

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

Calcolo e analisi del tasso di formazione stellare
(SFR) di 100 galassie locali a *redshift* $z < 0.3$

Relatrice:
Dott.ssa Margherita Talia

Presentata da:
Leonardo Ossino

Anno Accademico 2021/2022

Abstract

L'uso di telescopi risulta fondamentale in astronomia a causa delle enormi distanze a cui si trovano gli oggetti che si è interessati a studiare. L'obiettivo posto per questa tesi è stato quindi quello di calcolare il tasso di formazione stellare annuo, valore utile per studiare l'evoluzione galattica, di un centinaio di galassie locali a redshift minore di 0.3, servendosi dello spettro ottico osservato dall'indagine SDSS tramite lo spettrografo del telescopio di Apache Point, in New Mexico.

Per ricavare i valori ricercati ho scelto di sfruttare il flusso delle righe di emissione di $H\alpha$, correlato direttamente allo SFR, e di $H\beta$, utile per stimare l'estinzione del flusso dovuta alla presenza di polvere nelle galassie. Per prima cosa ho quindi effettuato i fit dei flussi di varie linee di emissione tramite due diversi programmi, IRAF e slinefit, per verificare la compatibilità dei risultati e per poter quindi successivamente automatizzare il processo, utilizzando solo slinefit.

I valori di SFR così trovati, molto vari tra loro, sono stati confrontati con la letteratura e si è osservato come, sebbene generalmente in linea con i valori attesi, siano in media leggermente più alti di quelli che ci si sarebbe aspettati.

Questa leggera sovrastima ho ipotizzato sia dovuto ai criteri utilizzati per la selezione delle galassie da analizzare, come il medio-alto rapporto segnale-rumore, che si è tradotto in un bias verso galassie con righe più brillanti, ovvero più star-forming.

Indice

Elenco delle figure	iii
Elenco delle tabelle	iv
Acronimi	vi
1 Introduzione	1
1.1 Traccianti del tasso di formazione stellare	1
1.1.1 Modello di sintesi, colori e spettri integrati	2
1.1.2 Continuo ultravioletto	3
1.1.3 Righe di ricombinazione	3
1.1.4 Righe proibite	4
1.1.5 Continuo lontano infrarosso	5
2 Il campione	6
2.1 Fonte dei dati	6
2.2 Criteri di selezione	8
3 L'analisi	9
3.1 Metodo usato per l'analisi	9
3.2 Formule principali	10
3.3 Programmi utilizzati	14
3.3.1 IRAF	14
3.3.2 slinefit	16
3.4 Confronto IRAF vs. slinefit	17
3.5 Conclusione dell'analisi del campione tramite slinefit	25
4 Risultati	27
4.1 Valori di SFR	27
4.2 Confronto massa-SFR	34
4.3 Sviluppi futuri	37
Bibliografia	38

Elenco delle figure

1.1	Spettri completi di galassie	2
1.2	Bande dello spettro elettromagnetico e traccianti SFR	4
2.1	Telescopio di Apache Point	6
2.2	Spettrografo	7
2.3	Esempio spettro SDSS usato	8
3.1	Serie di Balmer	10
3.2	Profili di allargamento	11
3.3	Flusso e luminosità	12
3.4	Distanza di luminosità	13
3.5	Curve di estinzione	14
3.6	Confronto fra i centroidi di riga misurati con IRAF vs slinefit	18
3.7	Confronto fra i flussi di riga misurati con IRAF vs slinefit	19
3.8	Confronto fra gli "output" di IRAF e slinefit per lo spettro 0266-51630-0093	19
3.9	Confronto fra gli "output" di IRAF e slinefit per lo spettro 0267-51608-0527	21
3.10	Confronto fra gli "output" di IRAF e slinefit per lo spettro 0268-51633-0475	22
3.11	Confronto fra gli "output" di IRAF e slinefit per lo spettro 0269-51910-0435	24
4.1	Relazione massa-SFR Peng	35
4.2	Distribuzione redshift del campione	36
4.3	Grafico massa-SFR	36

Elenco delle tabelle

3.1	Righe di emissione analizzate	15
3.2	Parametri di slinefit	16
3.3	Rapporto tra flusso nei doppietti	17
3.4	Parametri slinefit 10 spettri preliminari	18
3.5	Confronto tra i flussi di riga misurati con IRAF e slinefit per lo spettro 0266-51630-0093	20
3.6	Confronto tra i flussi di riga misurati con IRAF e slinefit per lo spettro 0267-51608-0527	22
3.7	Confronto tra i flussi di riga misurati con IRAF e slinefit per lo spettro 0268-51633-0475	23
3.8	Confronto tra i flussi di riga misurati con IRAF e slinefit per lo spettro 0269-51910-0435	25
3.9	Parametri di slinefit primo passaggio analisi finale	26
3.10	Parametri di slinefit analisi finale	26
4.1	Flussi analisi finale	29
4.2	Risultati finali	32

Acronimi

AGN Active galactic nucleus

CCD Charge-Coupled Device

FIR Far Infrared

FWHM full width at half maximum

IMF Initial Mass Function

SDSS Sloan Digital Sky Survey

SED Spectral Energy Distribution

SFR Star Formation Rate

Capitolo 1

Introduzione

In astronomia spesso risulta difficile osservare direttamente fenomeni che vorremmo analizzare, o perché avvengono su scale temporali enormi se rapportare alla durata delle nostre vite, o a causa della tecnologia che non ci permette di ottenere tutte le informazioni che vorremmo avere riguardo oggetti che sono situati anche a milioni o miliardi di anni luce da noi. Per esempio se volessimo indagare l'evoluzione di una stella, a causa della sua lunga vita, non potremmo osservare direttamente gli stadi dello sviluppo che attraversa, ma un modo pratico per cercare risposte sarebbe quello di osservarne un gran numero e attuare un'analisi statistica.

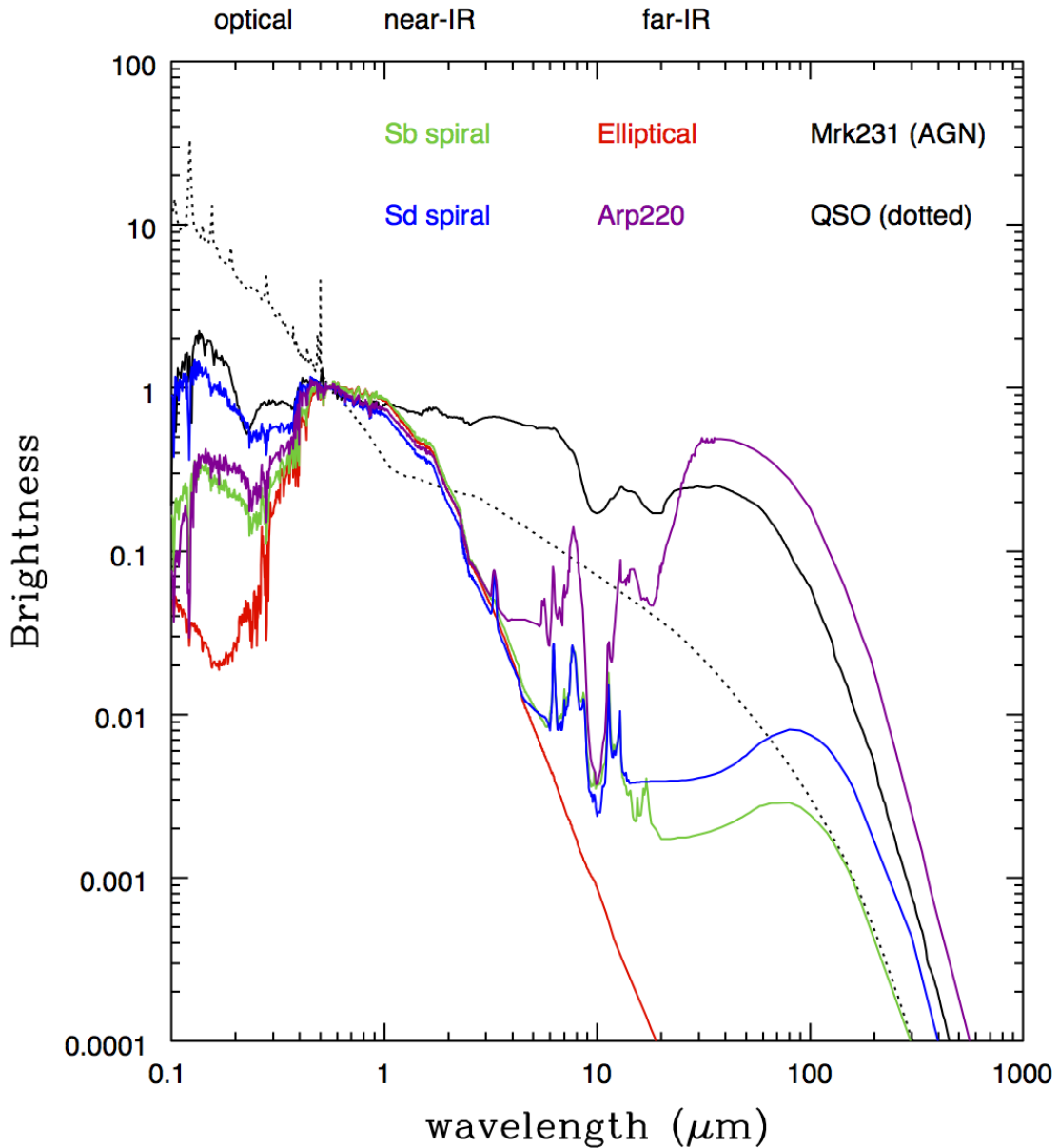
Un altro fenomeno che non risulta direttamente analizzabile per galassie lontane dalla nostra Via Lattea è la formazione di nuove stelle all'interno di una galassia a partire dal collasso di nubi di gas e polvere; il tasso di questa formazione risulta però importante, per come varia in momenti diversi della vita di una galassia, nello studio dell'evoluzione galattica, o per vedere se esiste un rapporto tra esso e la massa della galassia stessa. Questi sono alcuni dei motivi per cui mi sono posto come obiettivo di questa tesi quello di trovare il tasso di formazione stellare (Star Formation Rate (SFR)) di un centinaio di galassie locali.

Per ottenere questi valori sono partito dalla parte ottica delle distribuzioni spettrali di energia (Spectral Energy Distribution (SED)), o semplicemente spettri delle galassie attenzionate, ottenuti dalla Sloan Digital Sky Survey (SDSS) tramite il telescopio ottico dell'osservatorio di Apache Point in New Mexico, Stati Uniti.

1.1 Traccianti del tasso di formazione stellare

Nonostante i continui progressi tecnologici permettano infatti di studiare le galassie con sempre maggior precisione, non è ancora possibile osservare le singole stelle se non nelle galassie a noi più vicine. Si sono sviluppate quindi varie tecniche per ricavare lo SFR a partire dall'analisi dello spettro di una galassia [1] [2].

Figura 1.1: Spettri completi di galassie



Questa figura mostra esempi di SED di alcuni tipi di galassie a tutte le lunghezze d'onda presi da Polletta et al. 2007 [3]

1.1.1 Modello di sintesi, colori e spettri integrati

Nonostante i contributi allo spettro di una galassia siano molteplici, nella sezione di esso che riguarda la luce visibile quelli principali provengono dalle stelle che si trovano nella parte intermedia della sequenza principale. Per questo motivo in questa parte dello spettro le differenze sono dovute principalmente al diverso rapporto tra stelle più giovani e più vecchie; tutto ciò renderebbe possibile la stima dello SFR a partire dai colori osservati.

Questo sarebbe fattibile assumendo un rapporto lineare tra lo SFR e la luminosità integrata del continuo con un filtro passa banda nel blu. Il tutto risulterebbe valido però solo in quelle

galassie dove dominano le stelle più giovani, tuttavia nelle galassie normali una parte non trascurabile dell'emissione in continuo è dovuta alle stelle più vecchie per cui non possiamo considerare semplicemente un rapporto lineare tra lo SFR e la luminosità; bisogna quindi usare un modello per calibrare la relazione tra queste due grandezze.

Questi modelli sono usati in tutte le tecniche per ricavare gli SFRs e di base si creano a partire dalla temperatura e luminosità bolometrica per varie masse stellari in funzione del tempo, convertendole poi in spettri tramite cataloghi di atmosfere stellari e pesando i vari modelli ottenuti tramite un funzione di massa iniziale (Initial Mass Function (IMF)), funzione che descrive la distribuzione iniziale delle masse di una popolazione stellare.

1.1.2 Continuo ultravioletto

Spesso però la relazione tra SFR e colori integrati risulta imprecisa, a causa di una IMF o età della galassia sbagliate, o quando la quantità di polvere varia fortemente all'interno della popolazione stellare.

Per evitare questi problemi si possono effettuare osservazioni tra i 1250 Å e i 2500 Å a riposo, una parte dello spettro dominata dalle emissioni delle stelle più giovani e dove si può quindi trascurare il contributo delle stelle più vecchie. Questa parte dello spettro è tuttavia non osservabile dai telescopi presenti a terra per galassie locali (redshift $z < 0.5$).

I principali punti di forza di questa tecnica sono che è direttamente legata all'emissione delle stelle più giovani e la possibilità di usarla a redshift molto diversi, mentre le sue criticità sono la grande sensibilità all'estinzione, fenomeno per cui la polvere presente nella galassia assorbe il flusso a lunghezze d'onda corte per poi riemetterlo a lunghezze d'onda maggiori e, come per tutti gli altri metodi, alla forma dell'IMF.

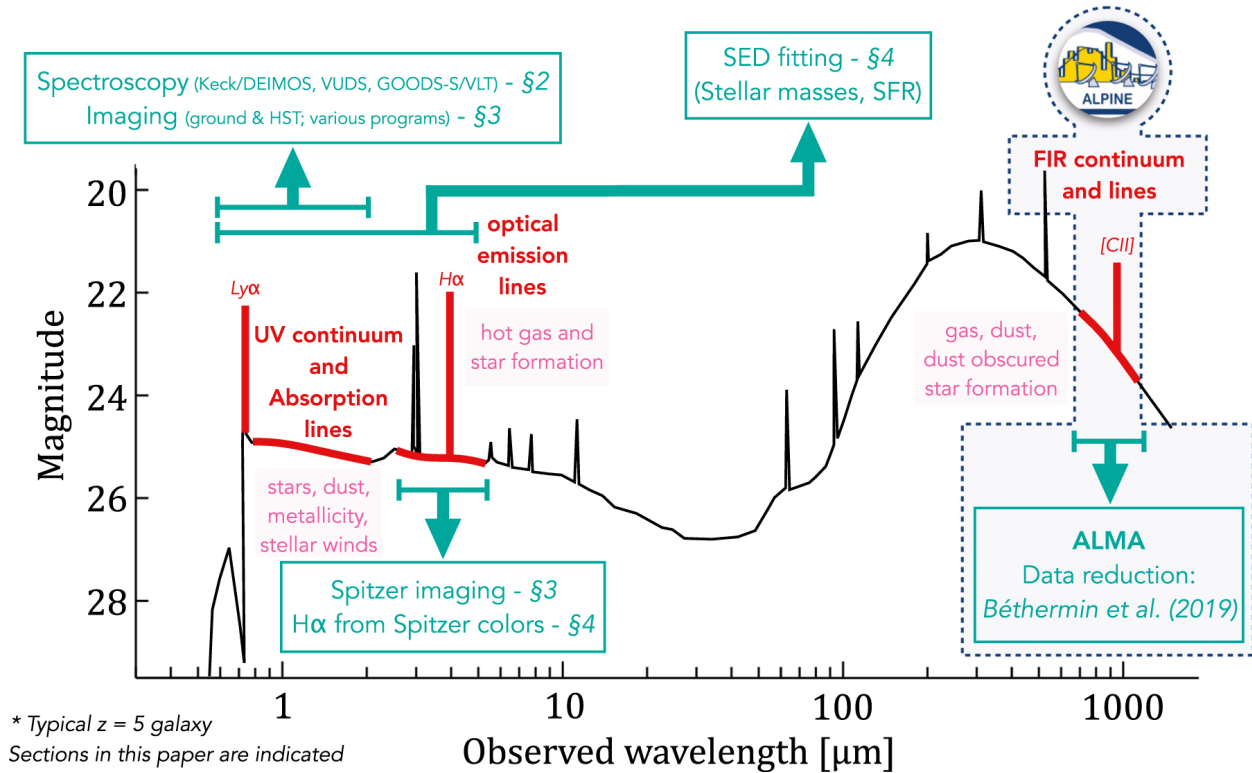
1.1.3 Righe di ricombinazione

Un altro metodo si basa sull'osservazione che uno dei maggiori cambiamenti tra spettri in base al tipo di galassia si ha nell'intensità delle righe di emissione nebulari. Queste righe sono dovute all'assorbimento della radiazione stellare, soprattutto quella proveniente dalla popolazione di stelle più giovani, da parte del gas presente nella galassia. Successivamente questa radiazione viene riemessa ad una precisa lunghezza d'onda, fornendoci così un ottimo strumento di misurazione dello SFR. Di queste righe la più utilizzata è quella della $H\alpha$, anche se possono esserne usate anche altre come $H\beta$, $P\alpha$ e $P\beta$.

