

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

Scuola di Scienze
Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Fisica

Classificazione e studio della relazione
 $SFR - M_*$ di galassie a basso redshift dalla
survey SDSS

Relatrice:
Dott.ssa Margherita Talia

Presentata da:
Lorenzo Parente

Anno Accademico 2023/2024

Indice

Abstract	1
1 Introduzione	2
1.1 Struttura delle galassie	3
1.1.1 Morfologia	3
1.1.2 Stelle	4
Metodologie di misura dello SFR	5
1.1.3 Mezzo interstellare: Gas	8
1.1.4 Mezzo interstellare: Polvere	10
Curve di estinzione e dearrossamento	11
1.1.5 AGN	12
Diagrammi BPT	15
1.2 Diagramma SFR-massa	19
1.3 Spettro elettromagnetico	20
1.3.1 Righe di emissione	20
2 Campione	22
2.1 SDSS	22
2.1.1 Imaging	23
2.1.2 Spettroscopia	23
2.2 Selezione del campione	25
3 Analisi	27
3.1 Misura del flusso delle righe spettrali	27
3.1.1 Software utilizzato: slinefit	27
3.1.2 Parametri della misura e problematiche affrontate	28
3.2 Analisi	31
4 Risultati	36
4.1 Bias sul campione	36
4.2 Diagrammi BPT	37
4.3 Relazione SFR-massa	39

4.4	Relazione sSFR-z ed effetti dell'apertura	41
4.5	Prospettive future	43
	Bibliografia	45

Abstract

Il piano $SFR - M_*$ permette di categorizzare le galassie in *starburst*, *star-forming* e passive, oltre ad essere un importante tassello nello studio dell'evoluzione delle galassie. In questo studio, ho utilizzato un campione di 1910 spettri in banda ottica e ad alto S/N di galassie con redshift compreso tra $0.04 < z < 0.33$ presi dall'archivio dell'SDSS, con lo scopo di ricavare la relazione per la *star-formation main sequence* (o SFMS) a basso *redshift*. A tal fine, dopo aver misurato i flussi integrati delle righe spettrali di emissione di interesse per lo studio, e dopo aver corretto il flusso ottenuto tenendo conto dell'effetto della polvere, ho classificato le galassie del campione utilizzando i diagrammi diagnostici BPT, così da rimuovere da questo galassie con un contributo significativo ai flussi di riga dato da un eventuale AGN. Successivamente, ho calcolato lo SFR utilizzando il flusso integrato della riga $H\alpha$ ed ho realizzato il grafico del piano $\log(SFR)-\log(\text{massa})$, ricavando la relazione della SFMS per il campione descritto. Infine, ho analizzato gli effetti del taglio in S/N e dell'apertura delle fibre dell'SDSS, notando come il primo limiti la validità della relazione della SFMS ricavata a galassie particolarmente luminose, mentre il secondo comporti una sottostima dello SFR, in particolare per galassie a più basso *redshift*.

Capitolo 1

Introduzione

La luce viaggia a una velocità finita: è questo il principio che ci permette di studiare il cosmo. Infatti, essendo le scale temporali dei processi cosmici di gran lunga superiori a quelli della vita dell'uomo, e non essendoci quindi possibile osservare il suo sviluppo nel tempo, la velocità finita della luce ci permette di osservare tempi diversi della sua evoluzione. La materia barionica che compone l'universo è concentrata nelle galassie, delle quali possiamo osservare lo stato odierno osservando galassie vicine e lo stato in tempi passati osservando galassie via via più lontane. Lo studio del cosmo si riconduce quindi in gran parte allo studio della loro formazione, evoluzione e disposizione spaziale, studio possibile tramite la radiazione elettromagnetica che ci raggiunge e che osserviamo tramite diversi telescopi. A tal fine, si studiano varie grandezze e caratteristiche delle galassie, come la morfologia (§1.1.1) e il colore, e delle loro componenti, come la presenza di nuclei galattici attivi (*active galactic nuclei*, AGN; §1.1.5), la presenza e la distribuzione di gas (§1.1.3), polvere (§1.1.4) ed elementi metallici, la massa stellare e il tasso di formazione stellare (§1.1.2 e §1.2).

Questo studio si propone di ricavare la relazione tra tasso di formazione stellare (o *star formation rate*, SFR) e massa stellare (M_* ; §1.2), utilizzando un campione di spettri ottici integrati di galassie a basso *redshift* (§2.2) misurati dalla Sloan Digital Sky Survey (SDSS; §2.1). In questo studio ho, in breve, seguito il seguente procedimento: ho misurato il flusso di diverse righe in emissione di interesse nello spettro tenendo conto dell'estinzione dovuta alla polvere, ho separato galassie dominate dalla formazione stellare da galassie con un contributo significativo proveniente dall'AGN e tramite il flusso della riga $H\alpha$ ho ricavato lo SFR; la massa delle galassie del campione, invece, è tabulata nell'archivio della SDSS.

Di seguito, illustrerò le diverse componenti di una galassia approfondendo in particolare gli aspetti di interesse per lo studio (§1.1), descriverò il piano SFR-massa (§1.2) e successivamente approfondirò il tema dello spettro elettromagnetico e di righe spettrali (§1.3); in seguito, descriverò le caratteristiche del campione (§2) e l'analisi effettuata (§3) e, infine, illustrerò i risultati ottenuti (§4).

1.1 Struttura delle galassie¹

1.1.1 Morfologia

Una prima classificazione della morfologia delle galassie fu data da Hubble nel 1926, in seguito ai primi studi in banda ottica, quando propose un diagramma a diapason (Fig. 1.1) in cui collocare le varie tipologie di galassie osservate.

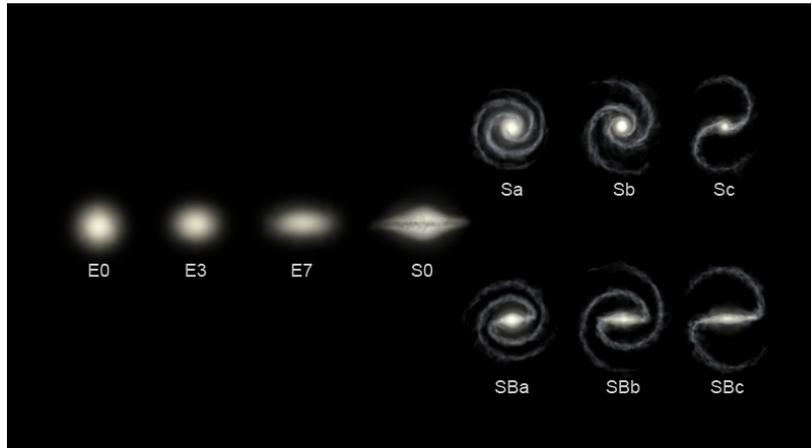


Figura 1.1: Schema di classificazione a diapason di Hubble

Nel lato sinistro di questo diagramma sono collocate le galassie *early-type* (o ETG), classificazione che include le galassie ellittiche E0-E7 ordinate in funzione della loro ellitticità e le galassie lenticolari S0. Nel lato destro, invece, sono collocate le galassie *late-type* (o LTG), divise in galassie a spirale Sa, Sb, Sc e galassie a spirale barrata SBa, SBb e SBc, ordinate dalla a alla c come funzione crescente dell'incidenza dei bracci a spirale rispetto al *bulge* (struttura semi-sferica presente al centro di queste classi di galassie). A questa classificazione si aggiunge poi una piccola percentuale di galassie irregolari.

Oltre che nella forma osservata in banda ottica, queste tipologie si differenziano anche per alcune proprietà della loro popolazione stellare. In particolare, le ETG contengono tipicamente stelle più vecchie e presentano uno SFR assente o molto debole, motivo per cui sono anche chiamate galassie passive o quiescenti; le LTG, al contrario, presentano una popolazione più varia, con stelle tendenzialmente più vecchie nel bulge e più giovani nel disco e una formazione stellare attiva in particolare nei bracci, motivo per cui sono anche chiamate galassie *star-forming* (o SFG).

Una sottocategoria delle SFG sono le galassie *starburst*, nelle cui regioni centrali lo SFR è particolarmente elevato; si suppone che questo fenomeno, di breve durata temporale,

¹Le informazioni presenti in questa sezione, dove non specificato diversamente, sono prese dal libro "Introduction to galaxy formation and evolution" [1].

sia dovuto a particolari interazioni con altre galassie (come le fusioni) che portano ad un'elevata presenza di gas in queste regioni.

A causa delle loro differenti popolazioni stellari le ETG appaiono tipicamente rosse, mentre le SFG appaiono tipicamente blu (§1.1.2).

1.1.2 Stelle

Le stelle sono sfere autogravitanti di gas in equilibrio idrostatico e termodinamico. Come conseguenza di quest'ultima proprietà, lo spettro di emissione è in prima approssimazione uno spettro di corpo nero e segue quindi la distribuzione di Planck (Fig. 1.2 a)), funzione della sola temperatura:

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp(\frac{hc}{\lambda k_B T}) - 1} \quad (1.1)$$

con h costante di Planck, c velocità della luce e k_B costante di Boltzmann. Il picco di questa funzione si trova a:

$$\lambda_{picco} = 0.290 \left(\frac{T}{K} \right)^{-1} \text{ cm} \quad (1.2)$$

che prende il nome di legge di Wien e lega la temperatura alla lunghezza d'onda del picco, e quindi al colore dell'emissione (e quindi delle stelle).

Lo spettro di emissione delle stelle, tuttavia, non segue esattamente una funzione di Planck, ma, a causa del gas stesso di cui esse sono fatte, è arricchito da una serie di righe in emissione e assorbimento (Fig. 1.2 b)).

In base alla loro temperatura e alle righe presenti nello spettro (anch'esse dipendenti dalla temperatura, oltre che dalla composizione chimica), le stelle vengono divise in classi spettrali, rappresentate dalle lettere O, B, A, F, G, K e M. Queste classi sono ordinate dalla temperatura maggiore a quella minore e quindi, per la legge di Wien, dal blu al rosso. In Tab. 1.1 sono riassunte le principali caratteristiche di queste classi.

Classe spettrale	Temperatura (Kelvin)	Righe spettrali
O	28.000 - 50.000	Elio ionizzato
B	10.000 - 28.000	Elio neutro, idrogeno (debole)
A	7500 - 10.000	Idrogeno (forte), alcuni metalli ionizzati
F	6000 - 7500	Idrogeno, calcio e ferro ionizzati
G	5000 - 6000	Metalli neutro e ionizzati, calcio
K	3500 - 5000	Metalli neutro, sodio
M	2500 - 3500	Ossido di titanio, sodio (molto forte)

Tabella 1.1: Classificazione spettrale, adattata dal sito dell'SDSS¹

¹<https://skyserver.sdss.org/dr1/en/proj/advanced/spectraltypes/lines.asp>

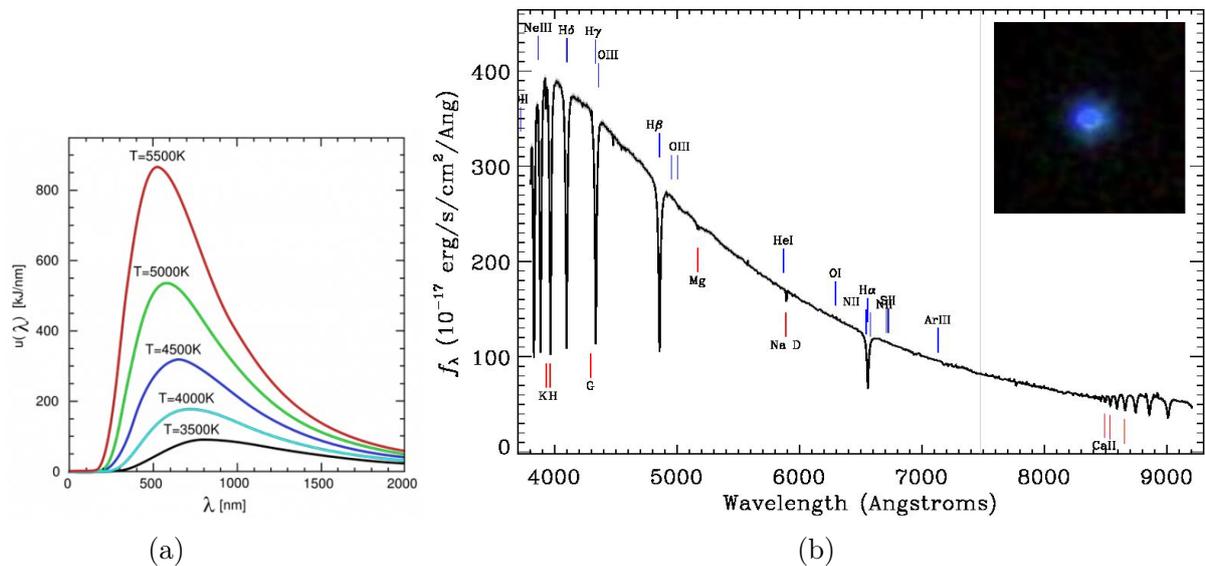


Figura 1.2: a) Funzione di Planck per diverse temperature, presa da astronomia.com¹; b) spettro e immagine fotometrica di una stella di classe spettrale A0, prese dall'[SDSS](http://SDSS2)²

Metodologie di misura dello SFR³

Come conseguenza dello spettro di emissione delle stelle giovani e massicce, il colore delle galassie è un primo indicatore del tipo di popolazione presente e quindi dell'intensità dello SFR. In particolare, galassie con un'intensa formazione stellare tendono ad apparire di colore blu. Una prima tecnica per misurare lo SFR sarebbe quindi quella di assumere una relazione lineare tra SFR e luminosità integrata nel blu/vicino ultravioletto (o NUV); tuttavia, questa è valida solo per galassie *starburst*, dove questa parte dello spettro è dominata da stelle giovani, mentre perde di efficacia in galassie normali, in cui una frazione significativa dello spettro nel visibile è dovuta a stelle più vecchie. Per illustrare le successive metodologie è utile introdurre il concetto di modelli di sintesi evolutiva.

Modelli di sintesi evolutiva

Per studiare le proprietà di galassie non risolte è utile realizzare modelli teorici in grado di riprodurre la *spectral energy distribution* (o SED) in funzione di alcuni parametri: è proprio variando questi ultimi fino alla miglior corrispondenza teorica/osservativa del SED che è possibile inferire alcune di queste proprietà.

¹<https://www.astronomia.com/risorse/approfondimenti/classifichiamo-le-stelle/il-corpo-nero/>

²<https://skyserver.sdss.org/dr18/VisualTools/quickobj?id=1237652943703507021>

³Review di riferimento sul tema sono Kennicutt et al. 1998 [2] e Kennicutt et al. 2012 [3], dalle quali ho preso le informazioni contenute in questa sottosezione.

Per costruire un modello di sintesi evolutiva è per prima cosa necessario un modello teorico che permetta di ricavare luminosità e temperatura superficiale di una stella in funzione di massa e composizione chimica. Si calcolano così diverse tracce teoriche per metallicità fissando la massa, che vengono poi tradotte in spettri sfruttando librerie di spettri osservati di stelle e modelli di atmosfere stellari. Queste tracce vengono poi sommate insieme pesandole con la funzione di massa iniziale (o IMF; descrive la frazione di stelle che si formano in funzione della massa), così da ottenere uno spettro teorico di stelle formatesi in un singolo episodio di formazione stellare. Infine, si sommano linearmente spettri ottenuti considerando tempi di formazione differenti, così da ottenere una popolazione di età variegata e simulare quindi differenti episodi di formazione stellare.

Sfruttando questi modelli è possibile ricavare una relazione tra lo SFR per unità di luminosità e il colore (definito in astronomia come la differenza fra le magnitudini di due bande differenti), rappresentata in Fig. 1.3, da cui si nota che la luminosità su bande larghe non è un buon estimatore di SFR, cambiando anche di più di un ordine di grandezza nell'intervallo di colori accessibile dalle galassie; ci sono però delle porzioni di spettro che evitano, almeno parzialmente, questa problematica e che sono quindi utili per stimare lo SFR.

