



**Università degli Studi di Padova**

---

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA "G. GALILEI"  
Corso di Laurea Triennale in Astronomia

TESI DI LAUREA

## **Interazione fra galassie e formazione stellare**

Laureanda  
**Arianna Cattapan**

Relatore  
**Dott. Stefano Ciroi**



# Indice

<b>1 Galassie interagenti</b>	<b>7</b>
1.1 Classificazione delle galassie . . . . .	7
1.2 Galassie peculiari . . . . .	8
1.2.1 Evoluzione tramite interazione . . . . .	9
1.3 Effetti dell'interazione sugli osservabili . . . . .	11
1.3.1 Morfologia e formazione stellare . . . . .	11
1.3.2 Fotometria . . . . .	13
1.3.3 Spettroscopia . . . . .	15
<b>2 Star Formation Rate</b>	<b>19</b>
2.1 Indicatori di SFR per galassie normali . . . . .	19
2.1.1 SFR dalla luminosità di $H\alpha$ . . . . .	19
2.1.2 SFR dalla luminosità di $[O II] \lambda 3727$ . . . . .	19
2.1.3 SFR dalla luminosità del continuo UV . . . . .	19
2.1.4 SFR misurata tramite la luminosità nel FIR . . . . .	20
2.2 Indicatori di SFR di galassie interagenti . . . . .	21
2.3 SFR in galassie normali . . . . .	22
2.4 SFR in galassie interagenti . . . . .	23
2.4.1 Modelli SPH . . . . .	26
<b>3 Analisi dei dati</b>	<b>29</b>
3.1 Descrizione dei dati . . . . .	29
3.2 Elaborazione dei dati . . . . .	31
3.3 Studio delle popolazioni stellari con STARLIGHT . . . . .	36
3.4 Misura e calcolo della SFR . . . . .	39
<b>4 Risultati</b>	<b>47</b>



# Introduzione

L'importanza delle galassie interagenti fu evidenziata per la prima volta da Arp nel 1966, il quale affermò che le peculiarità di questi sistemi offrono un'ottima base per capire la struttura e l'evoluzione delle galassie normali che si osservano nell'Universo Locale. Gli studi proseguirono poi con Toomre & Toomre nel 1972, i quali fornirono i primi modelli generali per le galassie interagenti osservate. Attraverso lo studio fotometrico e spettroscopico delle strutture derivanti dall'interazione di galassie, si possono avere informazioni sulla storia passata delle stesse, sull'intensità dell'interazione gravitazionale, sulla struttura e sulla dinamica del sistema. Oggi per simulare gli effetti dell'interazione tra galassie si utilizzano modelli che prendono in considerazione un sistema di particelle idrodinamiche per seguire l'evoluzione del mezzo interstellare. Questo permette di ottenere una più completa descrizione delle condizioni fisiche della componente gassosa delle galassie.

L'interazione ha un ruolo molto importante nell'innescare la formazione stellare. L'evoluzione del tasso di formazione stellare (SFR) durante la varie fasi di interazione non è molto evidente, in media si mantiene quasi costante. Tuttavia in presenza di interazione molto forti la SFR attuale è proporzionale all'intensità dello starburst (Barnes & Sanders, 1999; Kennicutt et al., 1996)

Gli strumenti utilizzati per ricavare la SFR, sia per le galassie normali sia per le galassie interagenti, sono: la luminosità della riga  $H\alpha$  (Kennicutt et al., 1994), la luminosità delle righe proibite di [OII] per oggetti con  $z > 0.4$  (Gallagher et al., 1989), la luminosità del continuo UV per oggetti con  $z > 1$  (Rosa-González et al., 2002), e infine la luminosità nel FIR (Kennicutt, 1998).

In questa tesi studieremo il sistema di due galassie interagenti ARP63. Dall'analisi di uno spettro ottico longslit ottenuto con AFOSC al telescopio di 182cm dell'Osservatorio di Padova (INAF) otterremo le informazioni necessarie per il calcolare il tasso di formazione stellare nelle due galassie e per ipotizzare la fase di interazione in cui il sistema si trova. Questo sarà possibile da una lato misurando il flusso della riga  $H\alpha$  nelle regioni di emissione, dall'altro applicando il metodo della sintesi di popolazione alla componente stellare degli spettri delle due galassie.

Nel primo capitolo vengono introdotti i concetti principali riguardanti i sistemi interagenti; nel secondo sono elencati gli indicatori di formazione stellare e la loro evoluzione per galassie normali e interagenti. Nel terzo capitolo vengono analizzati i dati relativi alla galassia ARP63, nel quarto capitolo vengono presentati i risultati.



# Capitolo 1

## Galassie interagenti

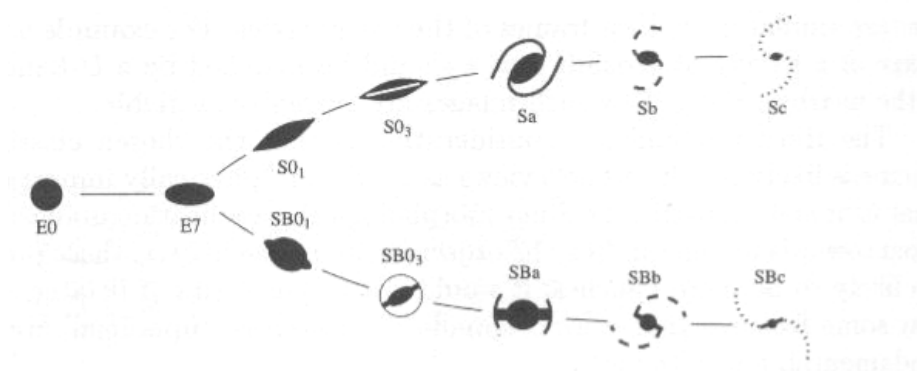
### 1.1 Classificazione delle galassie

Prima di introdurre l'argomento dell'interazione tra galassie, riportiamo una breve descrizione della loro morfologia utilizzando la classificazione di Hubble (in Figura 1.1) e seguendo l'evoluzione di alcuni parametri fisici lungo tale sequenza.

Il rapporto di luminosità disco-bulge cresce dalle galassie early-type, ellittiche e lenticolari, alle galassie late-type, a spirale e irregolari; inverso è l'andamento del rapporto massa-luminosità delle due componenti, la concentrazione di massa aumenta dalle galassie late-type fino alle galassie early-type.

La percentuale di gas in massa decresce dalle galassie irregolari fino alle galassie ellittiche; la frazione di materia oscura ha lo stesso andamento del gas. Infatti si è verificato con lo studio delle curve di rotazione, usando come tracciante HI, che c'è una decrescita del rapporto tra materia oscura/massa visibile lungo la sequenza di Hubble.

La barra e i bracci di spirale trasferiscono momento angolare e causano una concentrazione di massa su tempi scala molto più corti del tempo di Hubble. Un parametro secondario è l'angolo di avvolgimento dei bracci di spirale: le galassie Sa tendono ad avere i bracci molto più avvolti e ad essere meno instabili e strutturate delle galassie Sc.



*Figura 1.1:* Il diagramma a diapason di Hubble dove si mostra l'evoluzione morfologica delle galassie, dalle ellittiche alle galassie a spirale passando per le lenticolari.

I dischi delle galassie sono relativamente sottili, hanno uno spessore verticale pari a  $\sim 10\%$  del loro diametro, il gas e le stelle ruotano attorno al centro del disco in orbite circolari, in prima approssimazione. Il gas freddo ruotando attorno al centro del disco, si accumula nei bracci di spirale e forma nuove stelle.

Dagli studi fatti sulla Via Lattea (Eggen, Lynden-Bell & Sandage 1962) si capì che il collasso e la formazione dell'alone galattico erano avvenuti in un periodo di tempo molto breve, dell'ordine di  $10^8$  anni. Quindi generalizzando ciò che si scoprì per la Via Lattea alle altre galassie di morfologia simile, se ne dedusse che in molti casi le nubi di gas collassano in una struttura a disco e danno luogo ad una formazione lenta e continua di nuove stelle; questi dischi con l'andare del tempo diventano galassie a spirale. In altri casi le stelle vengono a formarsi molto più rapidamente durante il collasso verso il centro del sistema del gas dando origine a galassie ellittiche (Kennicutt et al., 1996).

## 1.2 Galassie peculiari

Ci sono due differenti modi per definire le *galassie peculiari*: 1) hanno nello spettro un picco di emissione in banda radio e/o mostrano forti righe di emissione in ottico; 2) possono avere delle distribuzioni irregolari di brillantezza superficiale in ottico, mostrando nuclei particolarmente brillanti e/o strutture mareali, come ponti e code. Fra le galassie peculiari si distinguono le galassie interagenti, le galassie collisionali e i merger di galassie. *Galassie interagenti* è una definizione applicata a due o più galassie che interagiscono gravitazionalmente. Le interazioni gravitazionali sono deboli o forti in base al grado di deformazione. Mentre le *galassie collisionali* sono galassie peculiari con forti interazioni gravitazionali che coinvolgono direttamente le componenti. Infine il termine *merger* si usa quando due o più galassie si fondono in una, in modo completo nella regione centrale, mentre sopravvivono vari tipi di strutture mareali nelle regioni più esterne (Kennicutt et al., 1996).

Gli astronomi, tra il 1950 e il 1960, notarono che una piccola percentuale di galassie mostrava forti distorsioni; Zwicky (1956) dall'osservazione delle galassie peculiari concluse che molti dei sottili filamenti che partivano da esse dovevano essere delle code mareali di materia causate dall'interazione gravitazionale.

L'importanza di questi sistemi interagenti fu enfatizzata da Arp che nel 1966 ne compilò un catalogo, *Atlas of Peculiar Galaxies*, contenente più di 300 oggetti. Arp affermò che le peculiarità delle galassie offrono un'ottima base per capire la struttura e l'evoluzione delle galassie normali nell'Universo Locale. Un tempo si pensava che questi sistemi fossero delle galassie in via di esplosione o delle galassie con campi magnetici molto forti, ma dal 1970 circa divenne evidente che molti di essi erano in realtà dei sistemi collisionali, e che molte di queste collisioni finivano con il diventare dei merger.

Toomre & Toomre (1972) offrirono una chiave per comprendere meglio l'evoluzione delle galassie, presentando sia dei modelli generici di interazione sia dei modelli specifici che riproducevano galassie interagenti osservate. Questi autori misero in evidenza l'importanza di tre concetti fondamentali associati alle interazioni mareali forti: la frizione mareale, conseguenza naturale dello scambio di energia quando due o più sistemi interagiscono gravitazionalmente; la degenerazione dell'orbita delle componenti della galassia come gas, polveri e stelle causata dal trasferimento di energia/massa alle



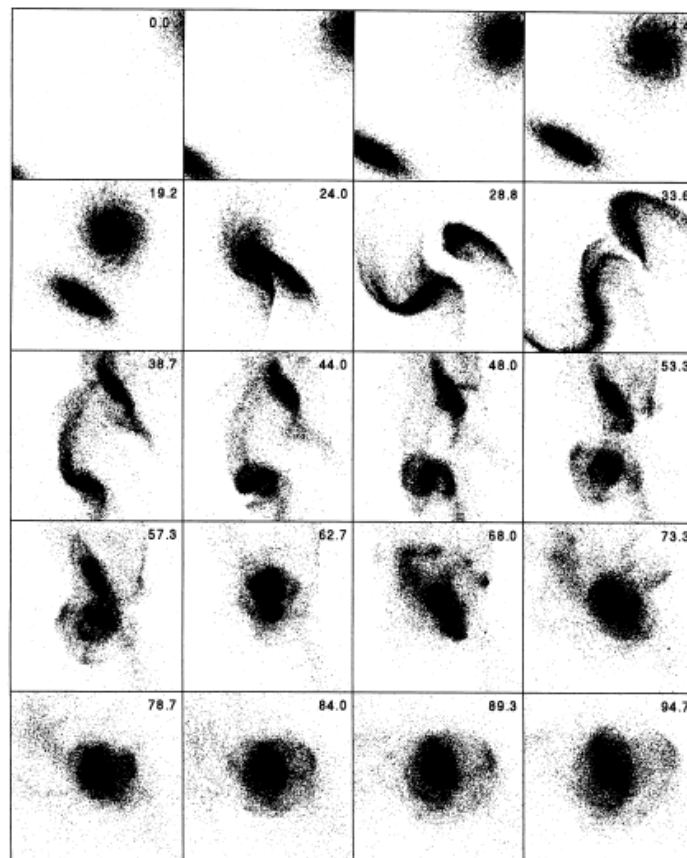
strutture mareali; il violento rilascio di materia durante il merger dovuto alla rapida fluttuazione del campo gravitazionale.

Le strutture derivanti dall'interazione, attraverso lo studio della loro morfologia e cinematica, portano informazioni sulla storia passata di queste ultime, sull'intensità dell'interazione gravitazionale, sulla struttura e sulla dinamica del sistema.

### 1.2.1 Evoluzione tramite interazione

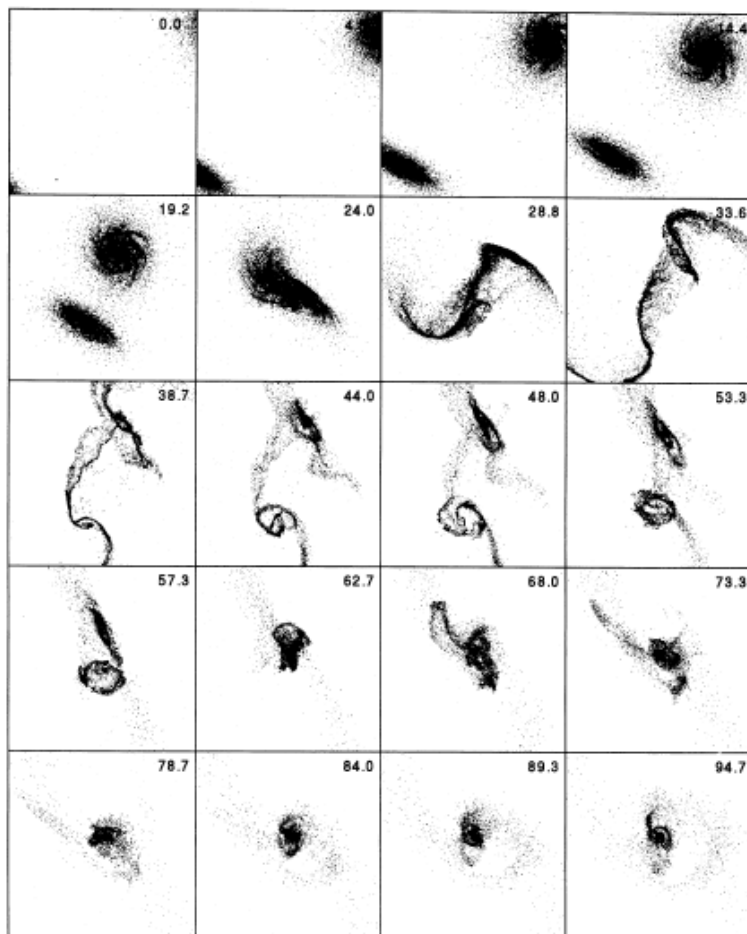
I recenti modelli di simulazione di interazione tra galassie prendono in considerazione particelle idrodinamiche per seguire l'evoluzione del mezzo interstellare, e descrivono in modo più completo le proprietà fisiche del gas nelle galassie. Questi modelli di evoluzione coinvolgono molti processi fisici distinti inclusi le dinamiche gravitazionali, l'idrodinamica del mezzo interstellare e la formazione stellare.

Guardando all'evoluzione e alle proprietà di formazione stellare di due casi di galassie in merger, che differiscono solamente per la struttura delle progenitrici, si nota che l'evoluzione dell'interazione tra due galassie a spirale early-type, in cui prevale la componente stellare vecchia (Figura 1.2), è nettamente diversa da quella che avviene tra due galassie a spirale late-type (Figura 1.3).



*Figura 1.2:* Evoluzione dell'interazione tra due galassie a spirale early-type, in cui la componente stellare vecchia nel bulge prevale, sulla componente gassosa dei bracci di spirale (Mihos & Hernquist, 1996).

Nel primo caso le galassie, dopo un breve incontro iniziale diventano molto distorte, formando lunghe code mareali e ponti che le connettono; in risposta alle forze mareali le regioni più interne di ogni disco formano strutture lineari simili a barre. L'allontanamento continua per un po', ma poi a causa della presenza di materia oscura nell'alone galattico l'andamento si inverte e la materia collassa in un'unica struttura. La violenta fusione redistribuisce la componente stellare in modo tale che il profilo di brillantezza superficiale diventa simile a  $r^{1/4}$ . La struttura irregolare centrale si compatta rapidamente unendo le varie componenti provenienti dalle due galassie e finendo per formare un'unica galassia ellittica; mentre a grandi raggi le strutture irregolari tipiche del merger rimangono (Mihos & Hernquist, 1996).



*Figura 1.3:* Evoluzione dell'interazione tra due galassie a spirale late-type, in cui prevale la componente gassosa e stellare giovane che si trova nei bracci di spirale (Mihos & Hernquist, 1996).

Mentre la componente stellare di ciascuna galassia segue un'evoluzione collisionale, la componente gassosa è soggetta ad una dissipazione consistente di energia e di momento angolare ed evolve in maniera differente. All'inizio dell'interazione il gas forma un ponte tra le due galassie; il potenziale non più assisimmetrico agisce ruotando il disco di gas e facendo in modo che esso si muova velocemente in direzione radiale. In prima approssimazione questa quantità di massa in movimento è pari a metà della massa totale di gas e compie un percorso di centinaia di parsec. Alla fine della fusione, la

rapida variazione del potenziale gravitazionale porta il gas rimanente all'interno di orbite, dove dissipa energia formando stelle. Circa tre quarti del gas che era presente nelle galassie a disco di partenza è ora in un nucleo compatto, nel quale sono presenti fenomeni di formazione stellare detti *starburst*; la maggior parte di quello rimanente forma un disco diffuso e solo una piccola parte di esso, a grandi distanze dal centro, rimane confinato in code mareali (Mihos & Hernquist, 1996).

