

ALMA Mater Studiorum
Università degli Studi di Bologna

SCUOLA DI SCIENZE

Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Studio degli indici di Lick come traccianti
evolutivi in galassie passive

Elaborato Finale

Candidato:

Salvatore Quai

Relatore:

Chiar.mo Prof.:

Andrea Cimatti

Co-relatori:

Dott. Michele Moresco

Dott. Lucia Pozzetti

Indice

Introduzione	5
1 Le galassie “early-type” passive	9
1.1 Teorie di formazione delle galassie early-type	13
2 Metodi	15
2.1 Indici spettroscopici	15
2.2 Sistema di Lick	16
2.2.1 Degenerazione età-metallicità	20
2.2.2 L’ “ α -enhancement” e gli indici misti	24
2.2.3 Il D4000	25
2.3 Errori sulla misura degli indici spettroscopici	27
2.3.1 Errori in funzione del rapporto segnale-rumore	28
3 Relazioni indici–parametri	31
3.1 La griglia di modelli stellari sintetici	31
3.2 Dipendenza degli indici di Lick dall’età	32
3.3 Dipendenza degli indici di Lick dalla metallicità e dalla SFH	44
3.3.1 Dipendenza degli indici di Lick dalla metallicità	44
3.3.2 Dipendenza degli indici di Lick dalla SFH	47
3.3.3 Dipendenza degli indici di Lick dall’azione combinata di Z e SFH	51
3.4 Effetto della dispersione di velocità sugli indici di Lick	57
3.5 Effetto della risoluzione spettrale sulle misure degli indici di Lick	62
3.6 Dipendenza degli indici di Lick dall’abbondanza di elementi α	66
3.7 Riassunto	70
4 Misure e risultati	73
4.1 Selezione del campione	74
4.2 Misure degli indici	78
4.3 Evoluzione in z e segregazione in massa	78

4.4	Modelli di popolazione stellare e correzione delle misure	84
4.5	Analisi indice–indice	92
4.6	Determinazione parametri evolutivi	98
4.7	Epoca di formazione delle galassie passive	109
4.8	Riassunto	115
5	Indici di Lick su spettri simulati di tipo Euclid	119
5.1	La missione Euclid	119
5.2	Simulazione di spettri di tipo Euclid	120
5.3	Il rapporto segnale–rumore degli indici di Lick	126
5.3.1	Popolazioni giovani (0.5 Gyr)	126
5.3.2	Popolazioni vecchie (3 Gyr)	133
5.4	Offset delle misure degli indici di Lick	139
5.4.1	Popolazioni giovani (0.5 Gyr)	139
5.4.2	Popolazioni vecchie (3 Gyr)	142
5.5	Riassunto	147
	Conclusioni	149
	Bibliografia	157

Introduzione

Background scientifico e motivazione. Le galassie passive sono sistemi dominati da popolazioni stellari vecchie, non mostrano tracce di formazione stellare (spettri compatibili con assenza di righe in emissione e caratterizzati da righe in assorbimento), e ci sono evidenze osservative che indicano che le galassie passive abbiano iniziato ad assemblare la loro massa stellare a $z \geq 2 - 3$. Tali galassie costituiscono quasi la totalità dell'intera popolazione di galassie con massa maggiore di $10^{11} M_{\odot}$ e dominano la parte a più alta luminosità della funzione di luminosità galattica dell'universo locale ($z \sim 0$). Per tali motivi, le informazioni dedotte dagli studi sulle galassie passive possono essere utilizzate nel contesto cosmologico, contribuendo a porre vincoli sui modelli teorici di formazione delle galassie di grande massa; infatti, le galassie passive possono offrire prove cruciali sulla storia di assemblaggio della massa stellare nei sistemi di grande massa ed anche sulla storia di espansione dell'universo (Jimenez and Loeb, 2002; Moresco et al., 2011; Cimatti et al., 2006).

Metodi. L'informazione fossile contenuta nelle galassie vicine può essere studiata in dettaglio e con diverse metodologie, ma per poter riuscire a vincolare i modelli evolutivi occorrono osservazioni di galassie a redshift medio-alto. Gli spettri delle galassie passive conservano traccia dei meccanismi fisici ed evolutivi della loro popolazione stellare. Laddove si hanno a disposizione spettri di buona qualità, ovvero che abbiano un rapporto segnale-rumore elevato, l'informazione contenuta in tali spettri può essere dedotta dalla misura dell'intensità di alcune righe in assorbimento. Burstein et al. (1984) hanno costruito un insieme di indici spettroscopici, chiamato sistema di indici di Lick, i quali misurano l'intensità delle principali righe in assorbimento (nella regione di lunghezze d'onda ottiche tra 4000-6000 Å), in termini di larghezza equivalente. In Worthey et al. (2014) è riportata una lista aggiornata di indici di Lick. In questa tesi è stato adottato il metodo degli indici

di Lick per stimare i parametri evolutivi di un campione di galassie passive.

Obiettivi della tesi. Gli obiettivi principali di questa tesi sono due:

1. studiare l'evoluzione col redshift dei parametri di età, metallicità totale e abbondanze relative di elementi α rispetto al ferro di un campione di galassie estratto spettroscopicamente dalla SDDS Moresco et al. (2011). L'obiettivo finale è quello di dedurre informazioni sulla SFH delle galassie del campione.
2. realizzare una simulazione per valutare la possibilità di misurare gli indici di Lick negli spettri di galassie passive che verranno osservate con la missione futura Euclid.

Di seguito sono riportati i punti salienti dei capitoli presentati in questa tesi:

- Nel Capitolo 1 si introducono le caratteristiche principali delle galassie “early-type” passive e si riportano brevemente anche i possibili scenari di evoluzione delle galassie.
- Il Capitolo 2 è dedicato alla descrizione del metodo utilizzato per l'indagine scientifica della tesi. Sono riportate le definizioni e le principali caratteristiche degli indici di Lick e i metodi utilizzati per stimare l'errore sulla misura degli indici stessi.
- Nel Capitolo 3 si analizzano le relazioni tra l'intensità degli indici di Lick e i principali parametri fisici delle popolazioni stellari sintetiche, in modo da determinare le dipendenze principali dei diversi indici. I parametri sono l'età, la metallicità totale, l'abbondanza di elementi α , la storia di formazione stellare e gli allargamenti Doppler dovuti all'effetto della dispersione di velocità radiale delle stelle e all'effetto della risposta strumentale.
- Il Capitolo 4 è incentrato sull'analisi evolutiva di un campione di galassie passive estratto dalla Sloan Digital Sky Survey, mediante il metodo degli indici di Lick. Vengono descritte l'operazione di selezione del campione, la misura degli indici sugli spettri di tali galassie e le procedure che hanno permesso di porre vincoli sull'epoca di formazione delle galassie passive in esame.
- Nel Capitolo 5 è presentata una simulazione di misure di indici di Lick su spettri sintetici di tipo Euclid, con lo scopo di valutarne la misurabilità e l'eventuale robustezza delle misure al variare del rapporto segnale-rumore degli spettri simulati.

Nel lavoro di questa tesi è stata adottata una cosmologia Λ CDM piatta, con parametro di Hubble uguale a $67.3 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ed $\Omega_M = 0.315$ (ottenuti dalla missione Planck (Ade et al., 2014))

Capitolo 1

Le galassie “early-type” passive

Storicamente le galassie sono state classificate in base alla loro morfologia, andando da forme a spirale (late-type) fino a forme ellittiche (early-type). A questa dicotomia nella forma, corrispondeva una dicotomia anche nelle proprietà osservate: i colori delle galassie late-type sono tendenti al blu, mentre le galassie early-type sono rosse, il tasso di formazione stellare è molto differente, alto nelle late-type e basso o persino assente nelle galassie early-type, inoltre spettroscopicamente le galassie late-type presentano righe in emissione, mentre negli spettri delle early-type queste sono assenti e sono ben visibili numerose righe in assorbimento. In questa tesi si concentra l’attenzione su una particolare categoria di galassie early-type, costituita dalle galassie early-type passive. Queste sono strutture di grande massa (maggiore di $10^{10}M_{\odot}$), costituite da popolazioni stellari vecchie che non mostrano evidenze di recente formazione stellare: nel loro spettro non sono presenti righe in emissione, che rappresentano le tipiche impronte spettrali delle regioni ionizzate in cui avviene la formazione delle stelle, e sono invece caratterizzate da righe in assorbimento. L’appellativo “passive” è dovuto al fatto che l’evoluzione temporale di tali galassie è dettata quasi esclusivamente dai tempi scala dell’evoluzione stellare e i loro spettri sono compatibili con popolazioni stellari vecchie, dominate dalle stelle in fase di gigante rossa. Ci sono evidenze osservative che collocano a $z \geq 2 - 3$ l’epoca in cui i sistemi passivi di massa maggiore di $10^{11}M_{\odot}$ avrebbero assemblato la maggior parte delle loro stelle (Renzini, 2006). Tali sistemi quiescenti costituiscono almeno quasi la totalità della popolazione galattica di massa maggiore di $10^{11}M_{\odot}$ e dominano la coda ad elevata luminosità della funzione di luminosità galattica. Questo fatto è ancor più evidente, se si considera che Baldry et al. (2004), analizzando un campione di galassie dalla Sloan Digital Sky Survey, mostra che le passive costituiscono ben il 57% della massa totale, pur non rappresentando in numero più del 17% percento delle galassie. È opportuno sottolineare che per il presente lavoro di tesi la selezione

del campione di galassie passive è stata di tipo spettroscopico. Gli studi sulle proprietà fisiche ed evolutive di tali strutture presentati in questa tesi, son stati realizzati esclusivamente su considerazioni deducibili dall’analisi dei loro spettri.

L’evidenza fossile contenuta nelle strutture vicine può essere studiata nel dettaglio. Le galassie passive costituiscono una popolazione omogenea, in termini spettroscopici, morfologici e fotometrici (almeno sino a $z \sim 1$); questo aspetto rende tali sistemi particolarmente idonei nelle applicazioni cosmologiche. Ad esempio, Jimenez and Loeb (2002) hanno utilizzato le galassie passive come dei cronometri cosmici e, basandosi sul loro lavoro, mediante una tecnica che coinvolge le misure della discontinuità spettrale a 4000 \AA , Moresco et al. (2010, 2011) sono riusciti ad ottenere dei vincoli sulla storia dell’espansione dell’universo. L’altro aspetto legato all’omogeneità della popolazione passiva riguarda l’opportunità di ottenere prove cruciali sulla storia di formazione delle galassie di grande massa (Thomas et al., 2011).

Oltre alla discontinuità dello spettro a 4000 \AA , lo spettro delle galassie passive presenta un numero elevato di righe in assorbimento, la cui intensità trasporta informazioni sulle caratteristiche fisiche ed evolutive delle loro popolazioni stellari, dipendendo dalla loro età, metallicità e dalle abbondanze relative degli elementi chimici nelle fotosfere stellari. Da oltre trent’anni una delle tecniche più utilizzate per stimare le proprietà fisiche di tali galassie, consiste nel misurare l’intensità delle righe di assorbimento in termini di larghezze equivalenti, opportunamente calibrate per mezzo di osservazioni di spettri stellari con elevato rapporto segnale-rumore, in modo da poter essere messe in relazione con i diversi parametri fisici delle popolazioni stellari (età, metallicità totale, abbondanze relative). Burstein et al. (1984) hanno introdotto un sistema di indici, noto come sistema di indici di Lick, largamente utilizzato in indagini spettrali basate sulla larghezza equivalente delle righe in assorbimento. Si rimanda al capitolo successivo l’approfondimento su come è costruito tale sistema di indici spettroscopici, ma è stato utile introdurlo in questa introduzione alle galassie passive in quanto numerose caratteristiche delle galassie passive sono state studiate e determinate attraverso il loro uso. Ad esempio, confrontando le misure degli indici di galassie passive con i modelli di popolazione stellare basati sulle proprietà delle stelle vicine (Buzzoni, 1995), emerge un andamento sistematico nel quale gli indici sensibili all’abbondanza del magnesio (quali l’indice Mg b e Mg_2), correlano con popolazioni stellari di metallicità maggiore (ed età minore) rispetto ai genuini indici di metallicità Fe5270 e Fe5335, particolarmente sensibili alle abbondanze degli elementi del gruppo del ferro. La spiegazione più ragionevole è che le popolazioni stellari nelle galassie ellittiche abbiano un maggiore rapporto Mg/Fe (o rapporto α/Fe , se il magnesio è considerato come rappresentativo di tutti gli elementi α),

rispetto al valore solare, usato per costruire i classici modelli di popolazione stellare. Greggio (1997) ha sviluppato un algoritmo che permette di utilizzare i modelli di popolazione stellare esistenti per stimare la sovrabbondanza di magnesio e conclude affermando che un valore di $[\text{Mg}/\text{Fe}] \sim 0.4$ sarebbe necessario per spiegare le caratteristiche spettrali delle galassie ellittiche massive.

L'abbondanza degli elementi del Fe tende ad aumentare col passare del tempo in seguito all'inquinamento del mezzo interstellare dovuto all'esplosione delle supernovae di tipo Ia (con tempi scala compatibili con la storia evolutiva di un sistema binario), invece l'abbondanza degli elementi α è legata alle stelle di grande massa, in quanto tali elementi vengono liberati nel mezzo interstellare durante l'esplosione di stelle massicce al termine del loro ciclo evolutivo, il quale si conclude in tempi scala brevissimi (comparati ai tempi scala dell'evoluzione delle galassie). Dalle considerazioni fin qui esposte ci si aspetta che l'abbondanza di ferro¹ aumenterà nel tempo, mentre il rapporto degli elementi α rispetto al ferro² $[\alpha/\text{Fe}]$ tenderà a diminuire con l'aumento dell'età della galassia. Da queste considerazioni emerge che le caratteristiche fisiche delle galassie passive, evidenziate dal comportamento del loro spettro, mantengono traccia della storia di evoluzione chimica delle loro popolazioni stellari e conseguentemente rappresentano un ottimo laboratorio per studiare le proprietà evolutive dei sistemi di grande massa. Thomas et al. (2005) hanno studiato le proprietà spettroscopiche di un campione di galassie passive, ed hanno trovato che i parametri di età, metallicità totale $[\text{Z}/\text{H}]$, e l'abbondanza relativa di elementi α rispetto al ferro $[\alpha/\text{Fe}]$, stimabili attraverso l'utilizzo degli indici di Lick, correlano fortemente con la dispersione di velocità radiale delle stelle (e conseguentemente con la massa dinamica delle galassie passive) e dipendono dall'ambiente in cui vivono. Bisogna precisare che in un lavoro più recente Thomas et al. (2010) hanno riveduto le ipotesi sulla dipendenza dei parametri fisici dall'ambiente, e con un campione di galassie passive molto più numeroso, le dipendenze dall'ambiente scompaiono del tutto e trovano le seguenti relazioni:

$$\begin{aligned} \log t &= -(0.11 \pm 0.05) + (0.47 \pm 0.02) \log \sigma, \\ [\text{Z}/\text{H}] &= -(1.34 \pm 0.04) + (0.65 \pm 0.02) \log \sigma, \\ [\alpha/\text{Fe}] &= -(0.55 \pm 0.02) + (0.33 \pm 0.01) \log \sigma, \end{aligned} \quad (1.1)$$

¹l'abbondanza del ferro è parametrizzata come $[\text{Fe}/\text{H}] = \text{Log}_{10} \left(\frac{\text{Fe}}{\text{H}} \right) - \text{Log}_{10} \left(\frac{\text{Fe}_{\odot}}{\text{H}_{\odot}} \right)$.

²il rapporto tra gli elementi α ed il ferro è parametrizzato come $[\alpha/\text{Fe}] = \text{Log}_{10} \left(\frac{\alpha}{\text{Fe}} \right) - \text{Log}_{10} \left(\frac{\alpha_{\odot}}{\text{Fe}_{\odot}} \right)$.

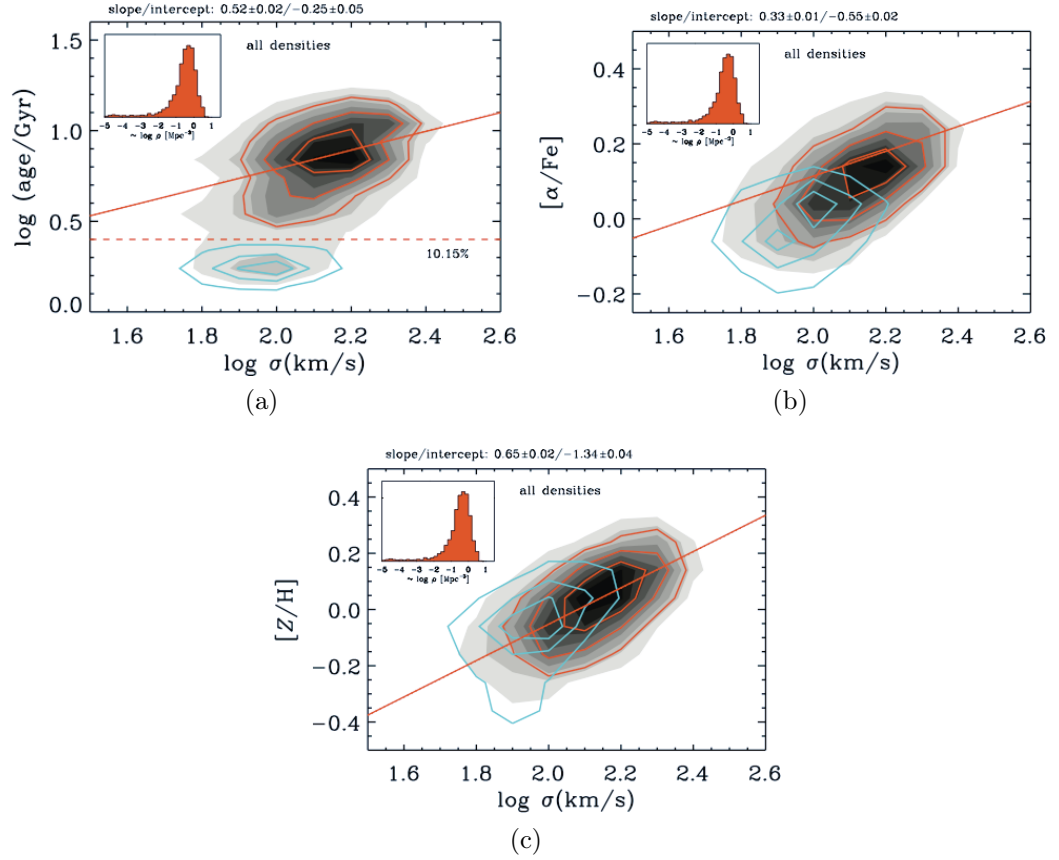


Figura 1.1: Intervalli di confidenza delle relazioni parametri– σ di Thomas et al. (2010). In (a) è mostrata la relazione età– σ , in (b) la relazione $[\alpha/\text{Fe}]$ – σ ed in (c) la relazione $[Z/H]$ – σ .

$$\begin{aligned}
 \log t &= -(0.53 \pm 0.09) + (0.13 \pm 0.01)M_{\text{dyn}}, \\
 [Z/H] &= -(2.40 \pm 0.07) + (0.22 \pm 0.01)M_{\text{dyn}}, \\
 [\alpha/\text{Fe}] &= -(0.95 \pm 0.04) + (0.10 \pm 0.01)M_{\text{dyn}}, \tag{1.2}
 \end{aligned}$$

In Figura 1.1 sono mostrate le relazioni col σ ricavate da Thomas et al. (2010). Si può vedere come le relazioni parametro– σ (massa dinamica) sono robuste e da esse consegue che le galassie passive più massive di $10^{11}M_{\odot}$ risultano essere dominate da popolazioni stellari vecchie e con tempi di formazione molto rapidi (alto valore di $[\alpha/\text{Fe}]$), mentre le galassie passive di massa intorno a $10^{10}M_{\odot}$ sono compatibili con popolazioni stellari di età intermedia.

Un'altra importante informazione sulle galassie passive dedotta da Thomas et al. (2005), è il ritrovamento di una relazione di scala tra il rapporto dell'abbondanza di elementi α rispetto a quella del ferro $[\alpha/\text{Fe}]$ e il tempo scala di formazione delle galassie passive:

$$[\alpha/\text{Fe}] \approx \frac{1}{5} - \frac{1}{6} \log \Delta t \quad (1.3)$$

secondo la quale minore è il valore stimato di $[\alpha/\text{Fe}]$ maggiore sarà stato il tempo scala con il quale le galassie passive hanno assemblato la maggior parte del loro contenuto stellare. Per esempio, un valore di $[\alpha/\text{Fe}] = 0.2$ si tradurrebbe in un tempo scala di formazione di circa 1 Gyr. Tale relazione verrà utilizzata nel Capitolo 4 per ricostruire la storia di formazione stellare delle galassie di un campione estratto dalla Sloan Digital Sky Survey.

1.1 Teorie di formazione delle galassie early-type

Tutt'oggi non si è riusciti a determinare con certezza quali siano i meccanismi fisici alla base della formazione e ed evoluzione delle galassie. Nei decenni si sono avvicinati diversi scenari evolutivi, ma quelli principali sono due (Mo et al., 2010): il Modello di collasso monolitico (Eggen et al., 1962; Larson, 1974; Arimoto and Yoshii, 1987; Bressan et al., 1994), ed il modello di merging gerarchico (White and Rees, 1978; Blumenthal et al., 1984). Secondo il modello di collasso monolitico, le galassie early-type si son formate con tempi scala molto brevi attraverso il collasso gravitazionale accompagnato da un unico evento di formazione stellare, seguito da un'evoluzione passive della popolazione stellare. Lo scenario prevederebbe che l'assemblaggio della massa della galassia debba avvenire contemporaneamente al collasso gravitazionale, ma questo sembrerebbe essere escluso da evidenze osservative, quali ad esempio l'evoluzione della densità di massa totale delle early-type in funzione del redshift. Il modello di merging gerarchico prevede che le galassie early-type che si osservano nell'universo locale, dovrebbero essere il risultato dell'aggregazione gravitazionale di strutture più piccole formatesi in epoche precedenti. Una caratteristica del modello è che l'assemblaggio della massa stellare sia indipendente dalla storia dei merging e concentrata in un'epoca precedente, quando la protogalassia aveva un disco sul quale avveniva formazione stellare. Le early-type sarebbero il risultato del merging di tali protogenitori. Attualmente si pensa che le galassie early-type più massive siano il risultato del merging di galassie ellittiche (il cosiddetto dry merging), mentre quelle meno massive potrebbero essersi formate in seguito

al merging tra sistemi a disco ed ellittiche o tra più sistemi a disco. Non è chiaro se il tasso di merging osservato possa essere sufficiente per supportare tale scenario.

Da studi sulle proprietà delle galassie passive (Cimatti, 2007, 2009) è emerso uno scenario evolutivo chiamata “downsizing”, secondo il quale l’evoluzione delle galassie è fortemente guidata dalla loro massa, con un andamento per il quale le galassie più massive si sono formate in epoche più remote e con tempi scala piccoli, e al diminuire della massa dei sistemi la loro formazione è avvenuta in tempi più vicini al presente e con tempi scala più dilatati. Nel Capitolo 4 si cercherà di dedurre se le galassie del campione selezionato, seguiranno un’evoluzione dettata dal downsizing oppure no.

Capitolo 2

Metodi

2.1 Indici spettroscopici

Gli spettri ottici delle galassie passive sono caratterizzati da una serie di prominenti righe di assorbimento, la cui origine fisica è da ricercare nella distribuzione delle età, metallicità e abbondanze relative delle popolazioni stellari costituenti. Partendo dai lavori pionieristici di Faber (1973), sono stati costruiti degli strumenti atti ad analizzare il comportamento di tali caratteristiche spettrali. Combinando tali strumenti con i modelli di popolazione stellare, si cerca di estrarre preziose informazioni sui parametri fisici delle galassie, quali l'età media delle popolazioni stellari, la metallicità e persino l'abbondanza relativa degli elementi α , e conseguentemente, essi permettono di ricostruire la storia di formazione stellare delle galassie passive (Worthey et al., 1992).

La maggior parte degli autori esprime l'intensità delle righe in assorbimento in termini di "indici", definiti sulla base del concetto di larghezza equivalente

$$W_\lambda(\text{\AA}) = \int_{\text{riga}} \left(1 - \frac{S(\lambda)}{C(\lambda)} \right) d\lambda, \quad (2.1)$$

dove $S(\lambda)$ è il flusso per unità di lunghezza d'onda della regione spettrale interessata dalla riga considerata e $C(\lambda)$ è il continuo locale, ottenuto mediante interpolazione lineare dei flussi medi dei continui di due regioni spettrali adiacenti¹. La scelta delle due regioni laterali è indirizzata da tre criteri: è necessario che risiedano vicino alla riga, siano in regioni di minor assorbimento

¹La banda laterale alla sinistra della banda centrale, che si trova a lunghezze d'onda più corte, viene chiamata "banda laterale blu" o più semplicemente "banda blu"; quella alla destra della banda centrale viene chiamata "banda laterale rossa" o "banda rossa", per motivazioni analoghe.

rispetto alla regione dell'indice e siano relativamente insensibili all'allargamento dovuto alla dispersione di velocità delle stelle (Faber et al., 1985). L'equazione 2.1 è utilizzata per le righe dovute a transizioni elettroniche negli atomi e si parla di *indici atomici*; poiché nello spettro delle galassie passive sono presenti anche delle bande molecolari, per esse l'intensità è espressa in magnitudini utilizzando la definizione di *indice molecolare*

$$I_\lambda(\text{mag}) = -2.5 \log_{10} \left(1 - \frac{W_\lambda(\text{\AA})}{\Delta\lambda} \right). \quad (2.2)$$

2.2 Sistema di Lick

Il sistema di indici più utilizzato è quello ideato all'osservatorio di Lick (Burstein et al., 1984; Faber et al., 1985; Worthey et al., 1994). È ottimizzato per lo studio degli spettri delle galassie massive, che mostrano righe significativamente allargate a causa dei moti casuali delle stelle. La necessità di avere indici definiti con una banda centrale larga (che può arrivare a 50 Å), ha il vantaggio di aumentare il rapporto segnale-rumore ed ottenere misure relativamente robuste (Thomas et al., 2011). Dal 1984 ad oggi il sistema di Lick è stato più volte aggiornato, e attualmente comprende 25 indici nella regione spettrale 4000 - 6400 Å (Trager et al., 1998; Worthey and Ottaviani, 1997), le cui definizioni sono riportate nella Tabella 2.1 a fronte.

In Worthey et al. (2014) viene presentata la lista più completa di indici di Lick, denominata "sistema LickX" e comprende anche indici di righe spettroscopiche al di fuori del range 4000 - 6400 Å. In Figura 2.1 è mostrato uno spettro galattico studiato da Onodera et al. (2014), nel quale sono evidenziate le regioni che interessano gli indici di Lick, nel range di lunghezze d'onda a riposo tra ~ 4000 e 5500 Å.

Per ogni indice si determina il pseudocontinuo locale per interpolazione lineare tra i punti medi del flusso medio delle due bande laterali

$$C(\lambda) = S_b \frac{\lambda_r - \lambda}{\lambda_r - \lambda_b} + S_r \frac{\lambda - \lambda_b}{\lambda_r - \lambda_b}, \quad (2.3)$$

dove S_b e S_r rappresentano il flusso medio nella regione delle bande laterali

$$S_b = \frac{\int_{\lambda_{b1}}^{\lambda_{b2}} S(\lambda) d\lambda}{\lambda_{b2} - \lambda_{b1}}, \quad S_r = \frac{\int_{\lambda_{r1}}^{\lambda_{r2}} S(\lambda) d\lambda}{\lambda_{r2} - \lambda_{r1}}, \quad (2.4)$$

e dove

$$\lambda_b = \frac{\lambda_{b1} + \lambda_{b2}}{2}, \quad \lambda_r = \frac{\lambda_{r1} + \lambda_{r2}}{2}, \quad (2.5)$$

Tabella 2.1: Indici di Lick nella versione definitiva, rivisitata da Trager et al. (1998); sono incluse le definizioni di $H\delta_A$, $H\delta_F$, $H\gamma_A$ e $H\gamma_F$ di Worthey and Ottaviani (1997)

indice	banda centrale	pseudocontinuo	pseudocontinuo	unità
	(Å)	blu (Å)	rosso (Å)	
$H\delta_A$	4083.500 - 4122.250	4041.600 - 4079.750	4128.500 - 4161.000	Å
$H\delta_F$	4091.000 - 4112.250	4057.250 - 4088.500	4114.750 - 4137.250	Å
CN ₁	4142.125 - 4177.125	4080.125 - 4117.625	4244.125 - 4284.125	mag
CN ₂	4142.125 - 4177.125	4083.875 - 4096.375	4244.125 - 4284.125	mag
Ca4227	4222.250 - 4234.750	4211.000 - 4219.750	4241.000 - 4251.000	Å
G4300	4281.375 - 4316.375	4266.375 - 4282.625	4318.875 - 4335.125	Å
$H\gamma_A$	4319.750 - 4363.500	4283.500 - 4319.750	4367.250 - 4419.750	Å
$H\gamma_F$	4331.250 - 4352.250	4283.500 - 4319.750	4354.750 - 4384.750	Å
Fe4383	4369.125 - 4420.375	4359.125 - 4370.375	4442.875 - 4455.375	Å
Ca4455	4452.125 - 4474.625	4445.875 - 4454.625	4477.125 - 4492.125	Å
Fe4531	4514.250 - 4559.250	4504.250 - 4514.250	4560.500 - 4579.250	Å
C ₂ 4668	4634.000 - 4720.250	4611.500 - 4630.250	4742.750 - 4756.500	Å
$H\beta$	4847.875 - 4876.625	4827.875 - 4847.875	4876.625 - 4891.625	Å
Fe5015	4977.750 - 5054.000	4946.500 - 4977.750	5054.000 - 5065.250	Å
Mg ₁	5069.125 - 5134.125	4895.125 - 4957.625	5301.125 - 5366.125	mag
Mg ₂	5154.125 - 5196.625	4895.125 - 4957.625	5301.125 - 5366.125	mag
Mg b	5160.125 - 5192.625	5142.625 - 5161.375	5191.375 - 5206.375	Å
Fe5270	5245.650 - 5285.650	5233.150 - 5248.150	5285.650 - 5318.150	Å
Fe5335	5312.125 - 5352.125	5304.625 - 5315.875	5353.375 - 5363.375	Å
Fe5406	5387.500 - 5415.000	5376.250 - 5387.500	5415.000 - 5425.000	Å
Fe5709	5696.625 - 5720.375	5672.875 - 5696.625	5722.875 - 5736.625	Å
Fe5782	5776.625 - 5796.625	5765.375 - 5775.375	5797.875 - 5811.625	Å
NaD	5876.875 - 5909.375	5860.625 - 5875.625	5922.125 - 5948.125	Å
TiO ₁	5936.625 - 5994.125	5816.625 - 5849.125	6038.625 - 6103.625	mag
TiO ₂	6189.625 - 6272.125	6066.625 - 6141.625	6372.625 - 6415.125	mag

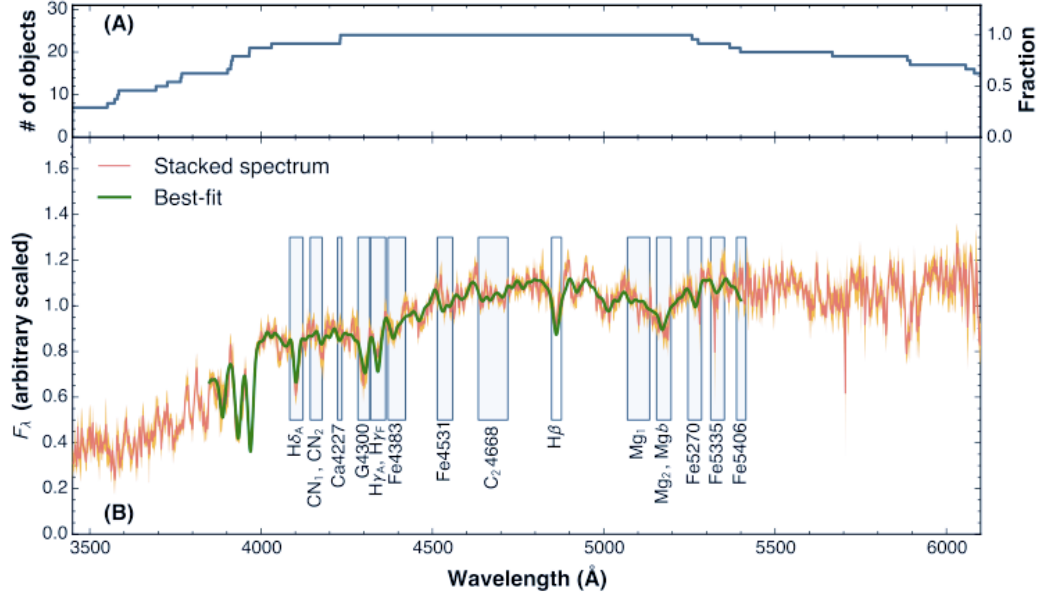


Figura 2.1: Spettro composto di 24 galassie passive, studiato da Onodera et al. (2014). Sono evidenziate le regioni che interessano gli indici di Lick, nel range di lunghezze d'onda a riposo tra ~ 4000 e 5500 \AA .

nelle quali λ_{b_1} , λ_{b_2} , λ_{r_1} e λ_{r_2} sono i limiti delle due bande laterali.

Seguendo la notazione di Worthey et al. (1994), gli indici atomici del sistema di Lick, sono definiti come segue

$$I_{EW}(\text{\AA}) = \int_{\lambda_{c_1}}^{\lambda_{c_2}} \left(1 - \frac{S(\lambda)}{C(\lambda)} \right) d\lambda, \quad (2.6)$$

mentre la definizione degli indici molecolari è

$$I_m(\text{mag}) = -2.5 \log_{10} \frac{\int_{\lambda_{c_1}}^{\lambda_{c_2}} \frac{S(\lambda)}{C(\lambda)} d\lambda}{\lambda_{c_2} - \lambda_{c_1}}, \quad (2.7)$$

nelle quali le costanti λ_{c_1} e λ_{c_2} rappresentano i limiti della banda centrale (in \AA). In Figura 2.2 è mostrato un riepilogo grafico delle operazioni compiute per misurare un indice di Lick su uno spettro. L'indice proposto è la $H\beta$ e nella fattispecie viene misurato su una SED sintetica di Bruzual and Charlot (2003). L'ingrandimento concentra l'attenzione sulla regione di interesse dell'indice $H\beta$ e si possono osservare il profilo della riga in assorbimento, le bande laterali in blu e in rosso coi rispettivi livelli medi del flusso, il segmento del pseudocontinuo in colore ciano, e l'intensità dell'indice rappresentata dall'area colorata in verde.

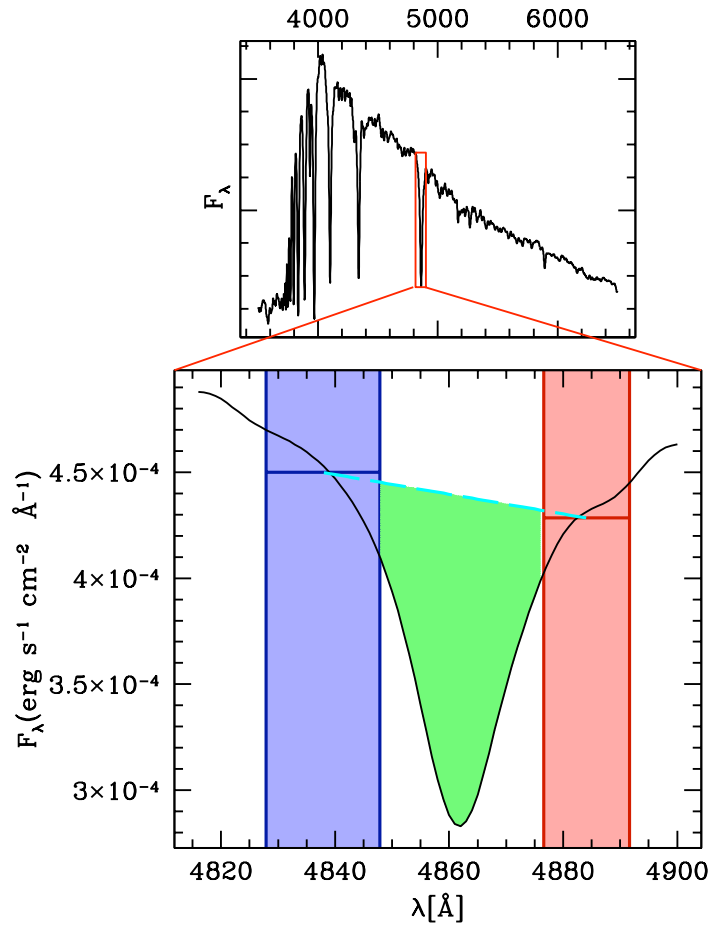


Figura 2.2: Schema grafico della misura di un indice atomico di una SED di Bruzual and Charlot (2003) appartenente ad una popolazione stellare sintetica di 0.5 Gyr di età e metallicità solare. L'ingrandimento è concentrato nella regione di interesse dell'indice H β e si possono vedere la banda laterale blu e quella rossa coi rispettivi flussi medi evidenziati, il pseudocontinuo (Eq. 2.3). L'area in verde rappresenta l'intensità dell'indice H β della SED in esame.

2.2.1 Degenerazione età-metallicità

I parametri che definiscono la popolazione stellare di una galassia non sono, tuttavia, scorrelati, ed una variazione in età può essere compensata da una variazione in metallicità tale da produrre spettri simili per combinazioni di parametri differenti. Questo porta ad una degenerazione nella determinazione di tali parametri e Worthey (1994) ha stimato che la variazione sugli spettri ottici e infrarossi dovuta ad una diminuzione di metallicità di un fattore 2, può essere compensata da un aumento dell'età di un fattore 3 (vedi Figura 2.3). Sfruttando i modelli di popolazione stellare è possibile usare

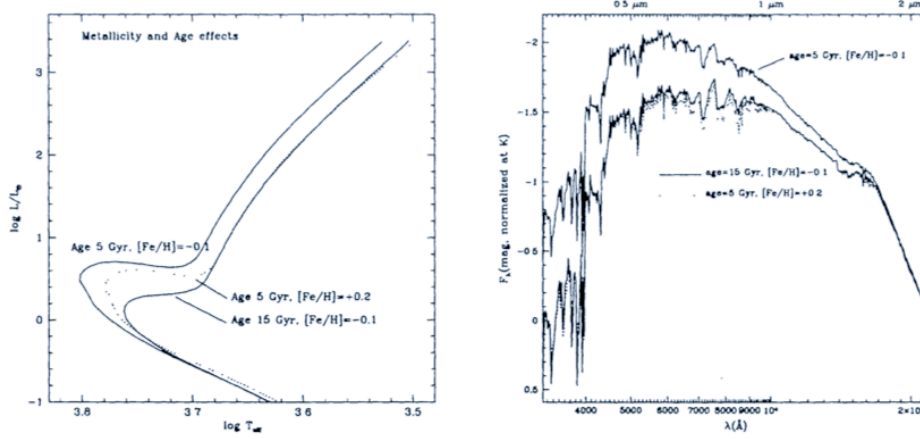


Figura 2.3: Effetto della degenerazione 2/3 sugli spettri di una popolazione stellare non risolta (Worthey, 1999): come riferimento si consideri un'isocrona di una popolazione stellare di 5 Gyr e $[Fe/H] = -0.1$; un'isocrona di 15 Gyr e $[Fe/H] = -0.1$ (stessa metallicità ed età tripla rispetto alla popolazione di riferimento), ed un'isocrona di 5 Gyr e $[Fe/H] = +0.2$ (metallicità doppia e stessa età della popolazione di riferimento), avranno spettri quasi indistinguibili.

un metodo diagnostico per rompere la degenerazione, studiando il diverso comportamento delle righe spettrali in risposta ad una variazione separata di età e metallicità. La variazione ΔI di un indice, può essere attribuita o ad una variazione ΔZ di pura metallicità, oppure ad una variazione Δage di pura età e si può costruire un *parametro di sensibilità* ζ , definito come il rapporto tra la variazione percentuale in età e la variazione percentuale in metallicità che inducono la stessa variazione sull'indice (Worthey, 1994), assumendo come "punto zero" i valori degli indici di una popolazione di metallicità solare e di

12 Gyr di età

$$\zeta = \left(\frac{\Delta \text{age}/\text{age}}{\Delta Z/Z} \right)_I. \quad (2.8)$$

Valori piccoli del parametro di sensibilità ($\zeta < 1$) indicano che l'indice considerato non risente significativamente della variazione di metallicità, e può conseguentemente essere utilizzato come indicatore di età; indici con valori elevati ($\zeta > 2$), sono poco sensibili alla variazione di età e sono potenzialmente buoni misuratori di metallicità. In Tabella 2.2 sono riportati i valori del parametro ζ per ogni indice di Lick.

Tabella 2.2: Parametro di sensibilità $(\delta \log \text{age}/\delta \log Z)_I$ degli indici del sistema di Lick. Worthey (1994) e Worthey and Ottaviani (1997).

indice	$\zeta \lesssim 1$	indice	$\zeta \gtrsim 2$	indice	$1 \lesssim \zeta \lesssim 2$
H δ_F	0.9	CN ₂	2.1	H δ_A	1.1
G4300	1.0	Ca4455	2.0	CN ₁	1.9
H γ_A	1.0	C ₂ 4668	4.9	Ca4227	1.5
H γ_F	0.8	Fe5015	4.0	Fe4383	1.9
H β	0.6	Fe5270	2.3	Fe4531	1.9
		Fe5335	2.8	Mg ₁	1.8
		Fe5406	2.5	Mg ₂	1.8
		Fe5709	6.5	Mg b	1.7
		Fe5782	5.1	TiO ₁	1.5
		NaD	2.1		
		TiO ₂	2.5		

Segue una descrizione dettagliata dei vari indici di Lick e della loro calibrazione, ottenuta misurando gli indici del modello su spettri di ammassi globulari ad alta risoluzione (Puzia et al., 2002; Schiavon et al., 2005), come descritto in Thomas et al. (2003):

$H\delta_A$, $H\delta_F$: Indici introdotti in Worthey and Ottaviani (1997) per misurare l'intensità della riga di Balmer $H\delta$. La differenza tra l'indice col pedice "A" e quello col pedice "F" è nella definizione della banda centrale: stretta per $H\delta_F$ ($\sim 20 \text{ \AA}$), importante per le popolazioni stellari ricche di stelle di tipo F, e larga per $H\delta_A$ ($\sim 40 \text{ \AA}$), per spettri di popolazioni dominate da stelle di tipo A. $H\delta_F$ ha un parametro di sensibilità ζ minore rispetto a quello di $H\delta_A$, ma entrambi possono essere annoverati tra gli indici estimatori di età.

CN_1 , CN_2 : entrambi gli indici misurano l'intensità della banda CN $\lambda 4150$ e differiscono per la definizione del pseudocontinuo blu che, nel caso del CN_2 esclude la $H\delta$, rendendolo più idoneo quando si studiano popolazioni stellari con stelle calde. Entrambi gli indici rispondono positivamente a variazioni di α/Fe e sono molto sensibili alle abbondanze di carbonio e azoto (Tripicco and Bell, 1995).

Ca4227: tale indice è dominato dalla riga Ca I $\lambda 4227$, ed è l'unico indice, oltre ai CN_1 e CN_2 , ad essere considerevolmente sensibile alle variazioni di abbondanza di carbonio e azoto (Thomas et al., 2003).

G4300: l'indice misura l'intensità della G band ed è sensibile alle abbondanze di carbonio e ossigeno e leggermente anche all'abbondanza di ferro (Tripicco and Bell, 1995). Ha un parametro di sensibilità $\zeta = 1$, che lo renderebbe idoneo come indicatore di età, però la calibrazione dei modelli con gli spettri degli ammassi globulari non è del tutto soddisfacente (Thomas et al., 2003).

$H\gamma_A$, $H\gamma_F$: situazione identica a quella degli indici $H\delta_A$ e $H\delta_F$.

Fe4383: è un indice molto sensibile all'abbondanza di Fe e al rapporto $[\alpha/Fe]$. È un indice ben calibrato dai modelli e potrebbe essere un buon candidato per stimare la metallicità di una popolazione stellare, nella regione blu dello spettro (Thomas et al., 2003).

Ca4455: nonostante il nome, tale indice è insensibile all'abbondanza del Ca (Tripicco and Bell, 1995), mentre è dominato dai contributi del Fe e del Cr. Purtroppo non può essere annoverato tra gli indicatori di abbondanze in quanto non c'è corrispondenza tra gli spettri di ammassi globulari galattici e modelli (Maraston et al., 2003).

C₂4668: in Worthey et al. (1994) fu battezzato come Fe4668, ma è stato rinominato in quanto è maggiormente sensibile all'abbondanza di carbonio (Tripicco and Bell, 1995). Nonostante l'alto valore del parametro di sensibilità, che lo renderebbe un candidato ideale per rompere la degenerazione età-metallicità, permangono importanti incongruenze tra dati osservativi e modelli, che provocano inconsistenza con risultati sulle abbondanze ottenuti con indici ben calibrati come Mg₁, CN₁ e CN₂.

H β : misura l'intensità della riga di Balmer H β ed è l'indice col valore del parametro di sensibilità minore ($\zeta = 0.6$), conseguentemente è il candidato ideale per la determinazione dell'età delle popolazioni stellari.

Mg₁, Mg₂, Mg b: Tutti e tre gli indici rispondono similmente alla variazione del rapporto $[\alpha/Fe]$ ed in particolare l'indice Mg b è impiegato in combinazione con altri indici per la determinazione della metallicità, come si vedrà successivamente.

