontano infrarosso (FIR) può essere utilizzato direttamente per tracciare la SFR di ogni oggetto. Il fattore di conversione luminosità-SFR ancora una volta si ottiene usando modelli di sintesi.

La più grande incertezza derivante da questo metodo rimane, però, l'età della popolazione stellare.

Questa calibrazione, infine, risulta molto affidabile nei starburst circumnucleari.

Applicando le solite assunzioni, Kennicutt (1998) ha ottenuto:

$$\text{SFR}_{\text{FIR}}[M_{\odot}/\text{yr}] = 4.5 \times 10^{-44} L_{\text{FIR}}[\text{erg/s}] \quad (37)$$

dove la luminosità è quella integrata lungo tutto il dominio del medio e lontano infrarosso.

Eq.37 si applica solo per starburst con età minore di 10^8 yrs, dato che per star forming galaxies anche le stelle più vecchie contribuiranno a scaldare le polveri, abbassando così il coefficiente.

3.4 CORREZIONE PER ESTINZIONE

Uno dei maggiori fattori di incertezza riguardo le stime della SFR riguarda l'estinzione dei flussi. L'estinzione descrive l'assorbimento e la dispersione della radiazione elettromagnetica a causa della materia (gas e polveri) che si trova tra l'oggetto celeste e l'osservatore.

La polvere è composta da molecole diverse, ognuna delle quali presenta differenti proprietà di assorbimento, emissione e scattering. In particolare essa assorbe luce nel range ottico e ultravioletto, e riemette in infrarosso. Interessante notare come, in quest'ultimo dominio, essa fornisca il 30% del flusso di una galassia comune (per esempio la via lattea). È subito importante distinguere tra estinzione e assorbimento:

$$\text{estinzione} = \text{assorbimento} + \text{scattering} \quad (38)$$

L'estinzione è comunemente misurata con il rapporto

$$\frac{A(\lambda)}{A(V)} \quad (39)$$

con $A(\lambda)$ legato al modulo di distanza tramite:

$$m_\lambda - M_\lambda = 5 \log(d) - 5 + A(\lambda) \quad (40)$$

in cui m_λ e M_λ indicano rispettivamente magnitudine osservata e assoluta nella banda considerata e d la distanza in megaparsec della galassia.

oppure

$$\frac{A(\lambda - V)}{E(B - V)} \quad (41)$$

Un altro modo usato per esprimere l'estinzione è:

$$A(\lambda) = \log\left(\frac{F_\lambda^0}{F_\lambda}\right) \quad (42)$$

$$E(\lambda - V) = A(\lambda) - A(V)$$

$E(\lambda - V)$ è l'eccesso di colore, F_λ^0 il flusso intrinseco e F_λ quello osservato. Una legge di estinzione è una misura della variazione di estinzione con la lunghezza d'onda. Si usa definirla con il parametro.

$$R_V \equiv \frac{A_V}{E(B - V)} \quad (43)$$

$$= \frac{A_V}{A_B - A_V}$$

Da cui risulta evidente che $R_V \rightarrow \infty$ per grossi grani di polvere. Un modo per ottenere una misurazione della curva di estinzione di una galassia si basa sull'eseguire il fit di una curva di estinzione nota (teorica o empirica), ai dati fotometrici. Quindi, avendo dalle surveys i flussi osservati, è necessario usare le seguenti correzioni per ottenere i flussi intrinseci:

$$F = F_{\text{ext}} \cdot 10^{0.4A_V} = F_{\text{ext}} \cdot 10^{0.4k \cdot E(B-V)} \quad (44)$$

Il fattore 0.4 all'esponente arriva dalla definizione di conversione flusso-magnitudini, mentre k è ottenuta dalla legge di attenuazione di Calzetti et al(2000). La curva di estinzione studiata nel maggior dettaglio è quella della via lattea, che riporta l'andamento mostrato in figura 9 (Cardelli et al 1989) Quando si lavora con flussi di righe di emissione del gas, è necessario considerare anche altri due fattori: se da una parte le righe di emissione giacciono a lunghezze d'onda maggiori del continuo e quindi soffrono di meno estinzione, dall'altra le righe di emissione del gas interstellare (in particolare l' $H\alpha$) sono soprattutto prodotte da stelle calde immerse in dense nubi

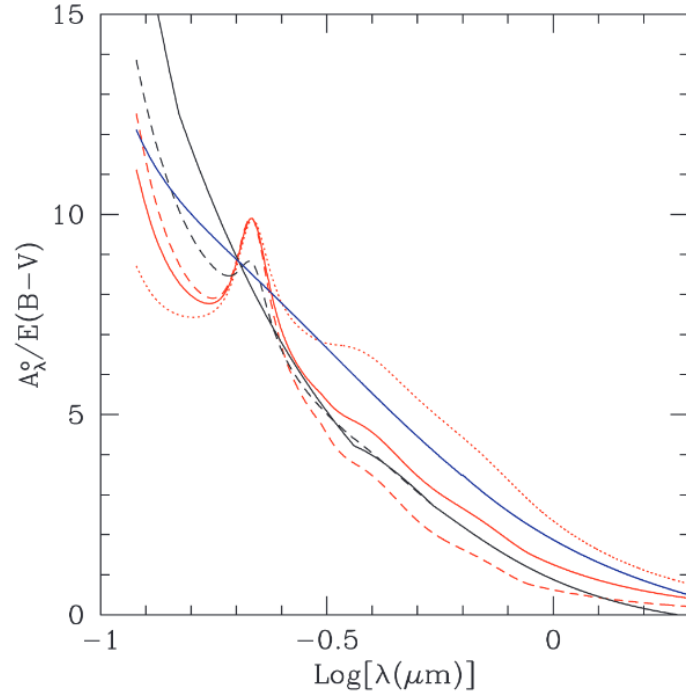


Figure 9: Esempi di curva di estinzione per galassie locali, da Calzetti 1989. L'estinzione per la Via Lattea è mostrata con tre diversi valori di R_V , ovvero 3.1 (linea rossa continua), 5.0 (linea rossa tratteggiata) e 2.0 (linea rossa a puntini)

gassose, il che fa diminuire il libero cammino medio dei fotoni. Il risultato di questi due fattori è che i flussi del gas ionizzato probabilmente soffre una attenuazione più importante del continuo stellare, come indicato dal parametro f ; così otteniamo:

$$E(B - V)_{\text{star}} = f \cdot E(B - V)_{\text{gas}} \quad (45)$$

Questo fattore contiene delle incertezze derivanti dalla forma della curva dell'estinzione e dalla geometria del sistema. Nel report Calzetti et al (2000) viene presentato un valore per f pari a 0.44, ovvero, nell'universo locale il continuo stellare subisce una attenuazione minore della metà di quella sofferta dal gas. Combinando queste espressioni si ottiene una legge del tipo

$$A_{\text{gas}} = \frac{E(B - V)_{\text{gas}}}{E(B - V)_{\text{star}}} \cdot \frac{R_{V,\text{gas}}}{R_{V,\text{star}}} \cdot A_{V,\text{star}} \quad (46)$$

Considerando che

$$\begin{aligned} \frac{E(B - V)_{\text{gas}}}{E(B - V)_{\text{star}}} &= \frac{1}{0.44} \\ R_{V,\text{star}} &= 4.05 \\ R_{V,\text{gas}} &= 3.1 \end{aligned} \quad (47)$$

otteniamo che

$$A_{\text{gas}} = 1.74 \cdot A_{V,\text{star}} \quad (48)$$

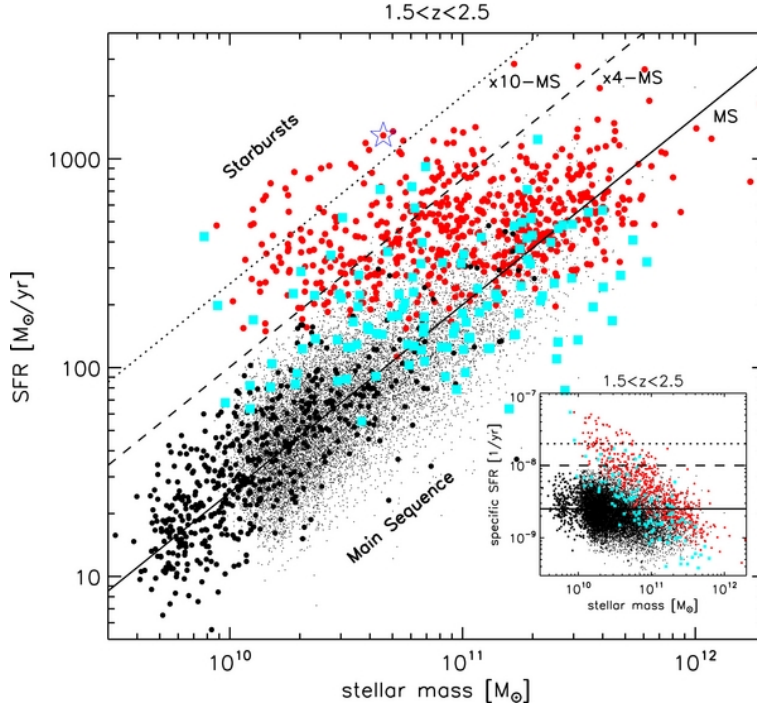


Figure 10: Confronto tra SFR e massa stellare a $1.5 < z < 2.5$; e' evidente come la maggioranza delle galassie si dispongano preferenzialmente attorno alla MS (Rodighiero et al. 2011). In questo lavoro campioni da diverse selezioni sono inclusi nell'analisi delle MS-SFR: in rosso e ciano sono riportate galassie rilevate nel lontano infrarosso, in nero sorgenti selezionate nell'UV.

3.5 SEQUENZA PRINCIPALE DELLE GALASSIE STAR-FORMING

Uno dei risultati della cosmologia osservativa degli ultimi anni è la scoperta di una correlazione lineare (in scale logaritmiche) tra SFR e Massa stellare (M_*), in un grande intervallo di redshift (almeno fino a $z = 5$, Noeske et al. 2007, Rodighiero et al. 2011, Whitaker et al. 2012, Schreiber et al. 2017). Tale retta è nota come sequenza principale delle galassie star-forming (MS). In analogia con la sequenza principale delle stelle, notiamo che:

- le galassie passano la maggior parte della loro vita lungo questa sequenza;
- oggetti con un elevato tasso di formazione, a fissata massa stellare, si trovano al di sopra della MS (per esempio gli starbursts²);
- oggetti con una bassa o nulla SFR si trovano al di sotto (come le galassie ellittiche).