Quindi mentre le collisioni tra galassie a disco provocano un rapido flusso del gas nelle regioni interne già dopo il primo passaggio ravvicinato, in galassie che hanno bulge più grandi e compatti, il gas subisce questo destino solamente alla fine del merger.

## 1.3 Effetti dell'interazione sugli osservabili

### 1.3.1 Morfologia e formazione stellare

Le galassie interagenti vengono classificate sulla base del loro livello di interazione e del loro aspetto morfologico in 5 diversi tipi. *Tipo 1*: sono galassie isolate non interagenti; *tipo 2*: sono i sistemi debolmente interagenti con poche deformazioni morfologiche; *tipo 3*: sono i sistemi moderatamente interagenti con più evidenti segni di deformazioni morfologiche e spesso code mareali; *tipo 4*: sono i sistemi fortemente interagenti che mostrano segni di deformazioni ed evoluzione molto avanzata dell'interazione; *tipo 5*: sono i sistemi collassati nella fase di post merger (Lanz et al., 2013).

Un esempio di alcuni sistemi interagenti è mostrato in Figura 1.4.

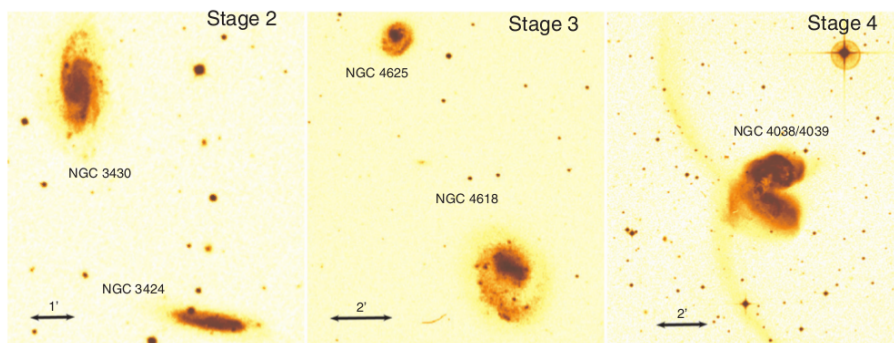


Figura 1.4: Esempi rappresentativi di galassie di tipo 2, 3 e 4, da sinistra a destra, che mostrano distorsioni morfologiche crescenti (Lanz et al., 2013).

Ci sono alcuni traccianti che vengono utilizzati per lo studio della morfologia e del colore delle galassie a spirale e che possono essere applicati ai sistemi interagenti, come le regioni HII e le regioni HI.

Le regioni HII sono regioni di gas ionizzato da stelle calde, caratterizzate da uno spettro a righe d'emissione permesse e proibite in cui di solito la più brillante è la riga di emissione  $H\alpha$  della serie di Balmer dell'idrogeno a  $6563 \text{ \AA}$ . Sono presenti nei bracci di spirale e danno diretta evidenza della presenza di stelle di tipo O e B.

Le regioni di gas atomico neutro HI presenti nelle strutture a spirale si individuano con la riga a  $21 \text{ cm}$  della transizione iperfine dell'idrogeno. Per galassie vicine l'emissione HI può anche fornire una mappa cinematica dettagliata della velocità media del gas come

funzione della posizione nel disco galattico, mostrando come il gas è disturbato dal campo gravitazionale dei bracci a spirale. L'aumento della densità di HI nei bracci non è legato alla compressione del gas, ma è causato dalla dissipazione delle molecole di idrogeno da parte della radiazione UV proveniente dalle stelle più giovani che si stanno formando. Quindi in alcuni casi i bracci di HI possono essere un prodotto della rapida formazione stellare, invece che dei precursori della stessa.

Le osservazioni di HI hanno rivelato grandi regioni di gas nei sistemi interagenti e in merger, soprattutto nei ponti e nelle code. Il gas interstellare è ovviamente portato verso l'esterno dalle code mareali durante l'incontro, e la frazione di HI nelle code cresce con il livello di merger. L'opposto, invece, si verifica per il gas molecolare, osservato essere molto concentrato nei nuclei delle galassie interagenti, e contribuisce in modo rilevante alla massa dinamica.

Ci sono anche sistemi che non sembrano interagire, ma possiedono una morfologia di HI peculiare e una cinematica HI simile a quelle in cui sono state verificate distorsioni mareali. Queste rappresentano stadi avanzati di merger dove le galassie più piccole non sono più visibili (Barnes & Sanders, 1999).

I ponti e le code sono indicatori di forti interazioni mareali avvenute in un recente passato; possono assumere diverse forme in base al rapporto di massa che c'è tra le due galassie interagenti e alla dispersione di velocità delle relative stelle. La morfologia dei ponti porta informazioni aggiuntive riguardanti il trasferimento di massa da una galassia all'altra, in particolare quando vengono coinvolte grandi quantità di gas. Il movimento di questa massa induce un'intensa attività di formazione stellare nella galassia che sta incorporando materia. Il materiale espulso dalle galassie in parte sopravvive nelle code formando galassie nane, caratterizzate da regioni HII e da una relativamente bassa abbondanza di O/H e in parte contribuisce all'aumento della dispersione di velocità del gas in regioni dove l'HI si sta condensando (Kennicutt et al., 1996).

Così come l'interazione compie un ruolo importante nell'innesco della formazione stellare, il merger è senza dubbio il più efficace innesco di starburst, poiché causa la concentrazione di una grande quantità di massa di gas in tempi-scala molto brevi, rispetto al tempo-scala della formazione stellare che è nell'ordine di  $\sim 10^7$  anni (Guiderdoni & Kembhavi, 1998). Quando lo starburst avviene nel nucleo, questo diventa tipicamente 30 volte più brillante delle regioni HII più luminose nei dischi delle galassie, e un ordine di magnitudine più brillante rispetto alle tipiche regioni HII osservate nei nuclei galattici (Kennicutt et al., 1996). L'efficienza della formazione stellare rimane costante con il tipo morfologico; solamente quando è presente una perturbazione su grande scala, come una barra o dei bracci di spirale, o delle forze mareali tra galassie conseguenti all'interazione, l'efficienza della formazione stellare diventa elevata, di un fattore 5-20 al di sopra di quello osservato per le galassie isolate (Barnes & Sanders, 1999).

L'evoluzione della SFR durante i vari livelli di interazione non è molto evidente, in media si mantiene quasi costante, ovvero la sua distribuzione in sistemi interagenti e non interagenti è originata dalla medesima popolazione. La dipendenza dalla massa è evidente solamente per galassie con massa  $M_* > 10^{10.5} M_\odot$ .

Sia le galassie in merger che quelle interagenti mostrano un'ampia varietà di tipi spettrali, dalle popolazioni di stelle più evolute, con età  $> 2 \cdot 10^8$  anni, ai sistemi di stelle più giovani, con età  $\simeq 8 \cdot 10^6$  anni. Gli episodi di formazione stellare più recenti si trovano soprattutto nelle galassie in merger, che mostrano in media uno spettro maggiormente

estinto rispetto alle coppie che stanno interagendo; mentre le galassie fortemente interagenti presentano un'emissione tipicamente maggiore nel medio infrarosso (MIR) rispetto a quella nel vicino infrarosso (NIR) e lontano infrarosso (FIR), in rapporto a quelle delle galassie interagenti in modo moderato e/o debole (Lanz et al., 2013).

### 1.3.2 Fotometria

La distribuzione spettrale di energia (Spectral Energy Distribution, SED) è uno strumento molto potente per studiare: il tasso di formazione stellare (Star Formation Rate, SFR), la SFR specifica (ovvero la SFR per unità di massa stellare nella galassia), la massa stellare, la temperatura, la luminosità e la massa delle polveri.

La SED nei sistemi interagenti dal tipo 1 al tipo 3 non varia molto, mentre dal tipo 4 in poi ha variazioni significative, poiché queste galassie tipicamente hanno più emissione dalle polveri di temperatura calda e/o media rispetto alle galassie che appartengono ai primi tipi. Questo si manifesta con una forte emissione a 10-60  $\mu\text{m}$ . Le galassie in forte interazione hanno tipicamente una popolazione stellare molto più giovane rispetto a quelle di tipo 1 e tipo 2, evidenziata da un aumento dell'emissione UV rispetto al NIR (Lanz et al., 2013).

La figura 1.5 mostra il comportamento della SED per un campione di galassie che rappresentano vari tipi di interazione.

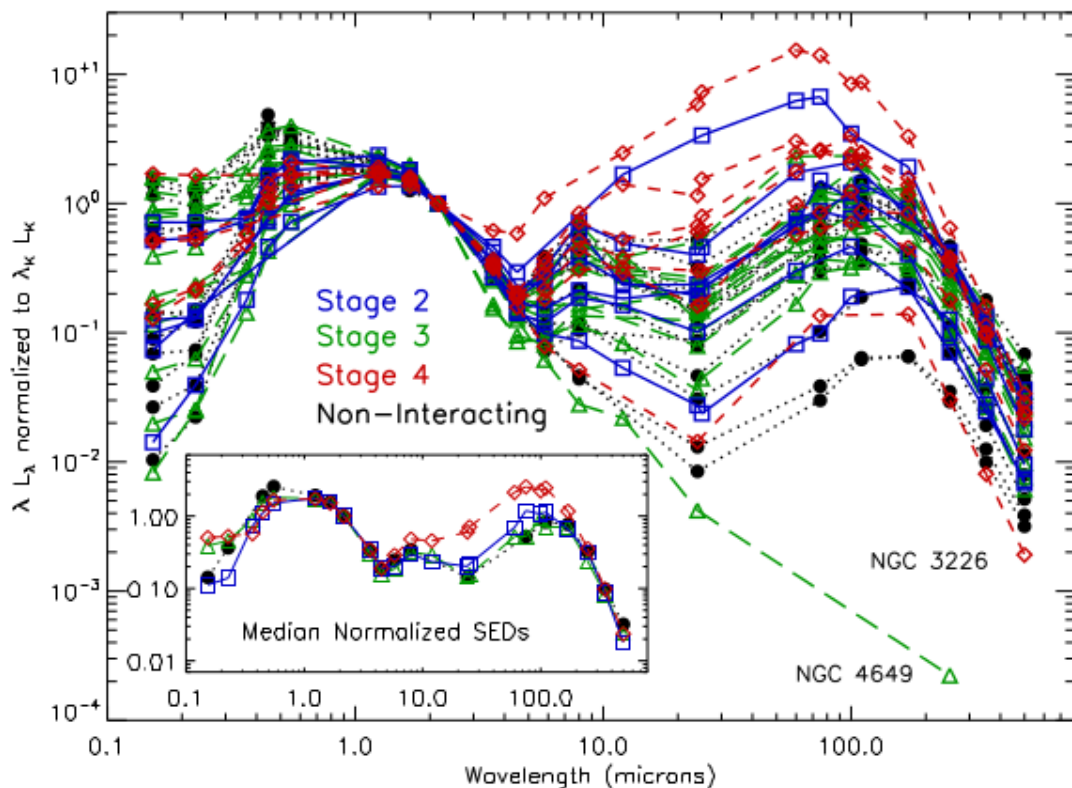


Figura 1.5: SED normalizzate per un campione di galassie con vari tipi di interazione. La SED mediata per ogni classi d'interazione è mostrata nel riquadro in basso a sinistra (Lanz et al., 2013).

La massa di polveri differisce statisticamente dal tipo 3 al tipo 4, mentre quella delle stelle mostra solamente un piccolo aumento nel valore medio.

La luminosità della polvere ha alcune differenze marginali tra 3 e 4 e tra galassie non interagenti e galassie di tipo 4. D'altra parte la temperatura della polvere fredda mostra evidenti differenze tra 3 e 4 e tra galassie non interagenti e di tipo 4; il suo valore medio varia in modo simile alla luminosità in IR delle galassie: crescendo in 3 e 4, ma rimanendo relativamente costante in 2 e 3.

La similitudine nel trend evolutivo della luminosità in IR e della temperatura delle polveri fredde è causata dalla predominanza in massa e luminosità delle polveri fredde, pari a  $\sim 80\%$  del totale (Figura 1.6) (Lanz et al., 2013).

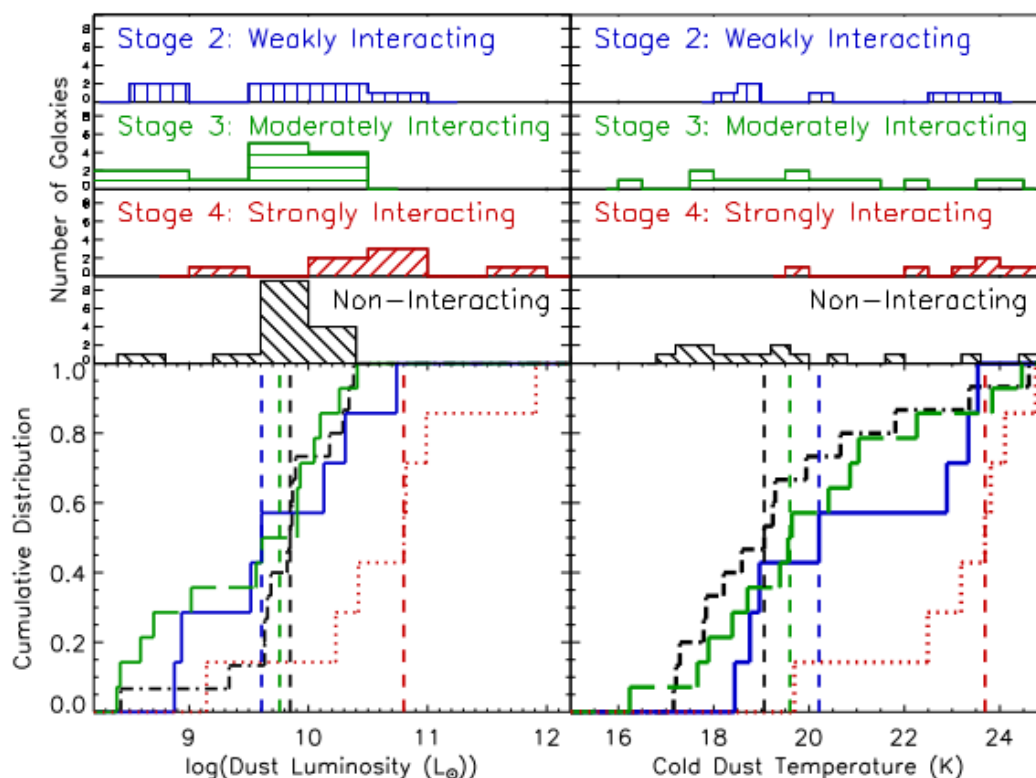


Figura 1.6: In alto gli istogrammi e il basso le distribuzioni cumulative della luminosità delle polveri, a sinistra, e della temperatura delle polveri fredde, a destra, per galassie in diversi stadi di interazione e galassie non interagenti. Le linee verticali tratteggiate indicano il valore medio della quantità per ogni tipologia di sistema (Lanz et al., 2013).

Studiando la relazione tra colore integrato e la morfologia delle galassie si trova che le galassie normali formano una stretta sequenza nel diagramma colore-colore. La SFR decresce con il tipo morfologico dalle galassie irregolari alle galassie ellittiche, per le galassie dello stesso tipo morfologico è costante, in prima approssimazione e dopo il singolo starburst iniziale. Al contrario le galassie peculiari mostrano uno scatter molto ampio nel diagramma sia sopra che sotto la sequenza delle galassie normali, come appare in Figura 1.7. Questa grande variazione nel colore riguarda soprattutto le galassie interagenti che appaiono essere più blu rispetto alle galassie a spirale, a causa dell'anomala formazione stellare caratterizzata da starburst recenti con durata

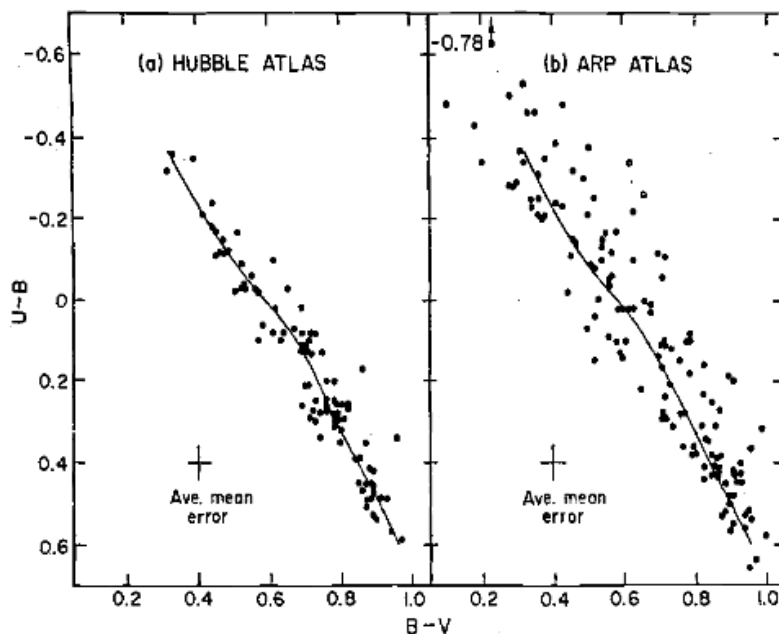


Figura 1.7: Diagramma colore-colore,  $((B-V),(U-B))$ , con a sinistra un campione di galassie normali e a destra un campione di galassie peculiari (Kennicutt et al., 1996).

dell'ordine di  $10^7$ - $10^8$  anni, dove la massa delle stelle formate è pari a qualche percento della massa totale del sistema. Al contrario per le galassie peculiari non interagenti la distribuzione di colore è molto simile a quella delle galassie normali (Bushouse & Gallagher, 1984).

Il colore dei ponti e delle code tende ad essere ancora un po' più blu rispetto al colore del disco delle galassie associate, in quanto queste strutture contengono stelle più giovani. Gli spettri in ottico dei ponti e delle code mostrano gli assorbimenti della serie di Balmer tipici di sistemi in cui è in atto la formazione stellare.