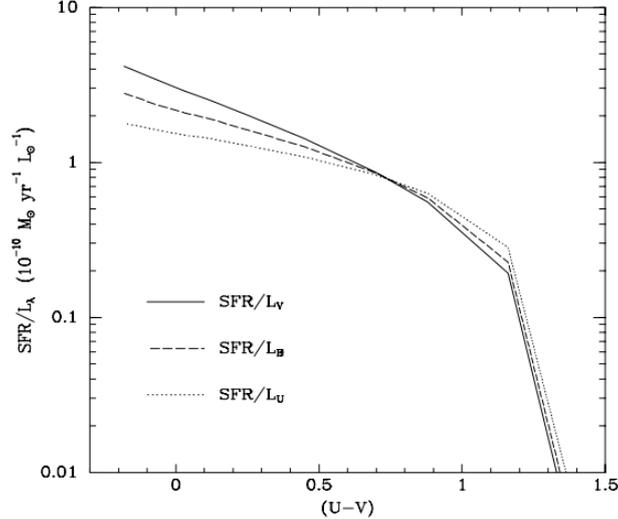


Figura 1.3: Relazioni tra SFR per unità di luminosità nelle bande U, B e V e colore integrato, per modelli di sintesi evolutiva di Kennicutt et al. 1998[2]. I modelli sono per dischi di 10Gyr, una IMF di Salpeter[4] e storie di formazione stellare esponenziali. Le luminosità U, B e V sono normalizzate alle luminosità solari nelle rispettive bande. Presa da Kennicutt et al. 1998[2]

Continuo ultravioletto In Fig. 1.3 si nota che il tratto in cui il rapporto SFR/L è più vicino ad essere costante è l'ultravioletto per rapporti tra SFR e luminosità nella banda U. L'intervallo ottimale di lunghezza d'onda per minimizzare il contributo di stelle più vecchie è 1250-2500Å e il rapporto tra SFR e luminosità può essere ricavato dai modelli di sintesi evolutiva.

Nell'intervallo 1500-2800Å per una IMF di Salpeter[4] si trova:

$$SFR(M_{\odot} yr^{-1}) = 1.4 \times 10^{-28} L_{\nu} (ergs s^{-1} Hz^{-1}) \quad (1.3)$$

Il principale vantaggio di questo metodo è che si basa sull'emissione diretta di radiazione da parte di stelle giovani e può essere applicato su un grande intervallo di redshift; i principali svantaggi, invece, sono che è fortemente influenzato dall'estinzione causata dalla polvere (§1.1.4), che nell'UV può essere molto discontinua e quindi difficile da correggere, e dalla scelta dell'IMF, emettendo nell'UV principalmente stelle con $M > 5M_{\odot}$ e dovendo quindi estrapolare la frazione di stelle con massa minore.

Righe di ricombinazione La radiazione UV con lunghezze d'onda al di sotto del limite di Lyman emessa da stelle giovani ionizza il gas presente nelle regioni H II di formazione stellare (§1.1.3). La successiva ricombinazione produce delle righe in emissione che possono essere misurate e legate allo SFR.

In particolare, la riga maggiormente utilizzata è l'H α e, per abbondanze solari e un'IMF di Salpeter, tramite modelli di sintesi evolutiva si trova:

$$SFR(M_{\odot} yr^{-1}) = 7.2 \times 10^{-42} L(H\alpha) (ergs s^{-1}) \quad (1.4)$$

La calibrazione dell'H α è effettuata per ricombinazioni di caso B (§1.1.3) a temperatura $T_e = 10000 K$.

I vantaggi di questo metodo sono la sua alta sensibilità e l'accoppiamento diretto tra emissione nebulare e SFR. Inoltre, essendo questa emissione prodotta principalmente da stelle con tempo di vita $t < 10 Myr$, fornisce una stima quasi istantanea dello SFR. Gli svantaggi, invece, sono la dipendenza dall'IMF, essendo l'emissione prodotta principalmente da stelle con massa $M > 15 M_{\odot}$, la sensibilità alle incertezze nell'estinzione e la validità dell'assunzione che tutta la formazione stellare sia tracciata da gas ionizzato. Quest'ultimo svantaggio, tuttavia, è significativo solo per singole nebulose, mentre può essere trascurato per le galassie, in quanto la radiazione dispersa da queste è inferiore al 3%. Infine, essendo le stelle con $M > 15 M_{\odot}$ solo una piccola frazione del totale, in galassie con bassa formazione stellare questo metodo si rivela poco accurato, in quanto si può presentare un problema di statistica dei piccoli numeri.

Righe proibite Per *redshift* $z > 0.5$ la riga H α esce dall'intervallo del visibile ed è quindi utile considerare altri traccianti. La migliore alternativa è la riga proibita

[OII] λ 3727, che resta visibile fino a $z \sim 1.6$. Questa emissione non è direttamente accoppiata con la radiazione ionizzante e pertanto il legame tra questa e lo SFR viene stimato tramite calibrazioni indirette sfruttando il rapporto $[OII]/H\alpha$.

Mediando diverse calibrazioni Kennicutt et al. 1998 [2] ha trovato:

$$SFR(M_{\odot} yr^{-1}) = (1.4 \pm 0.4) \times 10^{-41} L[OII] (ergs s^{-1}) \quad (1.5)$$

dove il valore della luminosità deve essere corretto considerando l'estinzione dell' $H\alpha$. Questo tracciante è particolarmente sensibile all'estinzione, che introduce errori sistematici molto maggiori che nell' $H\alpha$, mentre non viene influenzato dalla metallicità.

Continuo del lontano infrarosso La polvere presente nelle regioni H II ha un massimo della sezione d'urto nell'UV e riemette la radiazione assorbita nel lontano infrarosso (o FIR) (§1.1.4). Nelle galassie *starburst* il più della radiazione nell'UV e nel visibile viene prodotta da stelle giovani e pertanto il continuo nel FIR è un ottimo tracciante di SFR; in altri tipi di galassie, però, una parte consistente di questa radiazione è prodotta da stelle più vecchie, il che rende questo tracciante meno affidabile. Per galassie *starburst*, applicando i modelli di sintesi evolutiva di Leitherer & Heckman (1995) [5] e l'IMF di Salpeter, si trova:

$$SFR(M_{\odot} yr^{-1}) = 4.5 \times 10^{-44} L_{FIR} (ergs s^{-1}) \quad (1.6)$$

dove L_{FIR} si riferisce alla luminosità integrata in tutto il FIR, quindi nell'intervallo 8-1000 μ m.

1.1.3 Mezzo interstellare: Gas

Una caratteristica delle SFG è che contengono una grande quantità di mezzo interstellare (o ISM), composto da gas e polvere (§1.1.4).

Gas atomico neutro

La principale componente in massa del mezzo interstellare è il gas atomico neutro, composto principalmente da H I, nel 9% da elio e in percentuali trascurabili da metalli. E' anche la componente più estesa spazialmente e viene rilevata tramite la riga di struttura iperfine a 21 cm dell'H I. Questa riga viene emessa quando lo spin dell'elettrone passa da uno stato parallelo a uno stato antiparallelo rispetto allo spin del protone ed è una riga proibita (coefficiente di Einstein $A_{10} = 2.88 \times 10^{-15} s^{-1}$) che viene però osservata grazie alla bassa densità del gas e al fatto che il livello eccitato è molto popolato. Infatti, l'energia termica sufficiente per innescare l'eccitazione è di appena $T_* = 0.068 K$, quindi di molto minore della temperatura della radiazione cosmica di fondo.

Gas fotoionizzato

Nelle regioni esposte a radiazioni con lunghezza d'onda al di sotto del limite di Lyman ($\lambda \leq 912 \text{ \AA}$ o $h\nu \geq 13.6 \text{ eV}$; approssimativamente regioni nella sfera di Strömgren) l'idrogeno neutrale viene ionizzato in H II. In particolare, questo avviene in regioni in cui sono presenti stelle massicce e giovani di classe spettrale O e B (§1.1.2), note come regioni H II, o anche nelle vicinanze di AGN (§1.1.5).

Questo tipo di gas è osservato principalmente tramite righe di ricombinazione, le quali vengono emesse quando un elettrone è ricatturato da uno ione e procede a cascata tra i vari livelli energetici fino allo stato fondamentale.

Righe di particolare importanza sono quelle emesse dall'idrogeno in transizioni che vanno verso il secondo livello energetico, quindi da $n > 2$ a $n = 2$; queste righe formano la serie di Balmer e prendono il nome di $H\alpha$ ($n = 3 \rightarrow n = 2$, $\lambda = 6563 \text{ \AA}$), $H\beta$ ($n = 4 \rightarrow n = 2$, $\lambda = 4861 \text{ \AA}$) e così via.

Un'altra serie importante è la serie di Lyman, composta da righe emesse da transizioni tra $n > 1$ e $n = 1$. Entrambe queste serie sono composte da transizioni di dipolo elettrico, cioè che rispettano le regole di selezione quanto-meccaniche, e sono pertanto permesse (coefficienti di Einstein dell'ordine di $10^8 - 10^9$)

Si può poi distinguere tra due casi di ricombinazione dell'idrogeno noti come caso A e caso B (Osterbrock 1989 [6]): il caso B si verifica quando la densità di colonna dell'idrogeno neutro è abbastanza grande da rendere il mezzo otticamente spesso alle righe di Lyman, che vengono quindi riassorbite ionizzando altri atomi di idrogeno fino all'emissione di righe della serie di Balmer; il caso A si verifica, invece, nel caso complementare, permettendo alle righe di Lyman di sfuggire.

Altre righe prodotte da gas ionizzato sono le righe proibite, così chiamate in quanto violano alcune delle regole di selezione delle transizioni di dipolo elettrico e sono pertanto estremamente improbabili (coefficienti di Einstein $< 1 \text{ s}^{-1}$). Gli atomi che producono queste righe sono solitamente eccitati tramite collisioni; successivamente, mentre in laboratorio la diseccitazione avviene tramite collisioni (essendo la diseccitazione spontanea estremamente improbabile), nell'ISM la densità è sufficientemente bassa da osservare diseccitazioni spontanee che emettono righe proibite. Un esempio di questa classe di emissione è il doppietto $[OII]\lambda\lambda 3726, 3729$.

Gas ionizzato da collisioni

Oltre che per fotoionizzazione, il gas può anche essere ionizzato da collisioni elettrone-atomo. Questo avviene quando la temperatura è sufficientemente elevata da avere una frazione di elettroni con energia cinetica maggiore dell'energia di legame tale da compensare il processo di ricombinazione; avendo quest'ultimo una piccola sezione d'urto, la temperatura necessaria è comunque molto minore della temperatura di ionizzazione (sono cioè sufficienti i pochi elettroni nella coda della distribuzione di Maxwell).

Questo gas è solitamente prodotto da onde d'urto causate da venti solari, in particolare di stelle massicce e giovani, e supernove. Inoltre, la sua emissione è prodotta principalmente da bremsstrahlung e avviene nella banda dei raggi X molli.

Gas molecolare

A temperature $T < 40 K$ e densità di colonna $N_H > 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ gli atomi di idrogeno si combinano in molecole di H_2 . Queste molecole sono presenti principalmente nelle nubi molecolari, all'interno delle quali avviene la maggior parte della formazione stellare.

La loro rivelazione è particolarmente difficile, in quanto non hanno transizioni permesse tali da emettere righe rilevabili. Di conseguenza, per rilevarle si ricorre ad un'altra molecola presente in percentuale molto minore, ma che produce delle righe di emissione apprezzabili: il monossido di carbonio CO.

1.1.4 Mezzo interstellare: Polvere

Oltre il gas, l'ISM è composto per circa l'1% anche da polvere, la quale, nonostante la bassa percentuale, è particolarmente importante per gli effetti di estinzione.

Per polvere si intende particelle solide composte principalmente da carbonati e silicati, con questi ultimi che contengono, oltre silicio e ossigeno, anche ferro e magnesio; i carbonati, invece, tendono ad aggregarsi in idrocarburi aromatici policiclici (o PAH) e grafite. La polvere può essere divisa in tre componenti principali:

- gli idrocarburi aromatici policiclici, che emettono su bande spettrali nella parte centrale dell'infrarosso (o MIR);
- piccoli granelli di polvere con dimensioni $< 0.01 \mu m$, che assorbono la radiazione nell'UV emessa da stelle massicce e giovani di classe spettrale O e B, per poi riemetterla come radiazione di corpo grigio nel MIR;
- granelli di polvere con dimensioni comprese nell'intervallo $0.01 - 0.25 \mu m$, che emettono nel FIR.

In particolare, queste emissioni avvengono in seguito all'assorbimento di radiazione emessa da stelle giovani, che aumenta la temperatura della polvere: confrontando le regioni H II con le regioni con maggiore emissione da parte della polvere, si trova un'ottima corrispondenza. In altre parole, le stelle giovani ionizzano l'idrogeno formando regioni H II e riscaldano la polvere (particolarmente presente in nubi di gas molecolare §1.1.3) formando regioni di emissione nel MIR.

Curve di estinzione e dearrossamento

Il flusso che osserviamo è composto dalla radiazione che riesce a raggiungerci senza venire assorbita o dispersa; tuttavia, per poter stimare le proprietà della sorgente, è solitamente necessario conoscere il flusso emesso da questa. A tal fine, è necessario correggere il flusso osservato rimuovendo l'estinzione.

L'estinzione in magnitudine ad una certa lunghezza d'onda è definita come:

$$A_\lambda = -2.5 \log\left(\frac{F_\lambda}{F_{\lambda,0}}\right) = 1.086 \tau_\lambda \quad (1.7)$$

con F_λ flusso osservato, $F_{\lambda,0}$ flusso intrinseco alla lunghezza d'onda λ e τ_λ profondità ottica. Tra l'UV e il FIR l'estinzione scala approssimativamente come $A_\lambda \propto \lambda^{-1}$.

A_λ rappresenta l'estinzione a lunghezza d'onda λ ed estesa sull'intervallo di interesse definisce quella che è nota come curva di estinzione; in particolare, questa è solitamente data nella forma $k(\lambda)$ tale che:

$$F_{\lambda,0} = F_\lambda 10^{0.4E(B-V)k(\lambda)} \quad (1.8)$$

dove $E(B - V)$ è l'eccesso di colore. Questo è definito come l'arrossamento di una sorgente a causa dell'estinzione, cioè, considerando le bande B e V:

$$E(B - V) \equiv (B - V) - (B - V)_0 \quad (1.9)$$

dove $(B - V)$ è il colore osservato e $(B - V)_0$ è il colore intrinseco.

L'eccesso di colore può essere stimato considerando il rapporto tra il rapporto osservato e teorico tra le righe di Balmer $H\alpha$ e $H\beta$ (Calzetti et al. 1996 [7]):

$$E(B - V) = \frac{\log\left(\frac{F(H\alpha)/F(H\beta)}{2.85}\right)}{0.4(k(H\beta) - k(H\alpha))} \quad (1.10)$$

con 2.85 rapporto teorico tra i flussi di $H\alpha$ e $H\beta$.

Questo eccesso di colore è valido per le righe spettrali, mentre per il continuo si trova sperimentalmente, nell'universo locale (Calzetti et al. 2000 [8]):

$$E_s(B - V) = (0.44 \pm 0.03)E(B - V) \quad (1.11)$$

con la differenza tra i due eccessi di colore dovuta alla maggior presenza di polvere in regioni di formazione stellare (dove avvengono le emissioni $H\alpha$ e $H\beta$) rispetto alle regioni con stelle fredde (che emettono gran parte del continuo stellare).

Un altro parametro utilizzato nella caratterizzazione dell'estinzione è la pendenza della curva nella regione della banda V:

$$R_V \equiv \frac{A_V}{E(B - V)} \quad (1.12)$$

che assume solitamente il valore $R_V = 3.1$.

La curva di estinzione $k(\lambda)$, nella sua definizione analitica, è legata all'estinzione e all'eccesso di colore come:

$$k(\lambda) \equiv \frac{A_\lambda}{E(B - V)} \quad (1.13)$$

Curve di estinzione sono state misurate con buona precisione nella Via Lattea e nelle Nubi di Magellano e già in questi tre casi si notano delle differenze. In generale, ogni galassia dovrebbe avere la sua curva di estinzione, potendo questa dipendere dalla quantità di polvere presente e dalla sua distribuzione geometrica, che può anche essere molto discontinua.