Diverse espressioni analitiche sono state proposte per descrivere l'andamento e la forma della la MS. Ci limitiamo qui a ricordare l'espressione lineare:

$$\log(\text{SFR}) = \alpha(z)\log(M_*) + \beta(z) \quad (49)$$

² una galassia produce stelle con un tasso molto elevato specialmente a seguito di scontri o urti con un'altra. Questo porta a un consumo del gas molto rapido, il che ci fa dedurre che siano un fenomeno temporaneo.

Una parametrizzazione proposta da Rodighiero et al. (2011, si veda Figura 10) per $z=2$ e IMF di Salpeter è:

$$\log(\text{SFR}) = 0.79 \cdot \log(M_*) - 6.42 \quad (50)$$

che, per z generico diventa:

$$\log(\text{SFR}) = 0.79 \cdot \log(M_*) - 6.42 + 2.8 \cdot \log\left(\frac{1+z}{1+2}\right) \quad (51)$$

L'addendo alla fine dell'equazione 51 descrive l'evoluzione col redshift della MS, ovvero della SFR tipica delle galassie a fissata massa stellare, che cresce velocemente come $(1+z)^{2.8}$ (Sargent et al. 2012).

4 | EUCLID

Euclid è una missione ESA con l'obiettivo di capire perchè l'espansione dell'universo stia accelerando, mappando la geometria dell'universo oscuro, studiando la relazione distanza-redshift, e tracciando l'evoluzione delle strutture cosmiche. La parte principale del satellite sarà il telescopio in configurazione Korsch¹ da 1.2 m e lunghezza focale di 24.5 m, che fornirà di informazioni due strumenti:

- VIS (visible-band imager): fotometro con una banda di visione compresa tra 5500 e 9000Å.
- NISP (Near-Infrared Spectrometer and Photometer);

Lo strumento NISP presenta due canali: un fotometro (NISP-P) e uno spettrografo senza fenditura (NISP-S); entrambi operano nel vicino infrarosso (tra 900 e 2000µm). I due canali hanno in comune ottiche, piano focale, elettronica e struttura di supporto.

Per maggiori dettagli riguardo questo strumento si rimanda a Maciaszek et al. 2016.

Lo spettrografo è caratterizzato da una singola modalità principale di osservazione: l'acquisizione senza fenditura di immagini in due bande: tra 1.10 e 1.45 µm, e tra 1.45 e 2.00 µm.

Nel presente lavoro, l'attenzione è rivolta particolarmente all'emissione $H\alpha$, la quale verrà ovviamente studiata dallo spettrografo. In programma per

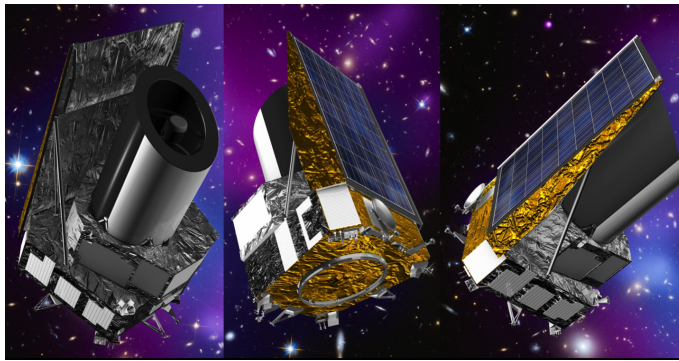


Figure 11: Rappresentazione artistica di Euclid tratta da [://www.euclid-ec.org/](http://www.euclid-ec.org/).

questo telescopio sono presenti due survey:

- Una survey a larga scala che coprirà un'area di cielo di 15000 deg² e che fornirà dati per 30 – 40 galassie/arcmin² e misure spettroscopiche per 3500 – 5000 galassie^{o2} con un precisione di redshift $dz < 0.001(1 + z)$. Il flusso limite per l' $H\alpha$ del prisma di Euclid per questa survey sarà di 3×10^{-16} erg/cm²/s
- Una survey profonda che coprirà un'area di cielo più piccola ($\approx 40^{\circ 2}$) e sarà più profonda di due magnitudini.

¹ è un sistema ottico anastigmatico (ovvero progettato per correggere tutte le aberrazioni, astigmatismo compreso) costruito con tre specchi curvati.

Il lancio verso L_2^2 è previsto per il 2021. Per poter essere in grado di calibrarne le osservazioni e comprendere l'enorme mole di dati è però di fondamentale importanza lo sviluppo di cataloghi contenenti milioni galassie simulate in grado di fornire parametri fisici convalidati.

4.1 THE MICE GRAND CHALLENGE

Col progredire della tecnologie e il raffinarsi delle tecniche osservative, saremo in grado di proporre surveys (tra cui Euclid) a scale e risoluzioni sempre maggiori.

Queste forniranno una quantità e un dettaglio di dati impensabili fino a pochi decenni prima. Perciò, diventerà sempre più importante la concezione di simulazioni a N-corpi (ovvero N-corpi liberi di muoversi sotto l'azione della forza di attrazione gravitazionale reciproca) per poter essere in grado di calibrare le osservazioni, interpretare e capire i dati che esse ci forniranno, rimediare ed individuare errori sistematici e testare nuove tecniche per misurare i parametri cosmologici.

Queste simulazioni formeranno una visione di come le strutture si evolvano nel tempo sotto l'azione della forza di gravità, dominante a grandi scale.

La MICE (Marenstrum Institut de Ciencies de l'Espai, da Fosalba, Crocche, et al., 2015) Grand Challenge (abbreviato MICE-GC) è una simulazione di questo tipo, in cui sono contenute 4096^3 particelle di materia non barionica in $(3072 \text{ Mpc}/h)^3$ di volume comovente. Queste particelle sono appartenenti sia all'universo più vicino, sia ai limiti dell'universo osservabile.

Vengono assunti i seguenti valori dei parametri cosmologici:

- parametro di densità della materia: $\Omega_m = 0.25$
- parametro di densità di energia del vuoto: $\Omega_\Lambda = 0.75$
- parametro di incertezza sulla costante di Hubble $h=0.7^3$

L'output dovrà ovviamente essere compatibile con le evidenze osservative.

In primo luogo sappiamo che le strutture dell'universo presentano, in base alla scala sotto cui vengono osservate, due tipi di distribuzioni (indicando con R il raggio di osservazione):

- per R maggiori: Omogeneità e isotropia;
- per $R \lesssim 4000 \text{ Mpc}$: distribuzione disomogenea.

Perciò la realizzazione della simulazione è stata un compromesso tra generare un elevato numero di sorgenti con il più piccolo numero di ripetizioni possibile per verificare il primo andamento, ed avere una buona risoluzione (di circa $10^{10} M_\odot h^{-1}$) per il secondo.

Il MICE-GC mock galaxy catalogue è il prodotto finale di un procedimento passo dopo passo che unisce, con grande angolo di osservazione, materia oscura, aloni, galassie e lenti gravitazionali.

Non essendo lo scopo di questo lavoro descrivere nel dettaglio la costruzione di questa opera, riportiamo i passaggi cruciali e le prove che il risultato sia

² Nel problema dei tre corpi, i punti di Lagrange (L) sono quei punti in cui, grazie alla forza gravitazionale tra i due corpi maggiori, l'orbita del terzo (Euclid nel nostro caso) è stabile.

³ $H_0 = 100h \text{ km/Mpc/s}$, con $h=0.7$ si ottiene $H_0 = 70 \text{ km/Mpc/s}$

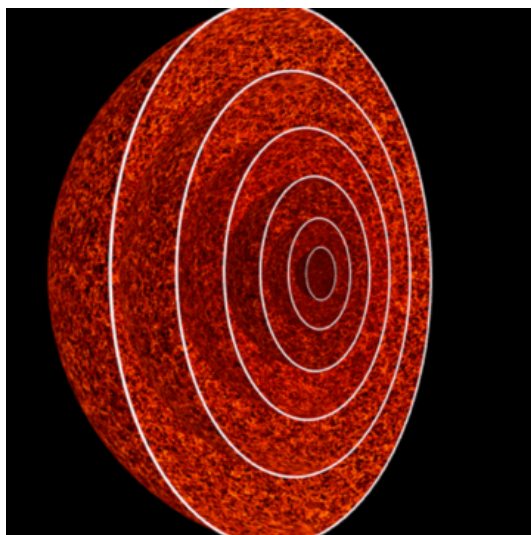


Figure 12: L'universo a "cipolla": una scomposizione del cono luce che riproduce la struttura dei dati in surveys fotometriche di galassie. L'universo osservato è mostrato come una serie discreta di gusci sferici di densità di materia nel cono luce costruito attorno all'osservatore, posto al centro ((da Fosalba et al. 2008).

in accordo con le nostre conoscenze dell'universo. Per un report più accurato e preciso si rimanda a Fosalba et al. 2015 e 2015, Crocce et al. 2010, Carretero et al. 2015.

4.2 COSTRUZIONE DEL CATALOGO

Il primo passo è costruire un cono luce. Per fare ciò è stata usata la tecnica nota come "Onion Maps" (Fosalba et al. 2008; si veda Figura 12). Questo cono luce è stato suddiviso in gusci sferici concentrici. Ogni guscio è stato costruito da circa 200 output comoventi con separazione costante (in tempo cosmico, questo valore è di ≈ 70 Myrs).

La distanza radiale media dal centro (l'osservatore) di un determinato guscio è data dal redshift corrispondente a quell'output comovente.

La posizione di ogni guscio nel cono-luce viene estrapolata dalle velocità peculiari delle particelle di materia oscura della shell.

Tale cono luce si estende fino a $z \approx 6$ (corrispondente ad una distanza comovente $\approx 6\text{Gpc}/h$). Va sottolineato però che già da una distanza minore ($\approx 3\text{Gpc}/h \rightarrow z \approx 1.4$) ci si trova in un'epoca nella quale l'evoluzione galattica ha un ruolo importante per noi osservatori a $z = 0$. Quindi a questa epoca cosmica sarà necessario applicare dei modelli di evoluzione agli oggetti a questa o maggiore distanza.

Da questa simulazione si è proceduto alla costruzione di cataloghi di aloni e galassie, entrambi in un cono di luce ampio 5000° .

