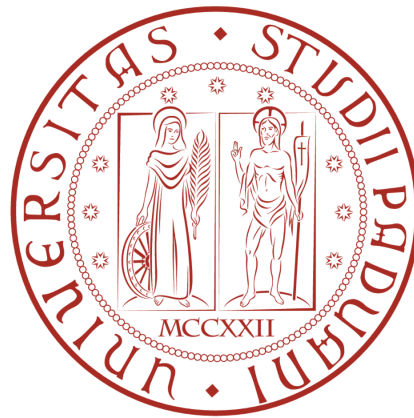


Università degli Studi di Padova



Dipartimento di Fisica e Astronomia "Galileo Galilei"
Corso di Laurea Magistrale in Astronomia

Tesi di Laurea

**STUDIO DELLE POPOLAZIONI STELLARI NEI
DISCHI DELLE GALASSIE A SPIRALE GIGANTI
SENZA SFEROIDE**

Relatore: Prof. Alessandro Pizzella

Laureando: Antonio Sbaffoni
Matricola: 1210752

Anno Accademico 2019-2020

Sommario

L'attuale teoria per la formazione di strutture nell'Universo è predetta dallo scenario di aggregazione gerarchica secondo il modello Λ CDM e descrive con successo la loro evoluzione su scale dell'ordine dei Mpc. Tuttavia alle scale galattiche e sub-galattiche, a causa dei processi altamente non lineari che coinvolgono la fisica barionica, il modello sembra funzionare meno. Un problema fondamentale delle simulazioni idrodinamiche cosmologiche è quello di riprodurre la frazione osservata di galassie massive senza sferoide nell'Universo locale; il risultato finale delle simulazioni di galassie massive sono galassie ellittiche o con sferoidi massivi centrali, dal momento che i dischi galattici sono facilmente distrutti o perturbati a seguito di fusioni.

BEARD intende studiare un campione completo di 66 galassie massive ($> 10^{10} M_{\odot}$) prive di sferoide nell'Universo locale (< 40 Mpc), e fornirà vincoli cruciali sul processo di fusione di galassie a spirale giganti prive di sferoide e sul loro percorso evolutivo per dimostrare il successo oppure il fallimento dello scenario gerarchico Λ CDM alle scale galattiche. Sono quattro gli obiettivi scientifici che BEARD si propone di perseguire per ciascuna galassia del campione: determinare la natura di strutture al centro, individuare componenti a bassa brillantezza superficiale, studiare popolazioni stellari e formazione stellare, costruire modelli teorici e simulazioni numeriche.

Nel progetto di tesi, dopo aver completato il processo di riduzione dei dati spettroscopici per gli spettri del sottocampione di BEARD NGC 0514, NGC 3294, NGC 3433, NGC 4062 e MCG 01 09 031, abbiamo individuato per ciascuna galassia una regione da associare alla concentrazione di luce centrale e due da associare al disco. I rapporti S/N medi piuttosto bassi ($S/N < 20$ per elemento di risoluzione) riscontrati nelle zone a bassa brillantezza superficiale delle cinque galassie ci hanno portato a concludere che risulta molto difficile provare ad analizzare e ricavare i gradienti radiali di metallicità. Ci siamo quindi focalizzati sullo studio delle popolazioni stellari delle galassie del sottocampione attraverso la procedura di interpolazione pPXF dell'intero spettro con delle combinazioni lineari dei modelli di sintesi di popolazioni stellare offerte dalla libreria MILES.

Ad eccezione di NGC 4062, tutti i dischi delle galassie analizzate mostrano una popolazione che può considerarsi coeva. Considerando anche la popolazione stellare delle regioni centrali ricaviamo per NGC 3294 e NGC 3433 dei profili radiali di età leggermente negativi, con le stelle più vecchie confinate nella regione interna (processo di formazione *inside-out*); al contrario NGC 0514, NGC 4062 e MCG 01 09 031 mostrano dei leggeri gradienti positivi di età, con le stelle più vecchie che popolano la regione esterna (processo di formazione *outside-in*).

Il seguente progetto di tesi è da intendersi come *progetto pilota*, che risulta effettivo e fondamentale per le future osservazioni già pianificate e dedicate al progetto BEARD. Dati più profondi saranno quindi necessari per compiere uno studio esaustivo e autoconsistente delle popolazioni stellari come mostrato in questo lavoro, ed estendere l'analisi a tutte le galassie del campione.

Indice

1	Introduzione	1
1.1	Galassie a disco prive di sferoide	1
1.1.1	Morfologia delle galassie a disco prive di sferoide	3
1.1.2	Proprietà delle galassie a disco prive di sferoide	4
1.1.3	Formazione ed evoluzione delle galassie a disco prive di sferoide	6
1.2	BEARD	8
1.3	Metodi di studio delle popolazioni stellari	10
1.4	Scopo e schema della tesi	14
2	Acquisizione e riduzione dei dati spettroscopici	17
2.1	Proprietà del sottocampione di BEARD	17
	NGC 0514	17
	NGC 3294	18
	NGC 3433	18
	NGC 4062	19
	MCG 01 09 031	19
2.2	William Herschel Telescope	19
2.3	Acquisizione dei dati spettroscopici	22
2.4	Riduzione dei dati spettroscopici	24
2.4.1	Sottrazione del <i>bias</i>	25
2.4.2	Correzione per <i>flat field</i>	25
2.4.3	Rimozione dei raggi cosmici	27
2.4.4	Calibrazione in lunghezza d'onda	27
2.4.5	Sottrazione del cielo	29
2.4.6	Calibrazione in flusso	29
3	Studio delle popolazioni stellari	33
3.1	GIST	33
3.2	Libreria stellare MILES	38
3.3	Analisi dei dati spettroscopici	39
	NGC 0514	45
	NGC 3294	45
	NGC 3433	45
	NGC 4062	45
	MCG 01 09 031	45

4	Risultati e conclusioni	61
4.1	Risultati	61
4.2	Conclusioni	66

Capitolo 1

Introduzione

In questo capitolo sono presentate le galassie a disco prive di sferoide (Sezione 1.1), è descritto il progetto BEARD (Sezione 1.2), sono esposti i metodi di studio delle popolazioni stellari (Sezione 1.3,) e sono definiti lo scopo e lo schema della tesi (Sezione 1.4).

1.1 Galassie a disco prive di sferoide

L'Universo è in continua mutazione (Kormendy & Kennicutt 2004). Nelle primissime fasi, l'evoluzione galattica era dominata da processi violenti ed estremamente rapidi come il collasso dissipativo (Eggen et al. 1962) e l'aggregazione gerarchica (Toomre 1977); quest'ultimo scenario prevede che gli aloni di materia oscura e le strutture barioniche in essi contenute crescano a seguito di fusioni di strutture più piccole. Al giorno d'oggi, l'evoluzione avviene principalmente in maniera secolare (Kormendy & Kennicutt 2004), vale a dire attraverso una lenta redistribuzione interna di energia, massa e momento angolare risultante da interazioni che coinvolgono strutture non assisimmetriche come barre, dischi ovali, strutture a spirale, e aloni oscuri triassiali. Tutti e tre gli scenari sono da prendere in considerazione per una completa comprensione dei processi di evoluzione galattica. Dato che l'aggregazione gerarchica distrugge i dischi inducendo dissipazione e intensa formazione stellare, si ritiene che sia responsabile della creazione di sferoidi classici e galassie ellittiche (Kormendy & Kennicutt 2004); d'altra parte l'effetto principale dei processi di evoluzione secolare è la generazione di strutture galattiche caratterizzate da dischi estremamente sottili e fragili (Kormendy & Kennicutt 2004), nei quali è identificata una modesta concentrazione centrale di luce (Goad & Roberts 1981). In Figura 1.1 è riportato uno schema dei processi di evoluzione galattica.

Come in ogni sistema autogravitante, anche nei dischi la regione interna tende a contrarsi mentre quella esterna si espande. Numerosi studi mostrano come il gas tenda a concentrarsi nelle regioni interne dei dischi sotto l'influenza del potenziale gravitazionale di una barra, portando quindi alla formazione di un disco interno che si estende approssimativamente fino ad 1 kpc di distanza dal centro oppure ad un anello allo stesso raggio (Athanasoula 1992; Wada & Habe 1992; Friedli & Benz 1993; Regan & Teuben 2004). Quando il disco interno o l'anello diventano sufficientemente massivi iniziano a formare stelle (Athanasoula 2005). Kormendy & Kennicutt (2004) stimano che la densità nel tasso di formazione stellare della regione centrale sia di $0.1 - 1 M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$, vale

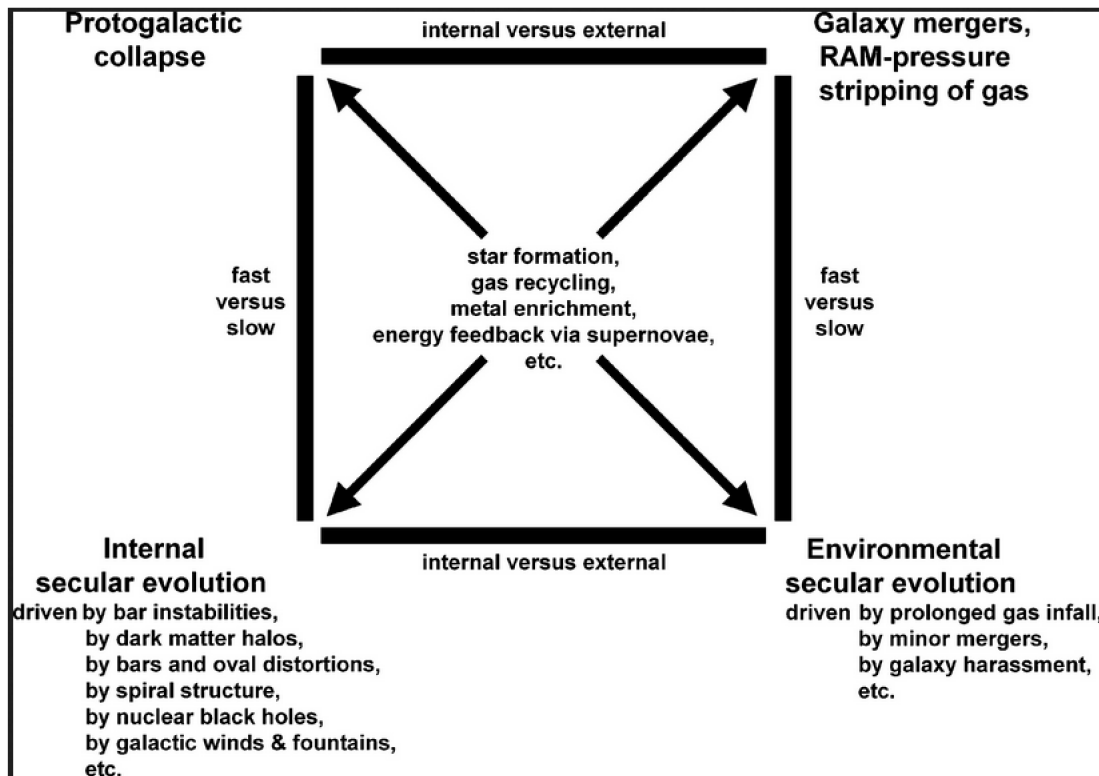


Figura 1.1: Schema dei processi di evoluzione galattica tratto dal lavoro di Kormendy & Kennicutt (2004). Viene fatta distinzione verticale in processi veloci (in alto) e lenti (in basso); i primi avvengono nel cosiddetto tempo scala dinamico di caduta libera $t_{dyn} = (G\rho)^{-1/2}$, con G costante di gravitazione e ρ densità di una distribuzione di massa supposta sferica e simmetrica rispetto al centro. Viene anche fatta distinzione orizzontale in processi che avvengono esclusivamente all'interno delle galassie (a sinistra) e quelli che sono guidati da effetti d'ambiente come interazioni galattiche (a destra). I processi al centro corrispondono ad aspetti di tutti i tipi di evoluzione galattica. Nel seguito consideriamo esclusivamente processi secolari interni (in basso a sinistra) e fenomeni di aggregazione gerarchica (in alto a destra).

a dire da 1 a 3 ordini di grandezza maggiore del tasso di formazione stellare medio dell'intero disco. Questo processo porta naturalmente alla formazione di un disco centrale di grandi dimensioni, in grado di distruggere parzialmente o totalmente la barra che lo ha generato.

Negli ultimi anni è diventato chiaro che le regioni esterne a bassa brillantezza superficiale delle galassie, con la loro sovrabbondanza di componenti diverse, contengono informazioni chiave sulla formazione gerarchica delle galassie (Duc et al. 2015). Ad esempio le code di marea - strutture allungate formate da interazioni mareali - sono generalmente associate a fusioni principali; i gusci - noti anche come *increspature* - si formano da fusioni di massa intermedia; le correnti di marea si trovano principalmente in sistemi meno massicci e il materiale di cui sono composte è diverso da quello della galassia ospite. Tuttavia studi sistematici di queste strutture a bassa brillantezza superficiale sono rari in letteratu-

ra, a meno che non si tratti di ambienti mirati ad alta densità (Ferrarese et al. 2012; Iodice et al. 2016). L'eccezione degna di nota è l'indagine MATLAS dedicata all'osservazione di un campione completo di galassie dei primi tipi morfologici con fotometria profonda (Duc et al. 2011). Un approccio simile per le galassie a disco prive di sferoide è necessario per far leva sulla loro passata storia di aggregazione gerarchica.

1.1.1 Morfologia delle galassie a disco prive di sferoide

La classificazione morfologica costituisce il primo passo verso la comprensione fisica delle galassie a basso e ad alto *redshift* ed è correlata con molte delle proprietà galattiche globali; riprodurre la varietà delle forme osservate è uno degli obiettivi principali di tutte le teorie di formazione ed evoluzione delle galassie.

La prima ricerca esauriente di galassie a disco prive di sferoide - vale a dire semplici dischi galattici o galassie a disco con moderate concentrazioni centrali di luce - viene intrapresa da Karachentsev (1989), che classifica i dischi visti di taglio grazie ad un assetto che rende estremamente facile l'individuazione di sferoidi o strutture verticali. Più recentemente Kautsch (2009), usando un campione completo di galassie viste di taglio selezionato dalla *Sloan Digital Sky Survey*¹ (SDSS), trova che il 16% delle galassie a disco sono prive di sferoide. Eppure, i maggiori inconvenienti relativi a studi basati su campioni visti di taglio sono da rintracciare nella presenza di modeste concentrazioni centrali di luce oscurate a causa del fenomeno di estinzione delle polveri (che impedisce inoltre la misura di altre proprietà galattiche). Pertanto, è preferibile effettuare una ricerca di galassie prive di sferoide in sistemi galattici poco inclinati in modo da poter risolvere il dilemma riguardante la loro formazione gerarchica. Alcuni studi in sistemi moderatamente inclinati determinano una frazione piuttosto incerta di galassie prive di sferoide nell'Universo locale che oscilla tra il 20% (Barazza et al. 2008) e il 74% (Kormendy et al. 2010).

Karachentsev & Karachentseva (2019) forniscono risultati estremamente quantitativi nell'ambito delle galassie a spirale prive di sferoide, considerando un campione di 220 galassie viste di faccia di tipo Sc (58%), Scd (28%) e Sd (14%). Innanzitutto quasi la metà del campione di galassie (43%) ospita una barra, più o meno estesa, in un intervallo di magnitudine in banda B compreso tra -17 e -22 magnitudini. Inoltre la maggior parte delle galassie appare isolata, non avendo rilevato alcun oggetto vicino entro distanze di 100-200 kpc: ciò significa che la presenza di una barra in un disco sottile non scatuisce da forze mareali ed è da considerarsi una proprietà dinamica intrinseca e quasi indipendente dai valori di luminosità o dimensione lineare del disco. Il campione risulta anche caratterizzato da vari gradi di asimmetria: il 27% ha forma simmetrica, il 23% mostra un'asimmetria abbastanza pronunciata nella regione dei bracci di spirale, ed il resto presenta segni di asimmetria debolmente marcati. Infine il valor medio riscontrato nel contributo della regione centrale relativamente alla distribuzione di luce totale della galassia (rapporto B/T) dell'intero campione risulta pari a 0.11, cioè in media la concentrazione centrale di luce è responsabile dell'11% della luminosità totale della galassia.

Athanassoula (2005) divide gli sferoidi galattici in tre varietà, a seconda del processo di formazione che li ha generati: in particolare gli *sferoidi a forma di disco* sembrano

¹Considerata oggi una delle più ricche e soddisfacenti indagini conoscitive del cielo, è consultabile all'indirizzo <https://www.sdss.org/>.

coinvolgere un'evoluzione secolare interna del disco e godono di caratteristiche sia fotometriche che cinematiche molto simili a quelle di una struttura a disco (Fisher et al. 2009), come quantità considerevoli di gas o intense formazioni stellari nucleari che guidano venti polari di gas emittenti in X (Kormendy & Fisher 2008). Queste concentrazioni centrali di luce possono contenere sottostrutture normalmente presenti nei dischi come bracci di spirale, anelli, stelle brillanti che formano nodi, scie di polvere e barre (Kormendy 1993; Carollo et al. 1998; Kormendy & Kennicutt 2004).

Il tipo morfologico di Hubble di una galassia è correlato con molti indicatori fisici relativi ai processi di formazione ed evoluzione galattici, in particolare con il rapporto B/T. La correlazione può essere ottenuta utilizzando l'indice di Sérsic n^2 oppure l'indice di concentrazione $C = \frac{R_{90}}{R_{50}}$, dove R_{90} e R_{50} rappresentano rispettivamente i raggi contenenti il 90% e il 50% della luminosità totale della galassia. In realtà le regioni centrali delle galassie a disco prive di sferoide, al contrario degli sferoidi classici, non verificano alcuna correlazione tra l'indice di Sérsic e il rapporto B/T (Gadotti 2009). Lo stesso lavoro mostra che, per un valore del rapporto B/T fissato, tali regioni sono meno concentrate perché le galassie che li ospitano hanno dischi più estesi e brillantezza superficiale centrale più bassa. In Figura 1.2 viene mostrato che il valore mediano del rapporto B/T decresce spostandosi verso tipi morfologici di Hubble più elevati, cioè passando dalle galassie dei primi tipi a quelle dei tipi più avanzati. In contrasto con studi precedenti secondo cui le galassie barrate ospitano gli sferoidi più deboli, Gao et al. (2019) mostra che le galassie barrate e non barrate hanno valori mediani del rapporto B/T simili per ogni tipo morfologico di Hubble, ad eccezione di quello delle S0. Altri criteri di classificazione nella sequenza morfologica di Hubble, come proprietà dei bracci di spirale ed errori di classificazione, possono essere responsabili di effetti di dispersione ai vari tipi morfologici (Gao et al. 2019).

1.1.2 Proprietà delle galassie a disco prive di sferoide

Almeno metà delle galassie a spirale giganti nell'Universo locale è priva di sferoide (Sauvaget et al. 2018).

Le regioni centrali delle galassie prive di sferoide possono essere generate da due processi: il primo consiste nel trasporto di gas verso l'interno da parte di barre e strutture ovali; il secondo coinvolge processi non dissipativi che producono componenti centrali ispessite verticalmente, quando le barre soffrono di instabilità e perdono le stelle del disco che sono riscaldate in direzione assiale (Kormendy & Kennicutt 2004). Come conseguenza, le regioni centrali delle galassie prive di sferoide sono dominate più dalla rotazione e meno da moti casuali rispetto agli sferoidi classici. La regione ad alta brillantezza superficiale di una galassia priva di sferoide appare diversa da quella di una galassia ellittica, perché risulta dominata da stelle giovani e la struttura assomiglia molto ad un disco (Kormendy & Kennicutt 2004). Inoltre, non è percepibile alcuna discontinuità nel

²Caratterizza la distribuzione stellare nelle ellittiche e nelle regioni centrali delle spirali, ed è definito dalla formula:

$$I(r) = I_e \exp\left(-b_n \left[\left(\frac{R}{R_e}\right)^{1/n} - 1\right]\right),$$

dove $I(r)$ esprime il profilo di luminosità stellare, R_e il raggio di metà luce dello sferoide e $I_e = I(R_e)$.

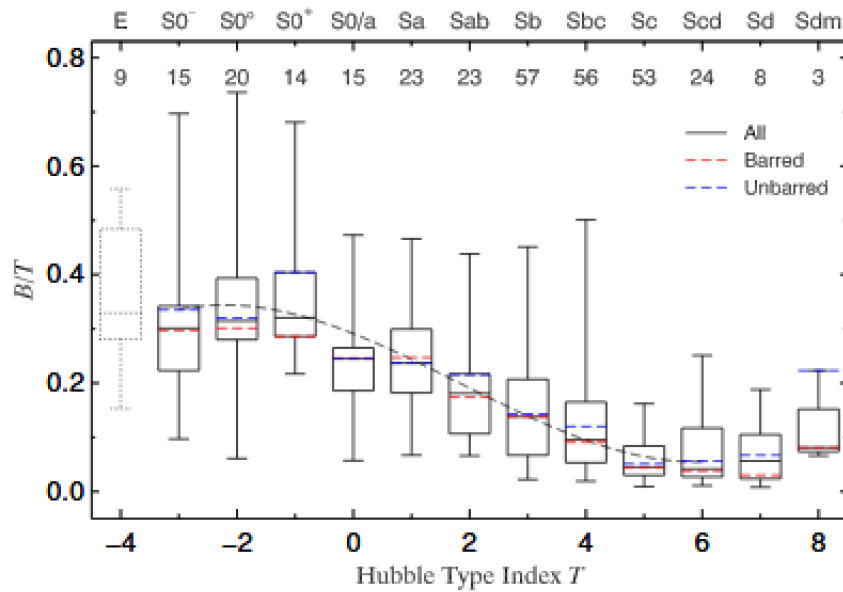


Figura 1.2: Distribuzione del rapporto B/T come funzione del tipo morfologico di Hubble tratta dal lavoro di Gao et al. (2019). In alto sono mostrati i corrispondenti tipi morfologici galattici e, per ciascuno, il numero di galassie del campione. Per ogni tipo morfologico compare un rettangolo comprensivo di due barre orizzontali: il rettangolo esprime l'intervallo interquartile, mentre le barre mostrano i valori di massimo e minimo. All'estrema sinistra, il disegno tratteggiato identifica tutte le galassie lenticolari S0 che erano state erroneamente classificate come ellittiche da Gao et al. (2018). Inoltre, per ogni tipo morfologico, la linea nera identifica il valore mediano per tutte le galassie del campione, la linea rossa per le galassie barrate e la linea blu per quelle non barrate. Infine, la linea curva tratteggiata esprime l'interpolazione polinomiale al valor medio del rapporto B/T nei vari tipi morfologici di Hubble con più di 10 galassie.

valore di brillantezza superficiale tra regione interna e regione esterna: la struttura a spirale è tanto pronunciata e ben definita all'interno quanto lo è all'esterno.

Le regioni centrali delle galassie prive di sferoide si differenziano dagli sferoidi classici perché caratterizzate da almeno una delle seguenti proprietà:

- le galassie ospiti sono dominate da una morfologia a disco, come ad esempio una struttura a spirale (per sistemi inclinati);
- costituiscono o contengono una barra nucleare (per galassie viste di faccia);
- hanno una forma *boxy*, come risultato dell'evoluzioni delle parti interne di barre che si sono slacciate dal piano del disco (per galassie viste di taglio);
- hanno formazione stellare estremamente attiva perché dominate da materiale di popolazione I come stelle giovani, polvere e gas (Fisher & Drory 2016);
- il profilo di brillantezza superficiale è rappresentabile dalla funzione di Sérsic con indice $n \leq 2$ (Fisher & Drory 2016).

Ne consegue che la maggior parte delle galassie dei primi tipi contengono sferoidi classici, mentre le galassie dei tipi più avanzati sono prive di sferoide (Carollo et al. 1998). In queste ultime la struttura a spirale tracciata da scie di polvere o nodi di formazione stellare brillanti raggiunge le parti più interne, fino a distanze minori di 100 pc dal centro (Carollo et al. 1997). Le galassie dei tipi più avanzati verificano talvolta la presenza di ammassi stellari nucleari (NSC) nelle loro regioni centrali, cioè sistemi stellari compatti con raggi di metà luce di 1 - 50 pc e masse stellari di $10^4 - 10^8 M_{\odot}$. Gli NSC e le galassie ospiti verificano alcune relazioni di scala, come quella fra le loro masse stellari (Sánchez-Janssen et al. 2019) o le loro popolazioni stellari (Georgiev & Böker 2014).

Costantin et al. (2017) analizzano la distribuzione di brillantezza superficiale e la cinematica stellare di un campione composto da 9 galassie a spirale di tipo avanzato, e mostrano che le loro regioni centrali seguono perfettamente la relazione di Faber & Jackson (1976) (FJR) prevista per sistemi virializzati ($M_{\star} \propto \sigma^4$, con M_{\star} massa del sistema stellare e σ dispersione di velocità). Infatti, contrariamente a studi precedenti, dimostrano che moderate concentrazioni centrali di luce colmano il divario tra ammassi globulari e galassie ellittiche giganti nella FJR; ciò porta ad ipotizzare che le regioni centrali delle galassie prive di sferoide siano i discendenti di piccola massa di oggetti compatti osservati ad alti *redshift* - conosciuti come *red nuggets* - costantemente prodotti nelle simulazioni cosmologiche Λ CDM (Costantin et al. 2020).

Un'altra proprietà che permette di distinguere le regioni centrali delle galassie prive di sferoide dagli sferoidi classici è la struttura a spirale che domina la parte a piccoli raggi della legge di de Vaucouleurs (1948) $r^{1/4}$, la quale esprime l'andamento della brillantezza superficiale come funzione della distanza dal centro. Infatti, il profilo di brillantezza superficiale centrale risulta molto più ripido dell'estrapolazione interna relativa ad un'interpolazione esponenziale della regione esterna perché componenti piatte e altamente concentrate possono formarsi al di fuori del disco galattico ed essere trasportate al centro da barre o distorsioni ovali (Andredakis & Sanders 1994). Pertanto, i profili radiali di brillantezza superficiale delle regioni centrali delle galassie prive di sferoide sono meglio descritti dalla legge esponenziale di Freeman (1970) piuttosto che dalla legge $r^{1/4}$ (MacArthur et al. 2003).

Infine, le relazioni osservate tra la massa di un buco nero e le proprietà della galassia ospite (come dispersione di velocità stellare, rapporto di massa tra sferoide e galassia, e luminosità) inducono a pensare che buchi neri e sferoidi coevolvano regolando reciprocamente la loro evoluzione. Un recente studio dimostra quanto gli sferoidi classici non siano necessari per la formazione di un buco nero, dal momento che buchi neri con masse di $10^5 - 10^6 M_{\odot}$ sono stati trovati in galassie prive di sferoide (Kormendy et al. 2011). D'altra parte, Kormendy & Ho (2013) trovano che le relazioni riscontrate tra le masse dei buchi neri con le proprietà delle regioni centrali delle galassie prive di sferoide accresciute da processi secolari e degli aloni di materia oscura sono abbastanza deboli da escludere una co-evoluzione.

1.1.3 Formazione ed evoluzione delle galassie a disco prive di sferoide

L'attuale teoria per la formazione di strutture nell'Universo - come galassie, ammassi di galassie, e strutture su larga scala - predice un'aggregazione gerarchica secondo il modello con costante cosmologica Λ e materia oscura fredda (Λ CDM) e descrive in maniera

soddisfacente la loro evoluzione su scale del Mpc (White & Rees 1978). Tuttavia, tale modello sembra essere meno efficiente alle scale galattiche e sub-galattiche, a causa dei processi altamente non lineari che coinvolgono la fisica barionica come riscaldamento o raffreddamento del gas, formazione stellare e processi di *feedback*. La situazione diviene ancora più complicata se si considera che il 74% delle concentrazioni centrali delle galassie prive di sferoide sembra essersi formato attraverso processi secolari, escludendo quindi l'ipotesi di fenomeni di fusione galattica, secondo quanto affermato da Kormendy et al. (2010). Lo stesso lavoro stabilisce come la soluzione al problema delle galassie a disco giganti prive di sferoide non sia sperare che siano sistemi abbastanza rari da poter spiegare la coda di distribuzione delle storie di formazione di galassie prive casualmente di fenomeni di aggregazione gerarchica. Diviene quindi naturale chiedersi come possano essersi formate tante galassie costituite essenzialmente dalla componente del disco. Contro ogni previsione, la soluzione al problema della formazione di galassie a disco giganti prive di sferoide non è utilizzare il *feedback* energetico come processo fisico in modo da ritardare la formazione stellare fino a tempi più recenti e quindi dare all'alone il tempo di crescere senza che formi uno sferoide classico (Kormendy et al. 2010). Per questi motivi le galassie a disco giganti prive di sferoide rappresentano la sfida più grande allo scenario di formazione galattica perché richiedono la crescita più gerarchica dell'alone senza che ci sia conversione di un disco stellare pre-esistente in uno sferoide classico: nello specifico, le galassie costituite essenzialmente da un disco che sembrano limitare maggiormente lo scenario di formazione galattica sono quelle che risiedono negli aloni più grandi di materia oscura (Kormendy et al. 2010).

In questo contesto, le fusioni galattiche secondarie non costituiscono un problema perché non danneggiano i dischi; quelle primarie rimescolano invece il materiale del disco formando sferoidi classici. In realtà, quando lo sferoide si forma dopo il disco, gli eventi di fusione minori possono garantire un accrescimento della regione centrale dal momento che esiste una correlazione tra regioni centrali con formazione stellare attiva ed evidenza di incontri mareali con galassie vicine (Kannappan et al. 2004). Ad ogni modo la principale ragione di esistenza di concentrazioni centrali di luce in galassie dei tipi morfologici più avanzati, secondo Kormendy & Kennicutt (2004), è da ricollegare a processi secolari per tre ragioni: la maggior parte delle concentrazioni centrali si genera in galassie fortemente barrate o ovali, specialmente in quelle in cui le scie di polvere dirette radialmente lasciano pensare che la caduta del gas sia ancora in corso; se due galassie si avvicinassero l'una all'altra in modo da trasferire reciprocamente il gas, i loro aloni di materia oscura dovrebbero immediatamente sovrapporsi e le due si fonderebbero dopo sole poche orbite (tendenzialmente le galassie prive di sferoide non mostrano segni di interazione mareale in corso); la fusione con una galassia nana e ricca di gas non danneggerebbe alcun disco, ma un fenomeno di accrescimento più grande riscalderebbe un disco sottile in maniera così eccessiva da renderlo incompatibile con prototipi piatti e visti di taglio.

Uno strumento potente per studiare l'evoluzione delle galassie a disco prive di sferoide è fornito dalla sequenza principale di formazione delle stelle (SFMS), una stretta relazione di scala tra il tasso di formazione stellare (SFR) di una galassia e la sua massa stellare totale (Brinchmann et al. 2004). La posizione di una galassia rispetto alla SFMS permette di capire se la sua SFR sia potenziata o soppressa rispetto alla media definita dalla sua massa stellare, cioè se la galassia può considerarsi attiva o spenta dal punto di

vista della formazione stellare.