Fe5270, Fe5335: entrambi gli indici sono ben calibrati e per tale motivo sono i classici indicatori per l'abbondanza del Fe.

Fe5015, Fe4531, Fe5406, Fe5709, Fe5782: combinazioni di gruppi di righe di metalli, dominate dagli elementi del picco del ferro. Tali indici hanno valori del parametro di sensibilità elevati, però sono spesso mal calibrati, o possono essere contaminati da righe in emissione come nel caso dell'indice Fe5015, nella cui banda centrale è presente un contributo dell'[O III].

NaD: tale indice misura l'intensità dell'assorbimento del doppietto del sodio a $\lambda = 5889.95 \text{ \AA}$ e $\lambda = 5895.92 \text{ \AA}$. I valori ottenuti dai modelli sono sensibilmente inferiori a quelli dei dati osservativi e occorrerebbe un'irreale sensibilità dell'indice al rapporto $[\alpha/Fe]$ affinché i risultati possano essere comparabili. Come suggerito da Thomas et al. (2003), è altamente probabile che la forte intensità dell'indice sia attribuibile all'assorbimento del Na nel mezzo interstellare del disco galattico, rendendo inutilizzabile tale indice per l'analisi spettrale delle popolazioni stellari.

TiO₁, TiO₂: tali indici misurano l'intensità delle bande in assorbimento del TiO tra $\lambda \sim 5900$ e $\lambda \sim 6200 \text{ \AA}$. Entrambi gli indici sono scarsamente calibrati e ciò compromette la loro capacità diagnostica.

2.2.2 L' “ α -enhancement” e gli indici misti

Confrontando le misure degli indici di galassie passive con i modelli di popolazioni stellari, emerge un andamento sistematico nel quale gli indici Mg b e Mg₂ correlano con popolazioni stellari di metallicità maggiore (ed età minore) rispetto ai genuini indici di metallicità Fe5270 e Fe5335. La spiegazione più ragionevole è che le popolazioni stellari nelle galassie ellittiche abbiano un maggiore rapporto Mg/Fe (o rapporto α /Fe, se il magnesio è considerato come rappresentativo di tutti gli elementi α), rispetto al valore solare, usato per costruire i classici modelli di popolazione stellare. Per fare luce sul problema, Maraston et al. (2003) hanno comparato gli indici di Lick di un modello di popolazione stellare semplice (SSP) con dati di ammassi globulari di metallicità super-solare del bulge, le cui età e abbondanze dei singoli elementi sono conosciute attraverso studi spettroscopici stellari ad alta risoluzione (Puzia et al., 2002). Hanno trovato che tali ammassi globulari mostrano le stesse caratteristiche spettrali delle galassie passive, i loro indici Mg b sono più forti di quelli predetti da modelli SSP di un dato valore degli indici Fe5270 e Fe5335. Nel tentativo di ricavare un indice spettroscopico che fungesse come tracciante della metallicità totale e fosse indipendente dal rapporto $[\alpha/\text{Fe}]$, González (1993) definì un nuovo indice $[\text{MgFe}]$, come combinazione degli indici Mg b, Fe5270 e Fe5335

$$[\text{MgFe}] = \sqrt{\text{Mg}_b \times \langle \text{Fe} \rangle}, \quad (2.9)$$

con

$$\langle \text{Fe} \rangle = \frac{1}{2} (\text{Fe}5270 + \text{Fe}5335). \quad (2.10)$$

In Figura 2.4 sono mostrati gli andamenti degli indici di Lick Mg_b e $\langle \text{Fe} \rangle$ in funzione del rapporto $[\alpha/\text{Fe}]$, utilizzando modelli di SSP con età di 12 Gyr e metallicità totale solare di Thomas et al. (2003). L'andamento dell'indice $[\text{MgFe}]$ è rappresentato da una linea tratteggiata. L'indice conserva una leggera dipendenza dal rapporto $[\alpha/\text{Fe}]$ e per questo motivo Thomas et al. (2003) hanno modificato la definizione di $[\text{MgFe}]$ data dall'Equazione 2.9, ottenendo un nuovo indice misto, definito come

$$[\text{MgFe}]' = \sqrt{\text{Mg}_b(0.72 \times \text{Fe}5270 + 0.28 \times \text{Fe}5335)}, \quad (2.11)$$

che risulta essere completamente indipendente dal rapporto $[\alpha/\text{Fe}]$ (si veda Figura 2.4), e rappresenta un tracciante eccellente della metallicità totale delle popolazioni stellari.

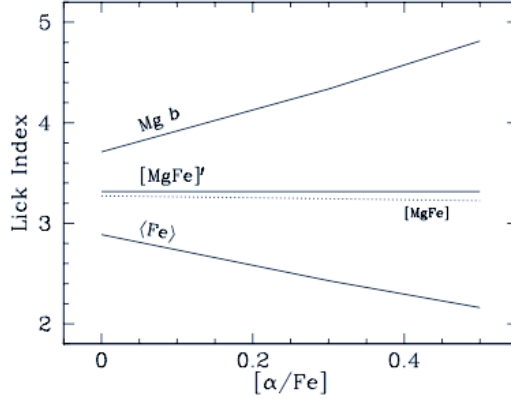


Figura 2.4: Indici di Lick in funzione del rapporto α/Fe , per un modello di SSP di 12 Gyr e metallicità totale solare (Thomas et al., 2003). Insieme all'andamento dell'indice Mg_b e della media $\langle Fe \rangle$ degli indici Fe5270 e Fe5335, sono mostrati anche gli andamenti dell'indice $[\text{MgFe}]$ (linea tratteggiata) e dell'indice $[\text{MgFe}]'$.

2.2.3 Il D4000

Gli spettri delle galassie passive presentano alcune discontinuità nell'andamento del flusso continuo, la più interessante delle quali è situata a $\lambda \sim 4000 \text{ \AA}$. A lunghezze d'onda più corte di 4000 \AA si verifica un repentino aumento di opacità nelle fotosfere di stelle più fredde delle G0. Tale incremento è dovuto non solo alle prominenti righe di Fraunhofer H e K del Ca II (situate rispettivamente a $\lambda = 3968.47 \text{ \AA}$ e $\lambda = 3933.68 \text{ \AA}$), ma ad una varietà di assorbimenti di elementi più pesanti dell'elio che si trovano in diversi stati di ionizzazione (Hamilton, 1985; Gorgas et al., 1999). L'ampiezza di questa caratteristica spettrale viene misurata come il rapporto tra i flussi medi (in frequenza) di due regioni spettrali contigue

$$\text{D4000} = \frac{F_{\text{red}}}{F_{\text{blu}}} = \frac{(\lambda_{b_2} - \lambda_{b_1}) \int_{\lambda_{r_1}}^{\lambda_{r_1}} S(\nu) d\lambda}{(\lambda_{r_2} - \lambda_{r_1}) \int_{\lambda_{b_1}}^{\lambda_{b_1}} S(\nu) d\lambda}. \quad (2.12)$$

In letteratura si trovano due definizioni del D4000, una classica di Bruzual A. (1983), che utilizza due bande laterali larghe e una rivisitata da Balogh et al. (1999), le cui bande laterali sono più strette, in modo che l'ampiezza misurata risulti meno dipendente dall'estinzione della polvere. Per differenziare le due definizioni, quest'ultima viene indicata come D_n4000 . In Tabella 2.3 sono riportate le bande laterali delle due differenti definizioni del D4000.

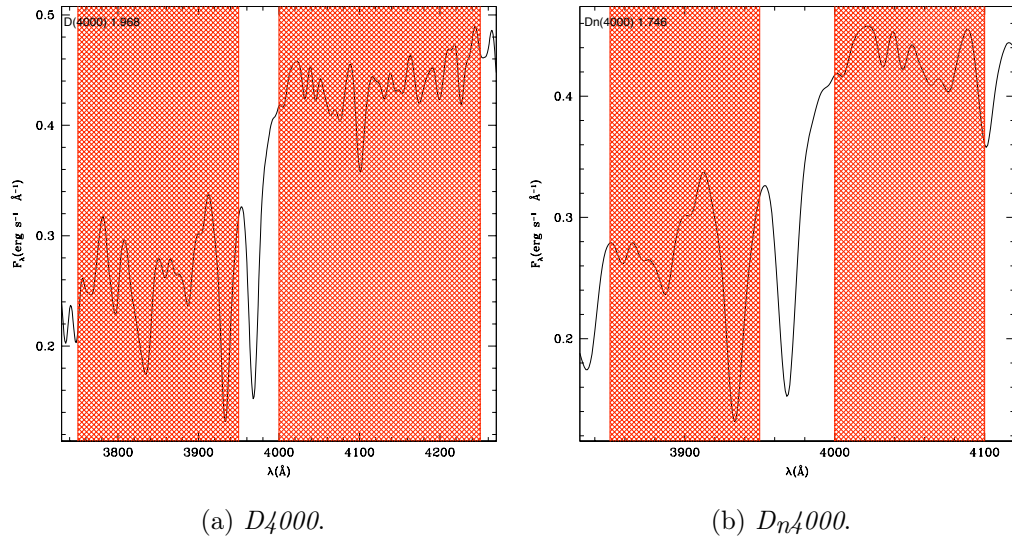


Figura 2.5: regioni spettrali di interesse del D4000 e del D_n4000 , nelle quali sono evidenziate in rosso le due bande laterali contigue alla discontinuità sulle quali vengono misurata la discontinuità.

Tabella 2.3: Definizioni delle bande laterali per la discontinuità dello spettro a 4000 Å. (Bruzual A., 1983; Balogh et al., 1999)

	banda blu	banda rossa
D4000	3750 - 3950	4050 - 4250
D_n4000	3850 - 3950	4000 - 4100

2.3 Errori sulla misura degli indici spettroscopici

La misura degli indici spettrali è uno strumento eccellente per studiare le proprietà fisiche delle popolazioni stellari ma, per ottenere un'interpretazione affidabile e accurata, è imprescindibile affiancare ad essa un'adeguata stima dell'errore. Seguendo il lavoro di Cardiel et al. (1998), al quale si rimanda per i dettagli, è possibile ricavare formule analitiche per la stima dell'errore casuale sulla misura degli indici. Partendo dalla definizione di indice atomico (Equazione 2.6), l'errore $\sigma[I_{EW}]$ è uguale all'errore sull'integrazione in λ del rapporto tra il flusso della riga e il flusso del pseudocontinuo

$$\sigma[I_{EW}] = \sigma \left[\int_{\lambda_{c1}}^{\lambda_{c2}} \frac{S(\lambda)}{C(\lambda)} d\lambda \right]. \quad (2.13)$$

Nella pratica tale integrale deve essere discretizzato

$$\sigma[I_{EW}] \simeq \sigma \left[\Theta \sum_{i=1}^{N_{\text{pixels}}} \frac{S(\lambda_i)}{C(\lambda_i)} \right], \quad (2.14)$$

dove N_{pixels} è il numero di pixels della banda centrale, con una dispersione Θ (in $\text{\AA}/\text{pixel}$). Propagando l'errore, Cardiel et al. (1998) giungono alla seguente espressione finale per gli errori nella misura degli indici atomici

$$\begin{aligned} \frac{\sigma^2[I_{EW}]}{\Theta^2} &= \sum_{i=1}^{N_{\text{pixels}}} \left[\frac{C^2(\lambda_i) \sigma^2(\lambda_i) + S^2(\lambda_i) \sigma_{C(\lambda_i)}^2}{C^4(\lambda_i)} \right] + \\ &+ \sum_{i=1}^{N_{\text{pixels}}} \sum_{j=1, j \neq i}^{N_{\text{pixels}}} \left[\frac{S(\lambda_i) S(\lambda_j)}{C^2(\lambda_i) C^2(\lambda_j)} (\Lambda_1 \sigma_{S_b}^2 + \Lambda_4 \sigma_{S_r}^2) \right] \end{aligned} \quad (2.15)$$

dove $\sigma(\lambda_i)$ è l'incertezza sul flusso del pixel i -esimo, mentre $\sigma_{C(\lambda_i)}$ è l'incertezza sullo stesso pixel derivata dalla determinazione del pseudocontinuo locale

$$\sigma_{C(\lambda_i)}^2 = \left(\frac{\lambda_r - \lambda_i}{\lambda_r - \lambda_b} \right)^2 \sigma_{S_b}^2 + \left(\frac{\lambda_i - \lambda_b}{\lambda_r - \lambda_b} \right)^2 \sigma_{S_r}^2, \quad (2.16)$$

in cui

$$\sigma_{S_b}^2 = \frac{\Theta^2}{(\lambda_{b2} - \lambda_{b1})^2} \sum_{i=1}^{N_{\text{pixels}}^b} \sigma^2(\lambda_i), \quad \sigma_{S_r}^2 = \frac{\Theta^2}{(\lambda_{r2} - \lambda_{r1})^2} \sum_{i=1}^{N_{\text{pixels}}^r} \sigma^2(\lambda_i), \quad (2.17)$$

mentre i parametri Λ_1 e Λ_4 dell'Equazione 2.15 sono così definiti

$$\Lambda_1 = \frac{(\lambda_r - \lambda_i)(\lambda_r - \lambda_j)}{(\lambda_r - \lambda_b)^2}, \quad \Lambda_4 = \frac{(\lambda_i - \lambda_b)(\lambda_j - \lambda_b)}{(\lambda_r - \lambda_b)^2}. \quad (2.18)$$

La formula analitica dell'errore sulla misura degli indici molecolari, deriva facilmente dalla definizione (Equazione 2.7) e dall'espressione ottenuta per gli indici atomici (Equazione 2.15)

$$\sigma [I_m] = 2.5 \frac{\log_{10} e}{10^{-0.4 I_m}} \frac{1}{\lambda_{c_2} - \lambda_{c_1}} \sigma [I_{EW}]. \quad (2.19)$$

L'errore compiuto sulla misura del D4000, definito nell'Eq. 2.12, è dato da

$$\sigma^2[\text{D4000}] = \frac{\mathcal{F}_r^2 \sigma_{\mathcal{F}_b}^2 + \mathcal{F}_b^2 \sigma_{\mathcal{F}_r}^2}{\mathcal{F}_b^4}, \quad (2.20)$$

dove

$$\mathcal{F}_p = \Theta \sum_{i=1}^{N_{\text{pixels}}} [\lambda_i^2 S(\lambda_i)], \quad \sigma_{\mathcal{F}_p}^2 = \Theta^2 \sum_{i=1}^{N_{\text{pixels}}} [\lambda_i^4 \sigma^2(\lambda_i)] \quad (2.21)$$

nelle quali il pedice p si riferisce indistintamente alla banda blu (b) oppure a quella rossa (r).

2.3.1 Errori in funzione del rapporto segnale-rumore

Cardiel et al. (1998) hanno dimostrato l'esistenza di una chiara correlazione tra la misura dell'errore e il rapporto segnale-rumore per Ångström (S/N)/Å dello spettro, ed hanno presentato una tecnica approssimata, che permette di ottenere semplici espressioni per la stima dell'errore sulla misura degli indici spettrali, come funzione del rapporto segnale-rumore medio per Angstrom (S/N)/Å.

Definendo $\text{SN}(\text{Å})$ come

$$\text{SN}(\text{Å}) = \frac{1}{N\sqrt{\Theta}} \sum_{i=1}^N \frac{S(\lambda_i)}{\sigma(\lambda_i)}, \quad (2.22)$$

con la sommatoria estesa a tutte le tre bande di definizione dell'indice, si ottiene la seguente espressione approssimata per la stima dell'errore casuale sulla misura degli indici atomici

$$\sigma[I_{EW}] \approx \frac{c_1 - c_2 I_{EW}}{\text{SN}(\text{Å})}, \quad (2.23)$$

dove le due costanti c_1 e c_2 sono definite come segue

$$c_1 = \Delta\lambda_c c_2 \quad (2.24)$$

$$c_2 = \sqrt{\frac{1}{\Delta\lambda_c} + \left(\frac{\lambda_r - \lambda_c}{\lambda_r - \lambda_b}\right)^2 \frac{1}{\Delta\lambda_b} + \left(\frac{\lambda_c - \lambda_b}{\lambda_r - \lambda_b}\right)^2 \frac{1}{\Delta\lambda_r}}. \quad (2.25)$$

In maniera molto simile si giunge alla formula approssimata per gli errori sugli indici molecolari

$$\sigma[I_m] \approx \frac{c_3}{\text{SN}(\text{\AA})}, \quad (2.26)$$

dove la costante c_3 è definita come

$$c_3 = 2.5 c_2 \log_{10} e. \quad (2.27)$$

Infine, con identiche considerazioni, è possibile ricavare anche una formula approssimata per stimare l'errore sul break a 4000 \AA

$$\sigma[\text{D4000}] \approx \frac{\text{D4000}}{\sqrt{200}} \sqrt{\frac{1}{\text{SN}(\text{\AA})_b^2} + \frac{1}{\text{SN}(\text{\AA})_r^2}} \quad (2.28)$$

dove $\text{SN}(\text{\AA})_b$ e $\text{SN}(\text{\AA})_r$ rappresentano la media $(\text{SN})/\text{\AA}$ nelle bande blu e rossa rispettivamente.

Capitolo 3

Relazioni indici–parametri

3.1 La griglia di modelli stellari sintetici

Per poter sfruttare appieno le potenzialità del metodo in esame come strumento di indagine delle proprietà evolutive delle galassie passive, si è rivelato necessario studiare propedeuticamente l'andamento della misura degli indici di Lick in funzione dei parametri fisici di CSP sintetiche (età, arricchimento chimico, storia di formazione stellare (SFH), dispersione di velocità radiale delle stelle). I modelli di popolazione stellare quali quelli di Bruzual and Charlot (2003) (BC03) e Maraston and Strömbäck (2011) (MaStro), offrono la possibilità di generare griglie di SED sintetiche con combinazioni diverse di parametri fisici.

Per questo lavoro preliminare è stato usato il software GALAXEV (Bruzual and Charlot, 2003), coi modelli di BC03, per costruire una griglia principale di 504 SED, ottenute fissando la dispersione di velocità a 250 km/s, valore tipico delle strutture esaminate per il lavoro di questa tesi (vedi Cap. 4), e combinando insieme i seguenti parametri:

- **Età:** per indagare l'evoluzione su un ampio arco temporale, che vada da popolazioni giovani a popolazioni vecchie, l'intervallo di età adoperato copre i valori $t[\text{Gyr}] = \{0.1 - 0.5 - 1.0 - 3.0 - 5.0 - 7.0 - 10.0\}$;
- **Metallicità** La metallicità delle galassie massive che evolvono passivamente non si discosta eccessivamente dal valore solare¹. Ad esempio, un campione di ETGs studiato da Gallazzi et al. (2006), presenta una distribuzione in metallicità che si estende da 0.4 sino a $2 Z_{\odot}$, con un picco intorno a $Z/Z_{\odot} = 1.6$. Per tale motivo l'analisi è concentrata su

¹Assunto come valore della metallicità solare $Z_{\odot} = 0.02$.

popolazioni stellari con tre diversi valori di metallicità: $Z/Z_{\odot} = \{0.4 - 1.0 - 2.5\}$;

- **Storia di Formazione Stellare:** le popolazioni stellari che evolvono passivamente devono avere avuto una storia di formazione stellare caratterizzata da piccoli burst, compatibili con alti redshift di formazione. Per esplorare l'andamento degli indici di Lick al variare dell'epoca dei burst, è stato analizzato popolazioni stellari con SFH rappresentata funzionalmente da un esponenziale con massimo ritardato (si rimanda al paragrafo 3.3.2 nella pagina 47 per i dettagli), con parametro di e-folding $\tau_{\text{SFH}}[\text{Gyr}] = \{0.05 - 0.30 - 0.60 - 1.00\}$;
- **Risoluzione spettrale :** la risposta strumentale degrada la qualità degli spettri e conseguentemente può essere compromessa la possibilità di misurare gli indici spettroscopici. È dunque necessario prendere in considerazione una serie di spettri con differenti risoluzioni, e per il presente lavoro è stato scelto $\Gamma_{\text{FWHM}} [\text{Å}] = \{3 - 8^2 - 15 - 20 - 30\}$, che vanno dalla risoluzione migliore dei modelli BC03 (risoluzione spettrale STELIB atlas (Bruzual and Charlot, 2003)), tipica degli spettri della SDSS, sino alle risoluzioni raggiungibili in spettri di tipo Euclid.

Dopo aver ricampionato le SED sintetiche al millesimo di Å (come da definizione del sistema Lick/IDS), sono stati misurati gli indici di Lick e analizzato l'andamento in funzione dei diversi parametri fisici. Di seguito espongo i risultati di tale analisi preliminare.

3.2 Dipendenza degli indici di Lick dall'età

Per lo studio sull'evoluzione degli indici in funzione dell'età, l'analisi è stata concentrata su una popolazione stellare di metallicità $Z/Z_{\odot} = 1.0$ e $\tau_{\text{SFH}} = 0.05$ Gyr, considerabile l'approssimazione di una galassia in evoluzione passiva che abbia completato la propria formazione stellare, caratterizzata da un unico evento di breve durata. Inoltre, sono state selezionate le misure relative agli spettri di risoluzione spettrale di 3 Å, rimandando ad un paragrafo separato lo studio sulla dipendenza dalla risoluzione dello spettro.

La Figura 3.1 mostra l'evoluzione spettrale in funzione dell'età, da 100 Myr sino a 10 Gyr. Nell'arco di tempo precedente ai 100 Myr (non rappresentato nella griglia principale costruita per questo lavoro), lo spettro evolve rapidamente: nei primi istanti di vita della popolazione stellare il continuo dello spettro è fortemente dominato dalla radiazione UV delle stelle super-massive

²Risoluzione spettrale del Lick/IDS system.

in sequenza principale, le quali però hanno un periodo di vita inferiore a 10 Myr e giungono rapidamente nelle fasi di post-sequenza; divenendo supergiganti rosse (RSG), provocano un incremento notevole del flusso nella parte rossa e IR dello spettro galattico e un abbattimento progressivo del flusso nella regione ultravioletta. In una popolazione stellare di 100 Myr, tutte le stelle con massa maggiore di $4 M_{\odot}$ hanno superato le fasi di post-sequenza principale ed hanno esaurito il loro ciclo evolutivo. Il punto di turn-off della sequenza principale è dominato dalle stelle di tipo A e conseguentemente nello spettro le righe più prominenti sono quelle della serie di Balmer. Tra 100 Myr e 1 Gyr la luminosità bolometrica è dominata dalle stelle in fase di TP-AGB e la parte rossa dello spettro ottico non subisce importanti variazioni; invece la parte ultravioletta è sempre più debole ed inizia ad essere ben visibile il salto a 4000 \AA , generato dalle righe in assorbimento di diversi metalli. Intorno ad 1 Gyr il contributo delle stelle in fase di TP-AGB raggiunge il suo massimo e iniziano a comparire le bande molecolari in assorbimento. Dopodiché lo spettro evolve lentamente, conservando la forma del continuo e diminuendo progressivamente la luminosità bolometrica. Le righe di Balmer tendono ad indebolirsi e le righe più prominenti sono dovute agli assorbimenti metallici, principalmente del magnesio e del gruppo del ferro.

Le misure degli indici di Lick relative alle diverse età della popolazione stellare in esame, sono riportate in Tabella 3.1. In Figura 3.2 sono evidenziate graficamente le intensità degli indici di Lick nelle PS di età giovane ed intermedia (da 0.1 Gyr a 3 Gyr). Per ogni età, in rosso sono marcati i cinque indici più forti, che risultano essere i migliori candidati per essere misurabili da redshift intermedio-basso (ad esempio nelle surveys SDSS e BOSS, $0 < z < 0.5$), fino a redshift alti, come ad esempio quelli attesi dalla missione Euclid ($z \sim 1.5 - 2$). In Figura 3.3 sono mostrate le intensità degli indici nelle PS di età maggiore (da 5 a 10 Gyr) e anche in questo caso sono marcati in rosso i cinque indici più forti. Ciò che appare nettamente evidente è la preponderanza degli indici di Balmer nelle SED delle popolazioni di età inferiore a 3 Gyr. Ad età maggiori, contestualmente al declino delle righe dell'idrogeno, iniziano a rafforzarsi le righe metalliche, con la dominanza dell'indice C_{24668} , che per età maggiori di 3 Gyr misura più di 5 \AA . Nella Tabella 3.2 è riportato il ranking dei cinque indici principali per ciascuna età e relative misure. Dall'analisi è emerso un trend ben preciso

età giovani: per età sino ad 1 Gyr l'indice $H\delta_A$ domina su tutti con larghezze equivalenti superiori a 6 \AA , seguito dagli altri indici della serie di Balmer $H\delta_F$, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$ e $H\beta$;

età intermedie: tra 1 Gyr e 3 Gyr avviene un repentino cambio di tendenza in cui gli indici di Balmer lasciano progressivamente le prime

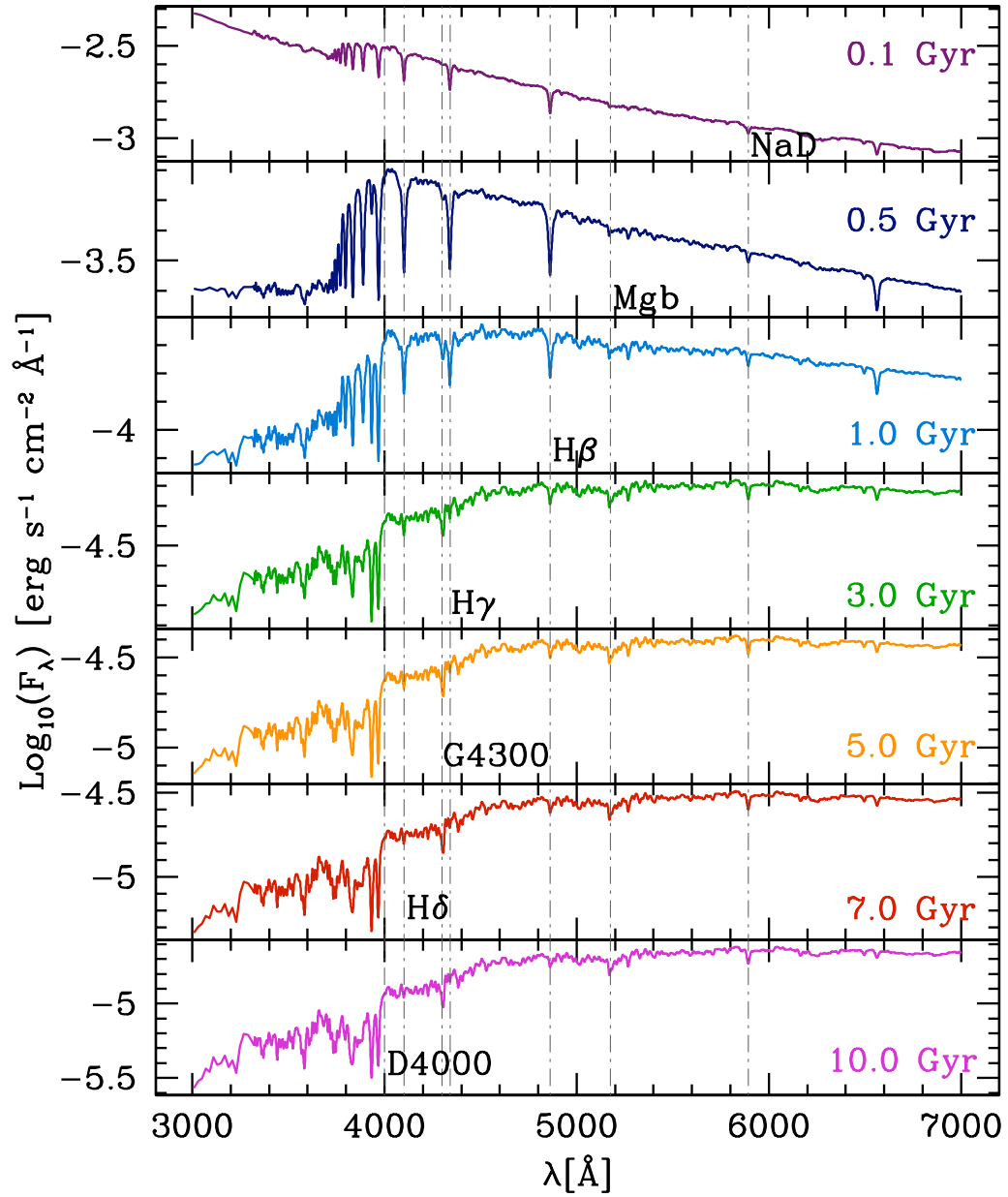


Figura 3.1: Evoluzione spettrale di una popolazione stellare di metallicità solare, da 100 Myr a 10 Gyr. Le SED sintetiche sono ottenute dai modelli di BC03.

Tabella 3.1: Misure degli indici di Lick in funzione dell'età delle popolazioni stellari di metallicità solare e SFH con $\tau = 0.05$ Gyr, ottenute coi modelli di BC03.

Indice	Età [Gyr]						
	0.1	0.5	1.0	3.0	5.0	7.0	10.0
Hδ_A	5.21	10.56	6.46	0.73	-0.51	-1.12	-2.02
Hδ_F	3.81	7.33	4.51	1.46	0.86	0.60	0.20
CN1 ^(*)	-0.10	-0.21	-0.12	-0.01	0.01	0.03	0.05
CN2 ^(*)	-0.07	-0.15	-0.06	0.03	0.05	0.06	0.08
Ca4227	0.06	0.23	0.44	0.97	1.08	1.19	1.38
G4300	-0.32	-0.82	1.68	4.47	5.20	5.40	5.63
Hγ_A	3.38	8.33	3.37	-3.84	-5.47	-6.17	-7.11
Hγ_F	3.35	6.59	3.85	-0.04	-0.90	-1.27	-1.76
Fe4383	1.42	0.82	2.34	4.63	5.12	5.48	6.00
Ca4455	0.33	0.18	0.54	1.01	1.07	1.12	1.23
Fe4531	0.62	1.17	2.22	2.89	3.01	3.12	3.28
C₂4668	0.99	1.40	2.89	5.01	5.56	5.91	6.39
Hβ	3.79	6.36	4.39	2.46	2.17	2.01	1.81
Fe5015	1.55	2.45	4.10	5.05	5.23	5.39	5.64
Mg1 ^(*)	0.02	0.01	0.02	0.05	0.06	0.06	0.07
Mg2 ^(*)	0.05	0.05	0.08	0.16	0.18	0.19	0.21
Mgb	0.55	0.93	1.24	2.64	2.92	3.13	3.42
Fe5270	0.69	1.15	1.85	2.54	2.64	2.76	2.94
Fe5335	0.65	0.99	1.49	2.12	2.24	2.35	2.50
Fe5406	0.57	0.63	0.91	1.41	1.48	1.55	1.66
Fe5709	0.29	0.42	0.62	0.86	0.89	0.92	0.97
Fe5782	0.39	0.39	0.46	0.71	0.74	0.78	0.82
NaD	1.43	1.31	1.55	2.61	2.72	2.87	3.08
TiO1 ^(*)	0.03	0.02	0.02	0.04	0.04	0.04	0.04
TiO2 ^(*)	0.06	0.02	0.02	0.06	0.06	0.07	0.07
<Fe> ^(**)	0.67	1.07	1.67	2.33	2.44	2.55	2.72
[MgFe] ^(**)	0.61	1.00	1.44	2.48	2.67	2.83	3.05
[MgFe]' ^(**)	0.61	1.02	1.47	2.53	2.72	2.88	3.11

^(*)Indici molecolari [mag]; gli altri sono indici atomici [Å].

^(**)Indici misti (vedi Cap. 2)

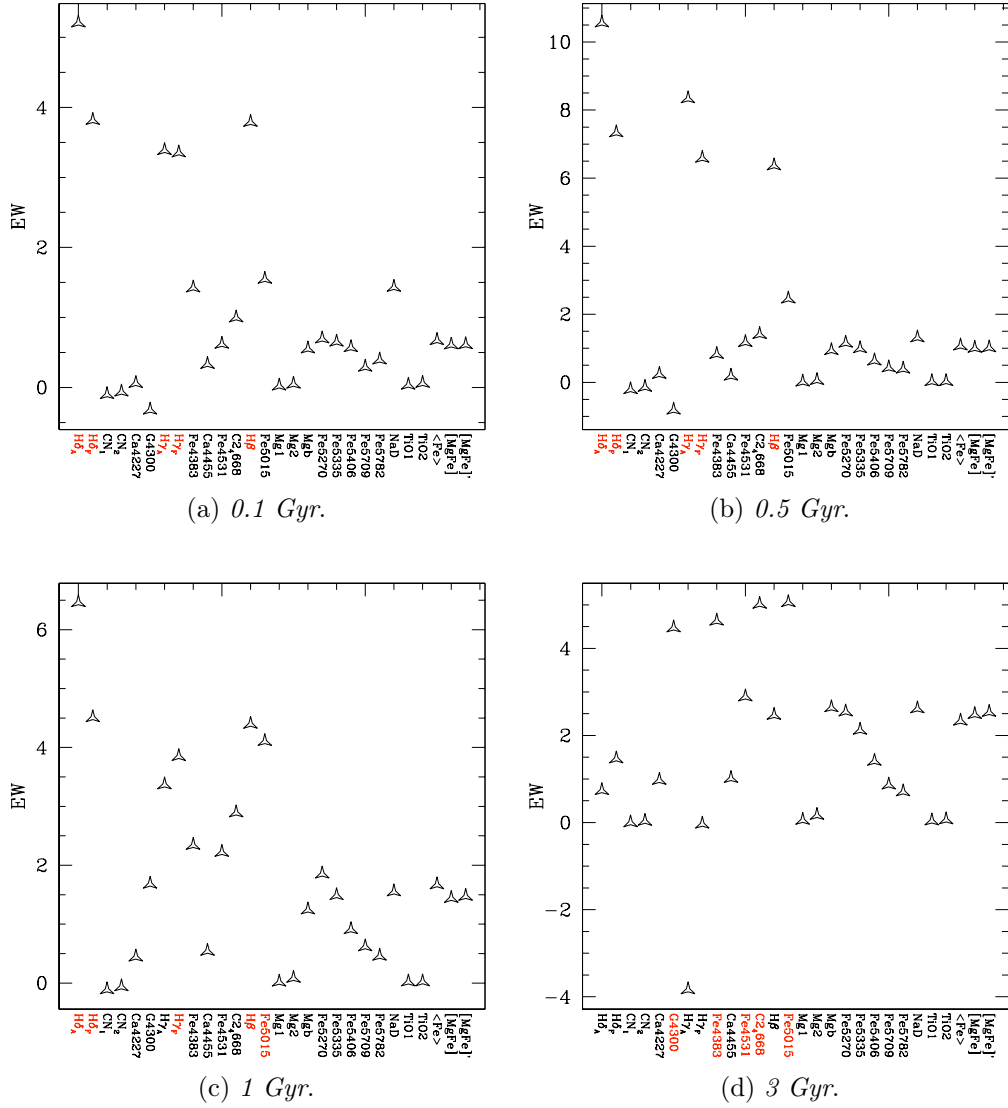


Figura 3.2: Misure degli indici delle popolazioni stellari di metallicità solare e $\tau = 0.05$ Gyr a fissata età, nei casi di popolazioni giovani e di età intermedia. In rosso sono marcati i cinque indici più forti per ciascuna età. Nelle popolazioni di 0.1 e 0.5 Gyr si osserva l'assoluta preponderanza degli indici di Balmer, con un picco di 10.560 \AA dell' $H\delta_A$ a 0.5 Gyr. Nelle popolazioni di età intermedia, 1 e 3 Gyr, si assiste ad un cambio di tendenza, con gli indici di Balmer che si indeboliscono e vengono superati in intensità da alcuni indici metallici quali il Fe5015.

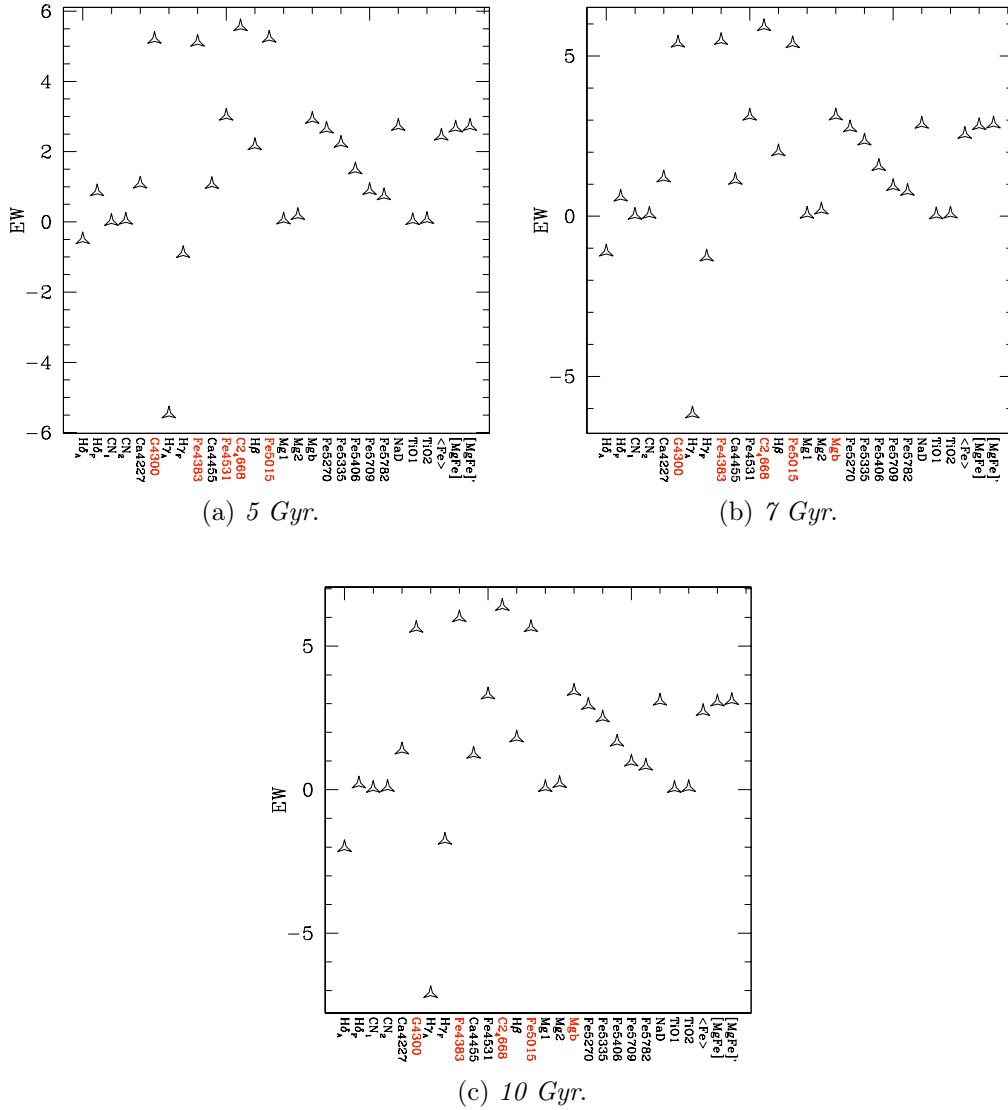


Figura 3.3: Misure degli indici delle popolazioni stellari di metallicità solare a fissata età, nei casi di popolazioni vecchie. In rosso sono marcati i cinque indici più forti per ciascuna età. Dominano gli indici metallici quali il C₂4668 e il Fe5015 e non si registrano variazioni eccessive nelle misure degli indici delle popolazioni di età compresa tra 7 e 10 Gyr.

cinque posizioni in favore di indici del gruppo del ferro quali Fe5015, Fe4383 e Fe4531, dell'indice G4300, sensibile alle abbondanze di carbonio, ossigeno e ferro, e dell'indice C₂4668, sensibile all'abbondanza di carbonio;

età vecchie: gli indici di Lick metallici diventano più forti, raggiungendo intensità dell'ordine di 6 Å e rimangono saldamente nelle prime cinque posizioni. C'è un'unica eccezione, con l'indice Mgb che per popolazioni di 7 e 10 Gyr ha un'intensità maggiore rispetto al Fe4531, anche se la differenza tra i due indici è minima, come si può vedere nei Grafici 3.3b e 3.3c e leggere nella Tabella 3.1.

Raggruppando gli indici principali delle popolazioni giovani, di età intermedia e vecchie, si ottiene un insieme di undici indici atomici, che complessivamente rappresentano gli indici che, in via del tutto teorica, sarebbero maggiormente individuabili negli spettri delle popolazioni stellari in esame. Nella Figura 3.4 mostro gli zoom delle regioni spettrali dei cinque indici di Balmer e relative misure, per la popolazione stellare di metallicità solare giovane (0.5 Gyr). Nella Figura 3.5 mostro invece gli zoom delle regioni spettrali dei sei indici metallici, che dominano gli spettri delle popolazioni di età intermedia e vecchie, nel caso di una popolazione stellare di metallicità solare e 7 Gyr di età (ad eccezione del grafico del Fe4531 che è relativo ad una popolazione di 5 Gyr).

Nella Figura 3.6 è mostrato il risultato finale dell'analisi, ovvero il grafico dell'andamento dell'intensità degli undici indici principali in funzione dell'età della popolazioni stellari di metallicità solare. Gli indici della serie di Balmer, i più forti nelle popolazioni giovani, sono rappresentati in sfumature del blu, mentre i sei indici metallici, predominanti nelle popolazioni vecchie e di età intermedia, sono rappresentati con sfumature del rosso. Graficamente emerge la dicotomia comportamentale dei due sotto-gruppi:

- gli indici di Balmer mostrano un picco pronunciato ad età ≤ 1 , dovuto alla presenza delle stelle di tipo A nel turn-off della sequenza principale, ed un brusco declino nella regione di età intermedie sino a 3 Gyr circa. Per età maggiori, l'andamento è quasi lineare per gli indici H β e H δ_F e un andamento di ordine superiore per H δ_A e H γ_F . L'indice H γ_A mostra una decrescita con pendenza praticamente verticale e per età di soli 2 Gyr diventa negativo. Una tale sensibilità alla variazione dell'età, rende gli indici del gruppo di Balmer candidati ideali come indicatori dell'età delle popolazioni stellari;
- ad un'età approssimativamente di 2 Gyr avviene la transizione tra la dominanza degli indici di Balmer e gli indici metallici. Fisicamente

Tabella 3.2: Misure dei cinque indici principali per ogni età delle popolazioni stellari di metallicità solare.

Età [Gyr]	Indici principali				
	1°	2°	3°	4°	5°
0.1	H δ_A 5.21 Å	H δ_F 3.81 Å	H β 3.79 Å	H γ_A 3.38 Å	H γ_F 3.35 Å
0.5	H δ_A 10.56 Å	H γ_A 8.33 Å	H δ_F 7.33 Å	H γ_F 6.59 Å	H β 6.36 Å
1.0	H δ_A 6.46 Å	H δ_F 4.51 Å	H β 4.39 Å	Fe5015 4.10 Å	H γ_F 3.85 Å
3.0	Fe5015 5.05 Å	C ₂ 4668 5.01 Å	Fe4383 4.63 Å	G4300 4.47 Å	Fe4531 2.89 Å
5.0	C ₂ 4668 5.56 Å	Fe5015 5.23 Å	G4300 5.20 Å	Fe4383 5.12 Å	Fe4531 3.01 Å
7.0	C ₂ 4668 5.91 Å	Fe4383 5.48 Å	G4300 5.40 Å	Fe5015 5.39 Å	Mgb 3.13 Å
10.0	C ₂ 4668 6.39 Å	Fe4383 6.00 Å	Fe5015 5.64 Å	G4300 5.63 Å	Mg _b 3.42 Å

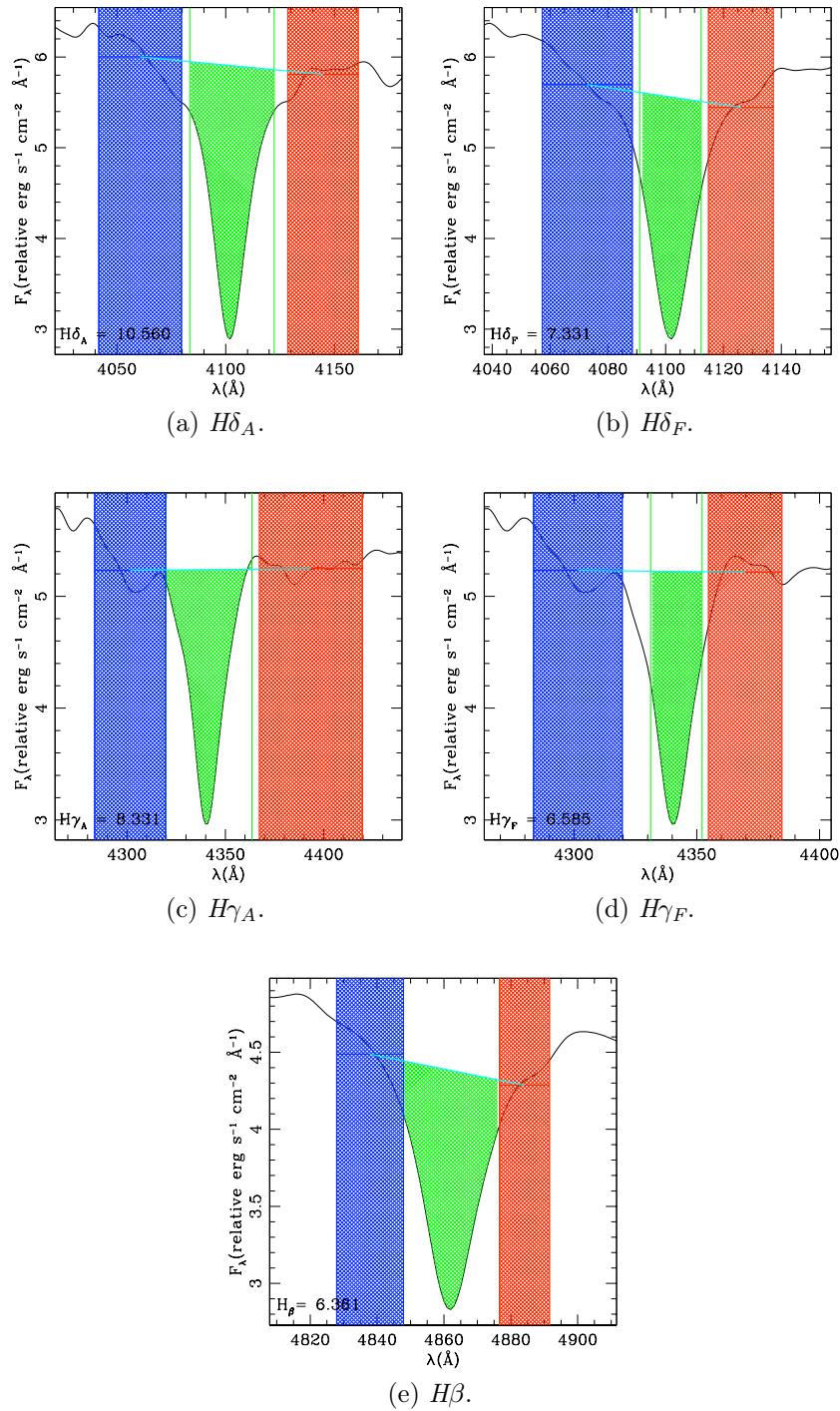


Figura 3.4: Zoom degli spettri di una popolazione stellare di 0.5 Gyr e metallicità solare, nelle regioni dei 5 indici più forti nelle popolazioni stellari giovani. Gli indici sono i cinque indici della serie di Balmer $H\delta_A$, $H\delta_F$, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$ e $H\beta$.