4.2.1 Catalogo di aloni

Avendo ora una distribuzione di particelle, si è proceduto all'identificazione di aggregati di particelle (ovvero gli aloni) usando un algoritmo friend of

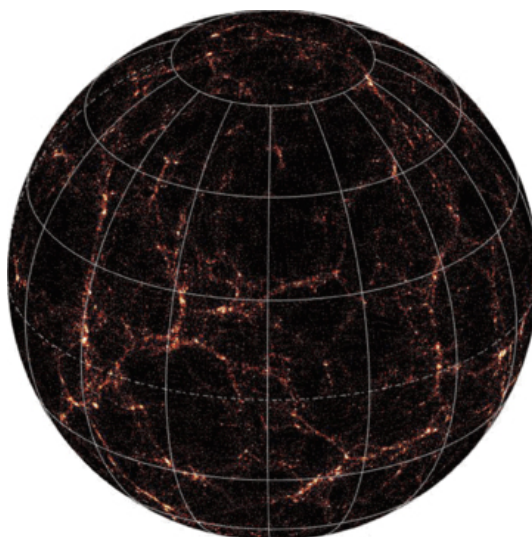


Figure 13: Mappa di densità per la shell corrispondente a $z \approx 0.036$ (corrispondente a una distanza comovente $r = 108 \pm 8 \text{ Mpc/h}$) ottenuta discretizzando l'output del cono luce in gusci concentrici di ampiezza dz (intervallo di redshift infinitesimo) (corrispondente ad un $dz = 0.005$ a bassi z e $dz = 0.025$ a $z = 1.4$). Si nota chiaramente una struttura cellulare filamentare nel vicinato cosmico (da Fosalba et al. 2008).

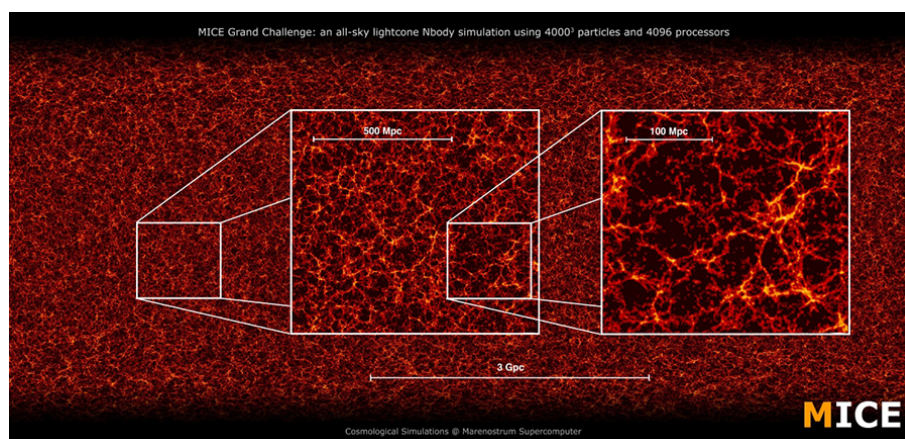


Figure 14: Simulazione del cono luce di materia oscura a $z=0.6$. Gli ingrandimenti mostrano i risultati della Mice-GC a diverse scale spaziali. Da Fosalba et al. 2015

friend (FOF⁴) con una lunghezza di collegamento di 0.2 (in unità di distanza particellare media) sia per l'output comovente che per il cono luce.

I cataloghi di aloni risultanti contengono informazioni di base, quali le posizioni e le velocità delle particelle costituenti, permettendo così misurazioni di forme e momenti angolari tridimensionali. Una volta terminato l'algoritmo, si ottengono circa 172 milioni di aloni con 20 o più particelle nell'output comovente a $z = 0$ e circa 74 milioni in ogni ottante del cono luce a cielo completo fino a $z=1.4$.

⁴ Un codice FOF è usato per identificare strutture in distribuzioni di oggetti basato sulla vicinanza fisica; ha un solo parametro libero: la lunghezza di collegamento. Il codice FOF usato è costruito su www-hpcc.astro.washington.edu con miglioramenti, essendo un output della MICE-GC pesante 1T.

In figura 15 si può apprezzare l'evoluzione dell'abbondanza di aloni della MICE-GC, con la funzione di massa misurata nel cono luce per diversi intervalli di redshift consecutivi e come l'evoluzione sia in buon accordo col fit di Crocce et al. 2010. Da notare inoltre come M^* (circa la massa oltre la quale l'abbondanza è troncata esponenzialmente) diminuisca con il redshift, come ci si aspetta nel clustering gerarchico.

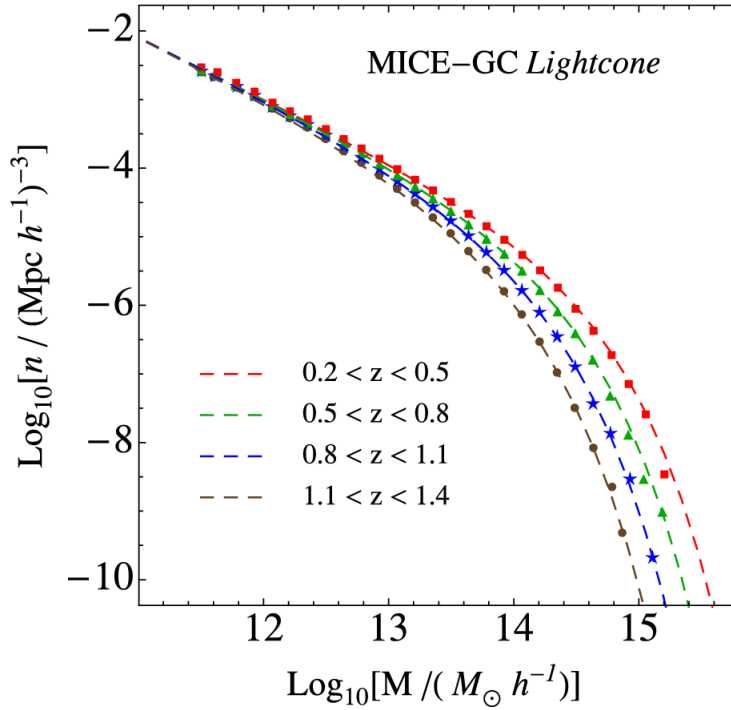


Figure 15: Funzione di massa nel cono luce della MICE-GC, indicata con punti, stelle, triangoli e quadrati per diversi intervalli di redshift. Questa evoluzione è in buon accordo col fit da Crocce et al. [2010], rappresentata dalle linee tratteggiate con colori diverse in base all'intervallo di redshift.

4.2.2 Catalogo di galassie

La creazione di cataloghi simulati di galassie simulate si basa sulla teoria che le galassie si formino per raffreddamento e condensazione di particelle all'interno di aloni di materia oscura (e per altri complessi processi fisici). Assumendo che le galassie popolino gli aloni di materia oscura e che questa popolazione possa essere suddivisa in galassie centrali e satelliti, si simulano galassie usando le informazioni su massa, posizione e velocità di ogni alone. Vengono riportati i passaggi chiave:

- si generano le galassie satelliti in un numero dato da una distribuzione Poissoniana del numero di occupazione medio (HOD, Halo Occupation Distribution). Si determinano in questo modo il numero medio di galassie satelliti come funzione della massa dell'alone;
- si compara il numerico di galassie totale dell'alone (satelliti + galassia centrale) alla funzione di luminosità per ottenere una relazione tra massa dell'alone e luminosità. Questa relazione viene usata per assegnare la luminosità alla galassia centrali data dalla massa dell'alone che occupano;

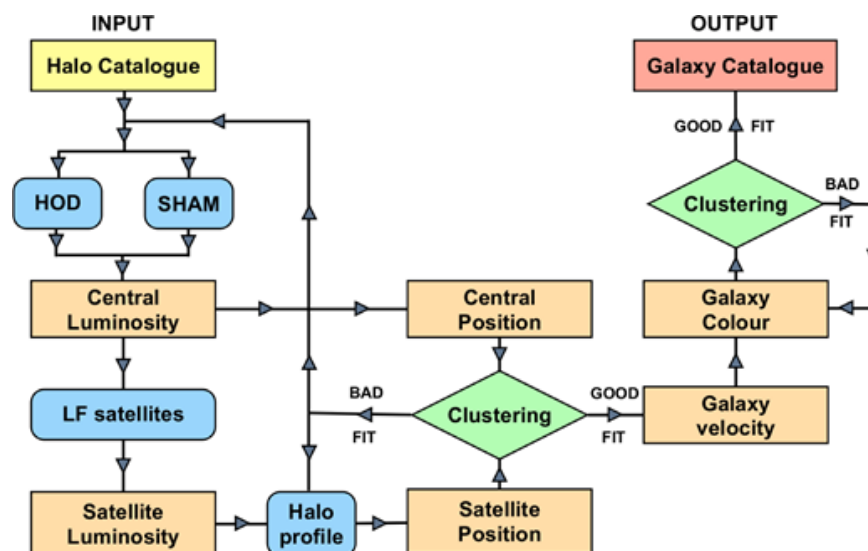


Figure 16: Diagramma di flusso semplificato dell’algoritmo di costruzione del catalogo di galassie, colorato in base alla funzionalità di ogni modulo. In giallo è segnato il catalogo di input; in blu i moduli bisognosi di modellizzazione; in arancione si assegnano le proprietà osservate alle galassie; in verde si verificano le proprietà di clustering; in rosso il catalogo di output (da Carretero et al. 2015).

- si assegnano la luminosità alla galassia centrale con una relazione massa-luminosità per l’alone computata tramite tecniche HAM (Halo Abundance Matching, corrispondenza di abbondanza dell’alone);
- si computa una funzione di luminosità per le galassie satelliti sottraendo dalla LF totale quelle per la galassie centrali; si assegnano quindi le luminosità ad ogni galassia satellite in maniera casuale, ma in maniera da rispettare la loro LF;
- le galassie satelliti vengono distribuite spazialmente seguendo un profilo di densità NFW (Navarro, Frenk White 1997);
- si assume che le galassie centrali siano a riposo nel centro dell’alone e si assegna loro la velocità media dell’alone;
- si assegnano le velocità peculiari delle galassie satelliti assumendo che abbiano una distribuzione Gaussiana con velocità di dispersione data dalla massa dell’alone;
- infine, si assegna una SED⁵ ad ogni galassia, in modo tale da preservare il diagramma colore-magnitudine e il clustering come funzione del colore.

Le proprietà principali di oggetti di output sono quindi posizione, velocità e luminosità.

Ultima nota riguarda il fatto che il catalogo ha una magnitudine assoluta limite $M_{r,lim} = -18.9$.

⁵ La distribuzione di energia emessa da un galassia a diverse lunghezze d’onda è chiamata Spectral Energy Distribution (SED). Tale distribuzione può fornire molte informazioni sui processi fisici che avvengono all’interno della galassia.