Calzetti et al. 1994 [9] ha confrontato le curve di estinzione di cui sopra con un campione di 39 galassie starburst, trovando che nessuno dei modelli è sufficientemente in accordo con i dati. Inoltre, ha sviluppato una curva di estinzione adatta per questo tipo di galassie e, in buona approssimazione, per galassie con un'intensa formazione stellare, che può essere espressa in modo analitico come (in questa forma in Calzetti et al. 2000 [8]):

$$k(\lambda) = 2.659\left(-2.156 + \frac{1.509}{\lambda} - \frac{0.198}{\lambda^2} + \frac{0.011}{\lambda^3}\right) + R_V \quad \text{per } 0.12 \mu m \leq \lambda \leq 0.63 \mu m \quad (1.14)$$

$$k(\lambda) = 2.659\left(-1.857 + \frac{1.040}{\lambda}\right) + R_V \quad \text{per } 0.63 \mu m \leq \lambda \leq 2.20 \mu m \quad (1.15)$$

con $R_V = (4.05 \pm 0.80)$.

In Fig. 1.4 sono graficate e confrontate le diverse curve di estinzione.

1.1.5 AGN

Una piccola frazione di galassie presenta delle caratteristiche in una compatta regione centrale che non possono essere spiegate dalla sola formazione stellare: è ormai dimostrato che si tratta di un buco nero supermassiccio con accrescimento di materia in corso, che prende il nome di nucleo galattico attivo (o AGN).

In presenza di un AGN, queste regioni centrali hanno le seguenti caratteristiche:

- luminosità bolometriche molto alte;
- continuo in banda UV e in banda ottica che non può essere spiegato da formazione stellare;
- emissioni nei raggi X e raggi gamma molto elevate (sopra i $3 \times 10^{48} \text{ erg s}^{-1}$ nell'intervallo $2 - 10 \text{ keV}$ per i raggi X);
- emissione radio non termica;

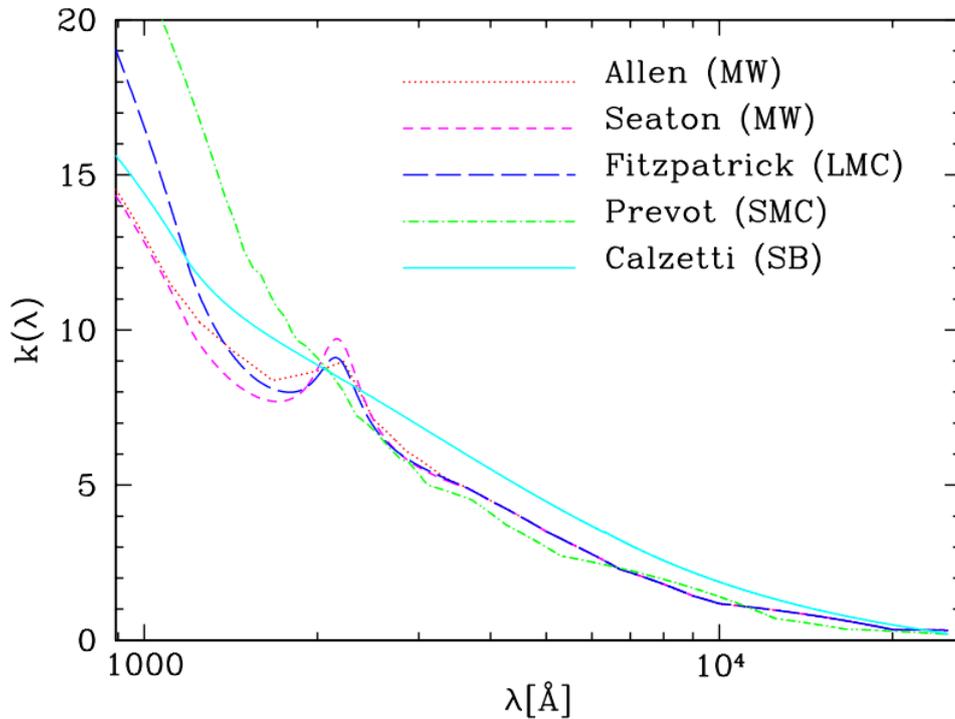


Figura 1.4: Confronto tra diverse curve di estinzione $k(\lambda)$, presa da Bolzonella et al. 2000 [10].

- righe permesse larghe (con $\text{FWHM} > 10\,000 \text{ km s}^{-1}$; si veda §1.3 per FWHM);
- righe sia permesse che proibite strette (con $\text{FWHM} > 1000 \text{ km s}^{-1}$) ma prodotte da una ionizzazione maggiore che nel caso di SFG;
- emissioni dal nucleo di *jet* relativistici di plasma;
- variabilità temporale del continuo e delle righe spesse su tempi scala che vanno dai minuti agli anni.

Non tutti gli AGN presentano tutte queste caratteristiche e in modo uguale. Pertanto, ne è stata fatta una complessa classificazione, di cui riporto di seguito i punti principali. In base alle caratteristiche delle righe di emissione vengono divisi in:

- AGN di tipo 1: righe sia larghe che strette;
- AGN di tipo 2: solo righe strette.

In base alle emissioni in bande radio vengono divisi in:

- *radio-loud*: se $\frac{F_{\text{radio}}}{F_{\text{ottico}}}$ è molto grande, o più quantitativamente se $\frac{F_{(5\text{GHz})}}{F_{\text{banda R}}} \geq 10$;

- *radio-quiet*: se $\frac{F_{radio}}{F_{ottico}}$ è molto piccolo, o più quantitativamente se $\frac{F_{(5\text{ GHz})}}{F_{banda\ R}} \leq 10$;

Dopodiché, è possibile darne una classificazione più completa che tiene conto di tutte le loro caratteristiche; in generale, però, possono essere divisi in:

- QSO o quasars: caratterizzati da una morfologia compatta che in banda ottica ricorda quella di una stella. I QSO *radio-quiet* sono circa 10 volte quelli *radio-loud*. Inoltre, presentano sia righe larghe permesse che righe strette proibite e sono la tipologia di AGN più luminosa ($L = 10^{45} - 10^{48} \text{ erg s}^{-1}$).
- Galassie Seyfert: sono galassie a disco con un'elevata luminosità superficiale nella regione centrale. Sono meno luminose dei QSO e vengono divise in Seyfert 1 se di tipo 1 e Seyfert 2 se di tipo 2.
- Galassie radio: presentano emissioni radio paragonabili a quelle dei QSO, ma mentre in questi ultimi la galassia che li ospita viene completamente nascosta dalla loro luminosità, nel caso di galassie radio in banda ottica questa è ancora visibile. Analogamente alle galassie Seyfert possono essere sia di tipo 1 che di tipo 2 e solitamente presentano dei *jet* relativistici, eventualmente culminanti in lobi ben definiti, con forti emissioni in banda radio.
- Blazar: si dividono in due classi *radio-loud*: i quasar *flat-spectrum radio-loud*, caratterizzati da uno spettro simile a quello dei QSO con uno spettro di emissione di sincrotrone, e i BL Lac, caratterizzati da uno spettro (quasi) privo di righe.
- LINER: il nome sta per regioni nucleari a righe di emissione a bassa ionizzazione. Più nel dettaglio, sono regioni in cui sono presenti righe di emissione di atomi a bassa ionizzazione (come O , O^+ , N^+ , S^+), mentre le righe di emissione provenienti da atomi fortemente ionizzati (come O^{++} , Ne^{++} , He^{++}) sono tendenzialmente deboli.
Sono ancora in corso diversi dibattiti sulla sorgente di ionizzazione (AGN o formazione stellare) e sul modo in cui gli atomi vengono ionizzati (urti o fotoionizzazione). Tuttavia, questi vengono solitamente classificati come AGN.

Benché questi oggetti possano apparire come diversi, in realtà a cambiare è solo l'angolo da cui vengono osservati: questa teoria è nota come modello unificato.

La struttura di un AGN è rappresentata in Fig. 1.5 ed è formata dalle seguenti componenti:

- buco nero supermassiccio: è il "motore" centrale del processo che porta alla formazione di AGN;
- disco di accrescimento: gas caldo e luminoso in caduta verso il buco nero;

- toroide di polvere: toroide di gas e polvere che circonda il nucleo centrale dell'AGN;
- regione a righe spesse: nuvola di gas ionizzato vicino il disco di accrescimento; è caratterizzato da velocità disordinate e molto elevate;
- regione a righe strette: nuvola di gas significativamente più lontana della regione a righe spesse e quindi con moti più lenti;
- *jet* relativistici: particelle cariche espulse a velocità relativistiche dal nucleo.

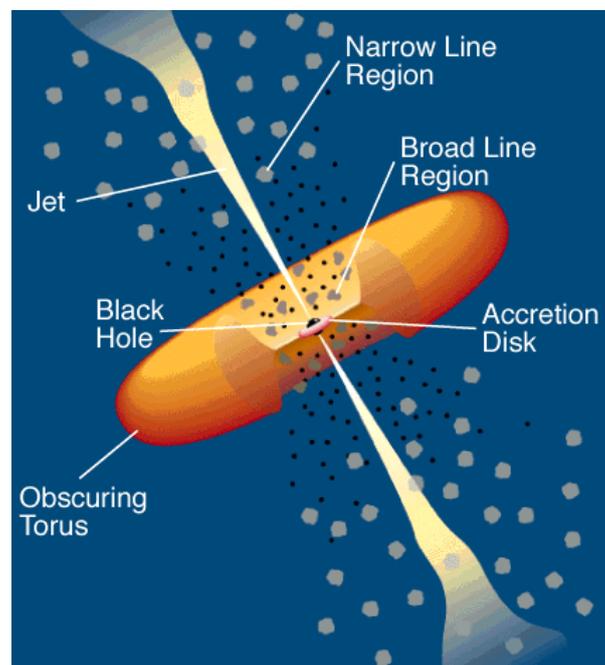


Figura 1.5: Schema del modello unificato degli AGN, presa da burro.astr.cwru.edu ¹

In Fig. 1.6 è rappresentata la classificazione degli AGN in funzione della linea di vista.

Diagrammi BPT

Al fine di distinguere le diverse tipologie di galassie Baldwin et al. 1981 [11] ha proposto un insieme di tre diagrammi diagnostici, noti come diagrammi BPT (Baldwin, Phillips & Terlevich), che mettono in relazione diversi rapporti tra flussi di riga. Sull'asse delle ordinate di questi diagrammi è posto il logaritmo del rapporto $[OIII]\lambda 5007/H\beta$, mentre sull'asse delle ascisse sono posti i logaritmi dei rapporti dei flussi $[NII]\lambda 6583/H\alpha$, $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731/H\alpha$ e $[OI]\lambda 6300/H\alpha$. Successivamente, Kewley et al. 2001 [12] (da

¹<http://burro.astr.cwru.edu/Academics/Astr222/Galaxies/Active/unified.html>

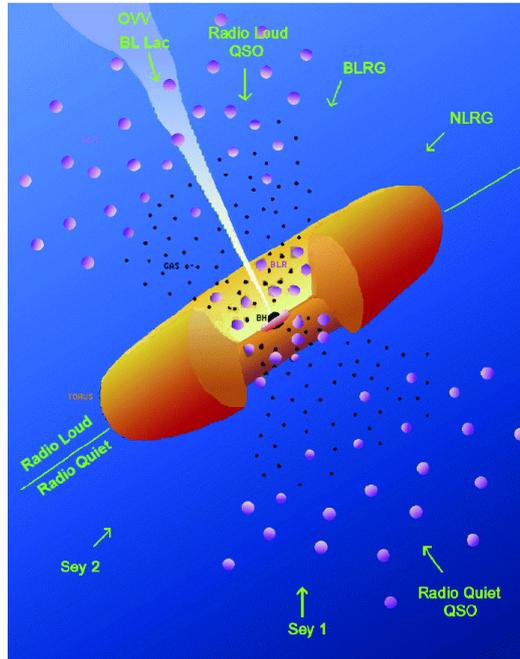


Figura 1.6: Schema della classificazione degli AGN in funzione della linea di vista, presa da burro.astr.cwru.edu¹ *pagina precedente*

ora Ke01), sfruttando modelli di sintesi evolutiva, di fotoionizzazione e di urti, ha ricavato una curva su questi diagrammi che separa SFG da AGN. Questa curva è una stima teorica del limite massimo di questi rapporti in galassie starburst: tutte le galassie al di sopra di questa curva hanno rapporti che non possono essere spiegati dalla sola formazione stellare. In seguito, Kauffmann et al. 2003a [13] (da ora Ka03), utilizzando un campione di 122.808 galassie e 22.623 AGN di tipo 2 noti della SDSS, ha ricavato una seconda curva empirica nel diagramma $[NII]/H\alpha$. Questa, tiene conto del fatto che la curva ricavata da Ke01 è un limite massimo e quindi molti AGN si trovano comunque al di sotto di essa: si può infatti notare (Fig. 1.7) che il ramo degli AGN si separa dal ramo delle SFG ben al di sotto della curva di Ke01. La curva ricavata da Ka03 separa quindi galassie propriamente *star-forming* da galassie composte, aventi quindi una frazione significativa ma non dominante del flusso proveniente da AGN.

Infine, Kewley et al. 2006 [14] (da ora Ke06) ha ricavato una terza linea atta a dividere gli AGN tra Seyfert e LINER. Per farlo, in breve, ha realizzato degli istogrammi di densità di AGN trovando due picchi, uno per le Seyfert e uno per i LINER, ed ha ottenuto la linea considerando l'insieme dei punti minimi tra i due picchi in diversi bin di distanza dal punto di separazione tra il ramo delle SFG e il ramo degli AGN. In Fig. 1.7 sono rappresentate le curve discusse sopra nei diagrammi BPT insieme al campione di Ke06.

Da tutte queste considerazioni, è possibile ricavare una classificazione di galassie in

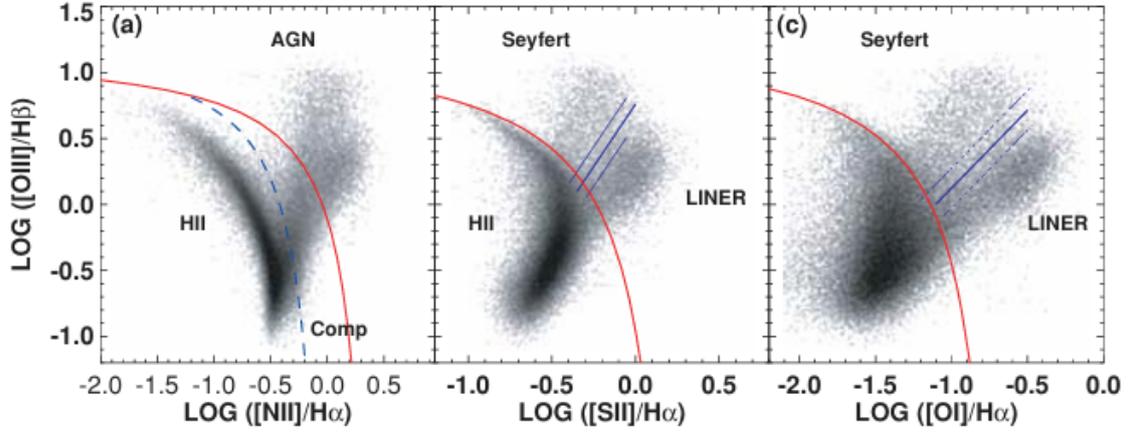


Figura 1.7: I tre diagrammi BPT con le curve di Ke01 (rosse e continue), la curva di Ka03 (blu e tratteggiata) e le linee di Ke06 (blu e continue). Il campione rappresentando è di Ke06

funzione della loro collocazione nei diagrammi BPT rispetto alle curve di cui sopra:

- SFG: sono le galassie al di sotto della curva di Ka03 nel diagramma $[NII]/H\alpha$ e al di sotto della curva di Ke01 negli altri due, analiticamente:

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) < \frac{0.61}{\log\left(\frac{[NII]}{H\alpha}\right) - 0.05} + 1.3, \quad (1.16)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) < \frac{0.72}{\log\left(\frac{[SII]}{H\alpha}\right) - 0.32} + 1.3, \quad (1.17)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) < \frac{0.73}{\log\left(\frac{[OI]}{H\alpha}\right) + 0.59} + 1.33. \quad (1.18)$$

In queste galassie lo spettro è dominato dalla formazione stellare.