In media per i sistemi interagenti il 25% della luce totale misurata in banda  $V$  sembra provenire dalle estensioni mareali. Se la luce nel rosso e nel NIR è un buon indicatore della massa visibile, le osservazioni di questi sistemi indicano che le forti interazioni gravitazionali causano l'espulsione circa il 10-30% della massa visibile contenuta nel disco sottoforma di strutture mareali (Kennicutt et al., 1996).

### 1.3.3 Spettroscopia

Le galassie che collidono solitamente mostrano forte emissione in  $H\alpha$ , continuo radio e IR rispetto alle galassie isolate, conseguenza di una intensa formazione stellare. Lo studio dell'emissione in  $H\alpha$  ha permesso di mettere in relazione la struttura dello starburst con le proprietà dello stesso nel FIR, dove si trova il picco di emissione. Il continuo in ottico e le righe di emissione del gas danno informazioni riguardanti il contributo della formazione stellare recente rispetto a quello della popolazione stellare più vecchia. Il raggio,  $r_{e,H\alpha}$ , entro il quale viene emesso metà del flusso della riga  $H\alpha$  è considerato la dimensione tipica della regione di starburst. La grandezza di questa regione è legata alla magnitudine assoluta della galassia e alla luminosità totale della riga  $H\alpha$ .

L'emissione in  $H\alpha$  è a sua volta legata all'emissione in IR della galassia, in particolare

$\log(r_{e,H\alpha})$  è proporzionale al livello di luminosità in IR,  $\log(L_{IR})$  (Figura 1.8) (Lehnert & Heckman, 1996).

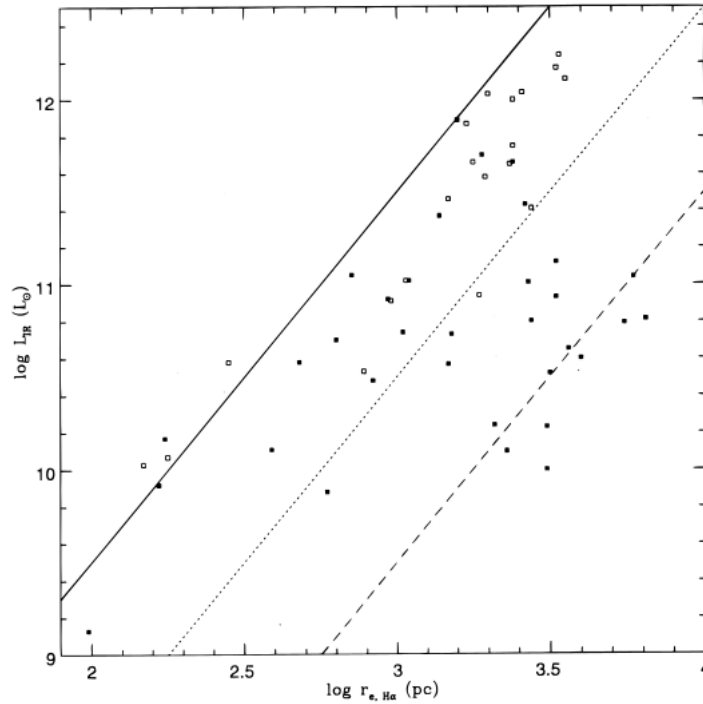


Figura 1.8: Il logaritmo della luminosità in IR in funzione del logaritmo di  $r_{e,H\alpha}$ ; le righe diagonali rappresentano le rette di luminosità in IR costante per unità di area con brillantezza superficiale in IR di  $10^{11}L_{\odot}pc^{-2}$ ,  $10^{10}L_{\odot}pc^{-2}$  e  $10^9L_{\odot}pc^{-2}$  (Lehnert & Heckman, 1996).

Gli oggetti più luminosi in FIR,  $L_{FIR} > 10^{12} L_{\odot}$ , mostrano peculiarità tipiche dei merger, come nuclei multipli e code mareali. In alcuni oggetti lo starburst ha un massimo di brillantezza superficiale efficace nel FIR di  $\sim 10^{11} L_{\odot}$  che corrisponde ad un massimo di SFR pari a  $\sim 20 M_{\odot} yr^{-1} kpc^{-2}$ , avendo assunto che le stelle si siano formate per  $10^7$ - $10^8$  anni.

Le righe nei nuclei starburst sono più strette di quanto ci si aspetterebbe da gas in equilibrio viriale nel bulge di una tipica galassia a disco; quindi l'attività di formazione stellare non è in equilibrio dinamico ed evolve rapidamente in una configurazione più compatta.

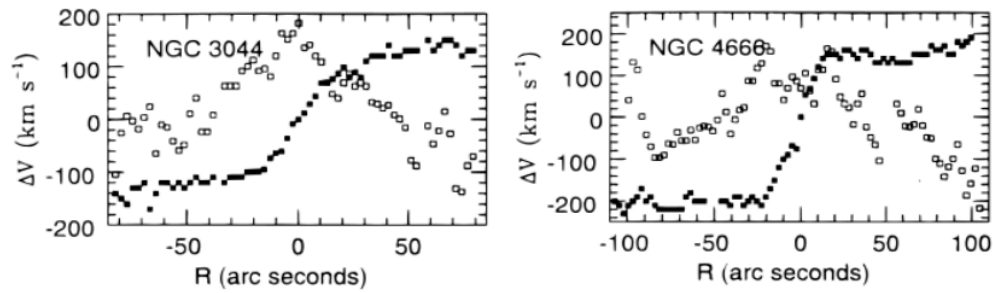
Maggiore è la SFR e maggiore è la larghezza equivalente della riga di emissione  $H\alpha$ , il massimo valore permesso pari a  $\simeq 24$ - $28 \text{ \AA}$  (contro gli  $8 \text{ \AA}$  per le galassie non interagenti), è quello in cui il gas nello starburst è convertito in stelle in tempi-scala dinamici,  $\sim 10^7$ - $10^8$  anni (Lehnert & Heckman, 1996).

Lo studio delle curve di rotazione delle galassie consente di mettere in relazione la dinamica dello starburst e della sua galassia ospite con le proprietà dello starburst stesso.

La curva di rotazione della galassia ospitante lo starburst ha un tratto rigido centrale che ad un certo valore del raggio di turnover, in accordo con  $(r_{e,H\alpha})$ , varia assumendo una forma più piatta verso l'esterno. La simmetria delle curve di rotazione osservata implica che uno starburst nucleare, se ha moderata luminosità, non necessita di grandi



distorsioni dinamiche del disco galattico. In effetti si è visto che le galassie che presentano uno starburst di luminosità intermedia hanno curve di rotazione simili a quelle di galassie a spirale normali benché siano interagenti. Un esempio della forma e dell'andamento della curva di rotazione di galassie intergenti è riportata in Figura 1.9 (Lehnert & Heckman, 1996).



*Figura 1.9:* Esempi di curve di rotazione di due galassie intergenti NGC 3044 e NGC 4666. In ascissa la distanza dal centro e in ordinata la velocità di rotazione; questi dati corrispondono ai quadratini neri (Lehnert & Heckman, 1996).



# Capitolo 2

## Star Formation Rate

### 2.1 Indicatori di SFR per galassie normali

#### 2.1.1 SFR dalla luminosità di $H\alpha$

La SFR viene stimata dalle righe di ricombinazione dell'idrogeno che misurano direttamente il flusso di fotoni ionizzanti. Dipende debolmente dalla densità e dalla temperatura elettronica. La formula più usata è quella di Kennicutt, Tamblyn & Congdon (1994), valida per  $T_e=10^4$  K:

$$SFR_{H\alpha} [M_{\odot}yr^{-1}] = 7.9 \cdot 10^{-42} L_{H\alpha} (erg s^{-1}) \quad (2.1)$$

Questa è stata ottenuta considerando un tempo-scala molto breve,  $\leq 10^6$  anni, con formazione di stelle massicce,  $\geq 20 M_{\odot}$ , ed è valida per una popolazione di stelle con starburst di durata finita; due possibili limitazioni sono la sottostima del numero totale di fotoni ionizzanti, poiché parte di questi può non essere intercettata dal gas, e la presenza delle polveri.

#### 2.1.2 SFR dalla luminosità di [O II] $\lambda 3727$

Le righe di emissione proibite non sono direttamente proporzionali alla luminosità della regione considerata, ma dipendono dal parametro di ionizzazione e dalla composizione chimica del gas, oltre che dalla densità e temperatura elettronica. La forte emissione del doppietto dell'ossigeno [O II]  $\lambda 3726-3729 \text{ \AA}$  è usata come tracciante della SFR per oggetti con  $z > 0.4$ , poiché la riga  $H\alpha$  cade fuori dal range ottico. Combinando la SFR( $H\alpha$ ) con il rapporto medio di  $H\alpha/[O II]\lambda 3727$  dato da Gallagher, Hunter & Bushouse (1989) per le galassie irregolari, si ottiene la seguente formula:

$$SFR_{[OII]} [M_{\odot}yr^{-1}] = 1.4 \cdot 10^{-41} L_{[OII]} (erg s^{-1}) \quad (2.2)$$

#### 2.1.3 SFR dalla luminosità del continuo UV

La luminosità del continuo UV è usata come tracciante della SFR in oggetti con  $z > 1$ , poiché tutte le righe di emissione, a parte  $Ly\alpha$ , sono fuori dal range ottico. In ammassi

di stelle giovani lo spettro UV è dominato dal continuo delle stelle massicce, quindi la sua luminosità per unità di frequenza diventa proporzionale alla SFR:

$$SFR_{UV} [M_{\odot} yr^{-1}] = 1.4 \cdot 10^{-28} L_{\nu} (erg s^{-1} Hz^{-1}) \quad (2.3)$$

Quest'equazione è valida solo nell'intervallo  $1500 \text{ \AA} \leq \lambda \leq 2800 \text{ \AA}$ , all'interno del quale è minimo il contributo di popolazioni di stelle vecchie; è estremamente sensibile alle incertezze relative alla correzione del reddening, causato dalla presenza delle polveri.

### 2.1.4 SFR misurata tramite la luminosità nel FIR

Per trasformare la luminosità osservata a  $60 \mu m$  nella SFR bisogna assumere che una frazione di flusso UV/ottico emessa dalle stelle sia assorbita dalle polveri e riemessa con emissione termica nel FIR,  $10\text{-}300 \mu m$ , e che la sezione d'urto di assorbimento delle polveri sia fortemente piccata nel UV. Insieme al fatto che non è praticamente necessaria alcuna correzione per estinzione, la luminosità nel FIR è un ottimo indicatore della totale emissività della galassia in UV/ottico. La relazione tra luminosità e SFR è data da Kennicutt (1998):

$$SFR_{FIR} [M_{\odot} yr^{-1}] = 4.5 \cdot 10^{-44} L_{FIR} (erg s^{-1}) \quad (2.4)$$

dove  $L_{FIR} \sim 1.7 \cdot L_{60\mu m}$ .

Come si vede nelle Figure 2.1 e 2.2 non considerando una correzione per estinzione, la  $SFR(H\alpha)$  è abbastanza vicina alla  $SFR(FIR)$  mentre sia  $SFR([O II])$  sia  $SFR(UV)$  mostrano un difetto maggiore per  $SFR(UV)$  rispetto a  $SFR([O II])$ . Una volta corretti i dati per estinzione l'andamento di tutti gli indicatori sembra abbastanza uniforme; bisogna però tenere in considerazione il fatto che questi non sono comportamenti assoluti, bensì si basano sull'analisi di dati provenienti da un campione di galassie (Rosa-González et al., 2002; Schaerer, 2000).

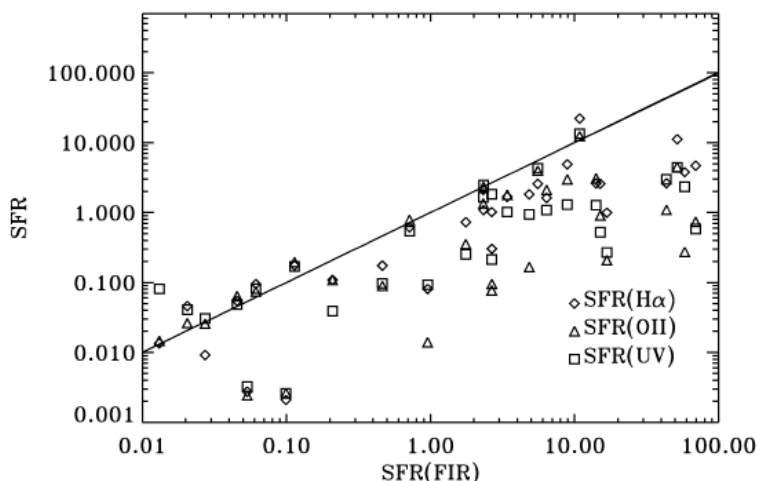


Figura 2.1: Comportamento degli indicatori della SFR:  $SFR(H\alpha)$ ,  $SFR([OII])$ ,  $SFR(UV)$  in funzione dell'indicatore  $SFR(FIR)$ ; i dati riportati non hanno subito alcuna correzione per estinzione, la linea continua rappresenta la linea 1:1 (Rosa-González et al., 2002).

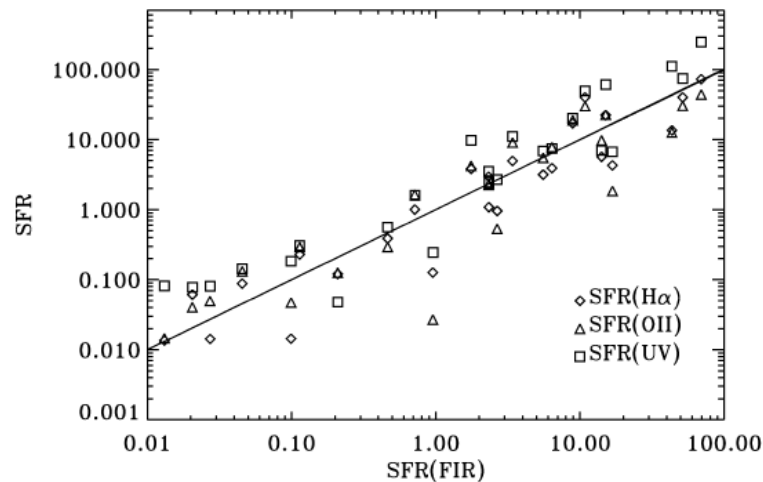


Figura 2.2: Comportamento degli indicatori della SFR: SFR(H $\alpha$ ), SFR([OII]), SFR(UV) in funzione dell'indicatore SFR(FIR); i dati riportati sono stati corretti per estinzione, la linea continua rappresenta la linea 1:1 (Rosa-González et al., 2002).

## 2.2 Indicatori di SFR di galassie interagenti

Consideriamo ora due indicatori della SFR che si riferiscono a diversi momenti della storia di una galassia: il continuo proveniente da una galassia con una SFR costante (in prima approssimazione) prodotto primariamente dalle stelle formate dopo gli ultimi  $10^9$  anni, che rappresenta una misura della SFR relativa, e il numero di fotoni del continuo di Lyman in una galassia,  $N_c$ , che misura la popolazione di stelle massicce con tempi di vita inferiori ai  $10^7$  anni e quindi fornisce un modo per determinare la SFR attuale.

Assumendo che la funzione di massa iniziale sia invariata nel tempo e sia ben rappresentata dalla funzione di Salpeter, la SFR dedotta dalla luminosità nel blu è:

$$dN = \alpha_L M^{-2.35} dM \quad (2.5)$$

dove  $dN$  è la SFR per anno in masse solari su tutta la galassia,  $\alpha_L$  è il coefficiente che parametrizza la SFR totale, con valore  $\alpha_L = 0.29 \cdot 10^{-10} (L_B/L_\odot)_{gal}$  stelle/anno,  $M$  è la massa delle stelle in masse solari,  $0.1M_\odot \leq M \leq 100M_\odot$ .

La SFR attuale può essere determinata dal numero di fotoni del continuo di Lyman prodotti dalle stelle massicce. Il risultato è  $\alpha_c = 2.5 \cdot 10^{-54} \cdot N_c$  stelle/anno. Questa è la SFR media nell'intervallo di tempo da  $\simeq 3 \cdot 10^6$  anni, tempo di vita medio delle stelle OB, a  $\simeq 10^8$  anni, tempo-scala per la variazione globale della SFR nella galassia.

Un'interessante proprietà dei sistemi interagenti è il loro alto livello di metallicità del gas, comparabile con i nuclei o i dischi interni di galassie a spirale. Questo suggerisce che i nuclei delle galassie hanno attraversato una fase di forte formazione stellare durata per qualche tempo prima del processo di interazione. Il risultato della sintesi di popolazione indica la presenza di stelle calde in tutti i sistemi osservati, come se fossero dominati da stelle di tipo A-F di massa intermedia. L'ampio intervallo di temperature delle stelle è caratteristico di un sistema con costante SFR o crescente negli ultimi  $10^9$  anni. Bisogna considerare anche che sebbene molti starburst siano così forti da dominare lo spettro delle galassie ospitanti a tutte le lunghezze d'onda, vi è sempre una popolazione stellare pre-esistente che contribuisce in modo significativo allo spettro integrato. Tuttavia è

difficile separare le proprietà di queste componenti. Per determinare in modo migliore la relazione tra l'attuale SFR e la SFR media negli ultimi  $10^9$  anni si considera il rapporto dei due indicatori della SFR: se  $-0.5 < \log(\alpha_L/\alpha_c) < +0.5$  allora la SFR è rimasta costante negli ultimi  $10^9$  anni; mentre se  $\log(\alpha_L/\alpha_c) < -0.5$  significa che le galassie sono in una fase di formazione stellare e che la SFR è crescente (Bushouse & Gallagher, 1984).