4.3 PREVISIONI PER LE OSSERVAZIONI DI EUCLID

La funzione di luminosità per l' $H\alpha$ ($H\alpha LF$) è un osservabile la cui previsione è fondamentale per le future missioni cosmologiche, specialmente a $z \gtrsim 1$ (Euclid sarà in grado di identificare righe $H\alpha$ fino a redshift ≈ 2.3), dove la selezione cieca di emissione di righe è uno dei metodi più efficienti per costruire grandi campioni statistici di galassie spettroscopicamente confermate.

In altri termini, conoscendo i limiti di sensibilità di Euclid per la survey a larga scala, si può stimare il numero di oggetti che esso sarà in grado di osservare e studiare, partendo dalle funzioni di luminosità (capitolo 2) per l' $H\alpha$.

Usando le stime dalle survey:

- HiZELS a fenditura sottile, con i telescopi Subaru e VLT (Sobral et al. 2013), coprente un'area di $\approx 2^{\circ 2}$, nel campo COSMOS a $z=0.4, 0.84, 1.47, 2.23$;
- WISP, senza fenditura con HST+WFC3 (Coldert et al. 2013), sensibile a un flusso limite di $\approx 5 \cdot 10^{-17} \text{ erg/s/cm}^2$ in un intervallo di redshift $0.7 < z < 1.5$ su un'area di $\approx 0.037^{\circ 2}$;
- HST+NICMOS (Shim et al. 2009) estesa su $\approx 104 \text{ arcmin}^2$, a $0.7 < z < 1.9$;

sono stati costruiti 3 modelli di conteggi di emettitori $H\alpha$ (Pozzetti et al. 2016).

Per estendere tali modelli a un intervallo di redshift più esteso, (e poter così fornire tracce di evoluzione di galattica più accurate) sono state incluse altre LF osservate a z minori.

Figura 18 mostra le $H\alpha LF$ analizzate ed utilizzate nei modelli, divisi in bin di redshift da $z = 0$ a $z = 2.3$.

La funzione di luminosità di Schechter è quella che interpola meglio i dati. I diversi parametri di questa funzione sono mostrati in funzione del redshift in Figura 17.

Si nota come la forma della $H\alpha LF$ sia ben caratterizzata dalle osservazioni solo nell'universo locale, poiché i dati campionano in modo robusto le luminosità più deboli. A redshift maggiori, le $H\alpha LF$ ottenute da diverse survey iniziano ad essere in disaccordo. Questo è il motivo per cui Pozzetti et al., 2016 hanno proposto tre modelli evolutivi differenti per descrivere le $H\alpha LF$. In questi modelli vengono adottate tre diverse combinazioni dei parametri di evoluzione della $H\alpha LF$. Non addentrando in dettagli a riguardo, mostriamo solamente un confronto dei conteggi integrali di $H\alpha$ emitters previsti dai modelli di Pozzetti et al., 2016 con quelli osservati (Figura 19).

Da ricordare è che, trattandosi di osservazioni, si andrà a lavorare con valori di flusso osservati, ovvero indeboliti dal redshift e dall'estinzione (si veda Capitolo 5).

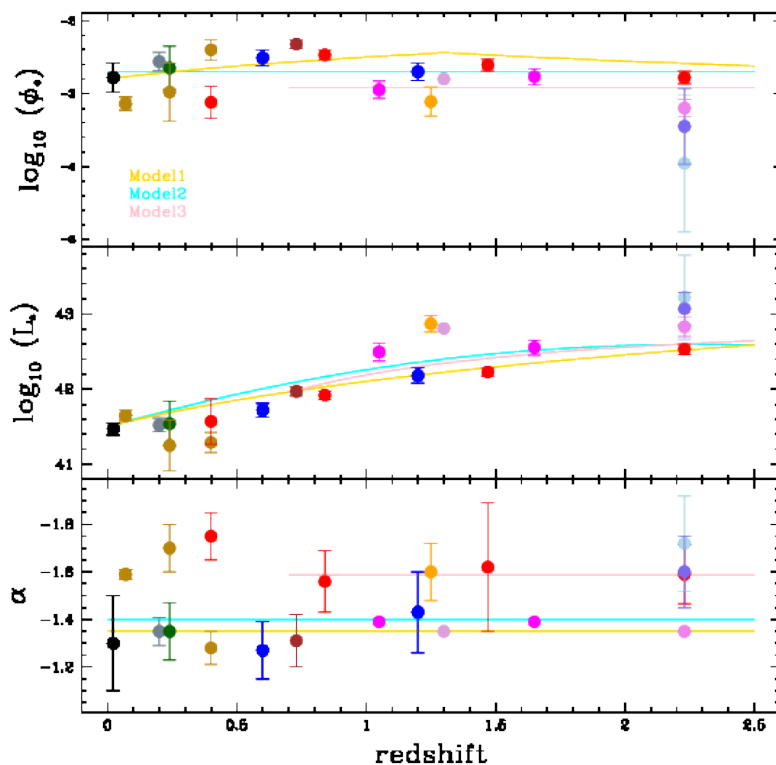


Figure 17: Parametri della H α LF di Schechter in funzione del redshift (i colori sono usati come in Figura 18). Pozzetti et al., 2016.

Si conclude dicendo che:

- i modelli 1 e 2 hanno il vantaggio di combinare la più grande quantità di dati sul più ampio intervallo di redshift;
- il modello 3, invece, è focalizzato sull'intervallo di redshift e flusso più rilevanti per la missione Euclid, a discapito della precisione dei dati;
- tutti i modelli predicono un numero di emettitori H α molto minore di quelli anticipati qualche anno fa;
- come già detto, i modelli proposti forniscono un input per l'ottimizzazione dei parametri di osservazioni spettroscopiche future;
- Euclid avrà capacità nettamente superiori rispetto alle survey attualmente operanti; per esempio, coprendo un intervallo di z compreso tra 0.9 e 1.8, con un flusso limite di $2 \times 10^{-16} \text{ erg/cm}^2/\text{s}$, ci aspettiamo di osservare circa 2000-4800 emettitori H α per ogni grado quadrato, quindi di mappare 30-72 milioni di sorgenti in $15000^{\circ 2}$ dalla survey ampia, e 1.3-2 milioni in $40^{\circ 2}$ con flusso $> 0.5 \times 10^{-16} \text{ erg/cm}^2/\text{s}$ dalla survey profonda con $0.4 < z < 1.8$.

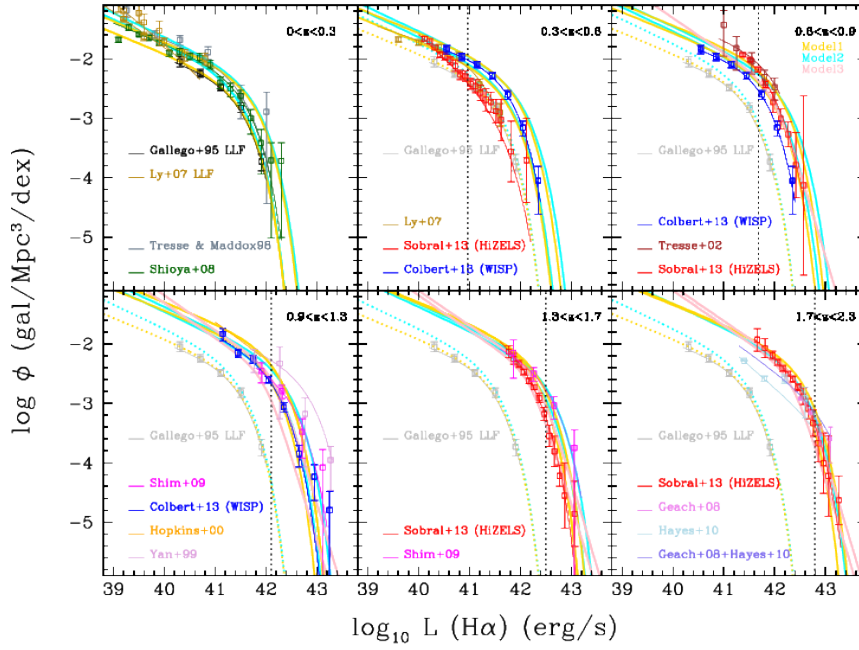


Figure 18: $H\alpha$ LF a diversi redshift. Le linee punteggiate verticali segnano il flusso limite nominale di Euclid (3×10^{-16} erg/cm²/s). I fit alle LF con delle funzioni di Schechter sono indicate come linee sottili e quadrati e elencate nei singoli grafici. Le LF ottenute dai tre modelli di Pozzetti et al. [2016] sono mostrate rispettivamente in giallo, azzurro e rosa.

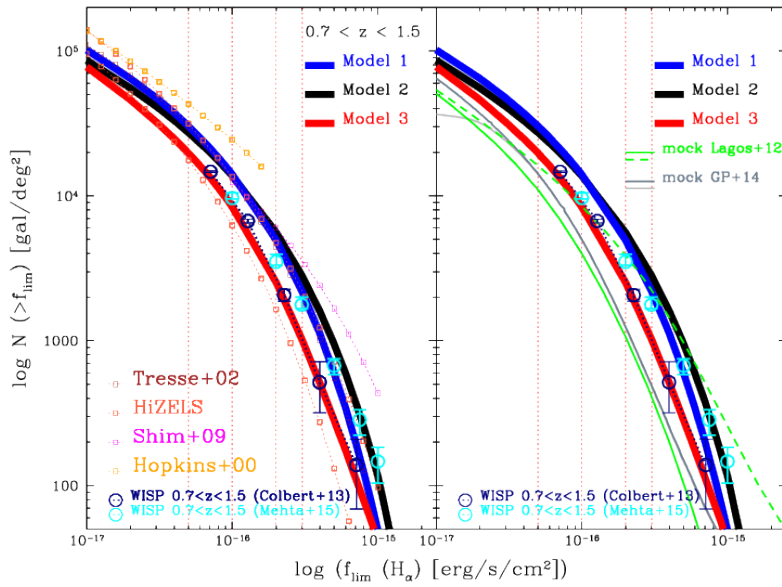


Figure 19: A sinistra: Conteggi $H\alpha$ in $0.7 < z < 1.5$, comparati coi modelli 1, 2, 3 (Pozzetti et al. 2016). A destra: Conteggi $H\alpha$ comparati con le predizioni dalla simulazione L12 e GP14 (si veda Pozzetti et al. 2016).