La qualità principale di questo metodo è la sua grande sensibilità e la correlazione diretta tra SFR ed emissione nebulari, mentre gli aspetti negativi stanno nell'assunzione che tutta la formazione stellare sia tracciata dal gas ionizzato e nella sensibilità all'IMF utilizzata e al fenomeno dell'estinzione. Quest'ultimo è il fattore di maggior incertezza per cui solitamente si analizza il rapporto tra il flusso della riga di ricombinazione utilizzata e quello di un'altra, conosciuto a livello teorico, per stimare l'attenuamento dovuto all'estinzione da polvere.

Questo è risultato essere il metodo che ho scelto di usare per l'analisi, sfruttando il flusso di $H\alpha$ correlato allo SFR, e quello di $H\beta$ per valutare l'estinzione.

Figura 1.2: Bande dello spettro elettromagnetico e traccianti SFR
Layout of Current Data Products for *ALPINE* Galaxies



Questa figura evidenzia alcune bande dello spettro di una galassia con i rispettivi traccianti dello SFR, proviene da Faisst et al. 2020 [4]

1.1.4 Righe proibite

A redshift maggiori di 0.5 la riga $H\alpha$ risulta così spostata verso il "rosso" per effetto dell'espansione dell'universo da non apparire più nella parte visibile dello spettro, per cui servono altre righe di emissione che siano correlate con lo SFR a lunghezze d'onda minori. Sfortunatamente $H\beta$ e altre righe della cosiddetta serie di Balmer sono più deboli e difficilmente osservabili in molti spettri, per cui tra tutte le righe di emissione la migliore da usare risulta essere il doppietto $[OII]\lambda 3726\text{\AA}, \lambda 3728\text{\AA}$.

Queste sono righe proibite, ovvero dovute a transizioni di energia che non sarebbero permesse dalle regole di selezione della meccanica quantistica; questo però non significa che non siano fisicamente possibili, ma soltanto che sono molto meno probabili, non essendo prodotte mediante la via più efficiente ma a partire da stati metastabili con durata media molto più lunga di quelli che decadono tramite transizioni permesse.

Nonostante le righe proibite non siano direttamente correlate alla luminosità di ionizzazione, essendo sensibili all'abbondanza e allo stato di ionizzazione del gas, ed essendo quindi il

rapporto tra la luminosità di queste e quella dell' $H\alpha$ variabile, risultano comunque avere un comportamento accettabile dopo essere state calibrate sperimentalmente con l' $H\alpha$ e possono essere usate in sostituzione di essa, pur considerando un margine di errore abbastanza ampio. L'utilità di questo metodo, anche se meno preciso rispetto all'uso di $H\alpha$, sta nella possibilità di stimare uno SFR per galassie con redshift fino a 1.6, con [OII] che è stato osservato anche in multipli campioni di galassie poco luminose.

1.1.5 Continuo lontano infrarosso

Come ulteriore metodo per trovare lo SFR di una galassia possiamo osservare l'emissione nel lontano infrarosso (Far Infrared (FIR)). Infatti una parte importante della luminosità bolometrica di una galassia viene assorbita dalla polvere che la riemette in questa fascia dello spettro; inoltre il maggior assorbimento da parte della polvere si ha per le emissioni in UV, che come visto sono legate alla popolazione di stelle più giovani della galassia.

La possibilità di usare l'emissione in FIR per trovare lo SFR dipende però dal contributo delle stelle più giovani nel riscaldare la polvere e dallo spessore ottico della polvere stessa nelle regioni di formazione stellare. Questo fa sì che sia possibile usare questo metodo in galassie giovani, ma risulta meno adatto galassie evolute. Oltre alla sensibilità all'IMF per questo metodo risulta importante la stima dell'età della popolazione stellare.

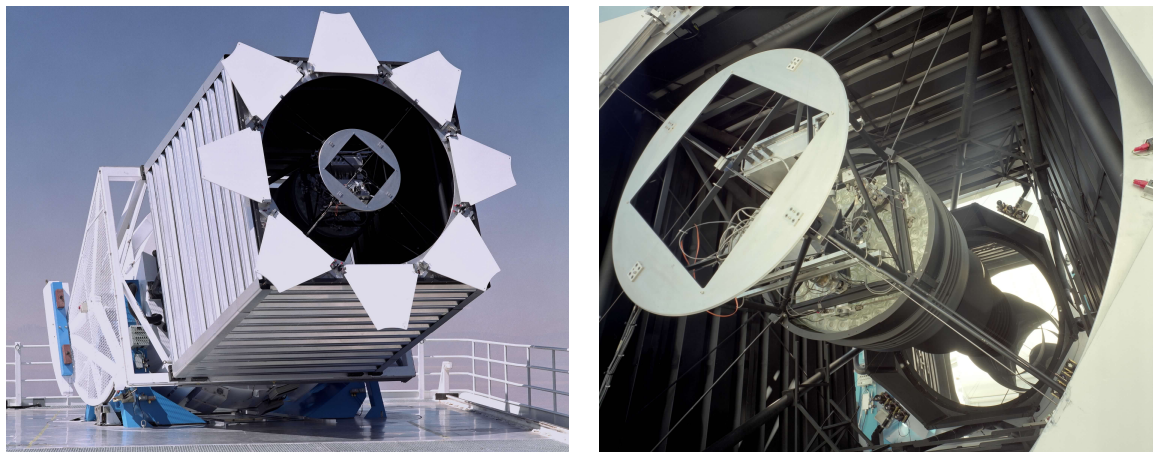
Capitolo 2

Il campione

2.1 Fonte dei dati

Per discutere del campione di dati scelto bisogna innanzitutto parlare dello strumento da cui questo proviene. La SDSS [5] è una grande indagine astronomica che si serve del telescopio presente ad Apache Point in New Mexico, Stati Uniti. Questa indagine va avanti dal 2000 e ha raccolto immagini di circa 1 miliardo di oggetti e spettri per circa 4 milioni [6]; essa infatti ha fatto affidamento su due tipi di strumenti per le sue osservazioni: una camera a filtri multipli per effettuare foto del cielo ad alta efficienza e uno spettrografo multi fibra ottica per ottenere lo spettro di vari oggetti identificati dall'indagine alla volta.

Figura 2.1: Telescopio di Apache Point



Immagini del telescopio nella sua interezza e del supporto per la camera o lo spettrografo

Ha prodotto il più grande catalogo di osservazioni per l'epoca, rendendo il lavoro per l'elaborazione dei dati acquisiti molto complesso a causa della mole di GB generata ad ogni osservazione e della necessità di processare questi dati: per estrarre ogni spettro calibrato flusso vs. lunghezza d'onda per esempio dovevano essere processate centinaia di immagini spettrali a due dimensioni.

Gli oggetti osservati vanno da quelli più vicini alla via Lattea ad alcuni a redshift $z = 5$ nel

caso di quasar, anche se il campione di galassie osservate ha una mediana di $z = 0.1$. Gli spettri del nostro campione provengono dalla SDSS Legacy Survey, un'indagine condotta dal 2000 al 2008 per mappare uniformemente alcune parti del cielo osservato, che si è servita dell'originale spettrografo SDSS [7], a cui ha fatto seguito nel 2008 lo spettrografo BOSS. Ogni esposizione permetteva di ottenere lo spettro di 640 punti sul piano focale, con la maggior parte di questi che corrispondeva a un oggetto celeste [8]. Per le osservazioni 640 fori in posizioni desiderate venivano infatti praticati in una lastra di alluminio dal raggio di 1.49 gradi, con ogni foro che corrispondeva ad un oggetto da voler osservare quale una stella, una galassia o un quasar; per questo motivo a ogni parte del cielo corrispondeva una lastra diversa, usata per osservazioni che potevano essere di una singola notte o prolungarsi per più notti. La lastra utilizzata veniva quindi montata sul telescopio e ad ognuno dei fori collegata una fibra ottica del diametro di 3 arcosecondi. Le fibre ottiche tra di loro non potevano esser più vicine di 55 arcosecondi a causa del loro rivestimento e non potevano trovarsi entro 100 arcosecondi dal centro della lastra a causa del montante. Erano presenti poi due spettrografi, ognuno dei quali collegato a 320 fibre ottiche; la radiazione captata passava per la fibra ottica per poi essere separata da un filtro in luce blu e rossa, la quale veniva mandata a e analizzata da due dispositivi di accoppiamento di carica (Charge-Coupled Device (CCD)) ottimizzati per quelle lunghezze d'onda, fornendo così due spettri separati: quello blu da 3800 a 6150 Å e quello rosso da 5800 a 9200 Å da cui si ricavava lo spettro combinato da 3800 a 9200 Å. Dovendo effettuare dei fori su una piastra di alluminio erano quindi presenti numerose lastre per ogni parte del cielo, alcune usate per osservazioni di una singola notte, altre usate lungo intervalli di varie notti.

Figura 2.2: Spettrografo

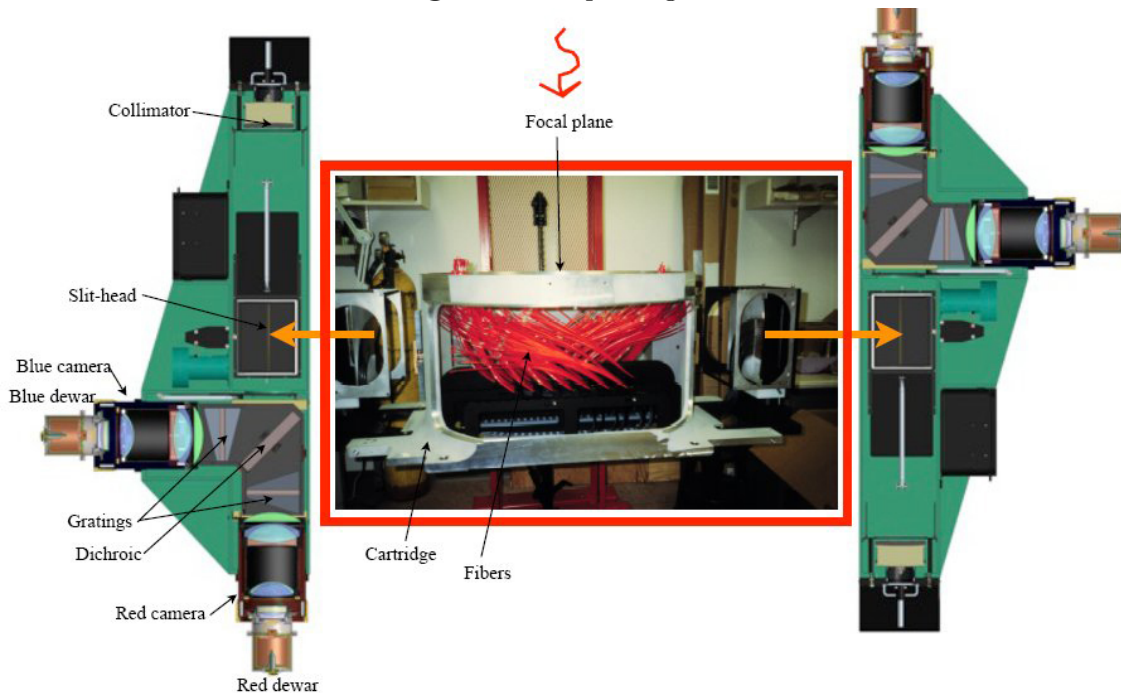


Immagine schematica del spettrografo con le sue componenti

2.2 Criteri di selezione

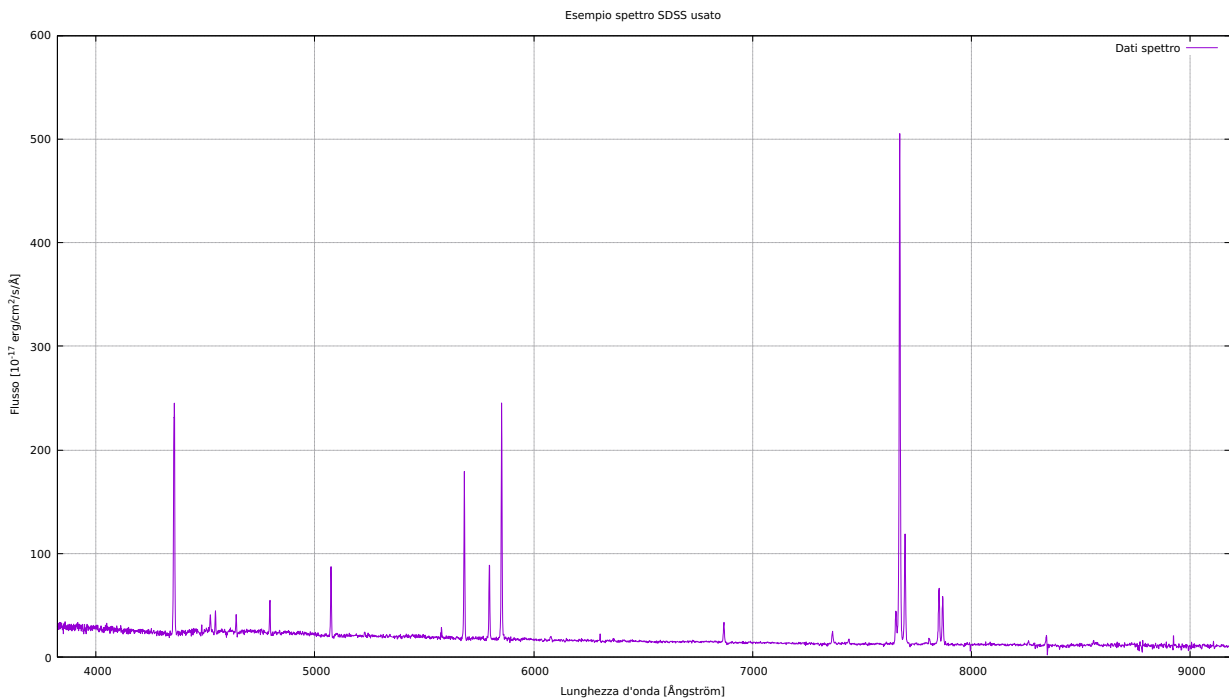
Una volta spiegato da dove proviene il campione che si è deciso da analizzare si possono indicare i vincoli usati per la scelta degli spettri, che naturalmente non è stata casuale.

Il primo criterio è stato quello del redshift, con gli spettri scelti che presentavano un valore di z inferiore a 0.3; questo è dovuto al fatto che fosse fondamentale osservare nel range ottico di questi non solo la linea di $H\alpha$, ma anche quella di $H\beta$ necessaria alla stima dell'estinzione da polvere.

Il secondo criterio è quello che tra le galassie analizzate non ci fossero galassie attive (Active galactic nucleus (AGN)) di primo tipo, la presenza di queste modifica infatti la parte di spettro nell'ottico in quanto il flusso di $H\alpha$ non sarebbe più soltanto attribuibile alla ionizzazione causata dalla formazione di nuove stelle, ma anche alla presenza dell'AGN stessa.

Infine sono stati scelti spettri con rapporto segnale-rumore maggiore di 3, questo per poter osservare bene le linee a noi utili e avere, soprattutto per $H\beta$, una stima migliore del flusso e quindi un errore associato minore.

Figura 2.3: Esempio spettro SDSS usato



Capitolo 3

L'analisi

3.1 Metodo usato per l'analisi

Tra tutte queste possibili metodologie ho deciso di servirmi della riga di emissione $H\alpha$ per la mia analisi; ho infatti escluso l'utilizzo del continuo UV in quanto i dati a nostra disposizione comprendono solo lo spettro visibile, mentre per le galassie locali che andrò a studiare $H\alpha$ rimane osservabile in questa parte dello spettro risultando quindi ottimale in quanto facilmente analizzabile e fortemente correlata allo SFR. La formula associata a questo metodo è

$$SFR[Msun/year] = 7.9 \cdot 10^{-42} L(H\alpha)[erg/s][1] \quad (3.1)$$

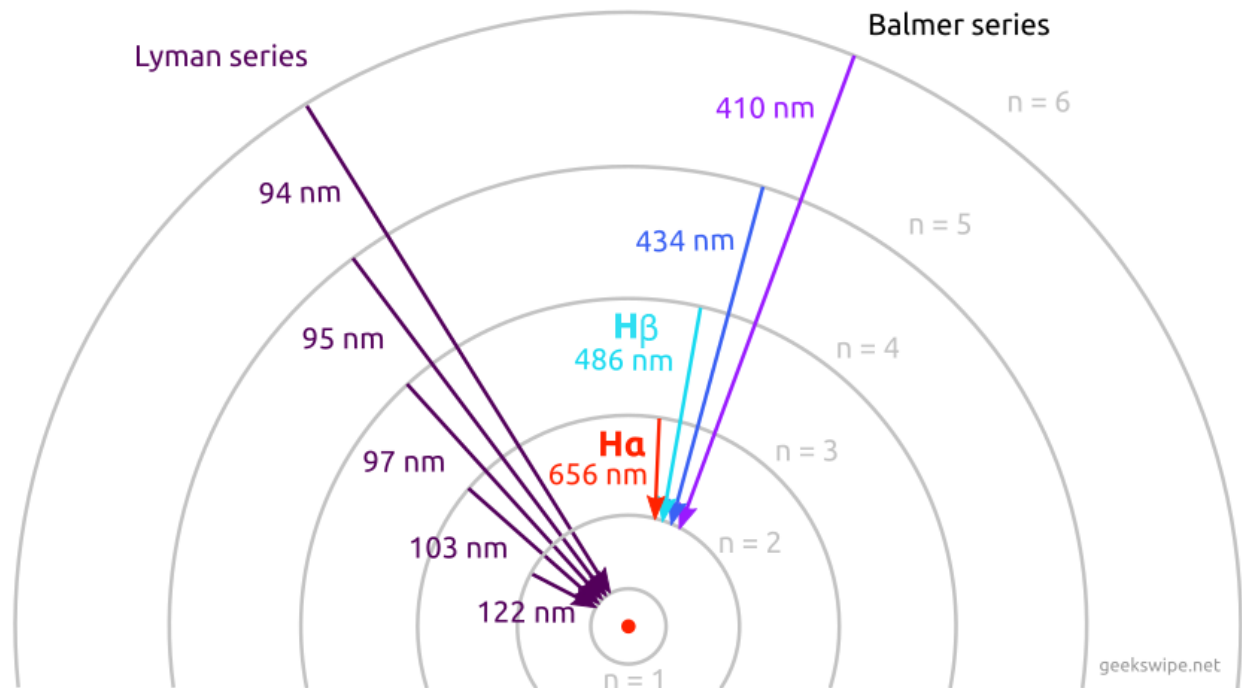
in cui il fattore numerico è legato alla scelta dell'IMF usata: nel nostro caso ho scelto di usare quella di Salpeter [9], ma naturalmente facendo un'altra scelta di IMF i risultati sarebbero uguali a meno di un fattore di conversione.