- Galassie composte: sono le galassie comprese tra la curva di Ke01 e la curva di Ka03 nel diagramma $[NII]/H\alpha$, indipendentemente dal posizionamento negli altri due, analiticamente:

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) > \frac{0.61}{\log\left(\frac{[NII]}{H\alpha}\right) - 0.05} + 1.3, \quad (1.19)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) < \frac{0.61}{\log\left(\frac{[NII]}{H\alpha}\right) - 0.47} + 1.19. \quad (1.20)$$

In queste galassie l'AGN contribuisce allo spettro, ma è il suo contributo è inferiore al 40%.

- Galassie Seyfert: sono le galassie al di sopra nella curva di Ke01 nei tre diagrammi e sopra la linea di separazione Seyfert/LINER nei diagrammi $[SII]/H\alpha$ e $[OI]/H\alpha$, analiticamente:

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) > \frac{0.61}{\log\left(\frac{[NII]}{H\alpha}\right) - 0.47} + 1.19, \quad (1.21)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) > \frac{0.72}{\log\left(\frac{[SII]}{H\alpha}\right) - 0.32} + 1.3, \quad (1.22)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) > \frac{0.73}{\log\left(\frac{[OI]}{H\alpha}\right) + 0.59} + 1.33 \text{ oppure} \quad (1.23)$$

$$\log\left(\frac{[OI]}{H\alpha}\right) > -0.59, \quad (1.24)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) > 1.89 \log\left(\frac{[SII]}{H\alpha}\right) + 0.76, \quad (1.25)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) > 1.18 \log\left(\frac{[OI]}{H\alpha}\right) + 1.30 \quad (1.26)$$

In queste galassie lo spettro è dominato dall'AGN.

- LINER: sono le galassie al di sopra nella curva di Ke01 nei tre diagrammi e sotto la linea di separazione Seyfert/LINER nei diagrammi $[SII]/H\alpha$ e $[OI]/H\alpha$, analiticamente:

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) > \frac{0.61}{\log\left(\frac{[NII]}{H\alpha}\right) - 0.47} + 1.19, \quad (1.27)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) > \frac{0.72}{\log\left(\frac{[SII]}{H\alpha}\right) - 0.32} + 1.3, \quad (1.28)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) > \frac{0.73}{\log\left(\frac{[OI]}{H\alpha}\right) + 0.59} + 1.33 \text{ oppure} \quad (1.29)$$

$$\log\left(\frac{[OI]}{H\alpha}\right) > -0.59, \quad (1.30)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) < 1.89 \log\left(\frac{[SII]}{H\alpha}\right) + 0.76, \quad (1.31)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) < 1.18 \log\left(\frac{[OI]}{H\alpha}\right) + 1.30 \quad (1.32)$$

In queste galassie, come nelle Seyfert, lo spettro è dominato dall'AGN.

1.2 Diagramma SFR-massa

Il piano SFR-massa, mettendo in relazione lo SFR e la massa stellare delle galassie, permette di differenziare tra galassie *starburst*, *star-forming* e passive e di studiare la relazione funzionale tra i logaritmi di queste due grandezze per SFG. Lo studio di quest'ultima relazione su un campione di galassie di età differenti, permette di determinare come varia lo SFR su tempi scala cosmologici, e contribuisce quindi allo studio dell'evoluzione delle galassie; inoltre, si tratta di una relazione lineare, prende il nome di *star-formation main sequence* (o SFMS) e può essere descritta analiticamente come:

$$\log(SFR) = m \log(M_*) + q \quad (1.33)$$

con SFR e M_* espressi rispettivamente in masse solari l'anno e masse solari e i parametri m e q che da studi precedenti² risultano dell'ordine di $0.6 \leq m \leq 1$ e $q \simeq -10$.

Sopra la SFMS si collocano le galassie *starburst*, aventi un SFR particolarmente elevato per definizione. Le galassie passive, invece, si collocano al di sotto della SFMS e poco sulla destra, avendo tipicamente massa maggiore delle SFG. Per queste due categorie di galassie, si perde la dipendenza lineare $SFR - M_*$ descritta dall'eq. 1.33.

In Fig. 1.8 è rappresentato in modo approssimativo e schematico quanto appena descritto.

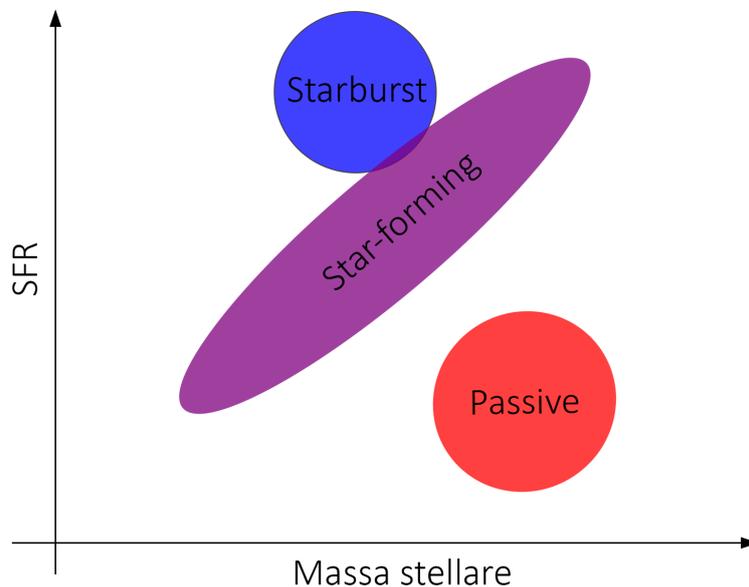


Figura 1.8: Schema del piano SFR-massa

²Dal libro "Introduction to galaxy formation and evolution" [1]

1.3 Spettro elettromagnetico

Lo spettro elettromagnetico osservato è la misura del flusso, solitamente in $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$ (o equivalentemente in unità di frequenza), in funzione della lunghezza d'onda (o frequenza).

Una caratteristica importante dello spettro è il rapporto segnale rumore S/N: all'aumentare di questo aumenta l'intensità del segnale rispetto al rumore, e quindi la qualità dello spettro; il rapporto S/N può essere definito su tutto lo spettro o su porzioni di esso (ad es. anche su una sola riga).

Nel caso specifico dello spettro di una galassia (esempio in Fig. 1.9), questo è generato da un continuo, prodotto dall'emissione delle stelle (quindi con eventuali assorbimenti dovuti all'idrogeno presente in esse; §1.1.2), dalla polvere (nell'infrarosso, non visibile in figura; §1.1.4) ed eventualmente da un AGN, e da righe di emissione o assorbimento.

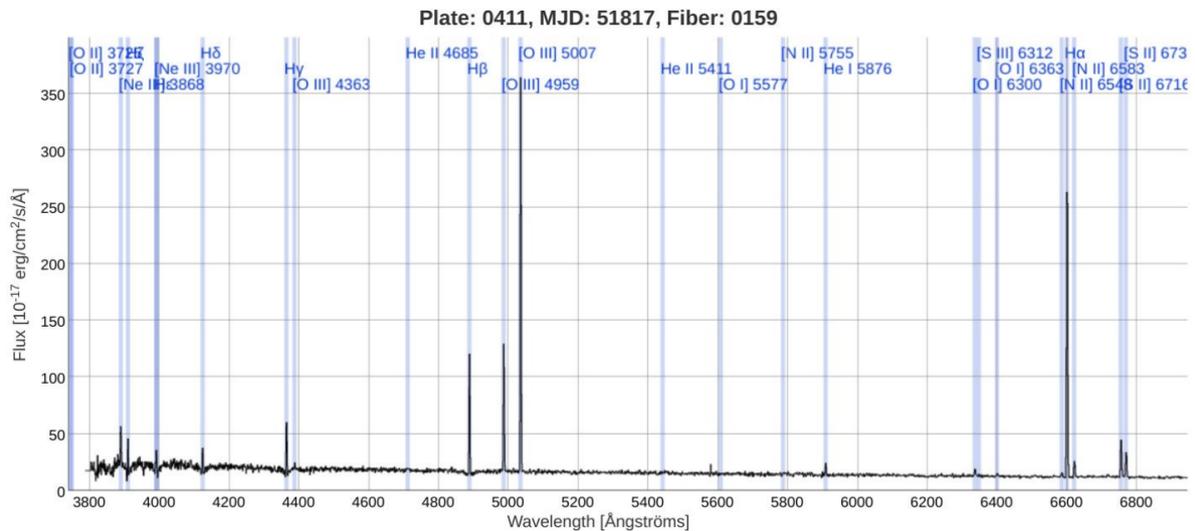


Figura 1.9: Spettro in banda ottica di una galassia starburst con le righe di emissione evidenziate in blu, SDSS³

1.3.1 Righe di emissione

In teoria, ci si aspetterebbe delle righe di emissione verticali e ad una lunghezza d'onda ben precisa; in pratica, queste appaiono allargate a causa di una serie di effetti:

- l'allargamento naturale dovuto al principio di indeterminazione di Heisenberg. Questo lega il tempo di vita di uno stato eccitato con l'errore sull'energia di emissione del fotone emesso durante la diseccitazione: minore è il tempo di vita, maggiore

³<https://dr17.sdss.org/>

è l'incertezza (e quindi l'allargamento della riga). Questo allargamento segue una curva lorentziana;

- l'allargamento termico dovuto a differenti velocità degli atomi, quindi all'effetto Doppler: all'aumentare della temperatura del gas, aumenta l'allargamento della riga. Questo allargamento segue una curva gaussiana;
- l'allargamento collisionale, dovuto alle interazioni tra atomi: maggiore è la pressione, maggiore è l'allargamento. Questo allargamento segue una curva lorentziana.

La combinazione di questi effetti produce righe la cui forma è descritta dalla curva di Voigt. Tuttavia, la differenza tra questa e una gaussiana è significativa in particolare nelle code, dove il rapporto S/N, se basso, tende a nasconderla: in prima approssimazione è quindi possibile assumere una gaussiana.

Per descrivere in modo completo una riga di emissione o assorbimento si utilizzano diverse grandezze:

- larghezza a metà altezza (o FWHM): come dice il nome, è la larghezza della riga a metà altezza tra il continuo e il picco;
- centroide: indica la media della distribuzione associata alla riga, nel caso della gaussiana coincide con la lunghezza d'onda del picco della riga;
- flusso al picco: è il flusso nel massimo della riga;
- flusso integrato: è l'integrale del flusso su tutta la riga, cioè il flusso totale osservato della specifica emissione.

Capitolo 2

Campione

2.1 SDSS

La Sloan Digital Sky Survey è un'indagine conoscitiva del cielo che si propone di produrre una mappa tridimensionale dell'universo producendo sia dati fotometrici che spettroscopici. Il progetto nacque come applicazione di diversi progressi tecnologici fatti nel campo dei CCD e degli spettrografi negli anni Novanta: era infatti diventato possibile osservare più sorgenti luminose contemporaneamente e producendo dati di qualità superiore.

I dati vengono raccolti utilizzando un telescopio grandangolare di 2.5 m (Fig. 2.1; Gunn et al. 2006 [15]) situato nell'osservatorio di Apache Point in New Mexico, Stati Uniti. La prima raccolta dati fu effettuata nel 2000 e fino al 2012, anno in cui fu pubblicata la DR9, l'SDSS ha effettuato misure sia spettroscopiche, in banda ottica, che fotometriche, catturando più del 35% del cielo con queste ultime. Successivamente, i CCD per la fotometria sono stati rimossi e le misure sono continuate solo per gli spettri, utilizzando però un nuovo spettrografo noto come BOSS (mentre quello utilizzato precedentemente era chiamato SDSS).

Nel tempo, sono stati aggiunti anche altri strumenti in grado di effettuare misure spettroscopiche in bande diverse da quella ottica e altri telescopi, come il telescopio Irénée du Pont, situato nell'osservatorio di Las Campanas in Chile, per osservazioni nell'emisfero meridionale e il telescopio da 1 m NMSU, nell'osservatorio di Apache Point, per stelle particolarmente brillanti.

Attualmente i dati raccolti contengono immagini fotometriche di circa un miliardo di oggetti tra galassie, stelle e quasar e spettri di più di quattro milioni di oggetti. Questi, hanno un redshift mediano di $z = 0.1$ per le galassie e redshift fino a $z = 0.7$ per ETG e $z = 5$ per quasar. Inoltre, l'indagine fotometrica è stata utilizzata anche per identificare quasar a $z > 6$.

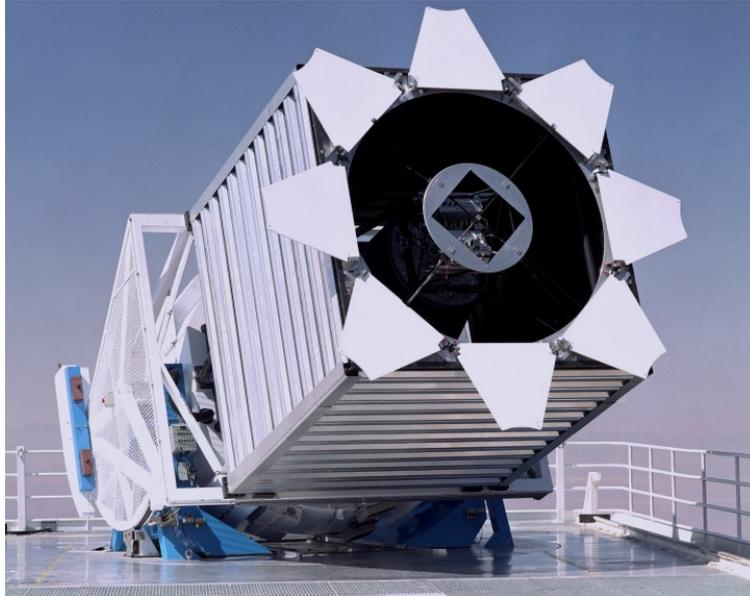


Figura 2.1: Telescopio grandangolare di 2.5 m dell'SDSS, nell'osservatorio di Apache Point in New Mexico, Stati Uniti, presa dal sito dell'SDSS¹

2.1.1 Imaging

Per l'*imaging* (Fukugita et al. 1996 [16]) è stata utilizzata una matrice di 30 CCD SITe/Tektronix da 2048x2048 pixel disposti in cinque righe da sei CCD l'una (Fig. 2.2 a); Gunn et al. 1998 [17]). Ognuna delle righe è coperta da un filtro differente (Doi et al. 2010 [18]): ogni osservazione è quindi composta da cinque immagini dell'oggetto, una per ogni filtro.

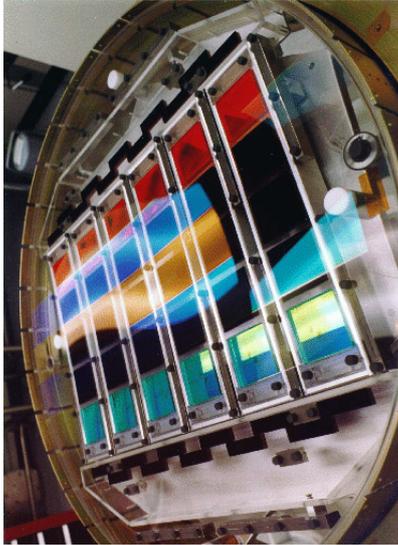
I filtri utilizzati prendono il nome di u, g, r, i, z, aventi il centro delle lunghezze d'onda osservate in 3551Å , 4686Å , 6166Å , 7480Å e 8932Å , rispettivamente. Le loro curve di trasmissione sono rappresentate in Fig. 2.2 b).

2.1.2 Spettroscopia

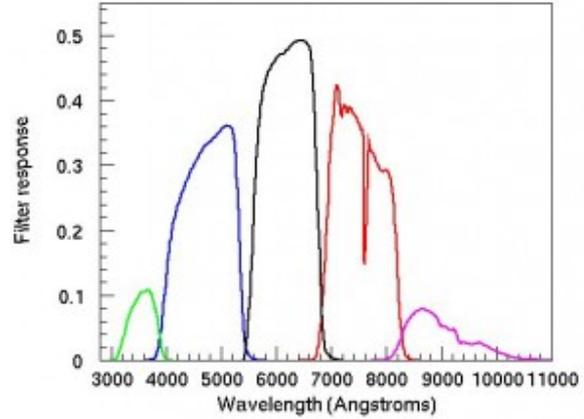
Per la spettroscopia sono stati utilizzati due spettrografi differenti ma con lo stesso principio di funzionamento: SDSS e BOSS (Smee et al. 2013 [19]).