5 | VALIDAZIONE DEL MOCK CATALOG DI EUCLID: TUNING DELLA LUMINOSITÀ $H\alpha$ AGLI INDICATORI DI SFR

Il catalogo descritto nel capitolo precedente rappresenta un valido tool per mettere alla prova le capacità osservative di Euclid, e fornisce molti parametri fisici ed osservativi per ogni galassia presente. Tra quelli che considereremo nella nostra analisi ricordiamo:

- Redshift, z ;
- Massa stellare, M_* ;
- Tasso di formazione stellare, SFR_{cat}^1 ;
- Eccesso di colore, $E(B-V)$;
- template della Spectral Energy Distribution (SED) associata ad ogni sorgente;
- Curva di estinzione;
- Luminosità delle righe $H\alpha$ e $[OII]$ estinte.

L'obiettivo di questo lavoro è valutare la consistenza di alcuni di questi parametri e proporre un procedimento per correggere eventuali irregolarità. Per lo svolgimento di questo lavoro, è stato scelto un campione di 100.000 galassie, in cui sono rappresentati tutti i redshift presenti (da $z = 0$ a $z \approx 2.3$). Di queste sono stati estratti dal catalogo i parametri citati poc'anzi. Per giungere allo scopo di questo scritto, sono stati necessari alcuni passaggi ed elaborazioni.

5.1 SED

L'emissione stellare (UV-NIR) non estinta di ogni galassia nel catalogo si calcola come la combinazione lineare di due templates della libreria presentata da [Ilbert et al., 2009b](#). La libreria è composta da 30 SEDs caratteristiche di galassie ellittiche (7), lenticolari (1), spirali (11), e starbursts (12). Il catalogo fornisce anche la legge d'estinzione e l'eccesso di colore da applicare per calcolare la SED estinta in ogni caso. Il catalogo, invece, non fornisce l'emissione della polvere (lunghezze d'onda infrarosse). Questa viene calcolata da noi conoscendo la quantità di energia assorbita dal mezzo interstellare (dal calcolo dell'area sottesa dalla SED stellare non estinta meno quella estinta) e sapendo che questa energia mancante viene riemessa nel medio e lontano infrarosso. Per questo calcolo sono state considerate le templates di emissione della polvere di Magdis et al. [2012](#)².

¹ questo parametro è calibrato dall'ultravioletto tramite l'equazione [31](#)

² In particolare, si sceglie la template in base al redshift della galassia e alla sua attività di formazione stellare; poi si scala il template all'energia emessa dalla polvere e si ottiene la fotometria sintetica in alcune bande del FIR.

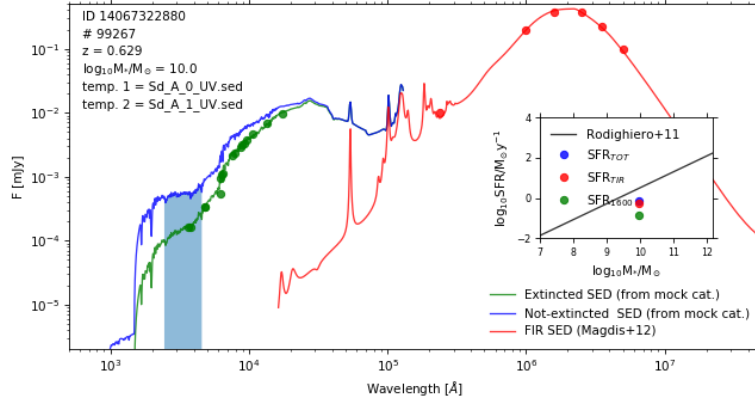


Figure 20: Spectral energy distribution in scala logaritmica per una galassia a spirale (L. Rodríguez Muñoz). Sono indicati il numero, il redshift e la massa della galassia, oltre alle templates utilizzate. La parte evidenziata indica il range di lunghezza d'onda ultraviolette utilizzate per calcolare la SFR_{UV} . Si nota come l'estinzione indebolisca il flusso a brevi lunghezze d'onda.

5.2 SFR

Si procede ora al calcolo del tasso di formazione stellare annuo da alcuni traccianti descritti nel capitolo 3. Per il continuo ultravioletto si utilizza equazione 31, mentre per l' $H\alpha$ equazione 34., rispettivamente:

$$SFR_{UV}[M_{\odot}/yr] = 2.62 \times 10^{-10} L_{UV}[L_{\odot}] \quad (52)$$

$$SFR_{H\alpha}[M_{\odot}/yr] = 4.65 \times 10^{-42} L_{H\alpha}[erg/s]$$

Per questo secondo tracciante, il catalogo fornisce il valore del flusso estinto dell'emissione alla riga corrispondente. Per ottenere quello intrinseco, si è proceduto al calcolo di $A(\lambda)$ di equazione 42. Questo valore si ottiene, per il continuo stellare, dalla SED alla lunghezza d'onda corrispondente alla linea di emissione a 6563\AA . Questo va poi corretto come descritto al paragrafo 3.4 e in particolare in equazione 44:

$$F_{\lambda} = F_{\lambda,ext} \cdot 10^{0.4A_{\lambda}} \quad (53)$$

Per ottenere infine la luminosità si usa la relazione (32):

$$F = \frac{L}{4\pi d_L^2} \quad (54)$$

da inserire in equazione 52.

A questo punto è possibile un primo check riguardo i dati forniti dal catalogo: in figura 21 riportiamo la SFR calcolata dal continuo ultravioletto confrontata con quella dell' $H\alpha$ e quella fornitaci dal catalogo.

Sono rappresentati solo i valori di $SFR_{H\alpha}$ ottenuti utilizzando il modello 1 di Pozzetti 2016 (sezione 4.3). Risultati analoghi si ritrovano utilizzando gli altri. Da questo primo raffronto possiamo affermare che:

- SFR_{UV} e SFR_{cat} sono strettamente correlati linearmente, con buon accordo per tutti i tipi di galassie, come previsto, essendo la SFR del catalogo calibrata in base all'emissione in ultravioletto (a meno di un piccolo offset a bassi redshift probabilmente dovuto a differenti calibrizioni utilizzate, in questo lavoro e nella costruzione del catalogo, per il calcolo della SFR_{UV});

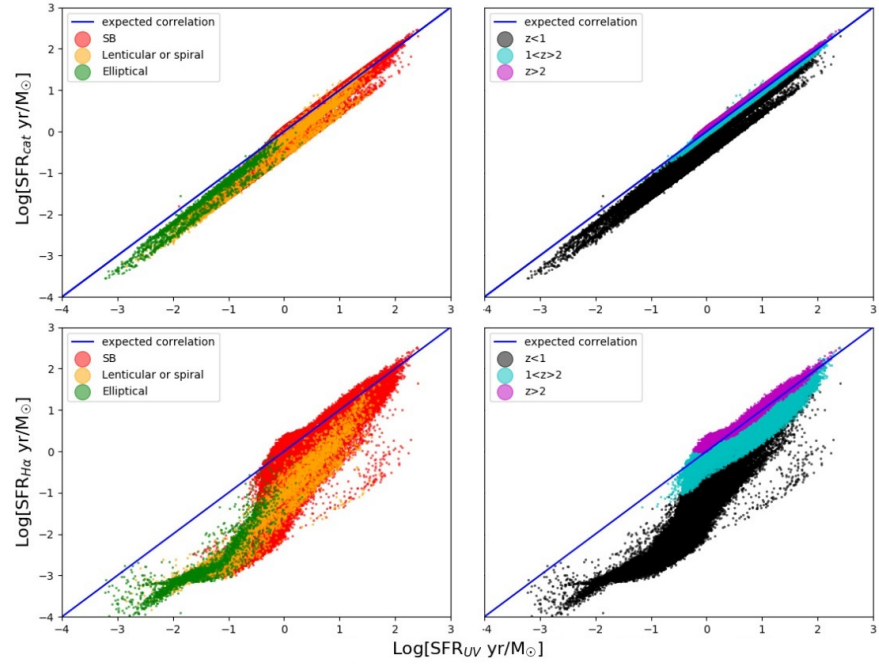


Figure 21: Confronti tra SFR_{UV} e SFR_{cat} , e SFR_{UV} e $SFR_{H\alpha}$. Vengono segnati con i colori indicati in figura gli intervalli di redshift e i tipi morfologici associati alla SED

- SFR_{UV} e $SFR_{H\alpha}$ non sono in accordo a redshift minori di 2, in particolare a $z < 1$ presentano un offset medio di circa 1.5 dex^3 .

A seguito dell'assegnazione del parametro SFR_{cat} , però, la $SFR_{H\alpha}$ è stata modificata per far sì che le luminosità $H\alpha$ LF fossero in accordo con il modello di Pozzetti (paragrafo 4.3), è facile prevedere e spiegare l'offset del secondo caso.

5.2.1 Sequenza principale di SFR

Riprendendo la sequenza principale descritta in sezione 3.5, confrontiamo in figura 22 la $SFR_{H\alpha}$ con la massa stellare, fornita dal catalogo. Si nota come le galassie si dispongano, in base al tipo, in fasce, come ci si aspettava:

- le galassie più star forming (starbursts) si collocano nella parte alta;
- le galassie spirali e lenticolari si collocano nel mezzo;
- le galassie meno o non star forming (ellittiche) si collocano in basso.

E' anche evidente, però, come le galassie a cui viene assegnata una SED di starburst si trovino per la maggior parte entro o addirittura al di sotto (zona in cui si trovano anche le spirali) della sequenza principale. Quindi il metodo elaborato per validare alcune proprietà delle galassie del catalogo si basa sulla riassegnazione della proprio SED in base alla distanza della galassia dalla sequenza principale.

³ un dex indica l'offset lungo x in scala logaritmica, che in decimale corrisponde a 10^{dex} .

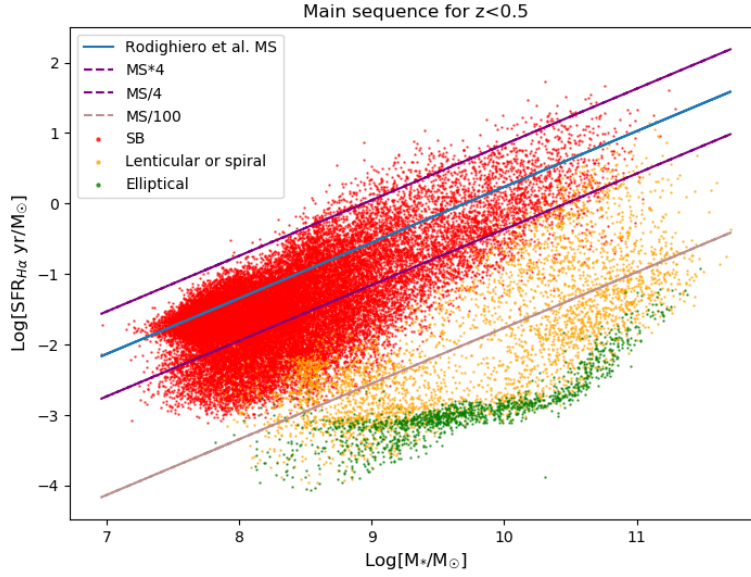


Figure 22: Confronti tra $SFR_{H\alpha}$ e massa stellare. Vengono segnati con codice di colore i tipi morfologici associati alle SEDs (in rosso gli starbursts, in giallo le lenticolari e le spirali e in verde le ellittiche). Il redshift usato per calcolare la sequenza principale è il valore mediano dell'intervallo. Vengono rappresentate solo le galassie a $z < 0.5$ per una maggiore fruibilità.