Oltre a quanto detto va considerata l'estinzione, ovvero il fenomeno di assorbimento e successiva riemissione della radiazione elettromagnetica da parte della polvere; questo causa un'attenuazione del flusso osservato rispetto a quello emesso effettivamente dalla galassia. Va trovato quindi un modo per calcolare questa attenuazione dovuta alla polvere presente nella galassia osservata.

In realtà dovrebbe essere considerata anche la polvere presente nella Via Lattea che contribuisce a questo fenomeno, tuttavia i flussi sono già stati corretti alla fonte poiché conosciamo la distribuzione di polvere presente e riusciamo a valutare l'estinzione in base a quale parte del cielo si sta osservando.

Per riottenere il flusso intrinseco delle galassie osservate ci si avvale del flusso di emissione di $H\beta$. In particolare lo faccio grazie al fatto che nello spettro ottico il rapporto tra flusso di $H\alpha$ e flusso di $H\beta$ fornisce una misura della presenza di polvere nelle regioni dove avviene la formazione di stelle. Entrambe queste righe appartengono alla serie di Balmer dell'idrogeno, con $H\alpha$ generata dalle radiazioni emesse dalle transizioni elettroniche da $n=3$ a $n=2$ e $H\beta$ generata da quelle da $n=4$ a $n=2$.

Figura 3.1: Serie di Balmer



Questa figura mostra le serie di Balmer e Lyman dell'atomo di idrogeno

3.2 Formule principali

Lo spettro di una galassia è un grafico che mostra il flusso della radiazione elettromagnetica osservata in funzione della lunghezza d'onda; nella parte UV-ottica principalmente è formato dalla somma di spettri di corpo nero emessi dalle stelle presenti in essa, a cui si aggiungono i contributi di polvere e gas: la polvere infatti assorbe parte della radiazione elettromagnetica della galassia e la riemette sotto forma di radiazione termica, mentre il gas può venir ionizzato e riemettendo i fotoni dà così vita a righe di emissione.

Queste righe sono specifiche degli atomi che le emettono e quindi la loro lunghezza d'onda può essere definita in laboratorio; tuttavia noi le troviamo in posizioni differenti negli spettri di galassie in quanto vengono spostate a causa del redshift e sono allargate su un range di lunghezze d'onda a causa di più fenomeni.

Il redshift, o spostamento verso il rosso, è un fenomeno legato all'espansione dell'universo, la quale provoca l'allontanamento di stelle e galassie, sorgenti della radiazione elettromagnetica che osserviamo e misuriamo dalla Terra, causando così un aumento della lunghezza d'onda osservata (nel caso di luce ottica spostandosi appunto verso il colore rosso). Per valutare quale sia l'entità di questo spostamento si usa la formula:

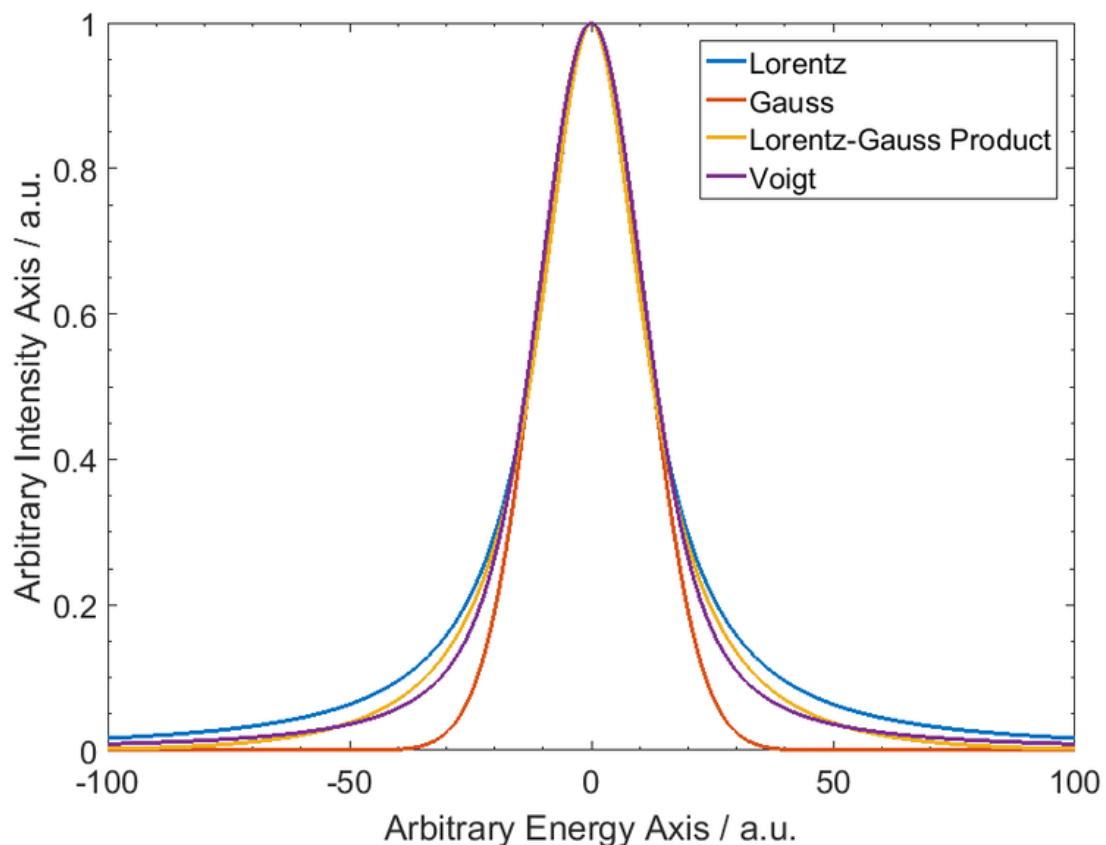
$$z = \frac{\lambda_{osservata} - \lambda_{ariposo}}{\lambda_{ariposo}} \quad (3.2)$$

Per quanto riguarda l'allargamento invece possiamo osservare come in parte sia un allargamento naturale dovuto al principio di indeterminazione di Heisenberg, il quale associa il tempo di vita di uno stato eccitato alla precisione del suo livello energetico, per cui lo stesso livello eccitato avrà energie leggermente diverse per atomi diversi.

Si ha poi un allargamento termico dovuto al fatto che gli atomi del gas non sono immobili, ma si muovono a velocità differenti e quindi, per effetto doppler, avranno lunghezze d'onda ed energie diverse; più sarà caldo il gas maggiore sarà il range di velocità e di conseguenza l'allargamento.

Infine notiamo un allargamento collisionale dovuto alla pressione, per cui in base alla densità del gas la presenza di atomi vicini può perturbare il livello energetico dell'atomo.

Figura 3.2: Profili di allargamento



L'allargamento termico rende il profilo di riga una gaussiana, mentre gli altri due lo rendono una lorentziana; per questo motivo se volessimo effettuare un fit per calcolare il flusso complessivo dovremmo usare un profilo di Voigt, combinazione dei due precedentemente citati. Nella pratica in realtà effettueremo dei semplici fit gaussiani in quanto la maggiore differenza tra i due profili sta nelle code (Fig. 3.2), che in quello di Voigt contengono maggior flusso; tuttavia le code sono anche le parti a cui è associato un errore relativo maggiore, essendo quelle con intensità di flusso minore. Inoltre risulta più facile successivamente as-

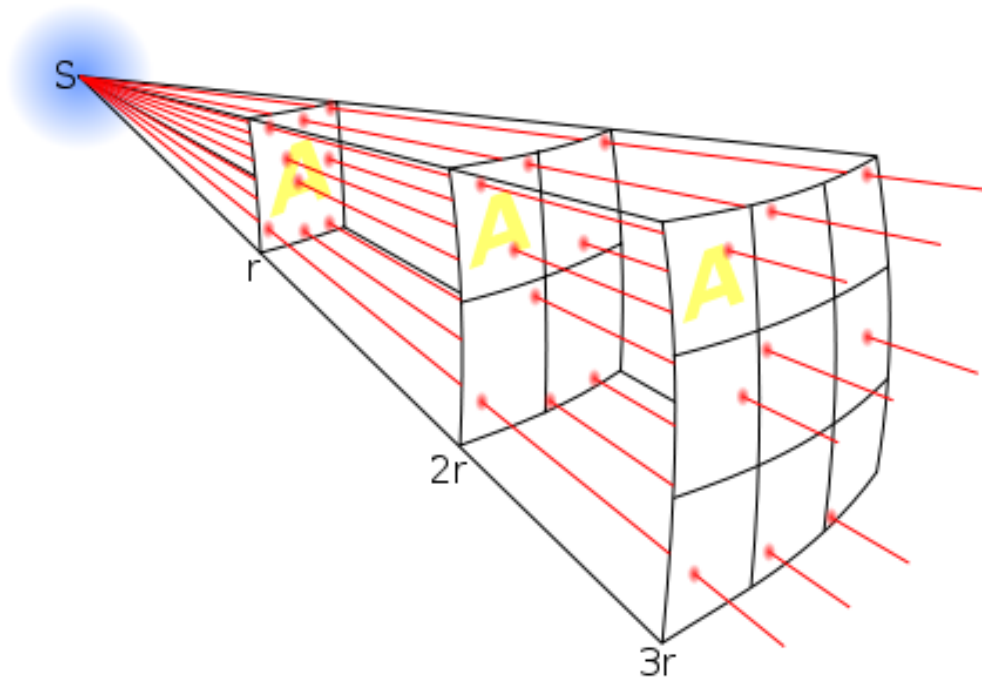
sociare un significato fisico ai vari parametri nel caso usassimo una gaussiana piuttosto che una distribuzione di Voigt.

Come visto precedentemente la formula per calcolare lo SFR mostra una relazione lineare tra esso e la luminosità della riga $H\alpha$, che è l'energia emessa al secondo, misurata in erg/s. Per ottenere la luminosità si utilizza la formula

$$L = F \cdot 4\pi d_L^2 \quad (3.3)$$

dove F è il flusso, che è l'energia emessa per unità di area e tempo, e d_L è la distanza di luminosità, ovvero la distanza definita in base alla magnitudine apparente e a quella assoluta.

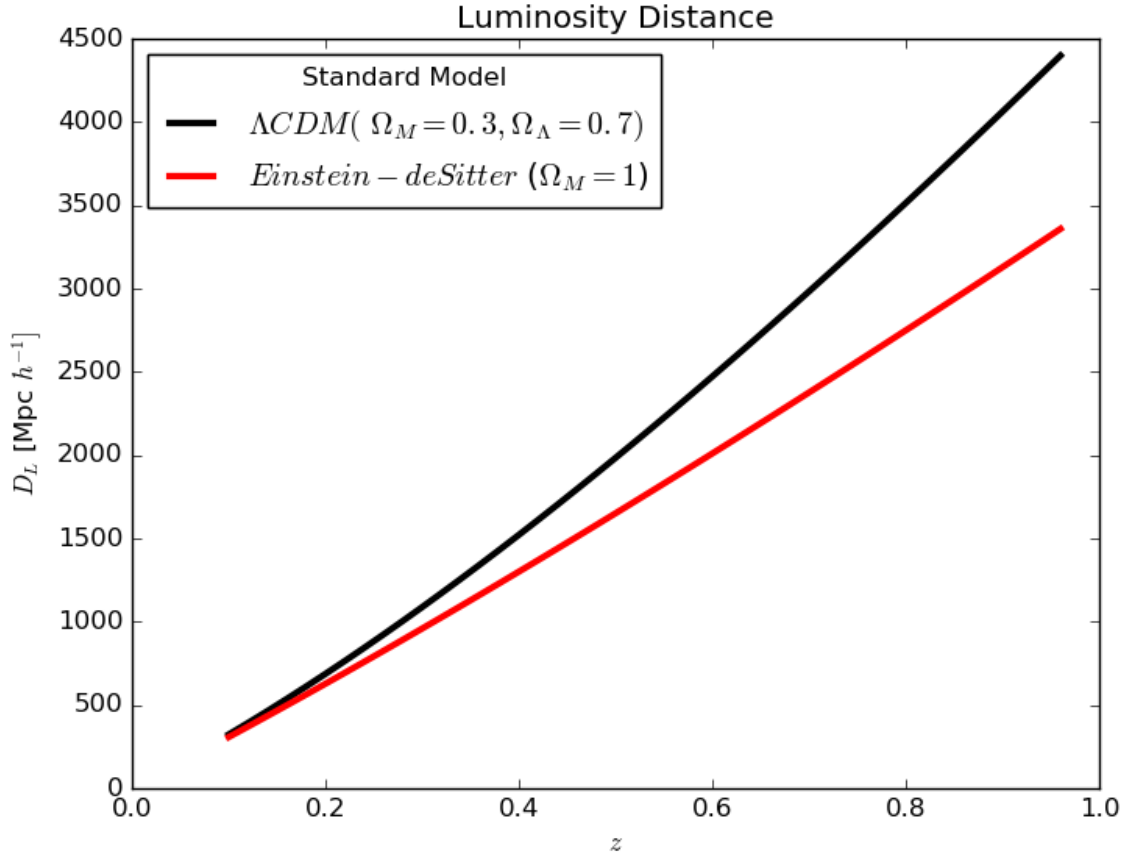
Figura 3.3: Flusso e luminosità



Per trovare il valore della distanza di luminosità sono partito calcolando il redshift z tramite lo spostamento delle righe di emissione usando la formula (3.2); successivamente mi sono avvalso di un calcolatore cosmologico online (<https://www.astro.ucla.edu/wright/-CosmoCalc.html>) che mi ha fornito d_L a partire dal valore trovato di z e da un modello cosmologico scelto.

La ho calcolata per un universo piatto lasciando i valori di default pari a 69.9 km/s/Mpc per la costante di Hubble H_0 , 0.286 per Ω_{matter} e 0.714 per Ω_Λ [10]; questi tre valori sono rispettivamente la velocità con cui si allontanano due punti dello spazio posti a un Mpc di distanza per l'espansione dell'universo, la densità di energia relativa proveniente da materia barionica e materia oscura e infine la densità di energia relativa proveniente da energia oscura.

Figura 3.4: Distanza di luminosità



Mi rimane da trovare quindi il flusso, che ottengo tramite un fit gaussiano della riga $H\alpha$ nello spettro; tuttavia ho così il flusso osservato, diverso da quello intrinseco emesso dalla galassia in quanto attenuato dal fenomeno dell'estinzione. Introduco quindi

$$R_{\alpha\beta} = \frac{F(H\alpha)}{F(H\beta) \cdot 2.85} \quad (3.4)$$

come differenza dello spessore ottico tra le due righe di emissione, ovvero la differenza tra la quantità di radiazione trasmessa dalla polvere.