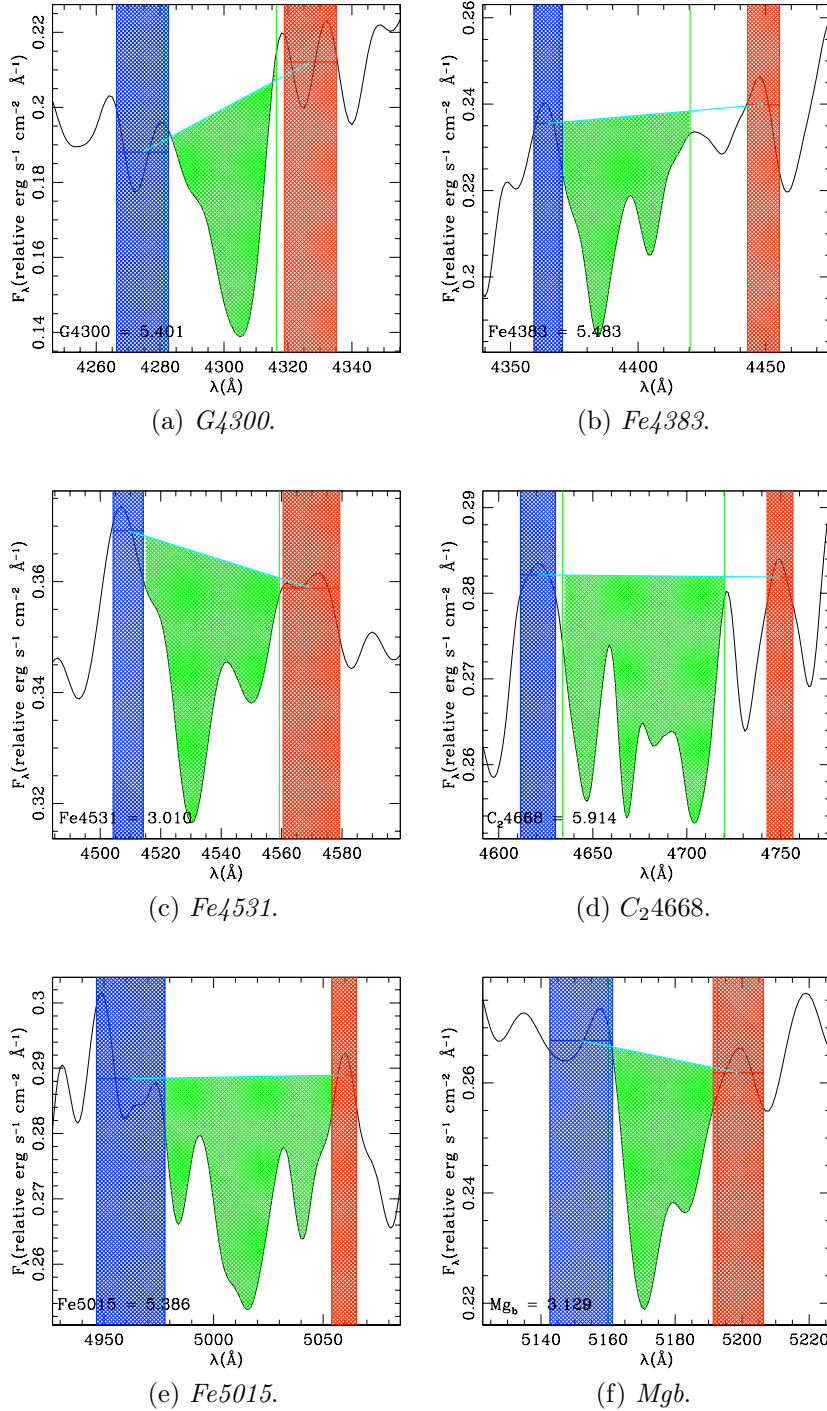


Figura 3.5: Zoom degli spettri di una popolazione stellare di 7 Gyr (ad eccezione della 3.5c che appartiene ad una popolazione stellare di 5 Gyr) e metallicità solare, nelle regioni dei 6 indici più forti nelle popolazioni stellari di età intermedia e vecchie. Partendo dall'alto e da sinistra verso destra, gli indici rappresentati sono G_{4300} , Fe_{4383} , Fe_{4531} , C_{24668} , Fe_{5015} e Mgb .

tale passaggio è legato alla seconda transizione di fase della luminosità bolometrica della popolazione stellare, quella denominata TP-RGB, nella quale si passa da un regime di luminosità dominato dalle stelle di AGB, ad un regime di luminosità dominato da stelle meno massive in fase di RGB;

- ad età avanzate gli indici principali sono quelli metallici: C_{24668} , Fe_{4383} , G_{4300} , Fe_{5015} , Mgb e Fe_{4531} . Dopo 3 Gyr, mostrano un andamento crescente linearmente col tempo, con una piccola variazione di pendenza che evidenzia la scarsa sensibilità di tali indici alla variazione dell'età della popolazione stellare.

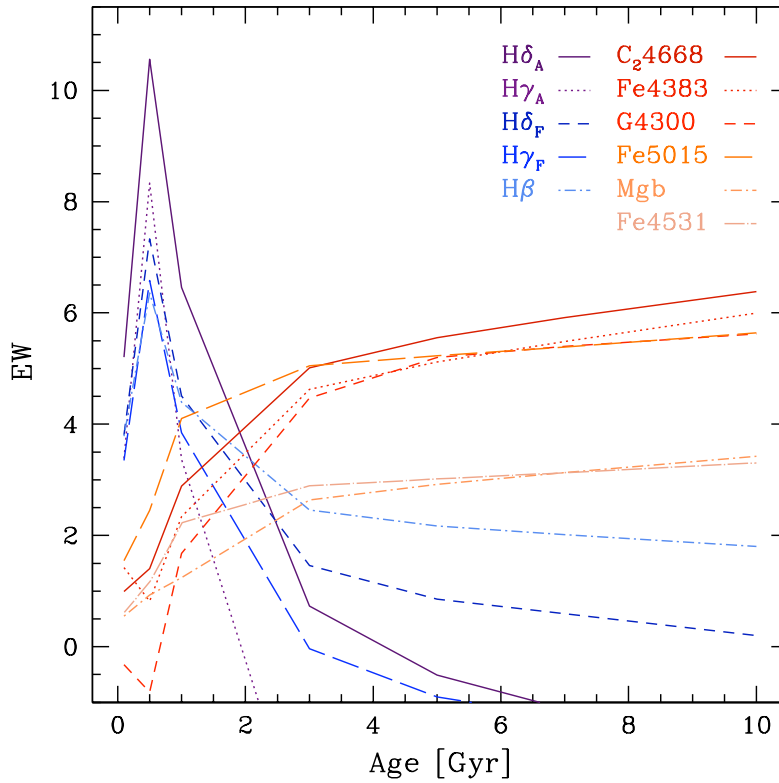


Figura 3.6: Misura degli undici indici di Lick in funzione dell'età della popolazione stellare di metallicità solare. In gradazioni di blu sono mostrati gli andamenti dei cinque indici di Balmer ($H\delta_A$, $H\delta_F$, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$ e $H\beta$), che sono gli indici predominanti nelle popolazioni stellari giovani; in gradazioni di rosso sono mostrati gli andamenti dei sei indici metallici che dominano gli spettri delle popolazioni stellari di età avanzata (C_24668 , $Fe4383$, $G4300$, $Fe5015$, Mgb e $Fe4531$). E' evidente una transizione intorno a 2 Gyr, nella quale si passa dalla dominanza degli indici di Balmer a quella degli indici metallici. La forte variabilità della larghezza equivalente degli indici di Balmer in funzione del tempo fa sì che tali caratteristiche spettrali possano essere candidate ideali per la determinazione dell'età delle popolazioni stellari reali. Nell'intervallo temporale dominato dagli indici metallici, questi mostrano un andamento lineare con una scarsa dipendenza dall'età e per questo motivo non sono considerati dei "buoni" indicatori dell'età delle popolazioni stellari.

3.3 Dipendenza degli indici di Lick dalla metallicità e dalla SFH

3.3.1 Dipendenza degli indici di Lick dalla metallicità

Per studiare la dipendenza degli indici di Lick dalla metallicità, è stato analizzato il comportamento degli indici per una popolazione stellare di metallicità sub-solare ($Z/Z_{\odot} = 0.4$), per una di metallicità solare ed infine per una popolazione di metallicità super-solare ($Z/Z_{\odot} = 2.5$). Inoltre sono state selezionate le misure relative agli spettri di risoluzione spettrale di 3 \AA . In Figura 3.7 è riportato come esempio, il comportamento degli spettri di

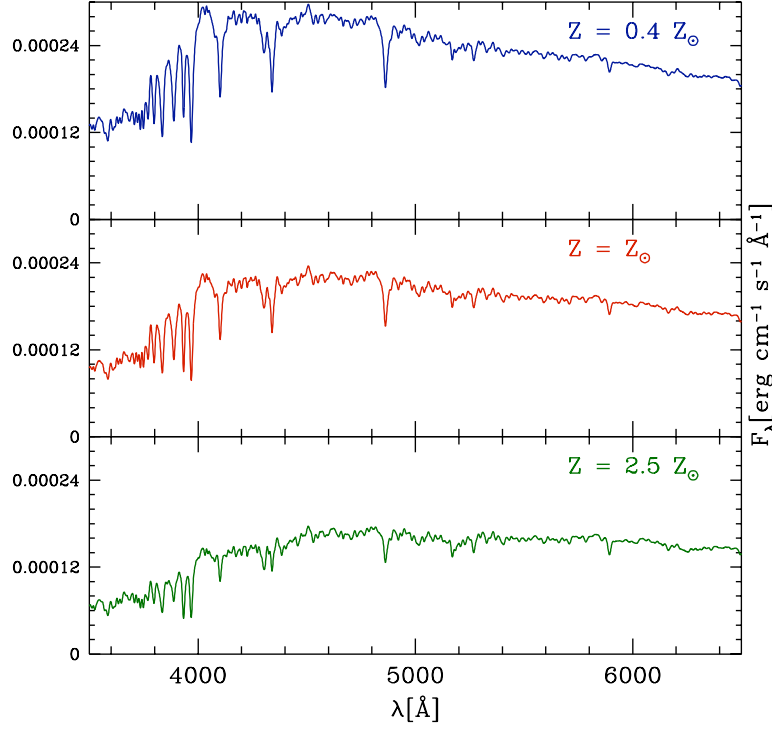


Figura 3.7: Spettri ottici di popolazioni stellari di 1 Gyr di età e caratterizzate da una SFH con parametro $\tau = 0.05 \text{ Gyr}$, per i tre valori di metallicità adottati nel presente lavoro di tesi.

una popolazione stellare di 1 Gyr di età, al variare della metallicità. Come si può osservare, al crescere della metallicità il flusso bolometrico diminuisce, ma la differenza emerge principalmente nella regione di lunghezze d'onda più corte. Dagli studi sulle popolazioni stellari risolte, emerge effettivamente

3.3. DIPENDENZA DEGLI INDICI DI LICK DALLA METALLICITÀ E DALLA SFH45

che al crescere della metallicità le isocrone diventano proporzionalmente più rosse, e il turn-off meno brillante. In Figura 3.8 sono mostrate le misure degli indici principali in funzione dell'età, per le tre metallicità in esame. Risulta che tutti gli indici principali sono sensibili alla variazione di metallicità. Nel caso degli indici del gruppo di Balmer (rappresentati in gradazione di blu nei grafici), al crescere della metallicità diminuisce progressivamente il valore degli indici. Escludendo l'indice $H\beta$, che nei tre grafici non mostra andamenti significativamente differenti, gli altri indici dell'idrogeno mostrano una percettibile dipendenza dalla metallicità; ad esempio per le popolazioni di metallicità sub-solare, l'intensità dell'indice $H\delta_A$ diventa negativa intorno ad 8 Gyr, mentre per popolazioni di metallicità super-solare diventa negativa già in popolazioni di circa 2 Gyr. Gli indici metallici (rappresentati in gradazione di rosso nei grafici) sperimentano un incremento della larghezza equivalente al crescere della metallicità. L'indice C_{24668} , per esempio, mostra una relazione EW–età molto simile per tutti e tre i valori di metallicità: un rapido incremento sino a 3 Gyr e un andamento quasi costante per le età maggiori; tuttavia andando da popolazioni di metallicità sub-solare verso quelle di metallicità super-solare, il livello di tale andamento costante cresce notevolmente, passando da un $EW \sim 4$ a ~ 6 .

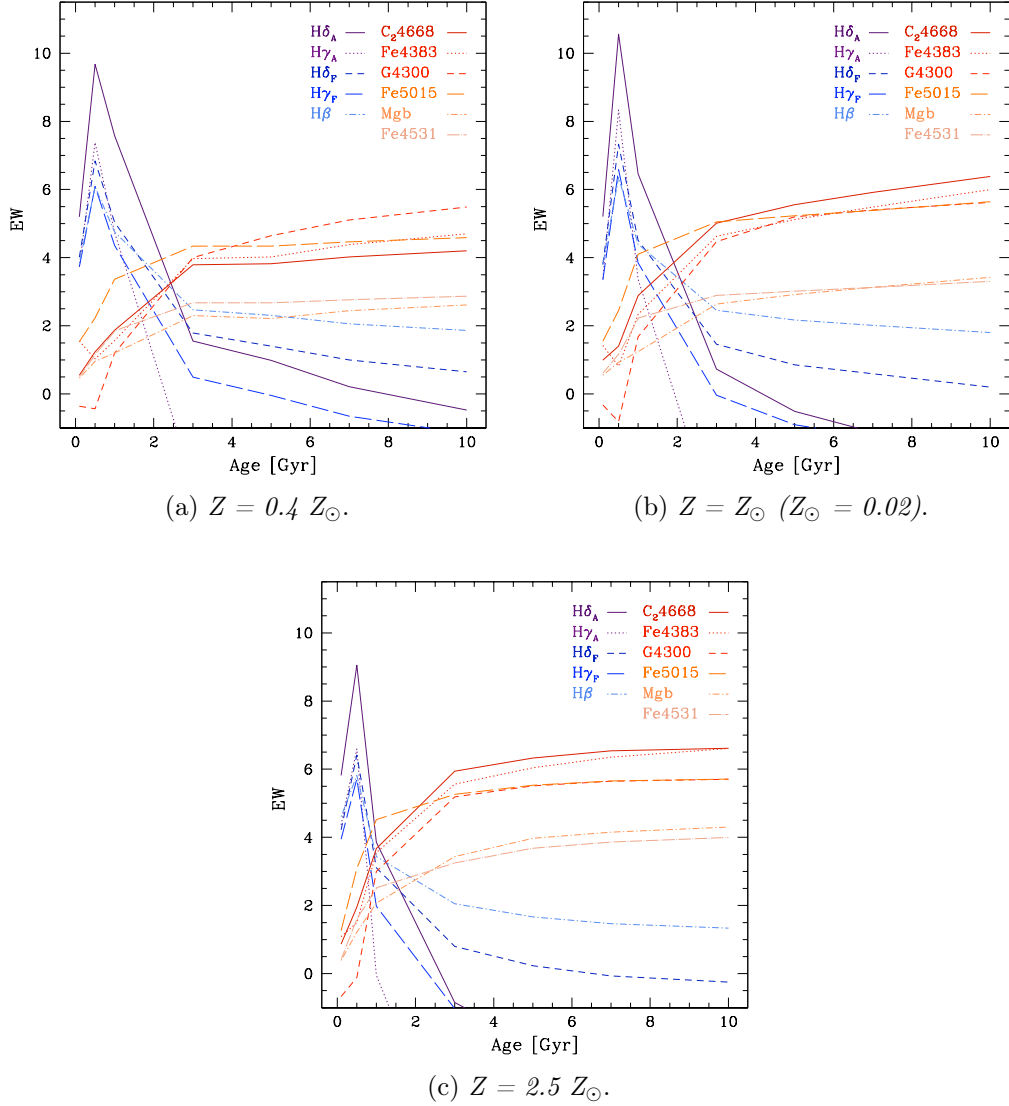


Figura 3.8: Relazioni EW–età per gli undici indici di Lick principali, misurati nelle SED di popolazioni stellari sintetiche di BC03 di metallicità $Z/Z_\odot = \{0.4 - 1 - 2.5\}$. I cinque indici di Lick rappresentati con sfumature del blu, sono gli indici di Balmer, che dominano gli spettri di popolazioni giovani; invece gli indici rappresentati con sfumature del rosso sono i sei indici metallici principali nelle popolazioni di età intermedia e avanzata.

3.3.2 Dipendenza degli indici di Lick dalla SFH

I modelli BC03 offrono la possibilità di adottare diverse espressioni analitiche per la parametrizzazione della SFH delle CSP. La SFH ($\psi(t)$) più semplice è quella che permette di assumere un valore costante nel tempo ($\psi(t) = \text{const.}$), lasciando all'utente la possibilità di introdurre un valore temporale di cut-off (t_{cut}), in modo che per $t \geq t_{\text{cut}}$, $\psi(t) = 0$. Un'altra forma funzionale per $\psi(t)$ è quella denominata *modello τ -diretto*, nella quale il rate di formazione stellare (SFR) subisce un declino esponenziale con l'incremento temporale ($\psi(t) \propto \tau^{-1} \exp -t/\tau$). Per questo lavoro di tesi è stato adoperato un modello di SFR esponenziale, con un picco di formazione stellare ritardato (*exponentially delayed*), che presenta una forma funzionale simile a quella del modello τ -diretto, ma con la differenza che lo SFR raggiunge il massimo per $t = \tau$, decrescendo successivamente in modo esponenziale

$$\psi(t) \propto \frac{t}{\tau^2} \exp\left(-\frac{t}{\tau}\right). \quad (3.1)$$

Tale scelta rappresenta una buona approssimazione per la SFH delle galassie passive, in quanto è un modello più realistico di quello di una popolazione stellare semplice ($\psi(t) = \delta(0)$), o di un modello τ -diretto ($\psi(t=0) \neq 0$).

Per studiare la dipendenza degli indici di Lick dalla SFH sono stati selezionati quattro valori del parametro di e-folding τ che sembrano essere consistenti con proprietà delle galassie early-type a $z \sim 0$ (Thomas et al., 2010). Nella Figura 3.9a è rappresentata la variazione della SFH per le diverse scelte del valore del parametro τ . Nella Figura 3.9b si può osservare l'effetto sulla SED derivante dalla scelta di un determinato τ . Le SED sono di una popolazione stellare sintetica di metallicità solare e 1 Gyr di età. Nel grafico in Figura 3.9a è evidenziata la retta $t = 1$ per agevolare il confronto tra le SFH e le SED corrispondenti. Brevemente:

$\tau = 0.05$ Gyr: lo SFR è concentrato in un brevissimo intervallo temporale, con un picco ritardato di soli 50 Myr e poi decresce esponenzialmente a zero. Nel presente lavoro di tesi è stato utilizzato tale valore di τ per studiare l'andamento degli indici di Lick in funzione dei diversi parametri fisici. L'effetto sulla SED è osservabile nella Figura 3.9b in alto: la SFH ha cessato di dare contributi significativi circa 600 Myr prima dell'epoca in esame (1 Gyr), e poiché il picco dello SFR è stato raggiunto in brevissimo tempo, la SED corrispondente è tipica di una popolazione vecchia, con un flusso bolometrico piuttosto basso ed un continuo rosso, in conseguenza della scomparsa delle stelle super-massive, che hanno concluso la loro evoluzione stellare.

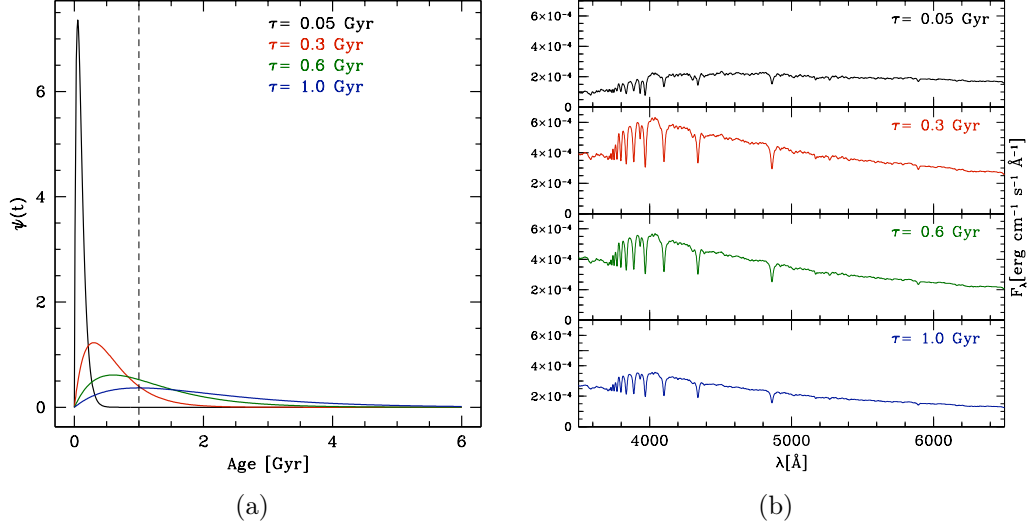


Figura 3.9: (a) Andamento funzionale del modello di SFH exponentially delayed, assunto per costruire le SED sintetiche delle galassie passive in esame (Eq. 3.1). (b) SED di popolazioni stellari sintetiche di 1 Gyr di età e metallicità solare, costruite con i modelli BC03, al variare del parametro di e-folding τ della SFH.

$\tau = 0.3 - 0.6$ Gyr: la SFH si protrae nel tempo per alcuni Gyr e, sebbene a $t = 1$ Gyr la $\psi(t)$ abbia già superato il massimo, conserva un tasso di formazione stellare elevato. Ciò si ripercuote sulle SED corrispondenti (osservabili nella parte centrale della Figura 3.9b), che mostrano un forte continuo in tutte le regioni ottiche e anche nella regione UV (dovuto alla continua formazione stellare). I fenomeni di formazione stellare tendono a zero in prossimità di $t = 2$ Gyr nel caso di $\tau = 0.3$ Gyr e di $t \sim 3.5$ Gyr nel caso di $\tau = 0.6$ Gyr. Ciò significa che se le galassie passive in esame evolvessero con tali valori del parametro τ , non dovrebbero essere osservabili a redshift maggiori di 3, epoca in cui l'Universo aveva un'età di circa 2.15 Gyr (considerando una cosmologia Λ CDM piatta, con $H_0 = 67.3 \text{ km/Mpc s}$ e $\Omega_M = 0.315$);

$\tau = 1$ Gyr: è un caso limite in cui il picco di formazione stellare avviene dopo 1 Gyr dall'inizio del processo e continua con un declino molto lento per diversi Gyr e si registrano ancora fenomeni di formazione stellare in prossimità di 6 Gyr. Se da una parte la SFH è estremamente dilatata nel tempo, dall'altra il tasso di formazione stellare si mantiene costantemente moderato e conseguentemente il flusso bolometrico della SED rimane basso, in quanto le nuove stelle prendono il posto di quelle

3.3. DIPENDENZA DEGLI INDICI DI LICK DALLA METALLICITÀ E DALLA SFH49

massive che evolvono velocemente. E' improbabile che le galassie passive a redshift intermedio abbiano una tale SFH, perché significherebbe che non potrebbero essere "passive" a $z \geq 1$, quando l'Universo aveva un'età inferiore a 6 Gyr di vita.

Nella Figura 3.10 sono mostrati gli andamenti temporali degli indici principali, per i quattro valori di τ , per una popolazione di metallicità solare. Per quanto riguarda gli indici del gruppo di Balmer (rappresentati in sfumature del blu), si registra che globalmente il picco intorno ad 1 Gyr diminuisce d'intensità all'aumentare di τ , ma per età maggiori le misure decrescono meno velocemente e hanno valori sistematicamente più alti al crescere di τ . A parità di età, gli indici metallici registrano intensità minori al crescere di τ , con un effetto che diminuisce dirigendosi verso età più avanzate, per annullarsi quasi del tutto da $t \sim 6$ Gyr, quando le intensità misurate nelle popolazioni con $\tau = 0.3$ e 0.6 Gyr, rimangono pressoché invariate rispetto alla popolazione stellare. La popolazione con $\tau = 1.0$ Gyr mostra un comportamento degli indici metallici leggermente differente, con un andamento quasi lineare nel tempo, per ritornare in età avanzate ai valori misurati nelle popolazioni con τ inferiore. L'inversione di tendenza, segnata dal passaggio tra la predominanza degli indici di Balmer a quella degli indici metallici, avviene ad età progressivamente maggiori rispetto ai 2 Gyr del caso con $\tau = 0.05$ Gyr, raggiungendo circa 5 Gyr nel caso limite di popolazioni con parametro $\tau = 1$ Gyr.

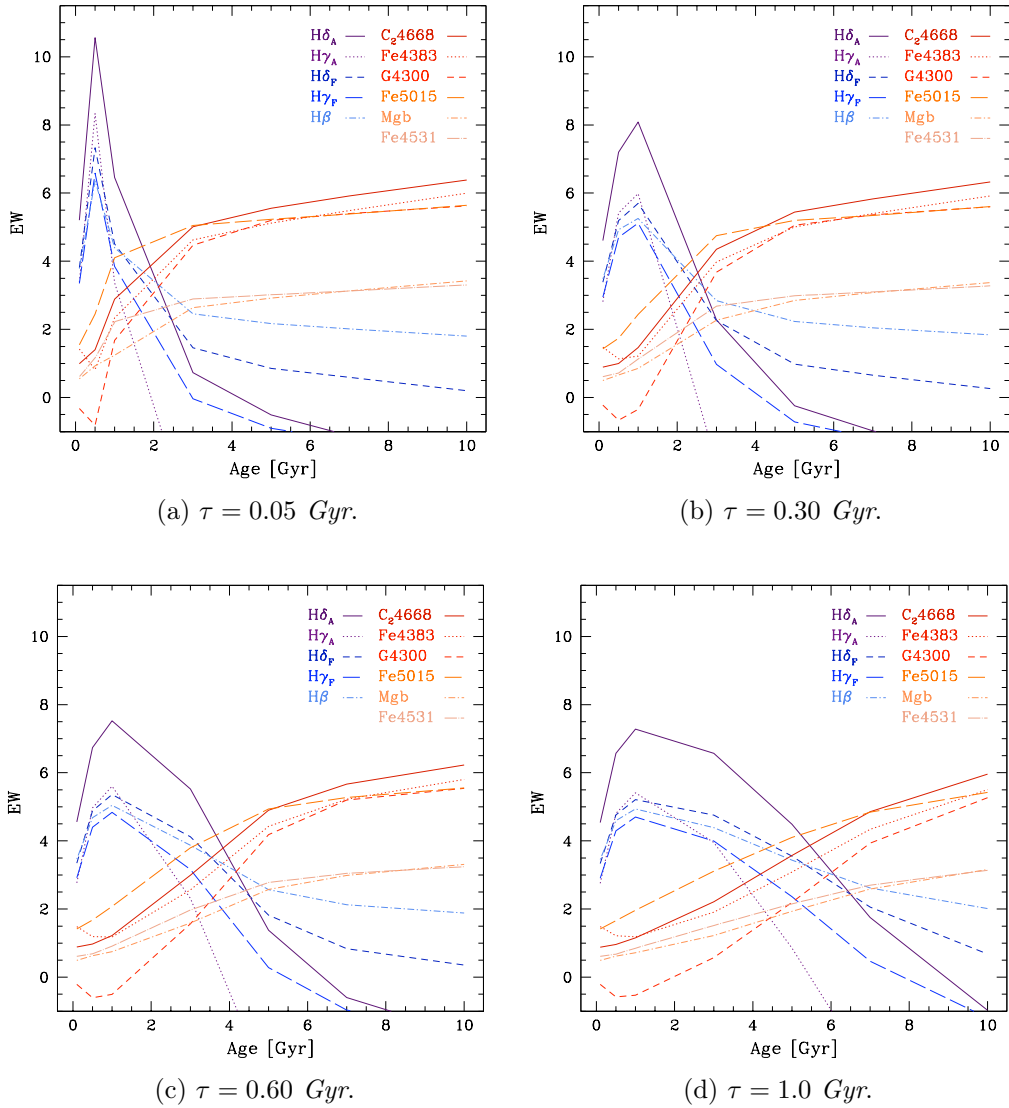


Figura 3.10: Relazione EW-Età degli undici indici di Lick principali per quattro valori del parametro di e-folding τ (3.1), di popolazioni stellari di metallicità solare di modelli BC03. Il comportamento degli indici di Balmer (rappresentati nel grafico con gradazioni diverse di blu), ad età maggiori di 1 Gyr è segnato da un declino via via più lento al crescere del valore di τ , ed il picco a $t \sim 1$ Gyr, che caratterizza gli indici di Balmer di una popolazione stellare, risulta progressivamente meno pronunciato. Gli indici metallici (in gradazioni di rosso nel grafico), mostrano un incremento meno ripido ad età giovani, rispetto al comportamento di una popolazione stellare. Ad età maggiori di 5 Gyr l'andamento per $\tau \leq 0.6$ Gyr è molto simile a quello della popolazione stellare; in ognuno dei casi, i valori massimi degli indici metallici, nel range di età considerato, non mostrano significative sensibilità ad una differenza di SFH. I valori a $t = 1$ Gyr sono quelli misurati nelle SED di Figura 3.9b.

3.3.3 Dipendenza degli indici di Lick dall'azione combinata di Z e SFH

In questa sezione si discute la relazione EW-Età, valutando l'azione combinata della metallicità e della SFH. I modelli stellari di riferimento sono gli stessi dei due paragrafi precedenti, ovvero SED BC03 con risoluzione spettrale di 3 \AA , dispersione di velocità $\sigma = 250 \text{ km/s}$, metallicità $Z/Z_{\odot} = [0.4, 1.0, 2.5]$ e $\tau[\text{Gyrs}] = [0.05, 0.3, 0.6, 1.0]$. Nella Figure 3.11, 3.12 e 3.13 sono mostrate, al variare della metallicità e del parametro τ , le relazioni EW-Età per l'indice di Lick $H\delta_A$, per il Dn4000 e per l'indice misto $[\text{MgFe}]'$. Ogni grafico riguarda un unico indice ed è organizzato in tre macro-sezioni:

[1. parte centrale] il grafico grande, rappresenta la relazione EW-età dell'indice considerato, usando le SED con metallicità e SFH combinate. I colori variano con la metallicità : $Z/Z_{\odot} = 0.4$ in blu, $Z/Z_{\odot} = 1$ in rosso e $Z/Z_{\odot} = 2.5$ in verde; le linee con differenti tratteggi col parametro della SFH esponenziale: linea continua per $\tau = 0.05 \text{ Gyr}$, linea tratteggiata per $\tau = 0.3 \text{ Gyr}$, linea tratteggiata-puntinata per $\tau = 0.6 \text{ Gyr}$ e linea a doppio-tratteggio per $\tau = 1 \text{ Gyr}$.

[2. parte superiore] *variazione metallicità*: i quattro grafici mostrano le differenze percentuali di metallicità, rispetto alla metallicità solare, tenendo fisso il valore di τ :

$$(\text{D.P.})_Z[\%] = \frac{\text{EW}(Z_x/Z_{\odot}, \tau) - \text{EW}(Z_{\odot}, \tau)}{\text{EW}(Z_{\odot}, \tau)} \times 100 \quad (3.2)$$

il primo in alto per $\tau = 0.05 \text{ Gyr}$, il secondo per $\tau = 0.3 \text{ Gyr}$, il terzo per $\tau = 0.6 \text{ Gyr}$ e il quarto in basso per $\tau = 1.0 \text{ Gyr}$.

[3. parte inferiore] *variazione τ* : i tre grafici mostrano le differenze percentuali di SFH, rispetto ai modelli con $\tau = 0.3 \text{ Gyr}$, tenendo fisso il valore di metallicità:

$$(\text{D.P.})_{\tau}[\%] = \frac{\text{EW}(Z/Z_{\odot}, \tau_x) - \text{EW}(Z/Z_{\odot}, \tau_{0.3})}{\text{EW}(Z/Z_{\odot}, \tau_{0.3})} \times 100 \quad (3.3)$$

il primo in alto per $Z/Z_{\odot} = 0.4$, il secondo per $Z/Z_{\odot} = 1$ ed il terzo in basso per $Z/Z_{\odot} = 2.5$.

Nel dettaglio:

Dn4000 (Fig. 3.11): a fissato τ si individuano due regimi ben separati:

1. regime in cui a parità di SFH non c'è dipendenza dalla metallicità. L'intervallo temporale in cui si manifesta questo andamento, cresce con l'aumento del parametro τ ed inoltre, a parità di τ , l'effetto sembra leggermente ritardato nel caso di popolazioni di metallicità sub-solare rispetto a quelle di metallicità super-solare;
2. regime temporale che mostra, a parità di τ , una forte dipendenza dalla metallicità.

A fissata metallicità e a giovani età c'è dipendenza dalla SFH, che può arrivare anche a differenze del 20 % rispetto all'andamento delle misure a $\tau = 0.3$ Gyr e tale andamento è uguale per tutti e tre i valori di metallicità. Ad età avanzate la differenza percentuale tende a zero. Riassumendo si può dire che in popolazioni giovani, prevale la dipendenza dalla SFH, mentre ad età avanzate prevale la dipendenza dalla metallicità;

H δ _A (Fig. 3.12): per τ fisso, si possono individuare tre regimi:

1. inizialmente non c'è dipendenza dalla metallicità. La durata di tale regime cresce all'aumentare del valore di τ ;
2. si registra un aumento della dipendenza dell'indice dalla metallicità, si raggiunge un massimo e successivamente un calo di pendenza;
3. non si legge con chiarezza nel range di età considerato, però si percepisce un trend per il quale la dipendenza dalla metallicità tende a zero in popolazioni di età avanzata.

A fissata metallicità si registra una forte dipendenza dalla SFH, ma è limitata ad un range di età, che per $Z/Z_{\odot} = 1$ e $Z/Z_{\odot} = 2.5$ ha un'ampiezza di circa 4 Gyr. Al crescere della metallicità tale intervallo di età si sposta verso età inferiori. In questo intervallo, all'aumentare del parametro τ cresce la misura dell'indice;

[MgFe]' (Fig. 3.13): tale indice misto è stato definito per essere indipendente dall'abbondanza di elementi α e di conseguenza la sua variazione dovrebbe dipendere fortemente dalla metallicità. Effettivamente, a fissato parametro τ , l'indice mostra un trend abbastanza chiaro, con evidenza di dipendenza dalla metallicità su tutto l'intervallo temporale considerato. A fissata metallicità, escludendo il caso limite con $\tau = 0.05$ Gyr, c'è una debole dipendenza dalla SFH, ma di minore importanza rispetto alla dipendenza dalla metallicità, con un effetto che per giunta tende a diminuire ad età avanzate.

3.3. DIPENDENZA DEGLI INDICI DI LICK DALLA METALLICITÀ E DALLA SFH53

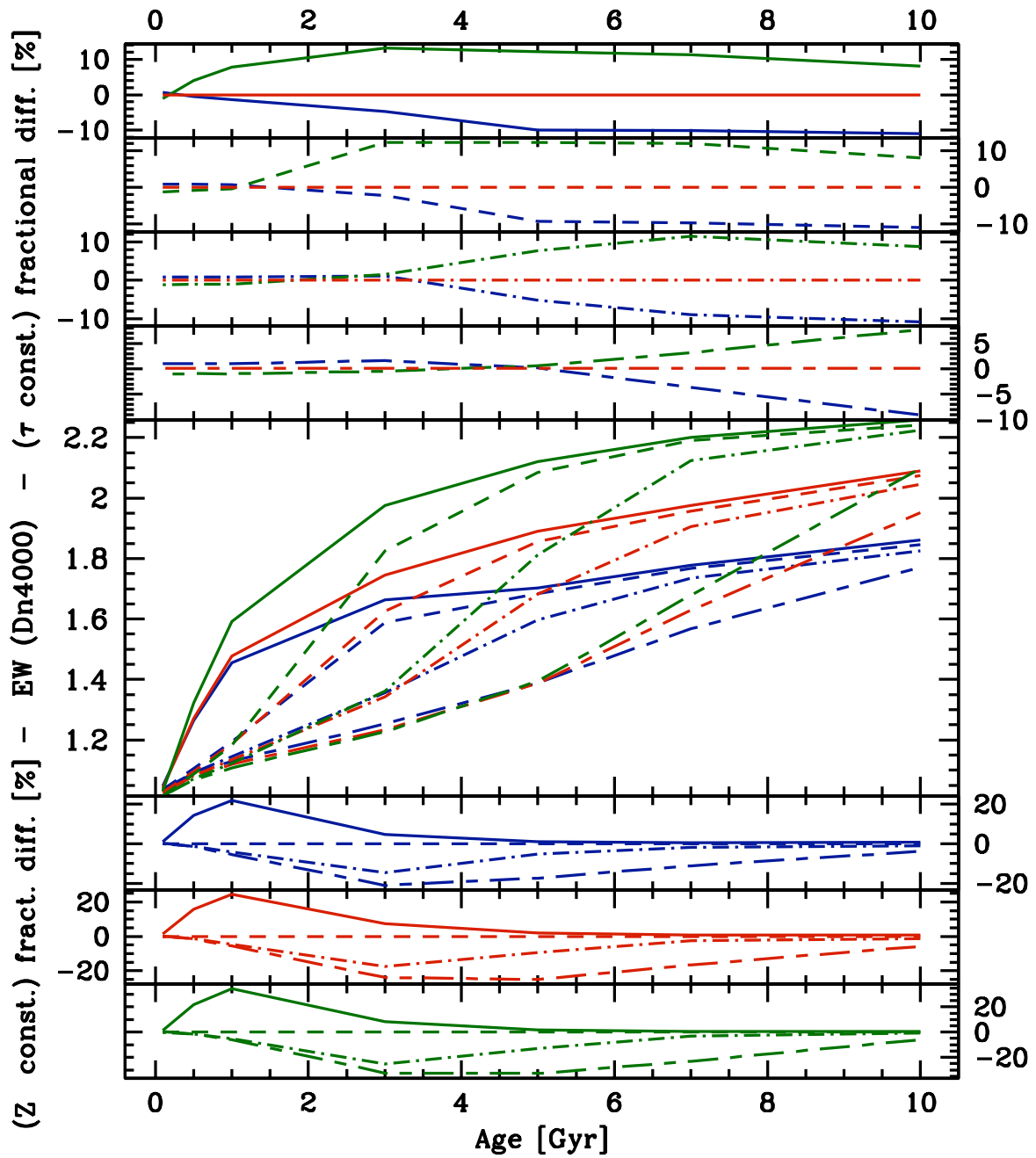


Figura 3.11: Relazioni D_n4000 –età al variare dell’azione combinata della metallicità totale e della SFH. I diversi colori rappresentano metallicità differenti: blu scuro per $Z = 0.4 Z_{\odot}$, rosso scuro per metallicità totale solare e verde scuro per $Z = 2.5 Z_{\odot}$. I tratti diversi rappresentano gli andamenti per differenti valori del parametro di SFH τ : tratto continuo per $\tau = 0.05$ Gyr, tratto corto per $\tau = 0.3$ Gyr, tratto punteggiato per $\tau = 0.6$ Gyr e doppio tratto per $\tau = 1$ Gyr.

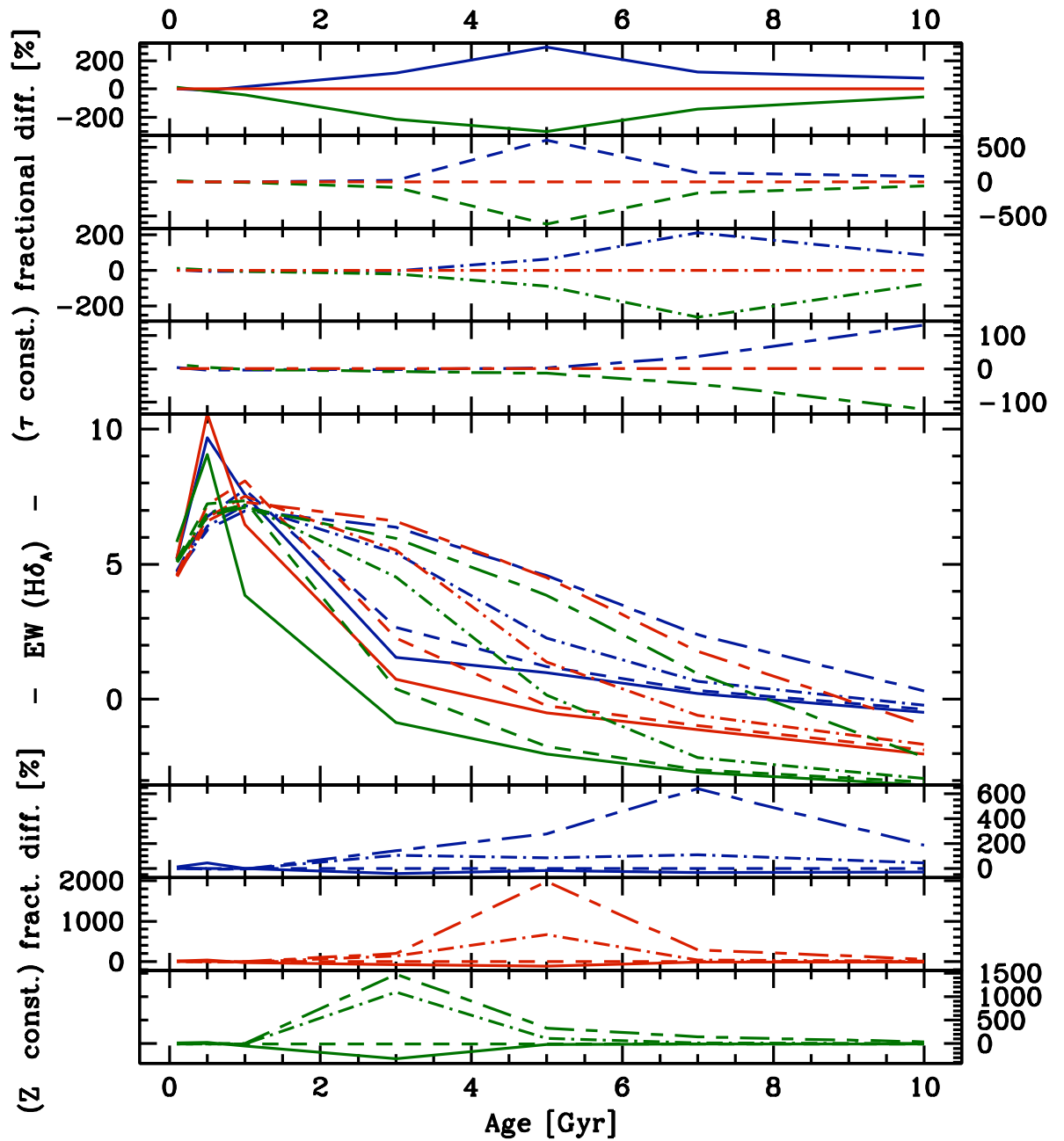


Figura 3.12: Relazioni $H\delta_A$ -età al variare dell'azione combinata della metallicità totale e della SFH. I diversi colori rappresentano metallicità differenti: blu scuro per $Z = 0.4 Z_\odot$, rosso scuro per metallicità totale solare e verde scuro per $Z = 2.5 Z_\odot$. I tratti diversi rappresentano gli andamenti per differenti valori del parametro di SFH τ : tratto continuo per $\tau = 0.05$ Gyr, tratto corto per $\tau = 0.3$ Gyr, tratto punteggiato per $\tau = 0.6$ Gyr e doppio tratto per $\tau = 1$ Gyr.