5.3 PROPOSTA PER LA VALIDAZIONE DI ALCUNE PROPRIETÀ DELLE GALASSIE

Per quanto riportato nella sezione precedente, il metodo proposto in questo scritto consiste, mantenendo costante $SFR_{H\alpha}$ (e quindi la luminosità di quest'ultima riga di emissione) nello riassegnare una SED alle galassie, partendo dall'analisi della sequenza principale, e ricalcolando poi da essa la SFR_{UV} .

In figura 22 si vede il problema maggiore derivante dall'assegnazione della SED fornito dal catalogo: l'eccessiva presenza di starburst.

La metodologia proposta per correggerlo è stata, per ogni galassia:

- se $SFR_{gal} > 4 \times MS \text{ SFR}$, assegnare una sed di starburst;
- se $MS \text{ SFR}/4 < SFR_{gal} < 4 \times MS \text{ SFR}$, assegnare una SED di galassia a spirale;
- se $MS \text{ SFR}/4 > SFR_{gal} > MS \text{ SFR}/100$, assegnare una SED di galassia lenticolare;
- se $SFR_{gal,z} < MS \text{ SFR}(z)/100$, assegnare una SED di galassia ellittica;

Per ogni galassia è stata calcolata la distanza dalla MS corrispondente a quel redshift.

Più nel dettaglio, sapendo che sono presenti diverse templates per ogni tipo di galassia (7 per le ellittiche, 1 per le lenticolari, 12 per le spirali e 12 per gli starburst), con indice crescente con la formazione stellare, si è affinato ulteriormente il metodo appena descritto, scegliendo, all'interno di ogni categoria di template, una SED in base al gradiente di distanza dalla MS.

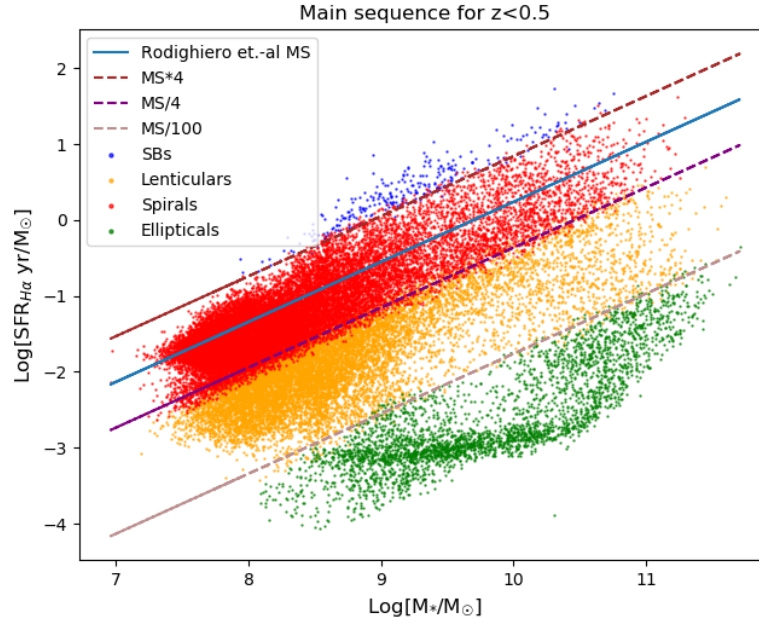


Figure 23: Confronto tra $SFR_{H\alpha}$ e massa stellare, con i tipi morfologici riassegnati; vengono rappresentate solo le galassie a $z < 0.5$ per una maggiore fruibilità.

Rappresentando, con i nuovi indici di SED, la SFR in funzione della massa stellare otteniamo Figura 23. Ovviamente ora la posizione di ogni galassia rispetto alla MS è più coerente col tipo di SED assegnatole.

Successivamente, si procede al ricalcolo della SFR_{UV} con lo stesso procedimento descritto nelle sezioni precedenti.

In Figura 24 vengono confrontate la $SFR_{H\alpha}$ e la SFR_{UV} calcolata con l'utilizzo delle SED riassegnate, per galassie star-forming (non sono state incluse le ellittiche, la cui emissione UV, non essendo dovuta a stelle giovani, ma a stelle vecchie, non rappresenta un tracciante di formazione stellare). É possibile quindi affermare che la SFR_{UV} ricalibrata risulta in ottimo accordo con la $SFR_{H\alpha}$, con un offset medio di 0.07 dex ed una deviazione standard di ~ 0.36 dex. Tale valore è confrontabile con lo scatter medio (0.3 dex) trovato per le MS in letteratura (e.g., [Noeske et al. 2007](#), [Renzini and Peng 2015](#)), ed anche alle incertezze medie nel calcolo di SFR ottenute a partire di tecniche SED-fitting (e.g., [Pérez-González et al. 2008](#)).

5.4 CONCLUSIONI

Euclid studierà con un livello di accuratezza mai raggiunto prima l'universo oscuro, realizzandone una mappa estremamente dettagliata, studiando la relazione distanza-redshift e tracciando l'evoluzione delle strutture del cosmo. Verranno osservate miliardi di galassie su una grande area di cielo.

Oltre agli strumenti a bordo, per la riuscita della missione saranno indispensabili sofisticate risorse informatiche dedicate alla preparazione e all'analisi

si delle osservazioni di Euclid.

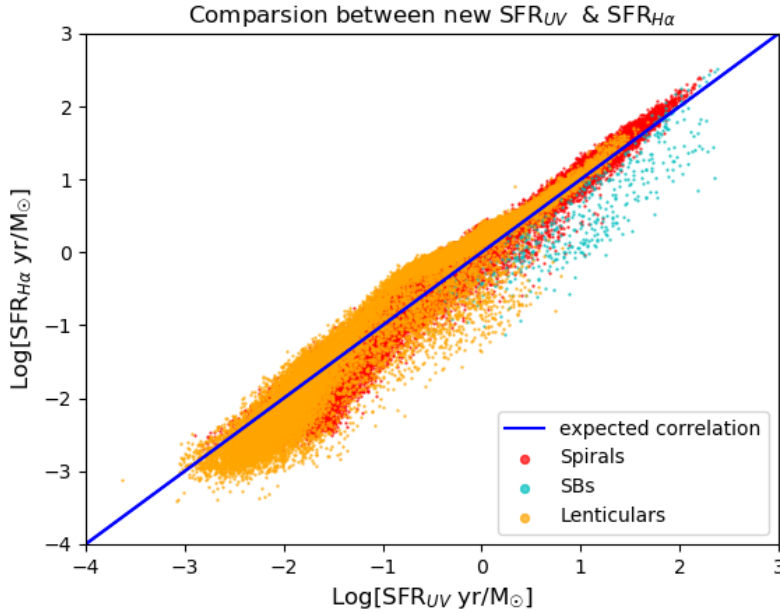


Figure 24: Confronto tra $SFR_{H\alpha}$ e SFR_{UV} per galassie spirali, lenticolari e starbursts dopo la riassegnazione, per $0 < z < 2.3$.

Per questo, ottimizzare e calibrare al meglio tutti i possibili parametri forniti dall'Euclid Mock Galaxy Catalog è di importanza fondamentale.

E' stato svolto il lavoro presentato in questo scritto per contribuire a tale scopo.

Per conservare i valori del flusso $H\alpha$ forniti dal catalogo, rendendolo consistente con altri valori importanti quali la luminosità ultravioletta, è stato necessario procedere alla riassegnazione della SED per ogni galassia. Questo ha ovviamente risolto importanti sulla popolazione e su molti altri parametri fisici.

Partendo dalla sequenza principale, calcolandone la distanza da ogni galassia e riassegnando in base a questo valore di attività di formazione una SED, siamo giunti al grafico riportato in figura 24.

Il risultato conferma la bontà del lavoro svolto, mostrando un'ottima correlazione tra la nuova SFR_{UV} e la $SFR_{H\alpha}$.

Tale metodo, inoltre, è rivolto anche a possibili miglioramenti. Per esempio, si potrebbe ricalibrare la massa stellare, o affinare ulteriormente i criteri di assegnazione della SED.

Questa procedura, dati gli ottimi risultati derivanti dal suo utilizzo, sarà inviata al Simulator Working Group, responsabile della validazione del catalogo.

BIBLIOGRAFIA

- Blain, A. W. and M. S. Longair
1993 "Submillimetre Cosmology," 264 (Sept. 1993), p. 509, DOI: [10.1093/mnras/264.2.509](https://doi.org/10.1093/mnras/264.2.509).
- Calzetti, D., L. Armus, R. C. Bohlin, A. L. Kinney, J. Koornneef, and T. Storchi-Bergmann
2000 "The Dust Content and Opacity of Actively Star-forming Galaxies," 533 (Apr. 2000), pp. 682-695, DOI: [10.1086/308692](https://doi.org/10.1086/308692), eprint: [astro-ph/9911459](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9911459).
- Cardelli, J. A., G. C. Clayton, and J. S. Mathis
1989 "The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction," 345 (Oct. 1989), pp. 245-256, DOI: [10.1086/167900](https://doi.org/10.1086/167900).
- Carretero, J., F. J. Castander, E. Gaztañaga, M. Crocce, and P. Fosalba
2015a "An algorithm to build mock galaxy catalogues using MICE simulations," 447 (Feb. 2015), pp. 646-670, DOI: [10.1093/mnras/stu2402](https://doi.org/10.1093/mnras/stu2402), arXiv: [1411.3286](https://arxiv.org/abs/1411.3286).
2015b "An algorithm to build mock galaxy catalogues using MICE simulations," 447 (Feb. 2015), pp. 646-670, DOI: [10.1093/mnras/stu2402](https://doi.org/10.1093/mnras/stu2402), arXiv: [1411.3286](https://arxiv.org/abs/1411.3286).
- Chabrier, G.
2001 "The Galactic Disk Mass Budget. I. Stellar Mass Function and Density," 554 (June 2001), pp. 1274-1281, DOI: [10.1086/321401](https://doi.org/10.1086/321401), eprint: [astro-ph/0107018](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0107018).
- Cohen, M. and L. V. Kuhi
1976 "Spectrophotometric studies of young stars. I. The Cepheus IV association." 210 (Dec. 1976), pp. 365-376, DOI: [10.1086/154839](https://doi.org/10.1086/154839).
- Crocce, M., P. Fosalba, F. J. Castander, and E. Gaztañaga
2010 "Simulating the Universe with MICE: the abundance of massive clusters," 403 (Apr. 2010), pp. 1353-1367, DOI: [10.1111/j.1365-2966.2009.16194.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.16194.x), arXiv: [0907.0019](https://arxiv.org/abs/0907.0019).
- Devereux, N. A. and J. S. Young
1992 "The origin of the far-infrared luminosity within the spiral galaxy M51," 103 (May 1992), pp. 1536-1544, DOI: [10.1086/116166](https://doi.org/10.1086/116166).
- Donas, J. and J. M. Deharveng
1984 "Ultraviolet luminosities and colors of spiral and irregular galaxies - The present-day star formation rate," 140 (Nov. 1984), pp. 325-333.
- Euclid Near Infrared Spectrometer and Photometer instrument concept and first test results obtained for different breadboards models at the end of phase C*
2016 DOI: [10.1117/12.2232941](https://doi.org/10.1117/12.2232941), <https://doi.org/10.1117/12.2232941>.