## 2.3 SFR in galassie normali

Il valore della SFR misurato nelle galassie vicine ha un range di  $\sim 0.001-10 M_\odot \text{yr}^{-1}$ , il grande intervallo riflette le differenze sia in massa che in tipo morfologico delle galassie. La SFR per unità di luminosità è una funzione fortemente crescente con il tipo di Hubble, parte da valori molto bassi per le galassie ellittiche e lenticolari, e aumenta di molto per le galassie Sc e irregolari. Il cambiamento dell'ordine di grandezza della SFR totale lungo la sequenza di Hubble è prodotto in parti uguali sia dall'aumento del numero totale di stelle formate nella regione per unità di massa o area, sia dall'aumento della massa caratteristica relativa alle singole regioni. Nelle galassie a spirale Sa o Sb le stelle OB si formano in regioni HII, mentre le stelle massicce nelle galassie a spirale degli ultimi tipi o nelle galassie irregolari si formano in regioni HII giganti, contenenti migliaia di stelle OB, o in ammassi densi. L'andamento osservato della SFR relativa alle galassie lungo la sequenza di Hubble rispecchia l'andamento della loro storia di formazione stellare. Le galassie a spirale late-type hanno formato stelle ad un tasso costante, mentre le galassie a spirale early-type sono caratterizzate da una rapida decrescita della SFR, lungo la sequenza di Hubble, in base al rapporto di luminosità bulge/disco delle galassie stesse. Come mostra la Figura 2.3 maggiore è il rapporto di luminosità bulge/disco, minore è il valore della SFR relativa alla galassia (Kennicutt et al., 1996).

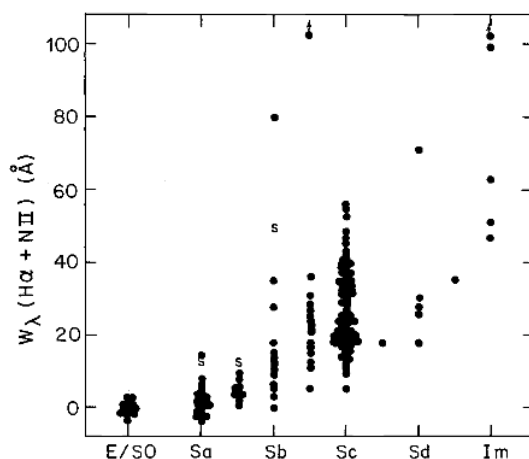


Figura 2.3: Distribuzione della larghezza equivalente delle righe di emissione di  $H\alpha + [NII]$ , che è proporzionale alla SFR, in funzione del tipo morfologico di Hubble per un campione di galassie vicine (Kennicutt et al., 1996).

## 2.4 SFR in galassie interagenti

Studiando nello specifico alcuni sistemi interagenti e in merger, come NGC 4631, M 51+NGC 5195, NGC 4038/9, NGC 7714, NGC 5278/9, NGC 750/1, NGC 520, NGC 3921, NGC 4676, M 82, Arp 220, NGC 6240, è stato possibile notare alcune proprietà sulla base delle quali si è partiti per uno studio sistematico e accurato della relazione esistente tra formazione stellare e sviluppo dell'interazione tra due o più galassie: non tutte le interazioni portano alla formazione di uno starburst, le più deboli producono effetti relativamente modesti nelle proprietà di formazione stellare della galassie ospitante.

Lo scontro mareale tra due o più galassie può alterare pesantemente la SFR globale del sistema rispetto a quella che avevano le singole componenti in precedenza; infatti molte galassie interagenti hanno un'evoluzione della formazione stellare molto complessa, che può essere studiata combinando spettri di singoli modelli di starburst avvenuti a età diverse con una funzione che li pesi in base alla loro presunta evoluzione.

Nel caso di galassie normali si usa:

$$SFR(t) = SFR(t_0)e^{-t/\tau} \quad (2.6)$$

con  $\tau$  tempo-scala caratteristico per la formazione stellare.

Mentre un parametro usato anche per i sistemi interagenti è il rapporto tra la SFR attuale e la SFR media nel passato:

$$b = \frac{SFR_{attuale}}{\langle SFR \rangle_{passata}} \quad (2.7)$$

dove  $b=1$  indica una formazione stellare costante,  $b=0$  indica sistemi in cui attualmente non c'è formazione stellare e  $b \gg 1$  caratterizza sistemi con forti eventi di formazione stellare nel presente. La distribuzione di questo parametro con il tipo di Hubble è mostrata in Figura 2.4.

Nel caso in cui le proprietà del sistema facciano intuire che la forma delle galassie prima dell'interazione fosse a spirale early-type, con frazione di gas relativamente bassa, elevata abbondanza di metalli, bracci di spirale molto avvolti, gli effetti dell'interazione potranno, non solo aumentare la SFR globale, la visibilità e la struttura dei bracci di spirale, ma anche trasformare morfologicamente le galassie coinvolte in galassie a spirale late-type. Questo suggerisce l'ambiguità in cui molto spesso ci si imbatte nel quantificare gli effetti delle interazioni sulle galassie (Kennicutt et al., 1996).

Per sistemi interagenti, l'effetto dato dalla grande dispersione nel diagramma colore-colore può essere tenuto in considerazione in un modello aggiungendo eventi di formazione stellare alla normale popolazione di stelle, come si nota dalla Figura 2.5 dov'è riportato un confronto tra le SED della galassia M82 molto luminosa in IR, a causa dei molteplici starburst al suo interno, e la galassia NGC 1569 molto luminosa in ottico.

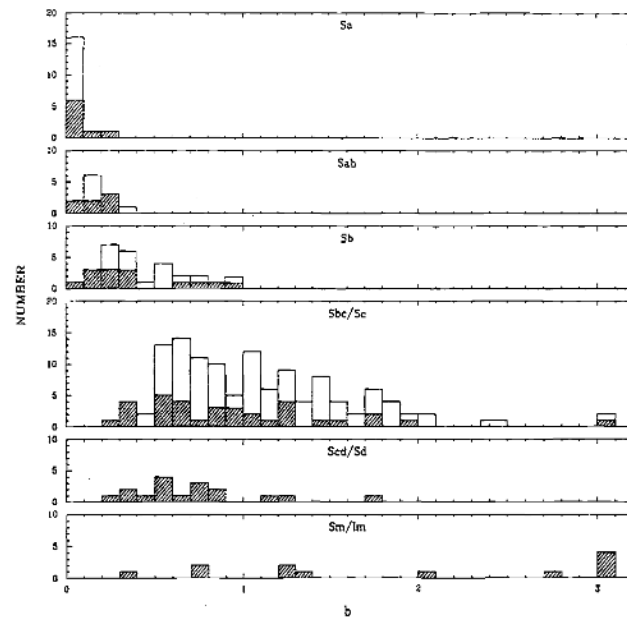


Figura 2.4: Rapporto tra la SFR attuale e la SFR media passata per dischi di galassie suddivisi secondo il tipo morfologico di Hubble. Le colonne scure dell'istogramma rappresentano misure in galassie in cui non si è sottratta alla luminosità del disco quella del bulge (Kennicutt et al., 1996).

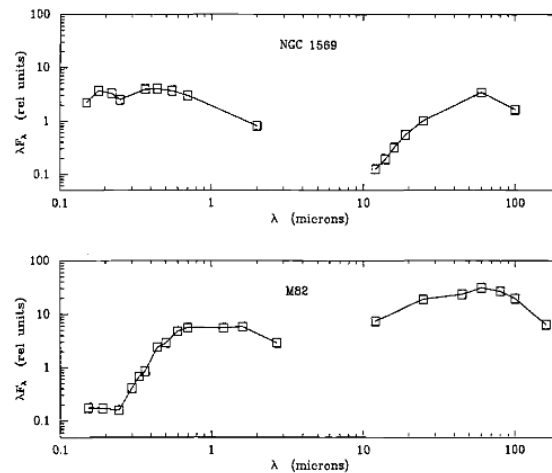


Figura 2.5: SED integrate per la galassia starburst luminosa in IR, M82, e per la galassia luminosa in ottico, NGC 1569. La SED è in funzione di  $\nu F_\nu$ , quindi l'area sotto ogni porzione di curva è indicativa del contributo della luminosità bolometrica. Si nota chiaramente la forte redistribuzione di energia dall'UV/optico al FIR in M82 (Kennicutt et al., 1996).

Nella maggior parte dei sistemi interagenti l'aumento della SFR è modesto; l'emissione di  $H\alpha$  misura solamente la SFR attuale, prodotta dalle stelle giovani con tempi di vita inferiori ai  $10^7$  anni, quindi se in un'interazione un episodio di formazione stellare è avvenuto prima di tale periodo non viene rilevato. La forte dipendenza tra il tipo morfologico e la SFR che caratterizza la sequenza di Hubble per le galassie



normali è completamente assente per le galassie interagenti. Le galassie interagenti mostrano una più forte e sistematica emissione nel FIR, sia in termini assoluti sia in termini del rapporto FIR/blu rispetto alle galassie normali. La mancanza di intense righe di emissione nello spettro di un sistema interagente indica che la SFR attuale è relativamente bassa, ma se lo spettro è dominato dalle righe di assorbimento di Balmer, caratteristiche di una popolazione di stelle giovani, allora si è in presenza di indicazioni di un passato starburst, che ha formato una frazione di massa stellare considerevole negli ultimi  $\sim 10^7$ - $10^9$  anni. Questi tipi di spettri sono abbastanza comuni nel caso di merger avanzati di galassie ellittiche, ma sono estremamente rari per altri tipi di galassie.

Le incredibili diversità delle proprietà di formazione stellare e di popolazione stellare nelle galassie interagenti riflettono sia il livello dello stadio evolutivo sia una grande diversità nelle risposte fisiche di ogni singolo sistema. Come si può osservare dalla Figura 2.6, che illustra l'andamento della SFR in base al tipo di sistema interagente e non interagente, la SFR aumenta partendo dalle galassie non interagenti attraverso le galassie moderatamente interagenti fino alle galassie fortemente interagenti. Il viceversa vale per la distribuzione della SFR specifica (Kennicutt et al., 1996).

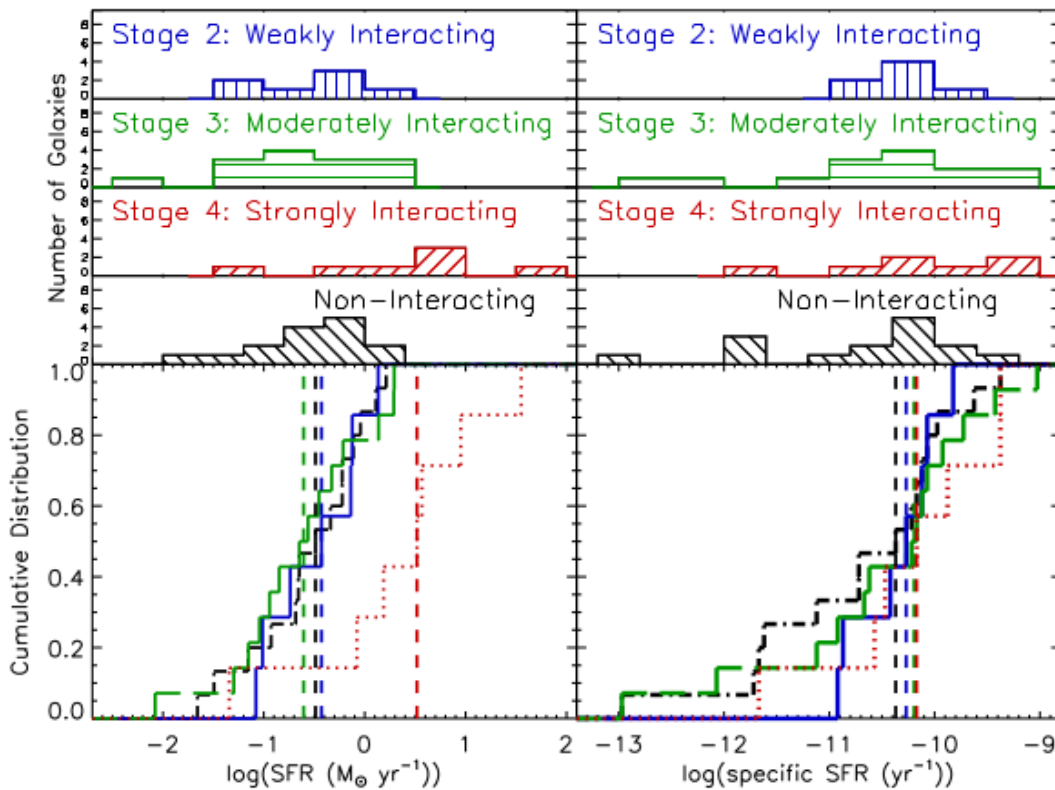


Figura 2.6: Istogrammi e distribuzioni cumulative della SFR, a sinistra, e della SFR specifica, a destra, per galassie in diversi stadi di interazione e galassie non interagenti. Le linee verticali tratteggiate indicano il valore medio della quantità per ogni tipologia di sistema (Lanz et al., 2013).

### 2.4.1 Modelli SPH

Finora si sono descritti gli indicatori e alcune proprietà qualitative della SFR per galassie interagenti e non interagenti, mentre ora si vuole cercare un modello che possa prevedere l'andamento della formazione stellare nei sistemi interagenti e che descriva, di conseguenza, le proprietà del gas all'interno nelle vicinanze degli starburst.

Per fare un modello della formazione stellare si usa una variante della legge di Schmidt, che mette in relazione la SFR nelle galassie a disco con la densità locale di gas:

$$SFR [M_{\odot} \text{yr}^{-1} \text{pc}^{-3}] \propto \rho_{gas}^n \quad (2.8)$$

con  $n$  determinato empiricamente  $1 < n < 2.5$ .

L'uso della legge di Schmidt (1959) nelle regioni centrali di merger tra galassie dà una stima del tempo-scala per l'attività di starburst indotta:

$$\rho_{SFR} \propto (\rho_{gas})^n \quad (2.9)$$

dove  $\rho_{SFR}$  è la densità superficiale della SFR in  $M_{\odot} \text{yr}^{-1} \text{pc}^{-2}$  e  $\rho_{gas}$  è la densità superficiale di gas in  $\text{g} \cdot \text{pc}^{-2}$ . Il valore di  $n$  è stato stimato da Kennicutt (1989) ed è tipicamente pari a  $n = 1.4 \pm 0.15$ .

La SFR per unità di massa viene parametrizzata assumendo un gas di particelle secondo la relazione:

$$\frac{\dot{M}_{gas}}{M_{gas}} = C \times \rho_{gas}^{1/2} \quad (2.10)$$

dove  $\dot{M}_{gas}$  è la SFR,  $M_{gas}$  è la massa delle particelle,  $\rho_{gas}$  è la stima della densità locale del gas, e  $C$  è una costante di normalizzazione tale per cui una galassia a disco isolata forma stelle ad un tasso di  $\sim 1 M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ , simile alla SFR globale delle galassie a disco vicine (Kennicutt, 1983; Mihos & Hernquist, 1994). Ad ogni unità di tempo la quantità di energia rilasciata dall'evoluzione delle stelle massicce è calcolata dalla SFR in ogni sistema di particelle, e una parte dell'energia cinetica è usata per dare un moto radiale alle particelle circostanti. Lo *Smoothed Particles Hydrodynamics* (SPH), è uno dei metodi computazionali usati per simulare il comportamento di un fluido. Sviluppato da Gindald, Monaghan e Lucy nel 1977, è un metodo lagrangiano (serve per risolvere i problemi di ottimizzazione con vincoli) che ha la possibilità di descrivere su grande scala tutte le componenti trattate.

Per descrivere gli effetti della riduzione del gas e della formazione di una popolazione di stelle, c'è una tecnica che impiega particelle SPH ibride, rappresentanti le stelle giovani, che gradualmente si formano. Attraverso la formazione stellare, la massa del gas delle particelle ibride si riduce, mentre la massa totale rimane fissa.

Il principale svantaggio è assumere che le nuove stelle formate e il gas utilizzato restino dinamicamente accoppiati fino a che il gas non è completamente esaurito. In realtà le due componenti evolvono separatamente, il gas viene dissipato mentre le stelle evolvono in maniera collisionale. La risposta alla formazione stellare della galassia durante il merger è tale per cui il picco della SFR nel modello indica periodi di forte movimento verso le regioni più interne da parte del gas.

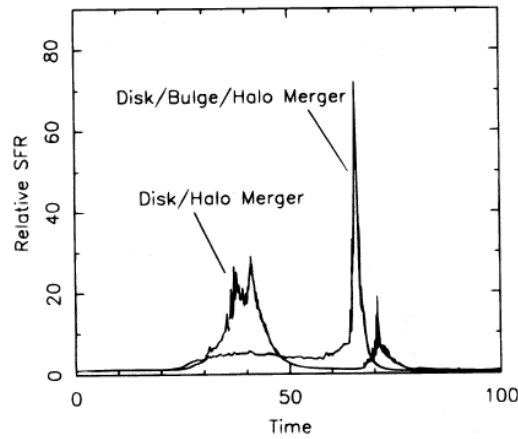


Figura 2.7: Evoluzione della SFR globale relativa a due dischi isolati per un modello di merger tra dischi, *disk/halo merger*, e per un modello di merger tra galassie a disco con bulge, *disk/halo/bulge merger* (Mihos & Hernquist, 1996).

Per il merger di dischi la SFR in ogni disco ha un picco 20-30 volte maggiore il suo valore iniziale, e aumenta di un'ordine di grandezza ogni  $\sim 1.5 \cdot 10^8$  anni. Quando lo starburst termina la SFR scende globalmente al suo livello iniziale. Questo comportamento è visibile in Figura 2.7 nella curva descritta da *disk/halo merger*. Mentre per il merger di galassie con bulge la SFR globale aumenta di poco durante gli stadi intermedi dell'interazione, quando le galassie alla fine formano un'unica struttura, hanno una massa di gas restante doppia rispetto al precedente caso, e il rapido collasso di questo gas porta a violenti e rapidi starburst nel centro del sistema. Il picco della SFR è  $\sim 70$  volte maggiore rispetto a quello relativo al sistema non interagente. L'andamento per questo tipo di merger è indicato in Figura 2.7 nella curva chiamata *disk/halo/bulge merger*.