3.3. DIPENDENZA DEGLI INDICI DI LICK DALLA METALLICITÀ E DALLA SFH55

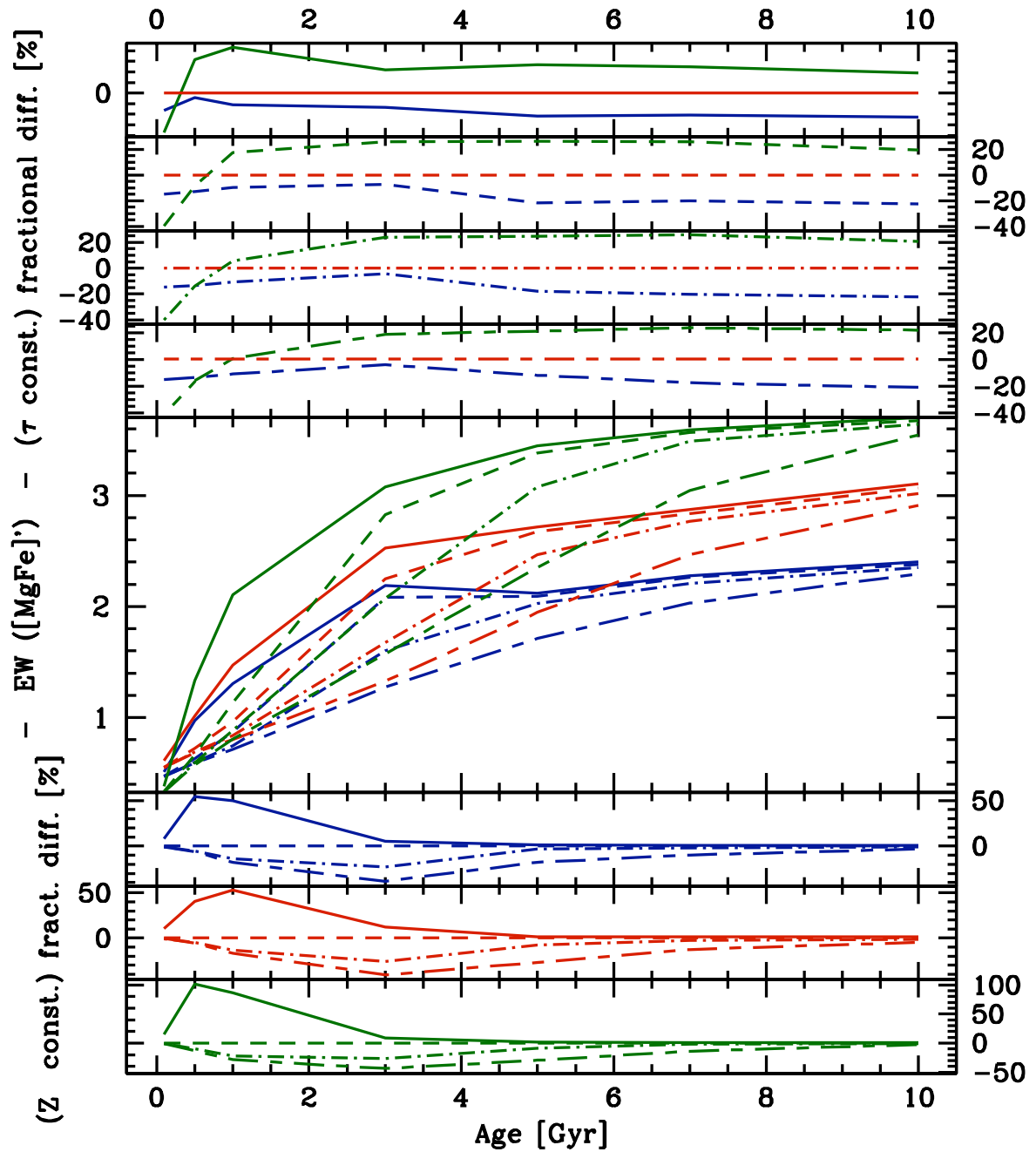


Figura 3.13: Relazioni $[MgFe]'$ –età al variare dell'azione combinata della metallicità totale e della SFH. I diversi colori rappresentano metallicità differenti: blu scuro per $Z = 0.4 Z_{\odot}$, rosso scuro per metallicità totale solare e verde scuro per $Z = 2.5 Z_{\odot}$. I tratti diversi rappresentano gli andamenti per differenti valori del parametro di SFH τ : tratto continuo per $\tau = 0.05$ Gyr, tratto corto per $\tau = 0.3$ Gyr, tratto punteggiato per $\tau = 0.6$ Gyr e doppio tratto per $\tau = 1$ Gyr.

Dall'analisi della dipendenza combinata dalla metallicità e SFH, emerge un quadro generale per il quale la SFH incide sull'intensità degli indici solo nelle popolazioni giovani, diventando progressivamente meno importante al crescere dell'età, sino a scomparire nelle popolazioni vecchie. La dipendenza dalla metallicità invece tende ad interessare tutte le popolazioni di età medio-alta, con variazioni che possono arrivare anche al 100% (a fissata SFH), rispetto al valore solare in indici come $l'H\delta_A$. Perciò si è ottenuta conferma del fatto che le dipendenze principali degli indici di Lick risultano quelle dall'età e dalla metallicità.

3.4 Effetto della dispersione di velocità sugli indici di Lick

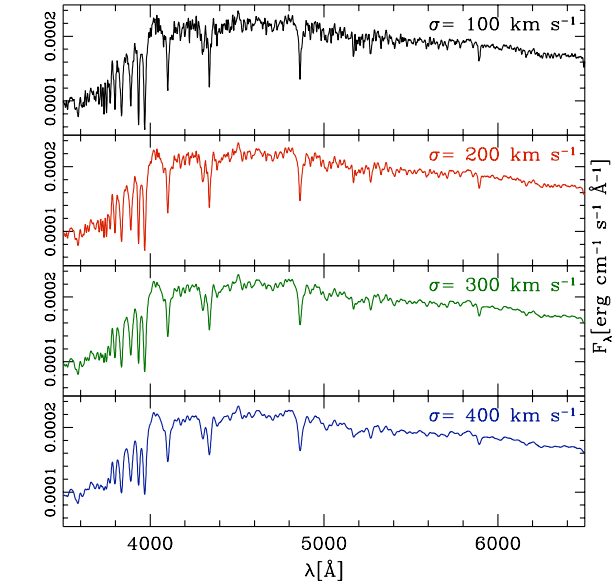
Lo spettro osservato di una galassia ellittica è il risultato della convoluzione dello spettro integrato di tutte le stelle, della loro distribuzione delle velocità radiali e della funzione di risposta dello strumento usato per le osservazioni. Sia la dispersione di velocità, sia la risposta strumentale inducono un allargamento delle righe spettrali e un conseguente deterioramento della misura degli indici di Lick rispetto al loro valore intrinseco.

Analizzerò in questo paragrafo l'allargamento causato dalla dispersione di velocità radiale, mentre quello generato dalla risposta strumentale verrà discusso nel paragrafo successivo. La griglia di SED principale, introdotta nel Paragrafo 3.1, è stata costruita imponendo alle popolazioni stellari sintetiche una dispersione di velocità di 250 km/s, valore tipicamente utilizzato per l'analisi delle proprietà delle galassie ellittiche. Per studiare il comportamento degli indici di Lick in funzione della dispersione di velocità radiale delle stelle, è stato necessario generare una nuova griglia di SED di modelli BC03. La simulazione dell'allargamento Doppler, legato alla dispersione di velocità delle stelle, è avvenuta applicando ad una SED "base" (metallicità solare, risoluzione spettrale di 3 Å e SFH con parametro di e-folding³ $\tau = 0.05$ Gyr), un'operazione di convoluzione con una funzione gaussiana (implementata numericamente da (Bruzual and Charlot, 2003) ed incorporata nel programma GALAXEV per la gestione dei modelli di BC03)

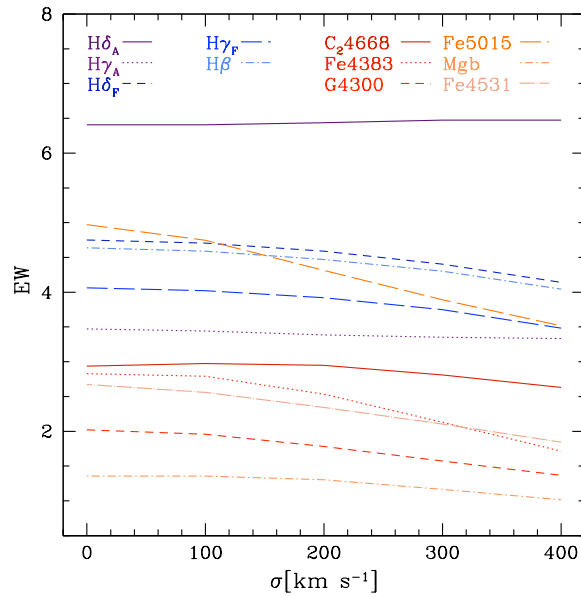
$$\text{SED}(\lambda, t) = \frac{1}{\sigma_v \sqrt{2\pi}} \int_{-\infty}^{+\infty} dv \text{ SED} \left[\lambda \left(1 + \frac{v}{c} \right)^{-1}, t \right] \exp \left(-\frac{v^2}{2\sigma_v^2} \right), \quad (3.4)$$

nella quale v è la distribuzione di velocità delle stelle e σ_v è la dispersione di velocità radiale della SED risultante. In questa maniera sono stati simulati una serie di SED caratterizzate dai seguenti valori di σ [km/s] = [0, 100, 200, 300, 400]. Da ognuna di esse sono state generate ulteriori SED di popolazioni stellari sintetiche di età diverse: t [Gyr] = [0.1, 0.5, 1, 3, 5, 7, 10]. Nella Figura 3.14a sono mostrate alcune delle SED studiate, per una popolazione stellare sintetica di 1 Gyr e quattro valori di dispersione di velocità (100, 200, 300, 400 km/s); la relativa relazione EW – σ è riportata in Figura 3.14b, nella quale gli indici di Lick della serie di Balmer sono rappresentati con diverse sfumature di colore blu, mentre i principali indici metallici sono rappresentati con diverse sfumature di rosso. L'effetto dell'aumento del valore di σ è quello di degradare progressivamente le caratteristiche spettrali e conseguentemente la misura degli indici di Lick tende generalmente a decrescere. Nella Figura 3.15 viene

³Vedi Equazione (3.1).



(a)



(b)

Figura 3.14: (a) SED sintetiche dei modelli di BC03 di metallicità solare ($Z_{\odot} = 0.02$), SFH con parametro $\tau = 0.05$ Gyr, risoluzione spettrale di 3 \AA , 1 Gyr di età e quattro valori diversi di dispersione di velocità: nero per $\sigma = 100 \text{ km/s}$, rosso per $\sigma = 200 \text{ km/s}$, verde per $\sigma = 300 \text{ km/s}$ e blu per $\sigma = 400 \text{ km/s}$. (b) Relazione EW – σ per i principali indici di Lick misurati sulle stesse SED. In gradazioni di blu sono rappresentati gli andamenti degli indici di Balmer, in gradazioni di rosso gli indici metallici

3.4. EFFETTO DELLA DISPERSIONE DI VELOCITÀ SUGLI INDICI DI LICK59

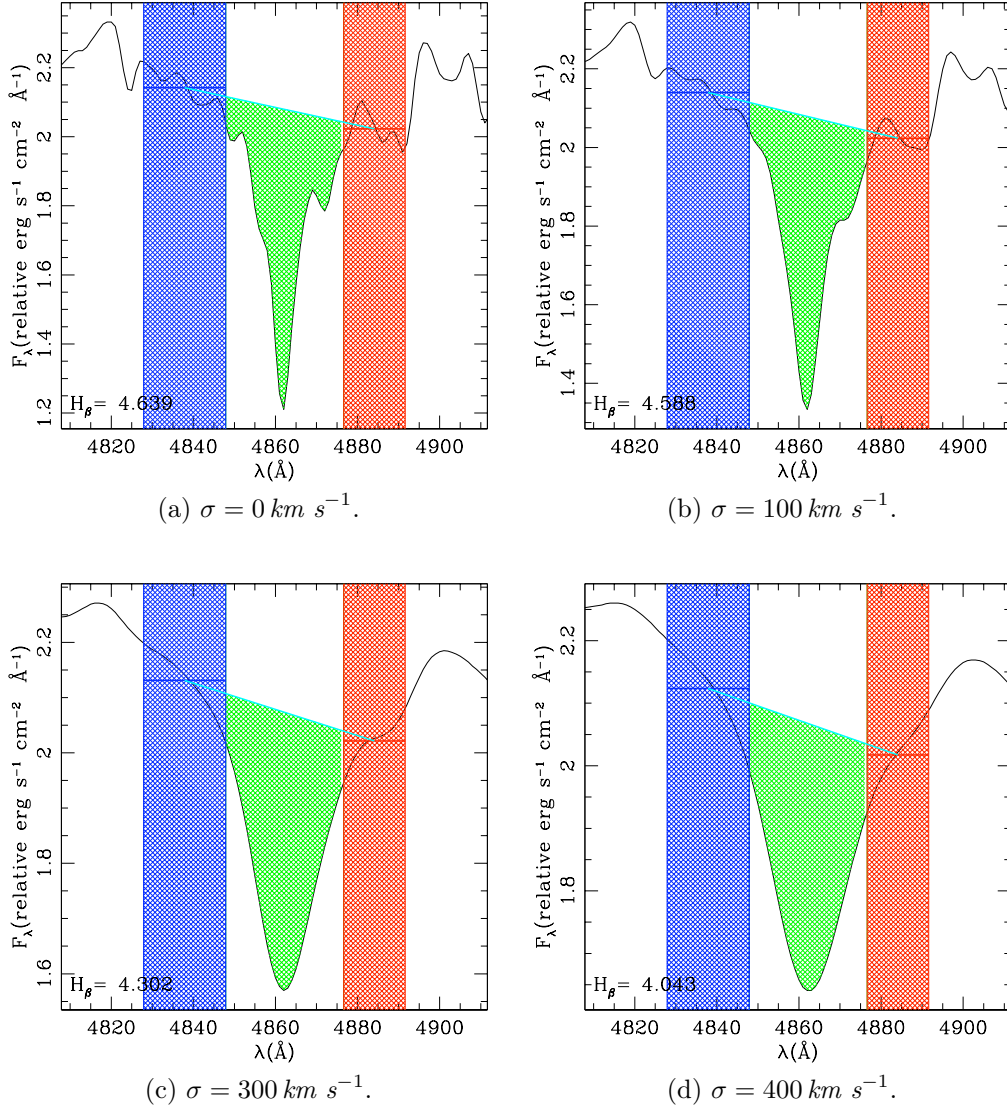


Figura 3.15: Esempio dell'effetto dovuto all'incremento della dispersione di velocità sulla misura dell'indice $H\beta$. Le SED rappresentate sono ottenute con modelli BC03 di metallicità solare ($z_\odot = 0.02$), SFH con parametro $\tau = 0.05$ Gyr, risoluzione spettrale di 3\AA e 1 Gyr di età. In alto a sinistra è mostrata la SED con $\sigma = 0 \text{ km s}^{-1}$, la base sulla quale sono state ottenute le altre, mediante l'applicazione dell'operazione di convoluzione gaussiana (3.4).

mostrato l'effetto dell'applicazione della convoluzione gaussiana (3.4) sulla SED di una popolazione stellare sintetica di 1 Gyr, nella regione della riga $H\beta$ e le conseguenze sulla misura dell'indice di Lick.

Nella Figura 3.16 sono mostrate la relazione EW – Età al variare di σ e la differenza percentuale rispetto alla relazione corrispondente al valore di $\sigma = 0$ km/s, per gli indici di Lick $H\delta_A$ e Fe5015 (i due grafici in alto), e per il break Dn4000 (in basso). Ogni colore rappresenta la relazione per un determinato valore di σ nell'intervallo menzionato. L'indice $H\delta_A$ mostra un andamento peculiare rispetto agli altri indici di Balmer: all'aumentare dell'allargamento della riga corrisponde un incremento della misura dell'indice. Per ciascuna σ la differenza percentuale aumenta al crescere dell'età sino a raggiungere un massimo all'età di 3 Gyr (ad es. la popolazione con $\sigma = 400$ km/s sperimenta una variazione percentuale di circa il 90 % rispetto alla misura della popolazione con σ nulla). La relazione relativa al Fe5015 evidenzia una considerevole dipendenza dell'indice dalla dispersione di velocità radiale delle stelle, con una diminuzione media della larghezza equivalente del 12 % per $\sigma = 200$ km/s e del 30 % per $\sigma = 400$ km/s. Il break a 4000 Å è perfettamente indipendente dalla dispersione di velocità radiale delle stelle e tale risultato non deve stupire, essendo il Dn4000 definito come rapporto tra due “flussi medi” (range 3850 – 3950 Å e 4000 – 4100 Å).

3.4. EFFETTO DELLA DISPERSIONE DI VELOCITÀ SUGLI INDICI DI LICK61

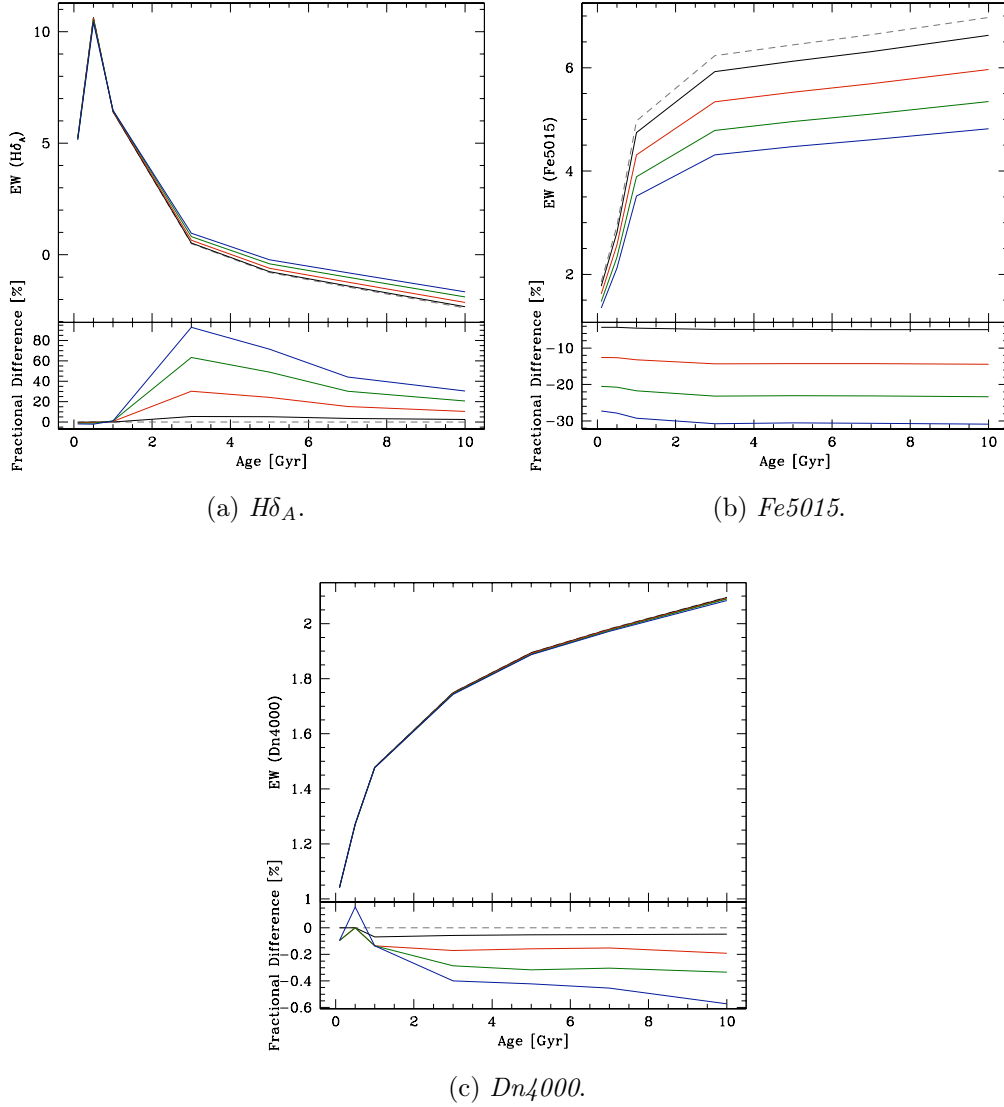


Figura 3.16: Relazione EW – Età per gli indici di Lick $H\delta_A$ e $Fe5015$ (i due grafici in alto), e per il break $Dn4000$ (in basso). La linea tratteggiata in grigio è ottenuta con i modelli BC03 di metallicità solare ($z_{\odot} = 0.02$), SFH con parametro $\tau = 0.05$ Gyr, risoluzione spettrale di 3\AA e $\sigma = 0$ km s $^{-1}$; le linee continue sono ottenute con gli stessi modelli, ma facendo variare la dispersione di velocità: in colore nero $\sigma = 100$ km s $^{-1}$, in rosso $\sigma = 200$ km s $^{-1}$, in verde $\sigma = 300$ km s $^{-1}$ e in blu $\sigma = 400$ km s $^{-1}$. I grafici sottostanti alla relazione EW-Età, rappresentano l'andamento temporale della differenza percentuale della misura degli indici dei modelli con $\sigma > 0$ km s $^{-1}$ rispetto ai modelli con $\sigma = 0$ km s $^{-1}$.

3.5 Effetto della risoluzione spettrale sulle misure degli indici di Lick

In questo paragrafo analizzo la dipendenza delle misure degli indici di Lick dalla risoluzione spettrale degli strumenti d'osservazione. Come evidenziato nel paragrafo precedente, la risposta strumentale rappresenta una delle principali fonti di degrado della qualità degli spettri e inevitabilmente tale inconvenienza tecnica si ripercuote sull'analisi scientifica dello spettro. Il sistema di indici di Lick è stato ideato sulla base delle osservazioni effettuate all'osservatorio di Lick con uno spettrografo Cassegrain, il quale presenta risoluzioni FWHM di 11.5 Å nella regione centrata a 4000 Å, 9.2 nell'intorno di 4400 Å, 8.4 Å nel range ottico 4900 – 5400 e 9.8 Å nella regione di 6000 Å. Gli spettrografi più recenti raggiungono risoluzioni migliori e per esempio, i modelli BC03 sono stati costruiti basandosi sulla risoluzione FWHM del catalogo stellare STELIB (Bruzual and Charlot, 2003): $\Gamma_{\text{stelib}} = 3$.

Col programma GALAXEV, che gestisce la libreria di modelli BC03, è possibile applicare una tecnica descritta in Worthey and Ottaviani (1997), che permette di degradare la risoluzione degli spettri, mediante l'operazione di convoluzione con una funzione gaussiana

$$\text{SED}(\lambda, t) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} = \int_{-\infty}^{+\infty} d\lambda' \text{SED}(\lambda', t) \exp\left[-\frac{(\lambda - \lambda')^2}{2\sigma^2}\right], \quad (3.5)$$

nella quale

$$\sigma = \frac{(\Gamma_{\text{FWHM}}^2 - \Gamma_{\text{stelib}}^2)^{1/2}}{2.3548}, \quad (3.6)$$

dove Γ_{FWHM} è la risoluzione FWHM alla quale si desidera degradare lo spettro. Quest'operazione è comoda quando si devono confrontare osservazioni effettuate con due strumenti diversi. In letteratura, per esempio, la maggior parte degli studi sulla determinazione dei parametri fisici delle galassie ellittiche col metodo degli indici spettroscopici, sono riportati alla risoluzione spettrale di Lick.

Servendomi del programma descritto, è stata generata una griglia di SED BC03, con tre valori di metallicità $Z/Z_{\odot} = [0.4, 1.0, 2.5]$, sette di età $t [Gyr] = [0.1, 0.5, 1, 3, 5, 7, 10]$, dispersione di velocità $\sigma = 250$ Km/s e sei valori di risoluzione spettrale $\Gamma_{\text{FWHM}}[\text{Å}] = [3, 5, 8, 15, 20, 30]$ (si rimanda al paragrafo 3.1 nella pagina 32 per le motivazioni delle scelte di tali valori). Su tali SED sono stati misurati tutti gli indici di Lick e sondato la relazione EW – Età al variare della risoluzione spettrale. In Figura 3.17 è mostrato il risultato per l'indice H β e nella Figura 3.18 per l'indice metallico Mgb. I tre

3.5. EFFETTO DELLA RISOLUZIONE SPETTRALE SULLE MISURE DEGLI INDICI DI LICK63

grafici per ogni indice si riferiscono alle tre differenti metallicità. In entrambi i casi si registra una trend nel quale, al crescere della degradazione spettrale, diminuisce la misura degli indici, con un andamento che non dipende dall'età e nemmeno dalla metallicità, e che raggiunge valori di differenza percentuale dell'ordine del 40 % in meno in entrambi gli indici, quando la risoluzione è degradata al valore peggiore in esame ($\Gamma_{\text{FWHM}} = 30 \text{ \AA}$).

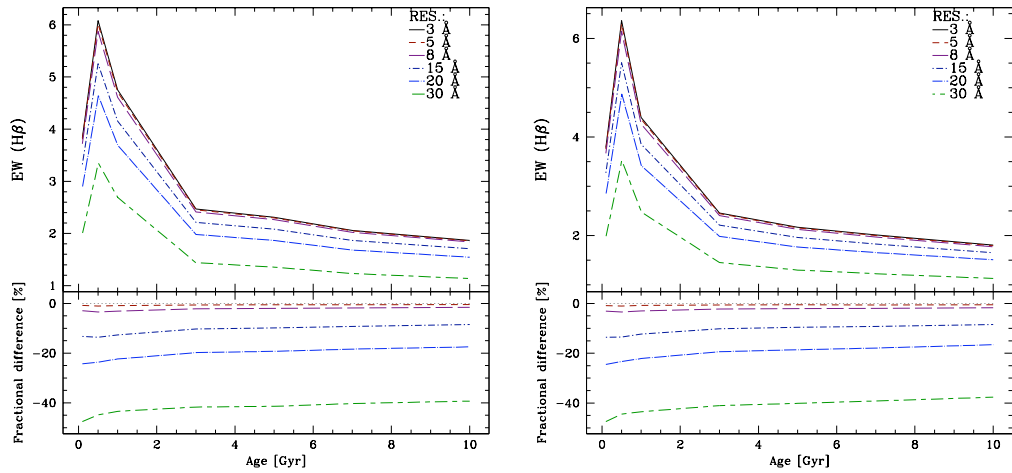
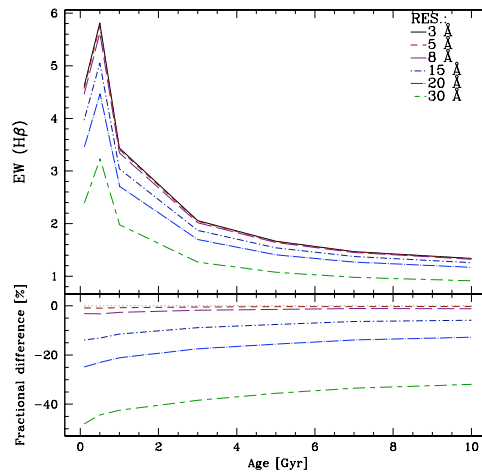
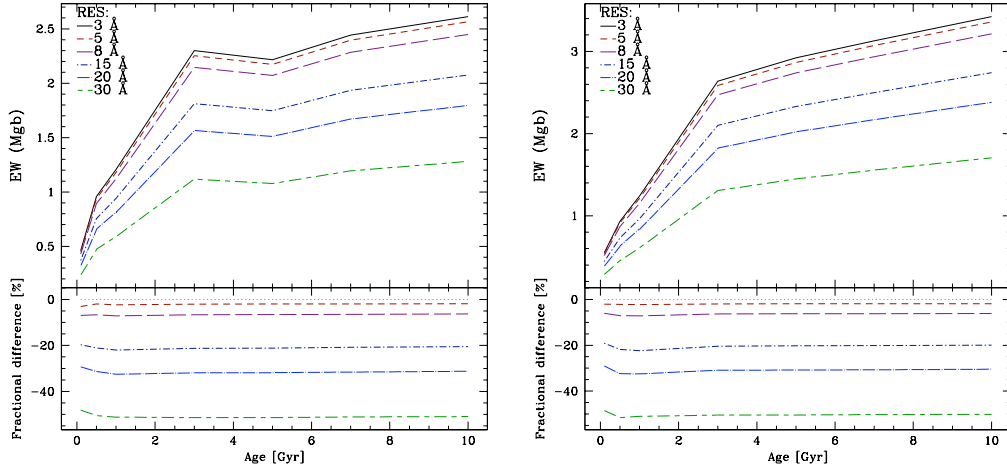
(a) $Z/Z_{\odot} = 0.4$.(b) $Z/Z_{\odot} = 1$.(c) $Z/Z_{\odot} = 2.5$.

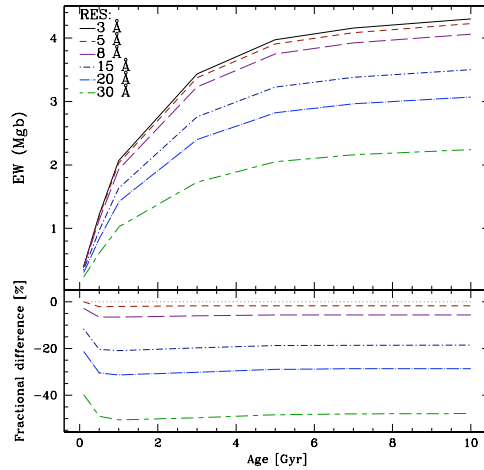
Figura 3.17: Relazione EW – Età per l'indice $H\beta$, per diversi valori di risoluzione spettrale. I tre grafici si riferiscono a tre valori diversi di metallicità: $Z/Z_{\odot} = 0.4$ in alto a sinistra, $Z/Z_{\odot} = 1$ in alto a destra e $Z/Z_{\odot} = 2.5$ in basso. In colore grigio è rappresentata la relazione alla risoluzione massima in esame ($\Gamma_{\text{FWHM}} = 3 \text{ \AA}$), in rosso mattone alla risoluzione spettrale $\Gamma_{\text{FWHM}} = 5 \text{ \AA}$, in viola alla risoluzione di Lick ($\Gamma_{\text{FWHM}} \sim 8 \text{ \AA}$), in blu scuro la relazione per $\Gamma_{\text{FWHM}} = 15 \text{ \AA}$, in azzurro per $\Gamma_{\text{FWHM}} = 20 \text{ \AA}$ ed in verde per $\Gamma_{\text{FWHM}} = 30 \text{ \AA}$. L'andamento è indipendente dalla metallicità ed è tale per cui, all'aumento della degradazione spettrale corrisponde una diminuzione della misura dell'indice, con una differenza percentuale che arriva ad una media di circa il 40 % nel caso di risoluzione di 30 \AA .

3.5. EFFETTO DELLA RISOLUZIONE SPETTRALE SULLE MISURE DEGLI INDICI DI LICK65



(a) $Z/Z_{\odot} = 0.4$.

(b) $Z/Z_{\odot} = 1$.



(c) $Z/Z_{\odot} = 2.5$.

Figura 3.18: Relazione EW – Età per l'indice Mg b, per diversi valori di risoluzione spettrale. I tre grafici si riferiscono a tre valori diversi di metallicità: $Z/Z_{\odot} = 0.4$ in alto a sinistra, $Z/Z_{\odot} = 1$ in alto a destra e $Z/Z_{\odot} = 2.5$ in basso. In colore grigio è rappresentata la relazione alla risoluzione massima in esame ($\Gamma_{\text{FWHM}} = 3 \text{ \AA}$), in rosso mattone alla risoluzione spettrale $\Gamma_{\text{FWHM}} = 5 \text{ \AA}$, in viola alla risoluzione di Lick ($\Gamma_{\text{FWHM}} \sim 8 \text{ \AA}$), in blu scuro la relazione per $\Gamma_{\text{FWHM}} = 15 \text{ \AA}$, in azzurro per $\Gamma_{\text{FWHM}} = 20 \text{ \AA}$ ed in verde per $\Gamma_{\text{FWHM}} = 30 \text{ \AA}$. L'analisi del comportamento dell'indice al variare della risoluzione spettrale è sovrapponibile a quella fatta per l'indice $H\beta$: l'andamento è indipendente dalla metallicità ed è tale per cui, all'aumento della degradazione spettrale corrisponde una diminuzione della misura dell'indice, con una differenza percentuale che arriva ad una media di circa il 40 % nel caso di risoluzione di 30 Å.

3.6 Dipendenza degli indici di Lick dall'abbondanza di elementi α

La composizione chimica di una popolazione stellare è strettamente legata alla SFH, in quanto l'arricchimento del mezzo in cui si formano le stelle è da attribuire alla concatenazione della funzione iniziale di massa e della nucleosintesi stellare. I principali "inquinatori" del mezzo interstellare sono le SNe, le quali si dividono sostanzialmente in due principali categorie

tipo II: si originano dal collasso gravitazionale del nucleo di progenitrici di grossa masse, al termine della loro rapida evoluzione. Durante l'esplosione vengono immesse nel mezzo interstellare ingenti quantità di elementi α (*O, Ne, Mg, Si, Ca, Ti*) e tracce di elementi del gruppo del ferro. Poiché le stelle progenitrici sono massive, questo processo avviene in un tempo scala molto breve, confrontato con l'età della galassia, quindi gli elementi α vengono immessi nel mezzo interstellare nella fase iniziale della vita delle galassie con storia di formazione segnata da un unico evento di formazione stellare;

tipo Ia: seguendo lo scenario più accreditato, i fenomeni di SNe Ia traggono origine in sistemi binari, in seguito all'uscita dalla fase di sequenza principale di una delle compagne, che velocemente evolve verso la fase di nana bianca di carbonio-ossigeno. Durante la fase di gigante rossa, incomincia una serie di trasferimenti di massa tra le due componenti del sistema che si concluderà quando il nucleo di carbonio-ossigeno raggiunge il limite di massa di Chandrasekhar di $1.4M_{\odot}$. Durante l'evoluzione stellare, la progenitrice sperimenta la combustione degli elementi pesanti ed arriva a sintetizzare gli elementi del gruppo del Fe (che sono gli elementi col numero atomico maggiore, sintetizzabili negli interni stellari), che verranno immessi nel mezzo interstellare durante la fase esplosiva. Il tempo di vita di un sistema binario progenitore di SNe Ia, deve essere tale da permettere alla stella di compiere l'intero ciclo di vita e pertanto, per le masse inferiori a quelle delle stelle più massive che sperimentano il collasso del nucleo, questo processo avviene in un tempo scala di almeno 1 Gyr e procede fintanto che nell'ambiente permangono sistemi doppi in grado di fornire progenitrici per le SNe Ia. La conseguenza è che l'abbondanza degli elementi del Fe tende ad aumentare col passare del tempo.

3.6. DIPENDENZA DEGLI INDICI DI LICK DALL'ABBONDANZA DI ELEMENTI α 67

Dalle considerazioni fin qui esposte ci si aspetta che l'abbondanza di ferro⁴ aumenterà nel tempo, mentre il rapporto degli elementi α rispetto al ferro⁵ $[\alpha/\text{Fe}]$ tenderà a diminuire con l'aumento dell'età della galassia; allora, studiando l'andamento dei rapporti appena introdotti si può tentare di risalire alla storia di formazione delle galassie in esame.

Fino all'inizio del 2000, i modelli di popolazione stellare venivano costruiti con cataloghi di spettri di stelle vicine al Sole e non prevedevano la dipendenza degli spettri dall'abbondanza di elementi α . L'osservazione di galassie a redshift intermedio ed alto ha però evidenziato un andamento sistematico con rapporti $[\alpha/\text{Fe}]$ positivi, aprendo al cosiddetto α - *enhancement problem*, ovvero al problema della sovrabbondanza di elementi α rispetto ai valori osservati nell'intorno del Sole.

Per analizzare come gli indici di Lick dipendano dall'abbondanza di elementi α , sono state richiamate delle misure tratte dalla letteratura, effettuate sui modelli di Thomas et al. (2011), che sono l'evoluzione dei modelli di Thomas et al. (2004), a loro volta basati sui modelli di sintesi di popolazione stellare di Maraston (Maraston, 1998). In Figura 3.19 è mostrata la relazione EW – età al variare del rapporto $[\alpha/\text{Fe}]$, per gli indici di Balmer $\text{H}\delta_{\text{A}}$, $\text{H}\gamma_{\text{A}}$ e $\text{H}\beta$. In tutti e tre gli indici c'è evidenza di dipendenza dall'abbondanza relativa di elementi α , con le misure degli indici che aumentano andando da valori sub-solari a quelli super-solari. L'indice $\text{H}\delta_{\text{A}}$ registra la dipendenza più forte tra gli indici proposto, con variazioni che superano il 100% delle misure rispetto a quelle effettuate sui modelli solari. L'indice $\text{H}\gamma_{\text{A}}$, in alto a destra, ha una sensibilità rilevante, con differenze percentuali dell'ordine del +15-25 % per i modelli super-solari e -15% per i modelli sub-solari, rispetto a quelli solari. L'indice $\text{H}\beta$, in basso, mostra anch'esso dipendenza dall' $[\alpha/\text{Fe}]$, ma con andamenti medi che non superano mai il 10 % delle misure dei modelli solari. Nella Figura 3.20 è mostrata la stessa relazione per gli elementi metallici C_24668 , G4300 e Mgb . Gli indici C_24668 e G4300 mostrano una leggera dipendenza dall' $[\alpha/\text{Fe}]$ per età maggiori di 1 Gyr, con differenze percentuali che arrivano al massimo al 15 % del valore misurato nei modelli solari. L'indice Mgb presenta una dipendenza maggiore rispetto a quella degli altri indici metallici, con differenze percentuali medie di -20 % circa per i modelli con $[\alpha/\text{Fe}]$ sub-solare, + 20 % per quelli con $[\alpha/\text{Fe}] = +0.3$ e del 35 % circa per quelli con $[\alpha/\text{Fe}] = +0.5$.

⁴l'abbondanza del ferro è parametrizzata come $[\text{Fe}/\text{H}] = \text{Log}_{10} \left(\frac{\text{Fe}}{\text{H}} \right) - \text{Log}_{10} \left(\frac{\text{Fe}_{\odot}}{\text{H}_{\odot}} \right)$.

⁵il rapporto tra gli elementi α ed il ferro è parametrizzato come $[\alpha/\text{Fe}] = \text{Log}_{10} \left(\frac{\alpha}{\text{Fe}} \right) - \text{Log}_{10} \left(\frac{\alpha_{\odot}}{\text{Fe}_{\odot}} \right)$.

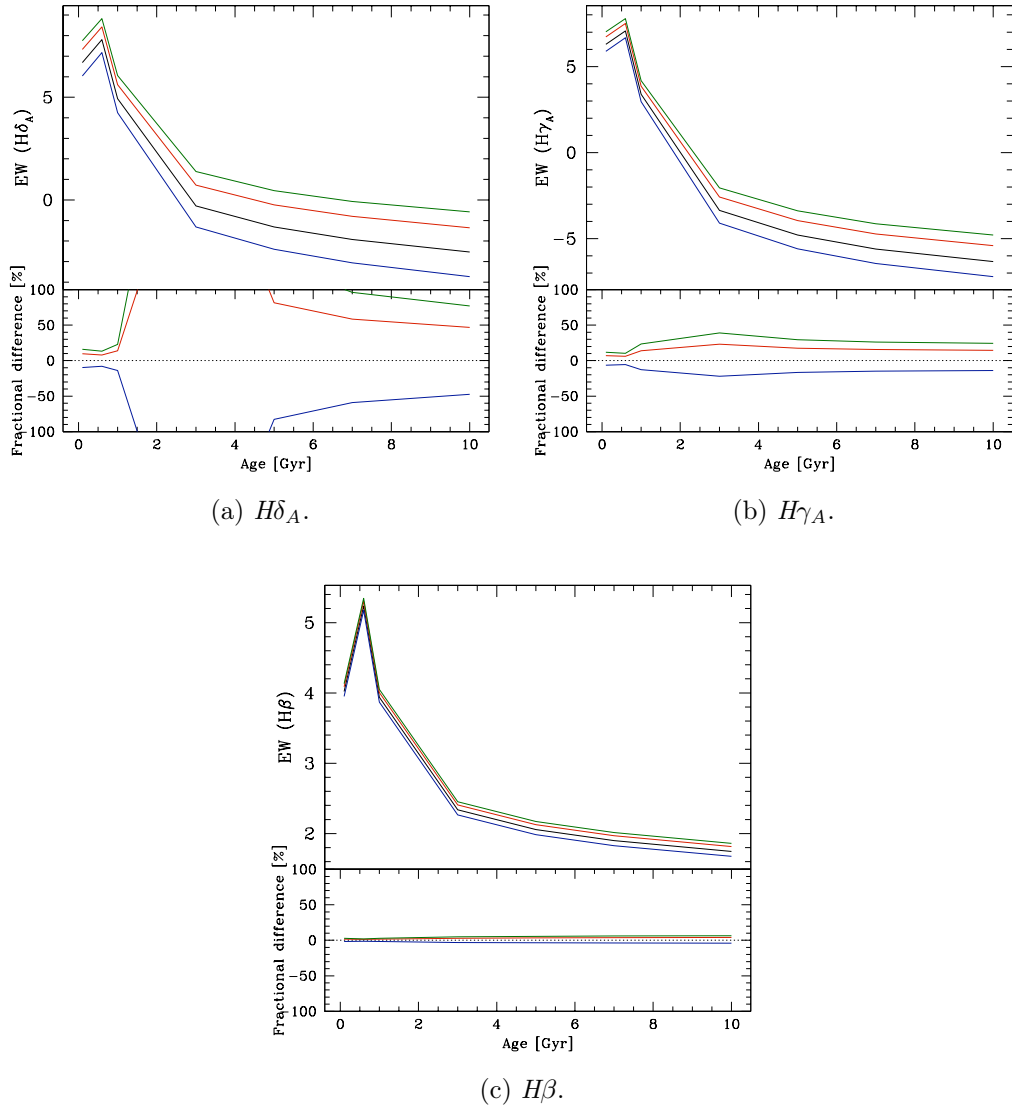
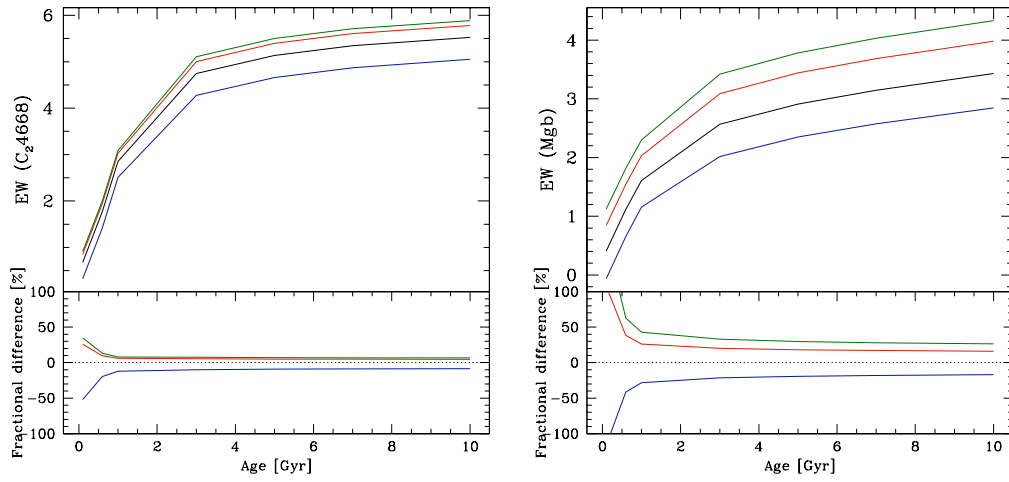


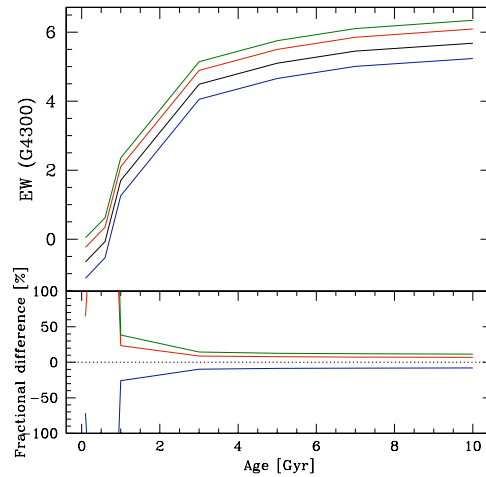
Figura 3.19: Relazione EW – età al variare del rapporto $[\alpha/\text{Fe}]$, per alcuni indici di Balmer. Le misure sono state effettuate da Maraston (Thomas et al., 2011) su delle SED con rapporto $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$. La linea continua nera rappresenta la relazione per le popolazioni con $[\alpha/\text{Fe}]$ solare, quella blu sub-solare ($[\alpha/\text{Fe}] = -0.3$, quelle rossa e verde super-solare, con valori rispettivamente di $[\alpha/\text{Fe}] + 0.3e + 0.5$. Tutti e tre gli indici presentano dipendenza dall’abbondanza relativa di elementi α , con le misure degli indici che aumentano andando da valori sub-solari a quelli via via maggiormente super-solari. L’indice $H\delta_A$, in alto a sinistra, è quello del gruppo che presenta la dipendenza più forte, con variazioni che superano il 100% delle misure sui modelli solari. L’indice $H\gamma_A$, in alto a destra, ha una sensibilità rilevante, con differenze percentuali dell’ordine del +15-25 % per i modelli super-solari e -15% per i modelli sub-solari, rispetto a quelli solari. L’indice $H\beta$, in basso, mostra anch’esso dipendenza dall’ $[\alpha/\text{Fe}]$, ma con andamenti medi che non superano mai il 10 % delle misure dei modelli solari.