In particolare, per ogni oggetto da osservare (scelti sfruttando la fotometria) si realizza un foro su un disco di alluminio (plate) al quale viene collegata una fibra ottica. La strumentazione di misura è in realtà composta da due spettrografi uguali, ognuno dei quali misura la radiazione raccolta da metà delle fibre presenti per plate (numero che varia tra SDSS e BOSS). La radiazione elettromagnetica raccolta da una singola fibra

¹<https://www.sdss4.org/instruments/>



(a)



(b)

Figura 2.2: a) Struttura di CCD per l'imaging dell'SDSS e b) curve di trasmissione dei cinque filtri u (verde), g (blu), r (nero), u (rosso), z(viola); prese dal sito dell'SDSS ¹

sarà quindi portata a uno dei due spettrografi, divisa in due fasci con lunghezze d'onda rispettivamente al di sopra e al di sotto di circa 6000\AA , e questi saranno poi misurati da due CCD (due SITE/Tektronix da 2048×2048 pixel nell'SDSS, mentre un CCD 4Kx4K LBNL per il rosso e un CCD e2v per il blu nel BOSS).

In Fig. 2.3 a) è rappresentato uno schema del BOSS (in prima approssimazione non presenta differenze degne di nota dallo schema dell'SDSS) e in 2.3 b) è riportata la foto di una plate.

In Tab. 2.1 sono riportate le specifiche degli spettrografi.

	SDSS	BOSS
Fibre per plate	640	1000
Diametro delle fibre	3 arcsec ($180\mu\text{ m}$)	2 arcsec ($120\mu\text{ m}$)
Intervallo di lunghezze d'onda misurato	3800-9200 \AA	3650-10.400 \AA
Risoluzione	1500 a 3800 \AA , 2500 a 9000 \AA	
Distanza tra i pixel	$\log-\lambda$ (10^{-4} dex)	
Unità di misura del flusso	$10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$	

Tabella 2.1: Specifiche spettrografi SDSS e BOSS

¹<https://www.sdss4.org/instruments/camera/>

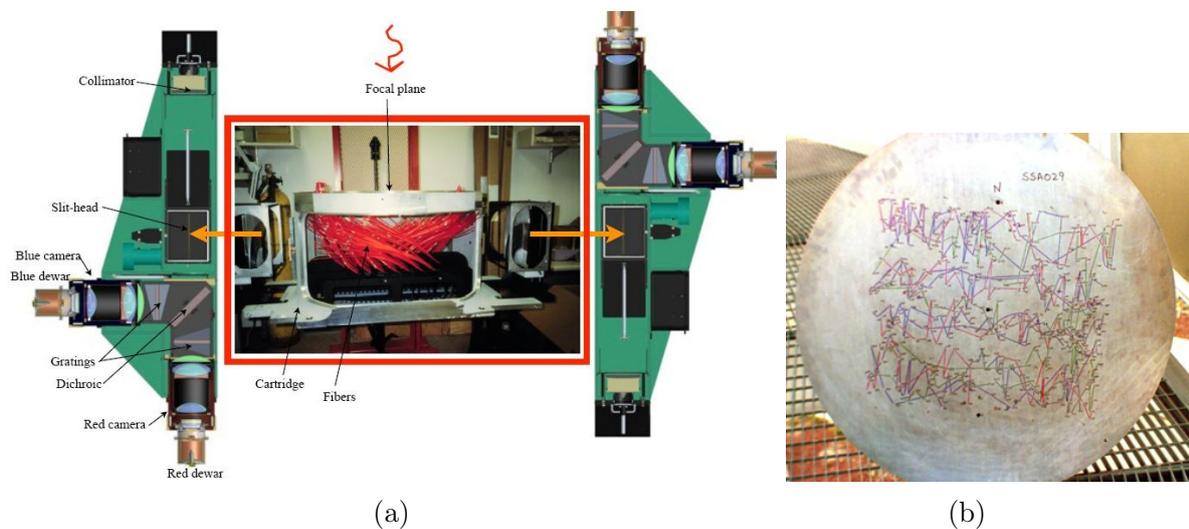


Figura 2.3: a) Schema dello spettrografo BOSS (in verde ai lati del rettangolo centrale) e del sistema di plate e fibre; b) plate dell'SDSS, prese dal sito dell'SDSS^{1,2}

2.2 Selezione del campione

Il campione utilizzato in questo studio è composto da 1910 spettri di galassie ad alto S/N con *redshift* $0.04 < z < 0.33$ e misurati dalla SDSS con lo spettroscopio SDSS, quindi provenienti dalla DR1 alla DR8 (Abazajian et al. 2009 [20])

In particolare, ho estratto il campione dall'archivio della *survey* seguendo questi criteri:

- i assenza di errori/incertezze nella misura del *redshift*;
- ii rapporto S/N complessivo della plate maggiore di 15;
- iii frazione di *bad pixel* inferiore a 0.05
- iv massa della galassia e incertezza associata misurate correttamente;
- v flusso delle righe $H\alpha$, $H\beta$, $[OIII]\lambda 5007$, $[NII]\lambda 6583$, $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731$ e $[OI]\lambda 6300$ positivo;
- vi rapporto S/N delle righe al punto precedente $S/N > 3$.

Inoltre, al fine di campionare in maniera statisticamente significativa tutto l'intervallo di *redshift* considerato, ho effettuato tre *query* separate con i seguenti bin di *redshift*:

- $0.04 < z < 0.13$

¹https://www.sdss4.org/instruments/boss_spectrograph/

²https://www.sdss4.org/dr17/spectro/spectro_basics/

- $0.13 < z < 0.23$

- $0.23 < z < 0.33$

Ho richiesto un *redshift* superiore a 0.04 in quanto per *redshift* inferiori l'apertura delle fibre utilizzate dalla SDSS non permette di misurare il flusso su una frazione della galassia tale da approssimarne le proprietà globali. Il limite superiore di 0.33, invece, è determinato dal massimo *redshift* al quale è possibile osservare, nell'intervallo 3800-9200Å dell'SDSS, la riga a maggior lunghezza d'onda tra quelle di interesse per lo studio, cioè la $[SII]\lambda 6731$.

Per quanto riguarda i punti ii e iii, quello che ho richiesto nella *query* è che la plate fosse contrassegnata come di buona qualità nell'archivio dell'SDSS, e i due punti ne sono i requisiti. In particolare, il requisito di maggiore utilità è il punto iii, in quanto, essendo le righe di interesse distribuite su tutto lo spettro ottico, avere una frazione elevata di bad pixel implica un'altra probabilità di avere almeno una riga non misurata.

Il punto vi, invece, è necessario per selezionare spettri in cui le righe di interesse sono misurabili; si deve però tener conto che questa richiesta può introdurre un bias nel campione, in quanto si selezionano galassie tendenzialmente più luminose e/o con una formazione stellare più intensa (questo punto verrà discusso meglio nel seguito).

La richiesta che gli spettri siano di galassie implica che tra di essi possano essere presenti AGN di tipo 2 (in particolare Seyfert e LINER), ma non di tipo 1, che sono invece classificati come QSO.

Infine, un criterio di selezione implicito è che per le galassie selezionate fosse stata calcolata la massa. Questa, infatti, è stata ricavata dai dati fotometrici sfruttando modelli di sintesi evolutiva con il metodo descritto in Kauffmann et al. 2003b [21] e tabulata all'interno dell'archivio dell'SDSS, ma solo per una frazione delle galassie osservate.

Capitolo 3

Analisi

3.1 Misura del flusso delle righe spettrali

3.1.1 Software utilizzato: slinefit

Per misurare il flusso integrato delle righe spettrali di interesse ($H\alpha$, $H\beta$, $[OIII]\lambda 5007$, $[NII]\lambda 6583$, $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731$ e $[OI]\lambda 6300$) ho utilizzato il software `slinefit`¹, realizzato da Corentin Schreiber in C++.

Si tratta di un software specializzato nella misura del flusso integrato di righe spettrali che utilizza il seguente procedimento: utilizzando dei *template* esegue un *fit* sul continuo, completo di righe stellari di assorbimento (§1.1.2); successivamente, cerca eccessi o difetti nel flusso rispetto al continuo, identificandoli come righe in emissione ed assorbimento, rispettivamente; in base alla forma del continuo e ai centroidi delle righe rilevate, determina il *redshift*; per ogni riga sottrae al flusso il continuo e, successivamente, integra nell'intervallo dove è stato rilevato l'eccesso o il difetto così da ottenere il flusso integrato. Nel fare questo, fornisce anche un modello di *best fit* per il continuo e per lo spettro complessivo.

Oltre al flusso integrato, `slinefit` misura anche la FWHM, il centroide e il suo eventuale offset, tutte con la relativa incertezza; oltre queste grandezze legate alle righe, restituisce anche parametri utili a indagare la bontà del *fit* come il χ^2 e i gradi di libertà. Per il calcolo degli errori, invece, sfrutta una simulazione Monte Carlo ripetuta un numero di volte definibile dall'utente.

Infine, l'*input* viene dato da riga di comando con una serie di parametri di cui descriverò quelli utilizzati nella prossima sezione.

¹<https://github.com/cschreib/slinefit>

3.1.2 Parametri della misura e problematiche affrontate

Per effettuare la misura, ho fatto analizzare ogni spettro due volte da `slinefit`, dando in *input* righe di comando differenti. In particolare, la prima analisi è volta esclusivamente ad una misura approssimativa del *redshift* z' e della sua incertezza $\Delta z'$ (corrispondente ad 1σ), ricercandolo in tutto l'intervallo di *redshift* possibili (§2.2). La seconda analisi, invece, per prima cosa determina il *redshift* in modo più accurato, ricercandolo in un intervallo che ha come centro z' e come ampiezza $3\Delta z'$; successivamente, effettua le misurazioni delle grandezze delle righe di interesse, tra cui il flusso integrato, ed esegue 200 simulazioni Monte Carlo per il calcolo dell'incertezza associata.

Il comando utilizzato per la prima analisi è:

```
slinefit file_spettro flux_hdu=1 error_hdu=2 z0=0.185 dz=0.145 delta_z=1
delta_width=1 fit_continuum_template template_dir=cartella_template
use_global_chi2 full_range lines=[em_alpha,em_n2_6583,em_o3_5007,
em_hbeta,em_o2_3727,em_ne3_3869,em_hdelta,em_hgamma,em_s2_6717,
em_o1_6300:0.630030,em_o1_6363:0.636378] verbose
```

Il comando utilizzato per la seconda analisi è:

```
slinefit file_spettro flux_hdu=1 error_hdu=2 z0=z' dz=3  $\Delta z'$  allow_offsets
fit_continuum_template template_dir=cartella_template mc_errors
num_mc=200 save_model threads=12 lines=[em_alpha,em_n2_6583,
em_o3_5007,em_hbeta,em_o2_3727,em_ne3_3869,em_hdelta,em_hgamma,
em_s2_6717,em_o1_6300:0.630030,em_o1_6363:0.636378] full_range verbose
outdir=cartella_output
```

In entrambe, ho evidenziato in grassetto dove ho inserito i percorsi in cui `slinefit` cerca/salva dei *file*.

I parametri utilizzati hanno le seguenti funzioni:

- `flux_hdu`: specifica l'*header data unit* (o HDU; §3.2) del file dello spettro in cui sono presenti i *pixel* di quest'ultimo;
- `error_hdu`: specifica l'HDU del file dello spettro in cui sono presenti le incertezze sui *pixel* di quest'ultimo.
- `z0`: specifica il valore centrale dell'intervallo in cui ricercare il *redshift*;
- `dz`: specifica l'ampiezza dell'intervallo in cui ricercare il *redshift*;
- `delta_z`: specifica il passo di *redshift* nella ricerca (*default*: 0.2);
- `delta_width`: specifica il passo della larghezza delle righe durante la loro stima (*default*: 0.2);

- `fit_continuum_template`: abilita l'utilizzo dei *template* per il continuo;
- `template_dir`: specifica il percorso della cartella in cui si trovano i *template*;
- `use_global_chi2`: abilita il calcolo del χ^2 su tutto lo spettro (invece che solo nei tratti dove sono presenti righe spettrali);
- `full_range`: richiede di realizzare un fit, e quindi estrapolare un modello, di tutto lo spettro (e non solo dove sono presenti righe spettrali);
- `lines`: necessario per specificare le righe da ricercare nello spettro;
- `allow_offsets`: permette alle singole righe di avere un offset sul *redshift*;
- `mc_errors`: abilita la simulazione Monte Carlo;
- `num_mc`: specifica quante simulazioni Monte Carlo effettuare;
- `save_model`: specifica di salvare un *file* .fits contenente i dati sul modello (sia del continuo che dello spettro completo);
- `threads`: specifica quanti *thread* della CPU utilizzare per la simulazione Monte Carlo;
- `outdir`: specifica la cartella in cui salvare i file di output;
- `verbose`: stampa a testo il progresso fatto da *slinefit* nell'analisi;

In Fig. 3.1 è riportato uno spettro del campione analizzato in questo modo con il modello completo e del continuo. Dall'immagine, inoltre, si può notare che per le righe ingrandite il modello non segue esattamente lo spettro. Questo, è dovuto al metodo che *slinefit* utilizza per determinare la larghezza delle righe: scorre una griglia di larghezze di riga con passo determinato da `delta_width`, cercando la larghezza che permette di ottenere il flusso integrato misurato. Non sempre, però, questo permette di trovare la larghezza esatta: una riga più alta ma più stretta può infatti avere lo stesso flusso integrato di una riga più bassa ma più larga. Nell'immagine, infatti, la riga trovata per l' $H\alpha$ dal modello è più alta ma più stretta della riga dello spettro: la larghezza non è del tutto corretta, ma il flusso integrato è lo stesso di quest'ultima. In particolare, avendo bisogno, per la misura dello SFR, del solo flusso integrato, questo problema è trascurabile per le finalità di questo studio. Inoltre, questo metodo ha il vantaggio di convergere sempre e di essere molto efficiente dal punto di vista computazionale.

Infine, in 8 spettri su 1918 del campione originale, questa misura ha trovato dei flussi integrati negativi (esempio per uno dei nove spettri in Fig. 3.2). Questo, è dovuto ad errori del codice che, essendo automatizzato, su un grande numero di misure può fallire. Essendo il numero di spettri con errori di misura trascurabile rispetto al numero totale, ho scelto di rimuoverli dal campione, consapevole di non star introducendo alcun tipo di bias.