Certamente un problema fondamentale nelle simulazioni idrodinamiche cosmologiche è quello di riprodurre nell'Universo locale la frazione osservata di galassie giganti prive di sferoide. Il risultato finale delle simulazioni sono infatti galassie ellittiche oppure galassie a disco con sferoidi centrali massivi, dal momento che i dischi galattici sono facilmente distrutti o perturbati a seguito di fenomeni di fusione. Nell'ultimo decennio le simulazioni che utilizzano processi di *feedback*, dovuti a supernovae o nuclei galattici attivi e accrezione continua di gas freddo attraverso filamenti cosmici, hanno compiuto un importante passo in avanti grazie alla creazione di galassie a disco nane prive di sferoide (Governato et al. 2010). In particolare, i forti deflussi prodotti da fenomeni di esplosione di supernovae rimuovono il gas centrale caratterizzato da un basso momento angolare, inibendo la formazione di uno sferoide e dimezzando la densità di materia oscura entro 1 kpc di distanza dal centro. Il vero problema dei modelli è che producono sferoidi stellari eccessivamente massivi per galassie con massa confrontabile a quella della Via Lattea (Christensen et al. 2014); aumentando i processi di *feedback* a masse galattiche più grandi sono ridotte le grandezze degli sferoidi (Aumer et al. 2013) con l'effetto contrario che le galassie risultano più grandi rispetto a quelle osservate (Aumer et al. 2014). Per questo motivo le galassie a disco giganti prive di sferoide costituiscono ancora una sfida per i modelli Λ CDM. Se le galassie giganti senza sferoide non hanno sperimentato - nel passato o recentemente - alcuna fusione, andrebbe modificato il modello Λ CDM oppure la fisica barionica.

1.2 BEARD

Il seguente lavoro di tesi costituisce una parte essenziale di un progetto ben più ampio noto come BEARD³. Il progetto, in stretta collaborazione con l'Università di Padova, riunisce un gruppo internazionale di 19 ricercatori - appartenenti a 10 istituti di 7 diversi paesi - con consolidate esperienze in cinematica di stelle e gas, popolazioni stellari, formazione stellare, fotometria profonda, osservazioni multi-banda, ed evoluzione galattica. BEARD intende studiare un campione completo di 66 galassie massive ($> 10^{10} M_{\odot}$) prive di sferoide nell'Universo locale (< 40 Mpc) e fornirà vincoli cruciali sul processo di fusione di galassie a spirale giganti prive di sferoide e sul loro percorso evolutivo per dimostrare il successo oppure il fallimento dello scenario gerarchico Λ CDM alle scale galattiche. A tal proposito, sono fortemente richiesti un approccio multi-disciplinare e differenti traccianti osservativi che, svelando la passata storia evolutiva delle galassie, permettano di distinguere la loro natura secolare da quella scaturita da fusioni; in particolare sono compilate:

- 1) misure di spettroscopia ad alta risoluzione spettrale, al fine studiare le popolazioni stellari del campione di galassie ed individuare la presenza di sferoidi a forma di disco, NSC o buchi neri nelle regioni centrali;
- 2) misure di fotometria a banda larga, al fine di caratterizzare le loro regioni periferiche in cerca di segni di fusione ed individuare strutture stellari deboli come gusci, correnti o code mareali;

³L'acronimo sta per *Bulgeless Evolution And the Rise of Disks*, Proj. Id. IAC ITP 2019-02 J. Méndez-Abreu.

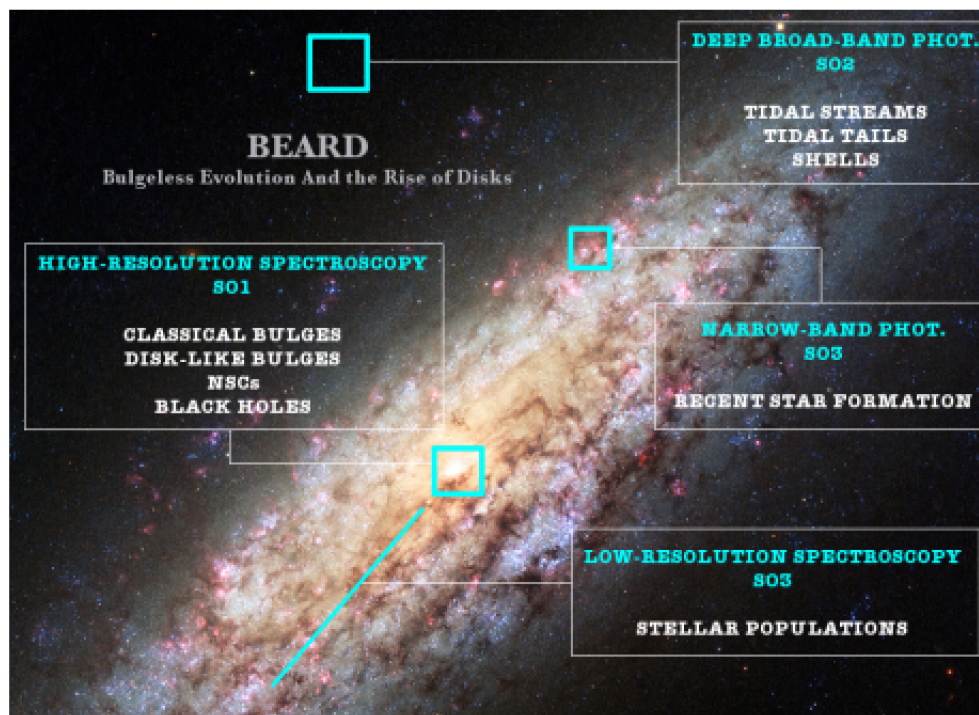


Figura 1.3: Schema riassuntivo del progetto BEARD. Le osservazioni in multi-banda e in multi-modalità sveleranno la passata storia di fusione delle galassie a spirale giganti prive di sferoide.

- 3) misure di fotometria a banda stretta, al fine di misurare la loro formazione stellare più recente ed individuare moti disordinati o modelli di abbondanza attraverso la mappatura della riga spettrale $H\alpha$ nel sistema di riferimento a riposo delle galassie.

In Figura 1.3 è riportato lo schema riassuntivo del progetto BEARD.

Il campione di galassie senza sferoide è stato determinato consultando il catalogo spettroscopico *Data Release 13*⁴ della SDSS. Dopo aver eseguito una selezione limitata sia in volume che in massa, sono state imposte le seguenti condizioni:

- inclinazione $i < 60$ gradi, per garantire una buona definizione fotometrica della regione centrale e limitare gli effetti delle scie di polvere;
- indice di concentrazione $C < 2.5$, per assicurare un campione dominato da galassie a disco di tipo avanzato⁵;
- raggio di Petrosian $R_{petro} > 10$ arcsec, per evitare problemi di risoluzione spaziale legati a galassie estremamente piccole.

Sono quattro gli obiettivi scientifici che BEARD si propone di perseguire per ciascuna galassia del campione: determinare la natura di strutture al centro, individuare compo-

⁴Consultabile all'indirizzo <https://www.sdss.org/dr13/>, rappresenta la versione finale dei dati raccolti dalla SDSS fino a Luglio 2015 (Albaret et al. 2017).

⁵ $C = 2.5$ equivale a considerare un indice di Sérsic pari a 1.5 (Graham & Driver 2005).

nenti a bassa brillantezza superficiale, studiare popolazioni stellari e formazione stellare, costruire modelli teorici e simulazioni numeriche.

Per primo obiettivo, i diagnostici utilizzati nella rilevazione degli sferoidi combinano studi di cinematica stellare, popolazioni stellari e decomposizione fotometrica (Costantin et al. 2018); misure di cinematica ad alta risoluzione separano invece gli NSC dagli sferoidi a forma di disco, utilizzando la relazione Faber-Jackson e spettri a bassa risoluzione per studiare le relative popolazioni stellari; infine, per quanto riguarda i buchi neri, il teorema del Viriale garantisce un limite superiore nella stima della loro massa (Kormendy et al. 2010).

Per secondo obiettivo, il diagnostico legato alla caratterizzazione di strutture esterne - assieme alle informazioni relative alle regioni centrali - permette di capire quando è avvenuto il fenomeno di fusione (se effettivamente è avvenuto), il rapporto in massa tra le regioni interna ed esterna, e la quantità di gas presente.

Per terzo obiettivo, l'analisi dei gradienti di metallicità ed età nei dischi del campione di galassie stabilisce vincoli sul tempo di formazione e sui processi fisici che riflettono le proprietà osservate oggi; in aggiunta, osservazioni della riga spettrale $H\alpha$ permettono di tracciare la SFR nelle regioni interna ed esterna di ciascuna galassia.

Per quarto obiettivo, le simulazioni numeriche eseguono una buona rappresentazione dell'intero insieme di dati e forniscono il contesto teorico ai risultati.

1.3 Metodi di studio delle popolazioni stellari

Le popolazioni stellari singole (SSP) costituiscono lo strumento di base per la comprensione delle proprietà spettrofotometriche di sistemi molto complessi come le galassie. Maraston (2003) definisce una SSP come un assemblaggio di stelle singole, coeve, ed inizialmente omogenee da un punto di vista prettamente chimico. I quattro parametri principali nella descrizione di una SSP sono l'età, il contenuto di elio e di metalli, e la funzione di massa iniziale (IMF). Le galassie non possono essere considerate sistemi di SSP perchè contengono stelle di età e metallicità differenti, e i sistemi binari sono in esse estremamente comuni. Tuttavia i sistemi stellari complessi, costituiti da varie generazioni di stelle, sono modellati convolvendo più SSP con la storia di formazione stellare (SFH) adottata (Arimoto & Yoshii 1986; Barbaro & Poggianti 1997; Rocca-Volmerange & Guiderdoni 1988; Vazdekis et al. 1996). D'altra parte alcuni lavori sottolineano la necessità di introdurre popolazioni stellari multiple, con proprietà stellari differenti, nei modelli (Gargiulo et al. 2012; Huang et al. 2013).

Nell'Universo attuale, le galassie mostrano per diversi parametri fisici - probabilmente correlati tra loro - distribuzioni bimodali che rispecchiano in maniera soddisfacente la separazione morfologica di base introdotta da Hubble (1926) tra galassie dei primi tipi e galassie dei tipi più avanzati. Molte osservazioni sottolineano che la massa stellare di una galassia rappresenta una delle quantità più importanti nel predire diverse proprietà (come colori, morfologia, tipo spettrale e formazione stellare), mentre l'ambiente gioca un ruolo minore (Kauffmann et al. 2004; Baldry et al. 2006; Bamford et al. 2009). Uno dei risultati più sorprendenti degli ultimi anni è la distribuzione bimodale nei colori a riposo delle galassie fino a *redshift* $z = 2-3$ (Strateva et al. 2001; Williams et al. 2009; Brammer et al. 2009; Whitaker et al. 2011). In un diagramma colore-magnitudine la bimodalità si

manifesta come una *blue cloud* diffusa e una *red sequence* stretta, con una *green valley* al centro scarsamente popolata. La stessa bimodalità è riscontrata nelle morfologie (Bell et al. 2012), con le galassie blu ad intensa formazione stellare caratterizzate da una morfologia a disco e meno concentrate delle galassie rosse, quiescenti, che tipicamente mostrano morfologie dei primi tipi.

In particolare, quando le osservazioni spettrofotometriche vengono tradotte in proprietà fisiche delle popolazioni stellari, emerge una bimodalità nei valori di età pesati in luminosità (Gallazzi et al. 2005, 2008). Zibetti et al. (2017) analizzano le età delle popolazioni stellari in 394 galassie dell'Universo locale, e trovano che la bimodalità globale tra galassie vecchie quiescenti e galassie giovani attive è rispecchiata localmente nelle distribuzioni di età bimodali di regioni individuali: la bimodalità è in gran parte dovuta alle regioni delle galassie dei primi tipi e dei tipi più avanzati che popolano principalmente il picco più vecchio e quello più giovane, rispettivamente. La stessa analisi riporta che le galassie a spirale dei primi tipi mostrano anche una bimodalità interna, con gli sferoidi e le regioni tra i bracci di spirale che si raggruppano ad età maggiori rispetto agli stessi bracci di spirale. Pertanto la bimodalità nei valori di età è correlata all'esistenza di regioni vecchie, prive di contaminazione da parte di stelle giovani, e regioni dove stelle giovani e stelle vecchie coesistono, sebbene la luce delle stelle giovani domini e determini una età fortemente più sbilanciata verso valori minori. Infatti, dall'analisi della distribuzione di età ottenuta considerando l'età media ponderata sulla massa stellare formata, Zibetti et al. (2017) scoprono una forte riduzione del divario tra i picchi della bimodalità: il picco giovane si sposta a età più grandi di quelle osservate nel caso di età pesate per le luminosità stellari. La marcata separazione di due popolazioni persiste a *redshift* più elevati, dove l'importanza relativa dei due picchi della bimodalità cambia come conseguenza del continuo declino della formazione stellare e della conseguente migrazione dalla regione della *blue cloud* ad alta formazione stellare a quella della *red sequence* quiescente (Haines et al. 2017).

Idealmente, lo scopo principale dell'analisi delle popolazioni stellari di una galassia risiede nella ricostruzione completa della SFH. In questo contesto è importante capire se le galassie che hanno smesso di formare stelle in epoche primitive siano rimaste passive da allora o abbiano sperimentato ulteriori episodi di formazione stellare (fenomeno noto come *ringiovanimento delle galassie*). Una possibile soluzione invoca una continua formazione stellare residua in galassie quiescenti singole, dove una minoranza di stelle giovani va ad aggiungersi ad una base solida di vecchia popolazione stellare (Trager et al. 2000). Partendo dal presupposto che popolazioni stellari di differente età influenzano differenzialmente lo spettro a diverse lunghezze d'onda, Costantin et al. (2019) dimostrano come la differenza tra le età pesate in luminosità nelle bande *u* ed *r* a riposo possa essere usata per investigare la complessità delle SFH nelle galassie: tale differenza esprime un diagnostico riguardante la coesistenza di popolazioni stellari vecchie (deboli nell'ultravioletto) e giovani (brillanti). Attraverso una vasta libreria spettrale di SFH, dalle meno alle più attive, Costantin et al. (2019) trovano che un alto valore nella differenza è sinonimo di una SFH meno attiva ma più estesa oppure di una SFH con picchi ampiamente spazati (cioè formazione secolare vecchia e formazione recente). Carnall et al. (2018) costruiscono delle SFH parametriche a più componenti, ciascuna delle quali specifica la forma funzionale per la SFR come funzione del tempo, ed eseguono un'analisi delle SFH su 9289 galassie con valori di *redshift* $0.25 < z < 3.75$. Carnall et al. (2018) trovano che le SFH dell'intero

campione si suddividono in 3 classi principali, e che ogni classe corrisponde ad un diverso meccanismo di arresto nella SFR. La prima classe sperimenta una rapida crescita seguita da un rapido declino su una piccola frazione dell'età dell'Universo al *redshift* di arresto (tipicamente minore di 1 Gyr) ed è interpretata come il risultato del *feedback* di nuclei galattici attivi (AGN) in modalità quasar innescati da processi di fusione. La seconda classe sperimenta un aumento più lento e un declino più rapido della SFR (con tempi di spegnimento intermedi di 1-2 Gyr) e corrisponde alle previsioni delle simulazioni di arresto di AGN in modalità getto a lenta accrezione. La terza classe verifica una crescita più rapida della successiva caduta e tempi di arresto più lunghi (maggiori di 3 Gyr) e potrebbe corrispondere a galassie in cui la SFR si esaurisce in maniera naturale con la diminuzione della fornitura totale di gas cosmico. Lo stesso studio mostra che la maggior parte delle galassie che si spengono a $z > 1.5$ sperimentano una successiva evoluzione attraverso eventi di fusione e formazione stellare a $z = 0.5$, e che galassie con masse stellari più elevate verificano in generale un fenomeno di estinzione più rapido.

La sorgente dominante di incertezza nell'interpolazione delle popolazioni stellari non è rappresentata dal rumore strumentale, o dalla grandezza o selezione del campione, ma dalle degenerazioni e dalle limitazioni nel sintetizzare popolazioni stellari complesse e adattarle alle distribuzioni di energia spettrale (SED) delle galassie (Conroy et al. 2009; Wuyts et al. 2009; Walcher et al. 2011). La degenerazione età-polvere-metallicità ne è un esempio (Bell & de Jong 2001): l'incertezza in questi parametri può provocare cambiamenti sistematici sia della massa stellare che delle stime di SFR. Wuyts et al. (2011) dimostrano che le SFR derivate dall'interpolazione della SED dalla regione dell'ultravioletto a quella dell'infrarosso sono spesso sottostimate per galassie che formano stelle, soprattutto perché non riescono a spiegare la formazione stellare oscurata dalle polveri. Molti dei problemi nella stima delle SFR sono evitati eseguendo un'interpolazione completa delle SED, che consolida tutte le informazioni disponibili riguardanti le condizioni fisiche delle stelle, della polvere e del gas. Tuttavia, a causa della complessità nella scelta dei parametri di adattamento e delle tecniche di sintesi di popolazione stellare, i codici d'interpolazione delle SED con parametri multipli e degeneri spesso producono soluzioni diverse per parametri fisici chiave come la massa stellare e la SFR (Santini et al. 2015). In letteratura, le SFH non parametriche sono utilizzate principalmente per eseguire l'interpolazione dell'intero spettro nei dati ad alta risoluzione e con rapporto segnale-rumore (S/N) elevato (Ocvirk et al. 2006; Tojeiro et al. 2007), o per spettri a bassa risoluzione e dati fotometrici (Dressler et al. 2016). Il motivo è che, quando si eseguono le *routine* di minimizzazione classiche, le SFH non parametriche sono molto flessibili e hanno troppi parametri degeneri, portando a soluzioni di miglior interpolazione piuttosto rumorose. La metallicità stellare influisce sul rapporto di flusso dalla regione dell'ottico a quella del vicino infrarosso che è importante per determinare età, attenuazione della polvere e massa (Wuyts et al. 2011; Mitchell et al. 2013). La metallicità introduce caratteristiche bimodali indesiderate nella distribuzione della massa stellare perché la procedura di interpolazione standard della SED utilizza griglie di metallicità discrete e scarsamente campionate, e un metodo statistico che sceglie un singolo modello d'interpolazione migliore; alternativamente, fissando il valore di metallicità nell'interpolazione della SED, la stima della massa stellare è chiaramente distorta (Mitchell et al. 2013). Per questo motivo Mitchell et al. (2013) interpolano tra le varie metallicità piuttosto che utilizzarne un insieme discreto; tuttavia, la semplice interpolazione tra spettri stellari di diverse metallicità

introduce caratteristiche non fisiche negli spettri interpolati perché le SED stellari hanno una risposta non lineare ai cambiamenti di metallicità. A tal proposito Leja et al. (2017) utilizzano una funzione di distribuzione nelle metallicità che evita l'interpolazione producendo SED fisicamente più significative. Leja et al. (2017) mostrano inoltre come l'implementazione di una relazione età-metallicità possa conferire un'unica forma alla SED dalla regione dell'ultravioletto a quella del vicino infrarosso che non può essere replicata da un valore di metallicità stellare fisso, sebbene questo dipenda sia dalla presunta SFH che dalla storia di arricchimento dei metalli: ad esempio le galassie quiescenti sono meno sensibili alla relazione età-metallicità poiché i loro tempi scala di SFR sono più brevi.

Importanti informazioni riguardo l'evoluzione delle galassie risiedono nei profili radiali di età e metallicità. Ad esempio, dai gradienti di metallicità è possibile estrarre informazioni sui processi di dissipazione del gas oltre che sulla storia dei processi secolari e di aggregazione gerarchica (Morelli et al. 2016). Le stelle si formano a tutte le distanze galattocentriche durante il collasso dissipativo di una nube protogalattica e rimangono sulle loro orbite con poca migrazione verso il centro. Al contrario, il processo di dissipazione del gas avviene verso l'interno ed è continuamente arricchito dalle stelle in evoluzione. Per questo motivo le stelle formatesi nelle regioni periferiche di una galassia mostrano un contenuto di metalli inferiore rispetto a quelle della regione centrale. Modelli teorici basati sullo scenario di collasso monolitico prevedono gradienti di metallicità fortemente negativi (Eggen et al. 1962; Kobayashi 2004), prodotti da fenomeni dissipativi con conseguente formazione stellare e da venti galattici. Nello specifico, il rapporto tra il tempo scala di formazione stellare e il flusso di gas consente alla galassia di ospitare un gradiente di metallicità (Pipino et al. 2008). D'altra parte fenomeni di fusione galattica mostrano generalmente gradienti più piatti (Pipino et al. 2008; Bekki & Shioya 1999), a causa del fenomeno di rimescolamento di tutte le stelle della galassia. Un processo di formazione stellare secondaria raramente contribuisce ad un aumento del gradiente (Kobayashi 2004); in questo caso il profilo radiale di età ne mantiene i segni per parecchi Gyr (Hopkins et al. 2009). Processi secolari porterebbero alla creazione di nuove strutture nel centro delle galassie, producendo componenti più giovani e più metalliche a seguito della redistribuzione delle stelle del disco. I gradienti prima o poi presenti nel disco progenitore verrebbero amplificati perché la concentrazione centrale di luce risultante è più piccola del progenitore stesso oppure cancellati come conseguenza del fenomeno di riscaldamento del disco (Moorthy & Holtzman 2006).

La sfida principale nell'analisi delle popolazioni stellari è rappresentata dalla separazione degli effetti di età e metallicità. A tal proposito, l'uso degli indici delle righe di assorbimento rappresenta uno strumento potente (González 1993; Worthey 1994), sebbene sia ostacolato dal fatto che diversi indici di righe metalliche producono metallicità diverse e quindi età diverse. Un'ulteriore complicazione è rappresentata dalla degenerazione tra età e morfologia dei rami orizzontali, derivante dal fatto che la presenza di stelle calde di ramo orizzontale rafforza l'assorbimento di Balmer e può imitare età più giovani per le popolazioni stellari (Lee et al. 2000; Maraston & Thomas 2000). Thomas et al. (2005) risolvono il problema utilizzando modelli di popolazione stellare che includono gli effetti delle modifiche nei rapporti di abbondanza degli elementi (Thomas et al. 2003), i quali forniscono gli indici di SSP nel sistema di Lick come funzione di età, metallicità e rapporto α/Fe . Da una parte questi modelli derivano in maniera non ambigua età e metallicità totale; dall'altra utilizzando il rapporto α/Fe , che può essere considerato come una mi-

sura aggiuntiva della formazione stellare tardiva, vincolano i tempi scala di formazione stellare e superano la degenerazione tra età e morfologia del ramo orizzontale.

I rapporti di abbondanza giocano un ruolo essenziale. Gli elementi α sono espulsi da stelle massicce quando esplodono come supernovae a collasso nucleare; le loro abbondanze sono diluite dalla presenza sempre più insistente del ferro, quando le supernovae di tipo Ia diventano importanti (tipicamente circa 1 Gyr dopo uno *starburst*); da quel momento il rapporto tra elementi α e ferro non potrà mai superare di molto il valore solare. Pertanto più a lungo dura il processo di formazione stellare in una galassia, più ferro viene prodotto e minore è il rapporto α/Fe osservato. L'arricchimento di elementi α è interpretato come cessazione della formazione stellare prima che le supernovae Ia espellano il proprio materiale: gli sferoidi con alte brillanze superficiali mostrano un forte arricchimento di elementi α , indicativo di un processo di formazione stellare estremamente rapido, al contrario di quanto accade per gli sferoidi con basse brillanze superficiali (Trager 2004). Utilizzando modelli di evoluzione chimica è stato dimostrato che lo scenario di collasso dissipativo produce arricchimenti di elementi α uniformi o gradienti positivi (il rapporto α/Fe cresce con la coordinata radiale), mentre lo scenario di aggregazione gerarchica produce rapporti α/Fe simili a quello solare o gradienti negativi (Thomas et al. 1999). Di fronte ad un'evoluzione secolare, i rapporti di abbondanza riscontrati nella regione dello sferoide cambiano a seconda che sia stato il disco di gas o di stelle il primo a diventare instabile: nel primo caso i grumi di gas si fondono e spiraleggiano verso l'interno, causando enormi *starburst* e producendo rapporti α/Fe notevoli; nel secondo caso si forma una barra che incanala il gas verso il centro, producendo rapporti α/Fe irrisori su lunghi tempi scala (Immeli et al. 2004). Martín-Navarro et al. (2018) suggeriscono che una IMF variabile può essere necessaria per spiegare la dipendenza nel rapporto α/Fe osservato dalla massa di una galassia. Per capire se il modello di abbondanza riesca a spiegare il tempo scala di formazione galattico, o se quest'ultimo sia stabilito dal valore di massa più alto (variabile nel tempo) della IMF, è fortemente richiesta un'analisi dettagliata delle popolazioni stellari.

Si rimanda al Capitolo 3 per la descrizione dettagliata del metodo di studio delle popolazioni stellari del sottocampione di BEARD.

1.4 Scopo e schema della tesi

Ci proponiamo di effettuare uno studio delle popolazioni stellari delle galassie a spirale giganti prive di sferoide NGC 0514, NGC 3294, NGC 3433, NGC 4062 e MCG 01 09 031. In particolare, vogliamo analizzare i profili radiali di età e metallicità stellari nei dischi del sottocampione di BEARD al fine di stabilire vincoli sul tempo di formazione e sui processi fisici che portano alle proprietà osservate oggi. Sarà estremamente importante stabilire se il processo di formazione stellare nei dischi del sottocampione è avvenuto dall'esterno verso l'interno o viceversa. Nel progetto di tesi abbiamo adottato $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.3$, e $\Omega_\Lambda = 0.7$ come parametri cosmologici. La tesi è strutturata come segue

- nel secondo capitolo sono descritte le proprietà del sottocampione di galassie di BEARD e le caratteristiche della strumentazione utilizzata, e sono spiegati il processo di acquisizione e di riduzione dei dati spettroscopici;

-
- nel terzo capitolo sono descritte le funzionalità del *software* GIST e la libreria stellare *MILES*, ed è spiegato il processo di analisi dei dati spettroscopici;
 - nel quarto capitolo sono riassunti i risultati e sono desunte le conclusioni.

Capitolo 2

Acquisizione e riduzione dei dati spettroscopici

In questo capitolo sono descritte le proprietà del sottocampione di galassie di BEARD (Sezione 2.1) e le caratteristiche della strumentazione utilizzata (Sezione 2.2), e sono spiegati il processo di acquisizione (Sezione 2.3) e di riduzione dei dati spettroscopici (Sezione 2.4).

2.1 Proprietà del sottocampione di BEARD

Il sottocampione di BEARD analizzato nel progetto di tesi si compone di cinque galassie a spirale giganti prive di sferoide: NGC 0514, NGC 3294, NGC 3433, NGC 4062 e MCG 01 09 031. Per l'acquisizione delle caratteristiche salienti delle galassie abbiamo utilizzato *VizieR*, un servizio online gestito dal *Centre de Données astronomiques de Strasbourg*¹ che fornisce l'accesso ad un'ampia libreria di cataloghi astronomici e tabelle di dati. Nello specifico, abbiamo adoperato il *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies* (de Vaucouleurs et al. 1991, RC3). In Tabella 2.1 sono riassunte le proprietà principali del sottocampione di BEARD.

NGC 0514

La classificazione morfologica di NGC 0514 è SAB(rs)c (RC3): si tratta di una galassia a spirale, con barra debole e varietà intermedia tra il caso in cui i bracci di spirale si dipartono da un anello centrale e quello in cui si riconosce la sola presenza dei bracci. È una galassia di tipo avanzato, con sferoide poco prominente, bracci poco avvolti e molto risolti.

La velocità di recessione corretta rispetto al sistema di riferimento della radiazione cosmica di fondo è $v_{3k} = 2527 \text{ km s}^{-1}$ (RC3). La suddetta velocità, assumendo per la costante di Hubble un valore di $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, corrisponde ad una distanza di NGC 0514 pari a $D = 33.69 \text{ Mpc}$.

¹Consultabile all'indirizzo <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>.

Tabella 2.1: Proprietà principali del sottocampione di galassie di BEARD. Da sinistra a destra sono riportati rispettivamente il nome della galassia, la distanza, la magnitudine totale apparente in banda B, e il diametro isofotale maggiore apparente che racchiude un valore medio di brillantezza superficiale in banda B pari a 25 mag arcsec⁻².

Nome	D [Mpc]	B_T [km s ⁻¹]	D_{25} [arcmin]
NGC 0514	33.69	12.24	3.47
NGC 3294	19.15	12.20	3.55
NGC 3433	34.55	13.60	3.55
NGC 4062	9.89	11.90	4.07
MCG 01 09 031	36.13	13.50	1.15

La magnitudine totale apparente in banda B è pari a $B_T = 12.24$ mag (RC3) che si traduce, una volta corretta per estinzione ed inclinazione, in una magnitudine totale assoluta di $M_{B_T}^0 = -20.40$ mag.

NGC 3294

La classificazione morfologica di NGC 3294 è SA(s)c (RC3): si tratta di una galassia a spirale, non barrata e varietà corrispondente al caso in cui si riconosce la sola presenza dei bracci. È una galassia di tipo avanzato, con sferoide poco prominente, bracci poco avvolti e molto risolti.

La velocità di recessione corretta rispetto al sistema di riferimento della radiazione cosmica di fondo è $v_{3k} = 1436$ km s⁻¹ (RC3). La suddetta velocità, assumendo per la costante di Hubble un valore di $H_0 = 75$ km s⁻¹ Mpc⁻¹, corrisponde ad una distanza di NGC 3294 pari a $D = 19.15$ Mpc.

La magnitudine totale apparente in banda B è pari a $B_T = 12.20$ mag (RC3) che si traduce, una volta corretta per estinzione ed inclinazione, in una magnitudine totale assoluta di $M_{B_T}^0 = -19.21$ mag.

NGC 3433

La classificazione morfologica di NGC 3433 è SA(s)c (RC3): si tratta di una galassia a spirale, non barrata e varietà corrispondente al caso in cui si riconosce la sola presenza dei bracci. È una galassia di tipo avanzato, con sferoide poco prominente, bracci poco avvolti e molto risolti.

La velocità di recessione corretta rispetto al sistema di riferimento della radiazione cosmica di fondo è $v_{3k} = 2591$ km s⁻¹ (RC3). La suddetta velocità, assumendo per la costante di Hubble un valore di $H_0 = 75$ km s⁻¹ Mpc⁻¹, corrisponde ad una distanza di NGC 3433 pari a $D = 34.55$ Mpc.

La magnitudine totale apparente in banda B è pari a $B_T = 13.60$ mag (RC3) che si traduce, una volta corretta per estinzione ed inclinazione, in una magnitudine totale assoluta di $M_{B_T}^0 = -19.09$ mag.