3.6. DIPENDENZA DEGLI INDICI DI LICK DALL'ABBONDANZA DI ELEMENTI α 69



(a) C_{24668} .

(b) Mgb .



(c) $G4300$.

Figura 3.20: Relazione EW – età al variare del rapporto $[\alpha/Fe]$, per alcuni indici di metallici. Le misure sono state effettuate da Maraston (Thomas et al., 2011) su delle SED con rapporto $[Fe/H] = 0$. La linea continua nera rappresenta la relazione per le popolazioni con $[\alpha/Fe]$ solare, quella blu sub-solare ($[\alpha/Fe] = -0.3$, quelle rossa e verde super-solare, con valori rispettivamente di $[\alpha/Fe] = +0.3$ e $+0.5$. Gli indici C_{24668} (in alto a sinistra) e $G4300$ (in basso) mostrano una leggera dipendenza dall' $[\alpha/Fe]$ per età maggiori di 1 Gyr, con differenze percentuali che arrivano al massimo al 15 % del valore misurato nei modelli solari. L'indice Mgb presenta una dipendenza maggiore rispetto a quella degli altri indici metallici, con differenze percentuali medie di -20 % circa per i modelli con $[\alpha/Fe]$ sub-solare, + 20 % per quelli con $[\alpha/Fe] = +0.3$ e del 35 % circa per quelli con $[\alpha/Fe] = +0.5$.

3.7 Riassunto

In questo capitolo sono state analizzate le dipendenze delle intensità degli indici di Lick dai principali parametri fisici ed evolutivi delle popolazioni stellari. L'analisi è stata fatta su SED sintetiche costruite coi modelli di BC03 e (solo per lo studio della dipendenza dall'abbondanza di elementi α), usando misure di indici dei modelli di Thomas et al. (2011). Di seguito sono riportati brevemente i risultati ottenuti:

Età. Gli indici più forti negli spettri di popolazioni stellari con età sino ad 1 Gyr sono quelli della serie di Balmer. L'indice $H\delta_A$ domina su tutti con larghezze equivalenti superiori a 6 \AA (in spettri di metallicità solare), seguito dagli altri indici della serie di Balmer $H\delta_F$, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$ e $H\beta$. Nelle popolazioni di età intermedia, tra 1 Gyr e 3 Gyr avviene un repentino cambio di tendenza in cui gli indici di Balmer abbandonano progressivamente le prime cinque posizioni, che vengono occupate da indici del gruppo del ferro quali Fe5015, Fe4383 e Fe4531, dell'indice G4300. Tale situazione rimane pressoché invariata anche nelle popolazioni vecchie. Occorre comunque sottolineare che la transizione di tendenza è quasi del tutto dovuta alla rapida diminuzione dell'intensità degli indici di Balmer in popolazioni stellari in fase di post TP-AGB, mentre la variazione con l'età delle intensità degli indici metallici è più modesta. Ad esempio, l'intensità dell'indice C₂4668 ha una differenza percentuale di circa il 20% passando da popolazioni di 4 Gyr a quelle di 10 Gyr.

Metallicità. Dall'analisi presentata emerge che tutti gli indici mostrano una dipendenza dalla metallicità, che risulta più importante negli indici come il C₂4668, Fe5015, Mgb e gli altri indici dovuti ad assorbimenti di elementi metallici, anche se gli indici di Balmer sperimentano anch'essi una certa dipendenza, con un trend che tende a far diminuire la loro intensità al crescere della metallicità. Si riscontra che per tali indici la dipendenza più forte rimane quella dall'età. Tale risultato è conforme coi risultati trovati da Worthey (1994) e Worthey and Ottaviani (1997).

SFH. La SFH incide sull'intensità degli indici solo nelle popolazioni stellari giovani, e diventa progressivamente meno importante al crescere dell'età. In popolazioni più vecchie di 4 -5 Gyr l'effetto della SFH diventa del tutto ininfluenza sulla misura degli indici di Lick.

Allargamento Doppler. L'allargamento delle righe spettrali induce una progressiva diminuzione dell'intensità degli indici di Lick, con un trend

che non dipende dall'età della popolazione stellare. L'effetto dovuto alla risoluzione spettrale è più forte rispetto a quello dovuto alla dispersione di velocità radiale delle stelle. Per quanto riguarda l'effetto dovuto alla dispersione di velocità, sugli spettri di galassie caratterizzate da $\sigma = 250 \text{ km s}^{-1}$, la differenza con le intensità misurate su spettri di $\sigma = 0 \text{ km s}^{-1}$ è di circa l'80%. Si può pertanto concludere affermando che l'effetto dell'allargamento dovuto alla dispersione di velocità radiale diventa via via più trascurabile col peggioramento della risoluzione spettrale.

Abbondanza elementi α . L'indice Mgb presenta una dipendenza maggiore rispetto a quella degli altri indici metallici, con differenze percentuali medie di -20 % circa per i modelli con $[\alpha/\text{Fe}]$ sub-solare, + 20 % per quelli con $[\alpha/\text{Fe}] = +0.3$ e del 35 % circa per quelli con $[\alpha/\text{Fe}] = +0.5$ del valore misurato nei modelli solari. Gli indici metallici mostrano una leggera dipendenza dall' $[\alpha/\text{Fe}]$, con differenze percentuali, rispetto ai valori solari, che possono arrivare al massimo al 15 % (C₂4668 e il G4300), in popolazioni stellari con età maggiori di 1 Gyr. Tra gli indici di Balmer, l' $\text{H}\delta_{\text{A}}$ registra la dipendenza più forte, con variazioni che superano il 100% delle misure rispetto a quelle effettuate sui modelli solari. L'indice $\text{H}\beta$ mostra anch'esso dipendenza dall' $[\alpha/\text{Fe}]$, ma con andamenti medi che non superano mai il 10 % delle misure dei modelli solari.

Capitolo 4

Misure e risultati

Nel presente capitolo presento un'analisi dettagliata, effettuata su un campione di galassie passive selezionato dalla *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), volta a porre dei vincoli sulla teoria di formazione ed evoluzione di tali strutture. Il lavoro è stato sviluppato col metodo di analisi spettroscopica basato sulla misura degli indici di Lick, ideato per offrire uno strumento potente da applicare nello studio e nell'interpretazione degli spettri galattici. Come spiegato nel Capitolo 2, il sistema di indici è basato sulla definizione di un sistema di righe spettrali in assorbimento, la cui intensità conserva una traccia fossile delle proprietà fisiche delle popolazioni stellari che costituiscono le galassie ellittiche. Dagli studi delle relazioni tra tali intensità e le proprietà fisiche delle popolazioni stellari (del tipo di quelli effettuati nel Capitolo 3), si possono pianificare strategie scientifiche che permettano di adoperare gli indici di Lick per derivare importanti informazioni sulla formazione e l'evoluzione delle popolazioni, tra le quali le loro età, la storia di formazione stellare, l'evoluzione dell'arricchimento chimico, per giungere a porre dei vincoli sull'epoca di formazione delle galassie passive.

Il capitolo è organizzato in modo da esporre esaurientemente lo studio effettuato:

- *Parte preliminare:* la selezione del campione e la costruzione degli spettri da analizzare; le operazioni di misura degli indici di Lick e relativi errori; l'analisi della relazione EW–redshift; le correzioni sulle misure per poter sfruttare i modelli di popolazione stellare per lo studio evolutivo;
- *Parte evolucionistica:* l'utilizzo del metodo diagnostico *indice–indice* per la misura dei parametri fisici delle galassie passive; l'approccio statistico per ricavare età, metallicità ed abbondanza degli elementi– α

delle popolazioni in esame; l'analisi evoluzionistica per vincolare i modelli di formazione delle galassie passive.

4.1 Selezione del campione

Il campione di spettri analizzato per questo lavoro è stato estratto dalla versione *Sixth Data Release* della SDSS (SDSS-DR6) da Moresco et al. (2011). La survey, ottenuta con un telescopio di 2.5 m situato nel New Mexico presso l'Apache Point Observatory e costituita da una mappa di oggetti celesti distribuiti su un'area di cielo di 9583 deg². Tali sorgenti sono state osservate fotometricamente nelle bande u, g, r, i, z; inoltre, di circa 800000 galassie sono stati estratti gli spettri, con una magnitudine petrosiana $r < 17.77$, nell'intervallo di lunghezza d'onda tra 3800 Å e 9200 Å e risoluzione spettrale $R \sim 1800-2200$. Il campione è stato cross-correlato con la Two Micron All Sky Survey (2MASS), in modo da estendere la fotometria alle bande J, H, K. Tale scelta ha permesso di lavorare con un intervallo maggiore di lunghezze d'onda, così da garantire una precisione maggiore della stima della massa e del colore delle galassie attraverso il fit con modelli di SED e dati fotometrici. Per ottenere un campione di galassie passive il meno possibile contaminato, Moresco et al. (2011) hanno adottato un criterio di selezione basato sulla scelta di galassie che soddisfacessero le seguenti caratteristiche spettroscopiche:

1. nessuna forte riga in emissione: selezionate le sole galassie con larghezze equivalenti delle righe $H\alpha$ e $[O II] > -5\text{Å}$, principali caratteristiche delle sorgenti in cui è in corso formazione stellare;
2. SED compatibili con galassie ETGs in evoluzione passiva, selezionate fittando le SED con dei modelli appartenenti ad una libreria di Ilbert et al. (2006), che contiene SED multi-banda sia di popolazioni stellari vecchie sia di galassie con intensa formazione stellare.

Per la stima delle masse stellari, Moresco et al. (2011) hanno effettuato un procedimento di *best - fit* della SED con una griglia di modelli BC03, caratterizzati da una SFH esponenziale ritardata (vedi Capitolo 3) con parametro di e-folding τ nell'intervallo tra 0.05 e 1 Gyrs, da una funzione iniziale di massa di Chabrier (Chabrier, 2003), da un'estinzione dovuta alla polvere $A_V \in (0, 1)$, da metallicità solare ($Z_{\odot} = 0.02$) e da età comprese tra 100 Myr e 20 Gyr. In questa maniera, oltre alla massa hanno stimato anche la SFH, sfruttando una cosmologia caratterizzata da parametro di Hubble $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ e parametro di densità della materia $\Omega_{0,M} = 0.25$. In un lavoro di Concas et al. (2014), il campione così costruito ha subito un ulteriore taglio in massa,

in quanto la ricerca verteva su una verifica della teoria evolutiva del *mass - downsizing*, secondo la quale più le galassie sono massive più sono vecchie e formate in tempi scala più brevi. Pertanto, hanno selezionato solamente le galassie con $\log(M/M_\odot) > 10.75$, ottenendo il campione finale, che contiene ~ 21500 , il quale è stato successivamente suddiviso in quattro sotto-campioni di massa, con $\Delta\log(M/M_\odot) = 0.25$, in modo da studiare oltre all'evoluzione in redshift anche la dipendenza dalla massa e per ottenere maggior omogeneità dei redshift di formazione:

BinI: galassie con massa $10.75 < \log(M/M_\odot) < 11.00$;

BinII: galassie con massa $11.00 < \log(M/M_\odot) < 11.25$;

BinIII: galassie con massa $11.25 < \log(M/M_\odot) < 11.50$;

BinIV: galassie con massa $\log(M/M_\odot) > 11.50$;

Le principali caratteristiche degli oggetti nei quattro sotto-campioni sono riportate in Tabella 4.1, mentre nella Figura 4.1 sono mostrati gli andamenti delle relazioni Massa–redshift e σ –redshift per i quattro sotto-campioni di massa.

Gli spettri delle singole galassie sono caratterizzati da un basso rapporto segnale–rumore (SNR), pertanto, poiché l'analisi con gli indici di Lick necessita di spettri con alto SNR, è stato indispensabile ricorrere ad una procedura chiamata *stacking* degli spettri, la quale permette di migliorare notevolmente il SNR mediando il flusso F_λ di una serie omogenea di spettri individuali. In breve, una volta che gli spettri singoli vengono riportati nell'intervallo di lunghezze d'onda a riposo, si effettua un ricampionamento dello spettro per ottenere in ascissa lunghezze d'onda identiche per tutti gli spettri e per ciascuna λ si determina il F_λ mediano. È stato costruito uno spettro stacked per ognuno dei quattro sotto-campioni di massa e intervalli di redshift, ottenendo una base di 32 spettri totali, sui quali ho misurato gli indici di Lick ed effettuato l'analisi evolucionistica. Al termine dell'operazione di stacking sono stati generati i files contenenti le informazioni sugli spettri da analizzare, uno per ogni bin di massa e di redshift. Le informazioni contenute in ciascuno di tali file sono il flusso mediano in funzione della lunghezza d'onda (F_λ), la median absolute Deviation¹ (MAD), il numero di spettri di singole galassie, per lunghezza d'onda (N_λ), adoperati per comporre lo spettro stacked ed infine l'errore sul flusso, dato da $MAD/\sqrt{N_\lambda}$.

¹MAD = $1.482 \times \text{MEDIAN}(x - \text{MEDIAN}(x))$.

Tabella 4.1: Caratteristiche principali delle ~ 21500 galassie passive del campione

Bin Massa	Bin Redshift	N° Spettri	Massa Mediana [$\log(\frac{M}{M_{\odot}})$]	Intervallo Massa [$\log(\frac{M}{M_{\odot}})$]	Dispersione Velocità [km/s]
BinI	1 (0.02-0.04)	171	10.85	10.75-11.00	214.4
	2 (0.04-0.06)	567	10.84	10.75-11.00	205.5
	3 (0.06-0.08)	1321	10.85	10.75-11.00	204.9
	4 (0.08-0.10)	1998	10.85	10.75-11.00	199.1
	5 (0.10-0.12)	2766	10.86	10.75-11.00	200.2
	6 (0.12-0.14)	3149	10.87	10.75-11.00	201.9
	7 (0.15-0.17)	1740	10.9	10.75-11.00	207.5
	8 (0.17-0.19)	734	10.93	10.75-11.00	214.2
	9 (0.22-0.24)	16	10.98	10.75-11.00	238.6
BinII	1 (0.02-0.04)	28	11.08	11.00-11.25	251.1
	2 (0.04-0.06)	156	11.08	11.00-11.25	235.3
	3 (0.06-0.08)	408	11.09	11.00-11.25	234.7
	4 (0.08-0.10)	652	11.09	11.00-11.25	232.6
	5 (0.10-0.12)	1112	11.09	11.00-11.25	230.2
	6 (0.12-0.14)	1655	11.09	11.00-11.25	227.7
	7 (0.15-0.17)	2009	11.11	11.00-11.25	230.8
	8 (0.15-0.17)	1697	11.13	11.00-11.25	232.3
	9 (0.22-0.24)	347	11.16	11.00-11.25	251.5
BinIII	1 (0.03-0.05)	12	11.31	11.25-11.50	263.0
	2 (0.05-0.07)	32	11.3	11.25-11.50	264.3
	3 (0.07-0.09)	127	11.32	11.25-11.50	261.6
	4 (0.09-0.10)	155	11.32	11.25-11.50	264.9
	5 (0.11-0.13)	222	11.33	11.25-11.49	260.9
	6 (0.15-0.17)	590	11.32	11.25-11.50	261.3
	7 (0.17-0.19)	890	11.33	11.25-11.50	256.2
	8 (0.22-0.24)	645	11.37	11.25-11.50	265.3
	9 (0.24-0.26)	331	11.39	11.25-11.50	271.5
BinIV	1 (0.06-0.09)	20	11.55	>11.50	280.2
	2 (0.10-0.14)	75	11.56	>11.50	282.0
	3 (0.15-0.19)	202	11.57	>11.50	282.7
	4 (0.22-0.26)	428	11.58	>11.50	289.4
	5 (0.26-0.33)	265	11.62	>11.50	294.9

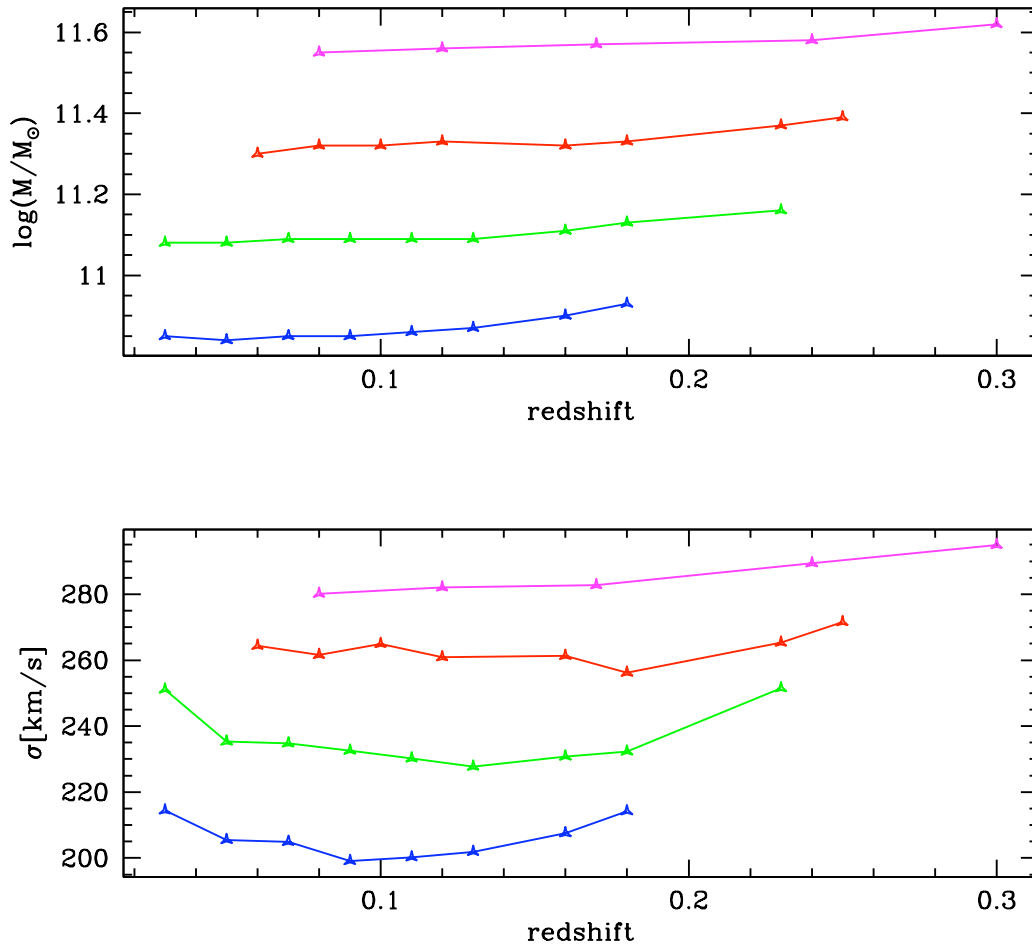


Figura 4.1: Andamento delle relazioni Massa–redshift e σ –redshift per i quattro sotto-campioni di massa. In colore blu il sotto-campione di massa $10.75 < \log(M/M_{\odot}) < 11.00$, verde per le galassie con $11.00 < \log(M/M_{\odot}) < 11.25$, rosso per $11.25 < \log(M/M_{\odot}) < 11.50$, magenta per $\log(M/M_{\odot}) > 11.50$.

4.2 Misure degli indici

Sugli spettri stacked del campione ho misurato tutti gli indici di Lick e il D4000, utilizzando il software precedentemente sviluppato e già impiegato nello studio preliminare sulle relazioni tra gli indici di Lick misurati sulle SED sintetiche di BC03 e i vari parametri fisici delle galassie passive (vedi Cap. 3). Tale programma permette di iterare una serie di operazioni:

- leggere in input ciascun file contenente le informazioni degli spettri stacked: λ , F_λ e $\sigma_\lambda/\sqrt{N_\lambda}$;
- ricampionare lo spettro al millesimo di Å, per misurare gli indici con lo standard dell'osservatorio di Lick;
- misurare l'intensità di tutti gli indici di Lick seguendo la loro definizione (Eq. (2.6) per gli indici atomici, Eq. (2.7) per gli indici molecolari, Eq. (2.12) per il D4000);
- propagare l'errore sulla misura degli indici, seguendo il metodo dell'approssimazione col SNR medio per Å, proposto da Cardiel et al. (1998), esposto nel Paragrafo 2.3.1;

Al termine dell'operazione di analisi dello spettro, per ogni sotto-campione di massa e di redshift ho ottenuto una misura di tutti gli indici di Lick e del D4000 e pertanto ne ho potuto studiare le relazioni EW– z ed EW–massa.

4.3 Evoluzione in z e segregazione in massa

Analizzando l'andamento delle misure dei singoli indici di Lick col redshift emerge un chiaro trend evolutivo: alcuni indici correlano col redshift, un altro gruppo mostra misure che anticorrelano con z e pochi non mostrano un andamento preciso. Inoltre, la maggioranza degli indici sperimenta segregazione di massa: le misure degli indici relative a ciascun sotto-campione di massa risultano nettamente distinguibili da quelle degli altri sotto-campioni e tale risultato indica una netta dipendenza dell'andamento delle misure dalla massa delle galassie passive. In Tabella 4.2 sono riportate le relazioni degli indici di Lick col redshift e l'eventuale segregazione legata alla massa delle galassie. Più dettagliatamente:

Correlazioni col redshift e segregazione di massa: il gruppo degli indici di Lick che correlano col redshift è formato esclusivamente dai cinque indici dell'idrogeno ($H\delta_A$, $H\delta_F$, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, $H\beta$), e tutti sperimentano segregazione di massa. In Figura 4.2 sono mostrate le relazioni

Tabella 4.2: Relazioni EW–redshift per tutti gli indici di Lick, i break D4000 e Dn4000 e l'indice misto [MgFe]'. Nell'ultima colonna è riportata l'eventuale segregazione di massa presente nelle suddette relazioni.

Indice	Correlazione EW–z	Anti-correlazione EW–z	Nessuna Relazione	Segregazione Massa
D4000		X		X
Dn4000		X		X
H δ _A	X			X
H δ _F	X			X
CN1		X		X
CN2		X		X
Ca4227		X		
G4300			X	
H γ _A	X			X
H γ _F	X			X
Fe4383		incerta		incerta
Ca4455			X	
Fe4531		incerta		incerta
C ₂ 4668		incerta		incerta
H β	X			X
Fe5015		X		
Mg1		X		X
Mg2		X		X
Mgb		X		X
Fe5270		X		
Fe5335		X		X
Fe5406		X		X
Fe5709			X	X
Fe5782		X		X
NaD		X		X
TiO1		X		X
TiO2		X		X
[MgFe]'		X		

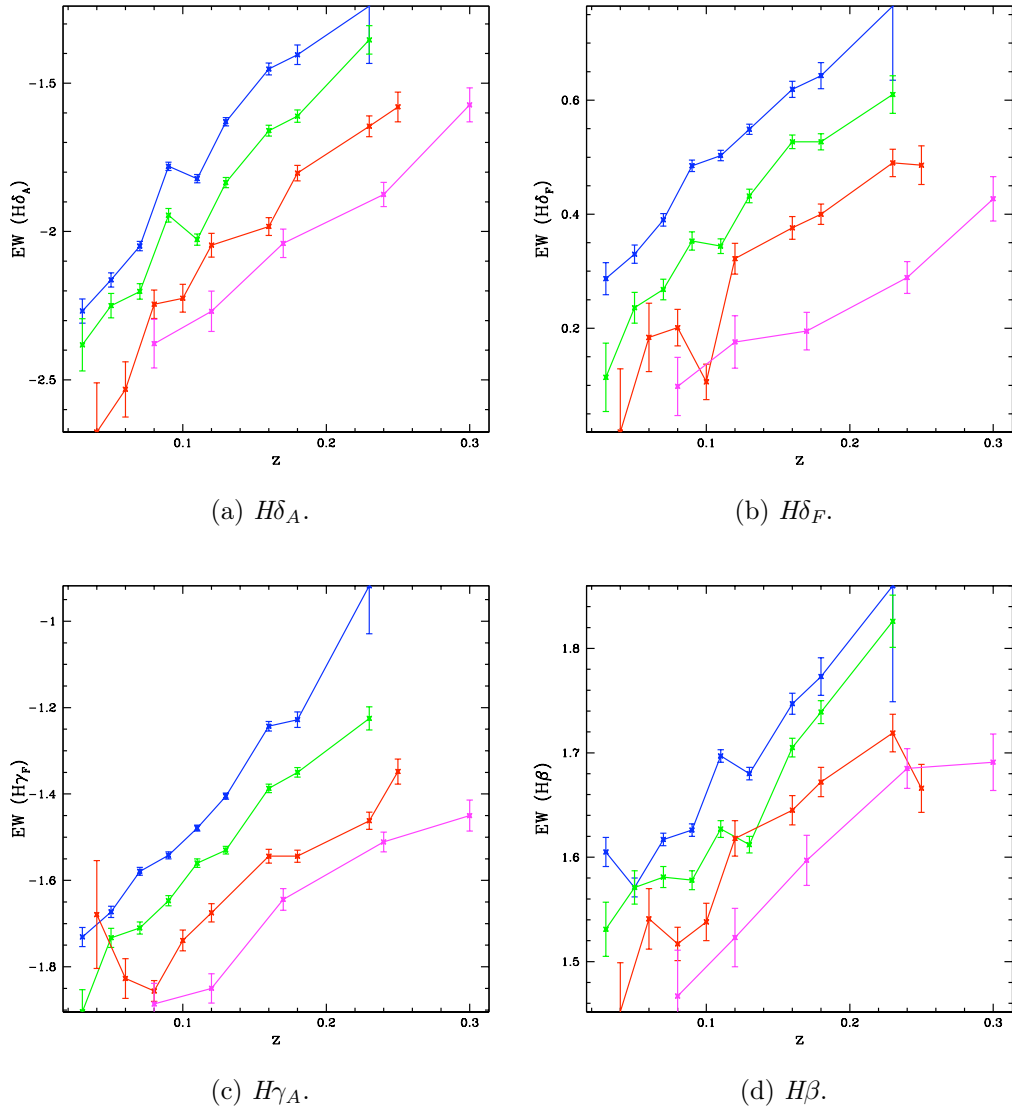


Figura 4.2: Correlazioni EW–redshift per quattro indici di Balmer ($H\delta_A$, $H\delta_F$, $H\gamma_A$, $H\beta$). I quattro colori rappresentano gli andamenti della relazione per i quattro sotto-campioni in massa: blu per le galassie passive meno massive (con $10.75 < \log(M/M_\odot) < 11.00$), verde per le galassie con $11.00 < \log(M/M_\odot) < 11.25$, rosso per $11.25 < \log(M/M_\odot) < 11.50$, magenta per $\log(M/M_\odot) > 11.50$.

EW–redshift per quattro degli indici di tale gruppo. La dipendenza dal redshift è praticamente identica in tutti i casi proposti e per ciascun intervallo di massa, con un chiarissimo andamento evolutivo in cui l'intensità degli indici aumenta al crescere del redshift delle galassie. Questo può essere spiegato per mezzo della relazione EW–età ottenuta nell'analisi preliminare effettuata sui modelli BC03 (vedi Capitolo 3), per cui una popolazione stellare passiva mostra degli indici di Balmer le cui intensità decrescono con l'aumentare dell'età. L'altro risultato chiaramente evidente in ogni grafico, è la segregazione in massa delle relazioni EW–redshift, per cui galassie più massive presentano per ogni z indici meno forti, e quindi (a fissata metallicità) età più grandi. Tale risultato è compatibile con lo scenario del *mass–downsizing*, secondo il quale le galassie più massive hanno terminato di assemblare la loro massa a redshift più alti. Un'altra importante caratterizzazione dello scenario di *mass–downsizing* è di prevedere un tempo scala di formazione delle stelle più breve per galassie più massive; con le relazioni EW–redshift tale informazione può essere dedotta solo qualitativamente e verrà approfondita dettagliatamente nei paragrafi successivi.

Anti-correlazioni col redshift e segregazione di massa: come si può leggere nella Tabella 4.2, la maggioranza degli indici evidenzia un comportamento evolutivo di anti-correlazione col redshift. Anche il comportamento evolutivo degli indici di tale gruppo è riconducibile perfettamente nello scenario di evoluzione passiva. Infatti la relazione EW–età di tali indici misurati sulle SED di popolazioni passive, è complementare a quella degli indici del gruppo di Balmer, ovvero le loro intensità aumentano col progredire dell'età della popolazione stellare. In Figura 4.3 sono riportate le relazioni EW–redshift per quattro indici spettroscopici (D4000, Mg b, NaD, CN₂). Si può osservare come a massa fissata gli andamenti mostrano l'anti-correlazione attesa; inoltre anche per tali indici appare chiaramente la segregazione in massa, resa ancor più evidente dal fatto che le misure degli indici sono affette da piccoli errori, persino nel caso del CN₂, che ha delle intensità deboli con valori massimi di circa 0.15 mag. Perciò si osserva chiaramente come per ciascun valore di redshift le intensità misurate aumentino sistematicamente andando dalle galassie di massa inferiore verso quelle di massa maggiore: le galassie passive più massive sono quelle che si sono formate prima e in tempi scala più corti.

Anti-correlazioni col redshift, nessuna segregazione di massa: In Figura 4.4a è mostrata la relazione EW–redshift per l'indice misto [MgFe]',

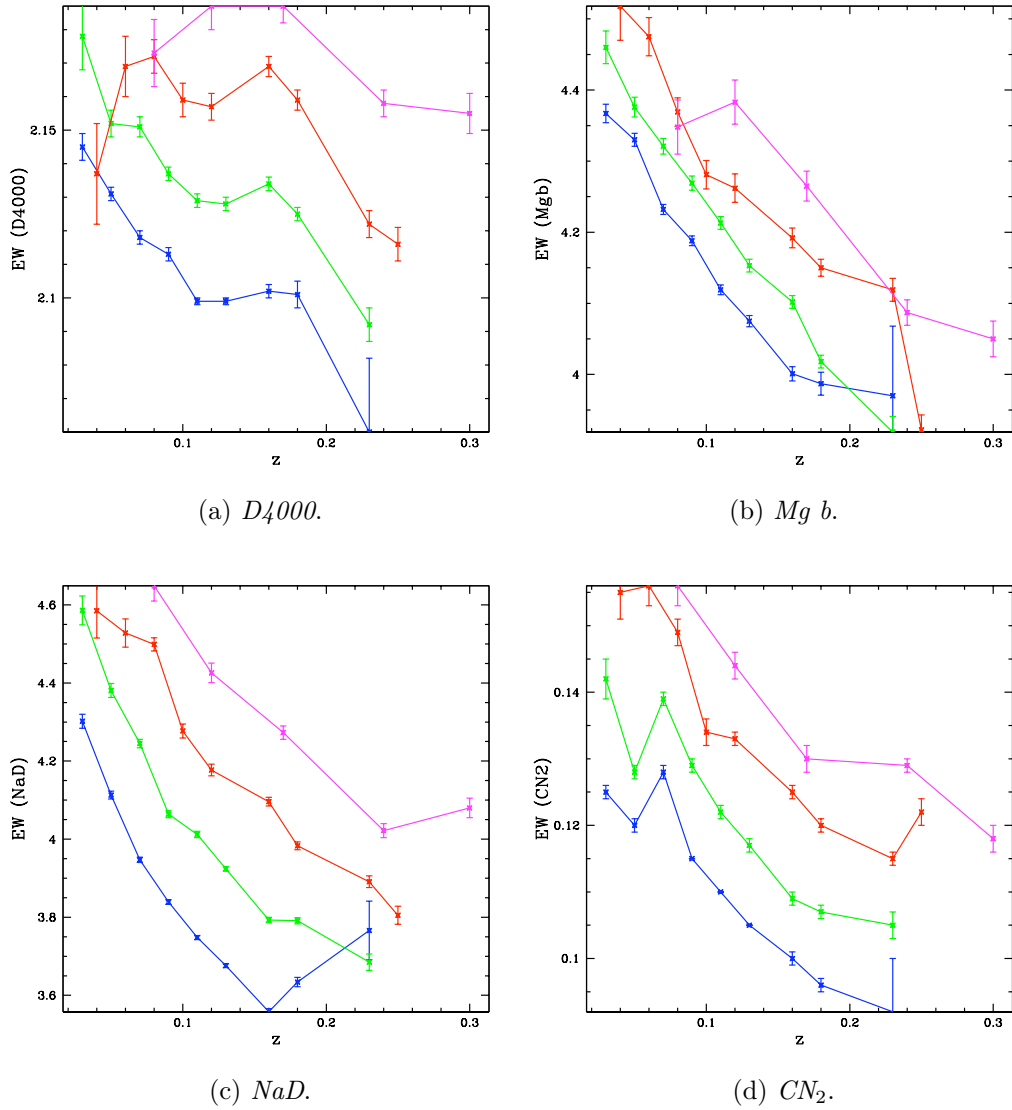


Figura 4.3: Anti-correlazioni EW–redshift per l’intensità del D4000 e tre indici di Lick ($Mg\ b$, NaD , CN_2). I quattro colori rappresentano gli andamenti della relazione per i quattro sotto-campioni in massa: blu per le galassie passive meno massive (con $10.75 < \log(M/M_\odot) < 11.00$), verde per le galassie con $11.00 < \log(M/M_\odot) < 11.25$, rosso per $11.25 < \log(M/M_\odot) < 11.50$, magenta per $\log(M/M_\odot) > 11.50$.

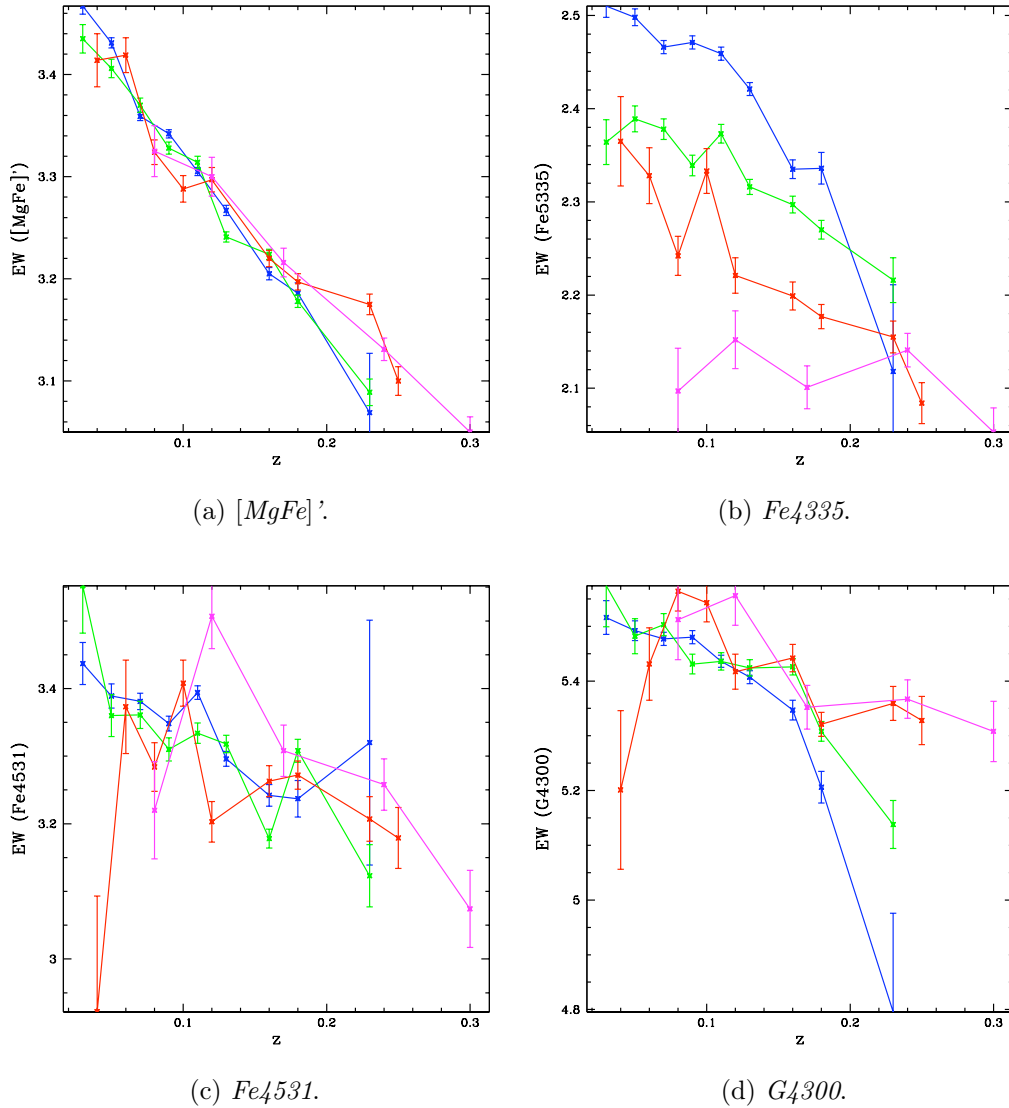


Figura 4.4: Relazioni EW–redshift per l'intensità degli indici di Lick $[MgFe]'$, Fe_{5335} , Fe_{4531} , G_{4300} . I quattro colori rappresentano gli andamenti della relazione per i quattro sotto-campioni in massa: blu per le galassie passive meno massive (con $10.75 < \log(M/M_{\odot}) < 11.00$), verde per le galassie con $11.00 < \log(M/M_{\odot}) < 11.25$, rosso per $11.25 < \log(M/M_{\odot}) < 11.50$, magenta per $\log(M/M_{\odot}) > 11.50$.

dalla quale emerge una netta dipendenza dell'indice dall'evoluzione temporale delle popolazioni stellari passive, ma è altrettanto netta l'assenza di una benché minima segregazione di massa. Il motivo è da ricercare nel comportamento degli indici che costituiscono l'[MgFe]': cioè Mgb (vedi Figura 4.3b), Fe5270 e Fe5335 (vedi Figura 4.4b). Sebbene tutti e tre gli indici anti-correlino con il redshift, il Fe5270 non mostra segregazione di massa (vedi Tabella 4.2), mentre il Fe5335 mostra una segregazione di massa inversa rispetto al Mgb. Combinando gli andamenti dei tre indici secondo la definizione dell'indice [MgFe]' (vedi Eq. 2.11) emerge conseguentemente la relazione in Figura 4.4a.

Anche l'indice Fe5015 mostra un trend evolutivo, con l'intensità che diminuisce al crescere di z , ma non risulta esserci segregazione di massa. Il motivo può essere imputato al fatto che tale indice non risulta essere ben calibrato coi modelli di popolazione stellare e inoltre la sua misura potrebbe risentire della contaminazione di una riga in emissione dell'[O III] (Thomas et al., 2003).

Debole anti-correlazione con z , debole segregazione di massa: in Tabella 4.2 si può leggere che alcuni indici metallici (Fe4383, Fe4531 e C₂4668), mostrano debole anti-correlazione col redshift e segregazione di massa. Se si osserva la relazione teorica EW–età per tali indici (vedi Figura 3.6), si nota che per popolazioni stellari passive di età maggiore di 2 Gyr, l'andamento di tali indici si appiattisce, divenendo quasi indipendente dall'età. Ciò si ripercuote inevitabilmente sulla relazione indice–redshift. In Figura 4.4c è mostrato l'andamento della relazione per l'indice Fe4531.

Nessuna relazione: ci sono alcuni indici di Lick che non mostrano alcuna relazione evolutiva. In Figura 4.4d è mostrato l'andamento EW–redshift per l'indice G4300: tale indice è ben misurabile, ma è non è calibrato con i modelli di popolazione stellare (Thomas et al., 2003) e probabilmente la causa è da imputare a tale comportamento evolutivo.

4.4 Modelli di popolazione stellare e correzione delle misure

I modelli di sintesi di popolazioni stellari rappresentano uno strumento indispensabile, da affiancare al metodo degli indici di Lick, per poter ricavare i parametri fisici delle galassie passive dal loro spettro ottico. Come esposto nel Paragrafo 2.2.2 nella pagina 24, le galassie passive, e più in generale le

ETGs, mostrano abbondanze di elementi- α maggiori di quelle solari, pertanto per perseguire l'obiettivo è risultato necessario servirsi di modelli SSP che tenessero in conto tale problematica. In questo lavoro di tesi è stato adoperato il modello SSP di Thomas, Maraston, and Johansson (2011, TMJ), un'estensione del modello di Thomas, Maraston, and Korn (2004, TMB/K), il quale è basato sul codice di evoluzione di popolazioni sintetiche sviluppato da Maraston (1998), assumendo una funzione iniziale di massa di Salpeter e utilizzando le tracce evolutive delle stelle di Cassisi et al. (1997). Il modello TMJ² è basato sulla calibrazione degli indici delle righe in assorbimento con parametri stellari derivati dalla libreria stellare MILES (Sánchez-Blázquez et al., 2006; Johansson et al., 2010), utilizzando la funzione di risposta degli indici di Korn et al. (2005) e calibrando i dati con i risultati spettroscopici ottenuti da ammassi globulari galattici, come esposto in Johansson et al. (2010). Il risultato finale consta di una griglia formata dalle misure sintetiche dei 25 indici di Lick, con combinazioni dei seguenti parametri:

Età: t [Gyr] = {0.1, 0.2, 0.4, 0.6, 0.8, 1, 2, 3, 4, 5, 6, 7, 8, 9, 10, 11, 12, 13, 14, 15};

Metallicità totale: $[Z/H]$ = {-2.25, -1.35, -0.33, 0.0, 0.35, 0.67};

Elementi α : $[\alpha/Fe]$ = {-0.3, 0.0, 0.3, 0.5}.

Gli spettri della libreria MILES sono ad alta risoluzione spettrale (~ 2.7 Å FWHM) e sono calibrati in flusso, al contrario del sistema di Lick/IDS, il quale è basato su un catalogo stellare con spettri a risoluzione medio-bassa (~ 8 Å FWHM), e non calibrati in flusso. Prima del modello TMJ era necessario adeguare le misure allo standard di Lick, con operazioni di correzione degli offset delle proprie osservazioni di stelle in comune col catalogo di Lick. La questione è cruciale per l'interpretazione degli spettri galattici acquisiti in campi di cielo privi di stelle in comune col catalogo di Lick, come le survey a redshift medio-alto.

Il modello TMJ permette non solo di trascurare tali operazioni, evitando tra l'altro una possibile fonte di errore, ma ha delle proprietà ancora più vantaggiose per il proposito di questa tesi:

- la risoluzione spettrale del catalogo MILES (~ 2.7 Å FWHM) è comparabile con la risoluzione spettrale della SDSS, così che TMJ può essere applicato ai dati SDSS, senza dover ricorrere alle correzioni per la risposta strumentale (Thomas et al., 2011);

²Tutta la documentazione inerente il modello TMJ e le misure degli indici di Lick sono consultabili presso il sito internet <http://www.icg.port.ac.uk/~thomasd/> (ultimo accesso 25/11/2014).

- il modello di base (TMB/K) è calibrato in modo da riprodurre l'intensità degli indici di Lick al variare dei parametri di età, metallicità totale $[Z/H]$ e anche abbondanza degli elementi- α $[\alpha/Fe]$. Tale proprietà viene ereditata dai modelli TMJ utilizzati in questo lavoro.

L'unica operazione propedeutica che occorre effettuare sui dati per poter essere analizzati con TMJ è quella della dispersione di velocità radiali σ_r , in quanto il modello TMJ è disponibile per σ_r nulla mentre gli spettri osservati hanno valori mediani compresi tra 200 e 300 km/s (i valori mediani di σ_r delle 32 popolazioni in esame sono riportati nell'ultima colonna della Tabella 4.1). Come è stato esaustivamente esposto nel Capitolo 3, la dispersione di velocità radiale delle stelle di una galassia tende ad allargare le righe spettrali, degradandone la misura rispetto al valore intrinseco. Per riportare le misure a $\sigma_r = 0$ km/s, è stato seguito il metodo proposto da Carson and Nichol (2010). Per generare i fattori di correzione, loro hanno degradato gli spettri di un campione di stelle K0–K3 III di SDSS alla risoluzione di Lick/IDS e ciascuno spettro stellare è stato convoluto con una gaussiana che riproducesse la dispersione di velocità radiale delle stelle, ripetendo l'operazione per valori di dispersione di velocità nell'intervallo $\sigma = 0-420$ km/s, con passi di 20 km/s. Per il lavoro di questa tesi, è stata usata una procedura più snella, che coinvolge SED sintetiche al posto degli spettri stellari SDSS: sono state costruite due griglie di SED usando i modelli BC03. Partendo da una SED base di una popolazione stellare sintetica di 10 Gyr di età, metallicità solare e parametro di e-folding $\tau_{SFH} = 0.05$ Gyr, è stata generata una griglia di 22 SED mediante un'operazione di convoluzione della SED base con una gaussiana (Eq. 3.4, da GALAXEV di Bruzual and Charlot (2003)), in modo da riprodurre l'allargamento delle righe spettroscopiche, con σ nell'intervallo 0–420 km/s con passi di 20 km/s. Successivamente, le SED della prima griglia, sono state degradate alla risoluzione di Lick/IDS, in modo da poter confrontare i fattori di conversione con quelli ottenuti da Carson and Nichol (2010), mentre la seconda griglia è stata tenuta alla risoluzione spettrale del catalogo stellare STELIB dei modelli BC03 ($\sim 3 \text{ \AA}$ FWHM), in quanto, essendo confrontabile con quella di SDSS, è stata poi utilizzata per ottenere i coefficienti di correzione sulle misure degli indici di Lick dei 32 spettri in esame.