Avendo studiato il rapporto teorico tra il flusso di $H\alpha$ e di $H\beta$, che è direttamente legato alla presenza di polvere nelle regioni di formazione stellare, è possibile quindi stimare l'attenuazione dovuta all'estinzione confrontandolo con il rapporto osservato [11] [12]. Si può allora trovare il flusso intrinseco tramite la formula

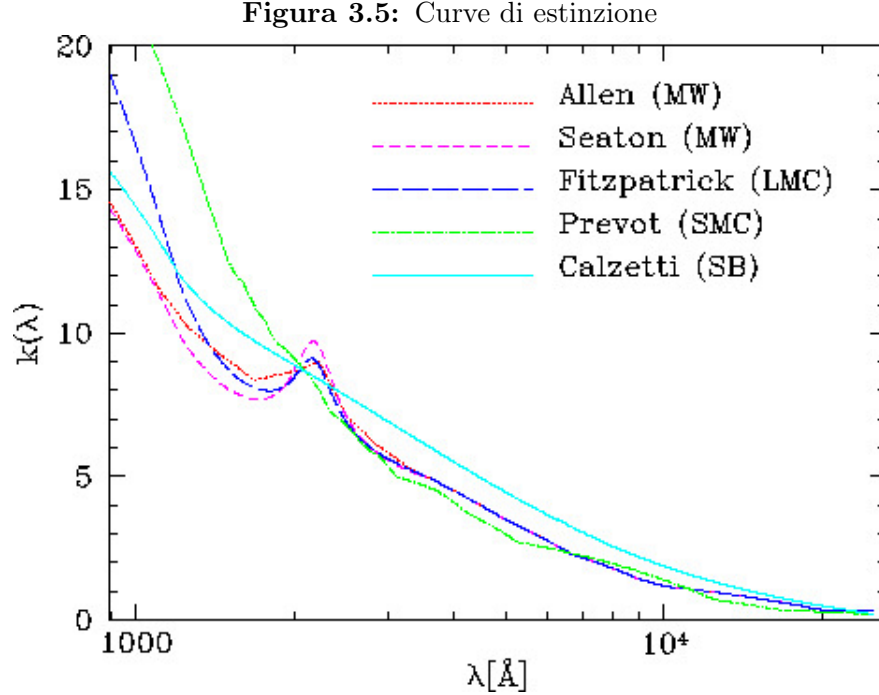
$$F_{intrinseco}(\lambda) = \frac{F_{osservato}(\lambda)}{10^{-0.4E(B-V)\kappa(\lambda)}} \quad (3.5)$$

dove λ è la lunghezza d'onda di $H\alpha$ in questo caso. $\kappa(\lambda)$ è invece una curva di estinzione che dipende dalla natura dei grani di polvere e dalla loro distribuzione e fornisce il rapporto tra l'estinzione e l'eccesso di colore al variare della lunghezza d'onda; si è utilizzato il valore per una curva di Calzetti (Fig. 3.5) che vale

$$\kappa(\lambda) = 2.659 \cdot \left(-1.857 + \frac{1.040}{\lambda}\right) + R'_V \text{ per } 0.63\mu\text{m} < \lambda < 2.20\mu\text{m} \quad (3.6)$$

$$\kappa(\lambda) = 2.659 \cdot \left(-2.156 + \frac{1.509}{\lambda} - \frac{0.198}{\lambda^2} + \frac{0.011}{\lambda^3}\right) + R'_V \text{ per } 0.12\mu\text{m} < \lambda < 0.63\mu\text{m}$$

con $R'_V = (4.88 \pm 0.98)$



Infine $E(B-V)$ è l'eccesso di colore, ovvero $B-V$ osservato a cui sottraiamo $B-V$ intrinseco, con $B-V$ che è la differenza tra la luce nel blu e quella nel visibile.

La polvere presente nel mezzo interstellare ha infatti una dimensione tipica simile alla lunghezza d'onda della luce blu, che quindi subisce uno scattering maggiore rispetto agli altri colori; questo ci permette di collegare questo fenomeno chiamato reddening all'estinzione, in quanto entrambi dipendenti dalla presenza della polvere. Troviamo questo valore tramite

$$E(B - V) = \frac{\log_{10}(R_{\alpha\beta})}{0.4[(\kappa(H\beta) - \kappa(H\alpha))]} \quad (3.7)$$

I parametri principali che ho dovuto quindi estrarre dal nostro campione sono i flussi delle righe $H\alpha$ e $H\beta$, oltre al redshift z . Per ottenerli ho fatto affidamento su due programmi: IRAF e slinefit.

3.3 Programmi utilizzati

3.3.1 IRAF

IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) è un software sviluppato dal National Optical Astronomy Observatories (NOAO) di Tucson, Arizona negli anni '80 per l'analisi generale

di dati astronomici. Nonostante l'età del programma, ora supportato dai ricercatori che lo usano in quanto gli aggiornamenti da parte dell'ente creatore sono stati interrotti nel 2013, rimane comunque funzionale per il nostro scopo.

E' stato infatti sfruttato per operare un'analisi preliminare di alcuni spettri ad alto rapporto segnale-rumore e controllare tramite l'interfaccia grafica la correttezza dei risultati ottenuti, per poi confrontarli con quelli ottenuti dall'altro software e, verificarne la compatibilità, poter quindi automatizzare il processo di analisi avendo una ragionevole sicurezza sulla correttezza dei risultati.

Con IRAF ho quindi effettuato il fit di 8 righe di emissione di 10 degli spettri del campione; queste sono le righe di si è deciso di effettuare i fit:

Tabella 3.1: Righe di emissione analizzate

Riga	Lunghezza d'onda λ (\AA)
H β	4861.3
[OIII]	4958.9
[OIII]	5006.8
[NII]	6548.1
H α	6562.5
[NII]	6583.5
[SII]	6716.4
[SII]	6730.9

Righe di emissione analizzate tramite fit e lunghezza d'onda a cui sono osservabili nel sistema di riferimento a riposo.

IRAF offre varie modalità per effettuare i fit di uno spettro; quelle utilizzate da me sono state due. Il comando più usato è stato il "deblend", che permette di separare righe parzialmente fuse ("blended") per effetto della risoluzione degli spettri, effettuando simultaneamente anche un fit del continuo.

L'altro comando usato è il fit gaussiano semplice in cui ogni riga viene fittata individualmente con un continuo definito dall'utente.

I fit sono stati eseguiti manualmente, avendo la possibilità di aprire i file contenenti i dati degli spettri e operare tramite interfaccia grafica; ho quindi individuato le righe ad occhio e poi indicato al programma i punti estremi per ogni fit e, nel caso ci fossero più profili sovrapposti, la posizione approssimativa di ogni picco.

Come anticipato i fit effettuati sono di tipo gaussiano, inoltre la posizione del centro e la larghezza dei profili sono stati lasciati come parametri liberi ed è stato fittato anche un continuo lineare. Per ogni riga IRAF mi ha fornito i valori di centro, continuo, flusso, larghezza equivalente (*equivalent width*), picco e larghezza a metà altezza (*full width at half maximum*

(*FWHM*). Per trovare il redshift z ho quindi usato la formula (3.2) per calcolarne il valore per ognuna delle 8 righe, poi ho tenuto come risultato la media di questi 8 e associato come errore la deviazione standard.

3.3.2 slinefit

slinefit è invece un software open source sviluppato nel 2012 da Corentin Schreiber specifico per l'analisi spettrografica di SEDs monodimensionali, utile per ottenerne il redshift o misurare proprietà di righe di emissione [13].

In slinefit non si ha un'interfaccia grafica, per cui ho operato dando i comandi dal terminale di Ubuntu. Il comando generale è stato questo:

```
slinefit /home/.../spec_1_SLINEFIT.fits flux_hdu=0 error_hdu=1 z0=0.15 dz=0.10
delta_z=0.01 width_min=50 width_max=200 delta_width=0.5 offset_max=1000
delta_offset=0.5 fit_continuum_template template_dir= /.slinefit/bin/templates
local_continuum_width=8000 mc_errors num_mc=200 ascii save_model verbose
threads=8 lines=[em_hbeta,em_o3_5007, em_halpha, em_n2_6583, em_s2_6717]
outdir= /home/.../output
```

in cui le parti evidenziate indicando, in ordine, la posizione del file da aprire, quella dei template usati per il fit del continuo e la posizione del file di output.

Queste sono le parti del comando che ci interessano maggiormente, di quelle di cui ho cambiato i parametri nelle varie fasi dell'analisi esplicherò i valori usati di volta in volta:

Tabella 3.2: Parametri di slinefit

Comando	Funzione
z0	Valore mediano del range di redshift provati
dz	Valore massimo da cui slinefit si discosta da Z0 per trovare il redshift migliore
delta_z	Passo tra un valore di redshift provato e il successivo
width_min	Valore minimo larghezza riga
width_max	Valore massimo larghezza riga
delta_width	Passo tra un valore di larghezza della riga provata e il successivo
num_mc	Numero simulazioni montecarlo effettuate

Nome dei parametri principali e la loro funzione.

Slinefit opera inizialmente una stima del redshift z tramite la posizione delle righe di emissione indicate nel comando (le stesse usate in IRAF) rispetto a dove dovrebbero trovarsi, analizzando il chi quadrato della probabilità per ogni valore di z contenuto nell'intervallo indicato.

Successivamente effettua il fit delle righe tenendo anch'esso, come IRAF, la larghezza come

parametro libero. Inoltre se gli vengono fornite righe di emissione presenti nel suo database e queste dovessero appartenere a dei doppietti fitta le righe in modo che il rapporto tra il flusso contenuto in esse rispetti i valori teorici assegnati [14], che nel nostro caso sono:

Tabella 3.3: Rapporto tra flusso nei doppietti

Doppietto	Rapporto tra flussi
[OIII] λ 4959Å, λ 5007Å	1:0.3
[NII] λ 6548Å, λ 6583Å	1:0.3
[SII] λ 6716Å, λ 6731Å	0.75:1

Rapporto tra il flusso della riga a lunghezza d'onda maggiore e quella a lunghezza d'onda minore nei doppietti da noi analizzati.

Per quanto riguarda il continuo invece non ne stima uno lineare, ma attinge ad una serie di template di vari tipi di galassie [15], la cui risoluzione spettrale è stata migliorata [16], per fittare il migliore attuando una combinazione lineare di essi.

Infine per associare un errore ai fit si serve del cosiddetto spettro di errore che contiene le informazioni sull'errore associato per ogni singolo pixel.

Slinefit quindi effettua 200 simulazioni montecarlo generando spettri in cui ogni punto è posto in maniera casuale nell'intervallo delimitato dall'errore per quel pixel.

Alla fine poi effettua la media degli spettri per ottenere quello finale e usare la deviazione standard per associare un errore al fit. Per ogni riga slinefit ha fornito il valore del centro nel sistema di riferimento a riposo, oltre che a quelli di centro, flusso, deviazione standard, continuo ed equivalent width e redshift z , tutti con errore associato.

3.4 Confronto IRAF vs. slinefit

Per prima cosa ho quindi passato in rassegna 10 spettri del campione con IRAF osservandoli e fittando le righe scelte. A partire dai dati ottenuti ho poi calcolato il redshift z tramite (3.2) e ricavato la deviazione standard σ della gaussiana tramite

$$FWHM = 2\sqrt{2\ln 2}\sigma \quad (3.8)$$

per poterla graficare insieme allo spettro. Successivamente ho analizzato gli stessi 10 spettri con slinefit usando questi parametri:

Tabella 3.4: Parametri slinefit 10 spettri preliminari

Comando	Valore attribuito
Z0	Valore calcolato manualmente a partire da fit IRAF
dz	0.001
delta_z	0.25
delta_width	0.2

Valore assegnato ai parametri nell'analisi con slinefit del primo campione di 10 spettri per il confronto con IRAF.

Anche qui per poter graficare le gaussiane ho dovuto prima convertire la deviazione standard, fornita in km/s, in angstrom usando

$$\sigma[km/s] = \frac{\sigma[\text{\AA}] \cdot c[km/s]}{\lambda[\text{\AA}]} \quad (3.9)$$

con c velocità della luce e λ centroide della riga di riferimento; inoltre ho dovuto trovare il picco A (ampiezza) tramite

$$A = \frac{F}{\sigma[\text{\AA}] \cdot \sqrt{2\pi}} \quad (3.10)$$

Verificata la compatibilità tra i risultati ottenuti con i due software differenti ho potuto automatizzare il processo utilizzando il solo slinefit per il resto del campione.

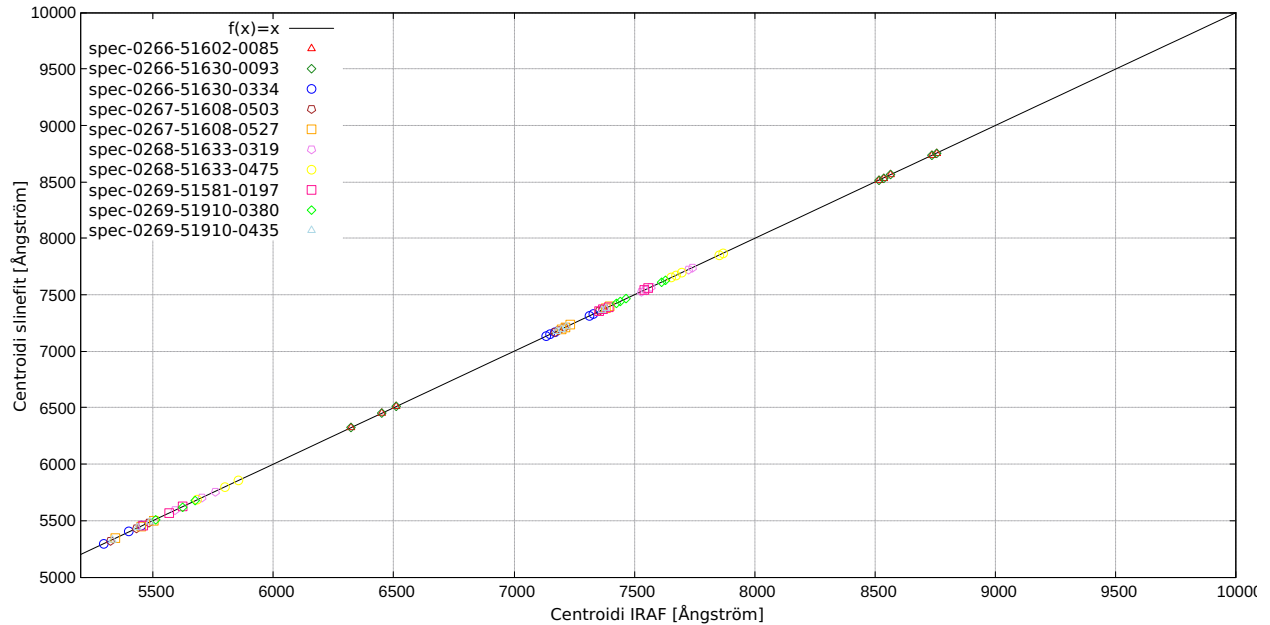
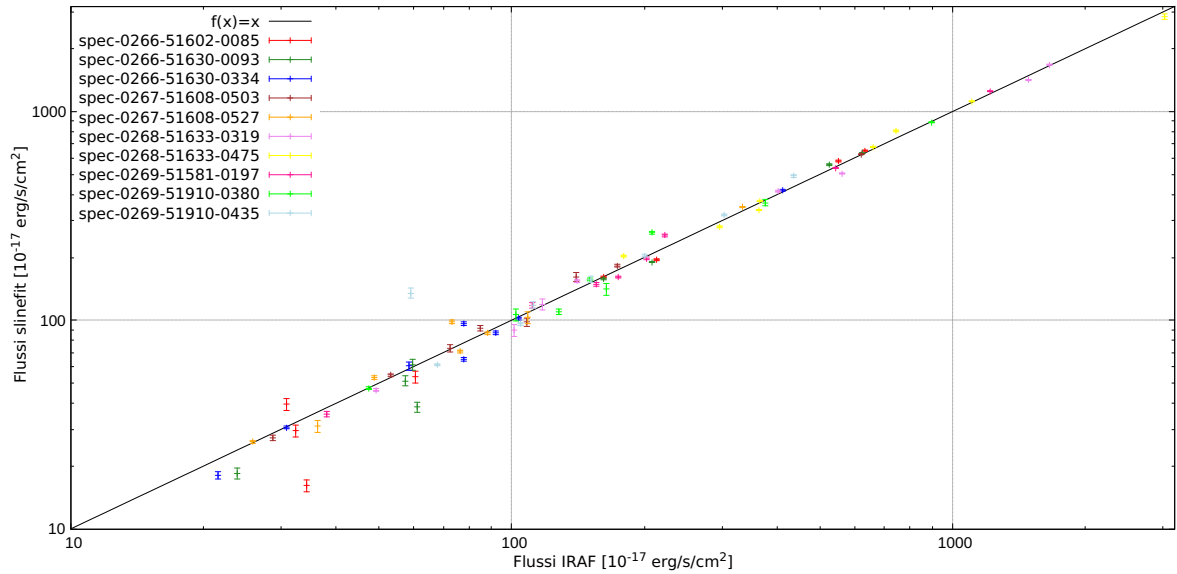
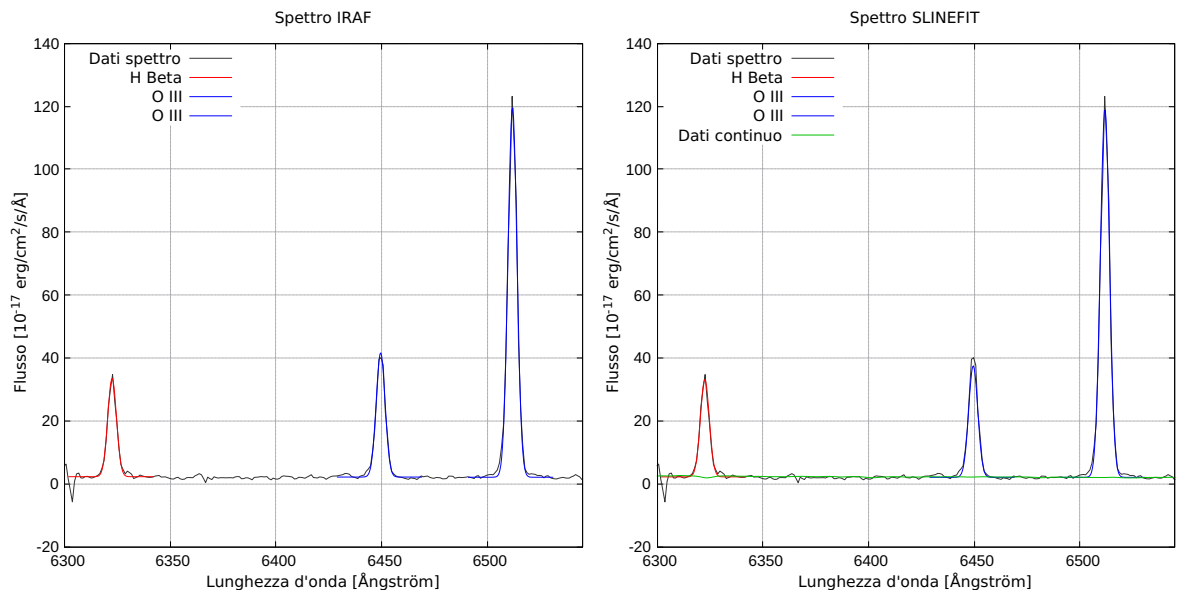
Figura 3.6: Confronto fra i centroidi di riga misurati con IRAF vs slinefit

Figura 3.7: Confronto fra i flussi di riga misurati con IRAF vs slinefit

Questi grafici ci mostrano la relazione tra le misure effettuate dai due software per tutti e dieci gli spettri iniziali. Nel grafico dei centroidi non è presente una barra di errore in quanto sarebbe stata troppo piccola per essere visualizzata, ma si può comunque apprezzare come tutti i punti siano posti in corrispondenza della bisettrice di primo e terzo quadrante, indicando quindi la corrispondenza tra i dati ottenuti nei due casi.