NGC 4062

La classificazione morfologica di NGC 4062 è SA(s)c (RC3): si tratta di una galassia a spirale, non barrata e varietà corrispondente al caso in cui si riconosce la sola presenza dei bracci. È una galassia di tipo avanzato, con sferoide poco prominente, bracci poco avvolti e molto risolti.

La velocità di recessione corretta rispetto al sistema di riferimento della radiazione cosmica di fondo è $v_{3k} = 742 \text{ km s}^{-1}$ (RC3). La suddetta velocità, assumendo per la costante di Hubble un valore di $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, corrisponde ad una distanza di NGC 4062 pari a $D = 9.89 \text{ Mpc}$.

La magnitudine totale apparente in banda B è pari a $B_T = 11.90 \text{ mag}$ (RC3) che si traduce, una volta corretta per estinzione ed inclinazione, in una magnitudine totale assoluta di $M_{B_T}^0 = -18.08 \text{ mag}$.

MCG 01 09 031

La classificazione morfologica di MCG 01 09 031 è SA(r)abpec (RC3): si tratta di una galassia a spirale, non barrata e varietà corrispondente al caso in cui i bracci di spirale si dipartono da un anello centrale. È una galassia dei primi tipi morfologici, con sferoide prominente, bracci molto avvolti e poco risolti, peculiare e di natura estremamente incerta.

La velocità di recessione corretta rispetto al sistema di riferimento della radiazione cosmica di fondo è $v_{3k} = 2710 \text{ km s}^{-1}$ (RC3). La suddetta velocità, assumendo per la costante di Hubble un valore di $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, corrisponde ad una distanza di MCG 01 09 031 pari a $D = 36.13 \text{ Mpc}$.

La magnitudine totale apparente in banda B è pari a $B_T = 13.50 \text{ mag}$ (RC3) che si traduce, una volta corretta per estinzione ed inclinazione, in una magnitudine totale assoluta di $M_{B_T}^0 = -19.29 \text{ mag}$.

2.2 William Herschel Telescope

Il *William Herschel Telescope* (WHT)² è un telescopio riflettore di 4.2 m di diametro che si trova presso l'osservatorio del Roque de los Muchachos, sull'isola di La Palma (Spagna). Dotato di configurazione Cassegrain-Nasmyth, può osservare il cielo alle bande del visibile e dell'infrarosso, e usa una montatura altazimutale. Il valore mediano del *seeing*³ registrato al WHT da Aprile a Novembre è di 0.8 arcsec, e la brillantezza superficiale in banda V del cielo ad alta latitudine eclittica - in assenza di Luna - è simile a quella dei siti più bui, cioè $V \sim 21.9 \text{ mag arcsec}^{-2}$ (Benn & Ellison 1998).

Presso il WHT sono installati tre strumenti:

- lo spettrografo ISIS (*Intermediate-dispersion Spectrograph and Imaging System*), dedicato a misure di spettroscopia a fenditura singola;

²Le informazioni riguardanti il telescopio sono reperibili all'indirizzo <http://www.ing.iac.es/Astronomy/telescopes/wht/>.

³Per una determinata notte e località, il fenomeno quantifica la perturbazione dell'atmosfera terrestre - a seconda dei valori di turbolenza e temperatura - nelle immagini astronomiche.

- lo spettrografo LIRIS (*Long-slit Intermediate Resolution Infrared Spectrograph*), dedicato a misure di spettroscopia nel dominio infrarosso e di *imaging*;
- la camera ACAM (*Auxiliary-port CAMera*), dedicata a misure di *imaging* nel dominio ottico e di spettroscopia a bassa risoluzione.

In particolare, sono di seguito illustrate le caratteristiche salienti dello spettrografo ISIS che ha permesso di acquisire i dati spettroscopici del progetto di tesi (Sezione 2.3).

ISIS, montato nel fuoco Cassegrain di lunghezza focale $\sim f/11$, è uno spettrografo ad alta efficienza, a doppio braccio, a dispersione media ($8 - 121 \text{ \AA mm}^{-1}$), in grado di misurare a fenditura lunga fino a ~ 4 arcmin di lunghezza e ~ 22 arcsec di larghezza. ISIS non dispone di un correttore di dispersione atmosferica, perciò le osservazioni andrebbero fatte con la fenditura orientata verticalmente in modo da minimizzare le perdite dovute alla rifrazione cromatica differenziale. Sebbene quest'ultima sia minore vicino allo zenit, il tasso di variazione dell'angolo parallattico è maggiore: al momento di tracciamento di un bersaglio, i due effetti si combinano per rendere lo spostamento delle lunghezze d'onda blu e rossa lungo la fenditura estremamente poco dipendente dalla massa d'aria⁴.

L'uso di filtri dicroici consente l'osservazione simultanea nei bracci blu e rosso, con un intervallo ridotto di capacità di trasmissione alla lunghezza d'onda di $\sim 200 \text{ \AA}$ nel passaggio dicroico dalla riflessione alla trasmissione. I bracci sono ottimizzati per i rispettivi intervalli di lunghezza d'onda, che vengono impostati ruotando le celle del reticolo: più precisamente, il braccio superiore blu è ottimizzato per l'intervallo $3000 - 6000 \text{ \AA}$, mentre il braccio inferiore rosso per l'intervallo $5000 - 10000 \text{ \AA}$.

Il rivelatore predefinito sul braccio blu di ISIS è EEV12, un array sottile e sensibile nel blu di $2048 \times 4096 \text{ pixel}^2$; ciascun *pixel* è grande $13.5 \mu\text{m}$. L'asse da 4096 pixel del rivelatore EEV12 è montato lungo la direzione di dispersione in modo da garantire la massima efficienza nel processo di collezione del fascio in uscita dalla telecamera. Tuttavia, l'ottica della camera oscura le regioni più esterne del fascio di luce disperso in modo tale da vignettare all'incirca 600 pixel ad entrambe le estremità del rivelatore. In Figura 2.1 è riportata la funzione di vignettatura di EEV12. La scala spaziale di EEV12 è di $0.20 \text{ arcsec pixel}^{-1}$. È possibile intervallare la direzione spaziale in caso di osservazioni non ad alta risoluzione; infatti, il *seeing* deve essere eccellente per permettere osservazioni alla stessa scala spaziale senza che il rivelatore venga suddiviso in intervalli. In Figura 2.2 è illustrata la curva di efficienza quantica di EEV12.

Le dispersioni dei reticoli nel braccio blu di ISIS sono pari a 120 \AA mm^{-1} per R158B, 64 \AA mm^{-1} per R300B, 33 \AA mm^{-1} per R600B, 17 \AA mm^{-1} per R1200B e 8 \AA mm^{-1} per H2400B. In Tabella 2.2 sono riportate le caratteristiche salienti dei reticoli. In particolare, abbiamo utilizzato il reticolo R300B per acquisire i dati spettroscopici del progetto di tesi (Sezione 2.3).

⁴La massa d'aria esprime la quantità d'aria che la radiazione deve attraversare. Il valore unitario corrisponde ad un oggetto celeste che si trova allo zenit, cioè esattamente sopra l'osservatore.

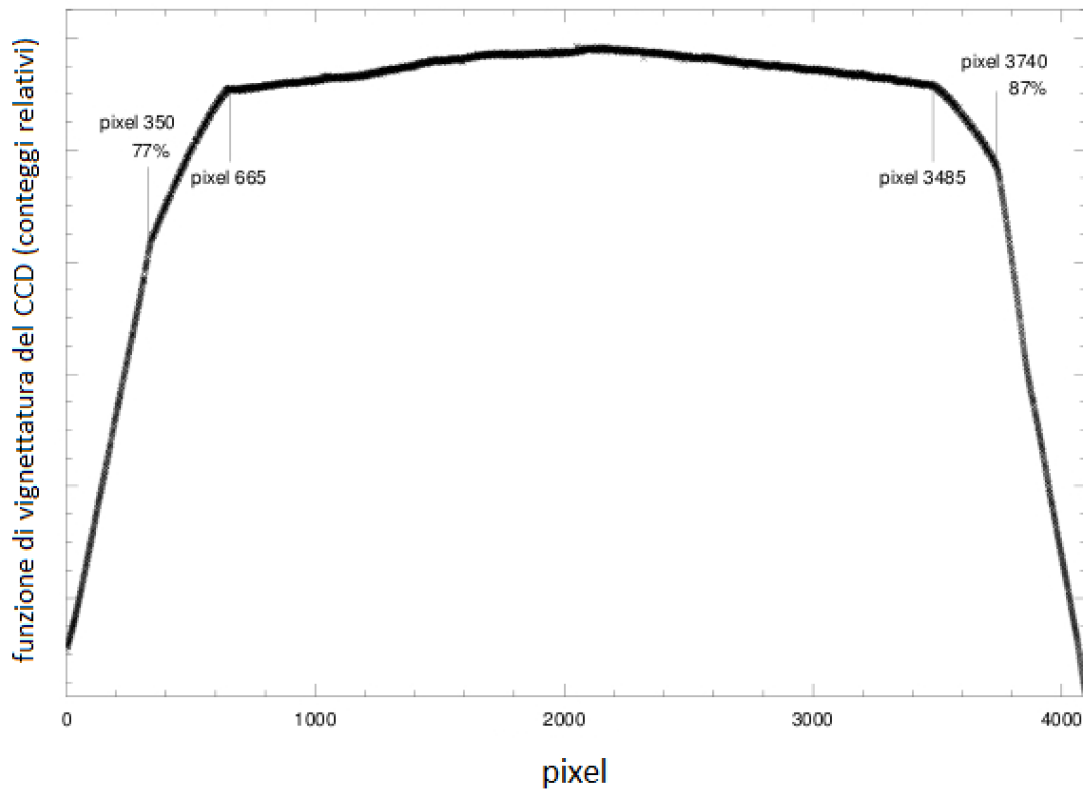


Figura 2.1: Funzione di vignettatura del rivelatore EEV12 misurata da un'esposizione a campo piatto corretta per la funzione di efficienza quantica del rivelatore, per quella di efficienza del reticolo e per quella di emissività spettrale della lampada al tungsteno. L'immagine è stata selezionata dal sito web ufficiale del WHT, consultabile all'indirizzo <http://www.ing.iac.es/Astronomy/telescopes/wht/>.

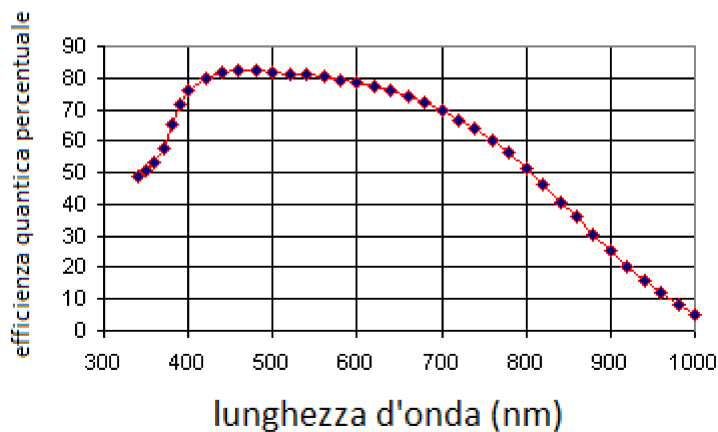


Figura 2.2: Funzione di risposta relativa all'efficienza quantica del rivelatore EEV12 in funzione della lunghezza d'onda. L'immagine è stata selezionata dal sito web ufficiale del WHT, consultabile all'indirizzo <http://www.ing.iac.es/Astronomy/telescopes/wht/>.

Tabella 2.2: Caratteristiche salienti dei cinque reticoli del braccio blu di ISIS.

Reticolo	Intervallo spettrale totale [Å]	Dispersione [Å pixel ⁻¹]	Elemento di risoluzione [Å]
(1)	(2)	(3)	(4)
R158B	6635	1.62	7.81
R300B	3539	0.86	4.10
R600B	1825	0.45	2.02
R1200B	940	0.23	0.85
H2400B	442	0.11	0.35

Note: Col.(1): nome del reticolo. Col.(2): intervallo spettrale totale coperto da ogni reticolo. Col.(3): dispersione relativa a ciascun reticolo. Col.(4): elemento di risoluzione spettrale nel caso di una fenditura larga 1 arcsec per ogni reticolo.

2.3 Acquisizione dei dati spettroscopici

Il primo passo verso l'elaborazione dei dati spettroscopici del sottocampione di galassie di BEARD consiste nella loro acquisizione, condotta presso il WHT dal Dr. J. Méndez-Abreu nella notte del 29 Dicembre 2019. In Tabella 2.3 sono riportate le caratteristiche atmosferiche della notte di osservazione. Nello specifico non è stata registrata alcuna perdita di tempo legata alle condizioni meteorologiche, agli strumenti astronomici o a problemi di altra natura. Tuttavia, la notte è stata caratterizzata dalla presenza di cirri. Questo comporta una perdita di flusso che potrebbe introdurre problematiche nell'esplore le regioni esterne delle galassie a causa della diminuzione del rapporto S/N nelle zone di minore brillantezza superficiale.

I dati spettroscopici sono stati acquisiti sfruttando il braccio blu dello spettrografo ISIS sul quale è stato montato il reticolo R300B. Prima di procedere con l'acquisizione degli spettri delle galassie in esame vengono acquisite le immagini di *bias* e *flat field*, e gli spettri di archi di calibrazione e stelle standard spettrofotometriche.

L'immagine di *bias* o *zero-level image* permette di stimare il livello zero e il rumore di lettura di un rivelatore. I valori in conteggi che si ottengono per un'esposizione di 0 secondi con l'otturatore chiuso, equivalente quindi a 0 foto-elettroni raccolti, dopo la lettura e la conversione analogico-digitale, mostrano una distribuzione centrata attorno allo zero. Il valore medio è infatti pari a zero, ma nell'immagine saranno presenti *pixel* con valori positivi e negativi. Per evitare di lavorare con numeri negativi, l'elettronica del rivelatore è impostata in modo tale da aggiungere un valore positivo ai conteggi per ogni immagine letta. Questo segnale è il livello zero medio ed è detto *bias*. Nell'esposizione a tempo nullo è presente il solo rumore di lettura (*read out noise*, o RON) legato all'elettronica di lettura delle immagini. Le immagini di *bias* vanno prese durante ogni notte di osservazione perché potrebbero variare in funzione della temperatura.

Se il rivelatore fosse perfetto, la sua risposta ad una sorgente di luce omogenea sarebbe la stessa su tutto il campo di osservazione; da qui origina il nome *flat field*. Nella realtà

Tabella 2.3: Caratteristiche atmosferiche relative alla notte del 29 Dicembre 2019. Dall'alto in basso sono riportate rispettivamente informazioni relative al tramonto solare, alba solare, crepuscolo astronomico^a serale, crepuscolo astronomico mattutino, tempo di crepuscolo astronomico, tempo di buio, alba lunare, tramonto lunare, percentuale del disco lunare illuminato, e condizioni meteorologiche^b. UT esprime il tempo universale.

	29/12/19
Tramonto solare (UT)	18:31
Alba solare (UT)	07:56
Crepuscolo astronomico serale (UT)	19:47
Crepuscolo astronomico mattutino (UT)	06:40
Tempo di crepuscolo astronomico (h)	02:32
Tempo di buio (h)	10:53
Alba lunare	non durante quello del Sole
Tramonto lunare (UT)	21:43
Percentuale del disco lunare illuminato	14
Condizioni meteorologiche	cirri per tutta la notte; $0.7'' \leq \text{seeing} \leq 1.5''$

^aEsprime l'istante in cui il Sole raggiunge la distanza zenitale di 108° , vale a dire 18° al di sotto dell'orizzonte; è considerato il momento di inizio/fine della notte astronomica.

^bLa presenza di cirri non impedisce di fare misure spettroscopiche; per gli scopi del progetto di tesi non è necessario che la notte di osservazione sia fotometrica, cioè che il cielo abbia trasparenza costante nel tempo.

però sono presenti delle differenze di sensibilità dei *pixel* nelle varie regioni del rilevatore, cioè zone più o meno brillanti. Lo spettro risultante sarà una combinazione dello spettro continuo della lampada e della curva di risposta del rilevatore, a cui si aggiungono gli effetti di risposta non uniforme dei *pixel* e altri effetti strumentali. In questo modo tutte le differenze di segnale osservate sui *pixel* sono riconducibili alle effettive differenze in sensibilità tra gli stessi, di natura intrinseca oppure dovute a differenze di cammino ottico della radiazione. Anche le immagini di *flat field* vanno prese ogni notte perché le condizioni potrebbero cambiare. Infatti i *flat field* utilizzano lo stesso filtro dell'immagine scientifica, e i filtri possono essere puliti o rimossi comportando lo spostamento di grani di polvere o altre impurità. Se i *flat field* e le immagini di oggetti astronomici non sono prese la stessa notte, la polvere o le impurità si possono trovare in un punto del *flat field* e in un altro punto dell'immagine rendendone difficile - se non impossibile - la correzione. L'immagine di *flat field* può essere ottenuta in due modi: puntando il telescopio verso la cupola chiusa ed illuminata in maniera uniforme (*dome flat*) oppure prendendo immagini di diverse aree di cielo al crepuscolo utilizzato come schermo illuminato in modo uniforme (*sky flat* o *twilight flat*). Quest'ultimo caso, in cui le stelle presenti scompaiono nell'immagine finale a seguito della combinazione delle immagini prese, è possibile per osservazioni fotometriche ma non spettroscopiche. Nella pratica si combinano *dome flat* e *sky/twilight flat*: il primo permette una correzione *pixel* per *pixel*, mentre il secondo (dato che è preso all'infinito - in cielo - ma presenta righe del Sole) permette di appiattare e correggere per la forma ma non *pixel* per *pixel*.

Al WHT, le immagini di *dome flat* sono state acquisite con una larghezza della fendi-

tura e un tempo di esposizione - rispettivamente - di 1 arcsec e 24 s oppure 3 arcsec e 8 s; le immagini di *sky/twilight flat* sono state prese variando sia la larghezza della fenditura, 1 arcsec o 3 arcsec, sia il tempo di esposizione, da 12 s a 60 s.

Gli spettri di confronto sono generati da lampade a scarica, dove il rilascio di elettricità avviene attraverso gas ionizzato e produce uno spettro in cui le lunghezze d'onda d'emissione sono note. Nel caso delle stelle standard spettrofotometriche si conoscono i valori di flusso in funzione della lunghezza d'onda. Vengono usate di norma stelle calde perché i loro spettri sono privi delle righe in assorbimento dovute ai metalli; lo spettro sarà quindi piccato verso lunghezze d'onda più corte, cioè nel blu. Sia gli archi che le stelle standard forniscono così degli spettri di calibrazione per gli spettrografi. Il loro effettivo impiego è reso chiaro nel processo di riduzione dei dati spettroscopici (Sezione 2.4).

Al WHT, le prime immagini degli archi di calibrazione sono state acquisite imponendo una larghezza della fenditura di 1 arcsec o 3 arcsec (a seconda che siano associati ad una stella oppure ad una galassia, rispettivamente) e con tempi di esposizione di 30 s e 120 s; le altre, tra l'osservazione di una galassia e un'altra, sono state prese con fenditura larga 1 arcsec e tempo di esposizione di 30 s. Le immagini delle stelle standard spettrofotometriche hanno invece richiesto tempi di esposizioni più variabili - da 40 s fino a 300 s - e una larghezza della fenditura fissa al valore di 3 arcsec. Infine, per ogni galassia, sono state compiute cinque pose utilizzando per ciascuna un tempo di esposizione di 1800 s e lasciando la larghezza della fenditura fissa al valore di 1 arcsec. Una larghezza della fenditura di 3 arcsec, nell'osservazione di una stella, permette di evitare perdite di flusso a causa del fenomeno di diffrazione differenziale; una larghezza di 1 arcsec, nell'osservazione di una galassia, consente di raggiungere la desiderata risoluzione spettrale.

2.4 Riduzione dei dati spettroscopici

Per l'intera procedura che segue abbiamo utilizzato l'*Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF)⁵, un insieme di programmi per la riduzione e l'analisi di immagini e spettri astronomici.

La sequenza per la riduzione dei dati spettroscopici è così definita:

1. sottrazione del *bias*;
2. correzione per *flat field*;
3. rimozione dei raggi cosmici;
4. calibrazione in lunghezza d'onda;
5. calibrazione in flusso;
6. sottrazione del cielo.

⁵Il sistema è redatto dal *National Optical Astronomy Observatory* (NOAO) e gestito dall'*Association of Universities for Research in Astronomy* (AURA) in collaborazione con la *National Science Foundation*. Il sistema è consultabile all'indirizzo <https://www.noao.edu/>.

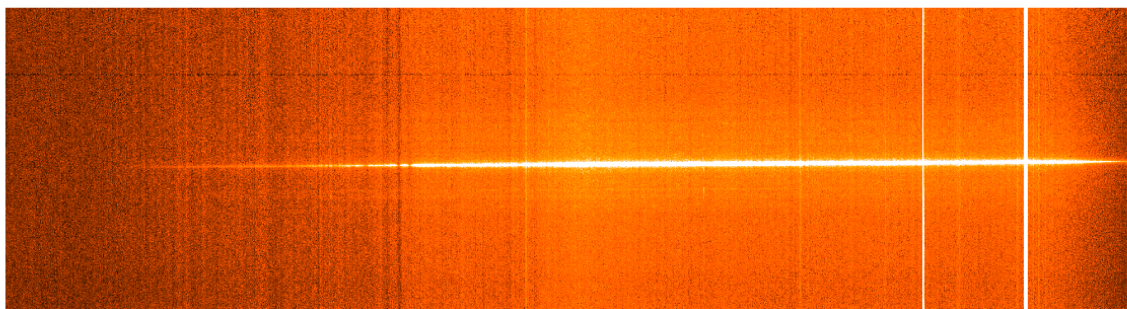


Figura 2.3: Immagine prima del processo di riduzione della galassia NGC 0514 del sottocampione di BEARD. Nell'asse delle ascisse compare la lunghezza d'onda, nell'asse delle ordinate la posizione lungo la fenditura.

In Figura 2.3 viene mostrata come esempio l'immagine prima del processo di riduzione della galassia NGC 0514 del sottocampione di BEARD.

2.4.1 Sottrazione del *bias*

Tipicamente per valutare il valore del *bias* e il suo errore si prendono a inizio o a fine notte diverse immagini e se ne calcola la media (o mediana). In questo modo si elimina l'effetto dei raggi cosmici interni al rilevatore, delle variazioni del RON, e delle fluttuazioni casuali che possono essere presenti nelle singole immagini di *bias*. Sia che il *bias* presenti o meno dei gradienti, è possibile correggere le immagini scientifiche sottraendo a queste *pixel* per *pixel* l'immagine combinata dei vari *bias*.

A tal proposito, in IRAF, siamo entrati nei pacchetti noao imred ccdred e abbiamo utilizzato il comando `zerocombine` che calcola la media delle immagini in *input pixel* per *pixel*. Il risultato sarà quindi un'immagine delle stesse dimensioni di quelle di partenza, altrimenti nota come *masterbias*.

Entrati in `zerocombine`, i parametri che abbiamo impostato sono:

- *input*, in cui abbiamo inserito il *file* di testo contenente riga per riga le immagini di *bias* da combinare assieme;
- *combine = average*, per calcolare la media delle immagini;
- *reject = minmax*, per eliminare i *pixel* affetti da raggi cosmici;
- *nlow = 1* e *nhigh = 1*, per eliminare rispettivamente il valore più basso e più alto tra quelli dello stesso *pixel*.

2.4.2 Correzione per *flat field*

Per il *flat field* abbiamo considerato una combinazione di *dome flat* e *sky/twilight flat*. In generale per correggere gli effetti strumentali dovuti al *flat field* occorre normalizzarlo, cioè eliminare lo spettro della lampada di confronto. Se la dispersione è lungo le colonne si calcola l'intensità media delle stesse ottenendo un unico profilo, più intenso nel rosso che nel blu perché da un lato il rilevatore è meno sensibile nel blu e dall'altro è la lampada

ad emettere di più nel rosso. Si interpola il profilo medio e si divide ogni colonna del *flat field* per l'interpolazione, ottenendo un'immagine normalizzata in cui le fluttuazioni sono legate appunto alla disuniforme risposta dei *pixel* alla radiazione incidente. Gli spettri degli oggetti da correggere saranno divisi per il *flat field* normalizzato.

A tal proposito, in IRAF, siamo entrati nei pacchetti *noao imred ccdred* e abbiamo utilizzato il comando *flatcombine* che calcola la mediana (o media) delle immagini in *input pixel* per *pixel*.

Entrati in *flatcombine*, i parametri che abbiamo impostato sono:

- *input*, in cui abbiamo inserito il *file* di testo contenente riga per riga le immagini di *flat field* da combinare assieme;
- *combine = median*, per calcolare la mediana delle immagini;
- *reject = none*, per evitare di eliminare i *pixel* affetti da raggi cosmici;
- *process = yes*, per processare le immagini prima di combinarle.

Al fine di portare a termine la riduzione delle immagini, siamo entrati nel comando *ccdproc* e abbiamo impostato:

- *trim = yes*, per tagliare i bordi delle immagini dove il segnale è assente;
- *zerocor = yes*, per sottrarre il *bias*;
- *zero = masterbias.fits*, per utilizzare l'immagine di *masterbias* come correzione del livello zero.

A questo punto si procede con la normalizzazione da applicare ad ogni singola lunghezza d'onda, cioè per ogni x perché la fenditura è stata posta verticalmente durante le osservazioni. L'illuminazione lungo la direzione x non è omogenea, ma dipende sia dall'efficienza della lampada di confronto utilizzata per il *flat field* sia dall'efficienza del reticolo. Ad ogni x , si divide quindi il *flat field* per il valore medio dei conteggi alla stessa x . Per normalizzare abbiamo utilizzato tre comandi:

1. *blkavg*, che media il *file* in *input* a blocchi di *pixel* rettangolari. Nel nostro caso, per mediare lungo l'asse y , abbiamo considerato rettangoli larghi come l'intera immagine ed alti 1 *pixel*. In *output* viene restituito un *file* monodimensionale di lunghezza pari a quella dell'asse x ;
2. *blkrep*, che replica il procedimento per tutta la lunghezza dell'asse y . In *output* viene restituito un *file* bidimensionale delle stesse dimensioni dell'immagine originaria e con lo stesso valore per ogni x fissato;
3. *imarith*, che permette di dividere l'immagine in *input* in *blkag* con quella in *output* in *blkrep*. In *output* viene restituita l'immagine di *flat field* normalizzata, altrimenti nota come *masterflat*.

Ottenute le immagini di *masterbias* e *masterflat* siamo di nuovo entrati in *ccdproc*, e abbiamo impostato *flatcor = yes* per applicare la correzione per *flat field* e *flat = masterflat.fits* per utilizzare l'immagine di *masterflat* come correzione. Abbiamo fatto partire il comando *ccdproc* per le immagini scientifiche, per le immagini con gli spettri delle lampade di confronto e per le immagini con gli spettri delle stelle standard spettrofotometriche.

2.4.3 Rimozione dei raggi cosmici

I raggi cosmici sono particelle ad alta energia presenti nell'Universo ed emesse a seguito di fenomeni molto energetici come esplosioni di supernovae e novae o quasar, ma possono provenire anche da processi che avvengono nel Sole o nelle altre stelle. La maggior parte di questa radiazione viene schermata dall'atmosfera, per cui le immagini da terra sono meno affette dai raggi cosmici rispetto alle immagini spaziali. I raggi cosmici colpiscono in modo casuale il rivelatore generando in un'immagine alcuni *pixel* con conteggi molto elevati - cioè estremamente brillanti - che si presentano in posizioni diverse in ogni posa dello stesso campo. Esistono due possibili metodi per rimuovere i raggi cosmici. Il primo consiste nel costruire una maschera che riproduca la posizione dei raggi cosmici nell'immagine, assegnando un valore diverso da zero solo ai *pixel* in cui sono presenti raggi cosmici. La maschera viene poi usata per la correzione, sostituendo ai *pixel* relativi ai raggi cosmici un valore medio (o mediano) dei *pixel* adiacenti. Questo metodo è abbastanza automatico, ma per creare la maschera occorre riconoscere i *pixel* brillanti dovuti ai raggi cosmici. Inoltre, negli spettri i raggi cosmici possono avere dimensioni confrontabili a quelle delle righe spettrali; se il raggio cosmico cade vicino o sopra una riga diventano estremamente difficili la sua identificazione e successiva correzione. Un secondo metodo consiste nella combinazione di pose multiple: il tempo di esposizione scelto per l'oggetto astronomico viene suddiviso in più pose con tempo di esposizione inferiore, poi sommate in modo da ottenere un'immagine in cui il segnale è equivalente ad un'unica posa con tempo di esposizione totale. Questo metodo è preferibile per due ragioni:

- con una posa lunga aumenta la probabilità che transitino nuvole o cirri;
- dato che i raggi cosmici sono eventi casuali, è molto improbabile che lo stesso *pixel* sia affetto in due istanti diversi dallo stesso raggio cosmico. Combinando le immagini, i raggi cosmici sono eliminati perché si escludono i *pixel* il cui valore si discosta per più di 3σ dal valore della media e si sostituiscono con il valore medio.

A tal proposito, abbiamo scaricato il programma *lacos_spec.cl* (van Dokkum 2001) e trasformato in comando sfruttando in IRAF la dicitura `task lacos_spec = lacos_spec.cl`.

Entrati in *lacos_spec*, abbiamo impostato i valori di *gain*⁶ e RON, oltre a *xorder = 0* e *yorder = 0* per evitare di sottrarre prematuramente le righe di emissione del cielo.

2.4.4 Calibrazione in lunghezza d'onda

Negli assi di uno spettro compaiono tipicamente la direzione spaziale lungo la fenditura e la dispersione. La calibrazione in lunghezza d'onda permette di trasformare il valore in pixel lungo l'asse della dispersione in lunghezze d'onda misurate in unità fisiche, cioè in Angstrom (\AA). Il processo si riduce a trovare la *soluzione di dispersione* (in \AA pixel^{-1}), vale a dire la funzione che permetta di ottenere la conversione da pixel ad \AA confrontando qualcosa di noto con qualcosa di osservato. È a questo che servono gli spettri di lampade a righe di emissione, le cui lunghezze d'onda sono note. Partendo dal centro dello spettro si identificano un certo numero di righe disposte in diverse parti dello spettro, dal blu al

⁶Esprime il numero di elettroni corrispondenti ad ogni ADU nell'immagine del rivelatore, dove l'*Analog to Digital Unit* corrisponde all'unità di misura dell'intensità luminosa di un pixel del rivelatore.

rosso, associando ad ogni posizione in pixel il corrispondente valore in Å. Poi si calcola la soluzione in dispersione per ogni riga (o colonna) selezionata - a seconda dell'asse che esprime la lunghezza d'onda - e si determinano i valori di λ iniziale (in Å) e di $\delta\lambda$ (in Å pixel⁻¹). La necessità di utilizzare il maggior numero di righe spettrali è legata al fatto che la dispersione non è costante alle varie lunghezze d'onda; la calibrazione in lunghezza d'onda corregge questa proprietà dello spettro trasformandolo in modo che ogni *pixel* corrisponda ad un intervallo di lunghezze d'onda costante. Questa fase è chiamata *linearizzazione* dello spettro. La soluzione determinata deve essere applicata a tutte le righe (o colonne) dell'immagine perché le righe spettrali generalmente non sono allineate con le righe (o colonne) del rivelatore e, per effetti legati alle ottiche, potrebbero mostrare una curvatura.