Sulle SED di entrambe le griglie, da quella caratterizzata da $\sigma = 0$ km/s sino a quella con $\sigma = 420$ km/s, sono stati misurati gli indici di Lick e successivamente, seguendo il lavoro di Carson and Nichol (2010), sono stati definiti i fattori di correzione degli indici. Per ogni indice atomico e per ogni valore di σ , il fattore di correzione per la dispersione di velocità radiale delle

stelle è definito come

$$C_I(\sigma) = \frac{\text{Indice}(\sigma = 0)}{\text{Indice}(\sigma)}; \quad (4.1)$$

invece per ciascun indice molecolare, il fattore di correzione a dato σ è definito come

$$C_I(\sigma) = \text{Indice}(\sigma = 0) - \text{Indice}(\sigma). \quad (4.2)$$

Il fattore di correzione di ciascun indice è stato fittato con un polinomio della forma

$$C_I(\sigma) = \sum_{0 \leq i \leq 3} b_i \sigma^i. \quad (4.3)$$

A questo punto, applicando i fit polinomiali di ciascun indice alle misure dei rispettivi indici del campione studiato, sono state ottenute le misure corrette per la dispersione di velocità $\sigma = 0$ km/s, utilizzabili col modello TMJ. In Figura 4.5 sono mostrati i fattori di correzione e i polinomi di best-fit di tutti gli indici di Lick misurati sulle SED sintetiche con risoluzione spettrale di 3 Å, che sono state usate per correggere le misure del campione. L'indice $H\delta_A$ è stato escluso dalle operazioni di determinazione dei parametri del campione in quanto non è risultato confrontabile con i fattori di Carson and Nichol (2010). Nella Tabella 4.3 sono riportati i coefficienti dei polinomi di best-fit, per gli indici $H\gamma_F$, $H\beta$, Mg b, Fe5270 e Fe5335, ottenuti da Carson and Nichol (2010) e nel presente lavoro di tesi. Escludendo l'ovvia discordanza dell'indice $H\delta_A$, si è trovato un buon accordo tra i coefficienti ottenuti in questo lavoro e quelli di letteratura.

In Figura 4.6 sono mostrate le relazioni EW-redshift per gli indici $H\beta$ ed Mg b, relative alle misure sul campione, degli indici corretti per la dispersione di velocità; le relazioni EW-redshift, relative alle misure intrinseche (non corrette per il σ), sono mostrate nelle Figure 4.2d e 4.3b rispettivamente.

Nella Figura 4.7 è mostrata la relazione EW-redshift per l'indice di Lick $H\gamma_F$, sia nella versione con le misure intrinseche, sia in quella con le misure corrette per σ_r . E' importante notare che una volta che le misure degli indici sono state corrette per l'effetto del σ , le relazioni EW-redshift vengono conservate per quasi tutti gli indici. Ciò è dovuto al fatto che gli andamenti delle relazioni massa-redshift e σ -redshift del campione sono all'incirca costanti (vedi Figura 4.1), e si può escludere che l'andamento delle relazioni EW-redshift siano dipendenti dalla massa e da un effetto di σ . La segregazione in massa potrebbe essere un effetto di σ piuttosto che massa: in Figura 4.8 sono mostrati gli andamenti della relazione EW-redshift per gli indici Fe5270 e Fe5335, i quali evidenziano una dipendenza dall'effetto della dispersione di velocità radiale delle stelle di questi due indici, sia per le misure intrinseche. Il comportamento relativo alle misure non corrette risulta

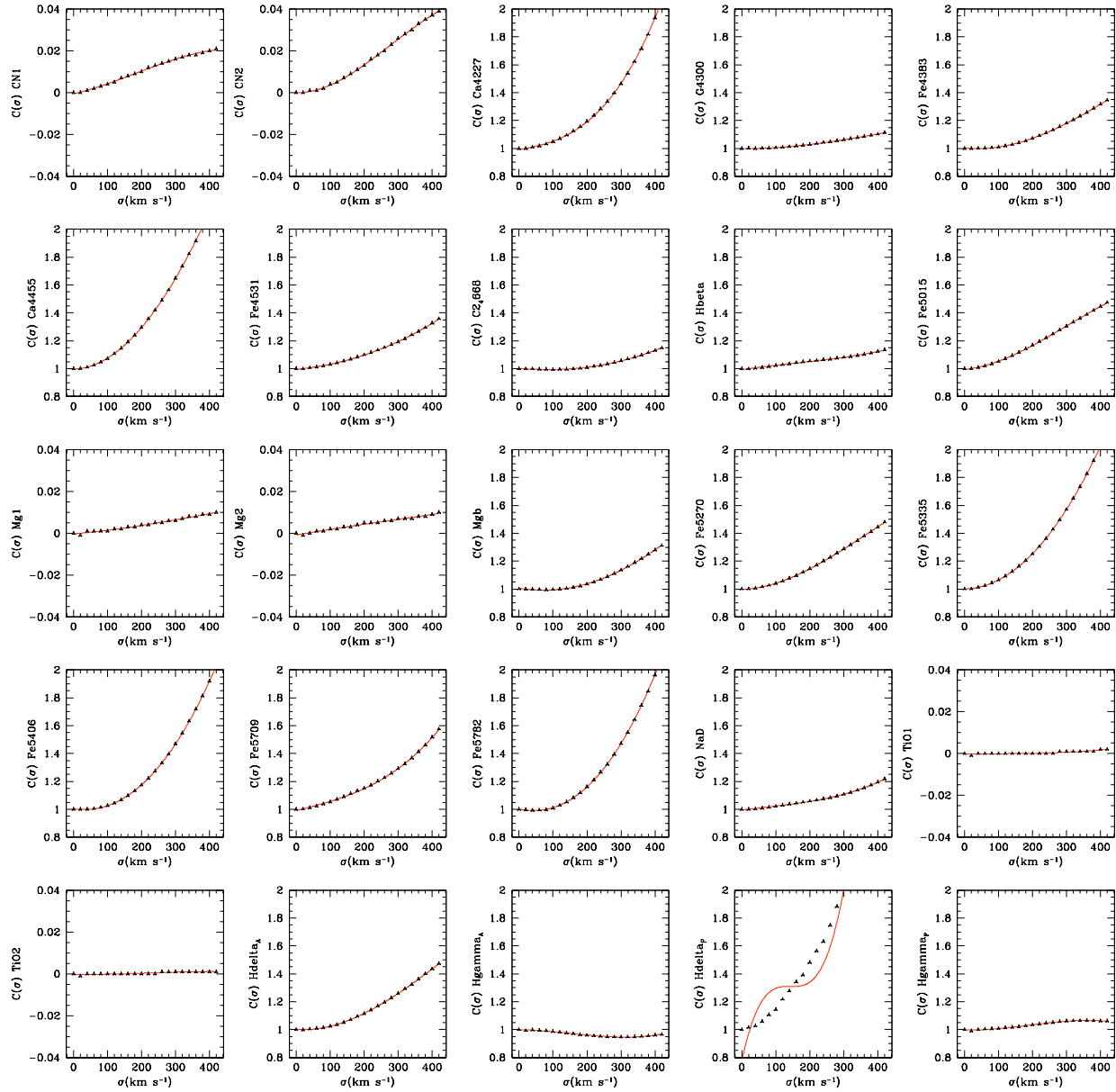


Figura 4.5: Curve di correzione per la dispersione di velocità radiale delle stelle per ciascun indice di Lick. Per gli indici atomici il fattore correttivo è dato dall'Equazione (4.1), mentre per gli indici molecolari dall'Equazione (4.2). In rosso è riportata la curva di best-fit con andamento polinomiale.

Tabella 4.3

		H_{γ_F}	$H\beta$	Mg b	Fe5270	Fe5335
Carson et al. (2010)	b_0	1.001	1.003	1.001	1.001	1.004
	$b_1(\times 10^{-3})$	0.019	0.037	-0.041	0.064	0.033
	$b_2(\times 10^{-6})$	0.958	-0.256	2.338	2.687	4.967
	$b_3(\times 10^{-9})$	-1.437	1.105	-0.555	-1.730	0.823
SED	b_0	0.996	0.999	1.001	0.999	0.999
Risoluzione spettrale Lick/IDS	$b_1(\times 10^{-3})$	0.120	0.062	-0.070	0.057	0.006
	$b_2(\times 10^{-6})$	-0.128	-0.047	2.441	2.691	5.141
	$b_3(\times 10^{-9})$	-0.424	1.233	-0.744	-1.740	0.272
SED	b_0	0.998	0.994	1.006	0.998	0.999
Risoluzione spettrale $\sim 3 \text{ \AA}$	$b_1(\times 10^{-3})$	-0.062	0.346	-0.409	0.051	0.064
	$b_2(\times 10^{-6})$	1.900	-0.507	2.932	4.155	5.809
	$b_3(\times 10^{-9})$	-3.344	1.126	-0.480	-3.723	1.087

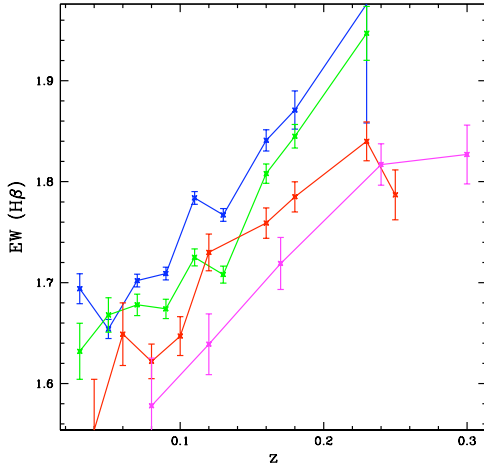
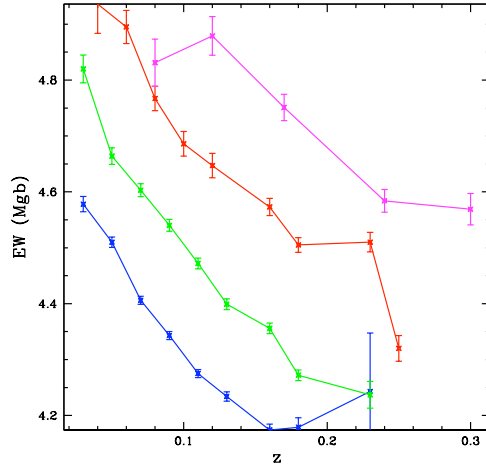
(a) $H\beta$ (corretto).(b) $Mg b$ (corretto).

Figura 4.6: Relazioni EW–redshift per gli indici $H\beta$ e $Mg b$ corretti per la σ_r . Le relazioni EW–redshift, relative alle misure intrinseche sul campione, sono mostrate rispettivamente nelle Figure 4.2d e 4.3b. I quattro colori rappresentano gli andamenti per i quattro sotto-campioni in massa: blu per le galassie passive meno massive (con $10.75 < \log(M/M_\odot) < 11.00$), verde per le galassie con $11.00 < \log(M/M_\odot) < 11.25$, rosso per $11.25 < \log(M/M_\odot) < 11.50$, magenta per $\log(M/M_\odot) > 11.50$.

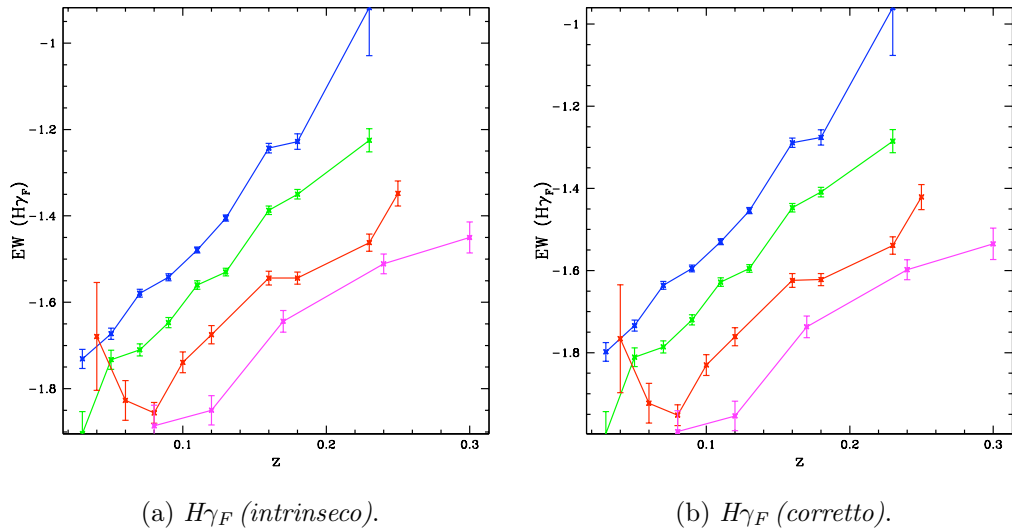
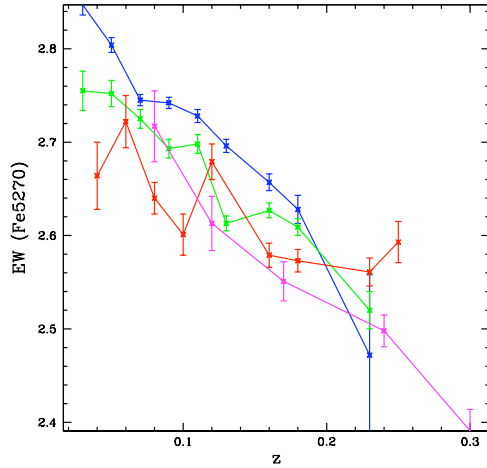


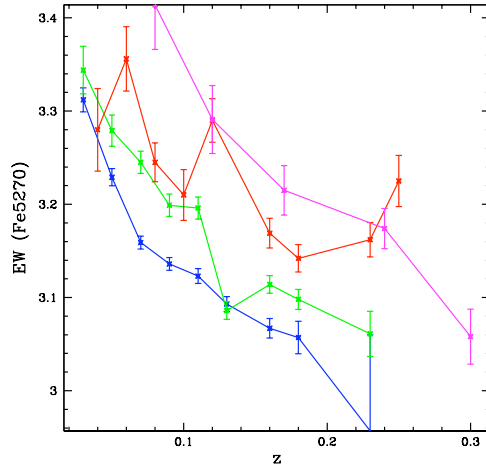
Figura 4.7: Relazione EW–redshift per l’indice di Lick H_{γ_F} misurato sugli spettri del campione. In (a) la relazione con le misure intrinseche, in (b) quella con le misure corrette per il σ stellare. I colori sono gli stessi di Figura 4.6.

peculiare, in quanto pur sperimentando un andamento anticorrelativo col redshift, risulterebbe che a fissato redshift le galassie meno massive abbiano intensità maggiori di quelle più massive, con un trend compatibile con una segregazione di massa inversa. Osservando gli andamenti ottenuti con le misure corrette per il σ questo effetto scompare e l’andamento evolutivo ritorna in linea con quello degli altri indici di Lick. Questo comportamento farebbe perciò supporre che permanga una dipendenza delle relazioni EW–redshift dal σ , ma che è trascurabile per tutti gli indici tranne che per il Fe5270 ed il Fe5335.

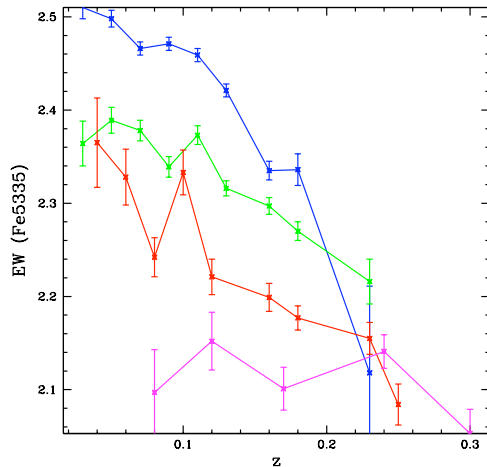
4.4. MODELLI DI POPOLAZIONE STELLARE E CORREZIONE DELLE MISURE 91



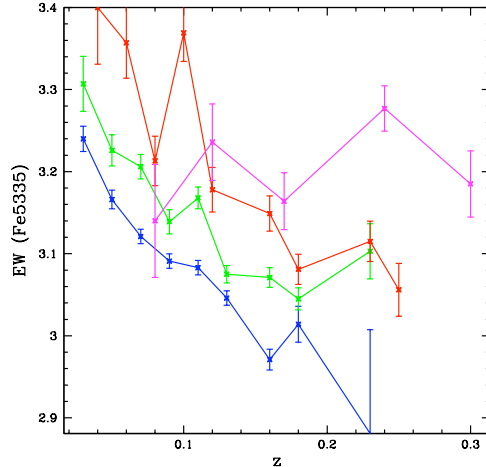
(a) *Fe5270 (intrinseco).*



(b) *Fe5270 (corretto).*



(c) *Fe5335 (intrinseco).*



(d) *Fe5335 (corretto).*

Figura 4.8: Relazione EW–redshift per l’indice di Lick Fe5270 e Fe5335. Sopra in (a) è mostrata la relazione per l’indice Fe5270 con le misure intrinseche, misurate sul campione; in (b) è mostrata la relazione per l’indice Fe5270 con le misure corrette per la dispersione di velocità radiale delle stelle. Sotto in (c) è mostrata la relazione per l’indice Fe5335 con le misure intrinseche, misurate sul campione; in (b) è mostrata la relazione per l’indice Fe5335 con le misure corrette per la σ_r .

4.5 Analisi indice–indice

Per stimare i parametri delle popolazioni passive, tra tutti gli indici di Lick analizzati, quelli più promettenti risultano essere gli indici della serie di Balmer, sensibili principalmente alla variazione dell'età, l'indice Mgb e gli indici del gruppo del ferro Fe5270 e Fe5335, sensibili principalmente alla metallicità totale e all'abbondanza di elementi α delle popolazioni stellari.

Una tecnica diagnostica per ottenere una prima idea qualitativa delle proprietà del campione consiste nella costruzione di diagrammi indice–indice, sui quali vengono riportate le griglie dei modelli teorici con cui confrontare i dati (ad esempio Thomas et al. (2005)).

Poiché lo spazio dei parametri del modello è tridimensionale (età, $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$), per rendere più semplice la lettura di tali parametri, è stato scelto di proiettare tale spazio su un piano bidimensionale età– $[Z/H]$, fissando di volta in volta un valore di $[\alpha/Fe]$. Su tali piani, connettendo fra loro i valori del modello ad età costante e quelli a metallicità totale costante, si ottengono delle linee che si intersecano a formare delle griglie bidimensionali di parametri, sulle quali si distribuiscono i punti dei valori osservati, rendendo possibile la stima dei parametri in base alla corrispondenza tra i dati e la loro posizione sulle griglie. Il vantaggio di tale tecnica è che non richiede nessuna analisi statistica e la stima dei parametri è facilitata dal fatto che le griglie non sono molto fini; questo fatto rappresenta contemporaneamente anche lo svantaggio dell'utilizzo delle griglie, in quanto la lettura dei parametri può risultare grossolana.

Le coppie di indici che dovrebbero offrire stime dei parametri migliori, sono solitamente composte da un indice di Balmer (per la loro forte sensibilità alla variazione dell'età), ed un indice sensibile alla metallicità, come il Mgb.

In Figura 4.9 sono presentate le griglie per la coppia di indici $H\beta$ –Mgb. Le misure dell' $H\beta$ (corrette per la dispersione di velocità radiale delle stelle), vanno da $1.55 \pm 0.07 \text{ \AA}$ (spettro stacked del sotto-campione di massa III e redshift 0.04), al valore $1.98 \pm 0.12 \text{ \AA}$ (sotto-campione di massa I e $z = 0.23$); per l'indice Mgb le misure sono comprese nell'intervallo che va da $3.53 \pm 0.07 \text{ \AA}$ (sotto-campione di massa I e $z = 0.23$), a $4.05 \pm 0.02 \text{ \AA}$ (sotto-campione III a redshift 0.06). L'unica informazione certa che può essere dedotta dall'andamento dei dati è che le misure degli indici sugli spettri del campione non sono compatibili in nessun modo col modello TMJ con parametro $[\alpha/Fe]$ sub-solare. Anche il modello ad $[\alpha/Fe] = 0$ non dà risultati interessanti, in quanto riproduce grossolanamente i dati osservati (molti punti sono fuori dalla griglia), e i valori dei parametri stimati sono difficilmente giustificabili: età delle popolazioni stellari non superiori a 7 Gyr e metallicità $[Z/H] \geq 0.67$. I modelli TMJ con $[\alpha/Fe]$ super–solare fittano meglio i dati

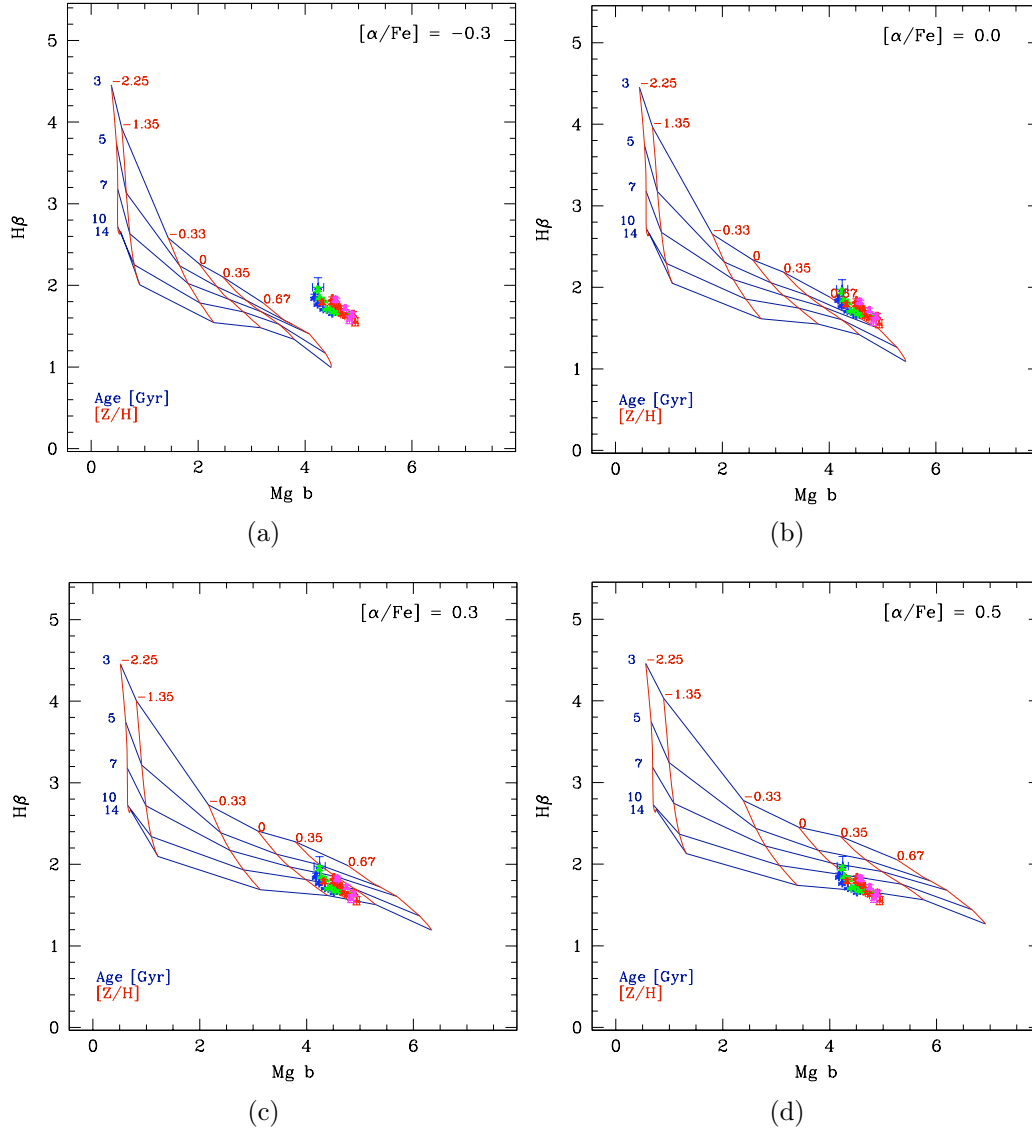


Figura 4.9: Misure degli indici di Lick del campione, sul piano $H\beta$ – $Mg\ b$. Sovrapposte ai punti, sono mostrate le linee di iso-età (in blu scuro) a t [Gyr] = {3, 5, 7, 10, 14}, e le linee di iso-metallicità totale (in rosso scuro) a $[Z/H]$ = {-2.25, -1.35, -0.33, 0, 0.35, 0.67}, ricavate dal modello TMJ. I punti osservati hanno colori diversi in relazione al sotto-campione in massa di appartenenza: in blu per $10.75 < \log(\frac{M}{M_{\odot}}) < 11.00$, in verde per $11.00 < \log(\frac{M}{M_{\odot}}) < 11.25$, in rosso per $11.25 < \log(\frac{M}{M_{\odot}}) < 11.50$ e magenta per $\log(\frac{M}{M_{\odot}}) > 11.50$.

osservati, ad esempio considerando la griglia costruita con $[\alpha/Fe] = 0.3$, le misure si distribuiscono in modo da coprire un intervallo di età comprese tra ~ 7 e ~ 14 Gyrs, mentre la metallicità totale è compatibile con valori super-solari in una regione del piano compresa tra metallicità solare e $[Z/H] = 0.35$. Infine, i dati fittati col modello con $[\alpha/Fe] = 0.5$ indicano popolazioni di metallicità totale comprese in uno stretto intervallo intorno al valore solare ed età con poche popolazioni tra 7 e 10 Gyrs, mentre la maggioranza dei dati si distribuisce a valori maggiori di 10 Gyr, con un campione di misure ad età maggiori di 14 Gyr. Si legge perciò che al variare del parametro $[\alpha/Fe]$, anche le stime degli altri due parametri cambiano sensibilmente: l'età diventa progressivamente maggiore, giungendo ben oltre l'età dell'Universo ottenuta con altri metodi cosmologici, mentre la metallicità totale varia in maniera inversa all' $[\alpha/Fe]$.

Da tale analisi emerge uno dei grossi problemi legati all'utilizzo di tali griglie, ovvero che gli indici $H\beta$ e Mgb (ma il discorso può essere generalizzato per tutti gli indici di Lick), hanno dipendenze principali rispettivamente dall'età e dalla metallicità totale, ma entrambi mostrano una leggera variazione anche in funzione degli altri parametri. In particolare, Mgb ha una forte dipendenza dall'abbondanza di elementi α : in Figura 3.20b è mostrata la relazione Mgb -età per i diversi valori del parametro $[\alpha/Fe]$ e si può osservare che per $[\alpha/Fe] = 0$, tra 3 Gyr e 10 Gyr, l'indice passa da un'intensità di ~ 2.5 a ~ 3.4 Å, con una variazione di circa il 35%, mentre a parità di età, con $[\alpha/Fe]$ tra -0.3 e 0.5, la variazione è mediamente del 60%. Per tale motivo Thomas, Maraston, and Bender (2003) hanno introdotto l'indice misto $[MgFe]'$ (vedi Eq. (2.11)), il quale risulta pressoché indipendente dalla variazione del parametro $[\alpha/Fe]$ ed è un buon tracciante della metallicità totale di una popolazione stellare. Dal momento che $H\beta$ è poco sensibile all'abbondanza di elementi α (vedi Figura 3.19c), può essere utilizzato insieme al $[MgFe]'$ per stimare in maniera più appropriata l'età e la metallicità totale delle galassie del campione, utilizzando le griglie indice-indice.

In Figura 4.10 sono mostrati gli andamenti di $H\beta - [MgFe]'$. Le misure dell'indice $[MgFe]'$ sono comprese tra 3.53 ± 0.07 Å (sotto-campione di massa I e redshift 0.23), e 4.05 ± 0.02 Å (sotto-campione III e $z = 0.06$). Da una visione d'insieme emerge chiaramente che la metallicità totale tende ad essere fittata da valori compatibili con 0.35 e anche l'età mostra solamente piccole variazioni per differenti valori di $[\alpha/Fe]$. La griglia relativa al parametro $[\alpha/Fe] = -0.3$ è quella che si discosta maggiormente da tutte le altre, offrendo delle stime che per la metallicità totali sono compatibili con valori di circa 0.67 ed età inferiori a 7 Gyr. Nelle tre griglie con $[\alpha/Fe]$ da 0 a 0.5, l'età è compresa in un intervallo che copre popolazioni sintetiche tra 5 e 14 Gyrs. Globalmente si può dire che dall'analisi risultano popolazioni di metallicità

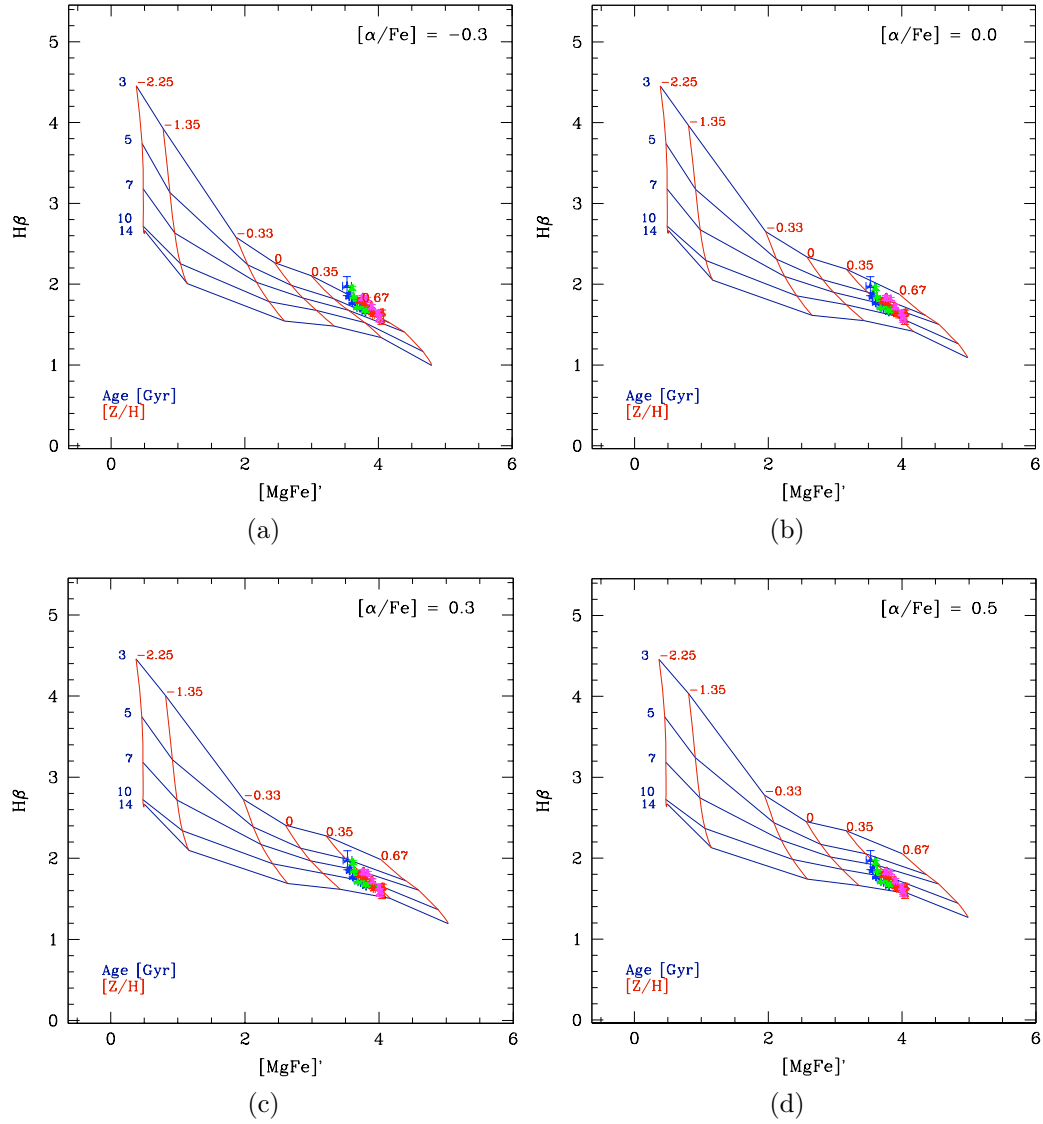


Figura 4.10: Misure degli indici di Lick del campione, sul piano $H\beta - [MgFe]'$. Sovrapposte ai punti, sono mostrate le linee di iso-età (in blu scuro) a t [Gyr] = {3, 5, 7, 10, 14}, e le linee di iso-metallicità totale (in rosso scuro) a $[Z/H]$ = {-2.25, -1.35, -0.33, 0, 0.35, 0.67}, ricavate dal modello TMJ. I punti osservati hanno colori diversi in relazione al sotto-campione in massa di appartenenza: in blu per $10.75 < [\log(\frac{M}{M_{\odot}})] < 11.00$, in verde per $11.00 < [\log(\frac{M}{M_{\odot}})] < 11.25$, in rosso per $11.25 < [\log(\frac{M}{M_{\odot}})] < 11.50$ e magenta per $[\log(\frac{M}{M_{\odot}})] > 11.50$.

super-solare, con età comprese tra 5 e 14 Gyr, con un andamento legato alla massa, per il quale le galassie più massive (in magenta sul grafico), tendono a mostrare età maggiori rispetto alle altre. Per quanto riguarda il parametro $[\alpha/Fe]$, risulta difficile valutare quale dei valori del modello fitti meglio i dati osservati: scartando il valore sub-solare, tutti gli altri valori di $[\alpha/Fe]$, da quello solare a quello super-solare con $[\alpha/Fe] = 0.5$, risultano compatibili con le misure effettuate. Un altro indice molto sensibile alla variazione dell'età della popolazione stellare è l' $H\gamma_F$, per cui in questo lavoro è stato scelto di applicare anche a tale indice la tecnica delle griglie col modello TMJ. Le misure dell' $H\gamma_F$ effettuate sul campione, sono comprese tra i valori $-1.99 \pm 0.08 \text{ \AA}$ (sotto-campione di massa II e redshift 0.03) e $-0.96 \pm 0.18 \text{ \AA}$ (sotto-campione di massa I e redshift 0.23). L'indice di accompagnamento per l'indagine è quello misto $[MgFe]'$, che è più solido per la capacità di misurare la metallicità totale delle popolazioni del campione. In Figura 4.11 sono mostrati i risultati ottenuti, seguendo la tecnica discussa all'inizio di questo paragrafo. Anche in questo caso si può escludere il valore sub-solare del parametro $[\alpha/Fe]$ del modello TMJ adottato, in quanto non è in grado di riprodurre i dati osservati. Concentrando l'attenzione sugli altri valori, emerge anche in questo caso una tendenza per la quale i valori si distribuiscono intorno alla metallicità totale $[Z/H] = 0.35$, ma occorre fare dei distinguo. A differenza del caso precedente ($H\beta - [MgFe]'$), anche il modello con $[\alpha/Fe]$ solare appare difficilmente giustificabile: la metallicità totale $[Z/H]$ è maggiore di 0.35 per tutte le popolazioni ed è più vicina al valore estremo di 0.67, che non trova riscontro in letteratura; anche l'intervallo di età è limitato a popolazioni molto giovani, estendendosi tra età < 3 Gyr e ~ 5 Gyr. Inoltre, il modello con $[\alpha/Fe] = 0.5$ non fitta bene tutti i dati e richiederebbe popolazioni con età maggiori di 14 Gyr. Il modello TMJ che sembrerebbe riprodurre meglio le misure è quello con $[\alpha/Fe] = 0.3$, $[Z/H] \sim 0.35$ ed età nell'intervallo tra 5 e 14 Gyrs, tutti valori compatibili con l'analisi precedente effettuata con la coppia di indici $H\beta - [MgFe]'$.

Per quanto riguarda l'utilizzo dei modelli di sintesi di popolazione stellare, occorre badare al fatto che tali modelli e gli indici misurati su di essi, non sono mai realmente oggettivi (Greggio and Renzini, 2011). In primo luogo perché le tracce evolutive non sono perfette ed i cataloghi stellari non sono realmente completi. Questo fatto viene trasferito nella stima dei parametri delle popolazioni stellari delle galassie analizzate ed occorre sottolineare che potrebbero essere differenti dai valori reali. Ciò è ancora più evidente nel caso in cui si utilizzino griglie indice-indice (come quelle utilizzate nel Paragrafo 4.5), costruite con modelli diversi dal TMJ, queste presenterebbero linee iso-parametriche in posizioni differenti del piano, offrendo molto probabilmente stime dei parametri che si discostano da quelle trovate con TMJ. Un altro

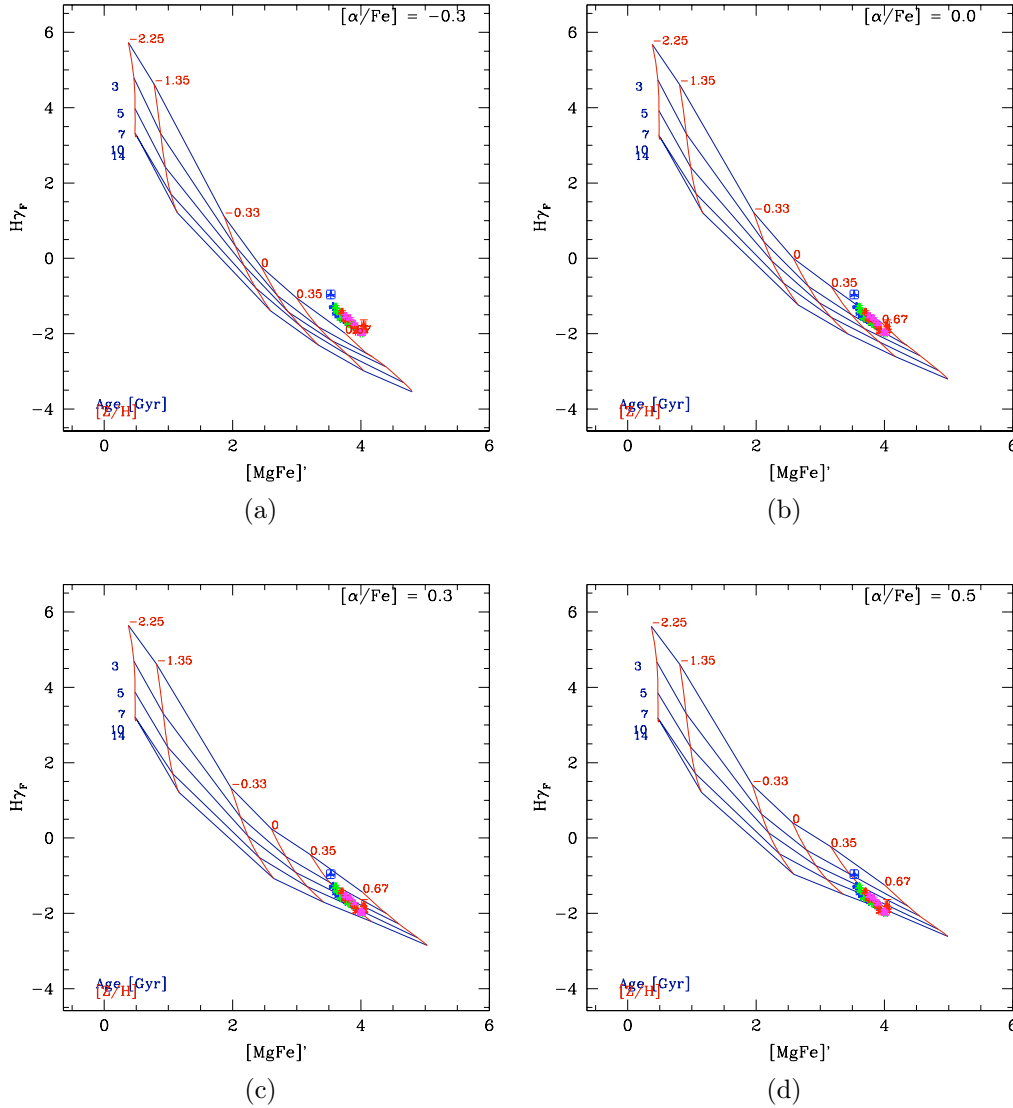


Figura 4.11: Misure degli indici di Lick del campione, sul piano $H\delta_A - [\text{MgFe}]'$. Sovrapposte ai punti, sono mostrate le linee di iso-età (in blu scuro) a $t [\text{Gyr}] = \{3, 5, 7, 10, 14\}$, e le linee di iso-metallicità totale (in rosso scuro) a $[Z/H] = \{-2.25, -1.35, -0.33, 0, 0.35, 0.67\}$, ricavate dal modello TMJ. I punti osservati hanno colori diversi in relazione al sotto-campione in massa di appartenenza: in blu per $10.75 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.00$, in verde per $11.00 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.25$, in rosso per $11.25 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.50$ e magenta per $[\log(\frac{M}{M_\odot})] > 11.50$.

problema, sottolineato in Greggio and Renzini (2011), è legato al fatto che le galassie reali non sono costituite da popolazioni stellari semplici, come quelle utilizzate per costruire i modelli di sintesi, conseguentemente i valori di età, metallicità totale ed elementi α ricavati si discosteranno da quelli veri.

4.6 Determinazione parametri evolutivi

In questo Paragrafo è presentato lo studio delle proprietà evolutive delle popolazioni stellari del campione, per mezzo delle quali si è cercato di ricostruire la loro storia di formazione stellare, che rappresenta uno dei due obiettivi cardine del presente lavoro di tesi³.

Per derivare i parametri di età, metallicità totale $[Z/H]$ e abbondanza relativa degli elementi α , dalle misure degli indici di Lick, si è cercato il best-fit dei dati col modello TMJ, minimizzando il χ^2 . Poiché la griglia dei parametri del modello TMJ è molto larga (vedi Paragrafo 4.4), è stato scelto di interpolare trilinearmente utilizzando uno strumento del software Wolfram Mathematica. La griglia finale è costituita dai valori modello di ciascun indice, al variare delle terne di parametri negli intervalli di età $\in (0.1; 14.9)$ Gyrs con passo $\Delta \text{age} = 0.2$ Gyr, metallicità totale $[Z/H] \in (-2.25; 0.67)$ con passo $\Delta[Z/H] = 0.01$ dex, e $[\alpha/Fe] \in (-0.3; 0.5)$ con passo $\Delta[\alpha/Fe] = 0.01$ dex.

La procedura per la determinazione del best-fit è stata eseguita due volte, coinvolgendo gruppi diversi di quattro indici di Lick, selezionati in modo da coprire le dipendenze dai tre parametri da stimare. La differenza tra i due gruppi è sulla scelta dell'indice indicatore di età, il quale è l' $H\gamma_F$ nel primo caso e l' $H\beta$ nel secondo. Per quanto riguarda gli indicatori di $[Z/H]$ e $[\alpha/Fe]$ sono stati scelti gli indici Fe5270 e Fe5335, e l'indice Mgb.

Il metodo utilizzato può essere schematizzato nel modo seguente:

- Per ogni popolazione n-esima del campione è stata ricavata la distribuzione $\chi^2(\text{età}, [Z/H], [\alpha/Fe])$, ottenuta confrontando i dati osservati con quelli del modello interpolato. Per ogni terna j-esima di parametri $\theta = (\text{età}, [Z/H], [\alpha/Fe])$, il χ^2 corrispondente è dato da:

$$\chi_{n,j}^2(\theta) = \sum_{i=1}^4 \left(\frac{I_{n,i}^{\text{mis}} - I_i^{\text{TMJ}}(\theta_j)}{\sigma_i^{\text{mis}}} \right)^2 \quad (4.4)$$

nella quale si è indicato con $I_{n,i}^{\text{mis}}$ il valore dell'i-esimo indice di Lick misurato sullo spettro della popolazione n-esima, con $I_i^{\text{TMJ}}(\theta_j)$ il valore

³l'altro obiettivo è quello di eseguire una simulazione preliminare sulla capacità di misure gli indici di Lick su spettri di galassie passive osservati da Euclid, e verrà trattato nel Capitolo successivo.

dello stesso indice in corrispondenza della j-esima terna di parametri del modello TMJ interpolato.

- La j-esima likelihood corrispondente è:

$$\mathcal{L}_{n,j}(\theta) = C \exp\left(-\frac{\chi_{n,j}^2(\theta)}{2}\right); \quad (4.5)$$

perciò considerando tutte le terne del modello, si è ottenuta la distribuzione likelihood $\mathcal{L}_n(\theta)$ dell'n-esima popolazione del campione.

- Per stimare uno dei tre parametri è stata marginalizzata la \mathcal{L}_n tri-parametrica sui parametri non interessati. Come esempio si riporta la procedura per il parametro di età, ma il discorso è valido identicamente anche per gli altri due parametri:

$$\mathcal{L}_n(\text{età}) \propto \int \mathcal{L}_n(\theta) d[Z/H]d[\alpha/Fe], \quad (4.6)$$

e discretizzando:

$$\mathcal{L}_n(\text{età}) \propto \Delta[Z/H]\Delta[\alpha/Fe] \sum_{k=1}^{N_{\text{TMJ}}} \sum_{l=1}^{N_{\text{TMJ}}} \mathcal{L}_n(\text{età}, [Z/H]_k, [\alpha/Fe]_l), \quad (4.7)$$

con $\Delta[Z/H] = \Delta[\alpha/Fe] = 0.01$ dex.