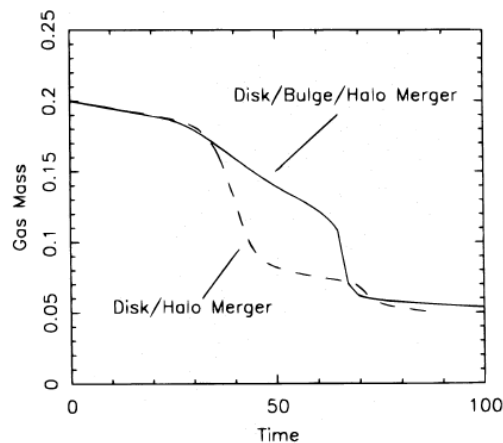


Figura 2.8: Evoluzione della massa totale del gas per un modello di merger tra dischi, *disk/halo merger*, e per un modello di merger tra galassie con bulge, *disk/halo/bulge merger* (Mihos & Hernquist, 1996).

Analogamente a quanto descritto per la SFR, anche la massa totale del gas ha un andamento diverso nei due tipi di merger, come si può vedere dalla Figura 2.8. I due estremi temporali possono avere lo stesso valore in prima approssimazione, tuttavia nel

primo caso la massa diminuisce ad ogni starburst proporzionalmente alla sua intensità, ogni volta che questo avviene. Mentre nel secondo caso diminuisce drasticamente, sempre proporzionalmente all'intensità dello starburst, nell'unico momento in cui si verifica.

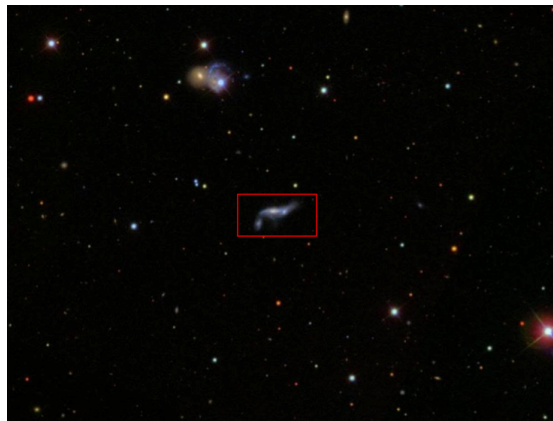
L'evoluzione della SFR globale per galassie che sono entrate in un processo di merger con una struttura simile tra loro è indipendente dalla geometria dell'interazione, mentre ha un ruolo nel determinare la cinematica e la morfologia dei sistemi. La loro struttura è il fattore decisivo per l'induzione dell'attività di starburst. In particolare se lo scontro tra galassie avviene quando sono coplanari allora lo starburst è più intenso e la quantità di gas diminuisce di  $\sim 85\%$ , mentre nel caso in cui le galassie si presentino inclinate, la quantità di gas diminuisce solo di  $\sim 65\%$ . Un altro effetto è quello di diversificare i tempi-scala del merger: nel primo caso la forte caduta del gas avviene in  $\sim 2 \cdot 10^8$  anni dopo la prima collisione, mentre nel secondo caso in base alla geometria si ha una differenza di  $\sim 2.5 \cdot 10^8$  anni (Mihos & Hernquist, 1996).

# Capitolo 3

## Analisi dei dati

### 3.1 Descrizione dei dati

Lo scopo di questo lavoro è lo studio della SFR nel sistema interagente, ARP63 (NGC 2944/1) mostrato in Figura 3.1 con le relative caratteristiche riportate in Tabella 3.1.



*Figura 3.1:* Immagine tratta dalla Sloan Digital Sky Survey-Data Release 7 (SDSS-DR7, 2008), il sistema nel rettangolo rosso è la galassia ARP63 (il nord è in alto e l'est a sinistra).

Ascensione retta (hh:mm:ss)	09:39:18.2
Declinazione (°:':")	+32:18:30
Redshift	0.022676
A(V) galattico (mag)	0.048
B (mag)	14.05
$M_B$ (mag)	-20.92

*Tabella 3.1:* Dati relativi alla galassia ARP63 presi dal Nasa Extragalactic Database (NED).

I dati della galassia sono stati raccolti dal Telescopio Copernico di 1.82m dell'Istituto Nazionale di Astrofisica (INAF) situato ad Asiago, in località Cima Ekar. In Tabella 3.2 sono riportate le caratteristiche tecniche dello strumento.

Diametro specchio primario (mm)	1820
Lunghezza focale primario (mm)	5393
Lunghezza focale totale (mm)	16380
Scala (arcsec mm <sup>-1</sup> )	12.59
Scala output (arcsec mm <sup>-1</sup> )	21.70

Tabella 3.2: Caratteristiche tecniche del Telescopio Copernico.

Al fuoco Cassegrain del telescopio è montato il riduttore di focale AFOSC (Asiago Faint Object Spectrograph and Camera) che permette di fare fotometria, spettroscopia a media e bassa risoluzione, polarimetria e spettro-polarimetria. Questo strumento è stato progettato e sviluppato dall'Osservatorio astronomico di Copenhagen <sup>1</sup>.

Il percorso della luce proveniente dal telescopio, entrante in AFOSC è mostrato in Figura 3.2. La luce passa attraverso la slit (A) o attraverso l'apertura nell'alloggiamento delle

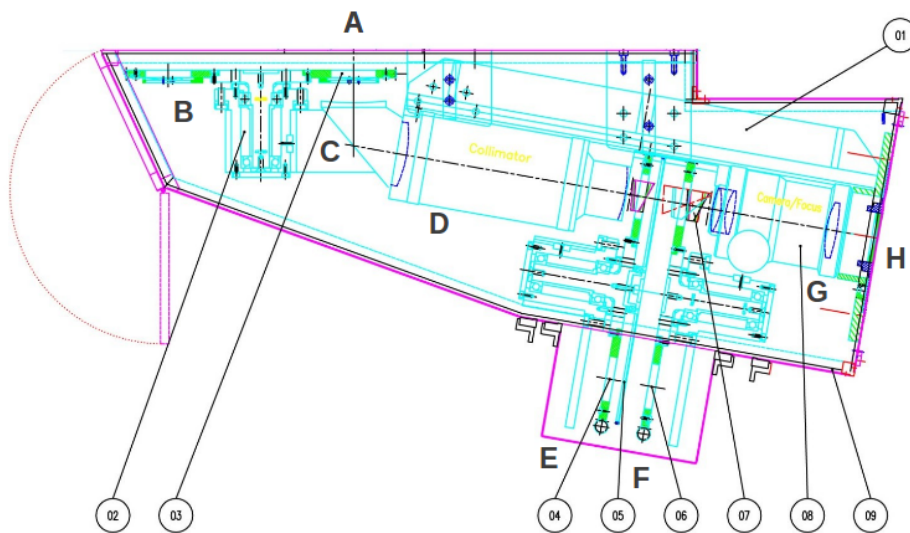


Figura 3.2: Il layout delle ottiche all'interno di AFOSC.

slit (B); è ri-direzionata da un prisma (C) e portata al collimatore (D). Il fascio collimato passa attraverso l'alloggiamento dei filtri (E) e/o dei grism (F), e viene focalizzato sul sensore dalla lente di camera (G). Il sensore (H) è un TK1024 CCD thin back-side illuminated da 1024×1024 pixel, con i pixel da 24 μm.

L'immagine e lo spettro dell'oggetto presi al Telescopio Copernico sono mostrati in Figura 3.3 e le loro caratteristiche tecniche in Tabella 3.3.

<sup>1</sup>[http : //archive.oapd.inaf.it/asiago/5000/5100/man012.ps.gz](http://archive.oapd.inaf.it/asiago/5000/5100/man012.ps.gz) , per il manuale d'uso e le caratteristiche del Telescopio Copernico e del riduttore di focale AFOSC

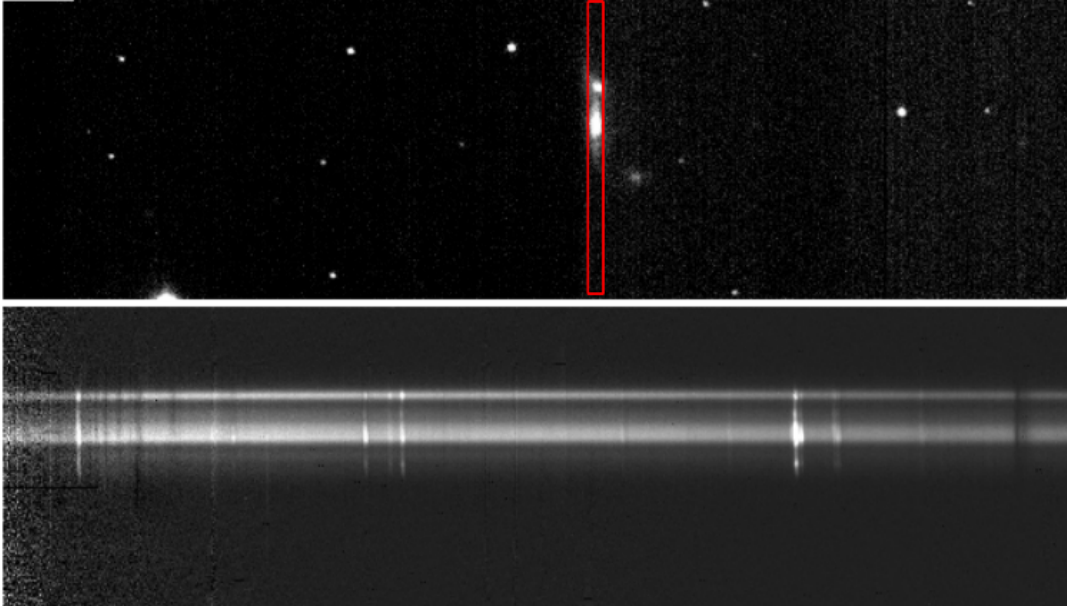


Figura 3.3: In alto l'immagine di acquisizione con riportata sopra la posizione della slit e in basso lo spettro di ARP63, lunghezza d'onda crescente da sinistra a destra.

Grism	4
Apertura slit (arcsec)	1.69
PA slit ( $^{\circ}$ )	90
Scala del CCD ( $\text{arcsec mm}^{-1}$ )	0.458
Dispersione ( $\text{\AA}/\text{px}$ )	4.22
Risoluzione ( $\text{\AA}$ )	15
Tempo di esposizione (sec)	3600
Range spettrale ( $\text{\AA}$ )	3500-7800

Tabella 3.3: Caratteristiche dello spettrografo usato e dello spettro ottenuto.

Lo spettro mostrato in Figura 3.3 è stato ridotto con il programma IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) seguendo la procedura standard che comprende la sottrazione del bias, la correzione per flat-field normalizzato, la sottrazione dei raggi cosmici, la calibrazione in lunghezza d'onda e la calibrazione in flusso. Infine, è stato sottratto il contributo del cielo.

## 3.2 Elaborazione dei dati

Per lo studio della SFR del sistema ARP63 è stato utilizzato il flusso della riga  $\text{H}\alpha$  in emissione a  $6563 \text{ \AA}$  che, come si è visto nel capitolo precedente, è direttamente proporzionale alla SFR; nel caso di popolazioni di stelle con starburst di breve durata. Per analizzare i dati è stato usato il software *IRAF* e il programma di visualizzazione *ds9*.

Per prima cosa abbiamo individuato la posizione della riga  $\text{H}\alpha$  nell'immagine, aiutandoci con *ds9*, e abbiamo ricavato il profilo dell'emissione lungo la fenditura con il

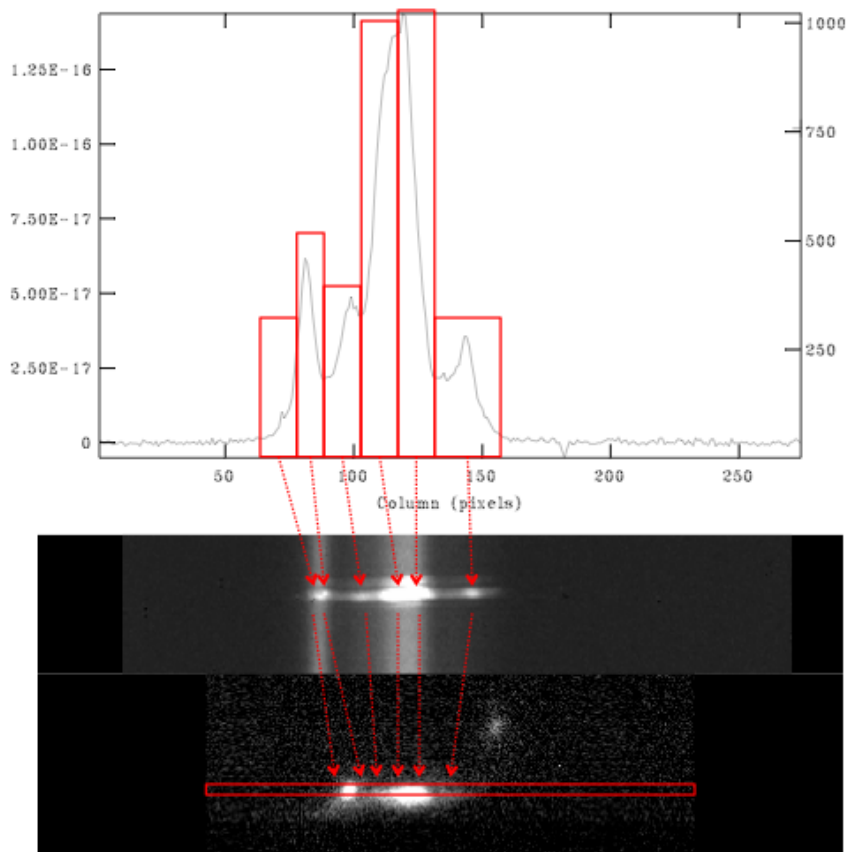


Figura 3.4: Dal basso all'alto: l'immagine del sistema interagente con la fenditura, la riga  $H\alpha$  dello spettro osservato e il profilo della stessa visualizzato con *IMPLOT* di IRAF dove sono indicate le 6 regioni; R1, R2, R3, R4, R5, R6 da sinistra a destra.

comando *IMPLOT* di IRAF (Figura 3.4 nell'immagine in alto).

Per poter studiare più dettagliatamente il sistema e in particolare le regioni di formazione stellare abbiamo individuato nel profilo della riga le zone a cui corrisponde un picco di emissione. Nel nostro caso ne sono state scelte 6 indicate in Figura 3.4 con i rettangoli. Poi abbiamo estratto lo spettro con il comando *BLKAVG* di IRAF. La scelta dell'estensione delle regioni l'abbiamo fatta considerando il profilo dell'emissione della riga (Figura 3.4 in alto) lungo la fenditura e le strutture visibili nell'immagine e nello spettro della galassia (Figura 3.4). Le regioni R1 e R2 corrispondono alla galassia ovest, *galO*, del sistema ed in particolare R2 ne individua il bulge e R1 lo sviluppo dei bracci dalla parte opposta all'interazione.

Le regioni R3, R4, R5 e R6 sono la suddivisione della galassia est, *galE*, del sistema: R4 e R5 sono il bulge, R6 è lo sviluppo dei bracci dalla parte opposta all'interazione e R3 è la parte in comune tra le due galassie dove si sta sviluppando l'interazione.

Successivamente abbiamo effettuato la correzione per estinzione galattica, per ogni spettro, usando il comando *DEREDDEN* di IRAF e applicando la funzione di estinzione empirica di Cardelli et al. (1989) con il valore dell'assorbimento in banda  $V$ ,  $A(V)$ , preso dal NED (Tabella 3.1). Il valore è piccolo,  $A(V)=0.048$  mag, perché il sistema si trova ad un'alta latitudine galattica,  $\sim +48^\circ$ , e quindi subisce poco l'effetto del pesante assorbimento dato dalle polveri che si trovano sul piano galattico.



Regione	Inizio (px)	Fine (px)	Estensione (arcsec)	Estensione (kpc)
R1	64	79	6.870	3.23
R2	79	88	4.122	1.94
R3	88	103	6.870	3.23
R4	103	116	5.954	2.80
R5	116	131	6.870	3.23
R6	131	158	12.366	5.82

*Tabella 3.4:* Tabella contenete le caratteristiche delle regioni ottenute dal profilo dell'emissione della riga  $H\alpha$  lungo la fenditura; la distanza usata per ricavarne l'estensione in kpc è quella presa dal NED e vale  $D=97.12$  Mpc.

Infine abbiamo riportato gli spettri a redshift  $z=0$  con il comando *DOPCOR* di IRAF. Per avere una correzione più precisa, invece di utilizzare il redshift dato dal NED ( $Z_{NED}=0.022676$ ), si è utilizzato il redshift dato dalla media aritmetica di quelli ricavati dalle righe di emissione della serie di Balmer dell'idrogeno,  $H\alpha$  a  $6563 \text{ \AA}$  e  $H\beta$  a  $4861 \text{ \AA}$ , calcolati distintamente per ogni regione, con le formule in 3.1.

$$1 + z_{H\alpha} = \frac{\lambda_{H\alpha \text{ misurata}}}{6563} \quad 1 + z_{H\beta} = \frac{\lambda_{H\beta \text{ misurata}}}{4861} \quad (3.1)$$

In Tabella 3.5 sono riportati i valori delle lunghezze d'onda e dei redshift misurati per ogni regione. Come si può notare, il redshift di ogni regione è diverso, e questo è

Regione	$\lambda_{H\alpha}$ ( $\text{\AA}$ )	$z(H\alpha)$	$\lambda_{H\beta}$ ( $\text{\AA}$ )	$z(H\beta)$	$z$
R1	6707.93	0.022083	4970.42	0.022510	0.022296
R2	6708.59	0.022183	4971.49	0.022730	0.022457
R3	6706.23	0.021824	4968.09	0.022030	0.021927
R4	6708.50	0.022170	4970.32	0.022489	0.022329
R5	6711.30	0.022596	4972.50	0.022938	0.022767
R6	6711.82	0.022676	4973.17	0.023075	0.022876

*Tabella 3.5:* Tabella contenete i valori misurati di  $H\alpha$  e  $H\beta$ , i redshift calcolati per le due righe di emissione e il redshift medio.

dovuto all'effetto della rotazione della galassia. Le regioni R1, R2, R3 e R4 con redshift mediamente inferiori a  $z_{NED}$  sono regioni in avvicinamento, mentre R5 e R6 con  $z$  mediamente superiore sono in allontanamento.