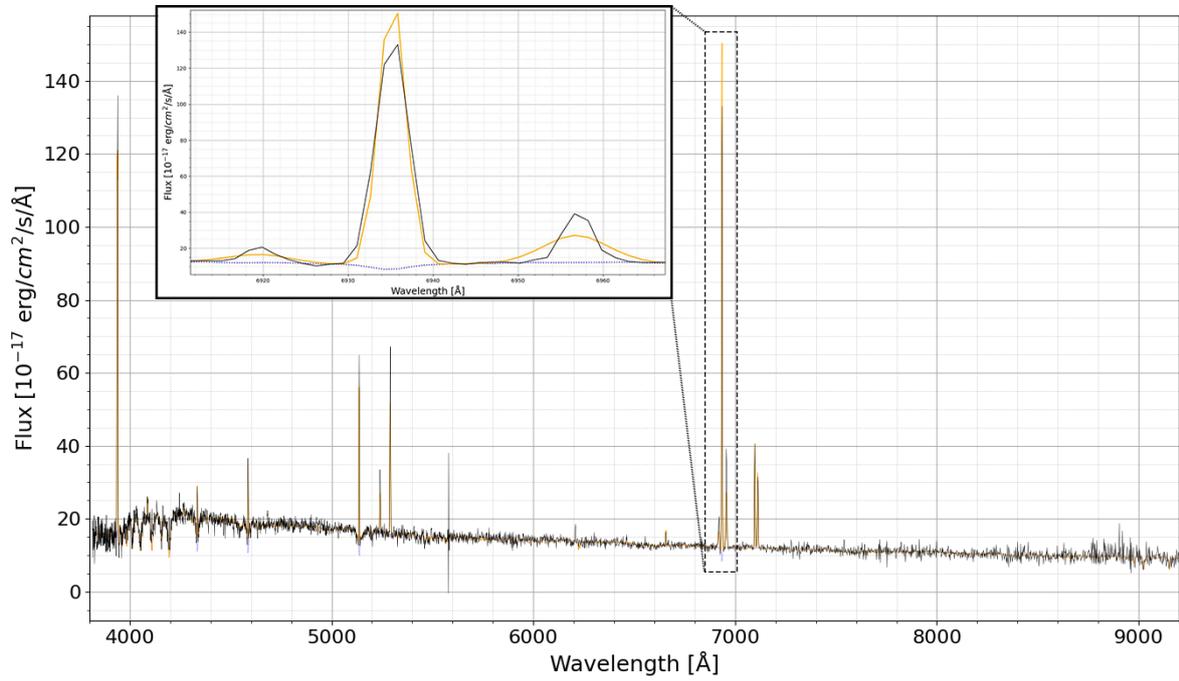


Figura 3.1: Spettro della galassia con plate 445, mjd 51873 e fiberID 527, la linea nera è lo spettro misurato dall'SDSS, la linea arancione è il modello completo e la linea blu punteggiata è il modello del continuo; nella regione ingrandita si vedono le righe $H\alpha$ (al centro) e il doppietto $[NII]\lambda\lambda 6548, 6583$

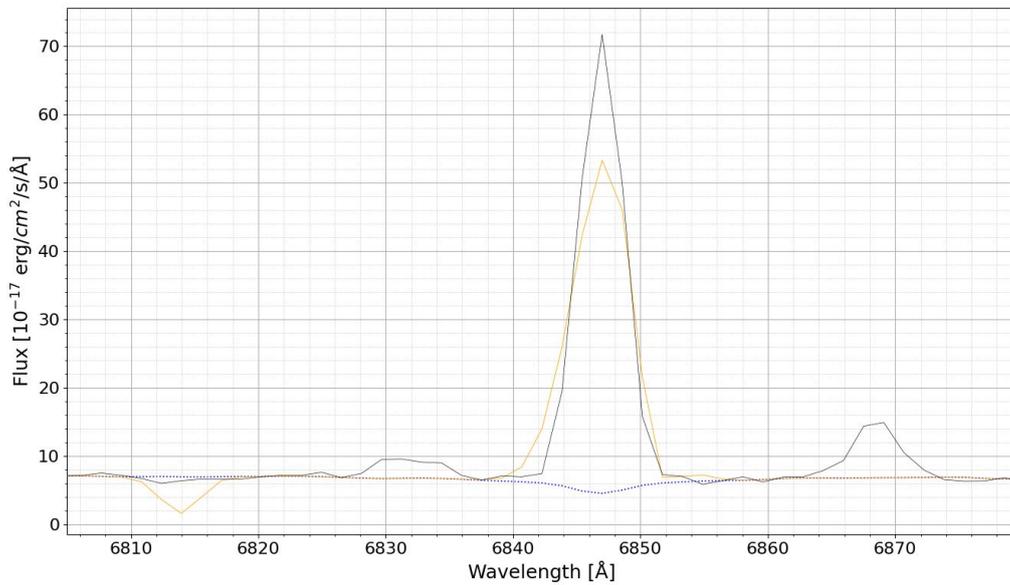


Figura 3.2: Doppietto $[NII]\lambda\lambda 6548, 6583$ della galassia con plate 271, mjd 51883 e fiberID 414, misurato con flusso negativo

3.2 Analisi

Al fine di automatizzare l'analisi di *slinefit* e, successivamente, analizzare i dati ottenuti, ho realizzato un codice in python. Questo, in breve, utilizza un ciclo `for` per scorrere i *file* di spettri presenti in una determinata cartella, li analizza utilizzando *slinefit* e, dopo aver ottenuto dati su tutti gli spettri, esegue l'analisi dati.

Per leggere i *file* `.fits` (*flexible image transport system*), estensione degli spettri scaricati dal sito dell'SDSS e con la quale lavora *slinefit*, e per calcolare la distanza di luminosità, ho utilizzato la libreria *astropy* (Astropy Collaboration et al. 2022 [22]).

Descriverò di seguito le operazioni di analisi effettuate, per ognuna delle quali ho creato un'apposita funzione all'interno del codice.

Per prima cosa ho ricavato i dati necessari per lo studio:

- **Conversione del formato degli spettri**

Come accennato sopra, i file contenenti gli spettri, scaricati dal sito dell'SDSS, hanno estensione `.fits` (Pence et al. 2010 [23]). Questa, è stata adottata dal 1981, principalmente in campo astronomico, al fine di memorizzare digitalmente e trasmettere immagini, insieme ad altri dati utili ad interpretarle correttamente (come necessario ad esempio per spettri o immagini fotometriche). Ogni file `.fits` è diviso in HDU, a loro volta suddivise in due sezioni chiamate *header* e *data*; nell'*header* sono presenti una lista di *tag* con delle informazioni associate (solitamente informazioni utili ad interpretare il contenuto di *data*), mentre in *data* sono solitamente inseriti i dati (ad esempio lo spettro, l'immagine, i flussi delle righe...).

Slinefit richiede che i dati sullo spettro e sull'incertezza associata ad esso siano collocati in due HDU separate e siano l'unica informazione presente in *data*, mentre nei file scaricati dall'SDSS flusso, incertezza e altre informazioni sono collocate in una struttura a matrice in una singola HDU. Inoltre, *slinefit* richiede che siano presenti degli *header* specifici per indicare l'unità di misura dell'asse delle ordinate, la scala, il primo pixel da considerare, il valore sull'asse delle ordinate associato al primo pixel e l'intervallo tra due pixel contigui. Questa funzione si occupa allora di estrarre i dati dal file `.fits` dell'SDSS e scrivere un nuovo file in questa estensione compatibile con *slinefit*.

(Nome funzione: `fits_conversion`)

- **Analisi degli spettri tramite *slinefit* e grafici dei risultati**

Questa funzione si occupa di chiamare i due comandi di *slinefit* descritti sopra (sfruttando la libreria `os`), estraendo i dati sul *redshift* misurato dalla prima analisi e utilizzandoli nel comando della seconda.

(Nome funzione: `slinefit_analysis`)

Una seconda funzione, sfruttando la libreria *matplotlib*, si occupa di realizzare i grafici di ogni spettro analizzato, con sovrapposto il modello completo e del con-

tinuo; successivamente, ne salva una copia .png e una copia interattiva .pickle (sfruttando la libreria pickle; in questo caso specifico permette di estrarre i dati dal grafico ed effettuare ingrandimenti).

I grafici in Fig. 3.1 e Fig. 3.2 sono realizzati da questa funzione.

(Nome funzione: data_plot)

- **Lettura dei risultati dell'analisi di slinefit**

Questa funzione si occupa di leggere i *file* .fits contenenti i risultati dell'analisi di slinefit ed estrarne il contenuto (*redshit*, flussi integrati, ...), memorizzandolo in vettori (usando la libreria numpy) che vengono poi utilizzati dalle funzioni successive.

(Nome funzione: data_extraction)

- **Realizzazione degli istogrammi**

Questa funzione si occupa di realizzare degli istogrammi (usando la libreria matplotlib; Fig. 4.1) del flusso integrato dell' $H\alpha$ per i tre diversi bin di *redshift*. Questo, è fatto al fine di verificare se il taglio in S/N introduce un bias nel flusso, e quindi nello SFR, delle galassie selezionate (§4.1). Inoltre, ne salva una copia .png.

(Nome funzione: histograms)

- **Correzione dell'estinzione causata dalla polvere**

Questa funzione si occupa di correggere il flusso per estinzione. A tal fine, ho scelto di utilizzare come curva di estinzione $k(\lambda)$ quella di Calzetti et al. 1994 [9] (§1.1.4, eq. 1.14, 1.15), essendo questa valida per galassie starburst e/o SFG con un'intensa formazione stellare, quali sono, a causa del taglio in S/N, la maggior parte delle galassie del campione (§4.1).

Per effettuare la correzione, ho quindi utilizzato l'eq. 1.10 per calcolare l'eccesso di colore tra flussi di righe $E(B - V)$ e, successivamente, l'eq. 1.8 per calcolare il flusso intrinseco e rimuovere così l'estinzione causata dalla polvere.

(Nome funzione: extinction_correction)

- **Classificazione delle galassie**

Questa funzione si occupa di dividere le galassie in *star-forming*, composte, Seyfert, LINER e ambigue sfruttando i diagrammi BPT (§1.1.5). Per prima cosa ho calcolato i logaritmi dei rapporti di flusso descritti in §1.1.5 e, successivamente, sfruttando le eq. 1.16-1.32 ho diviso le galassie nelle cinque categorie elencate sopra.

Brinchmann et al. 2004 [24] (da ora Br04) ha effettuato una classificazione simile ma differente, sfruttando solo il diagramma avente nelle ascisse il logaritmo del rapporto $[NII]/H\alpha$ e differenziando quindi le galassie solo in *star-forming*, composte e AGN; questa funzione effettua anche questo tipo di classificazione.

(Nome funzione: galaxies_differentiation)

Una seconda funzione si occupa di graficare i tre diagrammi BPT (§1.1.5) per il campione dei dati analizzati (Fig. 4.2). Inoltre, ne salva una copia .png e una copia interattiva .pickle.

(Nome funzione: BPT_plot)

- **Calcolo dello SFR**

Questa funzione si occupa di calcolare lo SFR.

Dei metodi citati in §1.1.2, utilizzando spettri dell'SDSS con *redshift* $0.04 < z < 0.33$, è possibile utilizzare solo le righe $H\alpha$ e [OII], con quest'ultima che introduce errori sistematici molto maggiori. Di conseguenza, ho scelto di utilizzare l' $H\alpha$ come tracciante dello SFR.

In particolare, ha senso farlo solo per galassie *star-forming* il cui flusso dell' $H\alpha$ non è contaminato in modo significativo da un eventuale AGN, cosa che porterebbe a sovrastimare lo SFR. Br04 ha scelto di utilizzare galassie che vengono categorizzate come *star-forming* utilizzando solo il diagramma avente nelle ascisse il logaritmo del rapporto $[NII]/H\alpha$, essendo il diagramma più utile per differenziare galassie in funzione del contributo dell'AGN al flusso luminoso. Tuttavia, questa metodologia identifica come *star-forming* galassie che nella classificazione di Ke06 (§1.1.5) verrebbero classificate come ambigue, sfruttando anche gli altri due diagrammi BPT. Di conseguenza, avendo già galassie particolarmente luminose a causa del taglio S/N (§4.1), ho scelto di utilizzare quest'ultima classificazione, così da ridurre al minimo il rischio di includere galassie con una frazione significativa di flusso proveniente dall'AGN.

Selezionate le galassie di interesse, ho calcolato per queste la luminosità intrinseca $L_{\lambda,0}$ della riga $H\alpha$ con la formula:

$$L_{\lambda,0} = F_{\lambda,0} 4\pi d_l^2 \quad (3.1)$$

con d_l distanza di luminosità che, per un universo piatto ($\Omega_k = 0$), è (Hogg 1999 [25]):

$$d_l = (1+z) \frac{c}{H_0} \int_0^z \frac{dz'}{\sqrt{\Omega_M(1+z')^3 + \Omega_\Lambda}} \quad (3.2)$$

con c velocità della luce, H_0 costante di Hubble e Ω_M e Ω_Λ parametri di densità rispettivamente di materia non relativistica ed energia del vuoto. Come parametri cosmologici ho utilizzato: $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.3$, $\Omega_\Lambda = 0.7$. E' necessario utilizzare la distanza di luminosità per tener conto del fatto che, a causa dell'espansione dell'universo, la sfera sulla quale si distribuisce la radiazione emessa da una sorgente tende ad espandersi durante il viaggio della radiazione verso l'osservatore.

Infine, utilizzando la luminosità intrinseca ho calcolato lo SFR utilizzando l'eq. 1.4. (Nome funzione: SFR_calculation)

Successivamente, ho utilizzato questi dati per ricavare le relazioni di interesse:

- **Grafico SFR-massa e fit lineare sulla SFMS**

Questa funzione si occupa di eseguire il fit lineare sulla SFMS e di realizzare il grafico SFR-massa (Fig. 4.3), salvandone una copia .png e una copia interattiva .pickle.

Isobe et al. 1990 [26] ha confrontato diverse metodologie di regressione lineare in cui la dispersione intrinseca dei punti domina sull'incertezza dovuta al processo di misura. Conclude il suo studio definendo delle linee guida sulla metodologia da utilizzare in funzione dell'obiettivo del fit:

- se esiste una chiara relazione causa-effetto tra le due variabili x e y , oppure se si vuole ricavare la relazione tra le due variabili al fine di estrapolare il valore della y ad un valore di x specifico, allora si dovrebbe utilizzare il metodo *ordinary least-squares* della variabile dipendente y contro la variabile indipendente x (o $OLS(y|x)$);
- se l'obiettivo è stimare una relazione funzionale tra le due variabili (ad esempio per confrontarla con modelli teorici), allora si dovrebbe utilizzare il metodo della bisettrice. Questo, consiste nell'utilizzare la bisettrice tra le rette $OLS(y|x)$ e $OLS(x|y)$, ed è pertanto un metodo che tratta le due variabili in modo simmetrico.

Considerando l'obiettivo dello studio ho quindi scelto di utilizzare il metodo della bisettrice.

Per eseguire questo fit, per prima cosa ho calcolato il logaritmo (in base 10) dello SFR, e, successivamente, ho applicato le formule di Isobe 1990 [26] per il metodo scelto, in modo da ricavare i parametri m e q dell'eq. 1.33 per i tre bin di *redshift* (Tab. 4.3).

(Nome funzione: SFR_to_mass_ratio)

- **Fit e grafico della relazione sSFR-z**

Questa funzione si occupa di eseguire il fit dello SFR specifico (o sSFR) in funzione del *redshift*. Questa relazione, in intervalli di *redshift* più ampi, permette di determinare l'evoluzione dello SFR con il tempo cosmologico (Tasca et al. 2015 [27]). Tuttavia, per sfruttarla a questo scopo, sarebbe prima necessario rimuovere l'effetto dell'apertura delle fibre dell'SDSS.

In questo studio, allora, è utile per determinare quest'ultimo effetto: la massa è misurata dalla fotometria (§2.2) e non è quindi influenzata dall'apertura delle fibre e di conseguenza dal *redshift*, mentre lo SFR è limitato alla frazione della radiazione emessa catturata dalla fibra e, quindi, aumenta all'aumentare del *redshift*.

Ho quindi calcolato lo sSFR come:

$$sSFR = \frac{SFR}{M_*} \quad (3.3)$$

ed ho eseguito un fit lineare utilizzando il metodo della bisettrice tra le variabili $\log(sSFR)$ e z .

Inoltre, questa funzione realizza un grafico di $\log(sSFR)$ in funzione del *redshift* (Fig. 4.5) e ne salva una copia .png e una copia interattiva .pickle.

(Nome funzione: sSFR_to_z_ratio)

Capitolo 4

Risultati

4.1 Bias sul campione

La richiesta che il rapporto S/N delle righe spettrali $H\alpha$, $H\beta$, $[OIII]\lambda 5007$, $[NII]\lambda 6583$, $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731$ e $[OI]\lambda 6300$ sia $S/N > 3$, rischia di introdurre un bias di Malmquist nel campione selezionato. Infatti, righe con un rapporto S/N maggiore di un certo livello implicano, a parità di rumore, un segnale, e quindi un flusso integrato, maggiore. Questo si traduce in galassie più luminose e con uno SFR maggiore.

Inoltre, questo effetto è enfatizzato all'aumentare del *redshift*: il flusso luminoso che raggiunge la Terra da galassie più lontane diventa gradualmente minore e quindi, a parità di rumore, all'aumentare della distanza deve aumentare la luminosità intrinseca, così da mantenere costante il flusso osservato. Questo effetto diventa ancora più marcato se si considera che, all'aumentare della distanza, aumenta anche il mezzo intergalattico tra la galassia e la Terra, aumentando così il rumore.