- La distribuzione χ^2 mono-parametrica per la popolazione n-esima, nel caso in cui sia l'età il parametro da stimare, è stata ottenuta come:

$$\chi_n^2(\text{età}) \propto -2 \ln \mathcal{L}_n(\text{età}). \quad (4.8)$$

Il minimo della distribuzione (4.8) rappresenta il valore di best-fit dell'età della popolazione n-esima; inoltre, sono stati ricavati gli intervalli di confidenza (un grado di libertà) delle distribuzioni $\chi_n^2(\text{età})$: $P = 68\%$, corrispondente ai valori nell'intervallo dei $\chi_n^2 \leq (\chi_{n,\text{min}}^2 + 1)$, assunto come incertezza ad 1σ del valore di best-fit $\chi_{n,\text{min}}^2$, $P = 95.4\%$ corrispondente ai valori nell'intervallo dei $\chi_n^2 \leq (\chi_{n,\text{min}}^2 + 4)$, assunto come incertezza ad 2σ , e $P = 99.73\%$ corrispondente ai valori nell'intervallo dei $\chi_n^2 \leq (\chi_{n,\text{min}}^2 + 9)$, assunto come incertezza ad 3σ .

Tale procedura è stata iterata per tutte le popolazioni del campione, marginalizzando di volta in volta sui restanti due parametri. In Figura 4.12 sono mostrati, come esempio della procedura effettuata, i χ^2 mono-parametrici per la popolazione stellare del sotto-campione di massa $10.75 < \log\left(\frac{M}{M_\odot}\right) < 11.00$

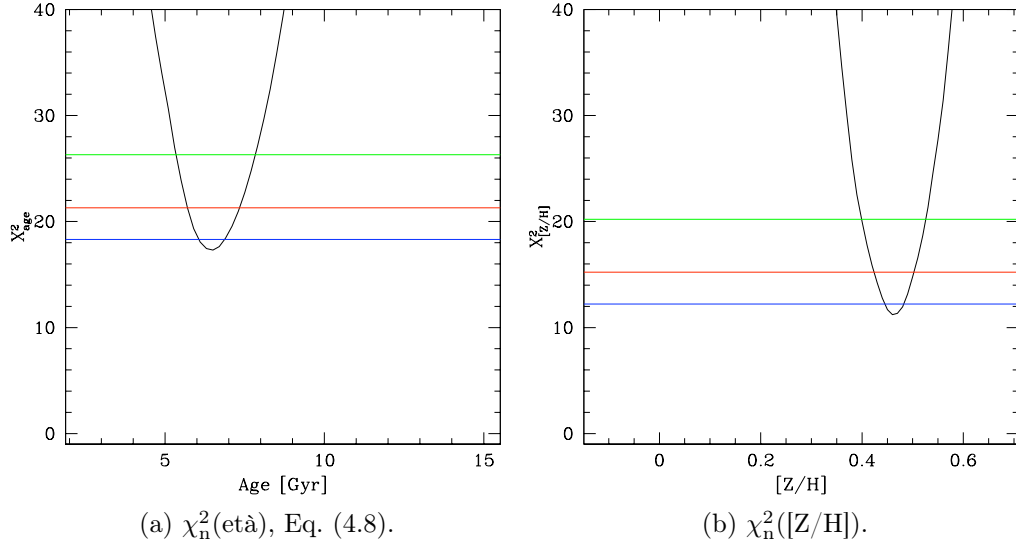
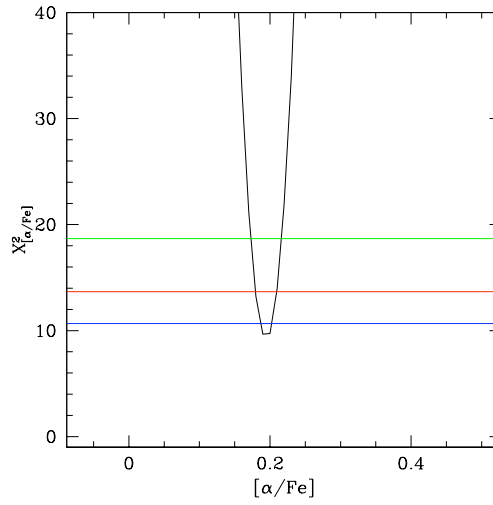
(a) $\chi_n^2(\text{età})$, Eq. (4.8).(b) $\chi_n^2([Z/H])$.(c) $\chi_n^2[\alpha/\text{Fe}]$.

Figura 4.12: i χ^2 mono-parametrici per la popolazione stellare del sottocampione di massa $10.75 < \log\left(\frac{M_*}{M_\odot}\right) < 11.00$ e redshift 0.03, ottenuti col gruppo di indici ($H\gamma_F$, Mgb, Fe5270, Fe5335). Il minimo rappresenta il valore di best-fit del parametro stimato. Le rette rappresentano i limiti degli intervalli di confidenza: colore blu per $P = 68\%$ (incertezza sul best-fit di 1σ), rosso per $P = 95.4\%$ e verde per $P = 99.73\%$.

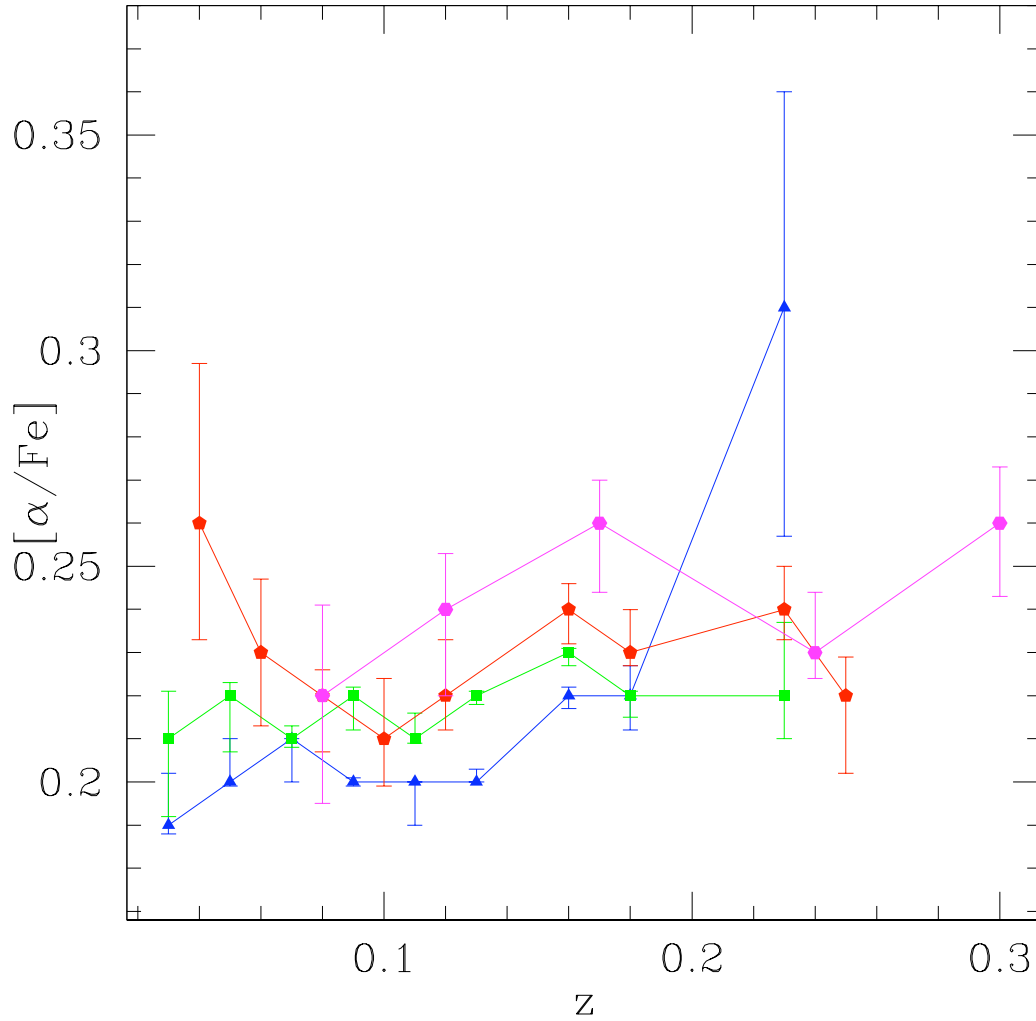


Figura 4.13: Relazione $[\alpha/\text{Fe}]$ –redshift per i quattro sotto-campioni di massa, ottenuta dall’analisi degli indici di Lick $\text{H}\gamma_{\text{F}}$, Mgb , $\text{Fe}5270$ e $\text{Fe}5335$. I singoli valori rappresentano le stime di best-fit ottenute minimizzando il $\chi^2([\alpha/\text{Fe}])$. In blu è colorato l’andamento evolutivo per il sotto-campione di massa $10.75 < [\log(\frac{M}{M_{\odot}})] < 11.00$, in verde per $11.00 < [\log(\frac{M}{M_{\odot}})] < 11.25$, in rosso per $11.25 < [\log(\frac{M}{M_{\odot}})] < 11.50$ e magenta per $[\log(\frac{M}{M_{\odot}})] > 11.50$.

e redshift 0.03, ottenuti col gruppo di indici nel quale è presente l' $H\gamma_F$. Per la popolazione dell'esempio, i valori di best-fit con incertezza ad 1σ sono: $\text{età}_{\text{best-fit}} = 6.5^{+0.36}_{-0.43}$ Gyr, $[Z/H]_{\text{best-fit}} = 0.46^{+0.02}_{-0.01}$, ed $[\alpha/Fe]_{\text{best-fit}} = 0.19^{+0.01}_{-0.01}$.

Nella Figura 4.13 è mostrato il risultato dell'indagine per quanto riguarda il parametro $[\alpha/Fe]$, ottenuta utilizzando gli indici di Lick $H\gamma_F$, Mgb, Fe5270 e Fe5335, con la procedura descritta poc'anzi. Se si escludessero dall'analisi alcune popolazioni del campione, quali quelle a redshift $z = 0.1$ e $z = 0.23$ del sotto-campione di masse $11.25 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.50$ (in rosso nella Figura) e quella a $z = 0.23$ del sotto-campione di masse minori $10.75 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.00$ (in blu nella Figura), si potrebbe considerare che il campione mostri segregazione in massa, con un andamento per il quale più le galassie sono massive, più elevato risulta il loro valore di $[\alpha/Fe]$. Dal momento che a maggior valore del rapporto tra gli elementi α e il ferro corrisponde evolutivamente un minor tempo scala di formazione, si può cautamente concludere che le galassie più massive del campione studiato siano quelle che hanno sperimentato una SFH più breve rispetto a quelle di massa inferiore. Considerando separatamente i diversi sotto-campioni di massa, non è facile riconoscere degli eventuali trend col redshift. Le galassie che mostrano maggior stabilità sono quelle del sotto-campione di massa $11.00 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.25$ (in verde nella Figura), il cui andamento risulta compatibile, entro le incertezze, con un valore costante di $[\alpha/Fe] \sim 0.22$. I sotto-campioni di massa maggiore non mostrano un trend sistematico, ma neppure un valore compatibile con un andamento costante, che fugherebbe l'eventualità di una loro evoluzione col redshift. Infine, il sotto-campione di massa minore (in blu nella Figura), che è anche quello che presenta incertezze minori sulle stime di best-fit, sembrerebbe mostrare un trend evolutivo per il quale il valore di $[\alpha/Fe]$ tenderebbe ad aumentare al crescere del redshift; tale andamento risulta evidente anche se si escludesse dall'analisi la popolazione a $z = 0.23$, che mostra un valore ed un'incertezza molto elevati, rispetto alle altre misure del campione. Considerando invece il campione nella sua interezza, ovvero senza distinguere i quattro sotto-campioni di massa, emergerebbe un andamento "medio" abbastanza costante col redshift, seppur leggermente disperso, con $[\alpha/Fe]$ compreso tra 0.2 e 0.25 dex. Questo sarebbe l'andamento aspettato per un campione di galassie passive, che dovrebbero aver concluso la propria evoluzione chimica.

In Figura 4.14 è mostrato l'andamento del parametro $[Z/H]$ col redshift. Anche per questo parametro l'andamento più stabile è presentato dal sotto-campione di masse $11.00 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.25$ (in verde nella Figura), con un valore medio di circa 0.45 dex. Il sotto-campione di massa $[\log(\frac{M}{M_\odot})] > 11.50$ (in magenta nella Figura), presenta a redshift bassi ($z = 0.08$ e $z = 0.12$), popolazioni con metallicità totale inferiore rispetto a quella delle popolazioni

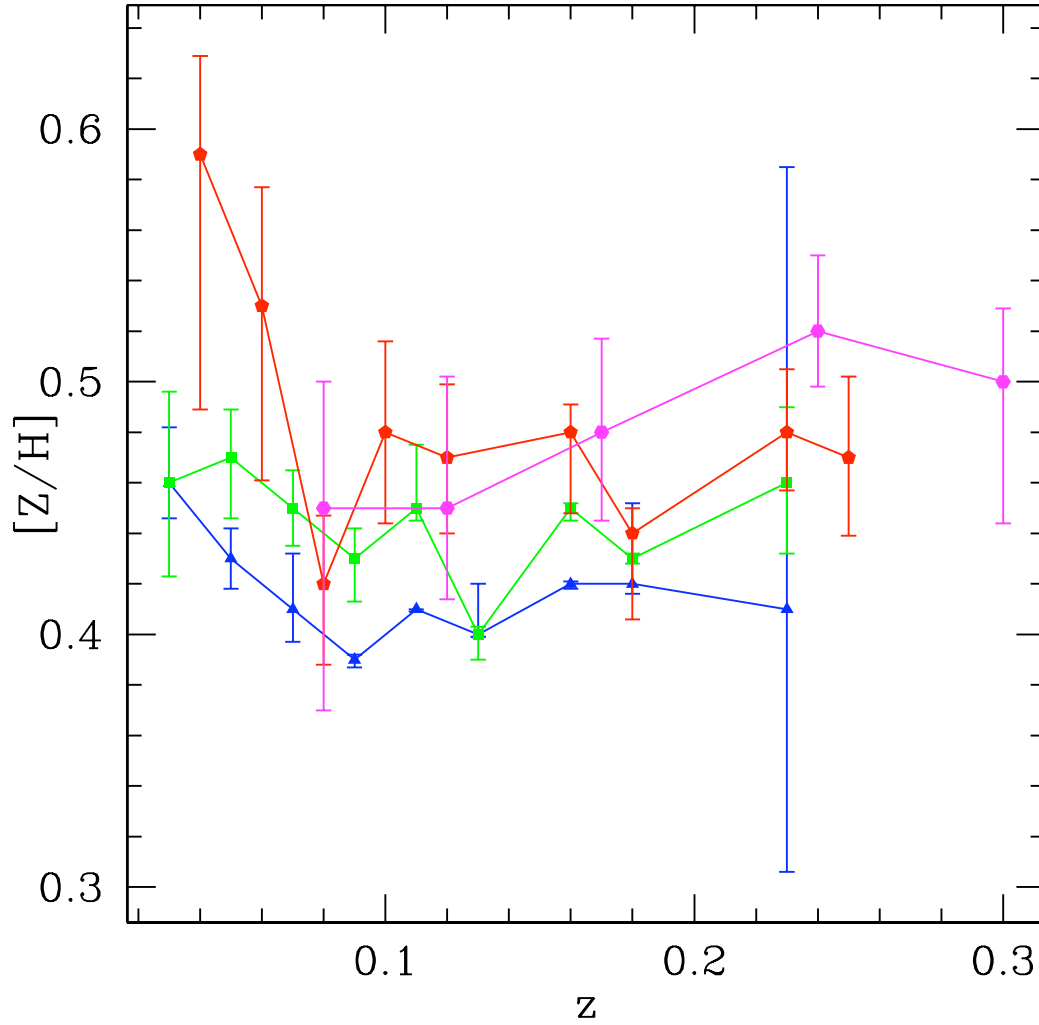


Figura 4.14: Relazione $[Z/H]$ –redshift per i quattro sotto-campioni di massa, ottenuta dall’analisi degli indici di Lick $H\gamma_F$, Mgb , $Fe5270$ e $Fe5335$. I singoli valori rappresentano le stime di best-fit ottenute minimizzando il $\chi^2([Z/H])$. In blu è colorato l’andamento evolutivo per il sotto-campione di massa $10.75 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.00$, in verde per $11.00 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.25$, in rosso per $11.25 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.50$ e magenta per $\log(\frac{M}{M_\odot}) > 11.50$.

dello a redshift più elevato. I valori di $[Z/H]$ misurati in tali popolazioni sono rispettivamente $[Z/H] = 0.45_{-0.08}^{+0.05}$ e $[Z/H] = 0.45_{-0.04}^{+0.05}$, mostrano perciò delle incertezze notevoli, considerando le quali si trova un andamento compatibile con un valore di $[Z/H]$ quasi costante col redshift. Il sotto-campione di massa $11.25 < [\log(\frac{M}{M_{\odot}})] < 11.50$ (in rosso nella Figura), presenta per $z \geq 0.1$ un andamento costante, con valore intorno a $[Z/H] = 0.48$; a redshift $z \leq 0.1$ avviene un cambio repentino di comportamento, con una variazione di quasi 0.2 dex nell'intervallo di redshift $0.04 \leq z \leq 0.1$. Anche in questo caso l'incertezza sul best-fit del parametro $[Z/H]$ è molto elevata. In Tabella 4.1 si può leggere che le galassie impiegate nella costruzione dello spettro stacked delle popolazioni del sotto-campione di massa considerato, sono 12 per $z = 0.04$ e 32 per $z = 0.06$, quindi il valore di best-fit dei parametri per tali popolazioni soffrono di scarsa statistica. L'andamento di $[Z/H]$ col redshift del sotto-campione di massa $10.75 < [\log(\frac{M}{M_{\odot}})] < 11.00$ (in blu nella Figura), è quello che mostra incertezze minori su tutto il campione (escludendo il valore a $z = 0.23$, il quale è ottenuto dalla misura degli indici di Lick su uno spettro stacked di soli 16 spettri). Da $z = 0.1$ a $z = 0.23$ si registra un trend di $[Z/H]$ quasi costante, con un valore medio ~ 0.4 dex. Nel lavoro di Carson and Nichol (2010) è stata trovata una anticorrelazione tra $[Z/H]$ e $[\alpha/Fe]$ in sistemi con dispersione di velocità radiale nell'intervallo $230 < \sigma \leq 260 \text{ Km s}^{-1}$, compatibili con le masse del sotto-campione in esame. Loro attribuiscono tale relazione ad una probabile contaminazione del campione con una frazione di galassie della “blue cloud”, la cui formazione stellare sta esaurendosi e conseguentemente starebbero migrando progressivamente verso la “red sequence” da $z \approx 0.4$. Infine, da una visione d'insieme dell'andamento della relazione $[Z/H]$ –redshift, si può notare che a redshift fissato, le popolazioni di massa maggiore hanno tendenzialmente valori di metallicità totale più elevati rispetto a quelli delle popolazioni meno massive (escludendo i pochi punti discordanti discussi nel testo). Tale comportamento è quello previsto dai modelli di evoluzione ed è supportato esaustivamente in letteratura. In Figura 4.15 è mostrata l'evoluzione dell'età col redshift, per i quattro sotto-campioni di massa. L'andamento è quello che ci si aspetta da una popolazione di galassie in evoluzione passiva, con le galassie che diventano più giovani al crescere del redshift. Nel grafico è riportata in colore grigio la relazione età–redshift per l'universo (considerando una cosmologia Λ CDM con $\Omega_m = 0.315$ e $H_0 = 67.3 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$); la pendenza degli andamenti dei singoli sotto-campioni di massa è confrontabile con quella del modello cosmologico adottato. Se si escludono i valori a $z = 0.04$ e $z = 0.06$ del sotto-campione di massa $11.25 < [\log(\frac{M}{M_{\odot}})] < 11.50$, i quali presentano dei valori di età eccezionalmente bassi, emerge una chiara segregazione in massa, per la quale a parità di redshift le galassie più massive

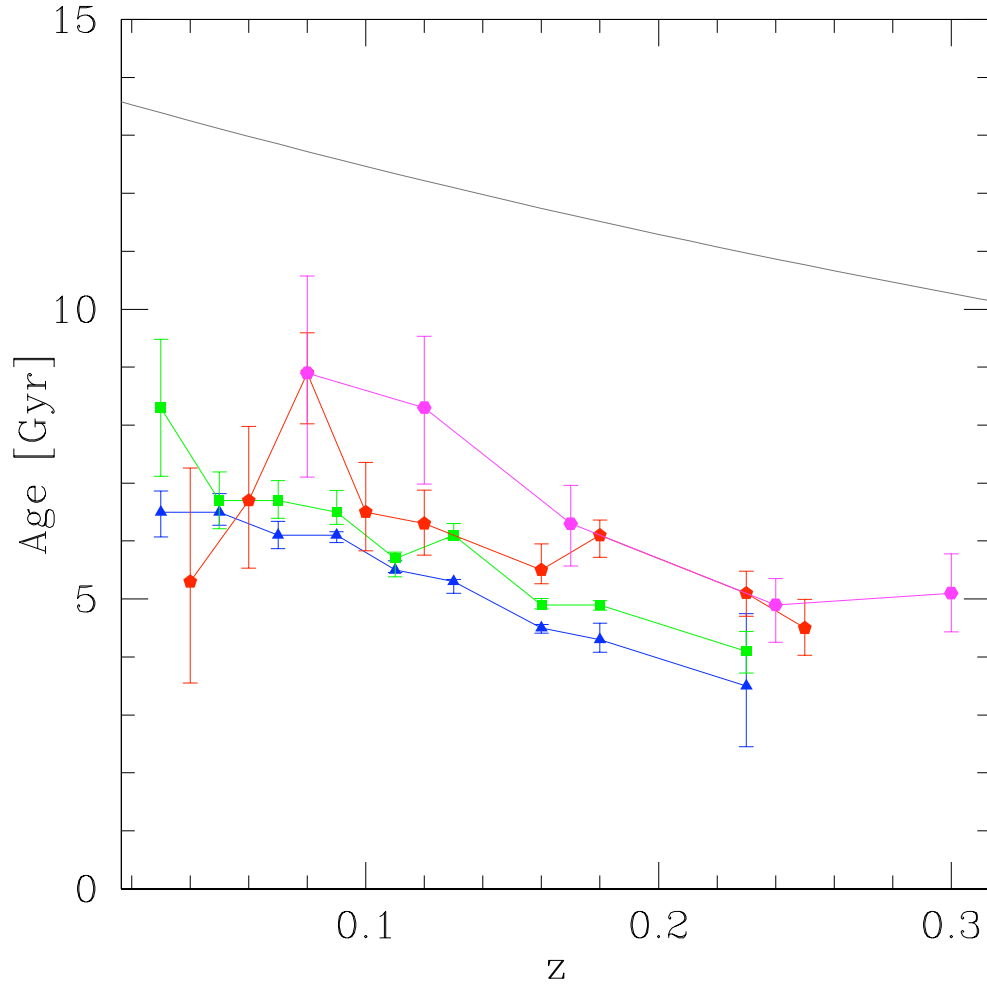


Figura 4.15: Relazione Età–redshift per i quattro sotto-campioni di massa, ottenuta dall’analisi degli indici di Lick $H\gamma_F$, Mgb, Fe5270 e Fe5335. I singoli valori rappresentano le stime di best-fit ottenute minimizzando il $\chi^2(\text{età})$ (vedi Eq. (4.8)). In blu è colorato l’andamento evolutivo per il sotto-campione di massa $10.75 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.00$, in verde per $11.00 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.25$, in rosso per $11.25 < [\log(\frac{M}{M_\odot})] < 11.50$ e magenta per $\log(\frac{M}{M_\odot}) > 11.50$. La curva in grigio rappresenta l’andamento dell’età dell’universo $t_U(z)$ per una cosmologia Λ CDM con $\Omega_m = 0.315$ e $H_0 = 67.3 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

risultano più vecchie rispetto a quelle meno massive, e conseguentemente si sono formate in un'epoca precedente. Tale informazione, unita a quella del tempo scala di formazione dedotta dall'analisi del parametro $[\alpha/\text{Fe}]$, sono appannaggio dello scenario del mass-downsizing, secondo il quale la SFH di una popolazione stellare è fortemente vincolata dalla massa della popolazione stessa, nel senso che al crescere della massa la formazione delle galassie passive si colloca in epoche progressivamente più remote, e l'assemblaggio della loro massa stellare avviene in tempi scala via via inferiori.

Nella Figura 4.16 sono mostrate le relazioni col redshift dei tre parametri di età, $[Z/H]$ e $[\alpha/\text{Fe}]$, stimati utilizzando l'indice $H\beta$ al posto dell'indice $H\gamma_F$. Gli andamenti della metallicità totale e delle abbondanze relative di elementi α rispetto al ferro sono simili a quelli trovati tramite l' $H\gamma_F$ (mostrati in Fig 4.14 ed in Fig. 4.13 rispettivamente), ma con valori tendenzialmente inferiori: circa 0.1 dex per $[Z/H]$ e ~ 0.05 per $[\alpha/\text{Fe}]$. Per quanto riguarda l'andamento dell'età col redshift, il discorso diventa più complesso: pur confermando l'evidenza di evoluzione passiva, si trovano età delle popolazioni stellari sistematicamente maggiori, con differenze approssimativamente di 2–3 Gyr; anche la pendenza della relazione è maggiore di quella del modello cosmologico adottato. Nel lavoro di Carson and Nichol (2010), nel quale sono stati stimati i parametri evolutivi di un campione di “luminous red galaxies” (LRGs), galassie ellittiche molto massive (con dispersioni di velocità radiale tra $260 < \sigma_r < 350 \text{ km s}^{-1}$), è emerso un andamento analogo per i due diversi gruppi di indici di Lick (quello con l' $H\gamma_F$ e quello con l' $H\beta$).

Il comportamento dell'indice $H\beta$, misurato nelle galassie del campione in esame, potrebbe essere dovuto ad un residuo di formazione stellare che produrrebbe una riga in emissione da gas ionizzato nella regione spettrale dell'indice. Ciò comporterebbe un effetto di riempimento che conduce a una misure dell' $H\beta$ inferiori a quelle reali. La stima dell'età tramite l'indice contaminato darebbe perciò popolazioni più vecchie e meno metalliche di quelle effettive. Maggiori dettagli sul problema legato all'indice $H\beta$ possono essere trovati nel lavoro di Concas et al. (2014).

Per quanto riguarda il confronto con la letteratura, è stato già menzionato nel testo l'accordo con quanto ricavato da Carson and Nichol (2010). Per completezza è stato riportato in figura 4.17 l'andamento col redshift dei parametri $[\alpha/\text{Fe}]$, $[Z/H]$ ed età da loro ricavato, utilizzando il gruppo di indici di Lick $H\gamma_F$, Mgb, Fe5270 e Fe5335.

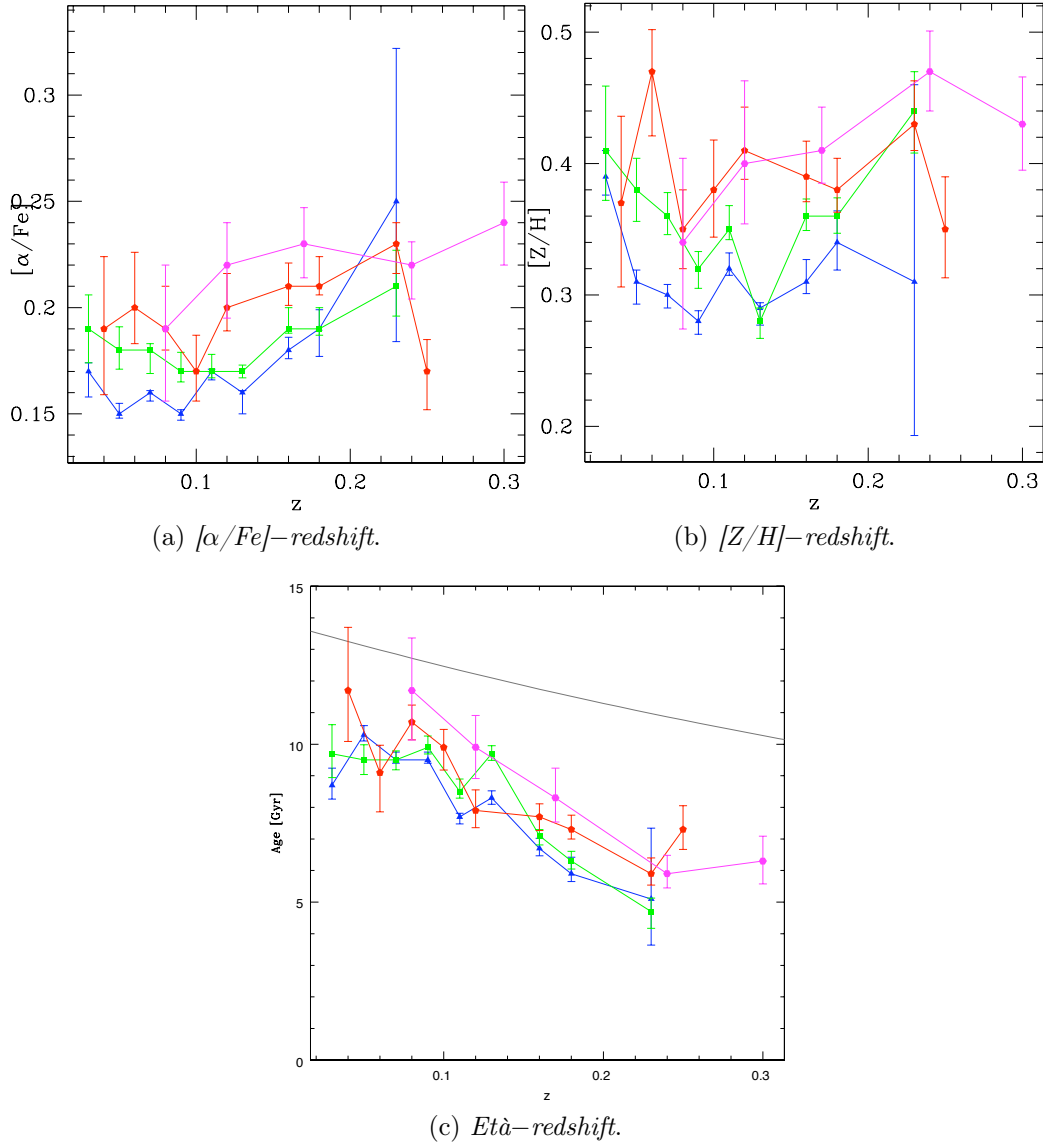


Figura 4.16: Andamento col redshift delle relazioni dei parametri $[\alpha/Fe]$, $[Z/H]$ ed età dei quattro sotto-campioni di massa, utilizzando gli indici $H\beta$, Mgb , $Fe5270$ e $Fe5335$. In blu è colorato l'andamento evolutivo per il sotto-campione di massa $10.75 < [\log(\frac{M}{M_{\odot}})] < 11.00$, in verde per $11.00 < [\log(\frac{M}{M_{\odot}})] < 11.25$, in rosso per $11.25 < [\log(\frac{M}{M_{\odot}})] < 11.50$ e magenta per $\log(\frac{M}{M_{\odot}}) > 11.50$. La curva in grigio rappresenta l'andamento dell'età dell'universo $t_U(z)$ per una cosmologia Λ CDM con $\Omega_m = 0.315$ e $H_0 = 67.3 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

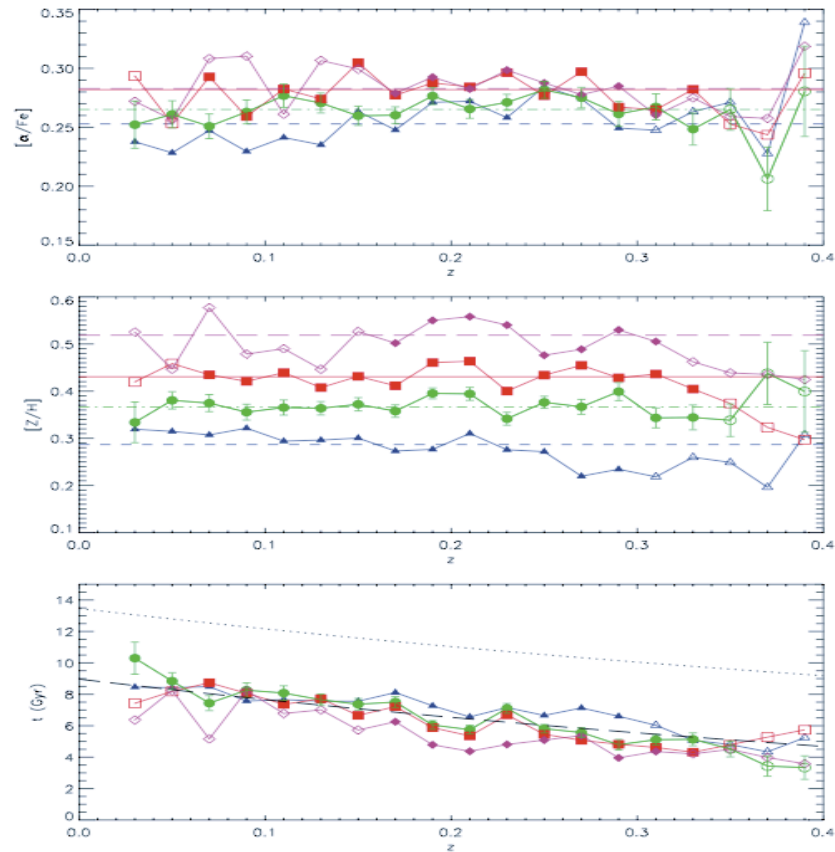


Figura 4.17: Andamento dei parametri $[\alpha/\text{Fe}]$, $[Z/\text{H}]$ ed età in funzione del redshift ricavati da Carson and Nichol (2010) per un campione di “luminous red galaxies” (LRGs). Le misure sono ottenute usando gli indici di Lick $\text{H}\gamma_{\text{F}}$, Mgb , $\text{Fe}5270$ e $\text{Fe}5335$. In blu sono i valori relativi al loro sotto-campione di galassie con $230 < \sigma < 260 \text{ km s}^{-1}$, in verde relativi al sotto-campione $260 < \sigma < 290 \text{ km s}^{-1}$, in rosso relativi al sotto-campione $290 < \sigma < 320 \text{ km s}^{-1}$, ed in magenta relativi al sotto-campione $320 < \sigma < 350 \text{ km s}^{-1}$.

4.7 Epoca di formazione delle galassie passive

In questo paragrafo viene proposto lo studio volto a stimare l'epoca ed il tempo scala di formazione delle galassie del campione. L'indagine è basata sui modelli di evoluzione chimica di Thomas et al. (1999), dai quali Thomas et al. (2005) hanno determinato una semplice relazione di scala tra il rapporto $[\alpha/Fe]$ ed il tempo scala di formazione:

$$[\alpha/Fe] \approx \frac{1}{5} - \frac{1}{6} \log \Delta t \quad [\text{Gyr}], \quad (4.9)$$

per la quale, minore è il valore stimato di $[\alpha/Fe]$, maggiore sarà stato il tempo scala con cui una galassia passiva ha assemblato la propria massa stellare; ad esempio, un valore stimato di $[\alpha/Fe] = 0.3$ richiede un $\Delta t \sim 0.25$ Gyrs. Unendo tale informazione con le età medie delle galassie del campione, è possibile ricostruire la loro storia di formazione stellare. Il metodo utilizzato in questo lavoro di tesi, adottato da quello discusso in Thomas et al. (2010), è quello di ricostruire la storia di formazione ed evoluzione delle galassie passive del campione, attraverso l'analisi del **Tasso di formazione stellare specifico medio (SSFR)**, il quale rappresenta il tasso di formazione stellare (per unità di massa) di un dato sotto-campione di massa, in funzione del lookback-time (LBT). I passaggi realizzati per ottenere lo SSFR, sono schematizzati qui di seguito:

Ritardo temporale: l'età di ciascuna popolazione stellare del campione è stata determinata dal confronto col modello cosmologico Λ CDM piatto, con $\Omega_M = 0.315$ ed $H_0 = 67.3 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Se $t_U(z)$ è l'età dell'universo ad un dato redshift, e $t_G(z)$ è l'età stimata marginalizzando la funzione di densità di probabilità sui parametri $[Z/H]$ e $[\alpha/Fe]$ (vedi Paragrafo precedente), allora il ritardo temporale in cui si è originata una data popolazione del campione, rispetto all'origine dell'universo sarà semplicemente:

$$dt = t_U(z) - t_G(z). \quad (4.10)$$

La SFH risultante da tale analisi non sarà quella delle singole componenti del campione, ma quella mediata su tutte le componenti di un dato sotto-campione di massa. Quindi, dopo aver determinato il dt relativo alle componenti di un sotto-campione di massa (ciascuna in relazione del proprio redshift), ne è stata determinata la media \overline{dt} ;

Lookback Time: l'età di una data popolazione, calcolata scegliendo il presente come origine della coordinata temporale, viene chiamata lookback-time (LBT) :

$$\text{LBT} = t_U(z = 0) - dt \quad (4.11)$$

Anche per LBT è stata calcolata la media $\overline{\text{LBT}}$, relativa ai valori di ciascun sotto-campione di massa;

Rapporto α/Fe : anche l'abbondanza relativa di elementi α deve essere mediata per i valori di ciascun sotto-campione di massa: $[\alpha/\text{Fe}]$;

Tempo scala medio di formazione: applicando la relazione di scala (4.9), si ottiene:

$$\Delta t = 10^{6(\frac{1}{5} - [\alpha/\text{Fe}])}; \quad (4.12)$$

SFH media: è stato scelto un'approssimazione gaussiana per il tasso di formazione stellare $\text{SFR}(t)$ ⁴, con deviazione standard $\sigma = \Delta t$ e valor medio $\overline{\text{LBT}}$:

$$\text{SFR}(\text{LBT}) \propto \frac{1}{\sqrt{2\pi}\Delta t} \exp\left(-\frac{(\text{LBT} - \overline{\text{LBT}})^2}{2\Delta t^2}\right) \quad (4.13)$$

SSFR(LBT): seguendo tutti i passaggi elencati, si arriva infine a determinare il tasso di formazione stellare specifico medio:

$$\text{SSFR}(\text{LBT}) = \frac{dM_*}{dt M_*} \quad (\text{Gyr}^{-1}). \quad (4.14)$$

Nella Figura 4.18a è mostrato lo SSFR per i quattro sotto-campioni di massa ottenuto con i parametri di età e $[\alpha/\text{Fe}]$, stimati tramite gli indici di Lick $\text{H}\gamma_{\text{F}}$, Mgb , $\text{Fe}5270$ e $\text{Fe}5335$ (le stime sono riportate nel Paragrafo precedente). Le informazioni che possono essere lette sul grafico sono:

LBT dei picchi del SSFR: la posizione dei picchi indica quanto tempo è trascorso da quando le galassie del campione hanno formato la maggioranza delle loro stelle. L'informazione deriva dal confronto tra l'età media della popolazione di ciascun sotto-campione di massa ed il modello cosmologico adottato. Il primo picco (in rosso), riferito alle galassie passive più massive del campione (sotto-campione di massa $\log(\frac{M_*}{M_{\odot}}) > 11.5$), è situato ~ 9 miliardi di anni fa, mentre il picco (blu scuro), corrispondente alle galassie passive del sotto-campione di masse più piccole ($10.75 < \log(\frac{M_*}{M_{\odot}}) < 11.00$), si trova in epoche più recenti in prossimità di 7 miliardi di anni fa. Tra questi due estremi vi sono i picchi dei sotto-campioni di massa intermedia, che si collocano a ~ 7.5 miliardi di

⁴La SFH reale sarà più complessa; è importante sottolineare che quello proposto rappresenta un andamento medio. Nel testo in seguito si discuterà ulteriormente questo aspetto.

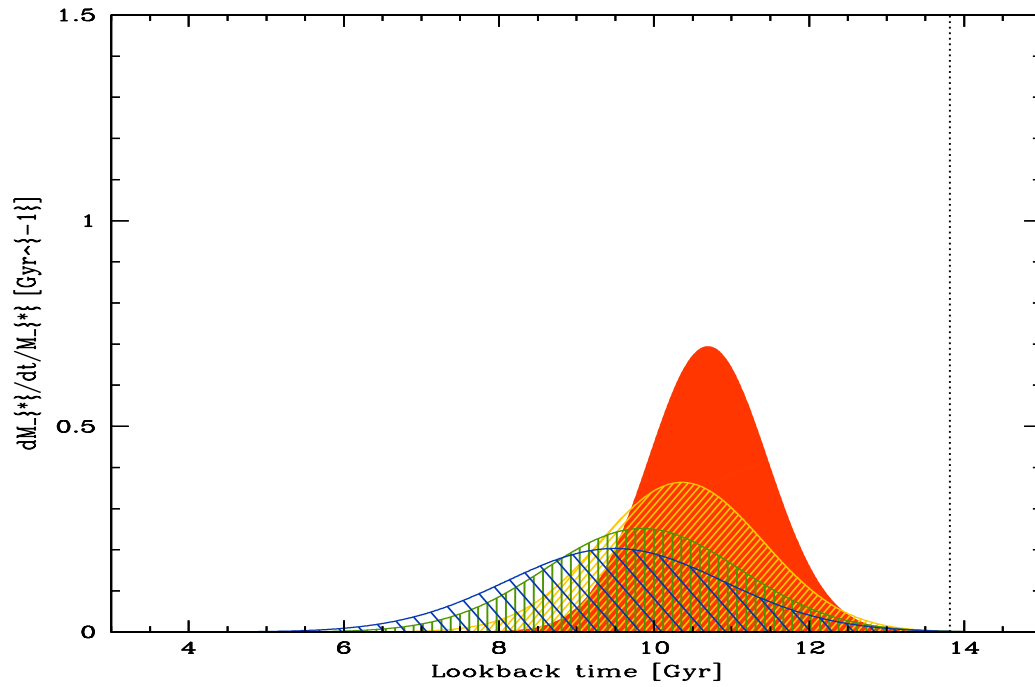
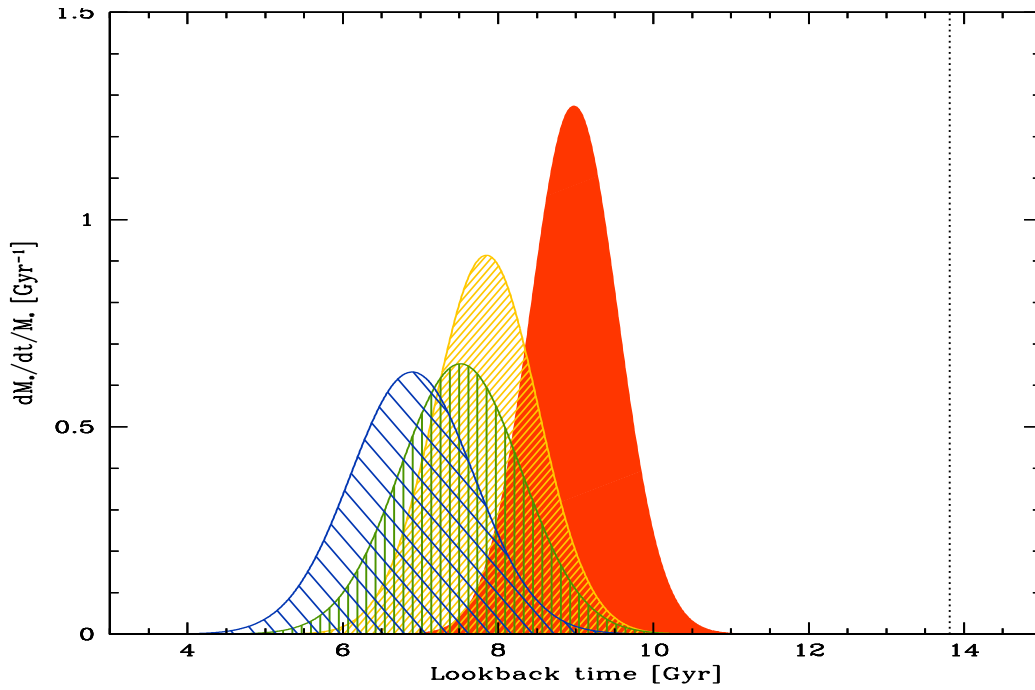


Figura 4.18: Tasso di formazione stellare specifico come funzione della massa. In rosso l'andamento per il sotto-campione di massa $\log\left(\frac{M_*}{M_\odot}\right) > 11.5$, in giallo per $11.25 < \log\left(\frac{M_*}{M_\odot}\right) < 11.5$, in verde scuro per $11.00 < \log\left(\frac{M_*}{M_\odot}\right) < 11.25$ e in blu scuro per $10.75 < \log\left(\frac{M_*}{M_\odot}\right) < 11.00$. In (a) l'andamento ottenuto attraverso la stima dei parametri con gli indici di Lick $H\gamma_F$, Mgb, Fe5270 e Fe5335; in (b) con gli indici di Lick $H\beta$, Mgb, Fe5270 e Fe5335.

anni fa nel caso del sotto-campione di massa $11.00 < \log(\frac{M_*}{M_\odot}) < 11.25$ (colore verde scuro), e a circa 8 miliardi di anni fa, nel caso delle galassie nel sotto-campione di massa $11.25 < \log(\frac{M_*}{M_\odot}) < 11.5$ (colore giallo). La posizione relativa dei picchi indica che le galassie passive di masse differenti hanno avuto origine in epoche diverse, ed in particolare le galassie più massive sono le prime ad essersi formate, seguite in epoche più recenti dalle galassie di massa intermedio-bassa.