- Fosalba, P., M. Crocce, E. Gaztañaga, and F. J. Castander
 2015 "The MICE grand challenge lightcone simulation - I. Dark matter clustering," 448 (Apr. 2015), pp. 2987-3000, DOI: [10.1093/mnras/stv138](https://doi.org/10.1093/mnras/stv138), arXiv: [1312.1707](https://arxiv.org/abs/1312.1707).
- Fosalba, P., E. Gaztañaga, F. J. Castander, and M. Crocce
 2015 "The MICE Grand Challenge light-cone simulation - III. Galaxy lensing mocks from all-sky lensing maps," 447 (Feb. 2015), pp. 1319-1332, DOI: [10.1093/mnras/stu2464](https://doi.org/10.1093/mnras/stu2464), arXiv: [1312.2947](https://arxiv.org/abs/1312.2947).
- Fosalba, P., E. Gaztañaga, F. J. Castander, and M. Manera
 2008 "The onion universe: all sky lightcone simulations in spherical shells," 391 (Nov. 2008), pp. 435-446, DOI: [10.1111/j.1365-2966.2008.13910.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2008.13910.x), arXiv: [0711.1540](https://arxiv.org/abs/0711.1540).
- Franceschini, A.
 2013 *Corso di Cosmologia, Laurea Triennale in Astronomia*.
- Franceschini, A., P. Mazzei, G. de Zotti, and L. Danese
 1994 "Luminosity evolution and dust effects in distant galaxies: Implications for the observability of the early evolutionary phases," 427 (May 1994), pp. 140-154, DOI: [10.1086/174127](https://doi.org/10.1086/174127).
- Geach, J. E., A. Cimatti, W. Percival, Y. Wang, L. Guzzo, G. Zamorani, P. Rosati, L. Pozzetti, A. Orsi, C. M. Baugh, C. G. Lacey, B. Garilli, P. Franzetti, J. R. Walsh, and M. Kümmel
 2010 "Empirical H α emitter count predictions for dark energy surveys," 402 (Feb. 2010), pp. 1330-1338, DOI: [10.1111/j.1365-2966.2009.15977.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.15977.x), arXiv: [0911.0686](https://arxiv.org/abs/0911.0686).
- Greve, A., M. Bremer, J. Penalver, P. Raffin, and D. Morris
 2005 "Improvement of the IRAM 30-m Telescope From Temperature Measurements and Finite-Element Calculations," *IEEE Transactions on Antennas and Propagation*, 53 (Feb. 2005), pp. 851-860, DOI: [10.1109/TAP.2004.838785](https://doi.org/10.1109/TAP.2004.838785).
- Harper, D. A., G. H. Rieke, and F. J. Low
 1973 "Observations of M17 from 10 to 100 Microns.," in *Bulletin of the American Astronomical Society*, vol. 5, p. 436.
- Hopkins, A. M. and J. F. Beacom
 2006 "On the Normalization of the Cosmic Star Formation History," 651 (Nov. 2006), pp. 142-154, DOI: [10.1086/506610](https://doi.org/10.1086/506610), eprint: [astro-ph/0601463](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0601463).
- Iglesias-Páramo, J., V. Buat, T. T. Takeuchi, K. Xu, S. Boissier, A. Boselli, D. Burgarella, B. F. Madore, A. Gil de Paz, L. Bianchi, T. A. Barlow, Y.-I. Byun, J. Donas, K. Forster, P. G. Friedman, T. M. Heckman, P. N. Jelinski, Y.-W. Lee, R. F. Malina, D. C. Martin, B. Milliard, P. F. Morrissey, S. G. Neff, R. M. Rich, D. Schiminovich, M. Seibert, O. H. W. Siegmund, T. Small, A. S. Szalay, B. Y. Welsh, and T. K. Wyder
 2006 "Star Formation in the Nearby Universe: The Ultraviolet and Infrared Points of View," 164 (May 2006), pp. 38-51, DOI: [10.1086/502628](https://doi.org/10.1086/502628), eprint: [astro-ph/0601235](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0601235).

- Ilbert, O., P. Capak, M. Salvato, H. Aussel, H. J. McCracken, D. B. Sanders, N. Scoville, J. Kartaltepe, S. Arnouts, E. Le Floc'h, B. Mobasher, Y. Taniguchi, F. Lamareille, A. Leauthaud, S. Sasaki, D. Thompson, M. Zamojski, G. Zamorani, S. Bardelli, M. Bolzonella, A. Bongiorno, M. Brusa, K. I. Caputi, C. M. Carollo, T. Contini, R. Cook, G. Coppa, O. Cucciati, S. de la Torre, L. de Ravel, P. Franzetti, B. Garilli, G. Hasinger, A. Iovino, P. Kampczyk, J.-P. Kneib, C. Knobel, K. Kovac, J. F. Le Borgne, V. Le Brun, O. Le Fèvre, S. Lilly, D. Looper, C. Maier, V. Mainieri, Y. Mellier, M. Mignoli, T. Murayama, R. Pellò, Y. Peng, E. Pérez-Montero, A. Renzini, E. Ricciardelli, D. Schiminovich, M. Scodeggio, Y. Shioya, J. Silverman, J. Surace, M. Tanaka, L. Tasca, L. Tresse, D. Vergani, and E. Zucca
- 2009a "Cosmos Photometric Redshifts with 30-Bands for 2-deg^2 ," 690 (Jan. 2009), pp. 1236-1249, DOI: [10.1088/0004-637X/690/2/1236](https://doi.org/10.1088/0004-637X/690/2/1236), arXiv: [0809.2101](https://arxiv.org/abs/0809.2101).
- 2009b "Cosmos Photometric Redshifts with 30-Bands for 2-deg^2 ," 690 (Jan. 2009), pp. 1236-1249, DOI: [10.1088/0004-637X/690/2/1236](https://doi.org/10.1088/0004-637X/690/2/1236), arXiv: [0809.2101](https://arxiv.org/abs/0809.2101).
- Kennicutt Jr., R. C.
- 1983 "The rate of star formation in normal disk galaxies," 272 (Sept. 1983), pp. 54-67, DOI: [10.1086/161261](https://doi.org/10.1086/161261).
- 1992 "The integrated spectra of nearby galaxies - General properties and emission-line spectra," 388 (Apr. 1992), pp. 310-327, DOI: [10.1086/171154](https://doi.org/10.1086/171154).
- Kennicutt Jr., R. C., P. Tamblyn, and C. E. Congdon
- 1994 "Past and future star formation in disk galaxies," 435 (Nov. 1994), pp. 22-36, DOI: [10.1086/174790](https://doi.org/10.1086/174790).
- Kennicutt, Robert C.
- 1998 "STAR FORMATION IN GALAXIES ALONG THE HUBBLE SEQUENCE," *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 36, 1, pp. 189-231, DOI: [10.1146/annurev.astro.36.1.189](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.36.1.189), eprint: <https://doi.org/10.1146/annurev.astro.36.1.189>, <https://doi.org/10.1146/annurev.astro.36.1.189>.
- Laureijs, R.
- 2009 "Euclid Assessment Study Report for the ESA Cosmic Visions," *ArXiv e-prints* (Dec. 2009), arXiv: [0912.0914](https://arxiv.org/abs/0912.0914) [[astro-ph.CO](https://arxiv.org/abs/0912.0914)].
- Licquia, Timothy C. and Jeffrey A. Newman
- 2015 "Improved Estimates of the Milky Way's Stellar Mass and Star Formation Rate from Hierarchical Bayesian Meta-Analysis," 806, 96 (June 2015), p. 96, DOI: [10.1088/0004-637X/806/1/96](https://doi.org/10.1088/0004-637X/806/1/96), arXiv: [1407.1078](https://arxiv.org/abs/1407.1078) [[astro-ph.GA](https://arxiv.org/abs/1407.1078)].
- Lilly, S. J., O. Le Fèvre, F. Hammer, and D. Crampton
- 1996 "The Canada-France Redshift Survey: The Luminosity Density and Star Formation History of the Universe to Z approximately 1," 460 (Mar. 1996), p. L1, DOI: [10.1086/309975](https://doi.org/10.1086/309975), eprint: [astro-ph/9601050](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9601050).
- Madau, P. and M. Dickinson
- 2014 "Cosmic Star-Formation History," 52 (Aug. 2014), pp. 415-486, DOI: [10.1146/annurev-astro-081811-125615](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-081811-125615), arXiv: [1403.0007](https://arxiv.org/abs/1403.0007).