A tal proposito, in IRAF, siamo entrati nel pacchetto noao twodspec longslit e abbiamo utilizzato quattro comandi:

1. *identify* per identificare le righe lungo una determinata colonna, in cui abbiamo impostato *images* per selezionare l'immagine con lo spettro della lampada come input, *section = middle column* per indicare di iniziare il processo dalla colonna centrale e *coordlist* per selezionare il *file* contenente i valori delle lunghezze d'onda d'emissione della lampada. Il comando funziona in maniera interattiva: mostrato lo spettro lungo la colonna centrale, aiutandoci con l'atlante di righe presente nel manuale, abbiamo identificato una riga spettrale puntandovi sopra il cursore e digitando il tasto *m* (*mark*) e abbiamo scritto a mano la sua lunghezza d'onda. Abbiamo ripetuto l'operazione diverse volte, in modo da identificare righe in ogni regione dello spettro. Abbiamo quindi digitato il tasto *l* in modo da riconoscere tutte le righe dello spettro, a partire da quelle date, e il tasto *f* (*fit*) per eseguire l'interpolazione. Per trovare la soluzione di dispersione abbiamo utilizzato il comando *:func*, che permette di cambiare funzione di conversione; avendo poche righe a disposizione abbiamo preferito utilizzare un polinomio di grado basso (Chebyshev di ordine 3, che corrisponde ad un polinomio di secondo grado) sfruttando il comando *:ord*. Abbiamo infine interpolato i dati con *f* e salvato la soluzione nel direttorio *database* una volta usciti dalla schermata interattiva;
2. *reidentify* per ripetere l'operazione lungo tutte le colonne dell'immagine, in cui abbiamo impostato *reference* per selezionare l'immagine dello spettro della lampada come input, *images* per selezionare l'immagine dello spettro della lampada reidentificandola con se stessa e *coordlist* per selezionare il *file* contenente i valori delle lunghezze d'onda d'emissione della lampada. Il comando reidentifica le righe in maniera automatica a partire dalla soluzione trovata con *identify*. La soluzione finale viene salvata nel direttorio *database*;
3. *fitcoord* per ottenere una funzione che per ogni valore in pixel restituisca un valore in lunghezza d'onda. Il comando funziona in maniera interattiva e permette di graficare i residui, la coordinata *x*, la coordinata *y* oppure la lunghezza d'onda interpolata (qualsiasi in funzione di qualsiasi altra). Digitando i tasti *d* (*delete*) e *f* abbiamo rispettivamente eliminato le righe con le interpolazioni più deboli e rigraficato la nuova interpolazione. L'interpolazione finale viene salvata nel direttorio *database*;

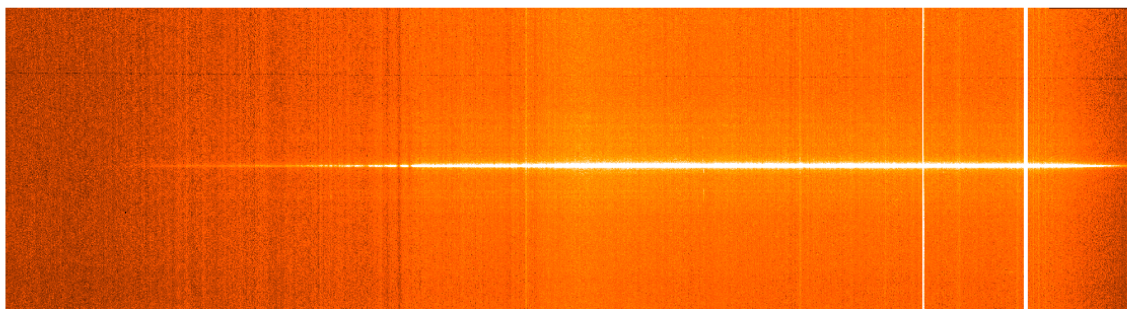


Figura 2.4: Immagine di NGC 0514 sottratta di *bias*, corretta per *flat field*, rimossa di raggi cosmici e calibrata in lunghezza d'onda.

4. *transform* per eseguire un ricampionamento dell'immagine calibrata, in cui abbiamo impostato *interptype = linear* per definire un'interpolazione di tipo lineare e *fitnames* per selezionare l'immagine con lo spettro della lampada contenente le interpolazioni. Quest'operazione può essere delicata perché l'immagine viene interpolata in modo da determinare il valore dei *pixel* della nuova griglia. Trasformando l'immagine della lampada di confronto è possibile controllare se la calibrazione è avvenuta bene, cioè se le righe appaiono perfettamente dritte e perpendicolari alla direzione della dispersione. Allo stesso modo abbiamo calibrato gli spettri galattici.

In Figura 2.4 viene mostrata l'immagine di NGC 0514 sottratta di *bias*, corretta per *flat field*, rimossa di raggi cosmici e calibrata in lunghezza d'onda.

2.4.5 Sottrazione del cielo

Lo spettro del cielo notturno è un misto di righe dovute all'illuminazione prodotta nelle zone abitate e di righe dovute all'atmosfera. Per rimuovere il contributo del cielo in termini di luce continua e di righe spettrali di emissione si esegue un'interpolazione dello spettro in direzione perpendicolare alla dispersione, cioè lungo la fenditura, utilizzando un'opportuna funzione.

A tal proposito, in IRAF, abbiamo sfruttato il comando *background* che interpola una funzione per ogni lunghezza d'onda fissata, e abbiamo impostato *interactive = yes* per eseguire l'interpolazione dei parametri in maniera interattiva, *function = chebyshev* e *order = 3* per utilizzare un Chebyshev di ordine 3 come funzione di interpolazione. Aperta la schermata abbiamo selezionato le regioni in cui eseguire l'interpolazione digitando il tasto *s* (*sample*) due volte per ogni intervallo, avendo cura di escludere le colonne in cui si trova la galassia per evitare di rimuovere anche il segnale proveniente dalla stessa. Abbiamo infine ripetuto l'operazione per tutte le linee - o lunghezze d'onda - dell'immagine.

In Figura 2.5 viene mostrata l'immagine di NGC 0514 sottratta anche di cielo.

2.4.6 Calibrazione in flusso

Il processo di calibrazione in flusso consiste nella trasformazione dei conteggi di fotoni in unità fisiche. È a questo che servono gli spettri di stelle standard spettrofotometriche, in cui sono noti i valori di flusso in funzione della lunghezza d'onda. Inizialmente lo

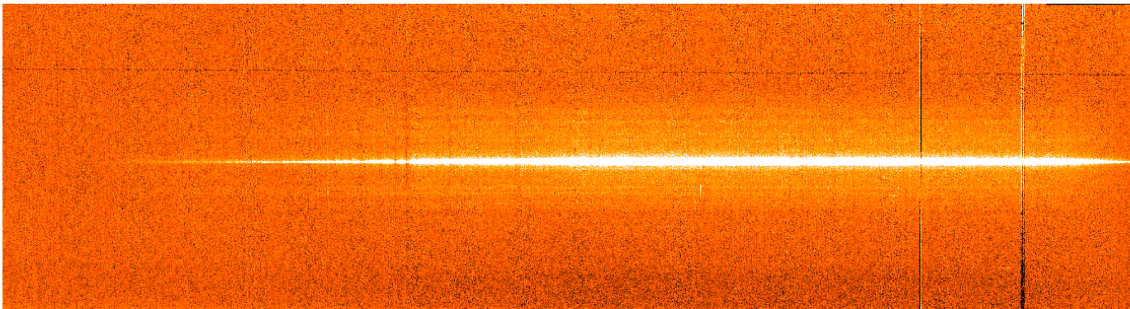


Figura 2.5: Immagine di NGC 0514 sottratta anche di cielo.

spettro della stella viene sommato in direzione spaziale in modo da ottenere uno spettro monodimensionale che contenga tutto il flusso. Nonostante in genere la stella sia calda, lo spettro totale non appare piccato nel blu (o verso l'ultravioletto) a causa della curva di efficienza quantica del sistema costituito dal telescopio, dallo strumento e dal rivelatore. Il flusso strumentale viene quindi misurato negli intervalli di lunghezza d'onda in cui è noto il flusso calibrato; i conteggi osservati sono confrontati con i valori calibrati in modo da ottenere la curva di calibrazione in flusso, o *curva di sensibilità*, in cui in ordinata compare il coefficiente moltiplicativo espresso in magnitudini. Questo coefficiente varia con la lunghezza d'onda ed è più elevato nel blu che nel rosso, perché l'efficienza del sistema è più bassa nel blu che nel rosso.

A tal proposito, in IRAF, siamo entrati nel pacchetto noao twodspec apextract e abbiamo utilizzato quattro comandi:

1. `apa11` che si articola in due fasi. Nella prima fase sono definite le aperture da estrarre, cioè è mostrato il profilo della luce lungo la fenditura che permette di vedere la posizione della stella. Abbiamo digitato i tasti `l` e `u` per modificare l'ampiezza della fenditura. Nella seconda fase sono determinate le posizioni di ogni apertura al variare della lunghezza d'onda, cioè è mostrato l'andamento dello spettro lungo le colonne che permette di vedere come cambia la posizione della stella lungo la fenditura al variare della lunghezza d'onda. Infatti lo spettro della stella non è perfettamente allineato con le colonne del rivelatore, ma generalmente inclinato a causa delle ottiche e della rifrazione differenziale atmosferica che curva diversamente la luce a seconda della lunghezza d'onda. Abbiamo quindi interpolato l'andamento in modo da estrarre lo spettro ottimale;
2. `standard` che adatta lo spettro alla tabella con i flussi della stella in funzione delle lunghezze d'onda, in cui abbiamo impostato `star_name` per selezionare il nome della stella nella lista di calibrazione. Come *output* viene creata una tabella che, oltre ai flussi della stella alle varie lunghezze d'onda, riporta il numero dei conteggi misurati in ADU;
3. `sensfunc` che esegue il rapporto tra il flusso calibrato dalla stella e i conteggi misurati, in cui abbiamo impostato come *input* l'*output* del comando `standard`. Questo rapporto va interpolato perché la diversa risoluzione spettrale tra le osservazioni e la tabella dei flussi fa sì che, specie in corrispondenza delle righe di assorbimento

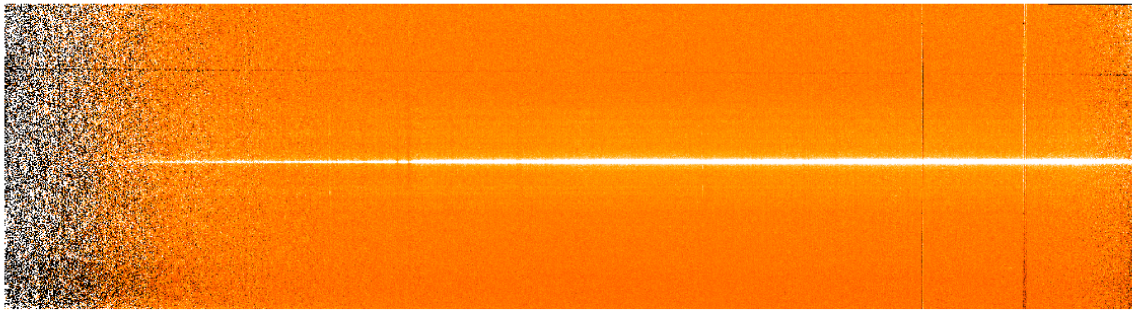


Figura 2.6: Immagine di NGC 0514 calibrata anche in flusso.

stellari, l'andamento non sia molto regolare. Oltre a determinare il tipo di funzione e il grado del polinomio attraverso `:func` e `:ord` rispettivamente, abbiamo cancellato i punti di cui non tener conto digitando il tasto `d`;

4. `calibrate` che applica la calibrazione, in cui abbiamo impostato come *sensitivity* l'*output* del comando `sensfunc` e `extinct = yes` per correggere per estinzione atmosferica.

In Figura 2.6 viene mostrata l'immagine di NGC 0514 calibrata anche in flusso.

Capitolo 3

Studio delle popolazioni stellari

In questo capitolo sono descritte le funzionalità del *software* GIST (Sezione 3.1) e la libreria stellare MILES (Sezione 3.2), ed è spiegato il processo di analisi dei dati spettroscopici (Sezione 3.3).

3.1 GIST

Nel progetto di tesi abbiamo usufruito del *software* GIST¹ (Bittner et al. 2019) per compiere uno studio esaustivo delle popolazioni stellari delle galassie del sottocampione di BEARD. GIST rappresenta un ottimo software per analizzare dati spettroscopici a campo integrale perché conduce tutte e tre le fasi di preparazione dei dati in *input*, analisi scientifica e produzione di grafici di alta qualità. L'architettura del codice² è abbastanza flessibile da fornire un mezzo di modifica, pur costituendo una solida struttura per l'analisi scientifica di qualsiasi raccolta di dati spettroscopici a campo integrale precedentemente ridotti. L'analisi scientifica viene condotta attraverso l'esecuzione di tre moduli:

- `stellarKinematics`;
- `emissionLines`;
- `starFormationHistories`.

- **stellarKinematics**

Il modulo `stellarKinematics` utilizza la procedura pPXF (*penalized PiXel-Fitting*) sviluppata da Cappellari & Emsellem (2004) e successivamente innovata da Cappellari (2017). pPXF rappresenta un codice di adattamento diretto progettato per misurare la cinematica stellare degli spettri osservati. Per galassie esterne o sistemi stellari non risolvibili in singole stelle l'informazione relativa alla cinematica stellare è ottenuta confrontando gli spettri osservati con i modelli stellari allargati per via della distribuzione delle velocità delle stelle lungo la linea di vista (LOSVD), parametrizzata in termini di velocità v lungo la linea di vista, dispersione di velocità σ , e

¹Consultabile all'indirizzo <https://abittner.gitlab.io/thegistpipeline/V3.0.0-doc1/>. L'acronimo sta per *Galaxy Integral field unit and Spectroscopy Tool*.

²Scritto interamente in Python 3.

momenti di Gauss-Hermite di ordine superiore: lo spettro della galassia è ottenuto dalla convoluzione tra il modello stellare e la LOSVD. La procedura sfrutta un'interpolazione lineare ai minimi quadrati che cerca di trovare l'insieme dei parametri della LOSVD più adatti e i pesi corrispondenti da attribuire ai modelli. Il confronto avviene nello spazio dei *pixel* piuttosto che in quello di Fourier, perché il processo di mascheramento dei *pixel cattivi* e l'estrazione della cinematica stellare sono resi estremamente semplici e accurati. La caratteristica chiave di pPXF è il fatto che, quando i dati non contengono informazioni sufficienti per vincolare l'intera forma della LOSVD, penalizza automaticamente le soluzioni non gaussiane in modo da ridurre il rumore nella cinematica estratta.

- **emissionLines**

Il modulo `emissionLines` utilizza la procedura `GandALF` (*Gas and Absorption Line Fitting*) sviluppata da Sarzi et al. (2006) e Falcón-Barroso et al. (2006). `GandALF` rappresenta un codice di adattamento diretto progettato per misurare l'emissione e la cinematica del gas ionizzato in modo da separare i contributi relativi al continuo stellare e all'emissione nebulare presenti negli spettri delle galassie vicine. Come mostrato da Sarzi et al. (2006), mascherare le regioni potenzialmente interessate dall'emissione del gas può indurre distorsioni nel processo di interpolazione stellare e caratteristiche spurie negli spettri residui perché le righe di emissione possono giacere vicino - o talvolta sovrapporsi - alle righe di assorbimento più sensibili a valori di età o metallicità. `GandALF` supera questi limiti misurando l'emissione e la cinematica del gas ionizzato senza l'applicazione di alcuna maschera spettrale. L'ingrediente segreto della procedura consiste nel trattare le righe di emissione come modelli gaussiani addizionali e, cercando iterativamente i loro migliori valori di velocità e dispersione di velocità, nel misurare ad ogni passo sia la loro larghezza equivalente sia la combinazione lineare ottimale dei modelli stellari. In questo modo è garantita un'interpolazione simultanea del continuo stellare e delle righe di emissione.

- **starFormationHistories**

Anche il modulo `starFormationHistories` utilizza la procedura pPXF. Quando i modelli consistono in una combinazione lineare di modelli di popolazioni stellari con specifici parametri è possibile impiegare l'interpolazione dell'intero spettro offerta da pPXF anche per studiare la storia di formazione stellare non parametrica e le popolazioni stellari di una galassia. A tal proposito, la procedura consiste nel modellare lo spettro a riposo non oscurato della galassia discretizzando la seguente equazione integrale:

$$G_{mod}(\lambda) = \int_{t=0}^{t=T} SSP_{\lambda}(t, Z) \cdot SFR(T-t) dt,$$

dove $G_{mod}(\lambda)$ rappresenta lo spettro della galassia come funzione della lunghezza d'onda, $SSP_{\lambda}(t, Z)$ lo spettro di popolazione stellare singola per unità di massa con età t e metallicità Z , T l'età dell'Universo al *redshift* della galassia, e $SFR(T-t)$ il tasso di formazione stellare all'età $T-t$. L'espressione può essere facilmente generalizzata

per studiare la distribuzione di più parametri oltre alla SFR come metallicità, accrescimento α o IMF. L'espressione corrisponde ad un'equazione di Fredholm non omogenea del primo tipo nella quantità $SSP_\lambda(t, Z)$. Il recupero della SFR dallo spettro osservato della galassia è un esempio di problema inverso mal condizionato; ciò significa che tale recupero soffre di forti degenerazioni ed è impossibile trovare una soluzione unica senza ulteriori assunzioni. L'approccio standard che permette di risolvere il problema fa uso della regolarizzazione, che può essere pensata come uno smorzamento delle variazioni ad alta frequenza nella soluzione - a meno che non siano necessarie per descrivere i dati - o come un compromesso tra la qualità dell'interpolazione e il rumore nella soluzione. In altre parole la regolarizzazione consente di selezionare la soluzione più piatta tra tutte le soluzioni degeneri ugualmente consistenti con i dati, ed esprime la soluzione più probabile per i pesi spettrali. In questo caso la procedura richiede che i modelli di popolazioni stellari formino una griglia bi- o tri-dimensionale, in modo tale che gli elementi del vettore dei pesi possano essere mappati usando coordinate bi- o tri-dimensionali tra i parametri di popolazione.

L'abilità di pPXF di estrarre cinematiche differenti, o diverse LOSVD, per ogni singolo modello permette di interpolare le righe di emissione del gas assieme alla cinematica delle stelle e alle popolazioni stellari. Ciò è garantito usando, assieme a quella stellare, una libreria di modelli di righe di emissione del gas. L'interpolazione simultanea di modelli stellari e gassosi è estremamente utile nello studio delle popolazioni stellari: non essendoci necessità di mascherare o pulire le regioni di possibile emissione del gas, è possibile sfruttare l'intera regione spettrale della serie di Balmer che fornisce forti vincoli sulla SFR e dove l'emissione del gas è estremamente comune.

Nell'analisi utilizziamo la libreria di modelli stellari MILES, implementata in sinergia con GIST. Gli spettri della libreria sono letti, ridotti in modo da conformarsi all'intervallo in lunghezza d'onda degli spettri osservati, e sovracampionati di un fattore due in modo da garantire un calcolo analitico preciso della LOSVD (Cappellari 2017). Inoltre, i modelli possono essere normalizzati per fornire risultati pesati in massa o luminosità e allargati dal valore della loro risoluzione spettrale intrinseca a quello specificato dalla funzione di allargamento di riga dello strumento utilizzato per l'analisi spettroscopica. La procedura di interpolazione pPXF dell'intero spettro con le combinazioni lineari dei modelli di sintesi della libreria MILES ci ha permesso di misurare le proprietà delle popolazioni stellari delle galassie del sottocampione di BEARD. In questo caso, la compilazione della libreria stellare dispone di ulteriori requisiti: nello specifico i modelli stellari risultano ordinati in un cubo tridimensionale di valori di età, metallicità e arricchimento di elementi α .

GIST produce infine un'ampia varietà di grafici di alta qualità come mappe, spettri osservati, interpolazioni, residui, SHF e distribuzioni pesate di modelli stellari. A tal proposito GIST dispone di un'apposita *routine* di visualizzazione Mapviewer, che consiste in una sofisticata interfaccia grafica in grado di illustrare in maniera completamente interattiva tutte le misure. Mapviewer garantisce un'illustrazione completamente interattiva dei risultati in modo da semplificarne l'accesso e l'ispezione visiva.

In Figura 3.1 sono illustrati i risultati forniti dal Mapviewer per le cinque galassie del sottocampione di BEARD.

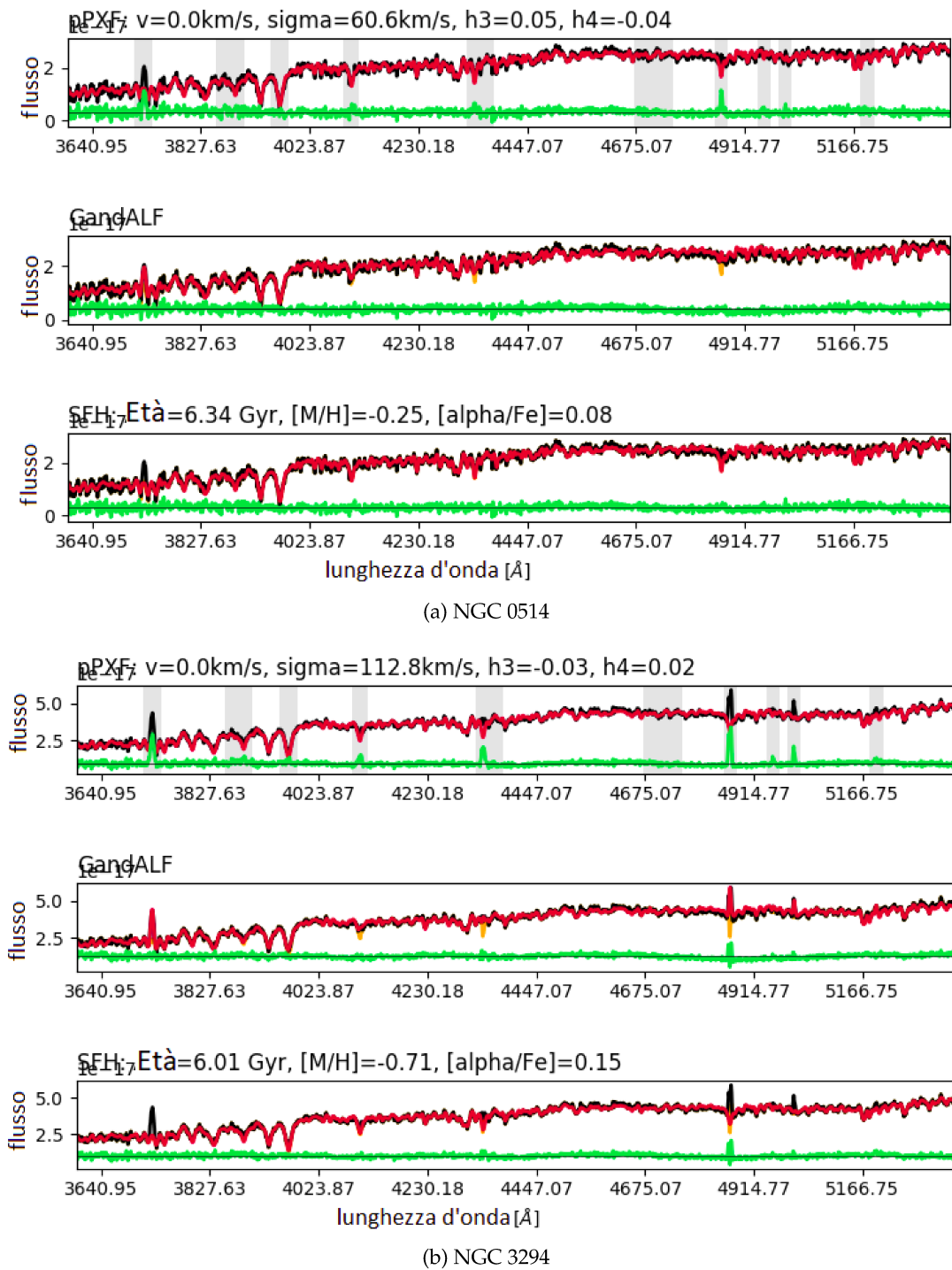


Figura 3.1: Risultati del Mapviewer relativi alle galassie NGC 0514 e NGC 3294, rispettivamente. I tre pannelli mostrano rispettivamente gli spettri osservati e le interpolazioni generate dai moduli `stellarKinematics` (primo pannello), `emissionLines` (secondo pannello), e `starFormationHistories` (terzo pannello). In nero sono visualizzati gli spettri osservati, in rosso le interpolazioni della componente stellare, in arancione gli spettri sottratti dalle righe d'emissione del gas, in verde i residui; gli intervalli di lunghezza d'onda mascherati sono infine evidenziati in grigio.

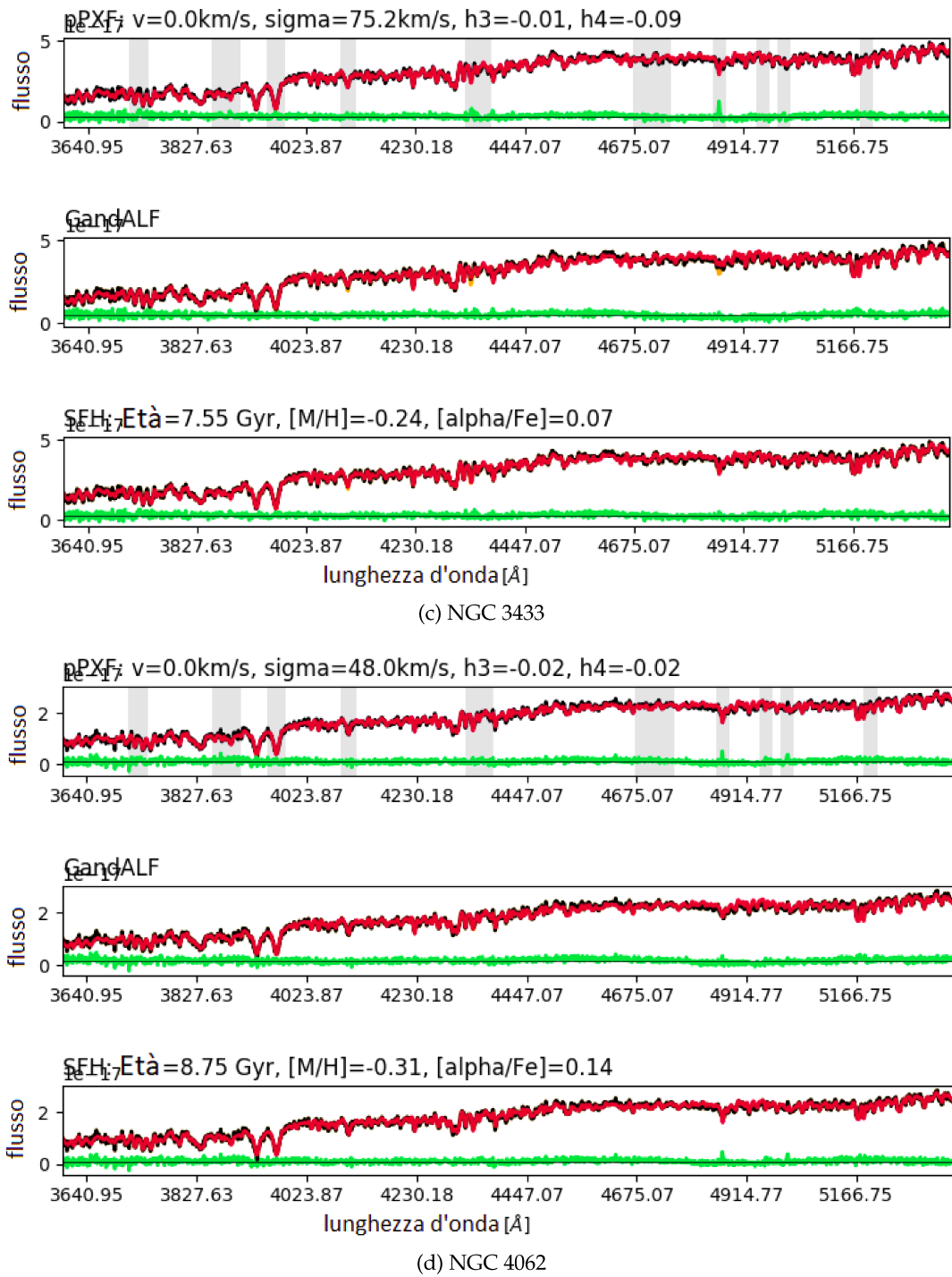


Figura 3.1: Risultati del Mapviewer relativi alle galassie NGC 3433 e NGC 4062, rispettivamente.

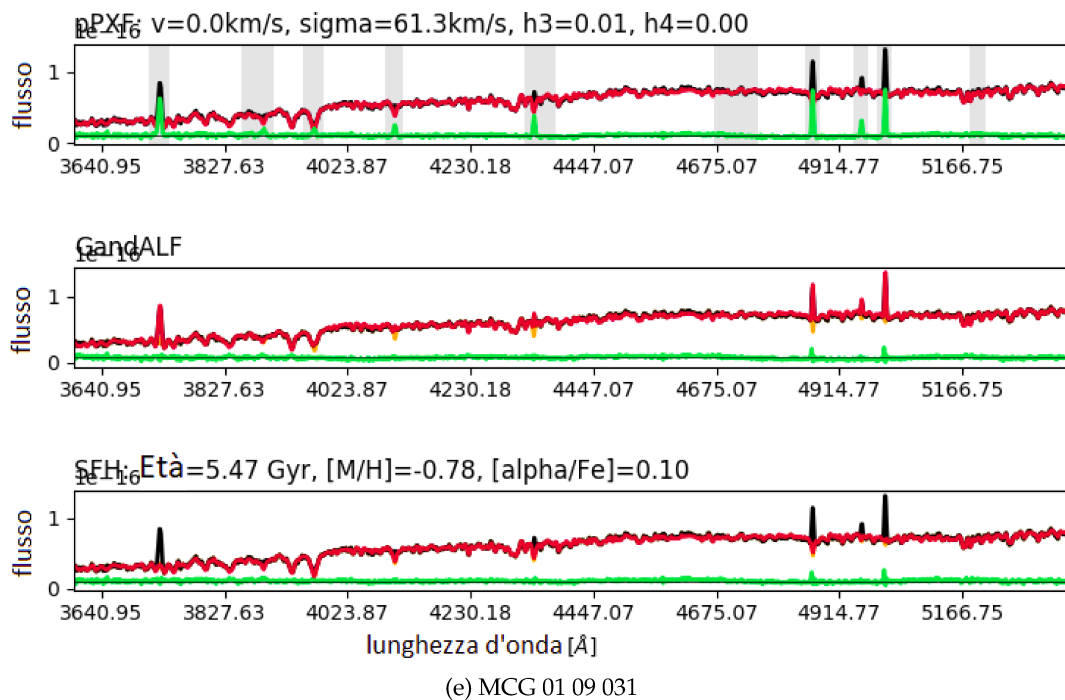


Figura 3.1: Risultati del Mapviewer relativi alla galassia MCG 01 09 031.