Dalle Figure 3.5 e 3.6 si può notare che lo spettro corretto per reddening (blu) ha valori di flusso più alti di quello osservato (rosso). Questo è un risultato atteso poiché l'effetto dell'assorbimento causato dalle polveri del mezzo interstellare sullo spettro è la diminuzione del flusso via via più accentuata man mano che ci si sposta verso lunghezze d'onda più corte. Mentre a lunghezze d'onda crescenti l'assorbimento decresce diventando poi del tutto trascurabile.

Quindi, uno spettro affetto da reddening interstellare si presenta con una pendenza

diversa dallo spettro originario, e nel caso di  $A(V)$  particolarmente elevato, può sembrare simile a quello di una galassia di tipo spettrale più avanzato.

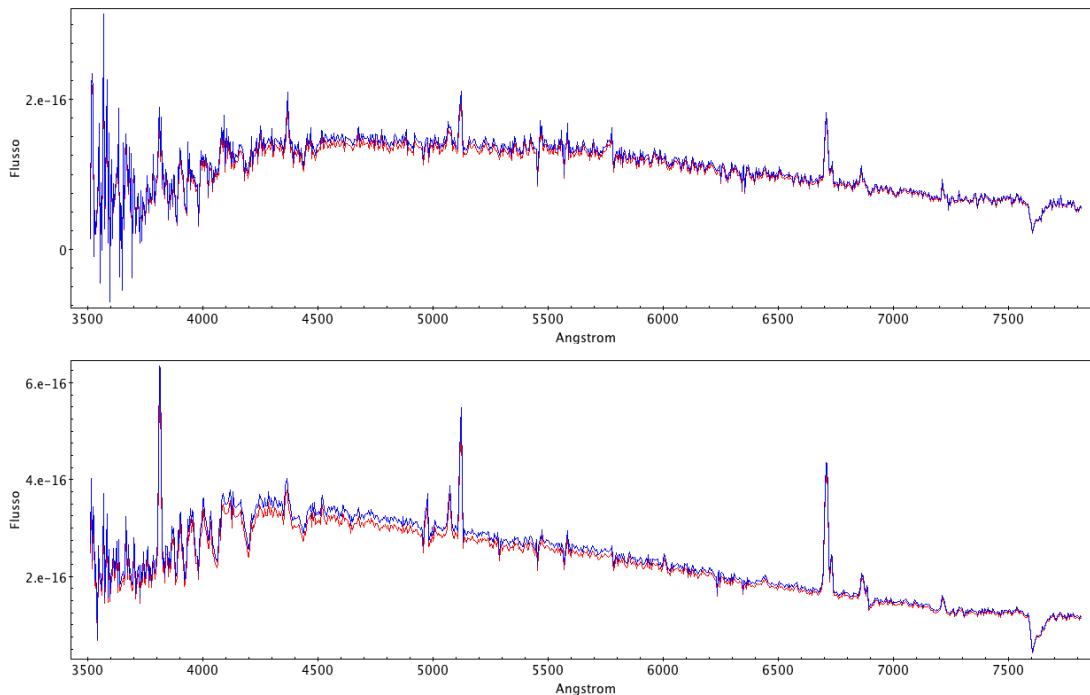


Figura 3.5: Confronto tra lo spettro osservato (rosso) e lo spettro corretto per reddening (blu); regione R1 e R2, dall'alto al basso.

Come si può notare dagli spettri delle varie regioni, le righe  $H\alpha$  e  $H\beta$  hanno due componenti, una corrispondente all'emissione del gas e l'altra data dall'assorbimento stellare. Tuttavia a noi serve il flusso totale di  $H\alpha$  in emissione quindi si deve correggere lo spettro osservato. La correzione si fa sottraendo al nostro spettro un template che contenga il continuo e gli assorbimenti stellari. Il motivo per cui bisogna farlo è molto chiaro, non tanto confrontando l'emissione di  $H\alpha$  prima e dopo la sottrazione, ma considerando quello che avviene per la riga  $H\beta$ , come si può notare dalla Figura 3.7. Questo è importante perché, come si vedrà in seguito per calcolare la SFR c'è bisogno sia del flusso di  $H\alpha$  sia del flusso di  $H\beta$ .

Per ottenere il template da sottrarre utilizziamo il software STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005).

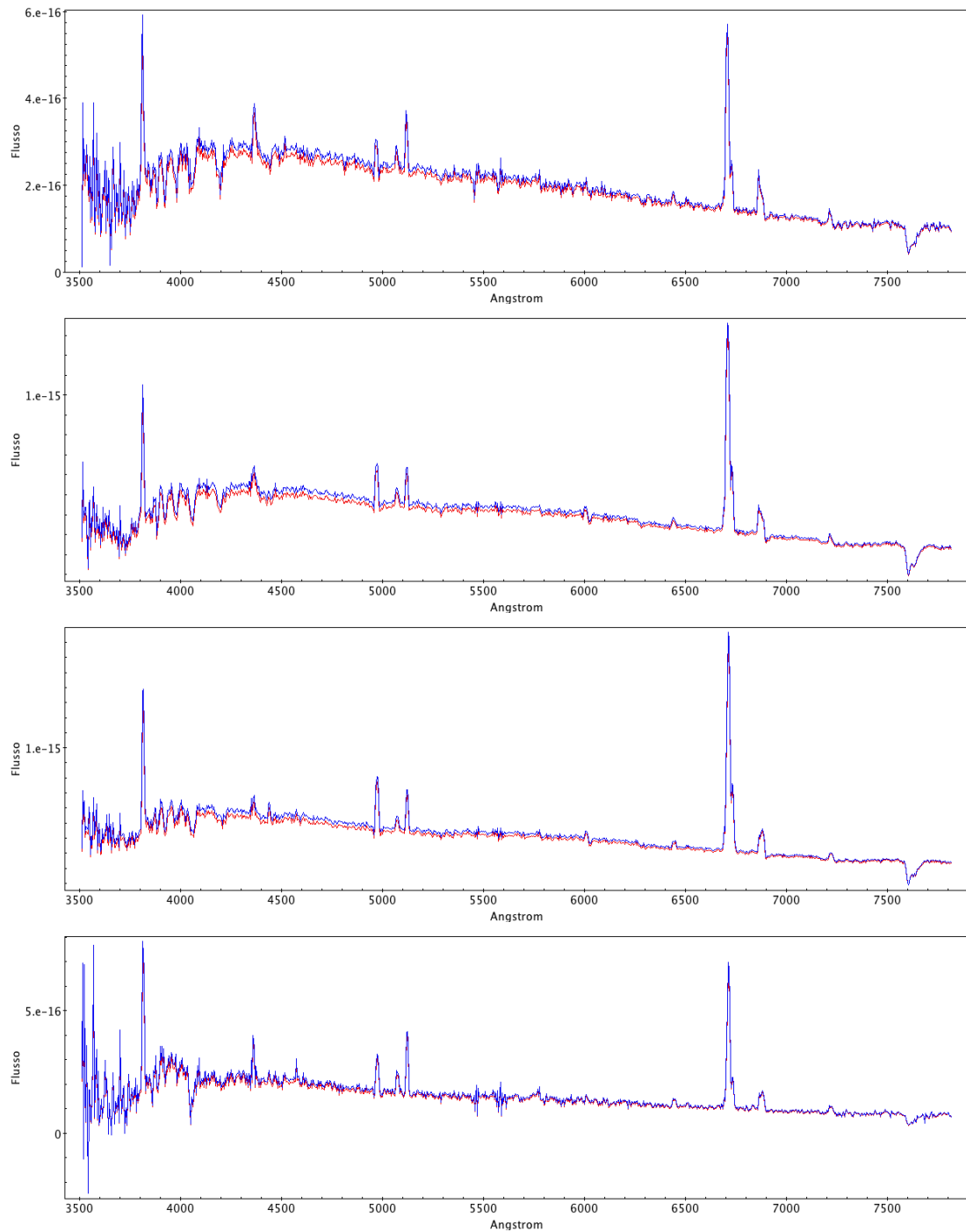


Figura 3.6: Confronto tra lo spettro osservato (rosso) e lo spettro corretto per reddening (blu); regione R3, R4, R5 e R6, dall'alto al basso.

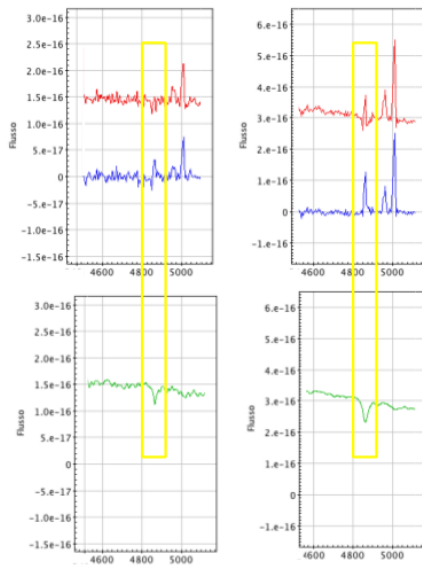


Figura 3.7: Confronto tra lo spettro osservato corretto per reddening e redshift (rosso), lo spettro a cui è stato sottratto il modello (blu) e il modello (verde) per la riga  $H\beta$  (rettangolo giallo); nelle regioni R1, a sinistra, e R2, a destra.

### 3.3 Studio delle popolazioni stellari con STARLIGHT

STARLIGHT è un programma scritto in linguaggio Fortran 77 per lo studio delle popolazioni stellari nelle galassie. Nel nostro caso viene utilizzato per riprodurre uno spettro osservato, con un modello ( $M_\lambda$ ) ottenuto combinando linearmente  $N_*$  componenti spettrali provenienti da una libreria costituita o da spettri osservati che fungono da template, o da modelli di sintesi evolutiva delle singole stelle. Nel nostro caso usiamo la libreria di Bruzual & Charlot (2003).

Il modello dello spettro risultante si ottiene dalla seguente formula:

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \left( \sum_{j=0}^{N_*} x_j \cdot b_{j,\lambda} \cdot r_\lambda \right) \otimes G(v_*, \sigma_*) \quad (3.2)$$

dove  $b_{j,\lambda}$  è lo spettro della  $j$ -esima componente di popolazione stellare normalizzato a  $\lambda_0$ ,  $r_\lambda \equiv 10^{-0.4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$  è il termine di reddening che applica la Cardelli et al. (1989),  $M_{\lambda_0}$  è il flusso del modello alla lunghezza d'onda di normalizzazione,  $\mathbf{x}$  è il vettore di popolazione e  $\otimes$  è l'operatore di convoluzione con una gaussiana  $G(v_*, \sigma_*)$  che tiene conto della velocità di recessione e della dispersione di velocità. Ogni componente  $x_j$  rappresenta la frazione di contributo dalla popolazione stellare con età  $t_j$  e metallicità  $Z_j$ .

Questo programma è utilizzato per derivare le proprietà dell'insieme di popolazioni stellari in un sistema, o solamente per riprodurre un continuo stellare che permetta di misurare l'intensità intrinseca delle righe di emissione in una galassia, oppure per stimarne la dispersione di velocità.

Per poter utilizzare il software gli spettri delle 6 regioni devono prima essere trasformati in file di testo con due colonne: la prima con le lunghezze d'onda comprese nello spettro, con intervallo di 1 Å e con valore intero, mentre la seconda colonna con il flusso osservato corrispondente a ciascuna lunghezza d'onda. Per fare ciò si usa il comando

*DISPCOR* di IRAF per portare lo spettro a dispersione di  $1\text{\AA}/\text{px}$  con lunghezze d'onda intere e poi il comando *WSPECTEXT* di IRAF per trasformare lo spettro in un file di testo.

Il programma richiede alcuni file di input, oltre allo spettro osservato: il file di maschera, per non considerare alcune righe di emissione, il file contenente le librerie, il file di configurazione contenente i parametri tecnici per il controllo del fit, e l'eseguibile.

Nel file *maschera* sono scritti gli intervalli di lunghezze d'onda corrispondenti alle righe di emissione che non devono essere considerate nel modello, oppure gli intervalli di lunghezze d'onda corrispondenti a bande in assorbimento che devono essere tenute maggiormente in considerazione. Nel nostro caso, si è usato un file contenente solo 4 intervalli: (4850-4880)  $\text{\AA}$  relativo ad  $H\beta$  a 4861  $\text{\AA}$  in emissione, (6535-6597)  $\text{\AA}$  relativo ad  $H\alpha$  a 6563  $\text{\AA}$  e a [NII] a 6548,6583  $\text{\AA}$  in emissione, (6700-6745)  $\text{\AA}$  relativo a [SII] a 6717,6731  $\text{\AA}$  in emissione, e (7385-7516)  $\text{\AA}$  relativo agli assorbimenti del vapore acqueo dell'atmosfera terrestre.

Nel file *base* sono contenuti gli spettri predefiniti che devono essere combinati linearmente per ottenere il modello stellare cercato, ( $M_\lambda$ ). Questo file è una tabella in cui si trova per ogni popolazione stellare utilizzata l'età (in anni), la metallicità, la frazione di massa iniziale (compresa tra 0 e 1) e il relativo rapporto  $\alpha/\text{Fe}$ . Nel nostro caso abbiamo usato una base di 150 popolazioni stellari suddivise in 25 età diverse:  $1\cdot 10^6$ ,  $3.16\cdot 10^6$ ,  $5.01\cdot 10^6$ ,  $6.61\cdot 10^6$ ,  $8.71\cdot 10^6$ ,  $1\cdot 10^7$ ,  $1.445\cdot 10^7$ ,  $2.512\cdot 10^7$ ,  $4\cdot 10^7$ ,  $5.5\cdot 10^7$ ,  $1.0152\cdot 10^8$ ,  $1.609\cdot 10^8$ ,  $2.8612\cdot 10^8$ ,  $5.088\cdot 10^8$ ,  $9.0479\cdot 10^8$ ,  $1.27805\cdot 10^9$ ,  $1.434\cdot 10^9$ ,  $2.5\cdot 10^9$ ,  $4.25\cdot 10^9$ ,  $6.25\cdot 10^9$ ,  $7.5\cdot 10^9$ ,  $1\cdot 10^{10}$ ,  $1.3\cdot 10^{10}$ ,  $1.5\cdot 10^{10}$ ,  $1.8\cdot 10^{10}$  anni; per 6 metallicità differenti: 0.0001, 0.0004, 0.004, 0.008, 0.02, 0.05.

Nel file di *configurazione* ci sono tutti i parametri tecnici per il controllo del fit, compresa la lunghezza d'onda di normalizzazione del modello e i limiti relativi ai parametri di estinzione e cinematica. Nel nostro caso la lunghezza d'onda di normalizzazione usata è  $\lambda_{nor}=5500\text{\AA}$ , gli altri parametri sono stati lasciati invariati e l'iterazione usata è quella più lunga a 12 concatenazioni.

E infine l'ultimo file di input permette di eseguire il programma. Esso contiene il numero di spettri che si vogliono modellare (pari al numero di spettri in input), i nomi del file che contengono gli spettri, la maschera, la libreria e i parametri di configurazione, il nome dei file di output, gli estremi in lunghezze d'onda entro cui è calcolato il rapporto segnale/rumore, gli estremi in lunghezze d'onda entro cui è contenuto lo spettro, una stima della dispersione di velocità. Nel nostro caso abbiamo usato come la stima della dispersione di velocità  $150\text{ km s}^{-1}$  e come legge per l'estinzione abbiamo utilizzato la CCM (Cardelli et al., 1989).

Il file di output che fornisce il programma è un file di testo suddiviso in blocchi: il primo e il secondo riprendono parti dei file di input e di configurazione; il terzo riporta la costante di normalizzazione per il flusso; il quarto e il quinto riportano informazioni sul  $\chi^2_{ridotto}$ , sul rapporto segnale/rumore e su quanti punti sono stati considerati per il modello e quanti saltati; con il sesto iniziano le informazioni sui risultati di sintesi che terminano con l'ultimo dove compare il modello accanto al dato osservato.

Molto importante è la tabella che contiene la percentuale di luce emessa da ognuna delle 150 popolazioni stellari usate per modellare il continuo dello spettro osservato.

Analizzando l'output di STARLIGHT si ricava il contributo delle varie popolazioni stellari divise per età e metallicità; da questo si possono trarre informazioni sull'età

dell'interazione attraverso lo studio delle epoche di formazione stellare. I risultati sono mostrati nella Tabella 3.6.