Per determinare la presenza o meno di questo bias, ho realizzato degli istogrammi del flusso osservato nei tre diversi bin di *redshift*, riportati in Fig. 4.1. Come si può notare dalla figura, i primi due bin di *redshift* hanno delle distribuzioni molto simili e con mediane praticamente sovrapposte. La terza distribuzione ($0.23 < z < 0.33$), invece, appare leggermente spostata verso flussi maggiori, come conferma anche la mediana. Per avere un risultato quantitativo, ho realizzato dei test di Kolmogorov-Smirnov (o test KS) tra le distribuzioni e ho trovato che con un livello di confidenza del 95% le galassie nei primi due bin vengono dalla stessa popolazione, mentre le galassie nel bin a *redshift* maggiore vengono da una popolazione differente e più luminosa.

Quindi, per quanto riguarda i primi due bin ($0.04 < z < 0.13$ e $0.13 < z < 0.23$), il flusso osservato non presenta grandi differenze nonostante l'aumentare della distanza, questo significa che all'aumentare del *redshift* la luminosità intrinseca aumenta, cioè il campione è composto da galassie sempre più luminose. Il terzo bin ($0.23 < z < 0.33$), invece, è composto da galassie con un flusso osservato maggiore degli altri due, ed essendo

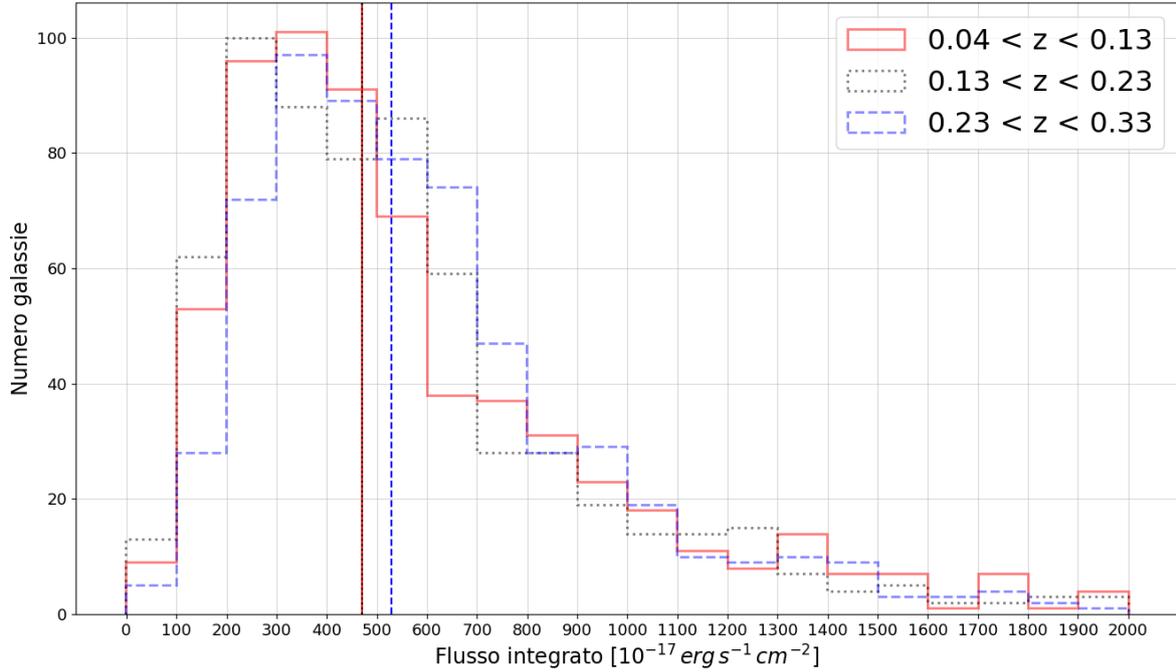


Figura 4.1: Istogrammi del flusso ossevato nei tre diversi bin di redshift: linea rossa continua per $0.04 < z < 0.13$, linea nera punteggiata per $0.13 < z < 0.23$, linea blu tratteggiata per $0.23 < z < 0.33$; le linee verticali indicano le mediane delle distribuzioni.

il bin contenente galassie a distanza maggiore, questo aumenta ulteriormente l'effetto del bias; difatti, la maggior parte delle galassie in questo bin sono starburst (verificato dalla classificazione presente nell'archivio dell'SDSS). Il fatto che il flusso osservato sia maggiore degli altri due bin potrebbe essere dovuto ad un aumento del rumore.

4.2 Diagrammi BPT

Come descritto in §3.2, ho realizzato i tre diagrammi BPT, riportati in Fig. 4.2, e ho classificato le galassie secondo lo schema di Ke06 e di Br04.

Nella parte sinistra delle Tab. 4.1 e Tab. 4.2, sono riportati i risultati della classificazione del campione di questo studio (q.s. in tabella) secondo i due schemi. Come si può notare, la differenza tra le due classificazioni è che nella Br04 Seyfert e LINER vengono uniti in AGN e le galassie ambigue si dividono tra *star-forming* e AGN (in particolare solo 4 ambigue risultano AGN, mentre 169 risultano *star-forming*).

Utilizzando per il calcolo dello SFR la classificazione Br04, includerei quindi tra le SFG 169 galassie che per la classificazione di Ke06 sarebbero ambigue; per questo motivo, ho

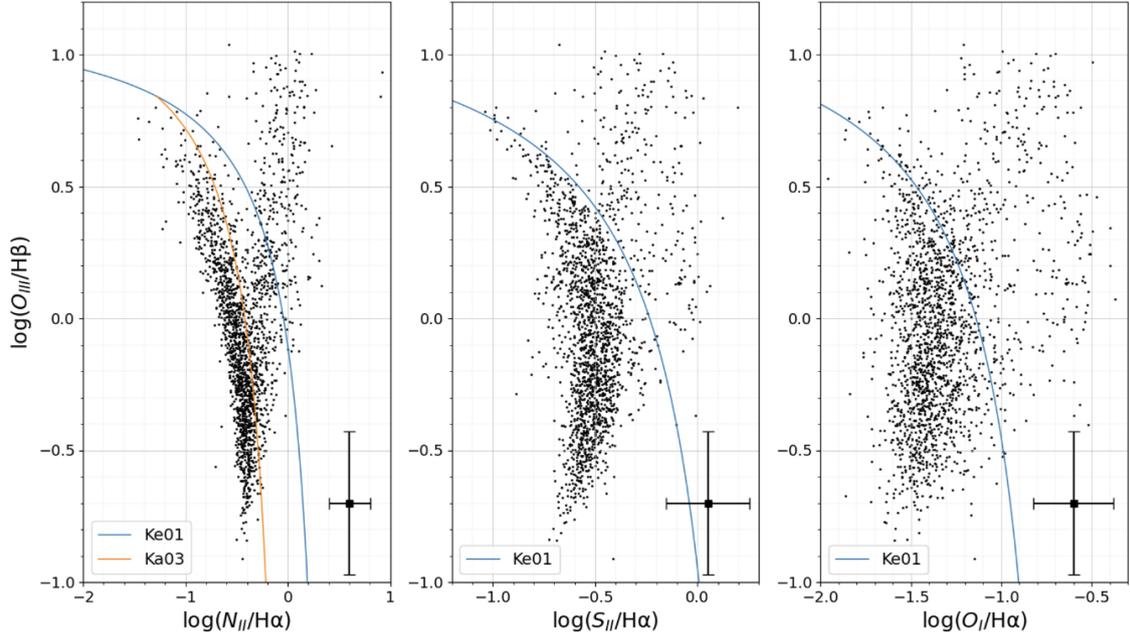


Figura 4.2: Diagrammi BPT rappresentanti il campione di questo studio; la curva di Ka03 è rappresentata in arancione, mentre la curva di Ke01 è rappresentata in blu; in basso a destra sono riportati gli errori medi.

	Classificazione Ke06					
	Risultati q.s.		Risultati q.s. ($z < 0.1$)		Risultati Ke06	
Totali	1910	100%	524	100%	85224	100%
<i>Star-forming</i>	1129	59.1%	382	72.9%	53893	75%
Composte	420	22.0%	62	11.8%	5870	7%
Seyfert	159	8.3%	30	5.7%	2411	3%
LINER	29	1.5%	9	1.7%	6005	7%
Ambigue	173	9.1%	41	7.8%	7045	8%

Tabella 4.1: Risultati della classificazione tramite i diagrammi BPT delle galassie di questo studio (q.s) per tutto il campione e per $z < 0.1$ (stesso intervallo di Ke06) e dello studio di Ke06, secondo la sua classificazione

deciso di utilizzare la classificazione di Ke06, così da non sovrastimare ulteriormente lo SFR di SFG (essendo l'effetto già presente per il bias discusso in §4.1).

A questo punto, ho confrontato i risultati da me ottenuti con i risultati ottenuti negli studi di Ke06 e Br04, che sono riportati nella parte destra di Tab. 4.1 e Tab. 4.2.

Tra i miei risultati e i risultati di Ke06 c'è una notevole differenza nelle percentuali. In particolare, nel mio campione ci sono meno SFG, più composte, più Seyfert, meno LI-

	Classificazione Br04			
	Risultati q.s.		Risultati Br04	
Totali	1910	100%	62349	100%
<i>Star-forming</i>	1298	68%	39141	62.8%
Composte	420	22%	14372	23.0%
AGN	192	10%	8836	14.2%

Tabella 4.2: Risultati della classificazione tramite i diagrammi BPT delle galassie di questo studio (q.s) e dello studio di Br04, secondo la sua classificazione

NER e una frazione confrontabile di ambigue. Questo, è probabilmente dovuto alla combinazione di tante piccole differenze nell'analisi effettuata: le curve di estinzione sono differenti come anche il parametro R_V (Ke06 utilizza la curva di Cardelli et al. 1989 [28] e $R_V = 3.1$), l'intervallo di *redshift* è differente ($0.04 < z < 0.1$ per Ke06), la *release* dell'SDSS è differente (Ke06 usa la DR4) e la misura dei flussi, benché effettuata con la stessa metodologia, non è stata effettuata utilizzando *slinefit*. Comunque, dai dati riportati nella parte centrale della Tab. 4.1, che riguardano la classificazione delle galassie di questo studio con *redshift* $0.04 < z < 0.1$, sembra che il fattore dominante sia l'intervallo di *redshift* considerato.

Dal confronto con i risultati di Br04, invece, si nota una maggiore somiglianza. Infatti, nel mio campione ci sono più SFG, meno AGN e una frazione confrontabile di galassie composte, ma la differenza è minore che nel confronto con lo studio di Ke06. Anche in questo caso, questa differenza può essere spiegata dalla somma di piccole differenze nell'analisi e nel campione, oltre che da fluttuazioni statistiche nel campione stesso. Infatti, Br04 utilizza dati provenienti dalla DR2 in un intervallo di *redshift* $0.005 < z < 0.22$, e il modello di Charlot et al. 2002 [29] per la misura dei flussi e la trattazione della polvere. D'altra parte, assumendo che il fattore dominante sia l'intervallo di *redshift*, la maggiore somiglianza delle percentuali di Br04 rispetto al Ke06 sembrerebbe essere dovuta alla maggiore somiglianza dell'intervallo di *redshift* con questo studio.

4.3 Relazione SFR-massa

Utilizzando i flussi integrati di SFG ho realizzato il grafico SFR-massa in Fig. 4.3 ed ho ottenuto i parametri m e q dell'eq. 1.33 per i tre bin di *redshift*, effettuando il fit lineare come descritto in §3.2. I risultati sono riportati in Tab. 4.3, insieme ai risultati di Peng et al. 2010 [30] (da ora Pe10) e di Elbaz et al. 2007 [31] (da ora El07).

Osservando i dati relativi a questo studio, è facile notare una dipendenza della massa dal *redshift*: questa è una conseguenza del bias di Malmquist (§4.1), oltre che un'ulteriore conferma della sua presenza; infatti, galassie più massicce sono tendenzialmente più luminose, il che significa che all'aumentare del *redshift* il campione è composto da galassie

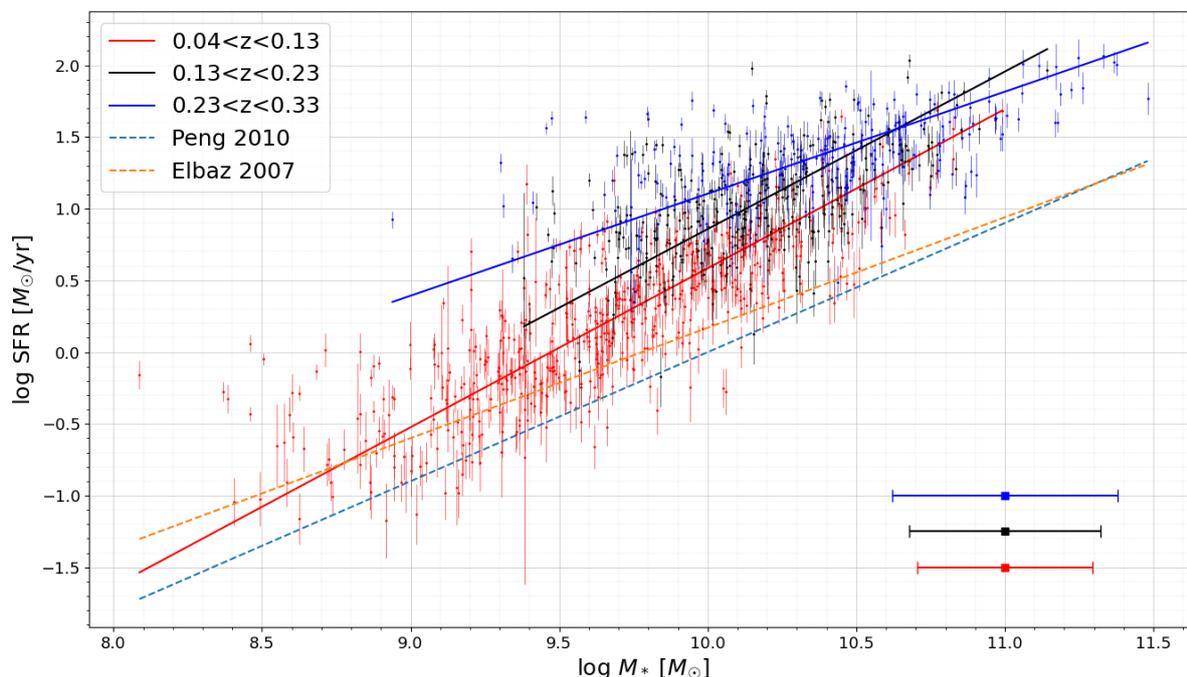


Figura 4.3: Grafico SFR-massa. I punti rappresentano le singole galassie del campione di questo studio divisi in bin di *redshift*: rosso per $0.04 < z < 0.13$, nero per $0.13 < z < 0.23$ e blu per $0.23 < z < 0.33$; le linee continue rappresentano i risultati del fit lineare effettuato sui dati di questo studio; le linee tratteggiate rappresentano i risultati della curva di SFMS di Pe10 (in viola) e di El07 (in arancione); in basso a destra i punti quadrati rappresentano la media degli errori sulla massa stellare M_* per ogni bin, con colori corrispondenti

sempre più luminose. Il taglio in S/N, inoltre, determina l'assenza di galassie passive, caratterizzate da righe di emissione molto deboli o assenti.

Dai risultati riportati in Tab. 4.3 si nota che i primi due bin hanno parametri m e q molto simili e completamente compatibili, mentre il terzo ($0.23 < z < 0.33$) presenta dei valori significativamente differenti, cosa visibile anche graficamente. Questo è probabilmente dovuto alla diversa natura delle galassie che compongono questo bin le quali, come visto anche in §4.1, sono principalmente starburst. Di conseguenza, questi parametri possono essere considerati come caratteristici di una curva di SFR di galassie starburst in funzione della massa che, come detto in §1.2, non segue la relazione della SFMS.

Prima di confrontare i risultati di questo studio con il Pe10 e l'El07, è doveroso sottolineare le differenze nel campione e nell'analisi eseguita.