Per quanto concerne il grafico dei flussi, dotato questo di barre di errore per i singoli punti, notiamo invece una dispersione più marcata attorno alla retta; questo risultato era atteso, operando i due programmi in maniera differente, e andrò a discutere adesso delle cause di queste discrepanze per alcuni risultati analizzando alcuni degli spettri per i quali ho sovrapposti i fit effettuati con IRAF e slinefit.

Figura 3.8: Confronto fra gli "output" di IRAF e slinefit per lo spettro 0266-51630-0093

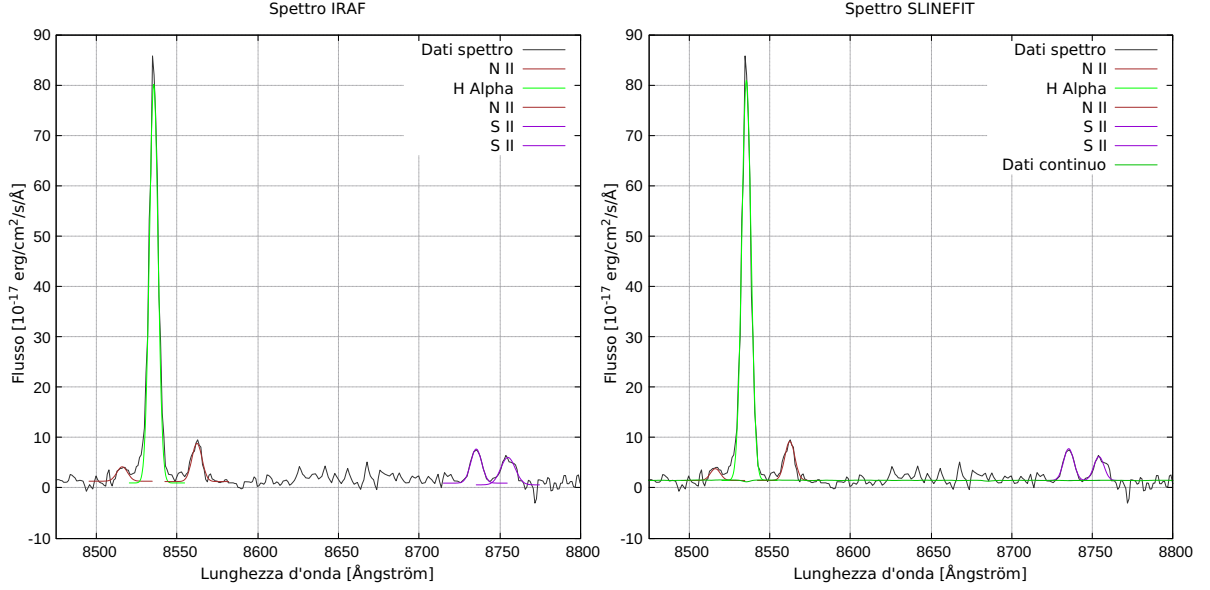


Tabella 3.5: Confronto tra i flussi di riga misurati con IRAF e slinefit per lo spettro 0266-51630-0093

Riga	Flusso IRAF ($10^{-17} \text{ erg/s/cm}^2$)	Flusso slinefit ($10^{-17} \text{ erg/s/cm}^2$)	Differenza assoluta	Rapporto flussi
H β	161.86	157.90	3.97	1.03
[OIII]	208.55	189.86	18.69	1.10
[OIII]	622.89	632.87	9.98	0.98
[NII]	23.83	18.37	5.47	1.30
H α	525.17	557.55	32.37	0.94
[NII]	59.49	61.22	1.73	0.97
[SII]	57.27	51.22	6.05	1.12
[SII]	60.93	38.41	22.51	1.59

Flusso ottenuto dai fit IRAF e slinefit per ogni riga, la differenza assoluta tra i due e il rapporto tra il primo e il secondo.

In questi primi grafici relativi allo spettro 0266-51603-0093 si può osservare come il continuo sia relativamente semplice e non sembrano essere presenti righe di assorbimento in corrispondenza delle zone dove sono stati effettuati i fit. Si nota quindi come i due programmi utilizzati ci forniscano fit simili tra loro ed entrambi seguano abbastanza bene il profilo dello spettro.

Per questo spettro, così come per spec-0266-51602-0085 e spec-0268-51633-0475 si deve però specificare che il flusso di H α e del doppietto [NII] non è stato ricavato tramite il comando *deblend*.

Si può infatti osservare come sia presente una componente allargata in H α (forse dovuta a venti galattici) che, quando si usa il comando *deblend*, ossia il fit simultaneo di tutte le righe, fa sì che la gaussiana del primo [NII] risulti allargata e il centro spostato verso H α per

compensare il flusso in eccesso tra queste due righe; per questo motivo negli spettri in cui è presente questa caratteristica ho eseguito fit gaussiani semplici alle tre righe di emissione indicate singolarmente.

Figura 3.9: Confronto fra gli "output" di IRAF e slinefit per lo spettro 0267-51608-0527

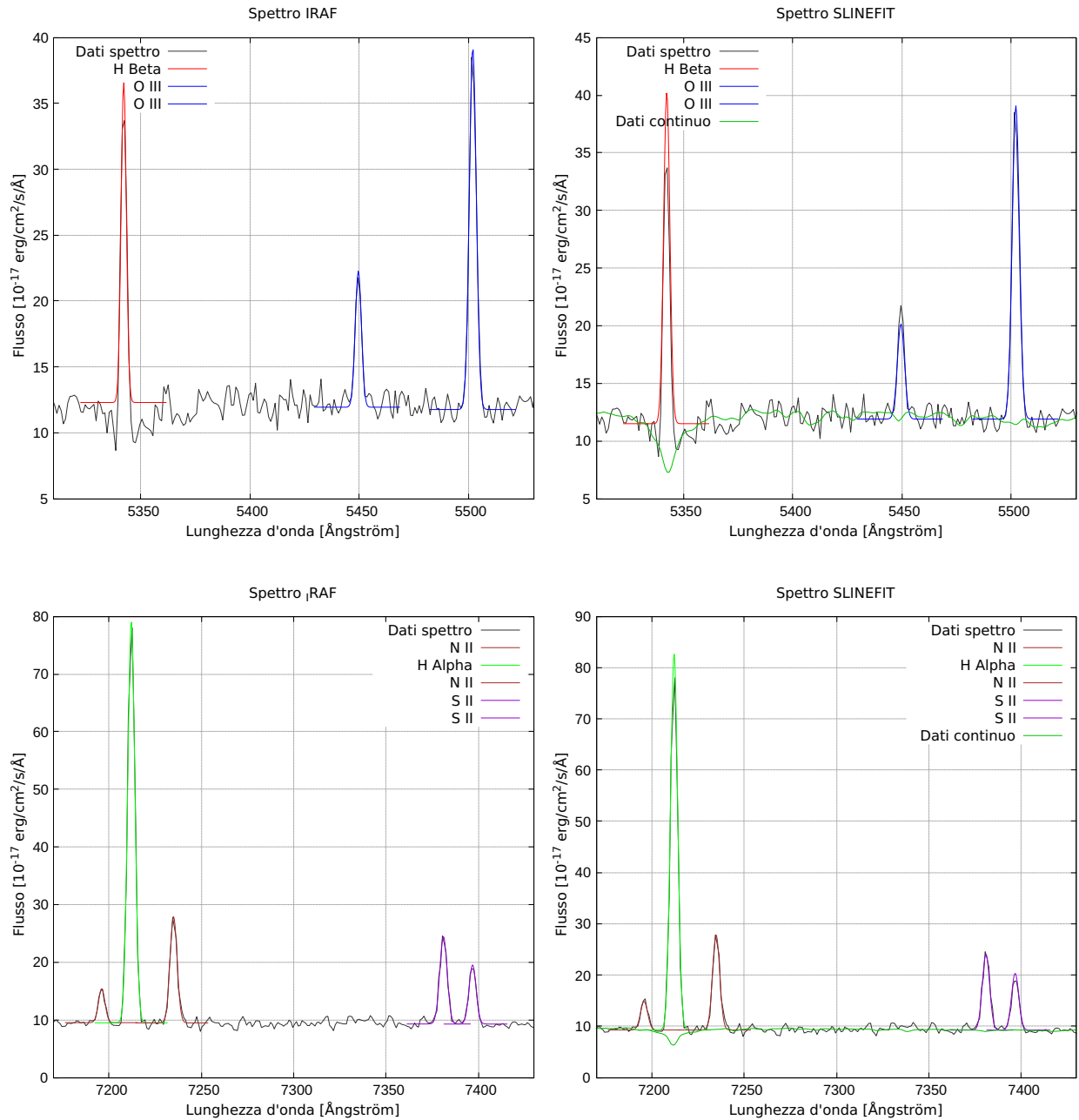


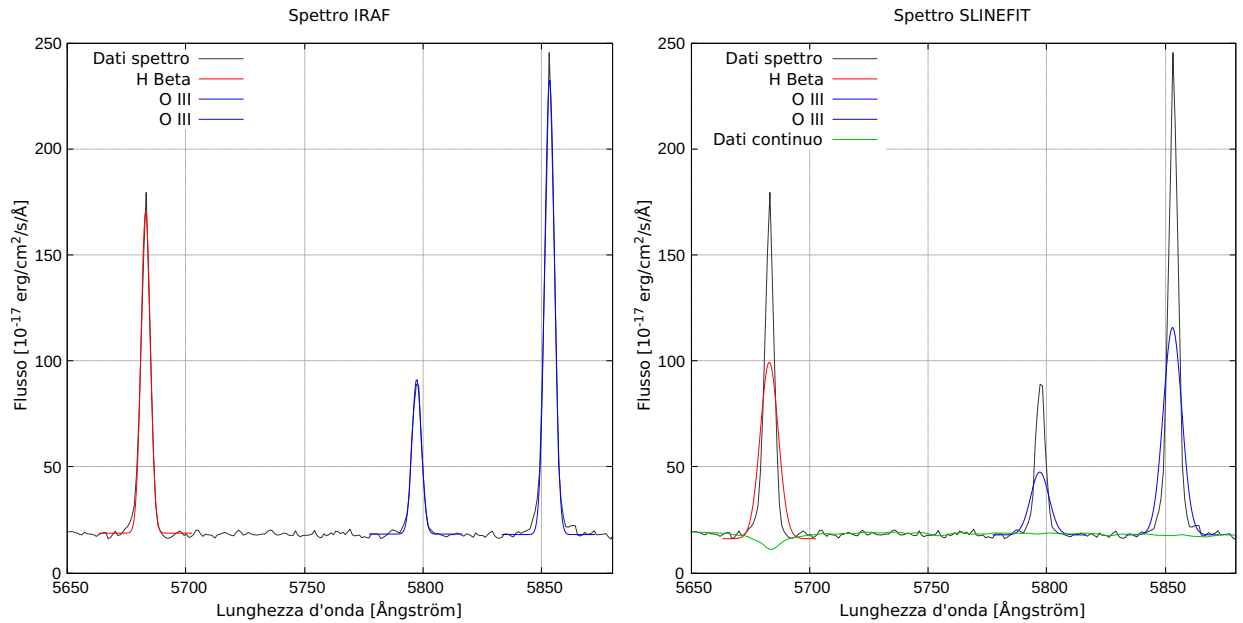
Tabella 3.6: Confronto tra i flussi di riga misurati con IRAF e slinefit per lo spettro 0267-51608-0527

Riga	Flusso IRAF ($10^{-17} \text{ erg/s/cm}^2$)	Flusso slinefit ($10^{-17} \text{ erg/s/cm}^2$)	Differenza assoluta	Rapporto flussi
H β	73.15	98.33	25.17	0.74
[OIII]	36.34	30.99	5.35	1.17
[OIII]	108.96	103.31	5.64	1.05
[NII]	25.86	26.06	0.21	0.99
H α	334.35	349.30	14.95	0.96
[NII]	88.03	86.88	1.15	1.01
[SII]	76.26	70.87	5.38	1.08
[SII]	48.72	53.15	4.44	0.92

Flusso ottenuto dai fit IRAF e slinefit per ogni riga, la differenza assoluta tra i due e il rapporto tra il primo e il secondo.

In questi grafici relativi allo spettro 0267-51608-0527 si può invece andare ad osservare un continuo più variegato con, in particolare, degli assorbimenti in corrispondenza di H α e soprattutto H β .

Questo permette di notare una differenza nell'uso dei due software: infatti slinefit, fittando il continuo con un modello che include gli assorbimenti stellari, stima un picco e un flusso maggiore per la gaussiana di H β (e in parte minore anche per H α) rispetto ad IRAF, andando così a compensare l'assorbimento presente.

Figura 3.10: Confronto fra gli "output" di IRAF e slinefit per lo spettro 0268-51633-0475

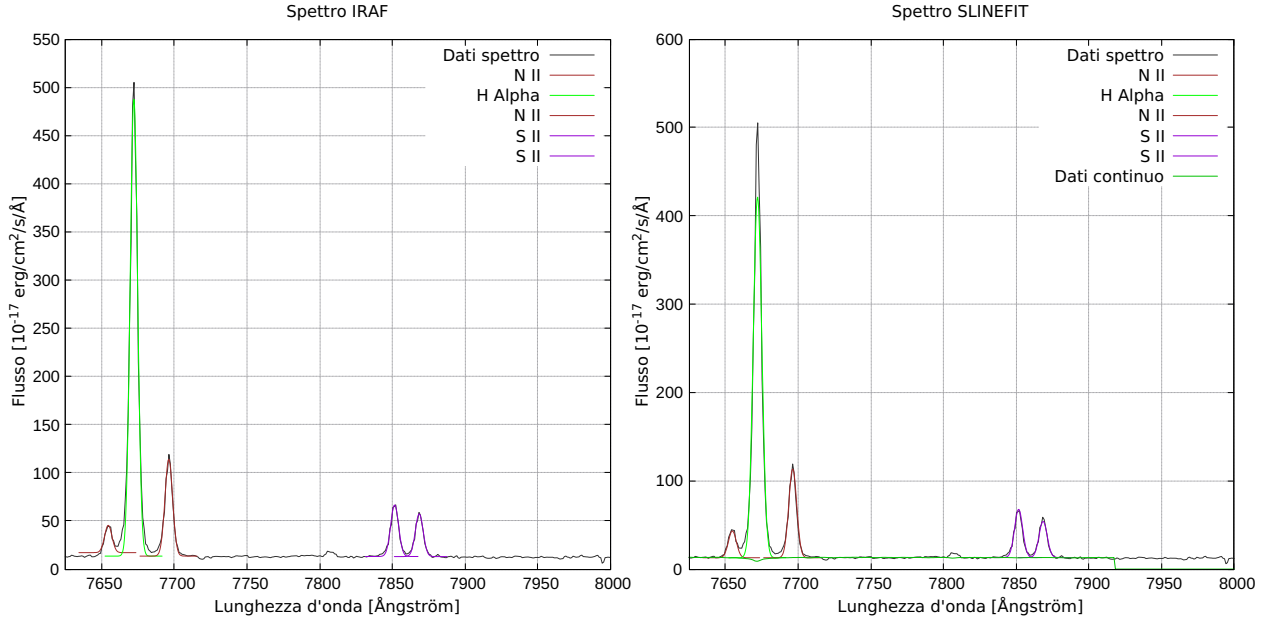


Tabella 3.7: Confronto tra i flussi di riga misurati con IRAF e slinefit per lo spettro 0268-51633-0475

Riga	Flusso IRAF ($10^{-17} \text{ erg/s/cm}^2$)	Flusso slinefit ($10^{-17} \text{ erg/s/cm}^2$)	Differenza assoluta	Rapporto flussi
H β	742.85	811.16	68.30	0.92
[OIII]	363.48	337.33	26.14	1.08
[OIII]	1106.98	1124.44	17.46	0.98
[NII]	179.17	202.75	23.58	0.88
H α	3023.32	2845.57	177.75	1.06
[NII]	660.93	675.85	14.92	0.98
[SII]	365.02	372.85	7.83	0.98
[SII]	296.64	279.63	17.00	1.06

Flusso ottenuto dai fit IRAF e slinefit per ogni riga, la differenza assoluta tra i due e il rapporto tra il primo e il secondo.

In Fig.3.10 si nota come a volte slinefit fatica a stimare una larghezza che si adatti al profilo delle righe nello spettro, tuttavia dai dati si evince come a dispetto di questo fatto il flusso stimato sia invece confrontabile.

Questo fenomeno è dovuto al fatto che slinefit è ottimizzato per la misura del flusso e, per minimizzare il tempo di calcolo, le FWHM sono campionate in una griglia.