3.2 Libreria stellare MILES

Recentemente, la costruzione di modelli di evoluzione stellare che predicono intere SED a risoluzioni piuttosto elevate hanno permesso di migliorare le tecniche di analisi delle popolazioni stellari. I modelli sfruttano librerie stellari empiriche di nuova generazione dotate di una risposta spettrale calibrata in flusso e di un'ottima copertura dei parametri atmosferici; una di queste è la libreria dei modelli di sintesi di popolazioni stellari MILES (Vazdekis et al. 2010), ottenuta combinando le funzioni di risposta teoriche di Coelho et al. (2005) con la libreria stellare MILES (Sánchez-Blázquez et al. 2006) e tenendo conto della determinazione dei rapporti $[Mg/Fe]$ per le stelle singole MILES (Milone et al. 2011).

La libreria, ottenuta al telescopio Isaac Newton di 2.5 metri di diametro presso l'osservatorio del Roque de Los Muchachos, si compone inizialmente di 985 stelle e seleziona un intervallo spettrale pari a $3540 \text{ \AA} - 7410 \text{ \AA}$ con una FWHM di 2.3 \AA ; inoltre sono coperti ampi intervalli di età e metallicità, che includono anche gli stadi finali dell'evoluzione stellare. Le stelle della libreria MILES sono state selezionate in modo da ottimizzare la copertura dei parametri stellari richiesta nei modelli di sintesi di popolazioni stellari. Un altro vantaggio della libreria consiste nel fatto che gli spettri stellari sono stati accuratamente calibrati in flusso: a tal proposito, ciascuna stella è stata osservata con una fenditura larga 6 arcsec in modo da evitare perdite sistematiche di flusso dovute all'effetto di rifrazione atmosferica differenziale e sono state imposte risoluzioni elevate per ottenere le parti blu e rossa degli spettri stellari. Dalla libreria originaria sono state rimosse tutte quelle stelle i cui spettri non potevano essere ben rappresentativi di un dato insieme di parametri atmosferici, come binarie spettroscopiche, stelle ad alta variabilità, stelle con

righe di emissione nei loro spettri, e stelle con rapporto S/N molto basso nella parte blu dello spettro o con problemi nel continuo stellare. Alla fine il campione si compone di 75 stelle.

Un'applicazione importante della libreria MILES consiste nell'uso di funzioni d'interpolazione che correlano le intensità degli indici del sistema di Lick ai parametri atmosferici stellari. Per superare i problemi di allargamento degli spettri alle basse risoluzioni del sistema di Lick e di dipendenza dello stesso dai valori di lunghezza d'onda, viene operata una convoluzione con una funzione gaussiana la cui ampiezza varia come funzione della lunghezza d'onda; è comunque necessario correggere le misure per l'allargamento di riga dovuto alla dispersione di velocità delle stelle negli spettri integrati di galassie. Inoltre, gli spettri del sistema di Lick hanno un rapporto S/N basso a causa del forte rumore dovuto al *flat field*; ciò si traduce in errori casuali elevati per gli indici. Con l'avvento delle nuove librerie - come MILES - dotate di miglior risoluzione, miglior rapporto S/N, maggior numero di stelle e miglior copertura dei parametri atmosferici e dei tipi spettrali, è stato possibile rivisitare il sistema spettrofotometrico standard nel quale gli indici sono misurati. Dato che alcuni indici del sistema di Lick cambiano la loro sensibilità all'età e alla metallicità al variare dell'allargamento, per la libreria MILES sono state definite tre diverse risoluzioni standard:

- FWHM = 5.0 Å, per i dati relativi ad ammassi globulari e galassie nane;
- FWHM = 8.4 Å, per gli spettri di galassie di massa intermedia;
- FWHM = 14.0 Å, per gli spettri di galassie massive.

Per studiare le proprietà delle popolazioni stellari delle galassie del sottocampione di BEARD abbiamo confrontato i dati spettroscopici a nostra disposizione con i modelli di sintesi di popolazioni stellari MILES, e ci siamo focalizzati sull'intervallo di lunghezze d'onda 3600 Å - 5400 Å che garantisce ottime interpolazioni: l'intervallo contiene la riga di emissione H β che rappresenta un importante indice di età. La libreria copre età da 0.03 Gyr a 14 Gyr, metallicità comprese nell'intervallo $-2.27 < [M/H] < +0.40$, e valori di arricchimento di elementi α pari a $[\alpha/Fe] = 0.00$ e $[\alpha/Fe] = 0.40$. I modelli stellari di riferimento sono basati sulle isocrone *BaSTI* (Pietrinferni et al. 2006). Data la dipendenza debole delle caratteristiche spettrali dalla pendenza della IMF abbiamo scelto una IMF di tipo *Kroupa modificata*, cioè una IMF a legge di potenza multipla in cui sono considerati gli effetti sistematici di stelle binarie non risolte sull'IMF di una singola stella; in questo modo è offerta una rappresentazione estremamente realistica dei risultati dal momento che la maggior parte delle stelle nasce in sistemi binari (Kroupa 2001). In Figura 3.2 sono riportate le coperture dei modelli di SSP MILES - basati sulle isocrone BaSTI - relative ai parametri di metallicità, età, e arricchimento di elementi α .

3.3 Analisi dei dati spettroscopici

Per ciascuna delle cinque immagini ridotte degli spettri del sottocampione di galassie di BEARD, abbiamo utilizzato il comando IRAF `blkavg` per operare:

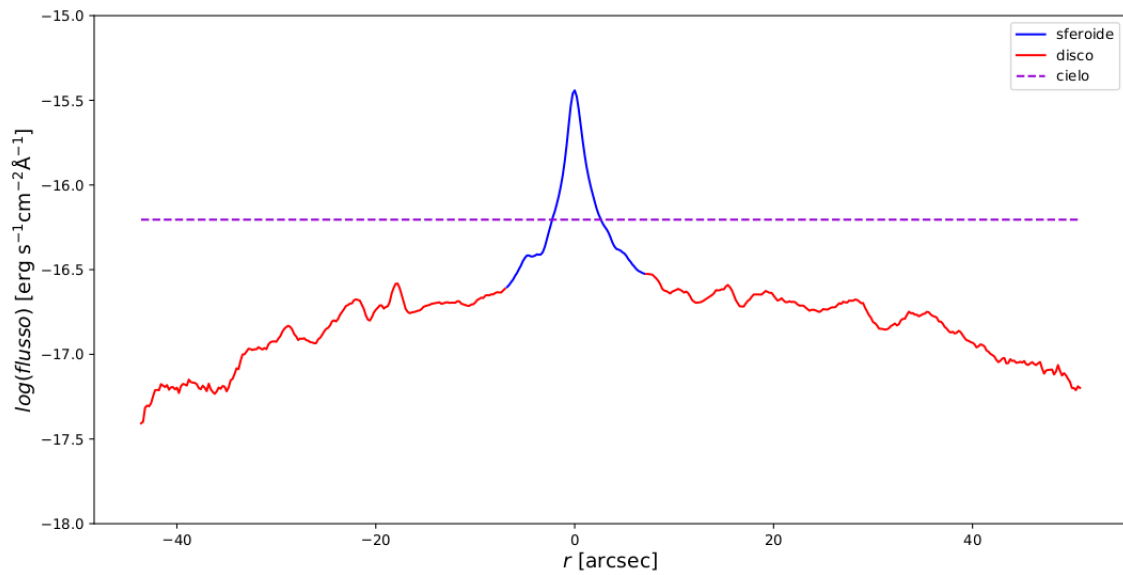
1. una somma in x dei valori in flusso dei *pixel* appartenenti all'intervallo centrale in lunghezza d'onda;

Metallicity [M/H] (Z)	Age (Gyr)	[α /Fe]
-2.27 (0.0001)	00.03, 00.04, 00.05, 00.06, 00.07, 00.08, 00.09, 00.10, 00.15, 00.20, 00.25, 00.30, 00.35, 00.40, 00.45, 00.50, 00.60, 00.70, 00.80, 00.90, 01.00, 01.25, 01.50, 01.75, 02.00, 02.25, 02.50, 02.75, 03.00, 03.25, 03.50, 03.75, 04.00, 04.50, 05.00, 05.50, 06.00, 06.50, 07.00, 07.50, 08.00, 08.50, 09.00, 09.50, 10.00, 10.50, 11.00, 11.50, 12.00, 12.50, 13.00, 13.50, 14.00	base
-1.79 (0.0003)		+0.00
-1.49 (0.0006)		
-1.26 (0.001)		+0.40
-0.96 (0.002)		
-0.66 (0.004)		
-0.35 (0.008)		
-0.25 (0.010)		
+0.06 (0.0198)		
+0.15 (0.024)		
+0.26 (0.030)		
+0.40 (0.040)		

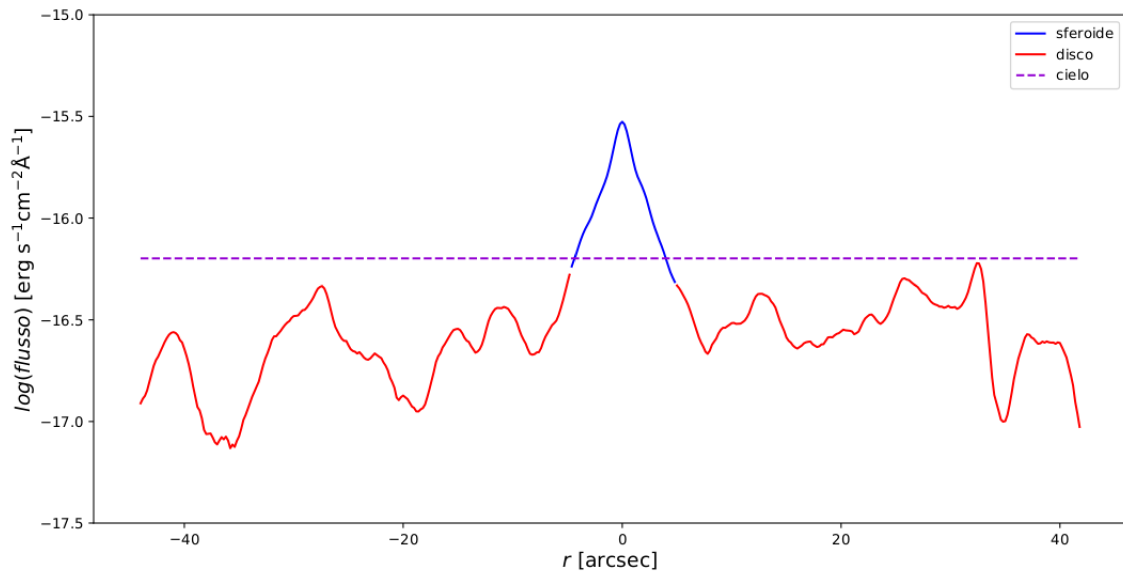
Figura 3.2: Coperture dei modelli di SSP MILES relative ai parametri di metallicità, età, e arricchimento di elementi α .. L'immagine è stata selezionata dal sito web ufficiale di MILES, consultabile all'indirizzo <http://miles.iac.es/>.

2. tre somme in y dei valori in flusso dei *pixel* appartenenti a tre diverse porzioni della fenditura, una centrale e due laterali.

Con la prima operazione abbiamo generato, per ciascuna galassia, un'immagine che esprimesse l'andamento del flusso in funzione della posizione lungo la fenditura; d'altra parte con la seconda operazione abbiamo individuato una regione da associare alla concentrazione di luce centrale (quella centrale) e due da associare al disco (quelle laterali). In Figura 3.3 sono mostrati gli andamenti logaritmici dei flussi delle cinque galassie del sottocampione di BEARD in funzione della posizione lungo la fenditura. Tendenzialmente negli studi spettroscopici che coinvolgono le galassie non si è soliti parlare di porzione *destra* o *sinistra* del disco ma, non avendo preso parte alle osservazioni e non conoscendo l'effettiva orientazione delle cinque galassie, ci è sembrato il modo più opportuno di definire le regioni esterne. Non avendo ancora a disposizione le decomposizioni fotometriche delle galassie del sottocampione di BEARD, abbiamo individuato le tre porzioni sulla base di una mera ispezione visuale dell'andamento di ciascun flusso. Questo aspetto rappresenta a tutti gli effetti una limitazione per il nostro lavoro perché se fossimo a conoscenza dei risultati fotometrici potremmo quantificare per ogni galassia la contaminazione da parte della regione centrale e saremmo in grado di definire con più precisione le porzioni destra e sinistra del disco. Ad esempio Morelli et al. (2015) - che misurano le proprietà delle popolazioni stellari nei dischi di 10 galassie a spirale - definiscono una regione dominata dal disco compresa tra r_{d95} , che è il raggio a cui il disco contribuisce più del 95% al valore di brillantezza superficiale della galassia, e r_{last} , che rappresenta la distanza radiale più lontana a cui il rapporto S/N è sufficiente per misurare le proprietà delle popolazioni stellari galattiche (cioè $S/N > 20$ per elemento di risoluzione).



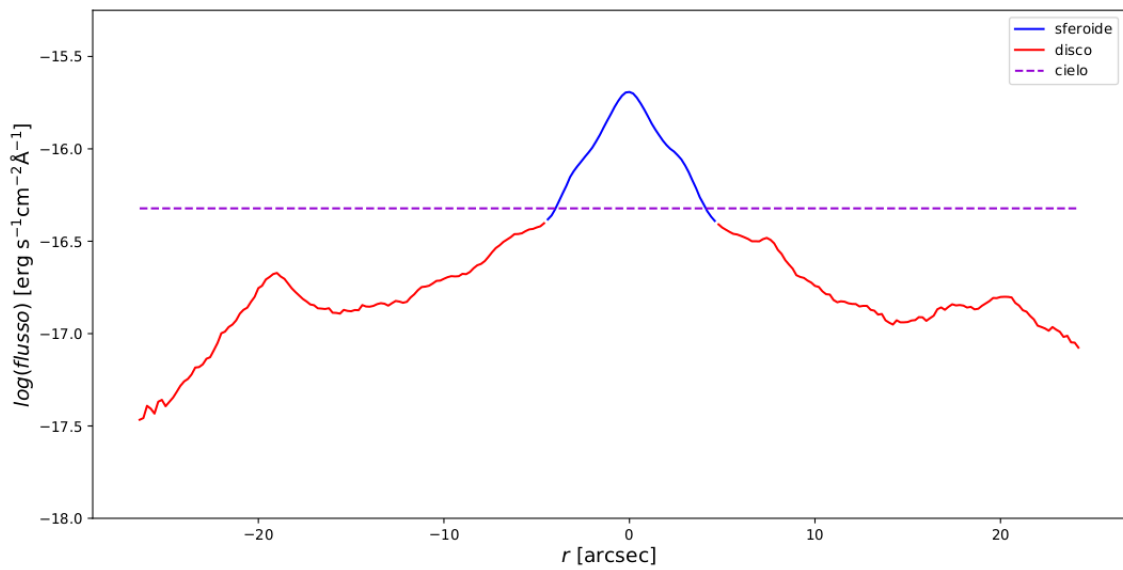
(a) NGC 0514



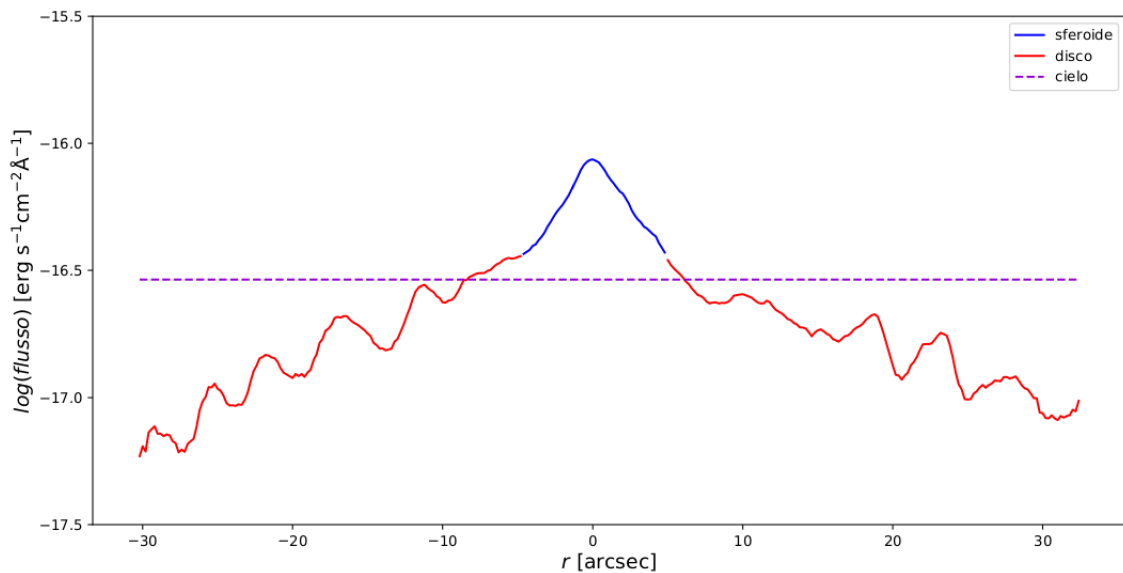
(b) NGC 3294

Figura 3.3: Andamento del logaritmo del flusso per le galassie NGC 0514 e NGC 3294 in funzione della posizione lungo la fenditura, rispettivamente. Sono evidenziate tre regioni: una blu centrale relativa allo sferoide e due rosse laterali relative alle porzioni sinistra e destra del disco; la linea tratteggiata viola indica il livello del cielo.

A tal proposito, prendendo come riferimento il lavoro di Morelli et al. (2015), abbiamo ricavato dei rapporti S/N medi per elemento di risoluzione minori di 20 per entrambe le regioni del disco di ciascuna galassia del sottocampione di BEARD. In Tabella 3.1 sono riportati i valori medi dei rapporti S/N per elemento di risoluzione delle tre regioni di ciascuna galassia del sottocampione di BEARD seguendo la definizione stabilita dallo *Spectral Container Working Group* di ST-ECF, MAST e CADC (Stoehr et al. 2007, 2008).



(c) NGC 3433



(d) NGC 4062

Figura 3.3: Andamento del logaritmo del flusso per le galassie NGC 3433 e NGC 4062 in funzione della posizione lungo la fenditura, rispettivamente.

Si potrebbe pensare che un modo per aumentare il rapporto S/N a posteriori sia quello di sommare le porzioni destra e sinistra del disco; ciò non è possibile a causa del diverso valore di *redshift* riferito ai due lati di ciascuna galassia che rende estremamente difficile la giusta identificazione delle regioni da sommare. I valori relativamente bassi riscontrati nel rapporto S/N non solo ci hanno impedito di suddividere ulteriormente le porzioni destra e sinistra del disco delle galassie del sottocampione di BEARD e cioè di studiare più dettagliatamente le popolazioni stellari, ma ci portano anche a concludere che risulta molto difficile provare ad estendere l'analisi e ricavare i gradienti radiali di

metallicità. Mentre questo rimane uno degli obiettivi scientifici di BEARD, le condizioni atmosferiche non totalmente ottimali durante l'acquisizione dati (Sezione 2.3) non hanno permesso di ottenere il rapporto S/N desiderato nelle zone a bassa brillantezza superficiale delle cinque galassie analizzate.

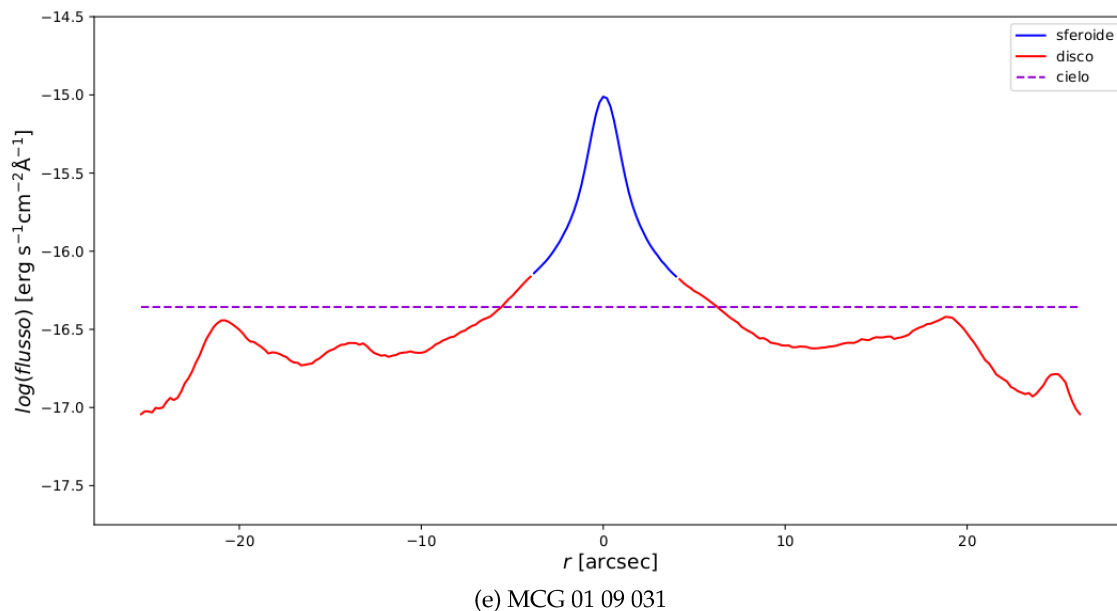


Figura 3.3: Andamento del logaritmo del flusso per la galassia MCG 01 09 031 in funzione della posizione lungo la fenditura.

Tabella 3.1: Rapporti S/N medi per elemento di risoluzione delle regioni relative al disco di sinistra, allo sferoide e al disco di destra per ciascuna galassia del sottocampione di BEARD

	NGC 0514	NGC 3294	NGC 3433	NGC 4062	MCG 01 09 031
Disco _{sx}	7	17	10	13	12
Sferoide	28	36	31	27	52
Disco _{dx}	9	17	10	13	13

Successivamente siamo entrati nel pacchetto `noao onedspec` di IRAF e abbiamo costruito i corrispettivi spettri monodimensionali in y delle tre immagini di ciascuna galassia. Tali *output*, spogliati del loro *header*, rappresentano i dati in *input* di GIST. Prima di procedere con l'analisi delle popolazioni stellari occorre compilare il file *Masterconfig*, che fornisce la configurazione principale.

Oltre a definire quali moduli l'utente vuole eseguire, il *Masterconfig* è caratterizzato da altri parametri:

- `RUN_ID` definisce il nome dell'esecuzione, utilizzato come prefisso per tutti i *file* di *output*. Una sottocartella con lo stesso nome viene creata all'interno della cartella di *output*;

- IFU specifica il *file* di testo a due colonne (lunghezza d'onda || FWHM associata) dedicato all'analisi di spettri singoli bidimensionali;
- LMIN e LMAX definiscono le lunghezze d'onda a riposo minima e massima per i moduli `stellarKinematics`, `emissionLines` e `starFormationHistories` (nel nostro caso 3600 Å - 5400 Å);
- REDSHIFT esprime la stima iniziale del *redshift* della galassia, secondo cui gli spettri sono spostati nel sistema di riferimento a riposo;
- SSP_LIB definisce la sottocartella contenente la libreria di modelli spettrali (nel nostro caso MILES);
- NORM_TEMP normalizza la libreria dei modelli spettrali in modo da ottenere risultati pesati in luminosità (LIGHT) o in massa (MASS);
- REGUL_ERR esprime l'errore di regolarizzazione per l'esecuzione regolarizzata di pPXF. Il parametro di regolarizzazione viene definito come il reciproco dell'errore di regolarizzazione.

Dopo aver modificato opportunamente i suddetti parametri, abbiamo eseguito GIST per i tre dati in *input* di ciascuna galassia del sottocampione di BEARD. Tra i numerosi risultati forniti dal *software*, il *file* `galaxyname_sfh-weights.fits` rappresenta l'*output* più importante per l'analisi delle popolazioni stellari perché riporta la frazione di luce attribuita a ciascuna delle 53 età coperte dalla libreria stellare MILES. Infatti abbiamo normalizzato la libreria dei modelli spettrali in modo da ottenere risultati pesati in luminosità (NORM_TEMP = LIGHT).

Per la scelta dell'errore di regolarizzazione il modo *standard* di procedere è definito nel lavoro di Cappellari (2017). Egli esegue dapprima pPXF senza regolarizzazione (vale a dire con un errore di regolarizzazione estremamente elevato) e scala gli errori sugli spettri di modo che $\chi^2 = N$, dove N rappresenta il numero totale di *pixel* validi presenti nello spettro analizzato; successivamente sceglie il parametro di regolarizzazione di modo che $\Delta\chi^2 = \sqrt{2N}$, dove $\Delta\chi^2$ indica la differenza nei valori di χ^2 tra le esecuzioni di pPXF con e senza regolarizzazione. Avendo avuto difficoltà nell'applicazione del suddetto metodo abbiamo deciso di supporre a priori per ciascuno spettro analizzato l'esistenza di due popolazioni stellari, una più vecchia ed una più giovane. Quindi per l'errore di regolarizzazione abbiamo lasciato il valore di *default* (REGUL_ERR = 1) laddove il risultato mostrasse una chiara distribuzione bimodale nei valori di età; in caso contrario abbiamo variato l'errore di regolarizzazione fino a distinguere due popolazioni stellari. È bene specificare che la variazione nell'errore di regolarizzazione non cambia le percentuali in luce delle popolazioni stellari individuate negli spettri analizzati, ma offre una visualizzazione più regolare dei risultati in cui le distribuzioni delle popolazioni stellari approssimano delle gaussiane.

Di seguito riportiamo per le galassie del sottocampione di BEARD i grafici che esprimono le frazioni di luce rispetto alle età della libreria stellare MILES per le tre regioni individuate; in particolare l'asse delle *x* non segue nè un andamento lineare nè tantomeno logaritmico, ma mostra semplicemente le 53 età coperte da MILES.

Nella stragrande maggioranza dei grafici compare un picco blu all'estrema sinistra, cioè una popolazione estremamente giovane. Sarà interessante capire dalle misure di fotometria a banda stretta di BEARD se questi picchi scompaiono mascherando le zone di emissione perché corrispondono ad un processo di formazione stellare recente dovuto ad un'intensa emissione della riga spettrale $H\alpha$, oppure se sono associabili a rumore strumentale. D'altra parte, anche all'estrema destra di ogni grafico c'è un inconveniente: le età di MILES caratterizzano anche gli stadi finali dell'evoluzione stellare e coprono dei valori fino a 14 Gyr, privi di significato cosmologico essendo l'età dell'Universo comunemente nota al valore di 13.6 Gyr. Infine, in qualche grafico la separazione tra le popolazioni stellari giovane e vecchia non è particolarmente evidente e potrebbe essere in realtà il frutto di un'unica popolazione intermedia; tuttavia abbiamo deciso di essere consistenti con la nostra supposizione di distribuzione bimodale riconoscendo sempre due popolazioni stellari ed operandone una separazione che fosse più chiara possibile.

NGC 0514

Nelle Figure 3.4, 3.5 e 3.6 riportiamo per la galassia NGC 0514 i tre grafici che esprimono rispettivamente le frazioni di luce relative alle 53 età di MILES per le porzioni di disco di sinistra, sferoide e disco di destra. I tre risultati sono ottenuti considerando un errore di regolarizzazione pari a 0.2.

NGC 3294

Nelle Figure 3.7, 3.8 e 3.9 riportiamo i tre grafici per la galassia NGC 3294. I tre risultati sono ottenuti considerando degli errori di regolarizzazione rispettivamente pari a 0.2, 0.15, e 0.02.

NGC 3433

Nelle Figure 3.10, 3.11 e 3.12 riportiamo i tre grafici per la galassia NGC 3433. I tre risultati sono ottenuti considerando degli errori di regolarizzazione rispettivamente pari a 0.1, 0.2, e 0.1.

NGC 4062

Nelle Figure 3.13, 3.14 e 3.15 riportiamo i tre grafici per la galassia NGC 4062. I tre risultati sono ottenuti considerando degli errori di regolarizzazione rispettivamente pari a 0.1, 0.2, e 0.2.

MCG 01 09 031

Nelle Figure 3.16, 3.17 e 3.18 riportiamo i tre grafici per la galassia MCG 01 09 031. I tre risultati sono ottenuti considerando degli errori di regolarizzazione rispettivamente pari a 0.1, 0.15, e 0.1.