R1	Metallicità					
Età	0.0001	0.0004	0.004	0.008	0.02	0.05
$9.0479 \cdot 10^8$	-	-	-	-	-	29.73%
$1.27805 \cdot 10^9$	-	-	-	-	-	48.48%
$2.5 \cdot 10^9$	-	7.93%	-	-	-	-
$7.5 \cdot 10^9$	-	7.56%	-	-	-	-
R2	Metallicità					
Età	0.0001	0.0004	0.004	0.008	0.02	0.05
$3.16 \cdot 10^6$	30.99%	-	-	-	-	-
$5.088 \cdot 10^8$	-	-	-	6.61%	-	12.77%
$9.0479 \cdot 10^8$	-	-	-	44.47%	-	-
R3	Metallicità					
Età	0.0001	0.0004	0.004	0.008	0.02	0.05
$3.16 \cdot 10^6$	48.82%	-	-	-	-	-
$5.088 \cdot 10^8$	-	26.80%	-	19.37%	-	-
R4	Metallicità					
Età	0.0001	0.0004	0.004	0.008	0.02	0.05
$3.16 \cdot 10^6$	65.33%	-	-	-	-	-
$5.088 \cdot 10^8$	-	30.87%	-	-	-	-
R5	Metallicità					
Età	0.0001	0.0004	0.004	0.008	0.02	0.05
$3.16 \cdot 10^6$	72.84%	-	-	-	-	-
$5.01 \cdot 10^6$	7.57%	-	-	-	-	-
$6.61 \cdot 10^6$	-	-	12.22%	-	-	-
$5.5 \cdot 10^7$	2.99%	-	-	-	-	-
$5.088 \cdot 10^8$	-	1.27%	-	-	-	-
R6	Metallicità					
Età	0.0001	0.0004	0.004	0.008	0.02	0.05
$3.16 \cdot 10^6$	27.20%	-	1.32%	-	-	-
$5.01 \cdot 10^6$	7.42%	-	-	-	-	-
$4 \cdot 10^7$	-	-	-	30.93%	-	-
$5.5 \cdot 10^7$	5.12%	-	-	0.01%	-	-
$1.0152 \cdot 10^8$	21.58%	3.65%	-	-	-	-

Tabella 3.6: Percentuale di luce in funzione dell'età e della metallicità delle popolazioni stellari per ogni regione.

### 3.4 Misura e calcolo della SFR

Utilizziamo ora l'ultimo blocco del file di output di STARLIGHT per costruire il template da sottrarre al nostro spettro osservato, per poi ricavare il flusso intrinseco delle righe di emissione  $H\alpha$  e  $H\beta$ . Dopo aver preparato un file di testo con due colonne, la prima con le lunghezze d'onda e la seconda con il valore del flusso del modello ad ogni lunghezza d'onda, attraverso il comando *SINTERP* di IRAF abbiamo ricostruito lo spettro del modello del contributo stellare per ogni regione e lo abbiamo moltiplicato per la costante di normalizzazione (Tabella 3.7) con il comando *IMARITH* di IRAF.

Regione	Costante di normalizzazione
R1	$1.343 \cdot 10^{-16}$
R2	$2.588 \cdot 10^{-16}$
R3	$2.161 \cdot 10^{-16}$
R4	$4.371 \cdot 10^{-16}$
R5	$4.370 \cdot 10^{-16}$
R6	$1.490 \cdot 10^{-16}$

Tabella 3.7: Costanti di normalizzazione calcolate da STARLIGHT.

Ora i modelli del contributo stellare in ogni regione, mostrati nelle Figure 3.8 e 3.9, sono pronti per essere sottratti allo spettro osservato utilizzando il comando *SARITH* di IRAF.

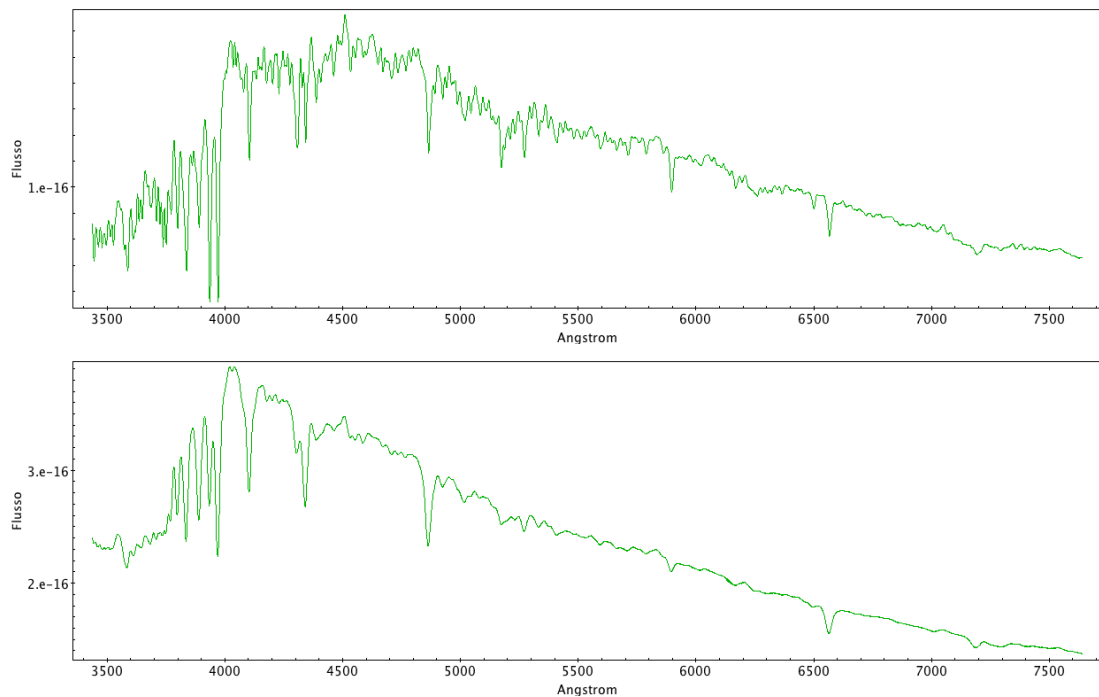
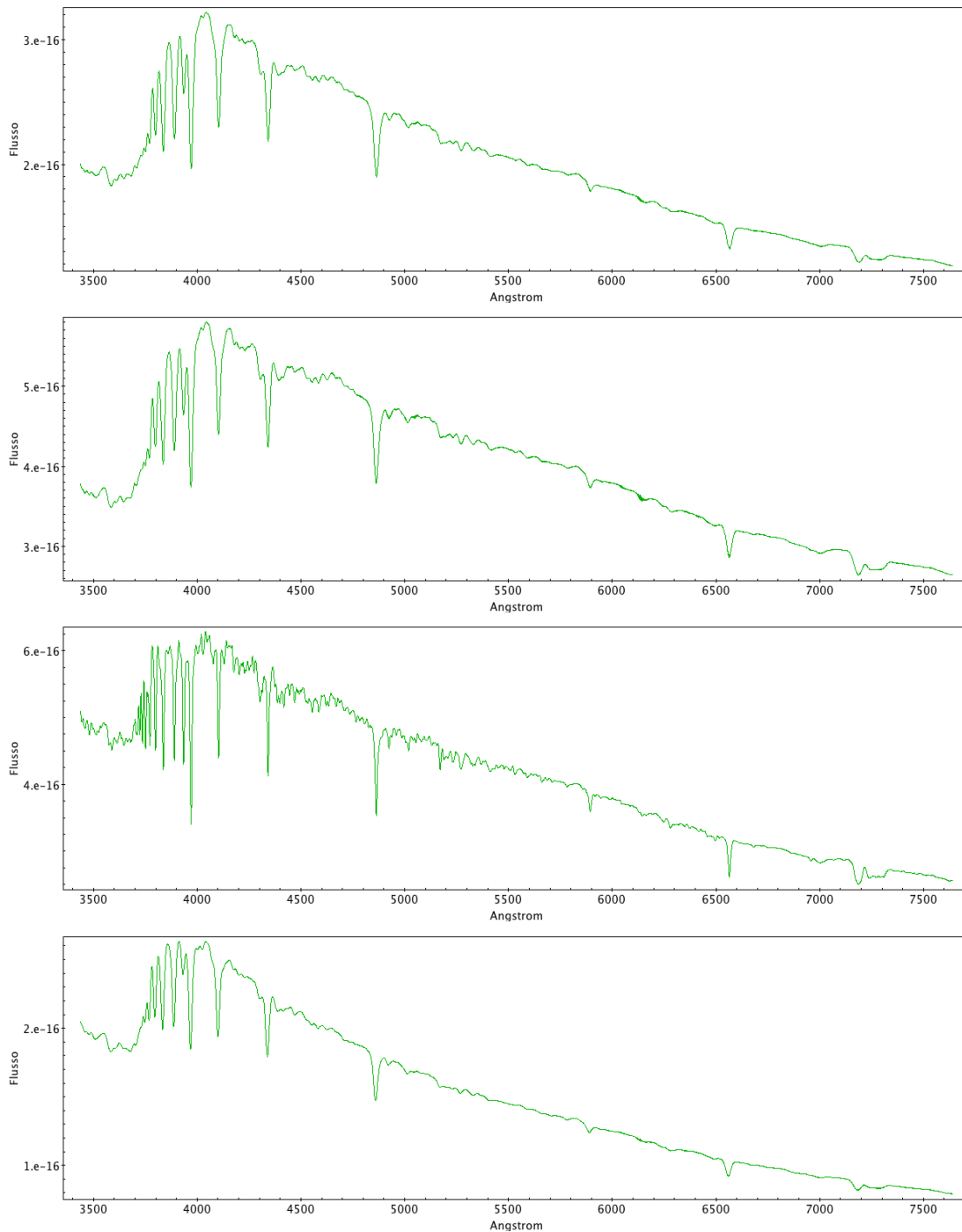


Figura 3.8: Modello del contributo stellare fornito da STARLIGHT, dopo essere stato moltiplicato per la costante di normalizzazione; R1 è in alto, e R2 è in basso.



*Figura 3.9:* Modello del contributo stellare fornito da STARLIGHT, dopo essere stato moltiplicato per la costante di normalizzazione; dall'alto al basso le regioni R3, R4, R5 e R6.

I risultati sono mostrati in Figura 3.10 e 3.11, lo spettro osservato è in rosso, mentre lo spettro a cui è stato sottratto il modello del continuo stellare è in blu. Come si spiegava nella sezione precedente l'effetto più evidente di questa sottrazione è l'aumento di intensità della riga  $H\beta$ .



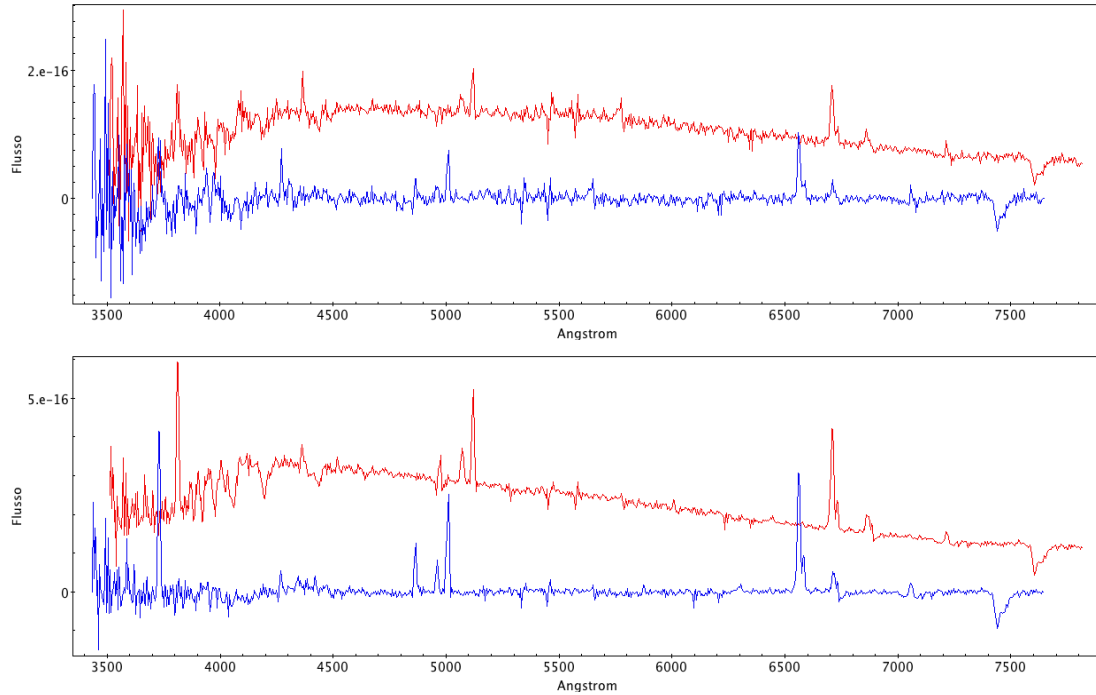


Figura 3.10: Confronto tra lo spettro osservato, in rosso, e lo spettro corretto per reddening e redshift a cui è stato sottratto il continuo stellare, in blu; R1 è in alto, e R2 è in basso.

Ora gli spettri sono pronti per essere analizzati. I flussi sono stati misurati con il comando *SPLIT* di IRAF, come mostrato in Figura 3.12.

Il flusso di  $H\beta$  (Figura 3.12, a sinistra) è stato misurato assumendo che la riga di emissione sia una gaussiana. Si posiziona il cursore alla base, si digita *k* ai due estremi e il comando esegue un fit della riga usando una funzione gaussiana, e fornisce come output: la posizione in lunghezza d'onda a cui si trova il picco della gaussiana ( $\lambda_{H\beta}$ ), il flusso osservato  $F(H\beta)$  e la larghezza a metà altezza della riga (Full Width at Half Maximum, FWHM).

Il flusso di  $H\alpha$  (Figura 3.12, a destra) è un po' più complicato da ottenere poiché molto vicino al suo picco di emissione si trovano i picchi di emissione relativi al doppietto dell'azoto [NII], 6548,6583 Å. A causa della bassa risoluzione, queste tre righe si trovano sovrapposte, quindi bisogna separarle con un fit multi-gaussiano, *deblending*. Alla base della struttura si digita *d* ai due estremi, poi si posiziona il cursore sui tre picchi e si digita *g* su ognuno per approssimarli con una curva gaussiana. Il *deblending* di *SPLIT* non ha molti gradi di libertà; abbiamo scelto quindi di lasciare libero il fit della posizione delle righe e di vincolare le tre gaussiane ad avere la stessa FWHM. Si ottiene, così, il punto centrale in cui si trova il picco della riga  $H\alpha$  ( $\lambda_{H\alpha}$ ), il flusso osservato  $F(H\alpha)$  e la sua FWHM.

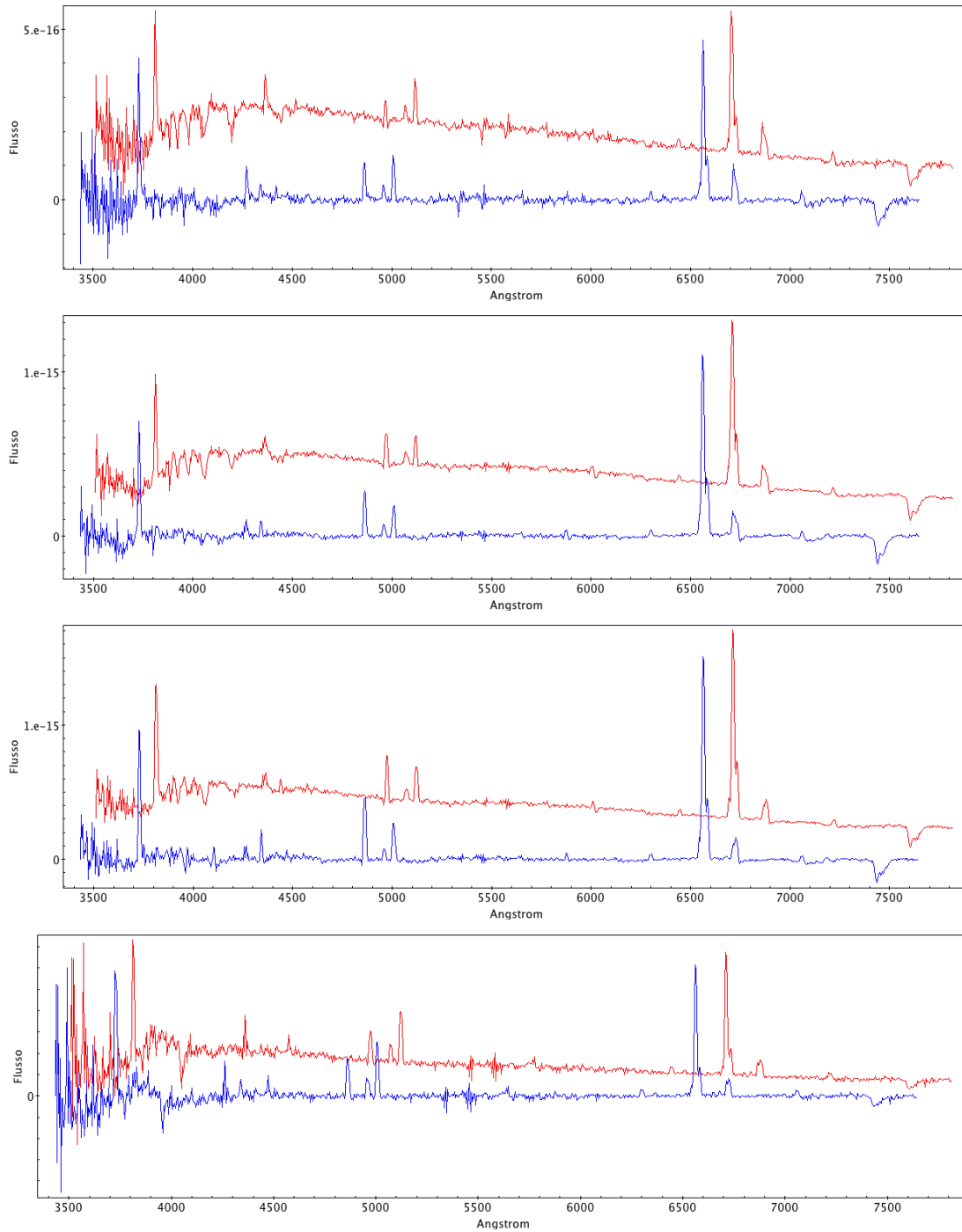


Figura 3.11: Confronto tra lo spettro osservato, in rosso, e lo spettro corretto per reddening e redshift a cui è stato sottratto il continuo stellare, in blu; dall'alto al basso le regioni R3, R4, R5 e R6.