Si può quindi utilizzare senza problemi il fit effettuato da slinefit in quanto, anche se graficamente non si sovrappone allo spettro, risulta realistica la stima del flusso, che è la grandezza che si è interessati a ricavare da esso per l'analisi.

Figura 3.11: Confronto fra gli "output" di IRAF e slinefit per lo spettro 0269-51910-0435

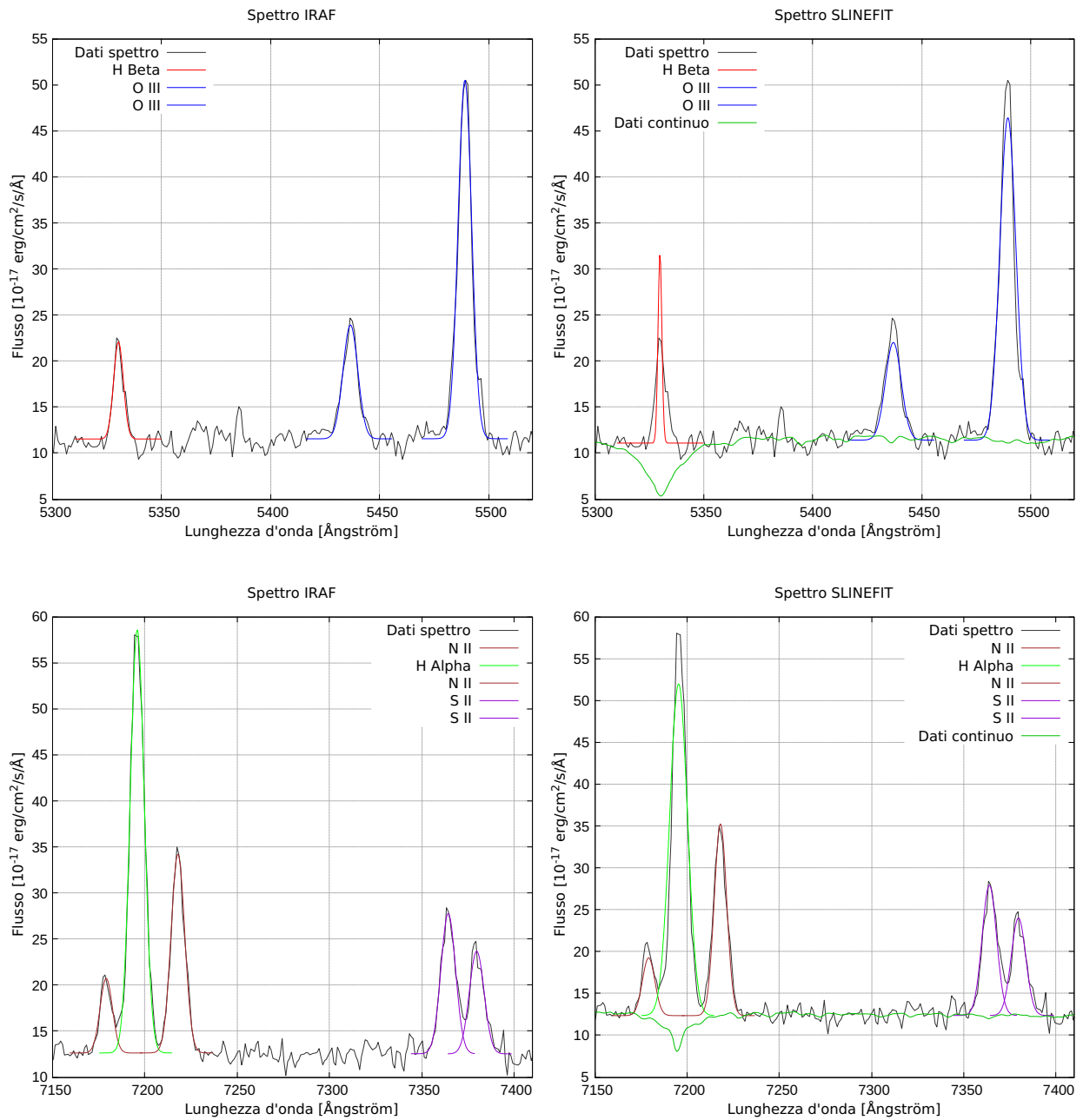


Tabella 3.8: Confronto tra i flussi di riga misurati con IRAF e slinefit per lo spettro 0269-51910-0435

Riga	Flusso IRAF ($10^{-17} \text{erg/s/cm}^2$)	Flusso slinefit ($10^{-17} \text{erg/s/cm}^2$)	Differenza assoluta	Rapporto flussi
H β	59.06	134.58	75.53	0.44
[OIII]	104.85	96.08	8.77	1.09
[OIII]	303.10	320.26	17.16	0.95
[NII]	67.82	61.08	6.74	1.11
H α	436.64	491.39	54.75	0.89
[NII]	200.46	203.59	3.13	0.98
[SII]	151.14	157.29	6.15	0.96
[SII]	111.77	117.97	6.20	0.95

Flusso ottenuto dai fit IRAF e slinefit per ogni riga, la differenza assoluta tra i due e il rapporto tra il primo e il secondo.

Questi ultimi grafici in Fig.3.11 mettono ben in vista gli ultimi due aspetti discussi, ovvero la differenza tra i due programmi dovuta alla stima della larghezza delle righe e al fit effettuato del continuo; in particolare per la riga H β si nota la più grande discrepanza di flusso stimata.

Un'ultima caratteristica osservabile dai dati di tutti questi spettri è che nel caso dei doppietti la differenza percentuale nella stima del flusso da parte di IRAF e slinefit è sempre più grande per la riga con il flusso minore; questo avviene perché, come anticipato, slinefit impone il rapporto teorico che dovrebbe esserci tra i flussi delle righe del doppietto e agisce effettuando prima il fit della riga con flusso maggiore e solo successivamente la seconda, la quale viene corretta per rispettare il rapporto fornito.

Ciò che emerge quindi in definitiva da questa analisi preliminare effettuata tramite i due software diversi è che le stime dei flussi ottenute sono confrontabili tra loro e di conseguenza affidabili; le volte che ritroviamo differenze considerevoli queste sono attribuibili o al modo in cui slinefit effettua il fit dei doppietti tramite il rapporto teorico tra flussi, o al fit del continuo di slinefit che include gli assorbimenti stellari.

3.5 Conclusione dell'analisi del campione tramite slinefit

Una volta verificata quindi la compatibilità dei risultati ottenuti con i due programmi ho potuto proseguire con l'analisi del campione tramite il solo slinefit.

Ho quindi per prima cosa verificato che, sapendo che la riga H α risulta visibile in tutti i nostri spettri e conoscendo il range di lunghezze d'onda osservate, il massimo redshift del campione risulta 0.38 . Così ho sottoposto tutto il campione a una prima analisi priva della

simulazione di montecarlo (per velocizzare il processo) utile a restringere i valori di z per ogni spettro. I parametri utilizzati sono stati

Tabella 3.9: Parametri di slinefit primo passaggio analisi finale

Comando	Valore attribuito
Z0	0.19
dz	0.19
delta_z	1
delta_width	0.2

Indica quale valore è stato assegnato ai parametri nell'analisi con slinefit utile ad avere una prima stima del redshift z per ogni spettro.

Successivamente ho risottoposto il campione all'analisi, completa della simulazione di montecarlo, usando come parametri

Tabella 3.10: Parametri di slinefit analisi finale

Comando	Valore attribuito
Z0	Valore stimato con la prima analisi di slinefit
dz	0.005
delta_z	0.25
delta_width	0.2

Indica quale valore è stato assegnato ai parametri nell'analisi con slinefit utile ad avere una prima stima del redshift z per ogni spettro.

Completato questo passaggio sono entrato in possesso di tutti i dati necessari per ricavare, usando le formule espote in questo capitolo, lo SFR per il nostro campione completo di galassie locali.

Capitolo 4

Risultati

4.1 Valori di SFR

Una volta confrontati i fit ottenuti dai due programmi e verificata la possibilità di automatizzare il processo affidandosi a slinefit ho effettuato l'analisi finale dell'intero campione usando come metodo e parametri quelli indicati nel capitolo precedente per poter ottenere le stime definitive dei flussi di $H\alpha$ e $H\beta$.

Poi ho operato in ordine calcolando gli $E(B-V)$ tramite (3.7), usati poi nella (3.5) per ottenere i flussi intrinseci; per questi calcoli sono stati usati come valori

$$\kappa(H\alpha) = 3.325$$

$$\kappa(H\beta) = 4.598$$

$$\kappa(H\beta) - \kappa(H\alpha) = 1.273$$

che, come precedentemente detto, sono stati presi da una curva di estinzione di Calzetti. Dai flussi si è successivamente passati alle luminosità usando (3.3) per infine ricavare gli SFR tramite (3.1).

A questa misura finale naturalmente ho dovuto associare un errore; per farlo ho propagato gli errori sui flussi di $H\alpha$ e $H\beta$, trascurando l'errore sul redshift z , che risulta trascurabile rispetto a quelli sui flussi. La formula usata per la propagazione degli errori è stata:

$$\Delta SFR = \sqrt{\left(\frac{\partial SFR}{\partial F(H\alpha)} \cdot \Delta F(H\alpha)\right)^2 + \left(\frac{\partial SFR}{\partial F(H\beta)} \cdot \Delta F(H\beta)\right)^2} \quad (4.1)$$

in cui le formule delle due derivate parziali sono

$$\frac{\partial SFR}{\partial F(H\beta)} = 7.9 \cdot 10^{-42} \cdot 4\pi d_L^2 \cdot -0.17 \cdot \left(\frac{F_{osservato}(H\alpha)}{F_{osservato}(H\beta)}\right)^{3.61} \quad (4.2)$$

per la derivata rispetto al flusso di $H\alpha$ e

$$\frac{\partial SFR}{\partial F(H\alpha)} = 7.9 \cdot 10^{-42} \cdot 4\pi d_L^2 \cdot 0.23 \cdot \left(\frac{F_{osservato}(H\alpha)}{F_{osservato}(H\beta)} \right)^{2.61} \quad (4.3)$$

per la derivata rispetto al flusso di $H\beta$.

Qui sotto riporto prima la tabella contenete i valori trovati del flusso osservato di $H\alpha$ e $H\beta$ con i rispettivi errori e successivamente la tabella che riporta i risultati finali, ovvero gli SFR calcolati, anch'essi con errore associato.

Nella seconda tabella si trovano anche indicate le masse, prese dal database della SDSS, per le rispettive galassie; sono stati usati come valore di riferimento il 50th percentile della funzione di distribuzione della probabilità per il logaritmo in base 10 della massa stellare (in masse solari) e gli ho associato come errore il semi-intervallo 84th-16th .

Tabella 4.1: Flussi analisi finale

File	Flusso H α ($10^{-17} \text{egr/s/cm}^2$)	$\Delta\text{H}\alpha$	Flusso H β ($10^{-17} \text{egr/s/cm}^2$)	$\Delta\text{H}\beta$
spec-0266-51602-0085	578.97	5.92	161.01	2.30
spec-0266-51630-0093	557.55	4.48	157.90	1.88
spec-0266-51630-0334	420.16	3.08	96.39	2.22
spec-0267-51608-0503	625.06	4.10	161.37	8.24
spec-0267-51608-0527	349.30	2.65	98.33	1.99
spec-0268-51633-0319	1417.90	6.34	416.05	3.88
spec-0268-51633-0475	2845.57	77.34	811.16	6.90
spec-0269-51581-0197	1251.67	7.72	255.85	4.00
spec-0269-51910-0380	888.53	6.00	262.81	3.69
spec-0269-51910-0435	491.39	5.56	134.58	7.79
spec-0266-51602-0367	636.79	5.10	130.93	3.13
spec-0274-51913-0578	220.59	3.02	56.85	2.73
spec-0278-51900-0445	283.60	7.86	86.24	12.77
spec-0279-51608-0454	1029.99	15.34	348.18	84.72
spec-0279-51984-0638	807.01	35.55	209.64	12.69
spec-0280-51612-0440	1428.83	8.83	449.17	13.05
spec-0280-51612-0527	374.53	5.08	88.77	1.80
spec-0282-51630-0491	358.71	6.08	98.64	2.62
spec-0284-51662-0129	773.06	6.32	308.34	37.38
spec-0284-51943-0125	879.56	7.04	284.58	32.47
spec-0289-51990-0348	595.83	5.61	191.04	18.50
spec-0290-51941-0151	892.89	6.01	301.49	32.06
spec-0292-51609-0420	592.19	4.35	125.79	2.47
spec-0294-51986-0441	502.21	4.84	150.04	11.93
spec-0295-51985-0061	377.61	3.03	102.23	3.34
spec-0362-51999-0552	424.03	4.02	107.40	3.40
spec-0363-51989-0367	971.97	6.14	330.92	13.37
spec-0371-52078-0521	569.28	6.66	155.14	9.39
spec-0372-52173-0178	143.02	3.72	45.63	2.10
spec-0387-51791-0003	300.51	5.29	73.97	5.87
spec-0390-51816-0509	305.58	6.89	100.31	4.17
spec-0390-51816-0559	541.17	4.66	171.17	11.25
spec-0390-51900-0213	159.93	1.58	41.56	1.43
spec-0390-51900-0463	584.98	2.53	162.69	1.64
spec-0390-51900-0511	284.27	2.52	79.88	9.00
spec-0390-51900-0518	170.97	2.80	45.18	2.04
spec-0390-51900-0555	536.63	2.75	151.95	8.26
spec-0390-51900-0557	723.12	2.67	195.17	4.09

File	Flusso H α ($10^{-17} \text{egr/s/cm}^2$)	$\Delta\text{H}\alpha$	Flusso H β ($10^{-17} \text{egr/s/cm}^2$)	$\Delta\text{H}\beta$
spec-0391-51782-0416	262.44	11.82	94.96	4.53
spec-0394-51876-0583	460.12	5.53	110.97	20.73
spec-0394-51913-0478	576.80	4.54	173.38	6.79
spec-0395-51783-0362	806.59	9.34	276.15	77.93
spec-0395-51783-0622	416.34	5.89	108.26	3.90
spec-0396-51816-0222	670.39	5.81	165.78	4.33
spec-0396-51816-0602	702.86	9.83	175.28	42.60
spec-0397-51794-0261	291.71	4.77	101.97	7.16
spec-0399-51817-0120	513.35	4.35	115.72	2.87
spec-0400-51820-0491	891.50	5.60	228.97	16.27
spec-0401-51788-0078	686.61	5.46	167.01	3.71
spec-0401-51788-0258	464.38	5.52	102.98	4.53
spec-0403-51871-0410	354.44	4.68	87.27	2.71
spec-0404-51812-0412	241.83	3.30	66.86	7.03
spec-0404-51877-0418	286.58	3.36	74.10	4.58
spec-0405-51816-0046	256.10	3.35	91.51	10.76
spec-0405-51816-0562	268.03	6.16	43.70	12.91
spec-0406-51817-0108	510.82	4.25	140.92	3.45
spec-0406-51869-0109	447.19	4.09	126.99	3.08
spec-0406-51900-0109	462.66	3.69	128.56	2.36
spec-0406-51900-0257	254.73	3.30	93.38	8.54
spec-0412-52235-0037	394.37	3.61	105.31	3.28
spec-0412-52250-0037	395.05	5.28	95.80	2.66 4
spec-0412-52254-0039	396.93	4.19	101.55	2.44
spec-0412-52258-0034	425.97	4.22	101.08	2.05
spec-0493-51957-0051	309.73	3.12	90.53	2.99
spec-0494-51915-0024	389.51	2.78	102.66	2.61
spec-0599-52317-0567	341.25	5.70	106.90	7.95
spec-0624-52377-0457	404.80	3.13	97.36	1.76
spec-0654-52146-0327	1014.08	6.88	263.20	4.15
spec-0654-52146-0337	1110.32	6.82	297.24	7.30
spec-0806-52592-0320	129.37	3.18	33.45	1.89
spec-0806-52592-0321	121.63	2.92	30.91	1.67
spec-0806-52592-0346	141.87	2.15	51.32	2.04
spec-0806-52592-0354	192.90	1.67	47.90	7.25
spec-0806-52592-0485	646.49	3.19	184.61	1.79
spec-0806-52592-0501	488.03	2.76	128.04	2.58
spec-0806-52592-0521	621.34	3.98	165.73	2.64
spec-0806-52592-0522	137.99	2.52	46.50	5.36

File	Flusso H α ($10^{-17} \text{egr/s/cm}^2$)	$\Delta\text{H}\alpha$	Flusso H β ($10^{-17} \text{egr/s/cm}^2$)	$\Delta\text{H}\beta$
spec-0993-52710-0264	286.02	2.80	76.55	3.15
spec-0994-52725-0074	404.61	5.79	97.80	8.67
spec-1021-52460-0433	88.89	1.15	25.42	1.46
spec-1021-52460-0435	107.10	1.95	34.38	1.64
spec-1021-52460-0462	177.96	1.57	53.08	1.35
spec-1021-52460-0469	105.80	1.95	25.23	1.13
spec-1025-53239-0236	284.21	1.68	75.53	2.43
spec-1025-53239-0274	213.43	1.51	59.95	1.91
spec-1025-53239-0313	240.79	1.93	67.96	2.51
spec-1025-53239-0315	433.16	2.67	117.75	14.39
spec-1338-52765-0014	473.15	3.93	128.78	5.07
spec-1338-52765-0298	521.41	4.83	134.12	5.22
spec-1485-52992-0473	421.94	4.42	112.21	3.41
spec-1485-52992-0566	181.99	4.18	50.68	2.39
spec-1485-52992-0571	270.65	3.89	74.77	2.24
spec-1487-52964-0002	654.97	4.94	149.89	15.96
spec-1487-52964-0051	188.17	2.82	49.65	2.33
spec-1487-52964-0090	282.35	2.20	87.60	2.78
spec-1487-52964-0254	308.54	2.19	104.49	2.10
spec-1558-53271-0561	143.86	2.77	43.35	1.57
spec-2578-54093-0470	165.41	1.97	45.87	2.58
spec-2602-54149-0279	825.77	6.46	199.38	3.42
spec-2602-54149-0309	231.34	5.00	77.05	3.93

Sono riportati il flusso di H α e H β con i rispettivi errori ricavati dall'analisi di slinefit.