Il campione di Pe10 è composto da galassie con *redshift* $0.02 < z < 0.085$, mentre quello di El07 comprende l'intervallo $0.04 < z < 0.1$; entrambi non effettuano un taglio in S/N, ma escludono le galassie passive; entrambi utilizzano lo SFR calcolato da Ka03, dal quale

	m	q
$0.04 < z < 0.13$	1.11 ± 0.03	-10.5 ± 0.3
$0.13 < z < 0.23$	1.10 ± 0.04	-10.1 ± 0.6
$0.23 < z < 0.33$	0.71 ± 0.04	-6.0 ± 0.5
Pe10 ($0.02 < z < 0.085$)	0.9	-9
El07 ($0.04 < z < 0.1$)	0.77	-7.53

Tabella 4.3: Risultati dei fit lineari per i parametri m e q dell’eq. 1.33 per il campione di questo studio e per i campioni di Pe10 e di El07

sono stati rimossi gli effetti dell’apertura delle fibre dell’SDSS (§4.4).

Dalla Fig. 4.3 è evidente che le galassie che compongono il campione di questo studio hanno sistematicamente uno SFR maggiore della curva della SFMS ricavata da Pe10 e El07. Questo, è dovuto al bias di Malmquist discusso in §4.1: le galassie che compongono questo campione sono la frazione più luminosa delle galassie che compongono il campione degli altri due studi, e questo diventa sempre più evidente all’aumentare del *redshift*, come conseguenza della luminosità intrinseca maggiore necessaria per ottenere lo stesso S/N per distanze maggiori. Per i primi due bin di *redshift*, in cui questo bias è presente ma non al punto da escludere le SFG in favore delle starburst, questo effetto può contribuire a spiegare le differenze nei parametri m e q.

Un altro effetto che potrebbe contribuire a spiegare questa differenza è quello dell’apertura (§4.4): anche all’interno di un singolo bin, lo SFR di galassie a *redshift* maggiore è meno influenzato dall’apertura di quello di galassie a *redshift* minore, e questo potrebbe portare ad una diminuzione della pendenza della retta (e quindi del parametro m).

Comunque, l’effetto dominante è il bias di Malmquist, come si evince dal fatto che è presente una dipendenza della massa dal *redshift* nonostante questa sia calcolata da misure fotometriche (§2.2), non influenzate dall’apertura delle fibre.

4.4 Relazione sSFR-z ed effetti dell’apertura

La relazione sSFR-z su grandi intervalli di *redshift* segue la relazione (Tasca et al. 2015 [27]):

$$\log(sSFR) = A + \Phi \times \log(1 + z) \quad (4.1)$$

Tuttavia, per osservare questo andamento è necessario un intervallo di *redshift* più ampio di quello considerato in questo studio e, soprattutto, non devono essere presenti effetti legati all’apertura. Infatti, all’aumentare del *redshift* la frazione di massa considerata non cambia, essendo questa calcolata tramite la fotometria, mentre aumenta la frazione di flusso considerato e quindi lo SFR. Questo, porta ad un incremento del rapporto SFR/massa con il *redshift* indipendente dall’incremento dovuto all’evoluzione dell’universo e dominante rispetto a questo, soprattutto a basso *redshift*. Nel caso del campione

di questo studio, quindi, questa relazione diventa particolarmente utile per stimare l'effetto dell'apertura.

Br04 ha realizzato dei grafici in cui mostra come rimuovendo l'effetto dell'apertura la relazione $\log(\text{sSFR})-z$ diventa approssimativamente costante (essendo l'incremento dovuto all'evoluzione cosmologica trascurabile), riportati in Fig. 4.4. Di conseguenza, effettuando

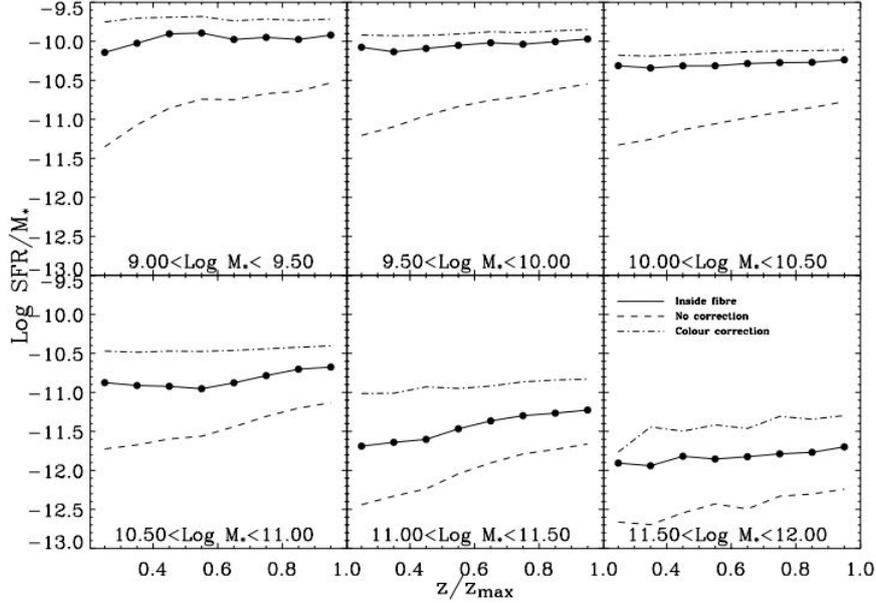


Figura 4.4: Grafici $\log(\text{sSFR})-z$ per diversi bin di massa per il campione di Br04. La linea tratteggiata rappresenta la relazione calcolando lo SFR dal flusso misurato della fibra e la massa dai dati fotometrici (come in questo studio); la linea continua rappresenta la relazione calcolando sia SFR che massa dal flusso misurato dalla fibra; la linea a tratto-e-punto rappresenta la relazione calcolata rimuovendo l'effetto dell'apertura dal flusso misurato dalla fibra. Presa da Br04

do un fit lineare, come descritto in §3.2, si può stimare l'effetto dell'apertura considerando che questo sarà tanto più significativo quanto più la pendenza sarà grande.

Dal campione di questo studio si trova una pendenza $m = 4.126 \pm 0.019$ (con intercetta $q = -9.8966 \pm 0.0007$), che indica quindi un significativo effetto dovuto all'apertura, la cui conseguenza è una sottostima dello SFR tanto più importante quanto più il *redshift* della galassia è basso. Il grafico $\text{sSFR}-z$ per il campione di questo studio, insieme alla retta ricavata dal fit lineare, è riportato in Fig. 4.5.

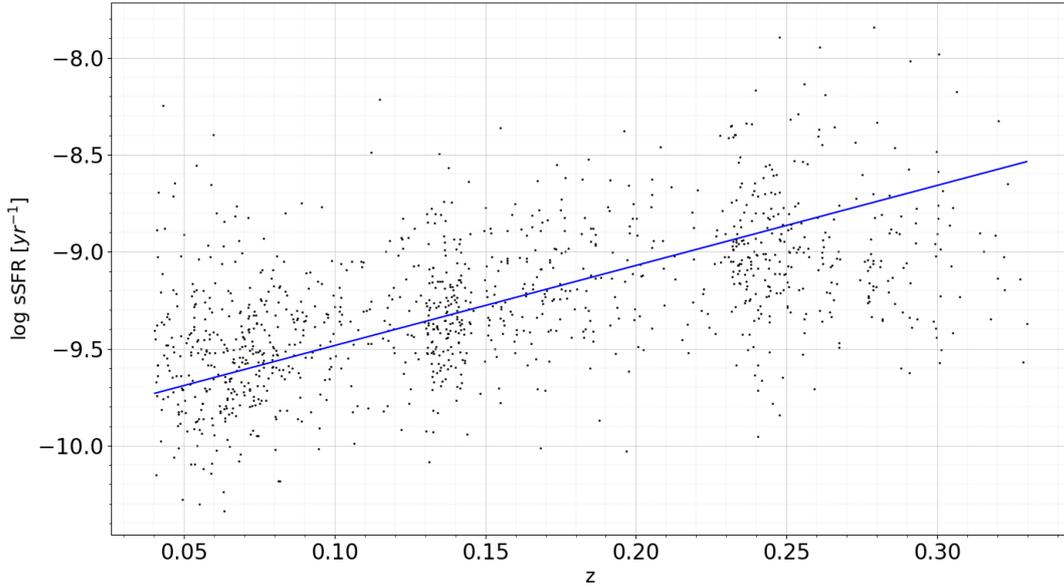


Figura 4.5: Grafico $\log(\text{sSFR})$ - z per il campione di questo studio. La retta blu rappresenta il risultato del fit lineare realizzato con il metodo della bisettrice. Gli errori sullo sSFR non sono riportati per non sacrificare la leggibilità del grafico, ma è possibile valutarne l'ordine di grandezza dagli errori su SFR e massa riportati in Fig. 4.3; gli errori su z , invece, sono trascurabili (grazie all'elevato rapporto S/N degli spettri)

4.5 Prospettive future

Al fine di ottenere dei risultati completi e il più possibile privi di effetti causati dalla strumentazione di misura, sarebbe utile rimuovere il taglio in S/N e correggere l'effetto dell'apertura.

Rimuovere il taglio in S/N permetterebbe di includere galassie con emissioni più deboli, e poter così stimare la relazione che caratterizza la SFMS considerandone un insieme più completo in luminosità (a meno di altri possibili effetti dovuti al telescopio o allo spettrografo). Inoltre, permetterebbe di ottenere un grafico SFR-massa completo di galassie passive, le quali, però, andrebbero comunque rimosse dal calcolo della relazione della SFMS. D'altra parte, questo comporterebbe stimare un limite superiore in flusso per righe di emissione non presenti nello spettro a causa di un rapporto S/N troppo basso. Questo, in breve, può essere fatto stimando l'ampiezza del rumore dal continuo e considerando che, se una riga non è visibile, il suo flusso dovrà essere minore del rumore in quella parte del continuo.

Correggere l'effetto dell'apertura, invece, permetterebbe di stimare in modo più accurato lo SFR, soprattutto per galassie a basso *redshift*. Questo, in particolare, potrebbe portare ad una stima più accurata della pendenza della SFMS. Un modo semplice per

farlo è utilizzare i dati fotometrici, non limitati dall'apertura della fibra, per stimare il flusso integrato in una specifica banda, effettuando una deconvoluzione per tenere conto della curva di trasmissione del filtro; successivamente, si misura il flusso integrato in quella stessa banda dai dati spettroscopici e li si confronta: se c'è un effetto dovuto all'apertura il flusso integrato spettroscopico sarà minore del flusso integrato fotometrico. A questo punto, il loro rapporto sarà il fattore moltiplicativo con cui riscalare il flusso spettroscopico per correggere l'effetto dell'apertura.

Infine, un possibile approfondimento può essere comprendere meglio la motivazione delle differenti percentuali di tipologie di galassie tra questo studio e il Ke06, in particolare per quanto riguarda i LINER.

Bibliografia

- [1] Andrea Cimatti, Filippo Fraternali, and Carlo Nipoti. *Introduction to Galaxy Formation and Evolution: From Primordial Gas to Present-Day Galaxies*. Cambridge University Press, 2019.
- [2] Jr. Kennicutt, Robert C. Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. *ARA&A*, 36:189–232, January 1998.
- [3] Robert C. Kennicutt and Neal J. Evans. Star Formation in the Milky Way and Nearby Galaxies. *ARA&A*, 50:531–608, September 2012.
- [4] Edwin E. Salpeter. The Luminosity Function and Stellar Evolution. *ApJ*, 121:161, January 1955.
- [5] Claus Leitherer and Timothy M. Heckman. Synthetic Properties of Starburst Galaxies. *ApJS*, 96:9, January 1995.
- [6] Donald E. Osterbrock. *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. 1989.
- [7] Daniela Calzetti, Anne L. Kinney, and Thaisa Storchi-Bergmann. Dust Obscuration in Starburst Galaxies from Near-Infrared Spectroscopy. *ApJ*, 458:132, February 1996.
- [8] Daniela Calzetti, Lee Armus, and Ralph C. Bohlin. The Dust Content and Opacity of Actively Star-forming Galaxies. *ApJ*, 533(2):682–695, April 2000.
- [9] Daniela Calzetti, Anne L. Kinney, and Thaisa Storchi-Bergmann. Dust Extinction of the Stellar Continua in Starburst Galaxies: The Ultraviolet and Optical Extinction Law. *ApJ*, 429:582, July 1994.
- [10] M. Bolzonella, J. M. Miralles, and R. Pelló. Photometric redshifts based on standard SED fitting procedures. *A&A*, 363:476–492, November 2000.
- [11] J. A. Baldwin, M. M. Phillips, and R. Terlevich. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. *PASP*, 93:5–19, February 1981.

- [12] L. J. Kewley, C. A. Heisler, and M. A. Dopita. Optical Classification of Southern Warm Infrared Galaxies. *ApJS*, 132(1):37–71, January 2001.
- [13] Guinevere Kauffmann, Timothy M. Heckman, and Christy Tremonti. The host galaxies of active galactic nuclei. *MNRAS*, 346(4):1055–1077, December 2003.
- [14] Lisa J. Kewley, Brent Groves, and Guinevere Kauffmann. The host galaxies and classification of active galactic nuclei. *MNRAS*, 372(3):961–976, November 2006.
- [15] James E. Gunn, Walter A. Siegmund, and Edward J. Mannery. The 2.5 m Telescope of the Sloan Digital Sky Survey. *AJ*, 131(4):2332–2359, April 2006.
- [16] M. Fukugita, T. Ichikawa, and J. E. Gunn. The Sloan Digital Sky Survey Photometric System. *AJ*, 111:1748, April 1996.
- [17] J. E. Gunn, M. Carr, and C. Rockosi. The Sloan Digital Sky Survey Photometric Camera. *AJ*, 116(6):3040–3081, December 1998.
- [18] Mamoru Doi, Masayuki Tanaka, and Masataka Fukugita. Photometric Response Functions of the Sloan Digital Sky Survey Imager. *AJ*, 139(4):1628–1648, April 2010.
- [19] Stephen A. Smee, James E. Gunn, and Alan Uomoto. The Multi-object, Fiber-fed Spectrographs for the Sloan Digital Sky Survey and the Baryon Oscillation Spectroscopic Survey. *AJ*, 146(2):32, August 2013.
- [20] Kevork N. Abazajian, Jennifer K. Adelman-McCarthy, and Marcel A. Agüeros. The Seventh Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. *ApJS*, 182(2):543–558, June 2009.
- [21] Guinevere Kauffmann, Timothy M. Heckman, and Simon D. M. White. Stellar masses and star formation histories for 10^5 galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. *MNRAS*, 341(1):33–53, May 2003.
- [22] Astropy Collaboration, Adrian M. Price-Whelan, and Pey Lian Lim. The Astropy Project: Sustaining and Growing a Community-oriented Open-source Project and the Latest Major Release (v5.0) of the Core Package. *ApJ*, 935(2):167, August 2022.
- [23] W. D. Pence, L. Chiappetti, and C. G. Page. Definition of the Flexible Image Transport System (FITS), version 3.0. *A&A*, 524:A42, December 2010.
- [24] J. Brinchmann, S. Charlot, and S. D. M. White. The physical properties of star-forming galaxies in the low-redshift Universe. *MNRAS*, 351(4):1151–1179, July 2004.

- [25] David W. Hogg. Distance measures in cosmology. *arXiv e-prints*, pages astro-ph/9905116, May 1999.
- [26] Takashi Isobe, Eric D. Feigelson, and Michael G. Akritas. Linear Regression in Astronomy. I. *ApJ*, 364:104, November 1990.
- [27] L. A. M. Tasca, O. Le Fèvre, and N. P. Hathi. The evolving star formation rate: M_* relation and sSFR since $z \simeq 5$ from the VUDS spectroscopic survey. *A&A*, 581:A54, September 2015.
- [28] Jason A. Cardelli, Geoffrey C. Clayton, and John S. Mathis. The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction. *ApJ*, 345:245, October 1989.
- [29] S. Charlot, G. Kauffmann, and M. Longhetti. Star formation, metallicity and dust properties derived from the Stromlo-APM galaxy survey spectra. *MNRAS*, 330(4):876–888, March 2002.
- [30] Ying-jie Peng, Simon J. Lilly, and Katarina Kovač. Mass and Environment as Drivers of Galaxy Evolution in SDSS and zCOSMOS and the Origin of the Schechter Function. *ApJ*, 721(1):193–221, September 2010.
- [31] D. Elbaz, E. Daddi, and D. Le Borgne. The reversal of the star formation-density relation in the distant universe. *A&A*, 468(1):33–48, June 2007.