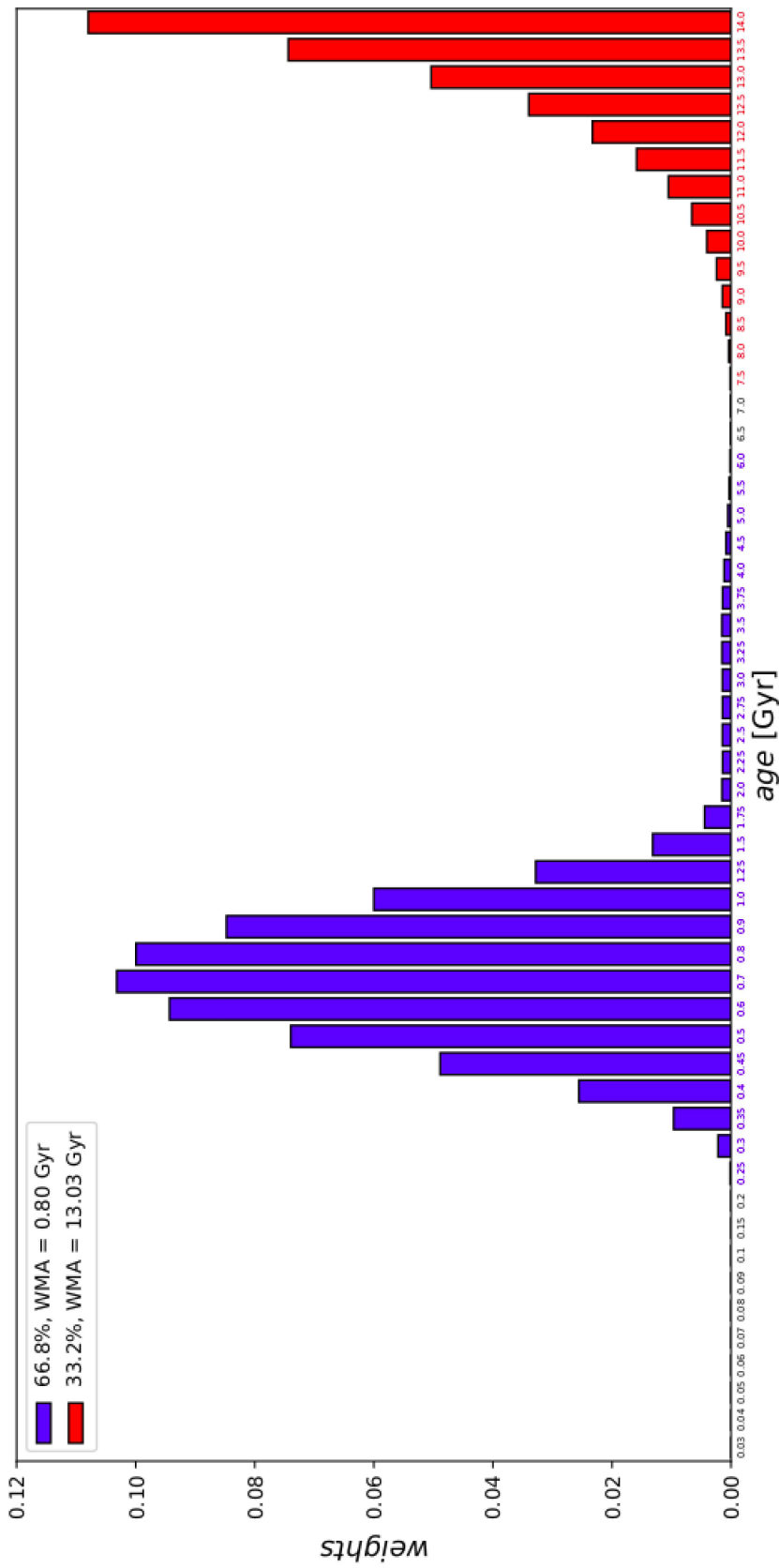


Figura 3.4: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di disco di sinistra della galassia NGC 0514. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con età media pesata (WMA) pari a 0.80 Gyr, che contribuisce al 66.8% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 13.03 Gyr, che contribuisce al restante 33.2% della popolazione totale.

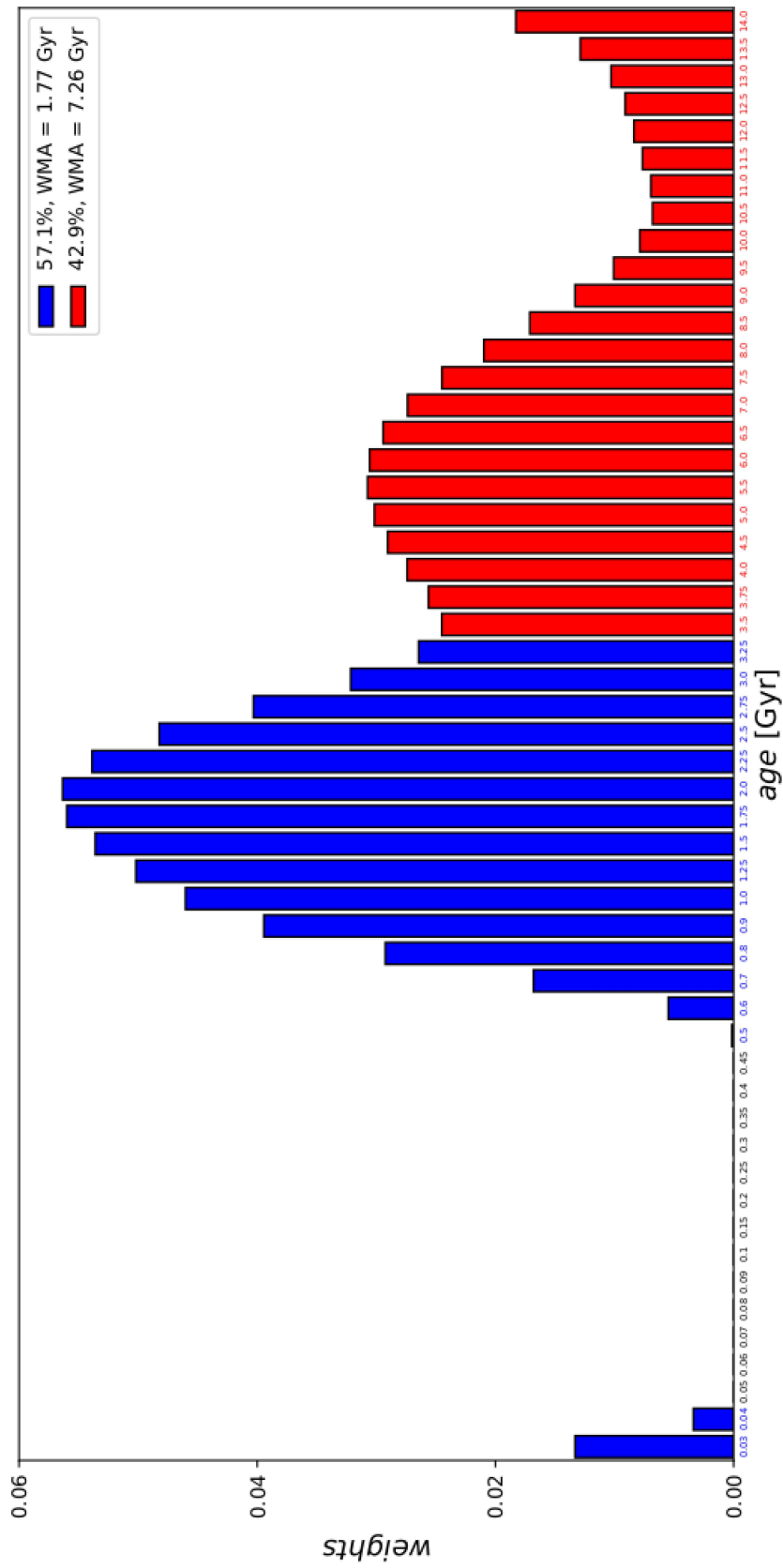


Figura 3.5: Frazioni di luce in funzione delle età di MILLES per la porzione di sferoide della galassia NGC 0514. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 1.77 Gyr, che contribuisce al 57.1% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 7.26 Gyr, che contribuisce al restante 42.9% della popolazione totale.

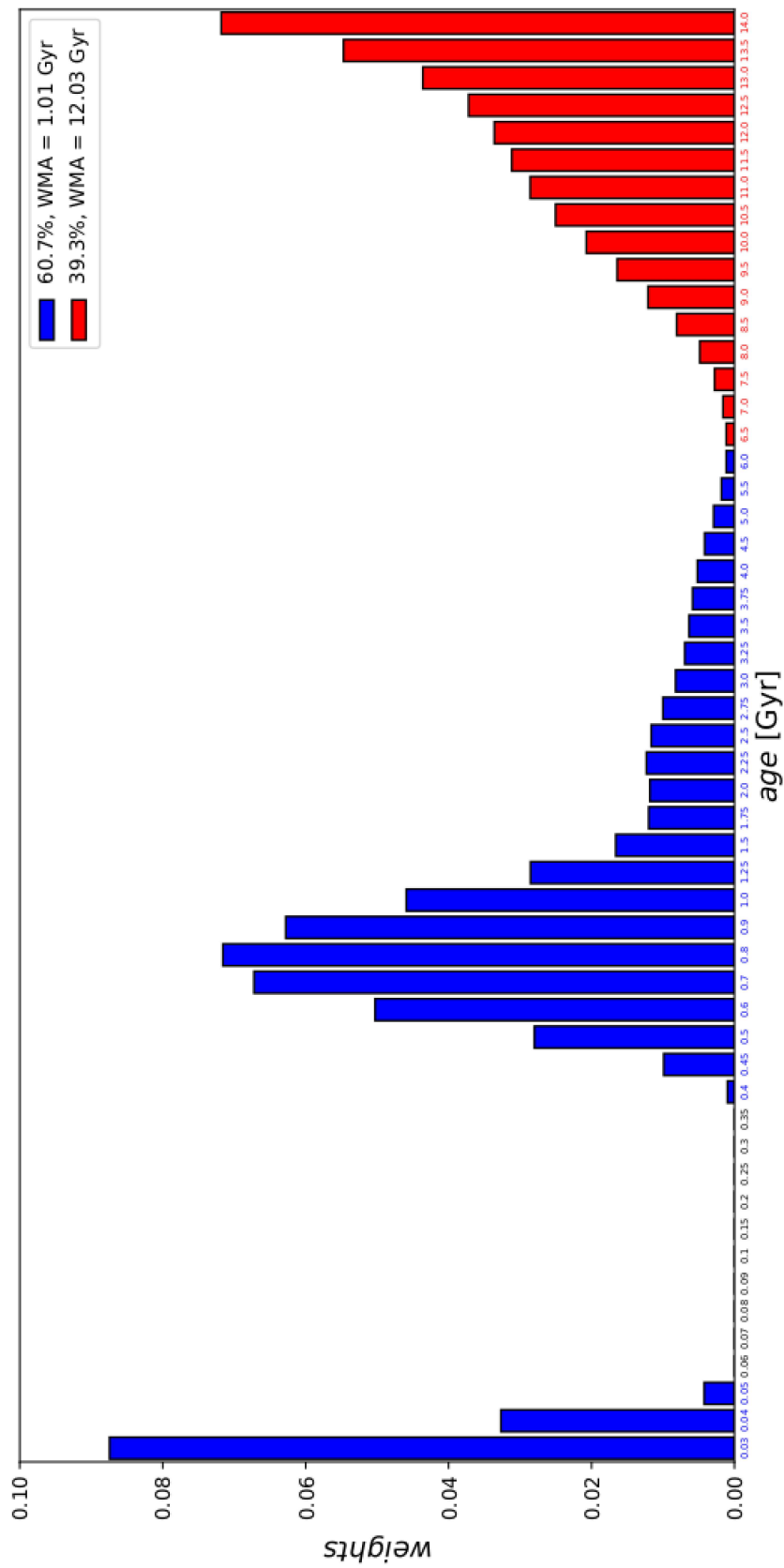


Figura 3.6: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di disco di destra della galassia NGC 0514. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 1.01 Gyr, che contribuisce al 60.7% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 12.03 Gyr, che contribuisce al restante 39.3% della popolazione totale.

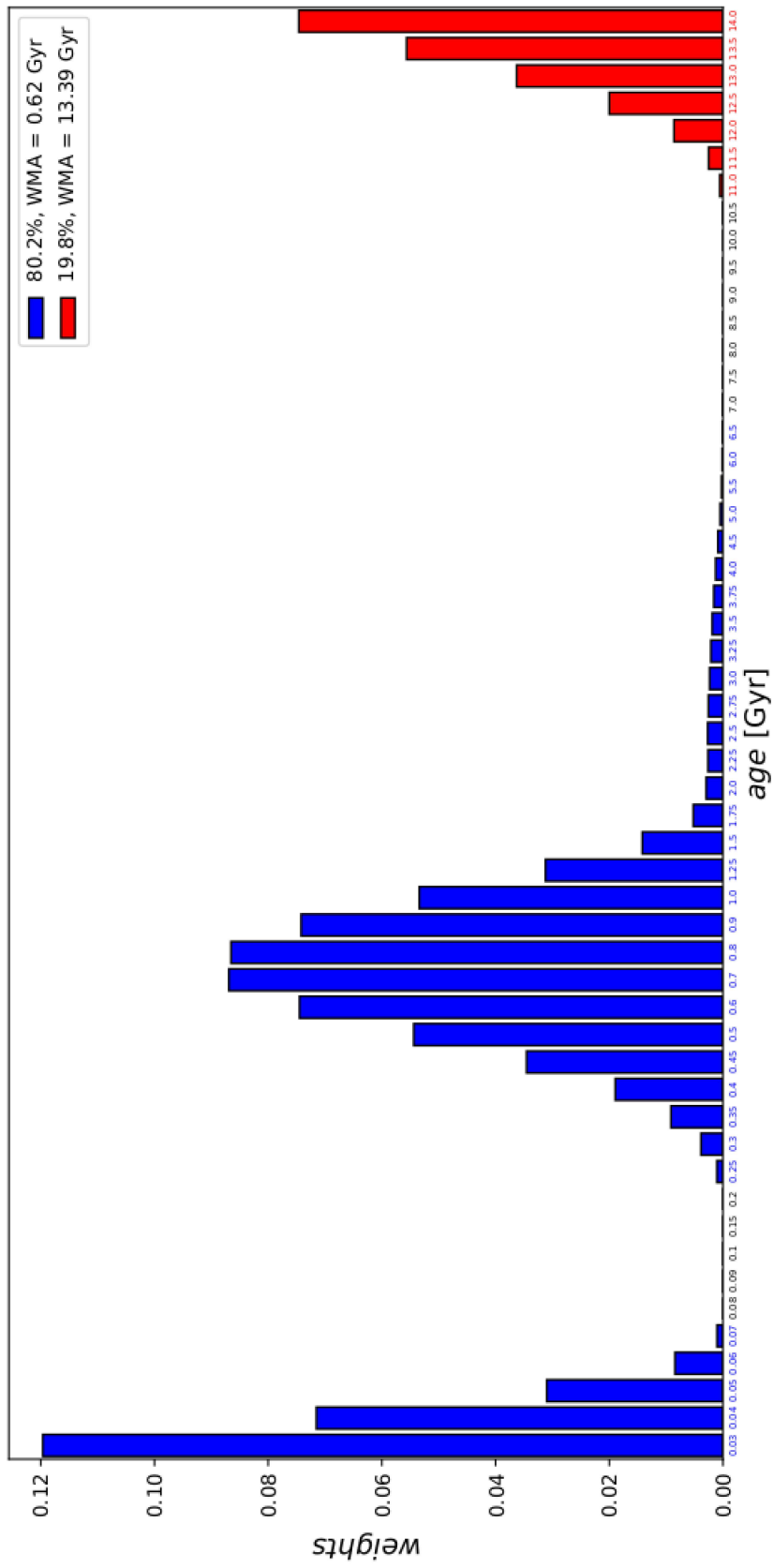


Figura 3.7: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di disco di sinistra della galassia NGC 3294. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 0.62 Gyr, che contribuisce all'80.2% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 13.39 Gyr, che contribuisce al restante 19.8% della popolazione totale.

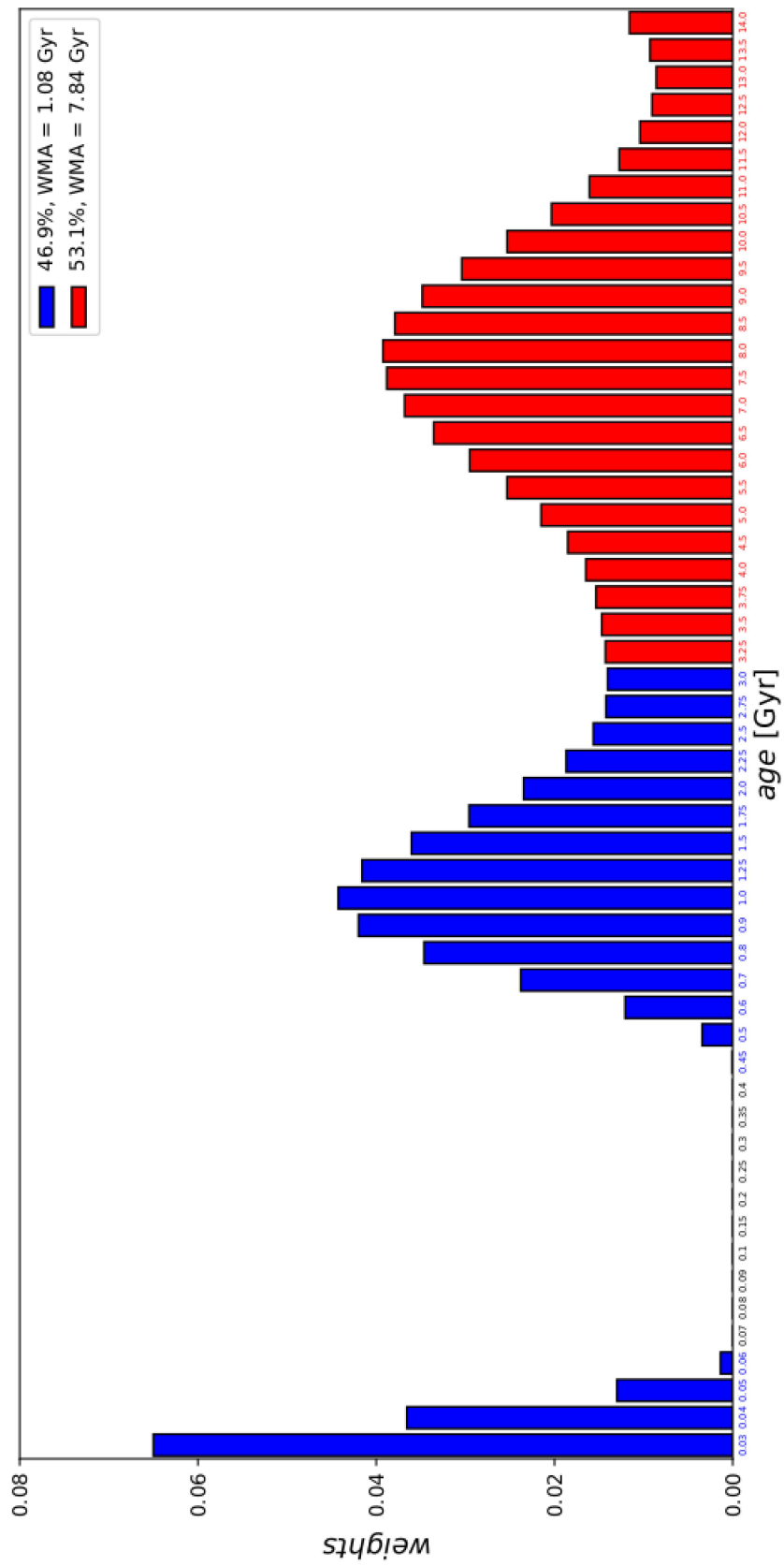


Figura 3.8: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di sferoide della galassia NGC 3294. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 1.08 Gyr, che contribuisce al 46.9% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 7.84 Gyr, che contribuisce al restante 53.1% della popolazione totale.

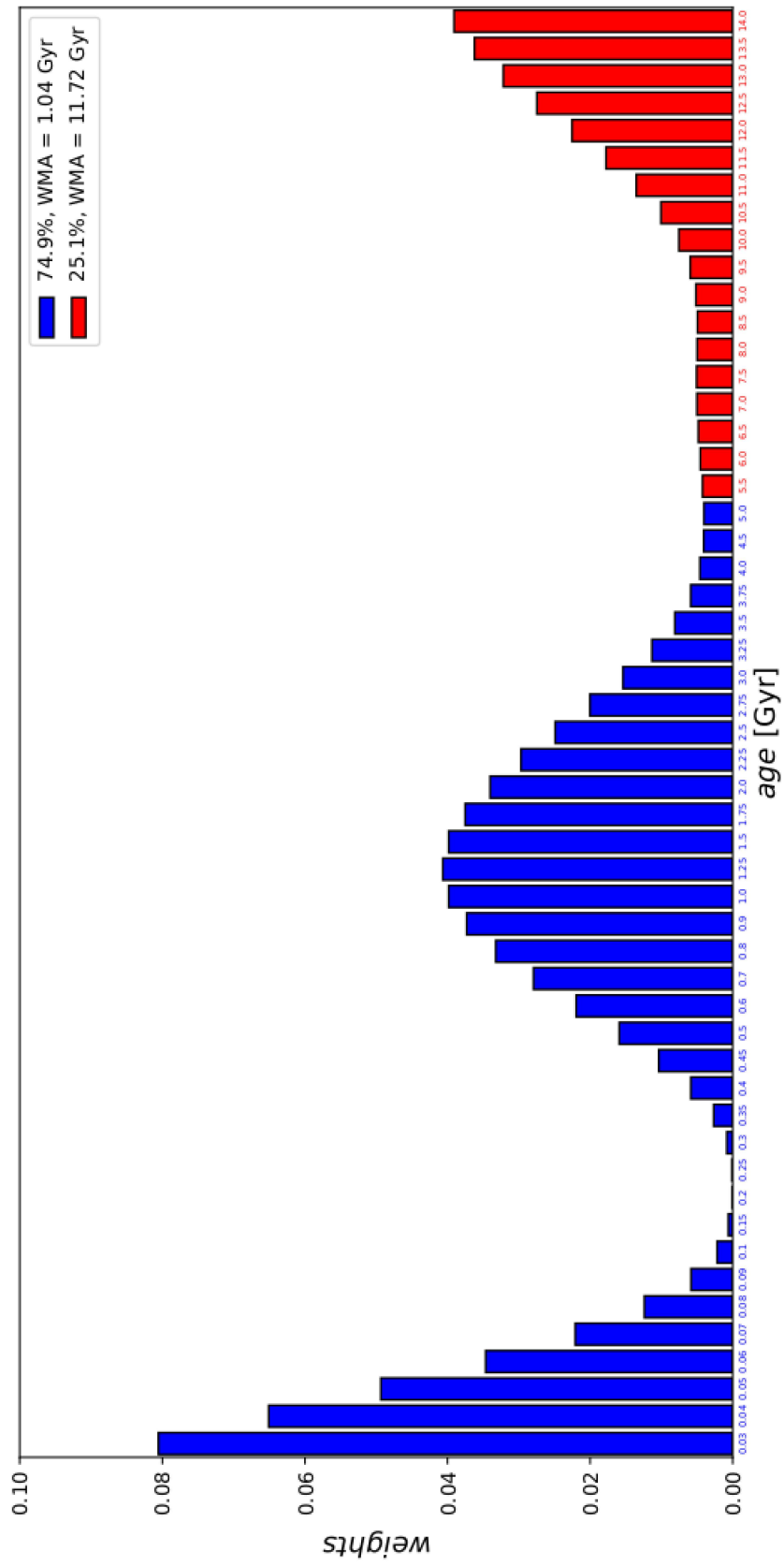


Figura 3.9: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di disco di destra della galassia NGC 3294. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 1.04 Gyr, che contribuisce al 74.9% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 11.72 Gyr, che contribuisce al restante 25.1% della popolazione totale.

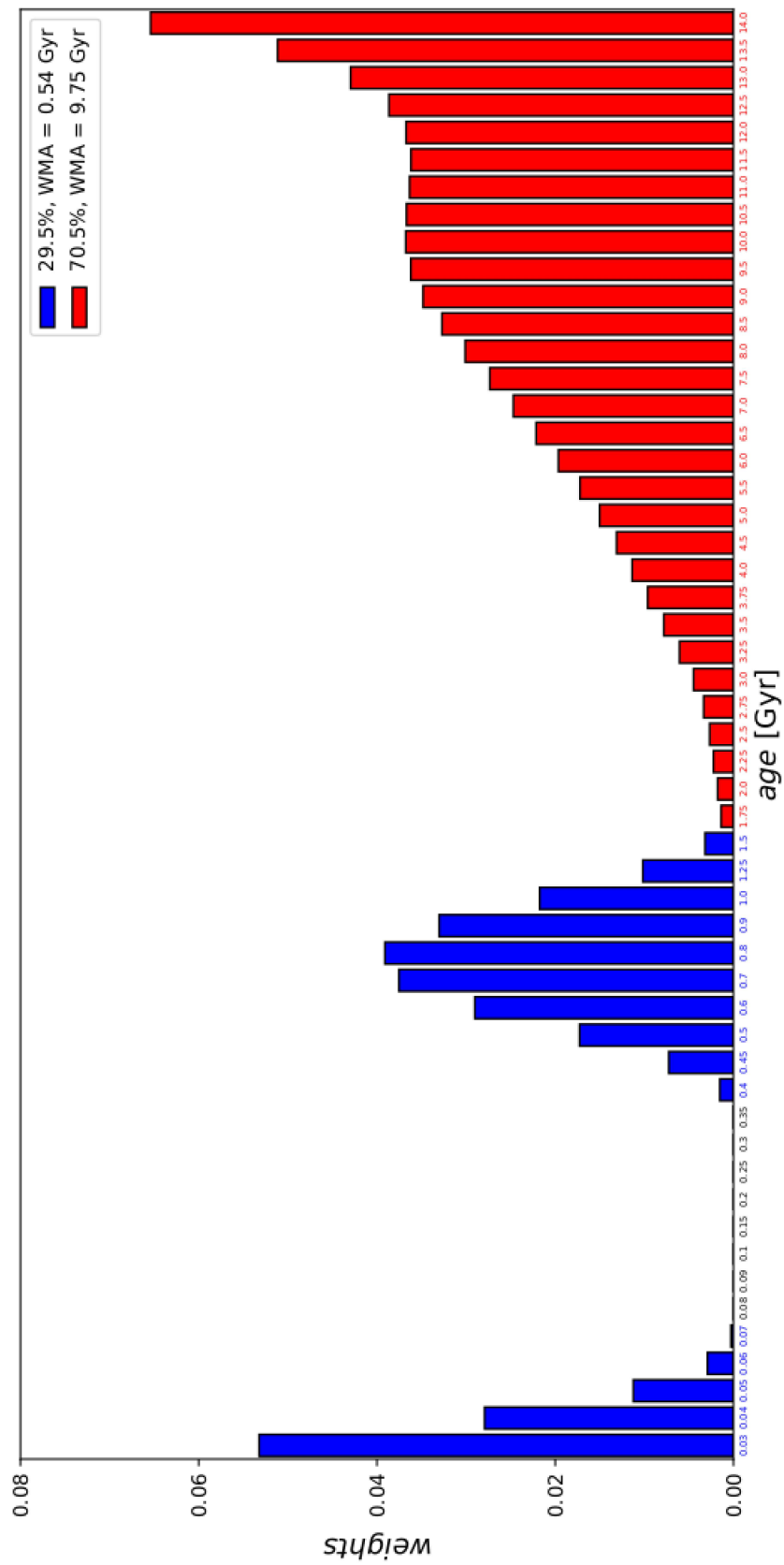


Figura 3.10: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di disco di galassia NGC 3433. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 0.54 Gyr, che contribuisce al 29.5% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 9.75 Gyr, che contribuisce al restante 70.5% della popolazione totale.

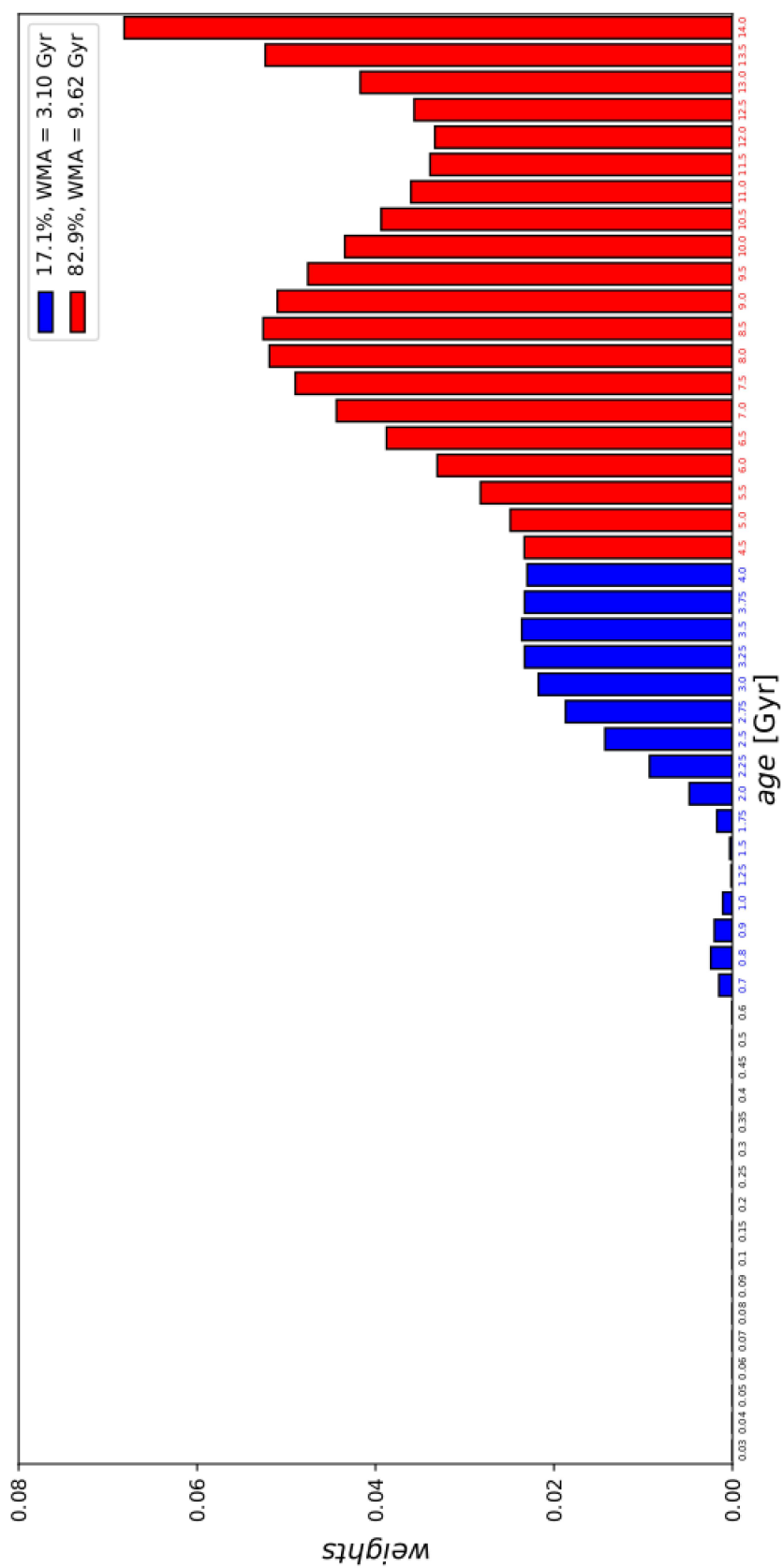


Figura 3.11: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di sferoide della galassia NGC 3433. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 3.10 Gyr, che contribuisce al 17.1% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 9.62 Gyr, che contribuisce al restante 82.9% della popolazione totale.