Tabella 4.2: Risultati finali

File	Massa ($\log(M_{sun})$)	Δ Massa	SFR ($M_{sun}/anno$)	Δ SFR	Δ SFR percentuale
spec-0266-51602-0085	9.11	0.09	24.77	1.30	5.2
spec-0266-51630-0093	9.11	0.09	22.74	0.97	4.3
spec-0266-51630-0334	9.30	0.12	2.03	0.13	6.6
spec-0267-51608-0503	9.52	0.19	2.54	0.34	13.5
spec-0267-51608-0527	9.42	0.09	1.23	0.07	6.0
spec-0268-51633-0319	9.37	0.12	11.02	0.32	2.9
spec-0268-51633-0475	10.00	0.20	31.06	3.13	10.1
spec-0269-51581-0197	9.59	0.08	16.26	0.76	4.7
spec-0269-51910-0380	10.04	0.10	5.26	0.23	4.4
spec-0269-51910-0435	10.52	0.09	1.76	0.28	15.7
spec-0266-51602-0367	10.42	0.10	10.07	0.69	6.9
spec-0274-51913-0578	10.71	0.22	5.36	0.72	13.5
spec-0278-51900-0445	10.33	0.11	4.39	1.75	40.0
spec-0279-51608-0454	9.71	0.23	11.09	7.07	63.8
spec-0279-51984-0638	10.68	0.09	17.39	3.90	22.4
spec-0280-51612-0440	9.66	0.22	23.94	1.89	7.9
spec-0280-51612-0527	10.12	0.12	12.79	0.92	7.2
spec-0282-51630-0491	8.89	0.10	9.54	0.88	9.3
spec-0284-51662-0129	10.17	0.08	6.77	2.15	31.8
spec-0284-51943-0125	10.17	0.09	13.29	3.98	29.9
spec-0289-51990-0348	10.09	0.21	11.28	2.88	25.5
spec-0290-51941-0151	9.43	0.09	11.74	3.27	27.9
spec-0292-51609-0420	10.38	0.20	29.17	1.69	5.8
spec-0294-51986-0441	9.91	0.18	9.19	1.94	21.1
spec-0295-51985-0061	9.99	0.12	7.27	0.66	9.0
spec-0362-51999-0552	10.04	0.12	9.57	0.86	9.0
spec-0363-51989-0367	9.44	0.19	13.42	1.45	10.8
spec-0371-52078-0521	10.46	0.16	14.67	2.40	16.4
spec-0372-52173-0178	9.16	0.17	2.28	0.35	15.3
spec-0387-51791-0003	10.13	0.22	10.89	2.36	21.7
spec-0390-51816-0509	10.15	0.10	0.87	0.12	13.6
spec-0390-51816-0559	9.68	0.12	2.40	0.42	17.4
spec-0390-51900-0213	9.54	0.10	0.84	0.08	9.7
spec-0390-51900-0463	9.28	0.18	2.53	0.08	3.1
spec-0390-51900-0511	10.15	0.10	1.22	0.36	29.6
spec-0390-51900-0518	9.94	0.11	1.13	0.15	13.2
spec-0390-51900-0555	9.68	0.12	3.17	0.45	14.3
spec-0390-51900-0557	9.29	0.11	5.01	0.28	5.6

File	Massa ($\log(M_{sun})$)	Δ Massa	SFR ($M_{sun}/anno$)	Δ SFR	Δ SFR percentuale
spec-0391-51782-0416	10.30	0.12	2.82	0.58	20.5
spec-0394-51876-0583	10.44	0.19	13.45	6.59	49.0
spec-0394-51913-0478	10.38	0.16	9.12	0.97	10.6
spec-0395-51783-0362	9.64	0.12	9.68	7.14	73.8
spec-0395-51783-0622	9.88	0.16	9.28	0.99	10.7
spec-0396-51816-0222	10.00	0.19	16.53	1.24	7.5
spec-0396-51816-0602	10.42	0.14	15.93	10.14	63.7
spec-0397-51794-0261	10.22	0.10	3.03	0.58	19.3
spec-0399-51817-0120	10.12	0.15	16.62	1.19	7.2
spec-0400-51820-0491	10.06	0.18	22.88	4.28	18.7
spec-0401-51788-0078	9.95	0.21	19.65	1.27	6.5
spec-0401-51788-0258	10.32	0.18	22.11	2.71	12.3
spec-0403-51871-0410	9.66	0.17	9.90	0.93	9.4
spec-0404-51812-0412	9.96	0.18	4.38	1.22	27.9
spec-0404-51877-0418	9.96	0.18	6.18	1.03	16.7
spec-0405-51816-0046	10.05	0.10	2.52	0.78	31.1
spec-0405-51816-0562	9.89	0.11	21.48	16.68	77.6
spec-0406-51817-0108	9.92	0.08	12.92	0.91	7.1
spec-0406-51869-0109	9.92	0.08	10.49	0.75	7.2
spec-0406-51900-0109	9.92	0.08	11.48	0.64	5.6
spec-0406-51900-0257	9.88	0.10	2.16	0.53	24.4
spec-0412-52235-0037	10.18	0.15	11.75	1.03	8.8
spec-0412-52250-0037	10.18	0.15	15.13	1.32	8.7
spec-0412-52254-0039	10.18	0.15	13.22	0.97	7.4
spec-0412-52258-0034	10.18	0.15	17.27	1.11	6.4
spec-0493-51957-0051	9.33	0.14	1.59	0.15	9.4
spec-0494-51915-0024	9.91	0.23	9.18	0.65	7.1
spec-0599-52317-0567	9.85	0.10	1.03	0.21	20.3
spec-0624-52377-0457	10.01	0.10	2.45	0.13	5.5
spec-0654-52146-0327	10.22	0.10	8.30	0.40	4.8
spec-0654-52146-0337	9.44	0.18	5.10	0.35	6.8
spec-0806-52592-0320	9.50	0.12	0.69	0.12	17.2
spec-0806-52592-0321	9.56	0.11	1.26	0.21	16.5
spec-0806-52592-0346	9.65	0.11	0.56	0.07	11.7
spec-0806-52592-0354	9.46	0.12	1.68	0.67	39.6
spec-0806-52592-0485	9.45	0.21	4.19	0.13	3.1
spec-0806-52592-0501	9.58	0.20	3.65	0.21	5.7
spec-0806-52592-0521	9.70	0.18	5.15	0.24	4.8
spec-0806-52592-0522	9.73	0.10	0.54	0.17	30.8

File	Massa ($\log(M_{sun})$)	Δ Massa	SFR ($M_{sun}/anno$)	Δ SFR	Δ SFR percentuale
spec-0993-52710-0264	9.66	0.09	2.27	0.26	11.3
spec-0994-52725-0074	9.61	0.11	2.40	0.57	23.7
spec-1021-52460-0433	9.08	0.11	0.32	0.05	15.8
spec-1021-52460-0435	9.21	0.10	0.30	0.04	14.1
spec-1021-52460-0462	9.15	0.14	0.86	0.06	7.4
spec-1021-52460-0469	9.43	0.11	1.02	0.14	13.5
spec-1025-53239-0236	9.47	0.12	2.69	0.23	8.7
spec-1025-53239-0274	9.51	0.16	1.68	0.15	8.7
spec-1025-53239-0313	9.05	0.12	1.37	0.14	10.1
spec-1025-53239-0315	9.84	0.10	3.74	1.20	32.0
spec-1338-52765-0014	10.10	0.09	3.60	0.39	10.7
spec-1338-52765-0298	9.52	0.09	2.65	0.28	10.7
spec-1485-52992-0473	9.17	0.10	1.94	0.17	8.8
spec-1485-52992-0566	9.33	0.10	0.81	0.12	14.8
spec-1485-52992-0571	9.14	0.08	1.48	0.14	9.4
spec-1487-52964-0002	10.24	0.10	7.61	2.13	27.9
spec-1487-52964-0051	9.53	0.11	1.52	0.20	13.4
spec-1487-52964-0090	9.86	0.20	1.47	0.13	8.8
spec-1487-52964-0254	8.85	0.12	1.26	0.07	5.8
spec-1558-53271-0561	9.07	0.11	0.63	0.07	11.7
spec-2578-54093-0470	9.40	0.28	0.65	0.10	15.3
spec-2602-54149-0279	9.89	0.12	5.42	0.29	5.3
spec-2602-54149-0309	9.99	0.09	0.62	0.10	15.5

Indica la massa e lo SFR di ogni galassia analizzata con i propri errori associati.

4.2 Confronto massa-SFR

Siccome ho a disposizione i valori delle masse per le galassie del nostro campione ho infine deciso di verificare la verosimiglianza dei valori di SFR trovati osservando quanto le galassie seguissero la main sequence se disposte in un grafico massa-SFR.

La sequenza principale (main sequence) risulta essere una sequenza empirica che si è osservata ponendo le galassie di tutte le età su un diagramma massa-SFR.

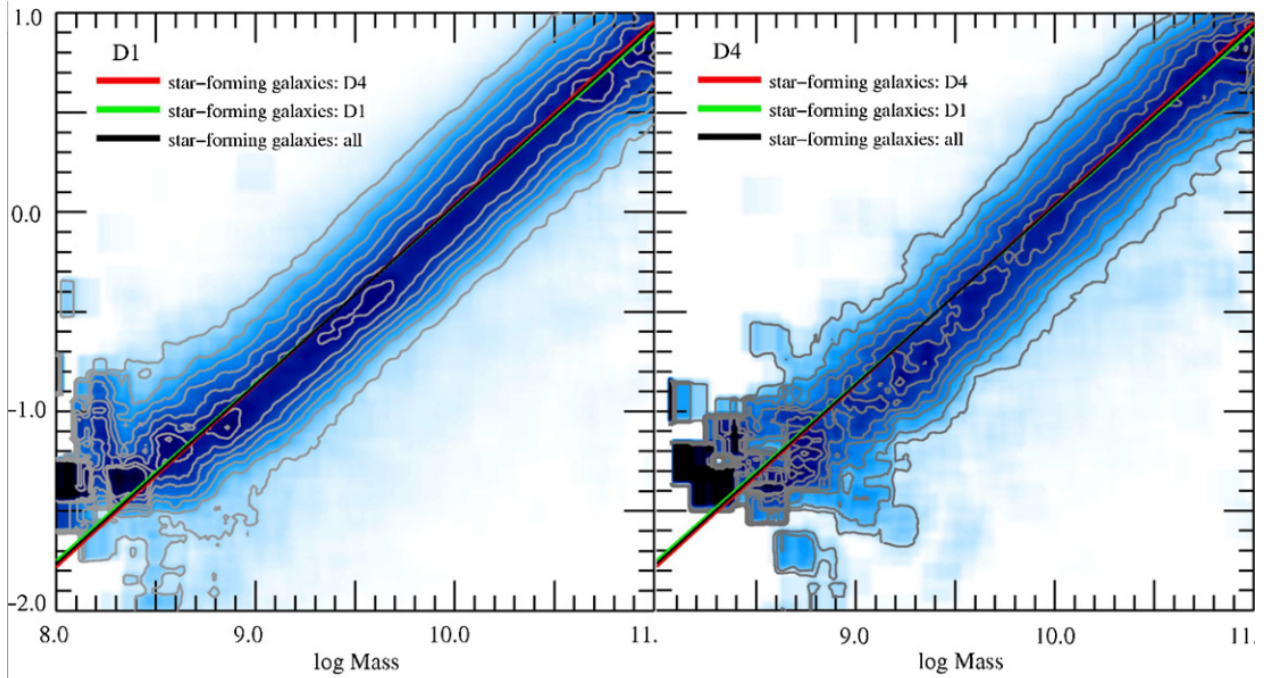
Questo ci ha permesso di capire come la massa stellare delle galassie sia legata a varie delle loro caratteristiche fisiche e, in particolare, il diagramma massa-SFR risulta utile nella classificazione delle galassie.

Al di sopra della main sequence si trovano poi le galassie cosiddette "starburst", caratterizzate appunto da valori molto altri di SFR rispetto alla massa, mentre sotto la main sequence si trovano galassie "passive", che stanno esaurendo la loro attività di formazione stellare.

Ho così ricavato la relazione tra queste due grandezze dalla seguente figura presente in [17], trovandola essere:

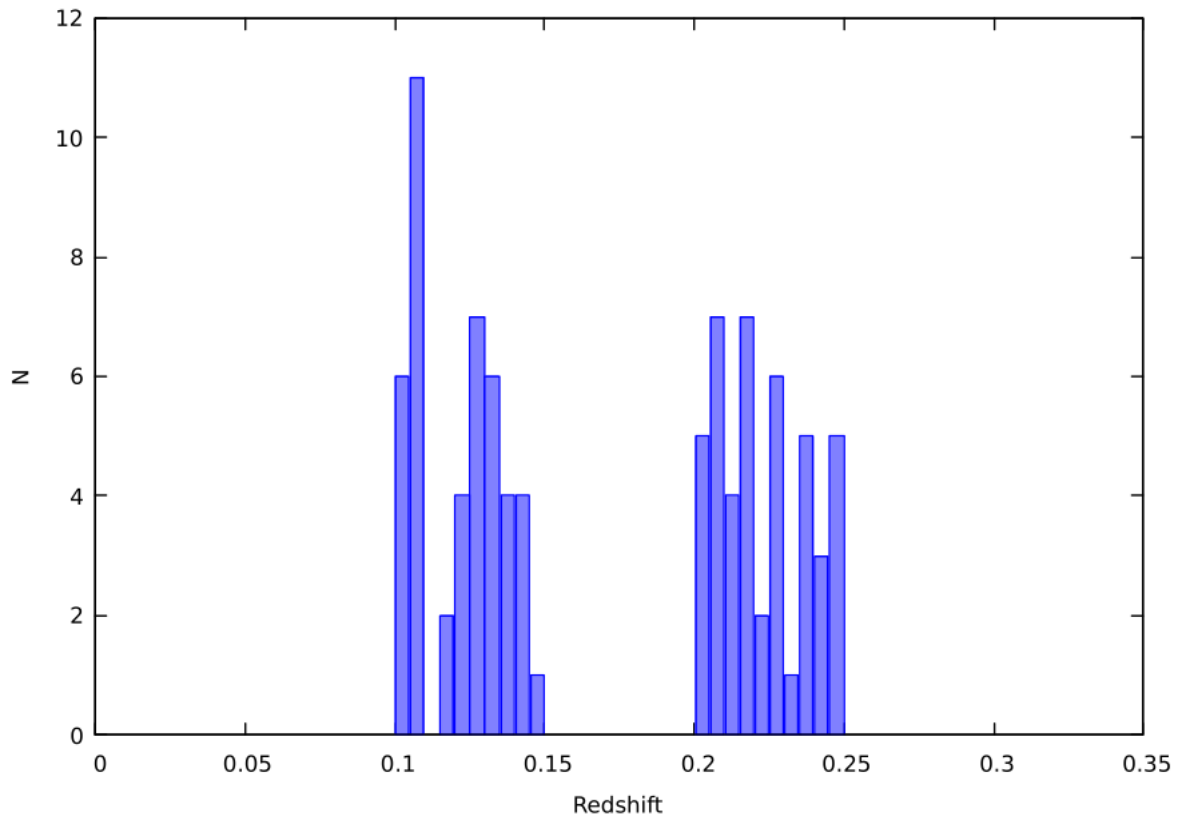
$$\log(SFR) = 0.9 \cdot \log(massa) - 8.95 \quad (4.4)$$

Figura 4.1: Relazione massa-SFR Peng

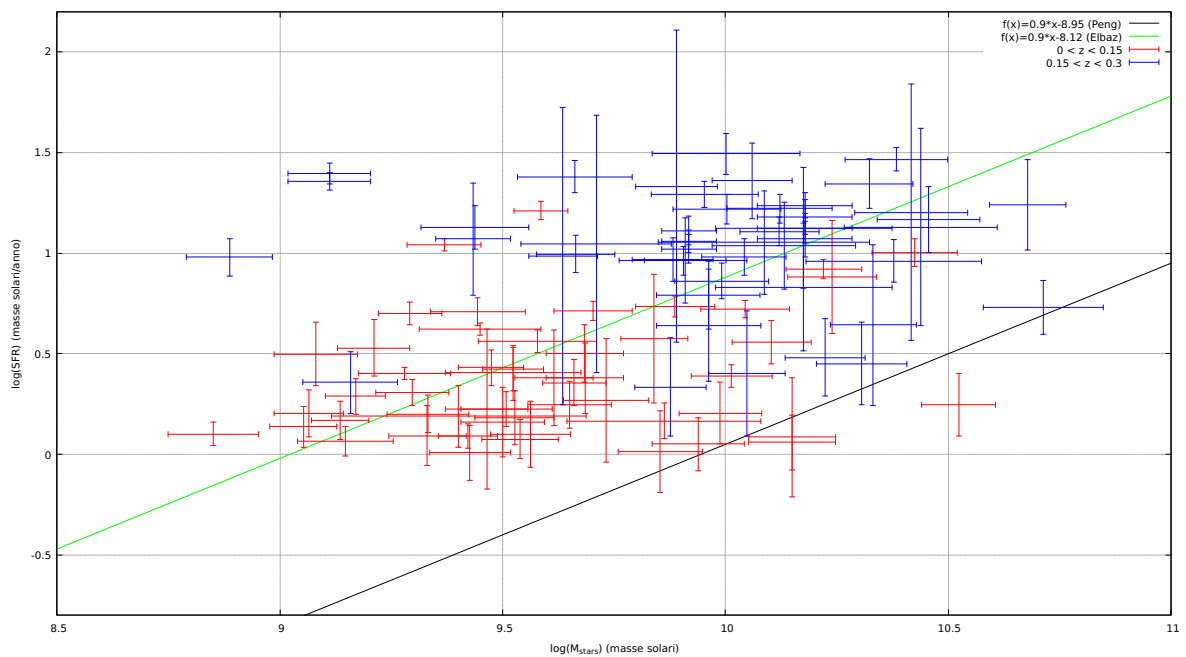


Relazione tra SFR e massa stellare per galassie osservate da SDSS con $z < 0.2$

Ho quindi osservato la distribuzione delle galassie del nostro campione dividendole però in due gruppi separati in base al loro redshift z , in quanto si è verificato come circa metà di esse avesse $z < 0.16$ e l'altra metà $z > 0.19$.