- Madau, P., H. C. Ferguson, M. E. Dickinson, M. Giavalisco, C. C. Steidel, and A. Fruchter
 1996 "High-redshift galaxies in the Hubble Deep Field: colour selection and star formation history to $z \sim 4$," 283 (Dec. 1996), pp. 1388-1404, DOI: [10.1093/mnras/283.4.1388](https://doi.org/10.1093/mnras/283.4.1388), eprint: [astro-ph/9607172](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9607172).
- Magdis, G. E., E. Daddi, M. Béthermin, M. Sargent, D. Elbaz, M. Pannella, M. Dickinson, H. Dannerbauer, E. da Cunha, F. Walter, D. Rigopoulou, V. Charmandaris, H. S. Hwang, and J. Kartaltepe
 2012 "The Evolving Interstellar Medium of Star-forming Galaxies since $z = 2$ as Probed by Their Infrared Spectral Energy Distributions," 760, 6 (Nov. 2012), p. 6, DOI: [10.1088/0004-637X/760/1/6](https://doi.org/10.1088/0004-637X/760/1/6), arXiv: [1210.1035](https://arxiv.org/abs/1210.1035).
- Marchetti, L., M. Vaccari, A. Franceschini, V. Arumugam, H. Aussel, M. Béthermin, J. Bock, A. Boselli, V. Buat, D. Burgarella, D. L. Clements, A. Conley, L. Conversi, A. Cooray, C. D. Dowell, D. Farrah, A. Feltre, J. Glenn, M. Griffin, E. Hatziminaoglou, S. Heinis, E. Ibar, R. J. Ivison, H. T. Nguyen, B. O'Halloran, S. J. Oliver, M. J. Page, A. Papageorgiou, C. P. Pearson, I. Pérez-Fournon, M. Pohlen, D. Rigopoulou, I. G. Roseboom, M. Rowan-Robinson, B. Schulz, D. Scott, N. Seymour, D. L. Shupe, A. J. Smith, M. Symeonidis, I. Valtchanov, M. Viero, L. Wang, J. Wardlow, C. K. Xu, and M. Zemcov
 2016 "The HerMES submillimetre local and low-redshift luminosity functions," 456 (Feb. 2016), pp. 1999-2023, DOI: [10.1093/mnras/stv2717](https://doi.org/10.1093/mnras/stv2717), arXiv: [1511.06167](https://arxiv.org/abs/1511.06167).
- Martin, D. C., J. Fanson, D. Schiminovich, P. Morrissey, P. G. Friedman, T. A. Barlow, T. Conrow, R. Grange, P. N. Jelinsky, B. Milliard, O. H. W. Siegmund, L. Bianchi, Y.-I. Byun, J. Donas, K. Forster, T. M. Heckman, Y.-W. Lee, B. F. Madore, R. F. Malina, S. G. Neff, R. M. Rich, T. Small, F. Surber, A. S. Szalay, B. Welsh, and T. K. Wyder
 2005 "The Galaxy Evolution Explorer: A Space Ultraviolet Survey Mission," 619 (Jan. 2005), pp. L1-L6, DOI: [10.1086/426387](https://doi.org/10.1086/426387), eprint: [astro-ph/0411302](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0411302).
- Mehta, V., C. Scarlata, J. W. Colbert, Y. S. Dai, A. Dressler, A. Henry, M. Malkan, M. Rafelski, B. Siana, H. I. Teplitz, M. Bagley, M. Beck, N. R. Ross, M. Rutkowski, and Y. Wang
 2015 "Predicting the Redshift 2 $H\alpha$ Luminosity Function Using [OIII] Emission Line Galaxies," 811, 141 (Oct. 2015), p. 141, DOI: [10.1088/0004-637X/811/2/141](https://doi.org/10.1088/0004-637X/811/2/141), arXiv: [1505.07843](https://arxiv.org/abs/1505.07843).
- Navarro, J. F., C. S. Frenk, and S. D. M. White
 1997 "A Universal Density Profile from Hierarchical Clustering," 490 (Dec. 1997), pp. 493-508, DOI: [10.1086/304888](https://doi.org/10.1086/304888), eprint: [astro-ph/9611107](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9611107).
- Noeske, K. G., B. J. Weiner, S. M. Faber, C. Papovich, D. C. Koo, R. S. Somerville, K. Bundy, C. J. Conselice, J. A. Newman, D. Schiminovich, E. Le Floch, A. L. Coil, G. H. Rieke, J. M. Lotz, J. R. Primack, P. Barmby, M. C. Cooper, M. Davis, R. S. Ellis, G. G. Fazio, P. Guhathakurta, J. Huang, S. A. Kassin, D. C. Martin, A. C. Phillips, R. M. Rich, T. A. Small, C. N. A. Willmer, and G. Wilson
 2007 "Star Formation in AEGIS Field Galaxies since $z=1.1$: The Dominance of Gradually Declining Star Formation, and the Main Se-

- quence of Star-forming Galaxies," 660 (May 2007), pp. L43-L46, DOI: [10.1086/517926](https://doi.org/10.1086/517926), eprint: [astro-ph/0701924](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0701924).
- Pérez-González, P. G., G. H. Rieke, V. Villar, G. Barro, M. Blaylock, E. Egami, J. Gallego, A. Gil de Paz, S. Pascual, J. Zamorano, and J. L. Donley
2008 "The Stellar Mass Assembly of Galaxies from $z = 0$ to $z = 4$: Analysis of a Sample Selected in the Rest-Frame Near-Infrared with Spitzer," 675 (Mar. 2008), pp. 234-261, DOI: [10.1086/523690](https://doi.org/10.1086/523690), arXiv: [0709.1354](https://arxiv.org/abs/0709.1354).
- Pozzetti, L., C. M. Hirata, J. E. Geach, A. Cimatti, C. Baugh, O. Cucciati, A. Merson, P. Norberg, and D. Shi
2016 "Modelling the number density of H α emitters for future spectroscopic near-IR space missions," 590, A3 (May 2016), A3, DOI: [10.1051/0004-6361/201527081](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201527081), arXiv: [1603.01453](https://arxiv.org/abs/1603.01453).
- Renzini, A. and Y.-j. Peng
2015 "An Objective Definition for the Main Sequence of Star-forming Galaxies," 801, L29 (Mar. 2015), p. L29, DOI: [10.1088/2041-8205/801/2/L29](https://doi.org/10.1088/2041-8205/801/2/L29), arXiv: [1502.01027](https://arxiv.org/abs/1502.01027).
- Rodighiero, G., E. Daddi, I. Baronchelli, A. Cimatti, A. Renzini, H. Aussel, P. Popesso, D. Lutz, P. Andreani, S. Berta, A. Cava, D. Elbaz, A. Feltre, A. Fontana, N. M. Förster Schreiber, A. Franceschini, R. Genzel, A. Grazian, C. Gruppioni, O. Ilbert, E. Le Floch, G. Magdis, M. Magliocchetti, B. Magnelli, R. Maiolino, H. McCracken, R. Nordon, A. Poglitsch, P. Santini, F. Pozzi, L. Riguccini, L. J. Tacconi, S. Wuyts, and G. Zamorani
2011 "The Lesser Role of Starbursts in Star Formation at $z = 2$," 739, L40 (Oct. 2011), p. L40, DOI: [10.1088/2041-8205/739/2/L40](https://doi.org/10.1088/2041-8205/739/2/L40), arXiv: [1108.0933](https://arxiv.org/abs/1108.0933).
- Rodighiero, G., M. Vaccari, A. Franceschini, L. Tresse, O. Le Fevre, V. Le Brun, C. Mancini, I. Matute, A. Cimatti, L. Marchetti, O. Ilbert, S. Arnouts, M. Bolzonella, E. Zucca, S. Bardelli, C. J. Lonsdale, D. Shupe, J. Surace, M. Rowan-Robinson, B. Garilli, G. Zamorani, L. Pozzetti, M. Bondi, S. de la Torre, D. Vergani, P. Santini, A. Grazian, and A. Fontana
2010 "Mid- and far-infrared luminosity functions and galaxy evolution from multiwavelength Spitzer observations up to $z \sim 2.5$," 515, A8 (June 2010), A8, DOI: [10.1051/0004-6361/200912058](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200912058), arXiv: [0910.5649](https://arxiv.org/abs/0910.5649).
- Santini, P., A. Fontana, A. Grazian, S. Salimbeni, F. Fontanot, D. Paris, K. Boutsia, M. Castellano, F. Fiore, S. Gallozzi, E. Giallongo, A. M. Koekemoer, N. Menci, L. Pentericci, and R. S. Somerville
2012 "The evolving slope of the stellar mass function at $0.6 \leq z < 4.5$ from deep WFC3 data," 538, A33 (Feb. 2012), A33, DOI: [10.1051/0004-6361/201117513](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117513), arXiv: [1111.5728](https://arxiv.org/abs/1111.5728).
- Sargent, W.
2012 *A Spectroscopic Sample of $z \sim 2.2$ Lyman-alpha Emitters*, Keck Observatory Archive LRIS, id.C228LA.
- Schechter, P.
1976 "An analytic expression for the luminosity function for galaxies." 203 (Jan. 1976), pp. 297-306, DOI: [10.1086/154079](https://doi.org/10.1086/154079).

Schmidt, M.

- 1968 "Space Distribution and Luminosity Functions of Quasi-Stellar Radio Sources," 151 (Feb. 1968), p. 393, DOI: [10.1086/149446](https://doi.org/10.1086/149446).

Searle, L., W. L. W. Sargent, and W. G. Bagnuolo

- 1973 "The History of Star Formation and the Colors of Late-Type Galaxies," 179 (Jan. 1973), pp. 427-438, DOI: [10.1086/151882](https://doi.org/10.1086/151882).

Sobral, D.

- 2015 "The nature and evolution of star-forming galaxies over the last 11 Gyrs with a single, homogeneous selection," *IAU General Assembly*, 22, 2237224 (Aug. 2015), p. 2237224.

Talbot Jr., R. J.

- 1978 "Evidence That the Star Formation Rate is Directly Proportional to H₂ Surface Density in Our Galaxy and M83," in *Bulletin of the American Astronomical Society*, vol. 10, p. 692.

Telesco, C. M. and D. A. Harper

- 1980 "Galaxies and far-infrared emission," 235 (Jan. 1980), pp. 392-404, DOI: [10.1086/157643](https://doi.org/10.1086/157643).

Tinsley, B. M.

- 1968 "Evolution of the Stars and Gas in Galaxies," 151 (Feb. 1968), p. 547, DOI: [10.1086/149455](https://doi.org/10.1086/149455).
- 1972 "Stellar Evolution in Elliptical Galaxies," 178 (Dec. 1972), pp. 319-336, DOI: [10.1086/151793](https://doi.org/10.1086/151793).

Whitaker, K. E., P. G. van Dokkum, G. Brammer, and M. Franx

- 2012 "The Star Formation Mass Sequence Out to $z = 2.5$," 754, L29 (Aug. 2012), p. L29, DOI: [10.1088/2041-8205/754/2/L29](https://doi.org/10.1088/2041-8205/754/2/L29), arXiv: [1205.0547](https://arxiv.org/abs/1205.0547).