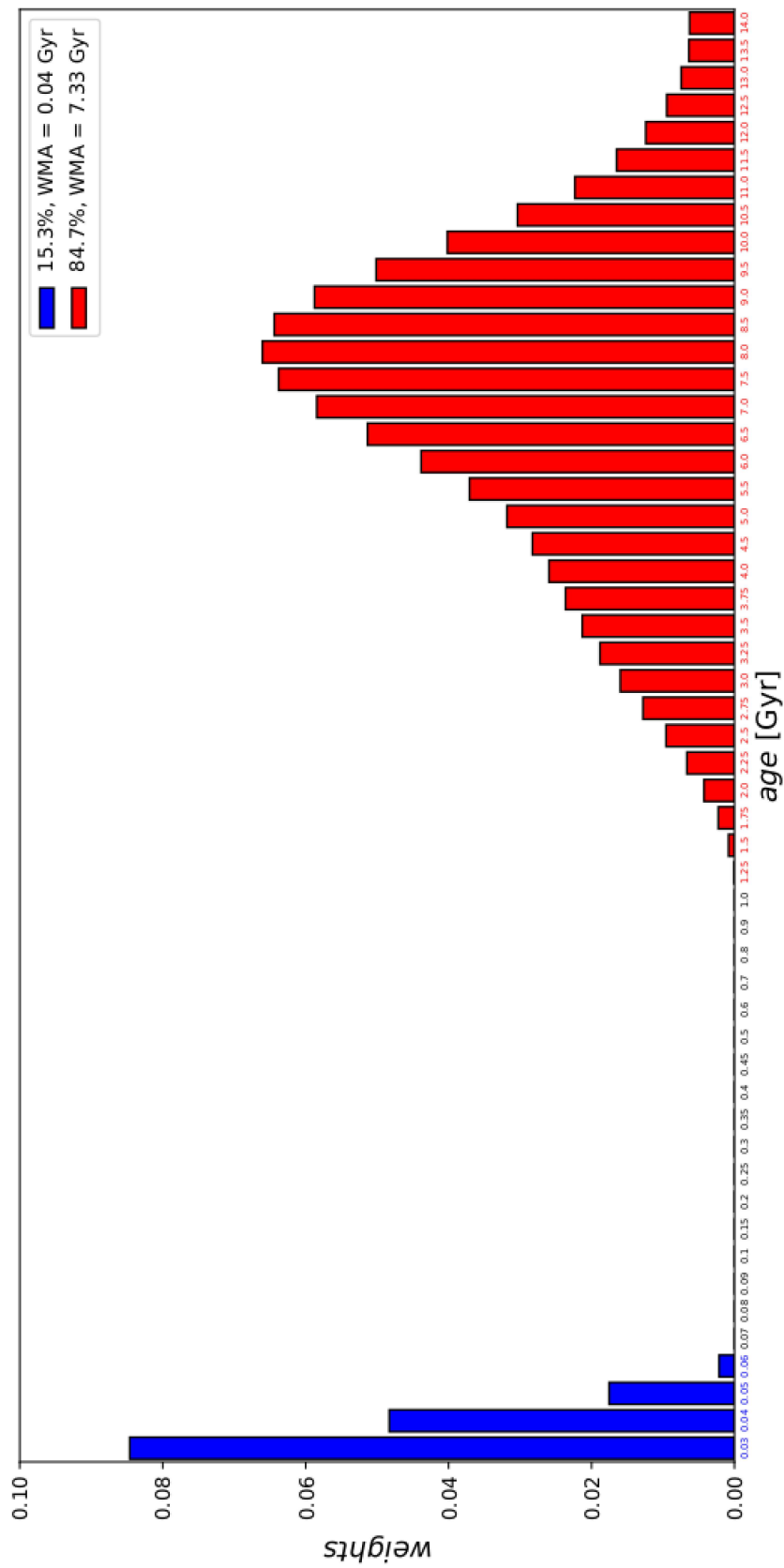


Figura 3.12: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di disco di destra della galassia NGC 3433. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 0.04 Gyr, che contribuisce al 15.3% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 7.33 Gyr, che contribuisce al restante 84.7% della popolazione totale.

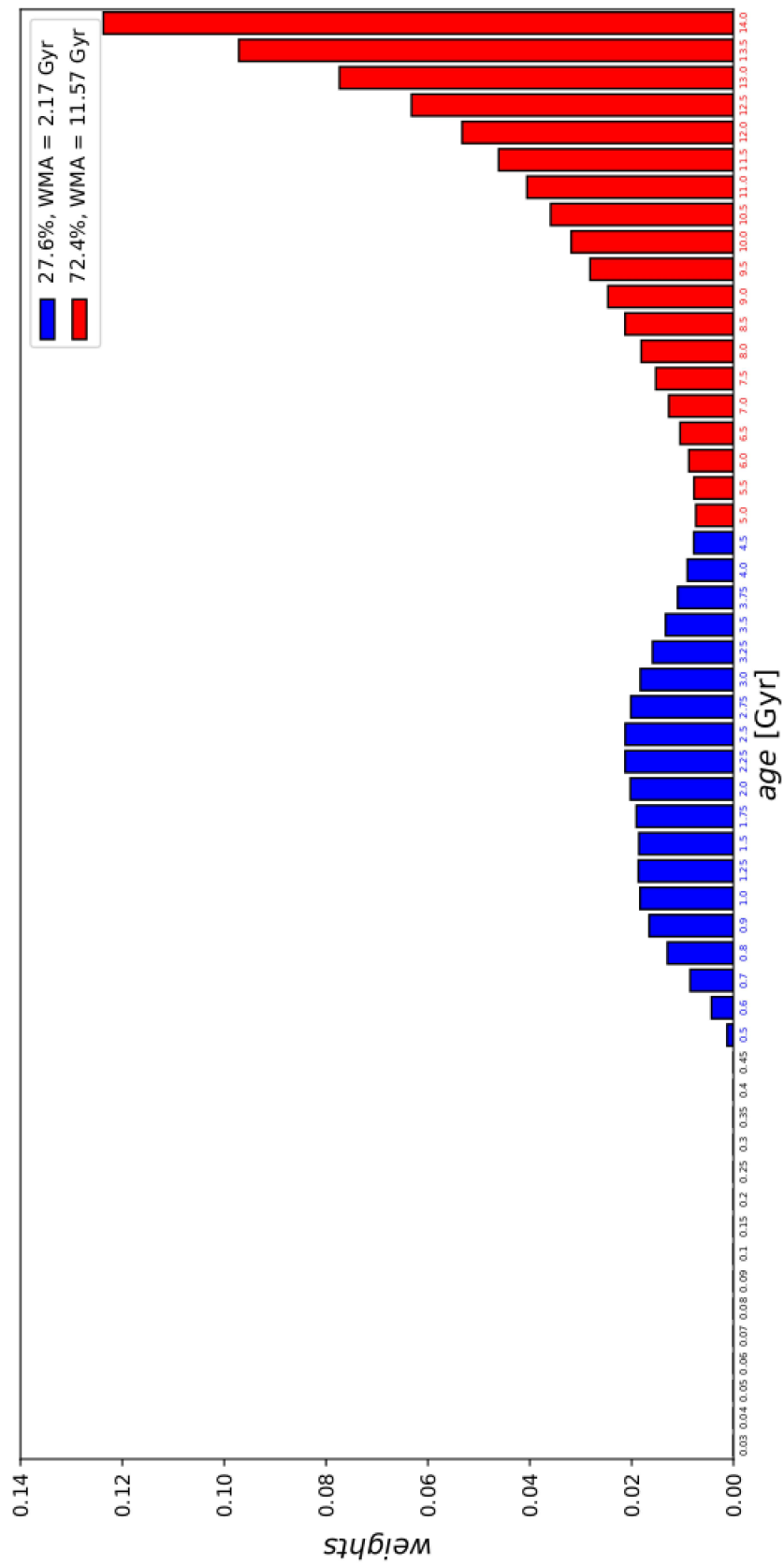


Figura 3.13: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di disco di sinistra della galassia NGC 4062. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 2.17 Gyr, che contribuisce al 27.6% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 11.57 Gyr, che contribuisce al restante 72.4% della popolazione totale.

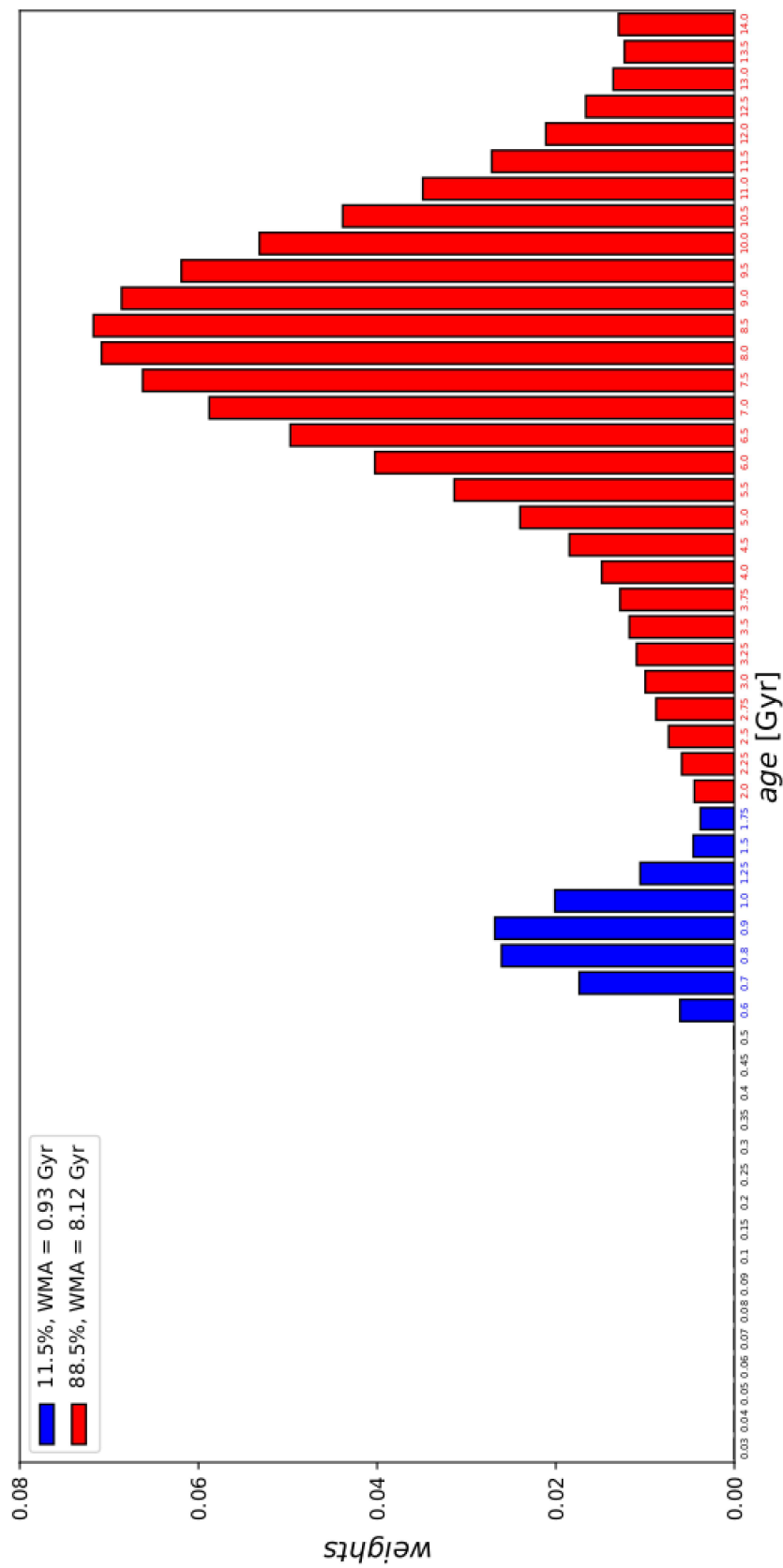


Figura 3.14: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di sferoide della galassia NGC 4062. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 0.93 Gyr, che contribuisce all'11.5% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 8.12 Gyr, che contribuisce al restante 88.5% della popolazione totale.

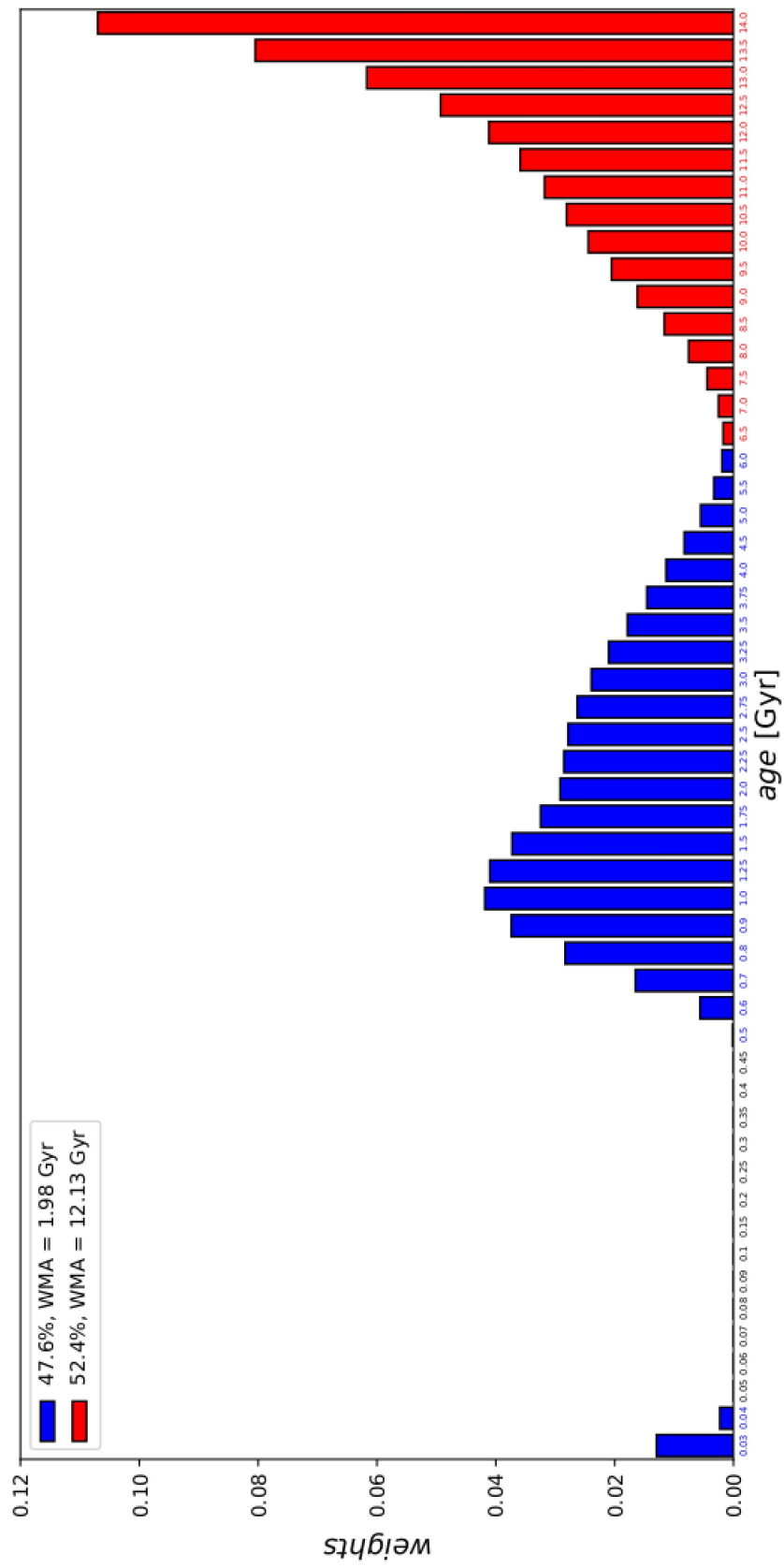


Figura 3.15: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di disco di destra della galassia NGC 4062. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 1.98 Gyr, che contribuisce al 47.6% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 12.13 Gyr, che contribuisce al restante 52.4% della popolazione totale.

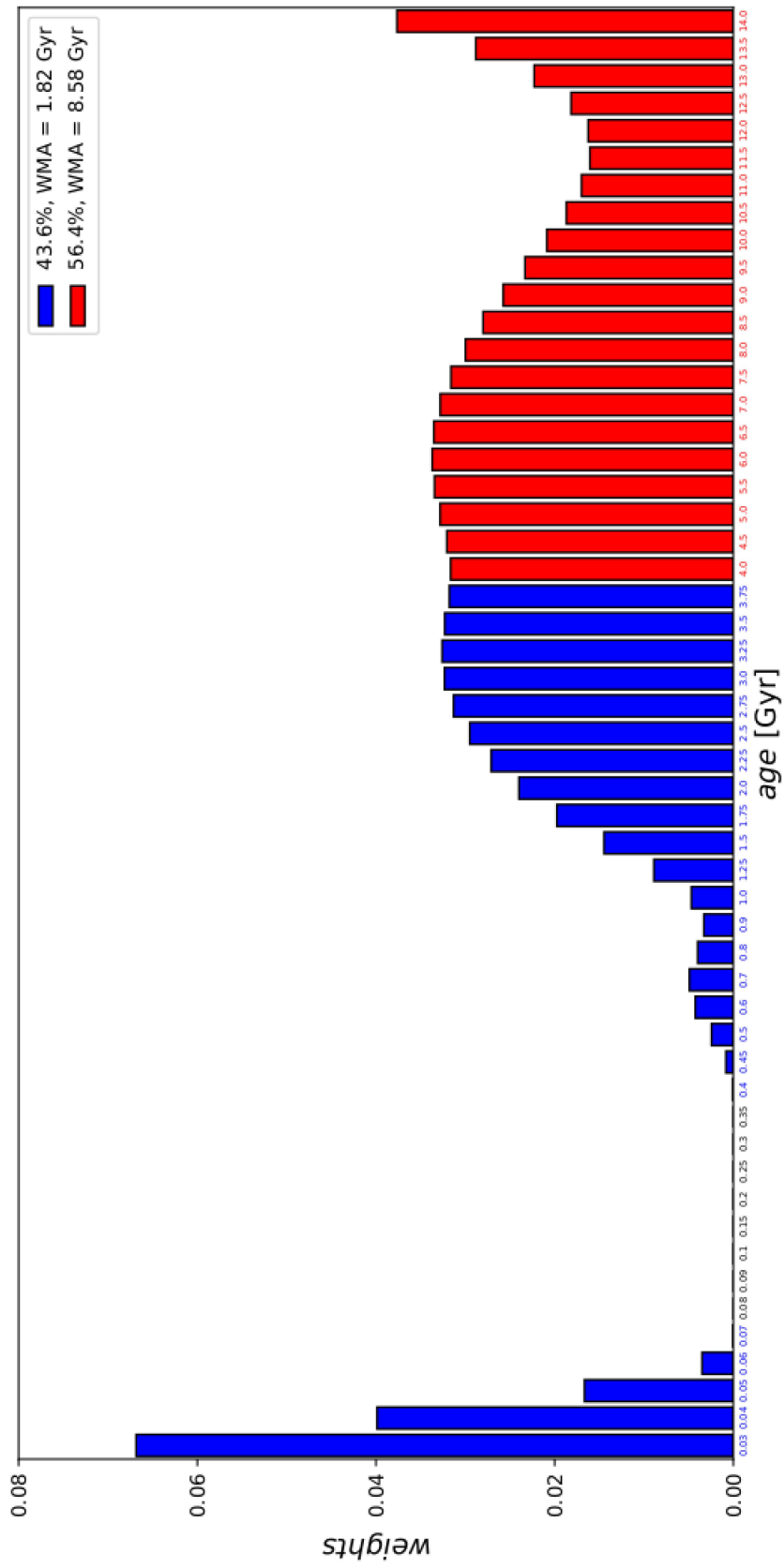


Figura 3.16: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di disco di sinistra della galassia MCG 01 09 031. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 1.82 Gyr, che contribuisce al 43.6% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 8.58 Gyr, che contribuisce al restante 56.4% della popolazione totale.

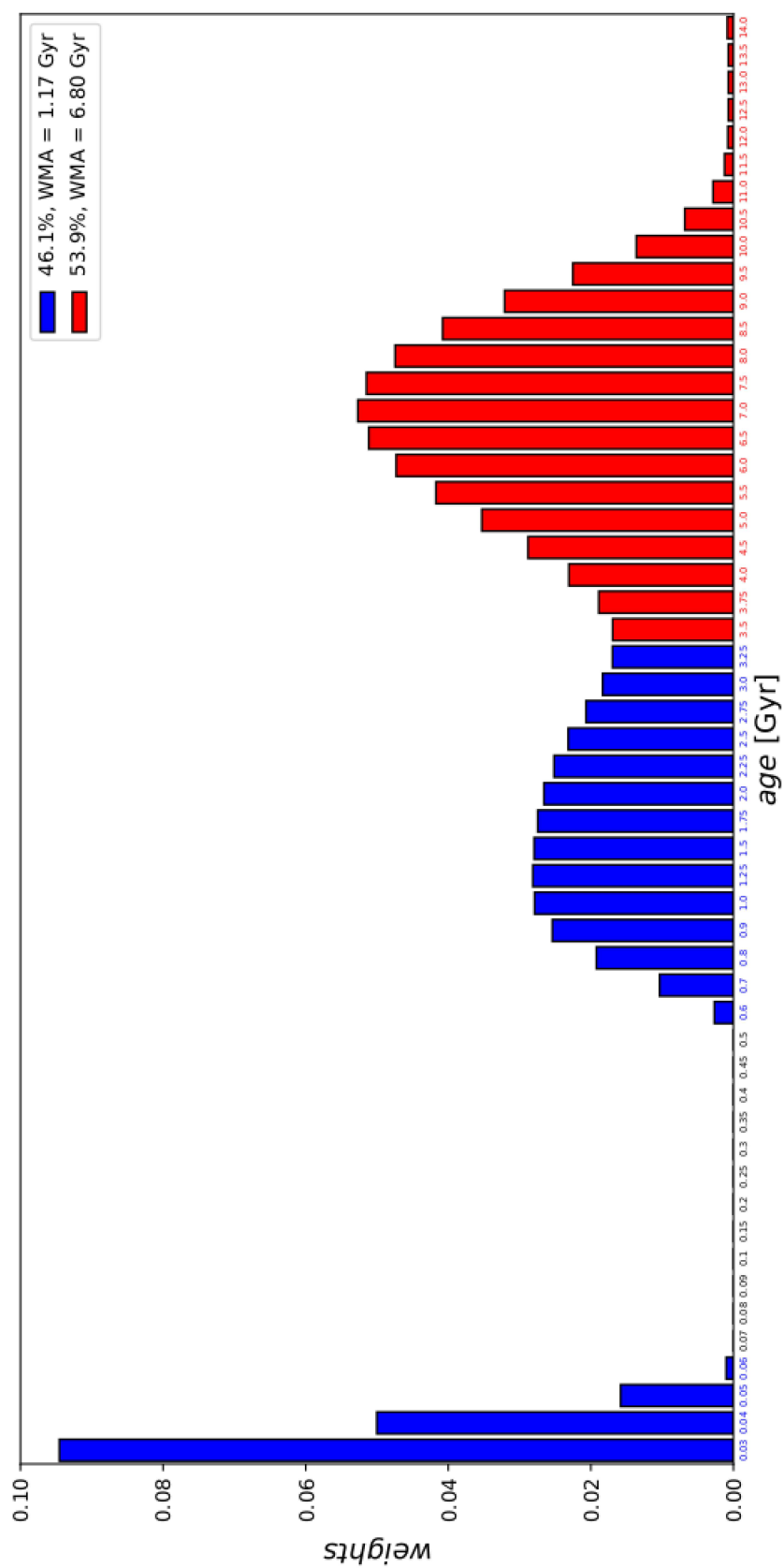


Figura 3.17: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di sferoide della galassia MCG 01 09 031. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 1.17 Gyr, che contribuisce al 46.1% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 6.80 Gyr, che contribuisce al restante 53.9% della popolazione totale.

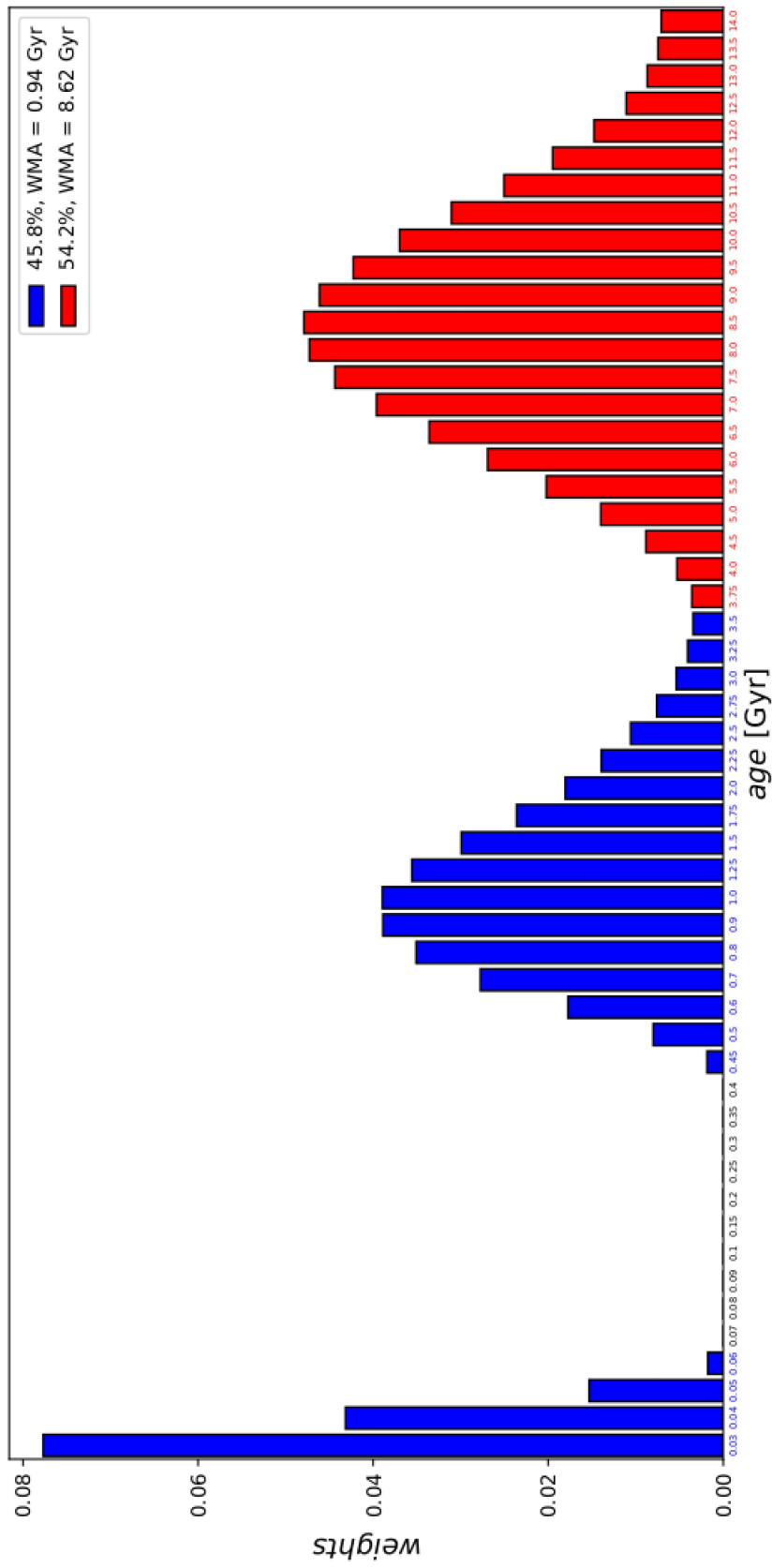


Figura 3.18: Frazioni di luce in funzione delle età di MILES per la porzione di disco di destra della galassia MCG 01 09 031. Si riconoscono due popolazioni: in blu una più giovane con WMA pari a 0.94 Gyr, che contribuisce al 45.8% della popolazione totale, e in rosso una più vecchia con WMA pari a 8.62 Gyr, che contribuisce al restante 54.2% della popolazione totale.

Capitolo 4

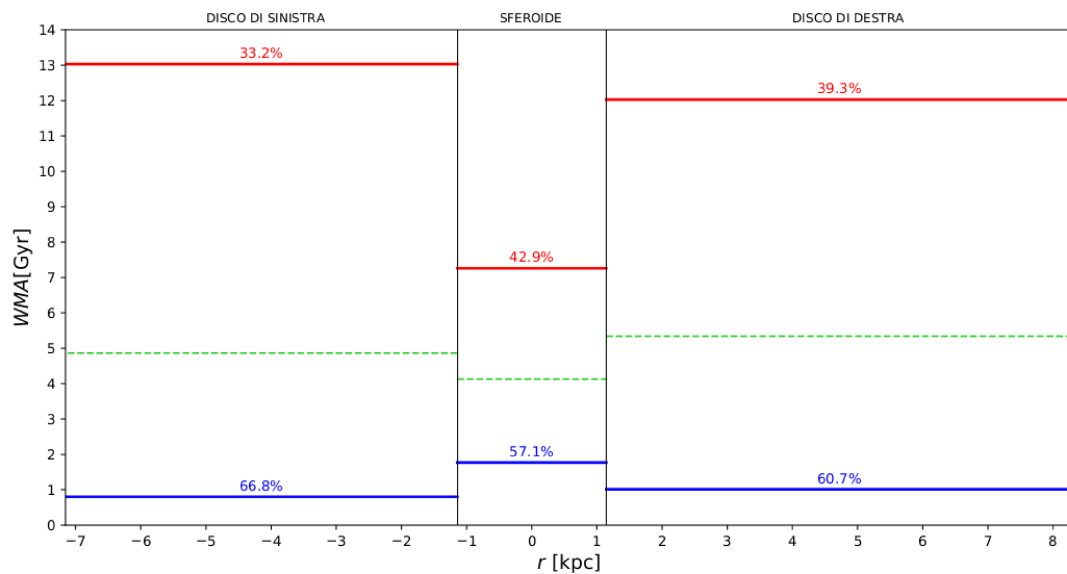
Risultati e conclusioni

Nel seguente capitolo sono riassunti i risultati (Sezione 4.1) e sono desunte le conclusioni (Sezione 4.2).