Figura 4.2: Distribuzione redshift del campione

Distribuzione dei redshift delle galassie appartenenti al campione con dimensione bin=0.005

Figura 4.3: Grafico massa-SFR

Rapporto tra SFR e massa per le galassie del campione analizzato

Da questi grafici si può notare come le galassie abbiamo in media un valore di SFR più alto rispetto a quello che ci dovremmo aspettare per galassie osservate da SDSS [17] in questi range di redshift (vedi Fig.4.1); i risultati sono più compatibili per esempio con galassie a redshift $z=1$ osservate dalla ricerca di Elbaz la cui relazione, ricavata tramite [18], risulta essere:

$$\log(SFR) = 0.9 \cdot \log(massa) - 8.12 \quad (4.5)$$

. Questo risultato in realtà è più che accettabile in quanto si può osservare che la pendenza risulta compatibile con quella attesa e l'eccesso di SFR è facilmente spiegabile in quanto le galassie analizzate non sono state scelte casualmente; come spiegato nel secondo capitolo infatti il criterio era che $H\alpha$ e $H\beta$ fossero ben visibili e il segnale rumore fosse quindi alto, facendo così in modo che all'interno del nostro campione figurassero in media galassie con un SFR più alto rispetto la main sequence, a parità di massa.

4.3 **Sviluppi futuri**

A partire dall'analisi effettuata in questa tesi si potrebbe estendere il lavoro in vari modi in futuro.

Una possibile strada da percorrere potrebbe essere quella di aumentare il numero di galassie analizzate, specialmente andando ad includere galassie con redshift diversi, fino a 0.38, che si è visto essere il valore massimo per trovare negli spettri tutte le righe da me utilizzate per la calibrazione.

Un'altra possibilità sarebbe quella di effettuare l'analisi sugli stessi spettri utilizzando un altro dei metodi descritti nel primo capitolo di questa tesi, come per esempio le righe di ricombinazione, per verificare quanto i risultati ottenuti siano differenti e se i criteri di selezioni qui usati possano aiutare anche quel metodo a risultare più preciso.

Un'ultima ipotesi di sviluppi futuri, la più interessante probabilmente, sarebbe quella di espandere l'analisi a galassie con flussi di riga più deboli in modo da campionare meglio il piano massa-SFR.

Allargando poi i criteri di selezione e usando quindi anche galassie con rapporto segnale-rumore leggermente minore si potrebbe poi verificare se i valori di SFR ottenuti risultino più bassi e quindi più vicini a quelli attesi per la main sequence, andando così a verificare l'ipotesi avanzata in questa tesi per giustificare la discrepanza osservata.

Bibliografia

- [1] Jr. Kennicutt, Robert C. Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. , 36:189–232, January 1998.
- [2] Robert C. Kennicutt and Neal J. Evans. Star Formation in the Milky Way and Nearby Galaxies. , 50:531–608, September 2012.
- [3] M. Polletta, M. Tajer, L. Maraschi, G. Trinchieri, C. J. Lonsdale, L. Chiappetti, S. Andreon, M. Pierre, O. Le Fèvre, G. Zamorani, D. Maccagni, O. Garcet, J. Surdej, A. Franceschini, D. Alloin, D. L. Shupe, J. A. Surace, F. Fang, M. Rowan-Robinson, H. E. Smith, and L. Tresse. Spectral Energy Distributions of Hard X-Ray Selected Active Galactic Nuclei in the XMM-Newton Medium Deep Survey. , 663(1):81–102, July 2007.
- [4] A. L. Faisst, D. Schaerer, B. C. Lemaux, P. A. Oesch, Y. Fudamoto, P. Cassata, M. Béthermin, P. L. Capak, O. Le Fèvre, J. D. Silverman, L. Yan, M. Ginolfi, A. M. Koeckemoer, L. Morselli, R. Amorín, S. Bardelli, M. Boquien, G. Brammer, A. Cimatti, M. Dessauges-Zavadsky, S. Fujimoto, C. Gruppioni, N. P. Hathi, S. Hemmati, E. Ibar, G. C. Jones, Y. Khusanova, F. Loiacono, F. Pozzi, M. Talia, L. A. M. Tasca, D. A. Riechers, G. Rodighiero, M. Romano, N. Scoville, S. Toft, L. Vallini, D. Vergani, G. Zamorani, and E. Zucca. The ALPINE-ALMA [C II] Survey: Multiwavelength Ancillary Data and Basic Physical Measurements. , 247(2):61, April 2020.
- [5] Donald G. York, J. Adelman, Jr. Anderson, John E., Scott F. Anderson, James Annis, Neta A. Bahcall, J. A. Bakken, Robert Barkhouser, Steven Bastian, Eileen Berman, William N. Boroski, Steve Bracker, Charlie Briegel, John W. Briggs, J. Brinkmann, Robert Brunner, Scott Burles, Larry Carey, Michael A. Carr, Francisco J. Castander, Bing Chen, Patrick L. Colestock, A. J. Connolly, J. H. Crocker, István Csabai, Paul C. Czarapata, John Eric Davis, Mamoru Doi, Tom Dombeck, Daniel Eisenstein, Nancy Ellman, Brian R. Elms, Michael L. Evans, Xiaohui Fan, Glenn R. Federwitz, Larry Fiscelli, Scott Friedman, Joshua A. Frieman, Masataka Fukugita, Bruce Gillespie, James E. Gunn, Vijay K. Gurbani, Ernst de Haas, Merle Haldeman, Frederick H. Harris, J. Hayes, Timothy M. Heckman, G. S. Hennessy, Robert B. Hindsley, Scott Holm, Donald J. Holmgren, Chi-hao Huang, Charles Hull, Don Husby, Shin-Ichi Ichikawa, Takashi Ichikawa, Željko Ivezić, Stephen Kent, Rita S. J. Kim, E. Kinney, Mark Klaene, A. N. Kleinman, S. Kleinman, G. R. Knapp, John Korienek, Richard G. Kron, Peter Z.

- Kunszt, D. Q. Lamb, B. Lee, R. French Leger, Siriluk Limmongkol, Carl Lindenmeyer, Daniel C. Long, Craig Loomis, Jon Loveday, Rich Lucinio, Robert H. Lupton, Bryan MacKinnon, Edward J. Mannery, P. M. Mantsch, Bruce Margon, Peregrine McGehee, Timothy A. McKay, Avery Meiksin, Aronne Merelli, David G. Monet, Jeffrey A. Munn, Vijay K. Narayanan, Thomas Nash, Eric Neilsen, Rich Neswold, Heidi Jo Newberg, R. C. Nichol, Tom Nicinski, Mario Nonino, Norio Okada, Sadanori Okamura, Jeremiah P. Ostriker, Russell Owen, A. George Pauls, John Peoples, R. L. Peterson, Donald Petravick, Jeffrey R. Pier, Adrian Pope, Ruth Pordes, Angela Prosapio, Ron Rechenmacher, Thomas R. Quinn, Gordon T. Richards, Michael W. Richmond, Claudio H. Rivetta, Constance M. Rockosi, Kurt Ruthmansdorfer, Dale Sandford, David J. Schlegel, Donald P. Schneider, Maki Sekiguchi, Gary Sergey, Kazuhiro Shimasaku, Walter A. Siegmund, Stephen Smee, J. Allyn Smith, S. Snedden, R. Stone, Chris Stoughton, Michael A. Strauss, Christopher Stubbs, Mark SubbaRao, Alexander S. Szalay, Istvan Szapudi, Gyula P. Szokoly, Anirudda R. Thakar, Christy Tremonti, Douglas L. Tucker, Alan Uomoto, Dan Vanden Berk, Michael S. Vogeley, Patrick Waddell, Shu-i. Wang, Masaru Watanabe, David H. Weinberg, Brian Yanny, Naoki Yasuda, and SDSS Collaboration. The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary. , 120(3):1579–1587, September 2000.
- [6] Michael A. Strauss, David H. Weinberg, Robert H. Lupton, Vijay K. Narayanan, James Annis, Mariangela Bernardi, Michael Blanton, Scott Burles, A. J. Connolly, Julianne Dalcanton, Mamoru Doi, Daniel Eisenstein, Joshua A. Frieman, Masataka Fukugita, James E. Gunn, Željko Ivezić, Stephen Kent, Rita S. J. Kim, G. R. Knapp, Richard G. Kron, Jeffrey A. Munn, Heidi Jo Newberg, R. C. Nichol, Sadanori Okamura, Thomas R. Quinn, Michael W. Richmond, David J. Schlegel, Kazuhiro Shimasaku, Mark SubbaRao, Alexander S. Szalay, Dan Vanden Berk, Michael S. Vogeley, Brian Yanny, Naoki Yasuda, Donald G. York, and Idit Zehavi. Spectroscopic Target Selection in the Sloan Digital Sky Survey: The Main Galaxy Sample. , 124(3):1810–1824, September 2002.
- [7] Stephen A. Smee, James E. Gunn, Alan Uomoto, Natalie Roe, David Schlegel, Constance M. Rockosi, Michael A. Carr, French Leger, Kyle S. Dawson, Matthew D. Olmstead, Jon Brinkmann, Russell Owen, Robert H. Barkhouser, Klaus Honscheid, Paul Harding, Dan Long, Robert H. Lupton, Craig Loomis, Lauren Anderson, James Annis, Mariangela Bernardi, Vaishali Bhardwaj, Dmitry Bizyaev, Adam S. Bolton, Howard Brewington, John W. Briggs, Scott Burles, James G. Burns, Francisco Javier Castander, Andrew Connolly, James R. A. Davenport, Garrett Ebelke, Harland Epps, Paul D. Feldman, Scott D. Friedman, Joshua Frieman, Timothy Heckman, Charles L. Hull, Gillian R. Knapp, David M. Lawrence, Jon Loveday, Edward J. Mannery, Elena Malanushenko, Viktor Malanushenko, Aronne James Merrelli, Demitri Muna, Peter R. Newman, Robert C. Nichol, Daniel Oravetz, Kaike Pan, Adrian C. Pope, Paul G. Ricketts, Alaina Shelden, Dale Sandford, Walter Siegmund, Audrey Simmons, D. Shane Smith, Stephanie Snedden, Donald P. Schneider, Mark SubbaRao, Christy Tremonti, Patrick Waddell,

-
- and Donald G. York. The Multi-object, Fiber-fed Spectrographs for the Sloan Digital Sky Survey and the Baryon Oscillation Spectroscopic Survey. , 146(2):32, August 2013.
- [8] Michael R. Blanton, Huan Lin, Robert H. Lupton, F. Miller Maley, Neal Young, Idit Zehavi, and Jon Loveday. An Efficient Targeting Strategy for Multiobject Spectrograph Surveys: the Sloan Digital Sky Survey “Tiling” Algorithm. , 125(4):2276–2286, April 2003.
- [9] Edwin E. Salpeter. The Luminosity Function and Stellar Evolution. , 121:161, January 1955.
- [10] C. L. Bennett, D. Larson, J. L. Weiland, and G. Hinshaw. The 1% Concordance Hubble Constant. , 794(2):135, October 2014.
- [11] Daniela Calzetti, Lee Armus, Ralph C. Bohlin, Anne L. Kinney, Jan Koornneef, and Thaisa Storchi-Bergmann. The Dust Content and Opacity of Actively Star-forming Galaxies. , 533(2):682–695, April 2000.
- [12] Daniela Calzetti, Anne L. Kinney, and Thaisa Storchi-Bergmann. Dust Extinction of the Stellar Continuum in Starburst Galaxies: The Ultraviolet and Optical Extinction Law. , 429:582, July 1994.
- [13] C. Schreiber, K. Glazebrook, T. Nanayakkara, G. G. Kacprzak, I. Labbé, P. Oesch, T. Yuan, K. V. Tran, C. Papovich, L. Spitler, and C. Straatman. Near infrared spectroscopy and star-formation histories of $3 \leq z \leq 4$ quiescent galaxies. , 618:A85, October 2018.
- [14] Donald E. Osterbrock and Gary J. Ferland. *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. 2006.
- [15] Gabriel B. Brammer, Pieter G. van Dokkum, and Paolo Coppi. EAZY: A Fast, Public Photometric Redshift Code. , 686(2):1503–1513, October 2008.
- [16] Mariska Kriek, Pieter G. van Dokkum, Ivo Labbé, Marijn Franx, Garth D. Illingworth, Danilo Marchesini, and Ryan F. Quadri. An Ultra-Deep Near-Infrared Spectrum of a Compact Quiescent Galaxy at $z = 2.2$. , 700(1):221–231, July 2009.
- [17] Ying-jie Peng, Simon J. Lilly, Katarina Kovač, Micol Bolzonella, Lucia Pozzetti, Alvio Renzini, Gianni Zamorani, Olivier Ilbert, Christian Knobel, Angela Iovino, Christian Maier, Olga Cucciati, Lidia Tasca, C. Marcella Carollo, John Silverman, Pawel Kampczyk, Loic de Ravel, David Sanders, Nicholas Scoville, Thierry Contini, Vincenzo Mainieri, Marco Scodreggio, Jean-Paul Kneib, Olivier Le Fèvre, Sandro Bardelli, Angela Bongiorno, Karina Caputi, Graziano Coppola, Sylvain de la Torre, Paolo Franzetti, Bianca Garilli, Fabrice Lamareille, Jean-Francois Le Borgne, Vincent Le Brun, Marco Mignoli, Enrique Perez Montero, Roser Pello, Elena Ricciardelli, Masayuki Tanaka, Laurence
-

- Tresse, Daniela Vergani, Niraj Welikala, Elena Zucca, Pascal Oesch, Umami Abbas, Luke Barnes, Rongmon Bordoloi, Dario Bottini, Alberto Cappi, Paolo Cassata, Andrea Cimatti, Marco Fumana, Gunther Hasinger, Anton Koekemoer, Alexei Leauthaud, Dario Maccagni, Christian Marinoni, Henry McCracken, Pierdomenico Memeo, Baptiste Meneux, Preethi Nair, Cristiano Porciani, Valentina Presotto, and Roberto Scaramella. Mass and Environment as Drivers of Galaxy Evolution in SDSS and zCOSMOS and the Origin of the Schechter Function. , 721(1):193–221, September 2010.
- [18] L. A. M. Tasca, O. Le Fèvre, N. P. Hathi, D. Schaerer, O. Ilbert, G. Zamorani, B. C. Lemaux, P. Cassata, B. Garilli, V. Le Brun, D. Maccagni, L. Pentericci, R. Thomas, E. Vanzella, E. Zucca, R. Amorin, S. Bardelli, L. P. Cassarà, M. Castellano, A. Cimatti, O. Cucciati, A. Durkalec, A. Fontana, M. Giavalisco, A. Grazian, S. Paltani, B. Ribeiro, M. Scodreggio, V. Sommariva, M. Talia, L. Tresse, D. Vergani, P. Capak, S. Charlot, T. Contini, S. de la Torre, J. Dunlop, S. Fotopoulou, A. Koekemoer, C. López-Sanjuan, Y. Mellier, J. Pforr, M. Salvato, N. Scoville, Y. Taniguchi, and P. W. Wang. The evolving star formation rate: M_{\star} relation and sSFR since $z = 5$ from the VUDS spectroscopic survey. , 581:A54, September 2015.

Ringraziamenti

Ringrazio in primo luogo la mia famiglia, i miei genitori per aver supportato il mio percorso di studi fin qui, e mio fratello. Ringrazio Margherita, la mia relatrice per la guida nella stesura di questa tesi. Ringrazio poi i miei amici più vicini Marco, Lenz, Bill e Breba, che mi sono stati sempre accanto e che sono stati una costante in questi anni. Infine ringrazio la mia psicologa e tutti i "cinni" del mio gruppo parrocchiale, che non sto a nominare perché sono troppi, per avermi fatto trovare la mia strada e per avermi aiutato, anche inconsapevolmente, ad andare avanti nei momenti peggiori.

Leonardo Ossino, Bologna, Marzo 2023