Per ricavare l'errore relativo al flusso osservato serve il rumore associato al continuo, che rappresenta la principale sorgente di errore nella misura del flusso di una riga. Questo si misura sempre con *SPLIT*, utilizzando il tasto *m* ai due estremi dell'intervallo scelto, prima dell'inizio del picco di emissione, e corrisponde al parametro *rms*. Poiché l'area sottesa dal picco di emissione, ovvero il flusso emesso ( $F$ ), è proporzionale all'altezza

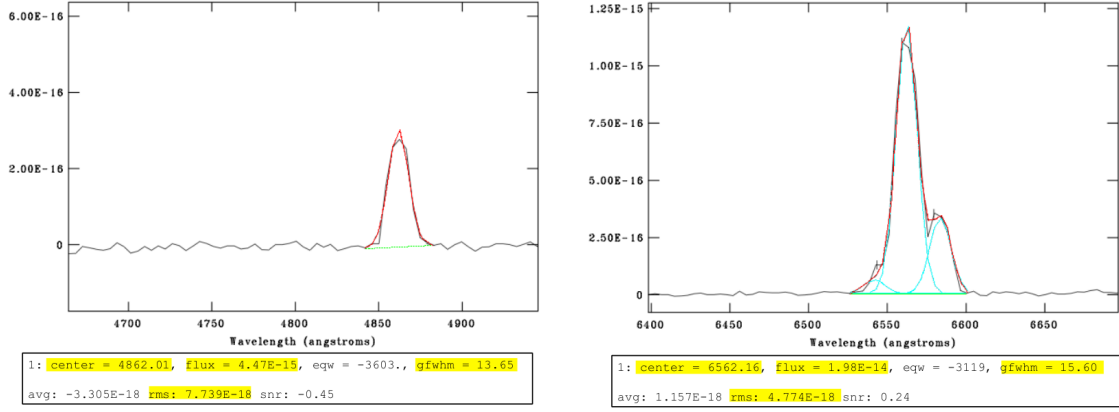


Figura 3.12: Esempio di fit della riga  $H\beta$ , a sinistra, e della riga  $H\alpha$ , a destra.

del picco,  $I_0$ , moltiplicata per la FWHM:

$$F \simeq 1.06 \cdot I_0 \cdot FWHM \quad (3.3)$$

l'errore relativo al flusso osservato,  $\Delta F$ , si ottiene dalle seguenti formule:

$$\frac{\Delta F}{F} = \frac{\Delta I_0}{I_0} = \frac{rms}{I_0} \Rightarrow \Delta F \simeq \frac{rms}{I_0} \cdot F \simeq \frac{rms}{F} \cdot FWHM \cdot 1.06 \cdot F \quad (3.4)$$

$$\Rightarrow \Delta F \simeq 1.06 \cdot rms \cdot FWHM \quad (3.5)$$

assumendo che l'errore sulla FWHM sia trascurabile rispetto a quello sul continuo. I risultati ottenuti del calcolo del flusso osservato e il relativo errore sono riportati in Tabella 3.8:

Regione	$\lambda_{H\alpha}$ (Å)	F( $H\alpha$ ) (erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )	$\Delta F(H\alpha)$ (erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )	FWHM( $H\alpha$ ) (Å)	rms( $H\alpha$ ) (erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> Å <sup>-1</sup> )
R1	6561.46	1.81·10 <sup>-15</sup>	0.086·10 <sup>-15</sup>	14.86	5.44·10 <sup>-18</sup>
R2	6561.27	5.03·10 <sup>-15</sup>	0.055·10 <sup>-15</sup>	14.02	3.72·10 <sup>-18</sup>
R3	6562.73	7.39·10 <sup>-15</sup>	0.054·10 <sup>-15</sup>	14.13	3.60·10 <sup>-18</sup>
R4	6562.19	1.99·10 <sup>-14</sup>	0.010·10 <sup>-14</sup>	15.63	5.97·10 <sup>-18</sup>
R5	6562.32	2.60·10 <sup>-14</sup>	0.009·10 <sup>-14</sup>	14.95	5.39·10 <sup>-18</sup>
R6	6561.91	1.01·10 <sup>-14</sup>	0.007·10 <sup>-14</sup>	14.10	4.84·10 <sup>-18</sup>
Regione	$\lambda_{H\beta}$ (Å)	F( $H\beta$ ) (erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )	$\Delta F(H\beta)$ (erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )	FWHM( $H\beta$ ) (Å)	rms( $H\beta$ ) (erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> Å <sup>-1</sup> )
R1	4862.84	5.11·10 <sup>-16</sup>	0.724·10 <sup>-16</sup>	10.40	5.57·10 <sup>-18</sup>
R2	4862.13	1.62·10 <sup>-15</sup>	0.071·10 <sup>-15</sup>	12.09	3.72·10 <sup>-18</sup>
R3	4861.75	1.49·10 <sup>-15</sup>	0.084·10 <sup>-15</sup>	11.79	6.74·10 <sup>-18</sup>
R4	4861.85	4.26·10 <sup>-15</sup>	0.012·10 <sup>-15</sup>	13.29	7.70·10 <sup>-18</sup>
R5	4862.02	6.84·10 <sup>-15</sup>	0.012·10 <sup>-15</sup>	13.09	8.93·10 <sup>-18</sup>
R6	4862.07	3.02·10 <sup>-15</sup>	0.013·10 <sup>-15</sup>	13.62	9.01·10 <sup>-18</sup>

Tabella 3.8: Misura del flusso osservato di  $H\alpha$  e  $H\beta$  con i relativi errori.

Per calcolare la SFR è necessario il flusso intrinseco della riga  $H\alpha$ , e per ottenerlo bisogna correggere il flusso osservato per il redding della galassia.

Dagli studi di Pengelly (1964) sui rapporti fra righe di ricombinazione a bassa densità e con temperatura di  $10^4$  K, si conosce il rapporto tra il flusso intrinseco di  $H\alpha$  e  $H\beta$ ,  $I(H\alpha)$  e  $I(H\beta)$ :

$$\frac{I(H\alpha)}{I(H\beta)} = 2.86 \quad (3.6)$$

Confrontando questo valore con quello osservato e attraverso una legge di estinzione, si ricava il valore di  $A(V)$  interno. Anche in questo caso usiamo la legge di Cardelli et al. (1989), descritta dall'equazione:

$$\left\langle \frac{A_\lambda}{A(V)} \right\rangle = a(x) + \frac{b(x)}{R(V)} \quad \text{con} \quad x = \frac{1}{\lambda} \quad (3.7)$$

in cui i coefficienti  $a$  e  $b$  dipendono solo dalla lunghezza d'onda e sono:

$$a(x) = 1 + 0.17699x - 0.50447x^2 - 0.02427x^3 + 0.72085x^4 + 0.01979x^5 - 0.77530x^6 + 0.32999x^7 \quad (3.8)$$

$$b(x) = 1.41338x + 2.28305x^2 + 1.07233x^3 - 5.38434x^4 - 0.62251x^5 + 5.30260x^6 - 2.09002x^7 \quad (3.9)$$

In Figura 3.13 è mostrata la curva di estinzione ottenuta dall'equazione (3.7) per lunghezze d'onda che coprono il visibile e il vicino infrarosso da  $\lambda \sim 3000$  Å a  $\lambda \sim 9000$  Å, l'andamento si può considerare in prima approssimazione lineare e aumenta al diminuire di  $\lambda$ .

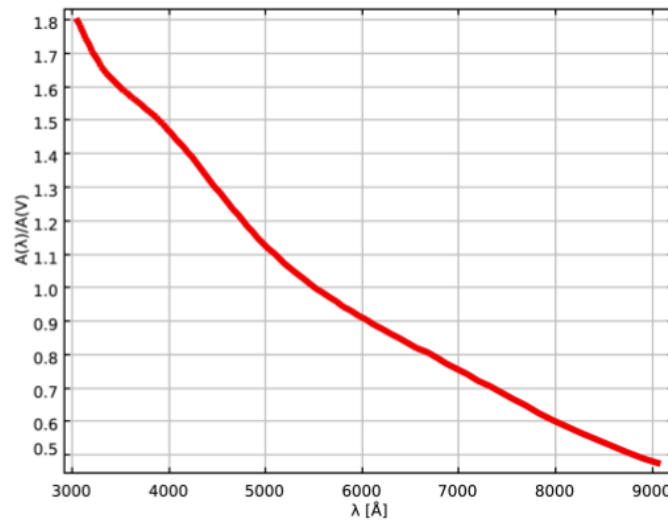


Figura 3.13: Curva di estinzione di Cardelli et al. (1989).

Il reddening interno della galassia si ottiene nel modo seguente:

$$\begin{aligned} \frac{I(H\alpha)}{I(H\beta)} &= \frac{F(H\alpha)}{F(H\beta)} \cdot 10^{[A(H\alpha)-A(H\beta)]} = \frac{F(H\alpha)}{F(H\beta)} \cdot 10^{-0.1386 \cdot A(v)} \\ \Rightarrow A(v) &= -\frac{1}{0.1386} \cdot \log\left(2.86 \cdot \frac{F(H\beta)}{F(H\alpha)}\right) \end{aligned} \quad (3.10)$$

Per la riga  $H\alpha$  il relativo reddening è pari a:

$$A(H\alpha) = A(v) \cdot 0.8177 \quad (3.11)$$

quindi il flusso intrinseco della riga di emissione  $H\alpha$  sarà:

$$I(H\alpha) = F(H\alpha) \cdot 10^{0.4 \cdot A(H\alpha)} = F(H\alpha) \cdot 10^{0.32708 \cdot A(v)} \quad (3.12)$$

I flussi di  $H\alpha$  di ogni regione sono stati corretti per estinzione, i risultati sono riportati in Tabella 3.9:

Regione	A(V) (mag)	A(H $\alpha$ ) (mag)	I(H $\alpha$ ) (erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )	$\Delta$ I(H $\alpha$ ) (erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )
R1	0.670	0.548	2.998·10 <sup>-15</sup>	0.142·10 <sup>-15</sup>
R2	0.257	0.211	6.106·10 <sup>-15</sup>	0.067·10 <sup>-15</sup>
R3	1.725	1.411	2.709·10 <sup>-14</sup>	0.020·10 <sup>-14</sup>
R4	1.537	1.257	6.334·10 <sup>-14</sup>	0.032·10 <sup>-14</sup>
R5	0.891	0.729	5.088·10 <sup>-14</sup>	0.017·10 <sup>-14</sup>
R6	0.490	0.401	1.461·10 <sup>-14</sup>	0.011·10 <sup>-14</sup>

Tabella 3.9: Valori dell'assorbimento interno, dell'assorbimento in  $H\alpha$  e del flusso intrinseco di  $H\alpha$ .

Per calcolare la SFR relativa ad ogni regione del sistema è necessario avere la luminosità di  $H\alpha$ , e per ottenerla servono il flusso intrinseco della relativa regione e la distanza del sistema di galassie. La distanza si ottiene attraverso il redshift dato dal NED,  $z_{NED}=0.022676$ , ed è unica per tutte le regioni, in quanto non si devono tener in considerazione gli effetti dati dalla rotazione della galassia:

$$D = \frac{c \cdot z}{H_0} = 97.12 \text{ Mpc} \quad (3.13)$$

dove  $c$  è la velocità della luce,  $c=299792.485 \text{ km s}^{-1}$ , e  $H_0$  è la costante di Hubble pari a  $(70 \pm 6) \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ . La luminosità è legata al flusso intrinseco, ottenuto in precedenza, dalla relazione:

$$L(H\alpha) = 4\pi \cdot D^2 \cdot I(H\alpha) \quad (3.14)$$

dove la distanza  $D$  deve essere espressa in cm e la luminosità è in unità di  $\text{erg s}^{-1}$ .

La SFR è stata misurata dalla luminosità della riga di emissione  $H\alpha$  usando la formula 3.15 spiegata nel paragrafo (2.1.1):

$$SFR [M_{\odot} \text{ yr}^{-1}] = 7.9 \cdot 10^{-42} \cdot L(H\alpha) \quad (3.15)$$

In Tabella 3.10 sono elencati i valori di luminosità e SFR per tutte le regioni.

Regione	$L(\text{H}\alpha)$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	$\Delta L(\text{H}\alpha)$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )	$\text{SFR}(\text{H}\alpha)$ ( $\text{M}_{\odot}\text{yr}^{-1}$ )	$\Delta \text{SFR}(\text{H}\alpha)$ ( $\text{M}_{\odot}\text{yr}^{-1}$ )
R1	$3.384 \cdot 10^{39}$	$0.160 \cdot 10^{39}$	0.02673	0.00127
R2	$6.891 \cdot 10^{39}$	$0.076 \cdot 10^{39}$	0.05444	0.00060
R3	$3.058 \cdot 10^{40}$	$0.022 \cdot 10^{40}$	0.24156	0.00177
R4	$7.149 \cdot 10^{40}$	$0.036 \cdot 10^{40}$	0.56474	0.00281
R5	$5.742 \cdot 10^{40}$	$0.019 \cdot 10^{40}$	0.45362	0.00149
R6	$1.649 \cdot 10^{40}$	$0.012 \cdot 10^{40}$	0.13026	0.00093

Tabella 3.10: Valori della luminosità e della SFR per ogni regione.

# Capitolo 4

## Risultati

La SFR totale per le due galassie è pari alla somma della SFR di R1 e R2 per la galassia a ovest, mentre per la galassia a est è data dalla somma della SFR delle altre 4 regioni:

$$SFR_{galO} [M_{\odot}yr^{-1}] = 0.081 \pm 0.002 \quad (4.1)$$

$$SFR_{galE} [M_{\odot}yr^{-1}] = 1.390 \pm 0.007 \quad (4.2)$$

entrambe le galassie non hanno un'intensa formazione stellare, forse a causa delle loro dimensioni limitate e quindi massa non troppo elevata; dalla Figura 3.1 si vede che è improbabile che siano galassie massicce e che la galassia a ovest è più piccola della galassia a est, che a sua volta risulta avere una dimensione approssimativamente pari alla metà della Via Lattea. Un secondo motivo potrebbe essere il fatto che le due galassie si trovano all'inizio dell'interazione.

In Tabella 4.1 sono riportate le percentuali di luce provenienti dalle varie popolazioni stellari, riunite in tre gruppi: giovane, intermedia, vecchia.

Età	Popolazione	R1	R2	R3	R4	R5	R6
$10^6 - 2.512 \cdot 10^7$	Giovane	-	31%	49%	66%	93%	36%
$4 \cdot 10^7 - 1.434 \cdot 10^9$	Intermedia	79%	64%	47%	31%	5%	62%
$2.5 \cdot 10^9 - 1.8 \cdot 10^{10}$	Vecchia	16%	-	-	-	-	-

*Tabella 4.1:* Percentuale di luce proveniente dalle tre diverse popolazioni stellari, fornita dal file di output di STARLIGHT; le metallicità non sono state considerate.

In effetti tutte le regioni, tranne R1, mostrano una percentuale di luce maggiore del 30% da stelle giovani, cioè con età inferiore a  $2.5 \cdot 10^7$  anni, ciò indica che queste regioni sono star-forming. Mentre tutte le regioni, tranne R5, hanno un contributo elevato di luce proveniente dalla popolazione intermedia,  $\sim 10^8$ - $10^9$  anni, indice di una precedente formazione stellare ora terminata.

In R1 non sembra esserci contributo da popolazione stellare giovane, ma vi sono comunque righe in emissione deboli che indicano formazione stellare in atto. La luce in R5 è dominata da popolazioni giovani. Inoltre non si vedono popolazioni stellari vecchie probabilmente per la forte presenza di quelle giovani e perché le galassie sono viste di taglio. Il picco di SFR nelle due galassie è nelle regioni centrali, che dovrebbero

avere consistenti popolazioni con età superiori ai  $10^9$  anni, in quanto sono i bulge delle due galassie; servono probabilmente dei dati nel NIR per vederle.

Da tutto questo si può dedurre che ARP63 sembra aver attraversato un primo periodo di incontro ravvicinato avvenuto meno di  $10^9$  anni fa, che ha coinvolto la regione R1 della galassia a ovest con la galassia a est, e che ora si trovi nella fase iniziale di un secondo incontro, che coinvolge la regione R2 della galassia a ovest e la regione R3 della galassia a est. Potrebbe essere classificata come un sistema interagente di *tipo 3*.



# Bibliografia

- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *PASP*, 93, 5
- Barnes, J. E., & Sanders, D. B. 1999, *Galaxy Interactions at Low and High Redshift*, 186
- Barton, E. J., Geller, M. J., & Kenyon, S. J. 1999, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 31, 1404
- Bushouse, H. A., & Gallagher, J. S., III 1984, *PASP*, 96, 273
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *Interstellar Dust*, 135, 5P
- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005, *MNRAS*, 358, 363
- Donzelli, C. J., & Pastoriza, M. G. 2000, *AJ*, 120, 189
- Dopita, M. A., Pereira, M., Kewley, L. J., & Capaccioli, M. 2002, *ApJS*, 143, 47
- González-Delgado, R., Pérez, E., García-Vargas, M. L., et al. 1994, *Violent Star Formation, from 30 Doradus to QSOs*, 139
- Guiderdoni, B., & Kembhavi, A. 1998, *Starbursts - triggers, nature, and evolution. Lectures.*, by Guiderdoni, B.; Kembhavi, A.. Centre de Physique des Houches, Series, No. 9
- Keel, W. C., Kennicutt, R. C., Jr., Hummel, E., & van der Hulst, J. M. 1985, *AJ*, 90, 708
- Kennicutt, R. C., Jr., Schweizer, F., & Barnes, J. E. 1996, *Galaxies: Interactions and Induced Star Formation Saas-Fee Advanced Course 26 Lecture Notes 1996*. Kennicutt, R.C., Jr.; Schweizer, F.; Barnes, J.E.
- Lanz, L., Zezas, A., Brassington, N., et al. 2013, *ApJ*, 768, 90
- Lehnert, M. D., & Heckman, T. M. 1996, *ApJ*, 472, 546
- Mihos, J. C., & Hernquist, L. 1994, *ApJ*, 437, 611
- Mihos, J. C., & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 464, 641
- Rosa-González, D., Terlevich, E., & Terlevich, R. 2002, *MNRAS*, 332, 283

Schaerer, D. 2000, Building Galaxies; from the Primordial Universe to the Present, 389

Woods, D. F., & Geller, M. J. 2007, AJ, 134, 527