4.1 Risultati

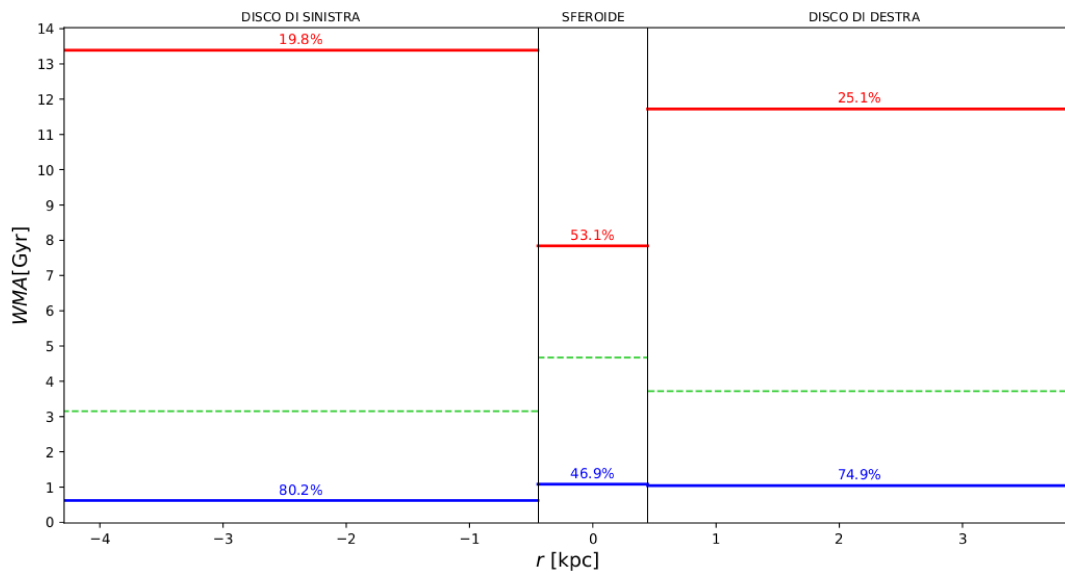
Di seguito riportiamo i risultati dell'analisi dei gradienti radiali delle galassie analizzate.

In Figura 4.1 sono mostrate le età medie pesate delle distribuzioni bimodali per le porzioni di disco di sinistra, sferoide e disco di destra del sottocampione di BEARD.

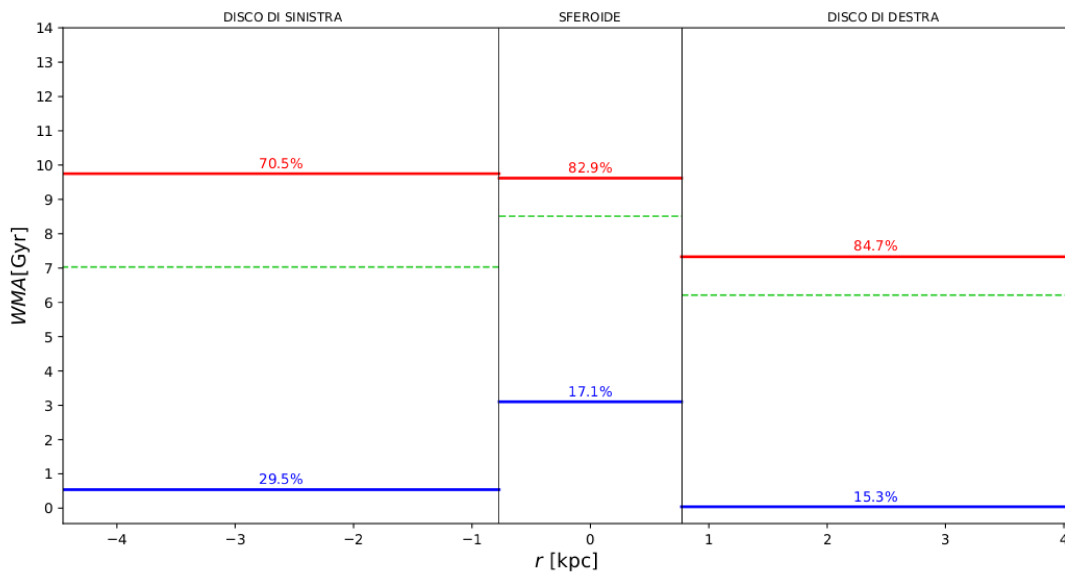


(a) NGC 0514

Figura 4.1: Età medie pesate delle distribuzioni bimodali come funzione della distanza dal centro per la galassia NGC 0514. Sono mostrate anche le percentuali in luminosità di ogni popolazione rispetto alla popolazione totale. Le linee blu continue tracciano le popolazioni stellari più giovani, quelle rosse continue le popolazioni stellari più vecchie; le linee verdi tratteggiate esprimono i valori medi pesati finali per ciascuna delle tre distribuzioni bimodali di età.



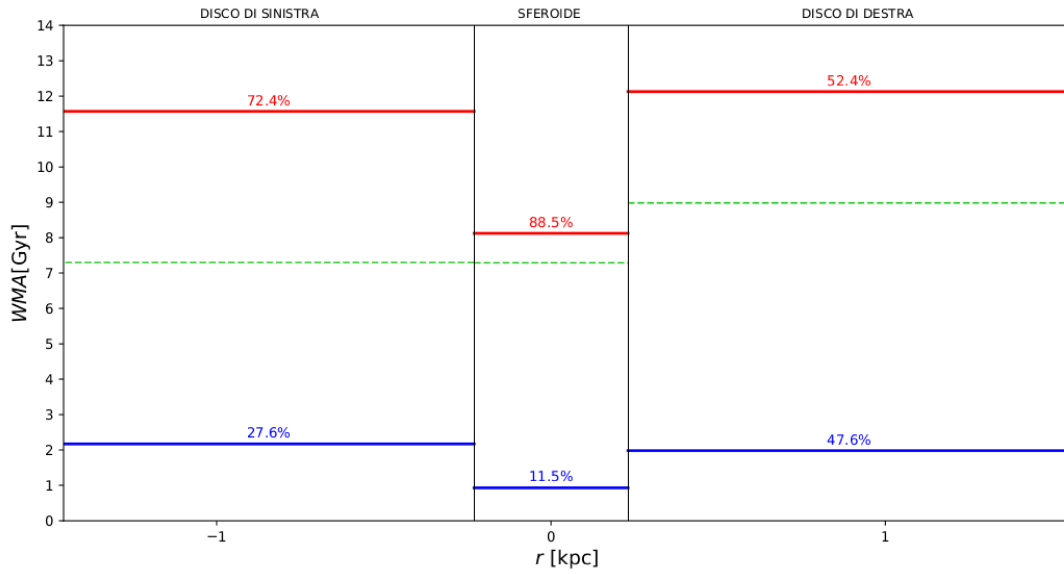
(b) NGC 3294



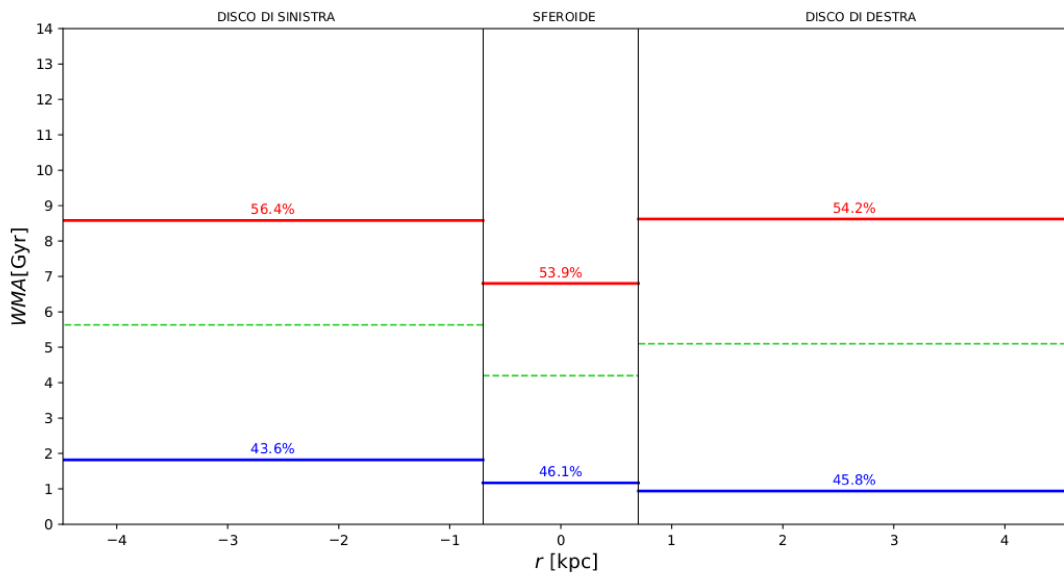
(c) NGC 3433

Figura 4.1: Età medie pesate delle distribuzioni bimodali come funzione della distanza dal centro per le galassie NGC 3294 e NGC 3433.

Per quanto riguarda le galassie NGC 0514, NGC 4062 e MCG 01 09 031 i valori medi pesati finali delle tre distribuzioni bimodali di età inducono a pensare che nella regione del disco siano presenti stelle in media più vecchie rispetto a quelle che popolano la regione centrale. In NGC 0514, nonostante le popolazioni blu del disco siano leggermente più giovani di quella della regione centrale e rappresentino la maggior parte della luce totale delle rispettive porzioni, entrambe le popolazioni rosse del disco sono estremamente più vecchie rispetto a quella della regione centrale. In NGC 4062 sia le popolazioni blu che quelle rosse - dominanti dal punto di vista luminoso - del disco sono più vecchie delle



(d) NGC 4062



(e) MCG 01 09 031

Figura 4.1: Età medie pesate delle distribuzioni bimodali come funzione della distanza dal centro per le galassie NGC 4062 e MCG 01 09 031.

corrispettive popolazioni individuate nella regione centrale. Anche in MCG 01 09 031, ad eccezione della popolazione blu del disco di destra, si verifica la stessa tendenza; in tutte e tre le regioni della galassia però le popolazioni blu e rossa forniscono contributi più o meno simili alla luce totale.

Al contrario le galassie NGC 3294 e NGC 3433 presentano nel disco stelle in media più giovani rispetto a quelle che popolano la regione centrale. In NGC 3294, nonostante

le popolazioni rosse del disco siano estremamente più vecchie di quella della regione centrale, entrambe le popolazioni blu del disco sono leggermente più giovani rispetto a quella dello sferoide e dominano la luce totale nelle rispettive porzioni. In NGC 3433, ad eccezione della popolazione rossa del disco di sinistra, le popolazioni del disco sono più giovani delle rispettive popolazioni della regione centrale; inoltre le popolazioni rosse dominano la luce totale in ognuna delle tre porzioni della galassia.

In generale, ad eccezione della galassia NGC 4062 in cui la popolazione media del disco di destra è leggermente più vecchia di quella del disco di sinistra, tutti i dischi delle galassie analizzate mostrano una popolazione che può considerarsi coeva.

Le galassie NGC 3294 e NGC 3433 verificano il cosiddetto processo *inside-out*, secondo il quale ci si aspetta di trovare le stelle più vecchie confinate nella regione interna che si forma prima di quella esterna a causa del suo momento angolare più basso (Brook et al. 2004; Muñoz-Mateos et al. 2007); la componente più giovane può essere spiegata come il risultato di un secondo fenomeno di formazione stellare nel gas catturato dall'ambiente. L'assunzione legata a questo scenario è che le stelle rimangano nella stessa regione del disco in cui si sono formate. Tuttavia, recentemente è stata dimostrata la possibilità che le orbite stellari si modifichino nel tempo e che le stelle si muovino verso l'interno o verso l'esterno del disco. Quest'effetto di migrazione stellare, che ha la capacità di rimescolare le popolazioni stellari, è stato investigato sia con un approccio teorico (Jenkins & Binney 1990; Sellwood & Binney 2002) sia attraverso simulazioni numeriche (Roškar et al. 2008; Di Matteo et al. 2013). Pertanto non deve sorprendere se le galassie NGC 0514, NGC 4062 e MCG 01 09 031 sembrano verificare il processo opposto di *outside-in*, in cui sono le stelle più giovani a popolare la regione interna che si forma dopo rispetto a quella esterna.

Il metodo *standard* per stimare gli errori legati alle età prevede l'utilizzo di simulazioni Monte Carlo al fine di eliminare gli artefatti scaturiti dall'inter-dipendenza negli errori di età e metallicità riscontrata nello studio delle popolazioni stellari (Kuntschner et al. 2001; Terlevich & Forbes 2002; Trager et al. 2000). GIST offre la possibilità di eseguire simulazioni Monte Carlo per la procedura pPXF, ma questo metodo non ci è sembrato ottimale perché estremamente dispendioso da testare. In alternativa abbiamo deciso di stimare gli errori nella regione del disco partendo dalla semidispersione tra i due valori di età relativi alle porzioni destra e sinistra, sia per le popolazioni più giovani sia per le più vecchie. Considerato che ciascuna popolazione contribuisce diversamente alla luce totale della propria porzione radiale, abbiamo ritenuto opportuno considerare un'ulteriore media ponderata tra ogni coppia di valori medi pesati di età: l'approccio fornisce una maniera pratica e al tempo stesso indipendente per derivare gli errori di età nelle porzioni destra e sinistra del disco, ma al tempo stesso non ci permette di avere informazioni riguardo eventuali errori sistematici; tuttavia quest'ultimo aspetto non ci ha fatto preoccupare troppo dal momento che neanche le simulazioni Monte Carlo ne avrebbero fornito una stima. Nelle Tabelle 4.1, 4.2, 4.3, 4.4, e 4.5 sono riportati i valori medi pesati di età delle distribuzioni bimodali per le porzioni di disco di sinistra, sferoide e disco di destra delle galassie del sottocampione di BEARD, e gli ulteriori valori medi pesati di età con i rispettivi errori della regione del disco di ciascuna galassia. Ad eccezione della galassia MCG 01 09 031, gli errori di età associati alle popolazioni più giovani dei dischi delle galassie del sottocampione di BEARD risultano parecchio più inferiori rispetto agli errori delle popolazioni più vecchie. Questa tendenza rispecchia le nostre aspettative: generalmente le popolazioni stellari giovani cambiano molto più rapidamente di quel-

le vecchie, e pertanto risulta spesso difficile distinguerne valori di età differenti. È per questo motivo che le età stellari coperte da MILES che compaiono sull'asse delle x nelle Figura 3.4-3.18 risultano molto più sbilanciate verso valori minori di età. Per quanto riguarda la galassia MCG 01 09 031, che verifica un diverso comportamento, riteniamo che i processi di individuazione e successiva separazione delle due popolazioni nei tre spettri possano non esser stati eseguiti nella maniera più adeguata.

Tabella 4.1: Valori medi pesati di età delle distribuzioni bimodali per le porzioni di disco di sinistra, sferoide e disco di destra, e ulteriori valori medi pesati di età con i rispettivi errori della regione del disco di NGC 0514.

	WMA Sferoide [Gyr]	WMA Disco _{sx} [Gyr]	WMA Disco _{dx} [Gyr]	WMA Disco _{tot} [Gyr]
POP _{young}	1.77	0.80	1.01	0.90 ^{+0.11} _{-0.10}
POP _{old}	7.26	13.03	12.03	12.49 ^{+0.54} _{-0.46}

Tabella 4.2: Stessi valori per la galassia NGC 3294.

	WMA Sferoide [Gyr]	WMA Disco _{sx} [Gyr]	WMA Disco _{dx} [Gyr]	WMA Disco _{tot} [Gyr]
POP _{young}	1.08	0.62	1.04	0.82 ^{+0.22} _{-0.20}
POP _{old}	7.84	13.39	11.72	12.46 ^{+0.93} _{-0.74}

Tabella 4.3: Stessi valori per la galassia NGC 3433.

	WMA Sferoide [Gyr]	WMA Disco _{sx} [Gyr]	WMA Disco _{dx} [Gyr]	WMA Disco _{tot} [Gyr]
POP _{young}	3.10	0.54	0.04	0.37 ^{+0.17} _{-0.33}
POP _{old}	9.62	9.75	7.33	8.43 ^{+1.32} _{-1.10}

Tabella 4.4: Stessi valori per la galassia NGC 4062.

	WMA Sferoide [Gyr]	WMA Disco _{sx} [Gyr]	WMA Disco _{dx} [Gyr]	WMA Disco _{tot} [Gyr]
POP _{young}	0.93	2.17	1.98	2.05 ^{+0.12} _{-0.07}
POP _{old}	8.12	11.57	12.13	11.81 ^{+0.32} _{-0.24}

Tabella 4.5: Stessi valori per la galassia MCG 01 09 031.

	WMA Sferoide [Gyr]	WMA Disco _{sx} [Gyr]	WMA Disco _{dx} [Gyr]	WMA Disco _{tot} [Gyr]
POP _{young}	1.17	1.82	0.94	$1.37^{+0.45}_{-0.43}$
POP _{old}	6.80	8.58	8.62	8.60 ± 0.02

4.2 Conclusioni

Il progetto di tesi ha studiato le popolazioni stellari nei dischi delle galassie NGC 0514, NGC 3294, NGC 3433, NGC 4062 e MCG 01 09 031 attraverso la procedura di interpolazione pPXF dell'intero spettro con delle combinazioni lineari dei modelli di sintesi di popolazioni stellare offerte dalla libreria MILES. Abbiamo supposto che tutte le galassie studiate siano caratterizzate da una distribuzione bimodale di età, dovuta alla coesistenza di una popolazione stellare giovane e di una vecchia: NGC 0514, NGC 4062 e MCG 01 09 031 mostrano dei leggeri gradienti positivi di età; al contrario NGC 3294 e NGC 3433 presentano profili radiali di età leggermente negativi. Il rapporto S/N particolarmente basso nelle osservazioni è stato limitante perché non ha permesso:

- di suddividere ulteriormente le regioni più esterne delle galassie in modo da garantire uno studio più dettagliato delle popolazioni stellari;
- di analizzare i gradienti di metallicità nei dischi delle galassie.

Il progetto di tesi è da intendersi come *progetto pilota*, che risulta effettivo e fondamentale per le future osservazioni già pianificate e dedicate al progetto BEARD. Dati più profondi saranno quindi necessari per compiere uno studio esaustivo e autoconsistente delle popolazioni stellari come mostrato in questo lavoro, ed estendere l'analisi a tutte le galassie del campione.

A tal proposito, dato che il rapporto S/N scala con la radice del tempo di esposizione totale, suggeriamo di compiere per ciascuna galassia almeno qualche posa in più in modo da poter lavorare con dati spettroscopici caratterizzati da un rapporto S/N più alto e di lasciare la larghezza della fenditura fissa al valore di 1 arcsec in modo da non perdere in risoluzione spettrale. Ad esempio considerando due pose in un più, ciascuna con tempo di esposizione pari a 1800 s, ci si aspetta che il rapporto S/N aumenti di un fattore pari a $\sqrt{7/5} \simeq 1.2$. D'altra parte occorre sottolineare che eseguire più pose non garantisce che il rapporto S/N migliori tanto quanto ci si aspetta. Per questo motivo valutiamo l'ipotesi di aumentare la larghezza della fenditura, pur di perdere in risoluzione spettrale: di fatto raddoppiare la larghezza della fenditura significa far confluire il doppio della luce all'interno del telescopio, cioè equivale a raddoppiare il tempo di esposizione totale.

Dopo aver considerato tutte queste variabili, come suggerito da Morelli et al. (2015), richiediamo che il rapporto S/N medio per elemento di risoluzione sia superiore a 20 per procedere con un'analisi dettagliata delle popolazioni stellari.

Bibliografia

- Albareti F. D., et al., 2017, *ApJS*, 233, 25
- Andredakis Y. C., Sanders R. H., 1994, *MNRAS*, 267, 283
- Arimoto N., Yoshii Y., 1986, *A&A*, 164, 260
- Athanassoula E., 1992, *MNRAS*, 259, 345
- Athanassoula E., 2005, *MNRAS*, 358, 1477
- Aumer M., White S. D. M., Naab T., Scannapieco C., 2013, *MNRAS*, 434, 3142
- Aumer M., White S. D. M., Naab T., 2014, *MNRAS*, 441, 3679
- Baldry I. K., Balogh M. L., Bower R. G., Glazebrook K., Nichol R. C., Bamford S. P., Budavari T., 2006, *MNRAS*, 373, 469
- Bamford S. P., et al., 2009, *MNRAS*, 393, 1324
- Barazza F. D., Jogee S., Marinova I., 2008, *ApJ*, 675, 1194
- Barbaro G., Poggianti B. M., 1997, *A&A*, 324, 490
- Bekki K., Shioya Y., 1999, *ApJ*, 513, 108
- Bell E. F., de Jong R. S., 2001, *ApJ*, 550, 212
- Bell E. F., et al., 2012, *ApJ*, 753, 167
- Benn C. R., Ellison S. L., 1998, , 42, 503
- Bittner A., et al., 2019, *A&A*, 628, A117
- Brammer G. B., et al., 2009, *ApJ*, 706, L173
- Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., Tremonti C., Kauffmann G., Heckman T., Brinkmann J., 2004, *MNRAS*, 351, 1151
- Brook C. B., Kawata D., Gibson B. K., Freeman K. C., 2004, *ApJ*, 612, 894
- Cappellari M., 2017, *MNRAS*, 466, 798
- Cappellari M., Emsellem E., 2004, , 116, 138

- Carnall A. C., McLure R. J., Dunlop J. S., Davé R., 2018, *MNRAS*, 480, 4379
- Carollo C. M., Stiavelli M., de Zeeuw P. T., Mack J., 1997, *AJ*, 114, 2366
- Carollo C. M., Stiavelli M., Mack J., 1998, *AJ*, 116, 68
- Christensen C. R., Brooks A. M., Fisher D. B., Governato F., McCleary J., Quinn T. R., Shen S., Wadsley J., 2014, *MNRAS*, 440, L51
- Coelho P., Barbuy B., Meléndez J., Schiavon R. P., Castilho B. V., 2005, *A&A*, 443, 735
- Conroy C., Gunn J. E., White M., 2009, *ApJ*, 699, 486
- Costantin L., Méndez-Abreu J., Corsini E. M., Morelli L., Aguerri J. A. L., Dalla Bontà E., Pizzella A., 2017, *A&A*, 601, A84
- Costantin L., Corsini E. M., Méndez-Abreu J., Morelli L., Dalla Bontà E., Pizzella A., 2018, *MNRAS*, 481, 3623
- Costantin L., et al., 2019, *A&A*, 632, A9
- Costantin L., et al., 2020, *ApJ*, 889, L3
- Di Matteo P., Haywood M., Combes F., Semelin B., Snaith O. N., 2013, *A&A*, 553, A102
- Dressler A., et al., 2016, *ApJ*, 833, 251
- Duc P.-A., et al., 2011, *MNRAS*, 417, 863
- Duc P.-A., et al., 2015, *MNRAS*, 446, 120
- Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., 1962, *ApJ*, 136, 748
- Faber S. M., Jackson R. E., 1976, *ApJ*, 204, 668
- Falcón-Barroso J., et al., 2006, *MNRAS*, 369, 529
- Ferrarese L., et al., 2012, *ApJS*, 200, 4
- Fisher D. B., Drory N., 2016, *An Observational Guide to Identifying Pseudobulges and Classical Bulges in Disc Galaxies*. p. 41, doi:10.1007/978-3-319-19378-6_3
- Fisher D. B., Drory N., Fabricius M. H., 2009, *ApJ*, 697, 630
- Freeman K. C., 1970, *ApJ*, 160, 811
- Friedli D., Benz W., 1993, *A&A*, 268, 65
- Gadotti D. A., 2009, *MNRAS*, 393, 1531
- Gallazzi A., Charlot S., Brinchmann J., White S. D. M., Tremonti C. A., 2005, *MNRAS*, 362, 41
- Gallazzi A., Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., 2008, *MNRAS*, 383, 1439

- Gao H., Ho L. C., Barth A. J., Li Z.-Y., 2018, *ApJ*, 862, 100
- Gao H., Ho L. C., Barth A. J., Li Z.-Y., 2019, *ApJS*, 244, 34
- Gargiulo A., Saracco P., Longhetti M., La Barbera F., Tamburri S., 2012, *MNRAS*, 425, 2698
- Georgiev I. Y., Böker T., 2014, *MNRAS*, 441, 3570
- Goad J. W., Roberts M. S., 1981, *ApJ*, 250, 79
- González J. J., 1993, PhD thesis, -
- Governato F., et al., 2010, , 463, 203
- Graham A. W., Driver S. P., 2005, , 22, 118
- Haines C. P., et al., 2017, *A&A*, 605, A4
- Hopkins P. F., Cox T. J., Dutta S. N., Hernquist L., Kormendy J., Lauer T. R., 2009, *ApJS*, 181, 135
- Huang S., Ho L. C., Peng C. Y., Li Z.-Y., Barth A. J., 2013, *ApJ*, 766, 47
- Hubble E. P., 1926, *ApJ*, 64, 321
- Immeli A., Samland M., Gerhard O., Westera P., 2004, *A&A*, 413, 547
- Iodice E., et al., 2016, *ApJ*, 820, 42
- Jenkins A., Binney J., 1990, *MNRAS*, 245, 305
- Kannappan S. J., Jansen R. A., Barton E. J., 2004, *AJ*, 127, 1371
- Karachentsev I., 1989, *AJ*, 97, 1566
- Karachentsev I. D., Karachentseva V. E., 2019, *MNRAS*, 485, 1477
- Kauffmann G., White S. D. M., Heckman T. M., Ménard B., Brinchmann J., Charlot S., Tremonti C., Brinkmann J., 2004, *MNRAS*, 353, 713
- Kautsch S. J., 2009, , 121, 1297
- Kobayashi C., 2004, *MNRAS*, 347, 740
- Kormendy J., 1993, in Dejonghe H., Habing H. J., eds, *IAU Symposium Vol. 153, Galactic Bulges*. p. 209
- Kormendy J., Fisher D. B., 2008, in Funes J. G., Corsini E. M., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 396, Formation and Evolution of Galaxy Disks*. p. 297 (arXiv:0810.2534)
- Kormendy J., Ho L. C., 2013, , 51, 511
- Kormendy J., Kennicutt Robert C. J., 2004, , 42, 603

- Kormendy J., Drory N., Bender R., Cornell M. E., 2010, *ApJ*, 723, 54
- Kormendy J., Bender R., Cornell M. E., 2011, , 469, 374
- Kroupa P., 2001, *MNRAS*, 322, 231
- Kuntschner H., Lucey J. R., Smith R. J., Hudson M. J., Davies R. L., 2001, *MNRAS*, 323, 615
- Lee H.-c., Yoon S.-J., Lee Y.-W., 2000, *AJ*, 120, 998
- Leja J., Johnson B. D., Conroy C., van Dokkum P. G., Byler N., 2017, *ApJ*, 837, 170
- MacArthur L. A., Courteau S., Holtzman J. A., 2003, *ApJ*, 582, 689
- Maraston C., 2003, in Kissler-Patig M., ed., *Extragalactic Globular Cluster Systems*. p. 237 (arXiv:astro-ph/0301419), doi:10.1007/10857603_37
- Maraston C., Thomas D., 2000, *ApJ*, 541, 126
- Martín-Navarro I., Vazdekis A., Falcón-Barroso J., La Barbera F., Yıldırım A., van de Ven G., 2018, *MNRAS*, 475, 3700
- Milone A. D. C., Sansom A. E., Sánchez-Blázquez P., 2011, *MNRAS*, 414, 1227
- Mitchell P. D., Lacey C. G., Baugh C. M., Cole S., 2013, *MNRAS*, 435, 87
- Moorthy B. K., Holtzman J. A., 2006, *MNRAS*, 371, 583
- Morelli L., Corsini E. M., Pizzella A., Dalla Bontà E., Coccato L., Méndez-Abreu J., 2015, *MNRAS*, 452, 1128
- Morelli L., Parmiggiani M., Corsini E. M., Costantin L., Dalla Bontà E., Méndez-Abreu J., Pizzella A., 2016, *MNRAS*, 463, 4396
- Muñoz-Mateos J. C., Gil de Paz A., Boissier S., Zamorano J., Jarrett T., Gallego J., Madore B. F., 2007, *ApJ*, 658, 1006
- Ocvirk P., Pichon C., Lançon A., Thiébaud E., 2006, *MNRAS*, 365, 46
- Pietrinferni A., Cassisi S., Salaris M., Castelli F., 2006, *ApJ*, 642, 797
- Pipino A., D’Ercole A., Matteucci F., 2008, *A&A*, 484, 679
- Regan M. W., Teuben P. J., 2004, *ApJ*, 600, 595
- Rocca-Volmerange B., Guiderdoni B., 1988, *A&AS*, 75, 93
- Roškar R., Debattista V. P., Quinn T. R., Stinson G. S., Wadsley J., 2008, *ApJ*, 684, L79
- Sánchez-Blázquez P., et al., 2006, *MNRAS*, 371, 703
- Sánchez-Janssen R., et al., 2019, *ApJ*, 878, 18
- Santini P., et al., 2015, *ApJ*, 801, 97

- Sarzi M., et al., 2006, MNRAS, 366, 1151
- Sauvaget T., Hammer F., Puech M., Yang Y. B., Flores H., Rodrigues M., 2018, MNRAS, 473, 2521
- Sellwood J. A., Binney J. J., 2002, MNRAS, 336, 785
- Stoehr F., et al., 2007, Space Telescope European Coordinating Facility Newsletter, 42, 4
- Stoehr F., et al., 2008, in Argyle R. W., Bunclark P. S., Lewis J. R., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 394, Astronomical Data Analysis Software and Systems XVII. p. 505
- Strateva I., et al., 2001, AJ, 122, 1861
- Terlevich A. I., Forbes D. A., 2002, MNRAS, 330, 547
- Thomas D., Greggio L., Bender R., 1999, MNRAS, 302, 537
- Thomas D., Maraston C., Bender R., 2003, MNRAS, 339, 897
- Thomas D., Maraston C., Bender R., Mendes de Oliveira C., 2005, ApJ, 621, 673
- Tojeiro R., Heavens A. F., Jimenez R., Panter B., 2007, MNRAS, 381, 1252
- Toomre A., 1977, in Tinsley B. M., Larson Richard B. Gehret D. C., eds, Evolution of Galaxies and Stellar Populations. p. 401
- Trager S. C., 2004, in McWilliam A., Rauch M., eds, Origin and Evolution of the Elements. p. 388 (arXiv:astro-ph/0307069)
- Trager S. C., Faber S. M., Worthey G., González J. J., 2000, AJ, 120, 165
- Vazdekis A., Casuso E., Peletier R. F., Beckman J. E., 1996, ApJS, 106, 307
- Vazdekis A., Sánchez-Blázquez P., Falcón-Barroso J., Cenarro A. J., Beasley M. A., Cardiel N., Gorgas J., Peletier R. F., 2010, MNRAS, 404, 1639
- Wada K., Habe A., 1992, MNRAS, 258, 82
- Walcher J., Groves B., Budavári T., Dale D., 2011, , 331, 1
- Whitaker K. E., et al., 2011, ApJ, 735, 86
- White S. D. M., Rees M. J., 1978, MNRAS, 183, 341
- Williams R. J., Quadri R. F., Franx M., van Dokkum P., Labbé I., 2009, ApJ, 691, 1879
- Worthey G., 1994, ApJS, 95, 107
- Wuyts S., Franx M., Cox T. J., Hernquist L., Hopkins P. F., Robertson B. E., van Dokkum P. G., 2009, ApJ, 696, 348
- Wuyts S., et al., 2011, ApJ, 738, 106

Zibetti S., et al., 2017, *MNRAS*, 468, 1902

de Vaucouleurs G., 1948, *Annales d'Astrophysique*, 11, 247

de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin Jr. H. G., Buta R. J., Paturel G., Fouqué P., 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*. Springer-Verlag, Berlin

van Dokkum P. G., 2001, , 113, 1420