Larghezza della distribuzione: rappresenta il tempo scala medio di formazione delle galassie, ottenuto per mezzo della relazione di scala (4.9), e contiene perciò informazioni sull'evoluzione dell'arricchimento chimico del sistema. Le galassie più massive, le quali hanno $[\alpha/Fe]$ più elevato (vedi Paragrafo precedente), presentano una curva stretta, ad indicazione del fatto che la formazione delle loro stelle deve essersi sviluppata e conclusa in tempi molto rapidi. La larghezza alla base della curva è di circa 4 Gyr, con una SFH iniziata ~ 11 miliardi di anni fa e conclusa ~ 7 miliardi di anni fa. La larghezza delle curve aumenta andando verso masse più piccole, e nel caso del sotto-campione di massa minore, l'intervallo di LBT alla base della curva è di ~ 5 Gyr, con una SFH cominciata ~ 9.5 miliardi di anni fa e conclusa in epoche ben più recenti, circa 4 miliardi di anni fa. Perciò, le galassie di massa minore hanno iniziato a formare le prime stelle circa 1.5 Gyr dopo quelle di massa maggiore, ma possedendo uno SSFR inferiore, il picco di formazione stellare è avvenuto con un ritardo di circa 2 Gyr ed infine, la formazione stellare in questi sistemi meno massivi si è interrotta intorno a 4 miliardi di anni fa, ben 3 miliardi dopo rispetto alle galassie più massive.

Altezza dei picchi: la misura del SSFR dei picchi da preziose indicazioni sulla quantità di masse solari all'anno che vengono formate nei sistemi analizzati. Emerge che le galassie passive più massive hanno sperimentato un picco di formazione stellare molto intenso, in termini di masse solari all'anno. Unendo tale informazione con quelle precedenti, appare chiaro che più è alta la massa delle galassie passive, più il loro tasso di formazione stellare annuo è stato elevato e concentrato in un minore intervallo di tempo.

Come compendio alla trattazione in Figura 4.19 sono mostrate le relazioni LBT–Massa e Δt –Massa del campione di galassie passive in esame: l'andamento illustra quantitativamente quanto sommarizzato nel grafico in Figura 4.18a, ovvero si vede come il LBT di formazione aumenti procedendo dal sotto-campione di massa minore verso quello delle galassie più massive

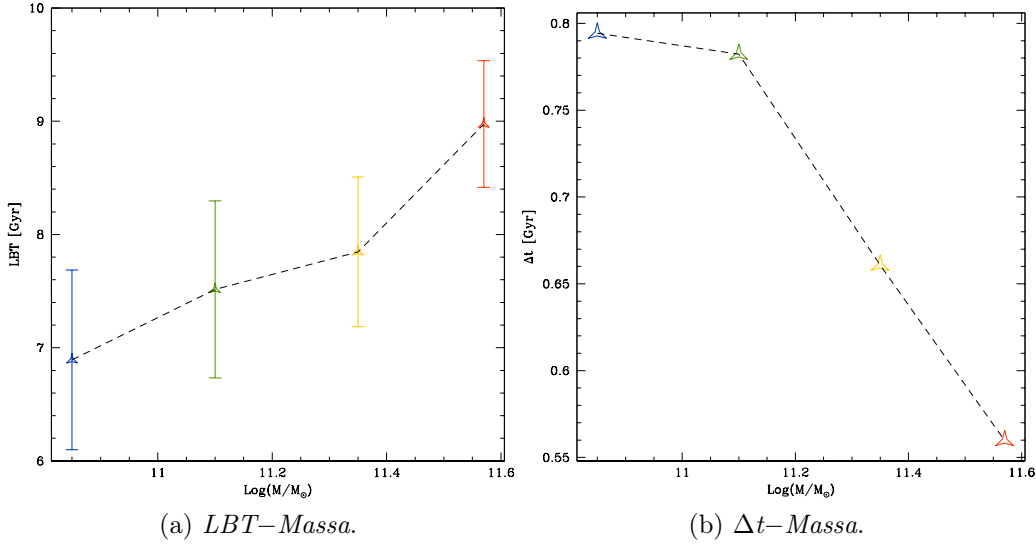


Figura 4.19: Relazioni LBT–Massa e Δt –Massa per il campione di galassie in esame, ottenuti dalla stima dei parametri evolutivi mediante l’analisi degli indici di Lick $H\gamma_F$, Mgb, Fe5270 e Fe5335. In colore rosso i valori relativi al sotto-campione di massa $\log(\frac{M_*}{M_{\odot}}) > 11.5$, in giallo per $11.25 < \log(\frac{M_*}{M_{\odot}}) < 11.5$, in verde scuro per $11.00 < \log(\frac{M_*}{M_{\odot}}) < 11.25$ e in blu scuro per $10.75 < \log(\frac{M_*}{M_{\odot}}) < 11.00$.

e contemporaneamente si riduca il tempo scala Δt di formazione. Quantitativamente, passando dalla popolazione con $\log(\frac{M_*}{M_{\odot}}) \sim 10.85$ a quella con $\log(\frac{M_*}{M_{\odot}}) \sim 11.57$ l’incremento in massa è di circa il 19% e si accompagna con una riduzione di Δt di circa il 43% dal valore ~ 0.8 Gyr delle galassie meno massive a ~ 0.56 Gyr di quelle del sotto-campione di galassie di massa maggiore.

In Figura 4.18b è mostrato lo SSFR ricavato dai parametri ottenuti con l’indice $H\beta$ al posto dell’indice $H\gamma_F$. Il risultato rispecchia le problematiche emerse e discusse nel Paragrafo precedente. In particolare, dal momento che con l’ $H\beta$ sono state stimate età delle popolazioni del campione sistematicamente maggiori rispetto a quelle stimate con l’ $H\gamma_F$, questo si traduce in un ΔLBT del picco del SSFR di circa + 2 Gyr; inoltre, le curve risultano significativamente allargate e con valori al picco nettamente inferiori. Questo è dovuto al fatto che gli $[\alpha/Fe]$ stimati con l’ $H\beta$, mostrano dei valori sistematicamente inferiori rispetto a quelli ottenuti con l’ $H\gamma_F$.

In Figura 4.20 è riportato lo SSFR ottenuto da Thomas et al. (2010), in modo da poter avere un riferimento di letteratura per poter effettuare

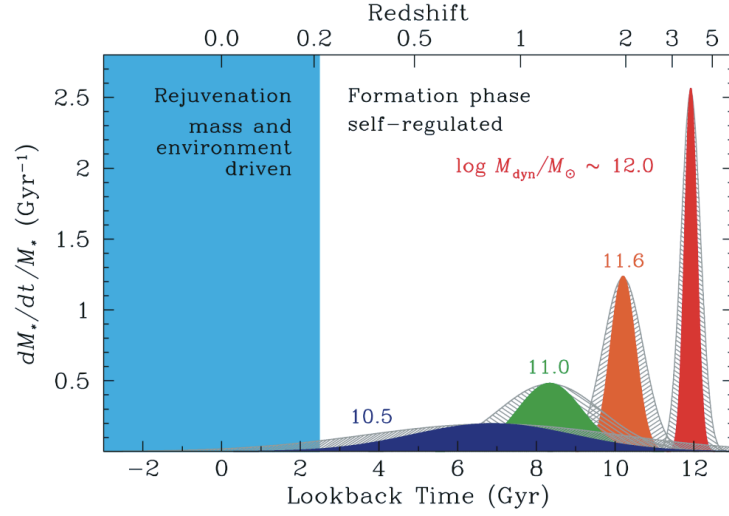


Figura 4.20: SSFR in funzione del LBT per galassie di tipo early-type di varie masse dinamiche (riportate sul grafico), ottenuto da Thomas et al. (2010) e riportato per poter effettuare un confronto col risultato ottenuto in questa tesi. L'asse delle ascisse riportato sul lato superiore è in redshift (adottando $\Omega_m = 0.24$ e $H_0 = 73 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$).

un confronto. È possibile affermare che ci sia un accordo qualitativo tra l'andamento ottenuto attraverso la stima dei parametri con gli indici di Lick $H_{\gamma F}$, Mgb, Fe5270 e Fe5335, ed il lavoro di Thomas et al. (2010), ma occorre precisare che tra i due lavori intercorrono alcune differenze:

- il campione di letteratura è stato selezionato morfologicamente, mentre quello di tale tesi è stato selezionato spettroscopicamente e a redshift più alto.
- i parametri di età, $[Z/H]$ e $[\alpha/Fe]$ sono stati stimati utilizzando 23 indici nel caso di Thomas et al. (2010), mentre per questo lavoro sono stati utilizzati un gruppo ristretto di quattro indici, ognuno particolarmente sensibile ad uno dei tre parametri. Tuttavia questa differenza non dovrebbe influenzare particolarmente il risultato (Thomas and Davies, 2006).
- la massa delle galassie del campione di letteratura è quella dinamica, mentre quella del campione in esame è la massa stellare;
- per lo studio evolutivo sull'epoca di formazione delle galassie sono stati assunti due modelli cosmologici differenti: una cosmologia di Planck Λ CDM piatta, con $\Omega_m = 0.315$ e $H_0 = 67.3 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ per il lavoro

di questa tesi, mentre Thomas et al. (2010) hanno adottato $\Omega_m = 0.24$ e $H_0 = 73 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Il risultato ottenuto in questo paragrafo è chiaro: dall'analisi spettrale mediante gli indici di Lick, emerge che più le galassie sono massive, più velocemente e a redshift più elevati hanno formato la loro popolazione stellare. Questo aspetto ricalca perfettamente lo scenario evolutivo del mass-downsizing, suggerito inizialmente da Cowie et al. (1996) per poter spiegare alcune discordanze osservate nel contesto del modello gerarchico standard e attualmente largamente supportato da numerose osservazioni (Cimatti, 2007, 2009).

Occorre fare una precisazione sul metodo adottato: lo studio proposto da Thomas et al. (2005) e applicato sul campione in esame, è incentrato sulla determinazione del tempo scala della storia di formazione stellare nelle galassie passive, come funzione della loro massa stellare. Per tenere basso il numero di parametri liberi è stata assunta una formazione stellare continua, e sono stati considerati parametri mediati su un intero sotto-campione di massa, con un SSFR comprensivo di tutte le galassie di quel dato sotto-campione piuttosto che dei singoli oggetti. La formazione stellare negli oggetti individuali potrebbe pertanto essere sensibilmente differente da quella integrale del sotto-campione cui appartiene: ad esempio, la storia di formazione stellare dei sistemi meno massivi, potrebbe seguire un andamento non continuo, ma più probabilmente caratterizzato da picchi di formazione stellare, alternati a periodi di quiescenza, similmente a ciò che si osserva nelle galassie nane del Gruppo Locale (Thomas et al., 2005).

Alla luce di tali precisazioni, lo SSFR può essere interpretato come un buon indicatore della funzione di distribuzione del tempo di inizio della formazione stellare e del tempo di “quenching” delle galassie, che rappresenta il tempo cosmico dal quale una popolazione stellare di data massa comincia ad evolvere passivamente. Rimane il grande interrogativo di scoprire come sono fatti i progenitori delle galassie ellittiche di grande massa osservate nell'universo locale, e quale sia stato il meccanismo di collasso gravitazionale necessario per attivare la formazione delle loro stelle circa 10 miliardi di anni fa.

4.8 Riassunto

In questo capitolo è stata riportata l'analisi effettuata su un campione di galassie passive selezionato dalla SDSS. Lo scopo finale era volto all'ottenimento di vincoli sui modelli di formazione ed evoluzione delle galassie. In questo riassunto è esposto un breve riepilogo delle operazioni compiute e dei risultati raggiunti.

Selezione del campione e misure. Il campione è stato estratto dalla SDSS-DR6 da Moresco et al. (2011), selezionando galassie i cui spettri risultassero compatibili con una popolazione in evoluzione passiva. Al termine dell'operazione il campione è stato suddiviso in quattro intervalli di massa, con $M > 10^{10.75} M_{\odot}$ e larghezza $\Delta M/M_{\odot} = 0.25$; sono state effettuate operazioni di stacking degli spettri per incrementare il SNR, e su tali spettri “mediani” sono stati misurati gli indici di Lick.

Relazione Indice-redshift. Una prima valutazione qualitativa sul comportamento evolutivo della popolazione in esame è stata fatta dall'andamento degli indici col redshift. È emersa una forte relazione evolutiva delle intensità della maggioranza degli indici, accompagnata da segregazione di massa, ovvero un andamento per il quale, fissato redshift, le misure degli indici mostrano un comportamento sistematico legato alla massa del sotto-campione.

Modelli e correzioni delle misure. È stata eseguita una procedura proposta da Carson and Nichol (2010) per la correzione delle misure per l'effetto dovuto alla dispersione di velocità radiale delle stelle, in modo da poter affiancare i modelli di Thomas et al. (2011) all'analisi degli indici di Lick.

Diagrammi indice-indice. Una tecnica diagnostica per ottenere una prima idea qualitativa delle proprietà del campione, consiste nel costruire dei diagrammi indice-indice sui quali vengono riportate le griglie dei modelli teorici. Da questo studio è emerso che il modello Thomas et al. (2011) che meglio riproduce i dati mostra un parametro $[Z/H]$ un po' maggiore di 0.35, ma occorre far notare che la griglia dei parametri è troppo larga per poter quantificare con precisione la metallicità totale.

Parametri evolutivi. La stima quantitativa dei parametri di età, $[Z/H]$ e $[\alpha/Fe]$ è avvenuta mediante minimizzazione del χ^2 tra i dati ed il modello TMJ, opportunamente interpolato trilinearmente per ottenere una griglia di parametri più fine. Per il campione è stato trovato un andamento dei parametri col redshift compatibile con un'evoluzione passiva: la metallicità totale rimane tendenzialmente costante col redshift, con valori tra $0.4 < [Z/H] < 0.5$, lo stesso vale per $[\alpha/Fe]$, con valori $0.2 < [\alpha/Fe] < 0.26$. L'andamento dell'età del campione col redshift risulta compatibile col modello cosmologico Λ CDM adottato. È emersa la conferma di una chiara segregazione di massa. È stata anche effettuata una stima della affidabilità delle misure utilizzando due set di indici diversi; è emersa un'incongruenza tra le stime ottenute coinvolgendo l'indice

$H\gamma_F$ e $H\beta$, confermata anche da dati di letteratura (Carson and Nichol, 2010). Tuttavia, poiché quest'ultimo indice ha manifestato possibili contaminazioni da emissione di gas ionizzato, sono state ritenute più affidabili le stime ottenute con $H\gamma_F$.

Storia di formazione stellare. I valori dei parametri stimati nel modo descritto poc'anzi, sono stati impiegati per ricostruire la SFH del campione, seguendo una tecnica di Thomas et al. (2005). È risultato un netto andamento evolutivo compatibile con quello previsto dallo scenario del downsizing, con il LBT di formazione delle galassie del campione che aumenta al crescere della massa. Inoltre, dati gli andamenti dell'evoluzione chimica, è risultato che il tempo scala con cui le galassie hanno assemblato la maggior parte delle stelle, si riduce al crescere della massa. Quantitativamente, passando dalla popolazione con $\log(\frac{M_*}{M_\odot}) \sim 10.85$ a quella con $\log(\frac{M_*}{M_\odot}) \sim 11.57$ l'incremento in massa è di circa il 19% e si accompagna con una riduzione di Δt di formazione di circa il 43%, dal valore ~ 0.8 Gyr delle galassie meno massive a ~ 0.56 Gyr di quelle del sotto-campione di galassie di massa maggiore.

Capitolo 5

Indici di Lick su spettri simulati di tipo Euclid

In questo capitolo si discute la possibilità di poter applicare efficacemente il metodo degli indici di Lick su degli spettri simulati di tipo Euclid. In particolare si cercherà di capire quali indici potrebbero essere misurati in spettri di tipo Euclid caratterizzati da diversi valori del rapporto segnale-rumore e l'accuratezza di tali misure.

5.1 La missione Euclid

Euclid è una missione di classe media dell'ESA ideata per investigare i temi portanti della cosmologia contemporanea e volta a porre importanti vincoli sull'equazione di stato dell'energia oscura che determina l'espansione accelerata dell'universo. Grazie allo spettrometro nel vicino infrarosso, Euclid otterrà due survey spettroscopiche: una WIDE che coprirà circa 15000 deg^2 di cielo, ed una DEEP ottenuta osservando varie volte una piccola area di cielo di 40 deg^2 , in modo da ottenere spettri con rapporto segnale-rumore (SNR) medio-alti e aumentare il numero di oggetti celesti a redshift maggiori di 1.5. Il range di lunghezza d'onda nel vicino infrarosso sarà tra 9000 e 20000 Å circa, e nelle presenti simulazioni è stato ipotizzato un possibile range effettivo $9200 < \lambda(\text{Å}) < 18500$. In particolare, il campione fotometrico di galassie quiescenti a redshift maggiori di 1.5 sarà di $\sim 8 \times 10^6$ e di queste alcune migliaia delle più massive saranno anche osservate spettroscopicamente, aumentando di circa 1 ordine di grandezza il campione attualmente disponibile. Appare evidente come questo aspetto migliorerà la possibilità di indagare l'evoluzione delle galassie passive, oltre che la struttura a grande scala dell'universo e la ricerca di oggetti (come i quasar) ad alto redshift (Cimatti and Scaramella,

2012). In altre parole, Euclid permetterà di ottenere dallo studio di spettri tra $1 < z < 3$ ciò che SDSS ha fatto per l'universo a $z < 0.2$. In particolare si potranno studiare alcune problematiche legate alla formazione e all'evoluzione delle strutture cosmiche, quali le relazioni che intercorrono tra la materia oscura e quella barionica e in che modo queste influiscano sulla formazione delle galassie, il ruolo del buco nero super-massiccio quale moderatore della formazione stellare, nonché dell'assemblaggio della massa delle galassie ed anche l'origine delle relazioni di scala (come il piano fondamentale delle galassie ellittiche), e la loro eventuale evoluzione col redshift, oltreché la loro dipendenza dall'ambiente.

Alla luce di quanto riportato, appare evidente come sia necessario investigare propedeuticamente i possibili risvolti scientifici collaterali della missione. Infatti, lo spettrometro che verrà installato su Euclid, è ottimizzato per spettri con righe in emissione, e conseguentemente la capacità di poter estrarre informazione scientificamente accurata da spettri di galassie in evoluzione passiva dovrà essere ben testata. In questo contesto si inserisce la simulazione proposta in questo Capitolo.

5.2 Simulazione di spettri di tipo Euclid

In questo paragrafo viene presentata una simulazione semplificata volta a valutare la possibilità di misurare gli indici di Lick negli spettri di tipo Euclid. Considerando che il range di lunghezze d'onda coperto dallo spettrografo della survey DEEP è $\lambda_{\text{obs}} = 0.92 - 1.85 \mu\text{m}$, e che l'intervallo di lunghezze d'onda a riposo del sistema di Lick¹ $\lambda_{\text{rest}} = 3750 - 6415.125 \text{ \AA}$ (rispettivamente l'estremo inferiore del continuo blu del D4000 e l'estremo superiore rosso della banda laterale dell'indice molecolare TiO_2), allora l'intervallo di redshift entro il quale sarà teoricamente possibile misurare gli indici di Lick è $z = [1.45, 1.88]$.² Più in generale, nella Tabella 5.1 sono riportati i range di redshift entro i quali sarà possibile misurare indipendentemente ciascun indice.

La simulazione è stata realizzata dividendo il lavoro in 3 fasi: nella prima sono state costruite le SED sintetiche di base che fungeranno da modelli aspettati, nella seconda fase è stato implementato delle realizzazioni di tipo Montecarlo per simulare una serie di spettri degradati al SNR desiderato, sui quali sono stati misurati gli indici di Lick e relativi errori e nella terza fase sono stati analizzati i risultati ottenuti.

¹Comprendendo anche il D4000.

²Tale range di redshift si allarga a $z = [1.39 - 1.88]$ se si considera il $D_{\text{N}}4000$ al posto del D4000.

Tabella 5.1: Intervalli di redshift entro i quali possono essere misurati individualmente gli indici di Lick ed il D4000, considerando che il range di lunghezze d'onda coperto presumibilmente dallo spettrografo di Euclid sarà $\lambda_{\text{obs}} = 0.92 - 1.85 \mu\text{m}$. Nella seconda colonna son riportati gli estremi inferiore della banda laterale blu e superiore della banda laterale rossa di ciascun indice.

Indice	$\lambda_{\text{min}} \rightarrow \lambda_{\text{max}} [\text{\AA}]$	$z_{\text{min}} \rightarrow z_{\text{max}}$
D4000	3750.000 \rightarrow 4250.000	1.45 \rightarrow 3.35
D _n 4000	3850.000 \rightarrow 4100.000	1.39 \rightarrow 3.51
H δ _A	4083.500 \rightarrow 4161.000	1.25 \rightarrow 3.45
H δ _F	4091.000 \rightarrow 4137.250	1.25 \rightarrow 3.47
CN ₁	4142.125 \rightarrow 4284.125	1.22 \rightarrow 3.32
CN ₂	4142.125 \rightarrow 4284.125	1.22 \rightarrow 3.32
Ca4227	4222.250 \rightarrow 4251.000	1.18 \rightarrow 3.35
G4300	4281.375 \rightarrow 4335.125	1.15 \rightarrow 3.27
H γ _A	4319.750 \rightarrow 4419.750	1.13 \rightarrow 3.19
H γ _F	4331.250 \rightarrow 4384.750	1.12 \rightarrow 3.22
Fe4383	4369.125 \rightarrow 4455.375	1.11 \rightarrow 3.15
Ca4455	4452.125 \rightarrow 4492.125	1.07 \rightarrow 3.12
Fe4531	4514.250 \rightarrow 4579.250	1.04 \rightarrow 3.04
C ₂ 4668	4634.000 \rightarrow 4756.500	0.99 \rightarrow 2.89
H β	4847.875 \rightarrow 4891.625	0.90 \rightarrow 2.78
Fe5015	4977.750 \rightarrow 5065.250	0.85 \rightarrow 2.65
Mg ₁	5069.125 \rightarrow 5366.125	0.81 \rightarrow 2.45
Mg ₂	5154.125 \rightarrow 5366.125	0.78 \rightarrow 2.45
Mgb	5160.125 \rightarrow 5206.375	0.78 \rightarrow 2.55
Fe5270	5245.650 \rightarrow 5318.150	0.75 \rightarrow 2.48
Fe5335	5312.125 \rightarrow 5363.375	0.73 \rightarrow 2.45
Fe5406	5387.500 \rightarrow 5425.000	0.71 \rightarrow 2.41
Fe5709	5696.625 \rightarrow 5736.625	0.61 \rightarrow 2.22
Fe5782	5776.625 \rightarrow 5811.625	0.59 \rightarrow 2.18
NaD	5876.875 \rightarrow 5948.125	0.57 \rightarrow 2.11
TiO ₁	5936.625 \rightarrow 6103.625	0.55 \rightarrow 2.03
TiO ₂	6189.625 \rightarrow 6415.125	0.49 \rightarrow 1.88

Le osservazioni simulate sono riferite ad un redshift $z = 1.5$. Considerando una cosmologia Λ CDM piatta, con parametro di Hubble uguale a $67.3 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ed $\Omega_M = 0.315$ (ottenuti dalla missione Planck³ (Ade et al., 2014), l'età dell'Universo⁴ a redshift 1.5 è di 4.266 Gyr. Sono state costruite due CSP sintetiche coi modelli BC03, in modo da riprodurre due casi estremi di popolazioni stellari in un universo di circa 4 Gyr: una di recente formazione (0.5 Gyr) e l'altra vecchia (relativamente all'età dell'universo a quell'epoca) di 3 Gyr. Poiché l'interesse è rivolto allo studio delle galassie passive, tali popolazioni devono avere terminato la loro storia di formazione stellare a $z = 1.5$ e pertanto, si è scelto di applicare ai modelli una SFH con andamento esponenziale ritardato⁵, con picco di formazione stellare a $\tau = 0.05$ Gyr. Tale scelta è consistente con le proprietà delle galassie early-type a $z \sim 0$ (Thomas et al., 2010). Inoltre, per entrambe le popolazioni è stata adottata una funzione iniziale di massa di Chabrier, metallicità solare ($z_{\odot} = 0.02$) e dispersione di velocità radiale delle stelle di 250 km/s.

Per riprodurre la risposta strumentale lo spettro è stato ricampionato, in modo da raggiungere la dispersione a riposo di $7 \text{ \AA}/\text{pixel}$ dello spettrografo di Euclid⁶

, applicando una funzione di “rebinning” del pacchetto di software GALAXEV di BC03, che media i flussi nell'intervallo di lunghezza d'onda della dispersione data. Il valore dichiarato per la risoluzione media dello spettrografo di Euclid è $R = 250$ per una sorgente di 0.3 arcsec, pertanto a $z = 1.5$ si avrà una risoluzione spettrale a $\lambda_{\text{obs}} = 1.25 \mu\text{m}$ di

$$\Delta\lambda_{\text{rest}} = \frac{\lambda_{\text{obs}}}{R} \frac{1}{1+z} = 20 \text{ \AA}, \quad (5.1)$$

riprodotto convolvendo le SED sintetiche con una funzione gaussiana, per mezzo del programma “downgrade resolution” del software GALAXEV.

Una volta terminata la costruzione delle due SED di base, è stata realizzata su di esse una serie di simulazioni Montecarlo (MC) consistenti nell'aggiungere

³Disponibile presso <http://arxiv.org/abs/1303.5076> (ultima visita il 3 dicembre 2014).

⁴Età dell'Universo ottenuta con la calcolatrice cosmologica disponibile presso il sito internet <http://www.astro.ucla.edu/~wright/CosmoCalc.html> (ultima visita il 9 novembre 2014).

⁵Vedi Equazione (3.1).

⁶In realtà la dispersione a riposo di Euclid sarà mediamente di circa $4 \text{ \AA}/\text{pixel}$, quasi un fattore ~ 2 migliore rispetto alla dispersione qui simulata, ma si è preferito utilizzare un valore più alto per restare conservativi.

su ogni pixel j -esimo un errore casuale con distribuzione gaussiana⁷

$$N_j = \sqrt{2} \sigma \sqrt{-\ln(1 - c_1)} \cos(2\pi c_2) \quad (5.2)$$

dove c_1 e c_2 sono due numeri casuali $\in [0, 1)$ e σ è la deviazione standard della distribuzione, che rappresenta il rumore dello spettro, ottenuto dividendo il valore medio del flusso nell'intervallo⁸ di λ 5500–5700 Å per un dato rapporto segnale–rumore (SNR)

$$\sigma = \frac{\langle F_{\lambda(5500-5700\text{\AA})} \rangle}{\text{SNR}}. \quad (5.3)$$

Per ogni SNR nell'insieme [3, 5, 7, 10, 20, 40, 100] e per ciascuna delle due popolazioni in esame, sono state iterate 1000 simulazioni Montecarlo, per un totale di 14000 realizzazioni. Uno spettro con SNR = 3 è di bassa qualità, tuttavia è da verificare se Euclid riuscirà ad ottenere spettri di singole galassie ad alto redshift con qualità più elevata e pertanto, tale valore di SNR potrebbe simulare idealmente la misura degli indici di Lick su spettri singoli della deep–survey di Euclid. Per ottenere spettri di qualità superiore sarà obbligatorio ricorrere a procedure di “stacking” degli spettri, che consistono nel combinare insieme spettri di galassie simili e appartenenti ad un limitato intervallo di redshift, permettendo di aumentare il segnale e raggiungere conseguentemente SNR più elevati. Le simulazioni con SNR 5, 7 e 10 riproducono tre casi in cui si ricorrerebbe allo stacking di pochi spettri singoli, quelle con SNR 20 e 40 simulano stacking di centinaia di spettri, per arrivare infine a spettri di SNR = 100, che richiedono il contributo di migliaia di spettri di singole sorgenti. Nella Figura 5.1 sono mostrati gli spettri di una delle 1000 realizzazioni casuali Montecarlo per ciascuna delle due popolazioni, al variare del SNR. Si può osservare come al crescere del rumore, ovvero al diminuire del SNR, lo spettro subisca una progressiva degradazione della qualità, con inevitabile perdita del valore dell'informazione scientifica trasportata.

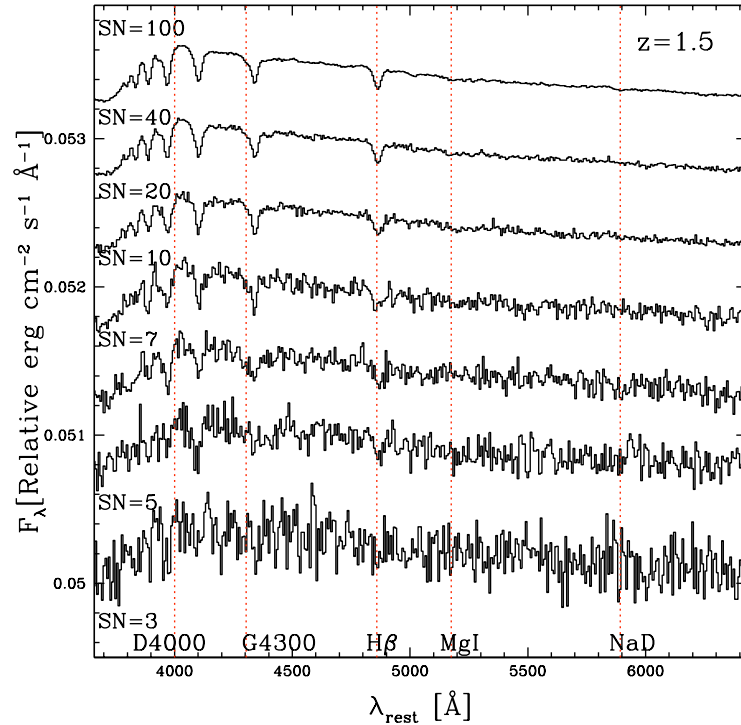
Per quantificare l'effettiva capacità di misurare gli indici di Lick e la robustezza di tali misure, in una terza fase si è proceduto ad effettuare una serie di verifiche:

misura $\text{SN}_{\text{indice}}$: per ogni n -esima realizzazione Montecarlo è stato calcolato il rapporto misura–errore degli indici di Lick

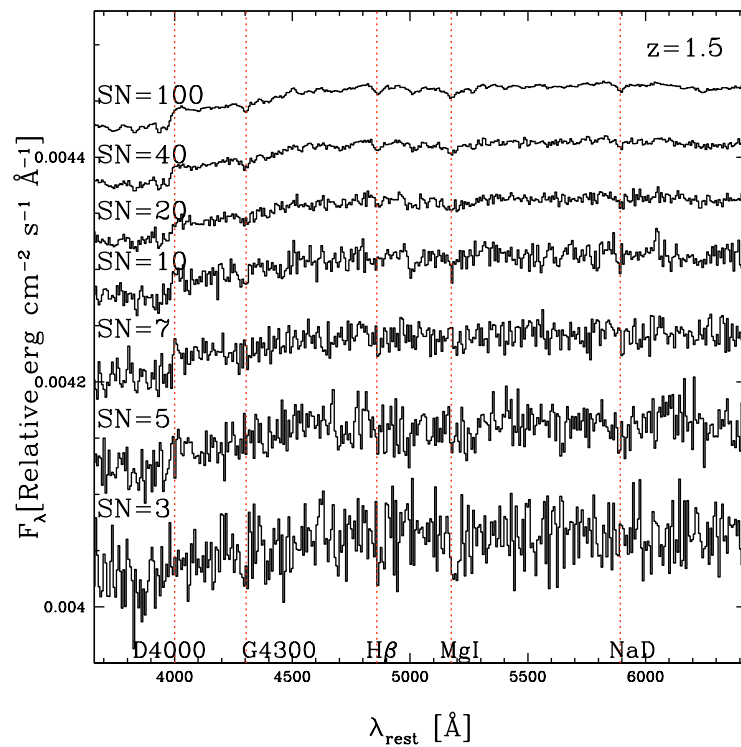
$$\text{SN}_{\text{indice}}^n = \left| \frac{\text{EW}_{\text{indice}}^n}{\Delta(\text{EW}_{\text{indice}}^n)} \right|. \quad (5.4)$$

⁷Si rimanda a Cardiel et al. (1998) per i dettagli sulla scelta dell'errore gaussiano utilizzato.

⁸Regione spettrale povera di righe in assorbimento.



(a) 0.5 Gyr.



(b) 3 Gyr.

Figura 5.1: Spettri di tipo Euclid di popolazioni stellari passive, di età 0.5 Gyr (in (a)) e 3 Gyr (in (b)), per diversi valori del SNR dello spettro. In rosso sono evidenziate le lunghezze d'onda medie della banda centrale di alcuni indici di Lick.

Dalla distribuzione ottenuta è stato calcolato il valor medio $\langle \text{SN}_{\text{indice}} \rangle$ e la dispersione ad 1σ per fissati valore di SNR ed età;

Probabilità $P(\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3)$: se $N_3 \leq 1000$ è il numero di realizzazioni Montecarlo per le quali un indice verifica un $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$ (a fissati età e SNR dello spettro), allora la probabilità percentuale che un determinato indice possa essere misurato con $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$ in uno spettro di dato SNR è semplicemente

$$P(\text{SN}_{\text{indice}}) = \frac{N_3}{10}; \quad (5.5)$$

Offset delle misure e accuratezza: una verifica molto importante è quella che permette di valutare se la distribuzione delle misure degli indici è confrontabile con le misure del modello base, oppure se è presente un offset, ed eventualmente decretare l'inaffidabilità delle misure ottenute mediante l'analisi della loro accuratezza. Quando la dispersione della distribuzione degli offset è alta, anche la misura con $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$ non è affidabile. Una buona indicazione dell'accuratezza è data dall'inverso della dispersione della distribuzione degli offset:

$$\text{Accuracy}[\%] = \frac{1}{\Delta_{\text{offset}}}. \quad (5.6)$$

In questo modo quando si registra una dispersione $\Delta_{\text{offset}} > 0.1$ l'accuratezza sarà $< 10\%$ e in questi casi l'affidabilità della misura sarà considerata inadeguata.

Nella Tabella 5.2 è riportato un riepilogo schematico dell'impianto della simulazione, i cui risultati verranno discussi nei paragrafi successivi.

Tabella 5.2: Riepilogo della simulazione

Simulazione misure indici di Lick	
in spettri di tipo Euclid	
Range $\lambda_{\text{obs}}[\mu\text{m}]$	0.92 – 1.85
Redshift	1.5
Range $\lambda_{\text{rest}}[\text{\AA}]$	3680 – 7400
Indici misurabili	tutti (compresi D4000 e D_n4000)
$R_{(0.3 \text{ arcsec})}(\lambda/\Delta\lambda)$	250
$\Delta\lambda_{z=1.5}[\text{\AA}] = \frac{\lambda_{12.5\mu\text{m}}}{R} \frac{1}{1+z}$	20
Metallicità	solare ($Z_{\odot} = 0.02$)
SFH	esponenziale ritardata ($\tau = 0.05 \text{ Gyr}$)
Disp. vel. radiali σ [Km/s]	250
Età [Gyr]	0.5 – 3
SNR	3 – 5 – 7 – 10 – 20 – 40 – 100
Numero simulaz. MC	14000 (1000 per ogni Età e SNR)

5.3 Il rapporto segnale–rumore degli indici di Lick

Come esposto nel paragrafo precedente, la prima verifica sulla possibilità di misurare gli indici di Lick sugli spettri di tipo Euclid, riguarda la distribuzione del rapporto misura errore ($\text{SN}_{\text{indice}}$). Analizzo separatamente i risultati relativi alle due popolazioni in esame.

5.3.1 Popolazioni giovani (0.5 Gyr)

Nella Tabella 5.3 sono riportati i rapporti $\text{SN}_{\text{indice}}$ degli indici di Lick per tutti i SNR simulati; inoltre, quelli con $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$ sono evidenziati in colore rosso per agevolarne l'individuazione. Il D4000 e il D_n4000 hanno risultati largamente accettabili per tutti i valori di SNR, compresi quelli con SNR

5.3. IL RAPPORTO SEGNALE–RUMORE DEGLI INDICI DI LICK 127

= 3 degli spettri singoli, nei quali hanno $\langle \text{SN}_{\text{indice}} \rangle$ pari a 14.84 ± 0.54 e 16.32 ± 0.75 rispettivamente. Di tutti gli indici del sistema di Lick, solo quello di Balmer $\text{H}\delta_{\text{A}}$ ha, per $\text{SNR} = 3$, un $\text{SN}_{\text{indice}}$ medio nell'intorno di 3. A incominciare da spettri con $\text{SNR} = 5$, che richiedono lo stacking di pochi spettri singoli, ci sono cinque indici con distribuzioni di $\text{SN}_{\text{indice}}$ compatibili entro 1σ con $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$ e sono $\text{H}\delta_{\text{A}}$, $\text{H}\delta_{\text{F}}$, CN_1 , $\text{H}\gamma_{\text{A}}$ e $\text{H}\gamma_{\text{F}}$. L' $\text{H}\beta$ è mediamente misurabile solamente in spettri con $\text{SNR} \geq 10$ e risulta ancora più difficile l'osservazione della maggior parte degli indici metallici, come quelli del gruppo del ferro $\text{Fe}5335$, $\text{Fe}5406$, $\text{Fe}5709$ e $\text{Fe}5782$ e del calcio $\text{Ca}4227$ e $\text{Ca}4455$, i quali non raggiungono $\text{SN}_{\text{indice}}$ compatibili con il valore di soglia 3 nemmeno in spettri con $\text{SNR} = 100$, ed altri indici metallici importanti quali $\text{G}4300$ e C_24668 , sfiorano il limite di $\text{SN}_{\text{indice}} = 3$ solo in spettri con $\text{SNR} \geq 40$.

Tabella 5.3: $\text{SN}_{\text{indice}}$ delle popolazioni giovani (0.5 gyr). Le misure con $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$ sono riportate in colore rosso.

Indici	SNR						
	3	5	7	10	20	40	100
D4000	14.83 ± 0.54	24.75 ± 0.57	34.58 ± 0.57	49.47 ± 0.71	99.84 ± 1.79	188.89 ± 1.94	503.39 ± 1.03
D_n4000	16.32 ± 0.75	27.27 ± 0.76	38.23 ± 0.80	54.56 ± 0.99	108.44 ± 3.50	211.49 ± 1.40	634.56 ± 1.63
$\text{H}\delta_{\text{A}}$	2.36 ± 0.94	4.00 ± 1.01	5.52 ± 1.02	7.93 ± 0.97	15.76 ± 1.00	31.60 ± 1.01	78.92 ± 0.99
$\text{H}\delta_{\text{F}}$	1.59 ± 0.79	2.64 ± 0.86	3.65 ± 0.84	5.29 ± 0.84	10.46 ± 0.87	21.02 ± 0.84	52.48 ± 0.90
CN_1	1.69 ± 1.031	2.65 ± 1.12	3.72 ± 1.17	5.28 ± 1.13	10.54 ± 1.24	21.52 ± 1.04	48.45 ± 0.97
CN_2	1.31 ± 0.93	1.91 ± 1.01	2.63 ± 1.08	3.71 ± 1.06	7.44 ± 1.10	14.92 ± 1.01	41.06 ± 1.10
$\text{Ca}4227$	0.66 ± 0.50	0.68 ± 0.52	0.67 ± 0.50	0.67 ± 0.51	0.71 ± 0.52	0.70 ± 0.53	0.85 ± 0.61
G4300	0.74 ± 0.56	0.76 ± 0.57	0.86 ± 0.64	0.98 ± 0.69	1.62 ± 0.83	3.15 ± 0.91	7.97 ± 0.86
$\text{H}\gamma_{\text{A}}$	1.55	2.50	3.46	4.90	9.79	19.65	49.14

Tabella 5.3: continua nella prossima pagina

Tabella 5.3: continua dalla pagina precedente

Indici	SNR						
	3	5	7	10	20	40	100
	± 0.82	± 0.91	± 0.90	± 0.92	± 0.89	± 0.90	± 0.93
H γ_F	1.52 ± 0.89	2.43 ± 0.93	3.42 ± 0.91	4.82 ± 0.93	9.68 ± 0.92	19.35 ± 0.92	48.39 ± 0.94
Fe4383	0.68 ± 0.51	0.68 ± 0.51	0.68 ± 0.53	0.71 ± 0.53	0.80 ± 0.61	1.27 ± 0.76	3.02 ± 0.82
Ca4455	0.57 ± 0.42	0.58 ± 0.43	0.60 ± 0.45	0.59 ± 0.44	0.58 ± 0.45	0.62 ± 0.48	0.83 ± 0.58
Fe4531	0.64 ± 0.46	0.68 ± 0.48	0.68 ± 0.50	0.69 ± 0.51	0.85 ± 0.58	1.25 ± 0.74	3.01 ± 0.80
C ₂ 4668	0.74 ± 0.57	0.75 ± 0.56	0.73 ± 0.53	0.76 ± 0.59	0.87 ± 0.64	1.31 ± 0.81	3.11 ± 0.90
H β	0.94 ± 0.65	1.44 ± 0.78	1.91 ± 0.82	2.81 ± 0.86	5.60 ± 0.83	11.23 ± 0.83	27.94 ± 0.85
Fe5015	0.69 ± 0.52	0.72 ± 0.55	0.74 ± 0.56	0.80 ± 0.58	1.11 ± 0.76	1.98 ± 0.87	5.03 ± 0.89
Mg ₁	0.75 ± 0.55	0.77 ± 0.58	0.77 ± 0.58	0.78 ± 0.57	0.82 ± 0.59	0.90 ± 0.66	1.39 ± 0.81
Mg ₂	0.79 ± 0.56	0.84 ± 0.59	0.97 ± 0.68	1.19 ± 0.76	2.12 ± 0.86	4.25 ± 0.97	10.16 ± 0.88
Mgb	0.70 ± 0.53	0.69 ± 0.53	0.72 ± 0.54	0.73 ± 0.59	0.83 ± 0.62	1.36 ± 0.80	3.26 ± 0.83
Fe5270	0.69 ± 0.51	0.71 ± 0.54	0.73 ± 0.57	0.72 ± 0.56	0.90 ± 0.64	1.48 ± 0.80	3.54 ± 0.88
Fe5335	0.56 ± 0.43	0.57 ± 0.43	0.61 ± 0.45	0.60 ± 0.45	0.65 ± 0.49	0.81 ± 0.55	1.73 ± 0.71
Fe5406	0.67 ± 0.48	0.62 ± 0.48	0.64 ± 0.48	0.66 ± 0.51	0.69 ± 0.50	0.81 ± 0.58	1.49 ± 0.79
Fe5709	0.68 ± 0.50	0.68 ± 0.49	0.67 ± 0.50	0.66 ± 0.48	0.72 ± 0.53	0.77 ± 0.56	1.39 ± 0.76
Fe5782	0.70	0.67	0.68	0.70	0.68	0.74	1.14

Tabella 5.3: continua nella prossima pagina

5.3. IL RAPPORTO SEGNALE–RUMORE DEGLI INDICI DI LICK 129

Tabella 5.3: continua dalla pagina precedente

Indici	SNR						
	3	5	7	10	20	40	100
	± 0.51	± 0.52	± 0.51	± 0.53	± 0.51	± 0.58	± 0.73
NaD	0.79 ± 0.61	0.76 ± 0.56	0.81 ± 0.59	0.86 ± 0.64	1.06 ± 0.73	1.82 ± 0.90	4.50 ± 0.94
TiO ₁	0.76 ± 0.58	0.74 ± 0.57	0.79 ± 0.57	0.81 ± 0.59	0.95 ± 0.66	1.39 ± 0.84	3.59 ± 1.06
TiO ₂	0.78 ± 0.61	0.79 ± 0.59	0.81 ± 0.62	0.83 ± 0.62	1.07 ± 0.74	1.82 ± 0.92	4.38 ± 0.94

Tabella 5.3: si conclude dalla pagina precedente

In Figura 5.2 sono mostrate le relazioni $\langle \text{SN}_{\text{indice}} \rangle - \text{SNR}$ dello spettro per alcuni indici di Lick e per il D_n4000 . L'andamento della relazione per il D_n4000 mostra che tale feature spettrale è misurabile agevolmente su tutti gli spettri, anche quelli con $\text{SNR} = 3$ delle galassie singole. La relazione di $\text{H}\delta_A$ aumenta linearmente col SNR, inoltre i punti hanno una piccola dispersione intorno al valore medio e ciò fa sì che anche sugli spettri con $\text{SNR} \sim 3$ ci sarà una buona probabilità di misurare tale indice. Un andamento simile è quello dell'indice molecolare CN_1 , il quale è misurabile con $\langle \text{SN}_{\text{indice}} \rangle \sim 5$ in spettri con $\text{SNR} \sim 10$. Il discorso cambia completamente andando ad analizzare la relazione per un indice metallico come l'Mgb. il quale risulta difficilmente misurabile anche in spettri con SNR elevato.

Nelle Figure 5.3 ed 5.4 sono mostrate le probabilità di poter avere una misura degli indici di Lick con $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$. Non sono mostrate le probabilità del D4000 e del D_n4000 in quanto sono del 100 % a qualsiasi SNR. Per gli indici si può leggere adesso la conferma di quanto analizzato precedentemente, con l' $\text{H}\delta_A$ che risulta misurabile in circa il 26% degli spettri singoli (con SNR di almeno 3) e in oltre l'80% degli spettri con $\text{SNR} > 3$. A $\text{SNR} = 10$ ci sono cinque indici misurabili con probabilità superiore al 90% e anche l'indice $\text{H}\beta$ comincia ad essere misurabile con probabilità maggiore del 40%. Bisogna giungere a $\text{SNR} \sim 40$ per poter avere spettri nei quali si possano misurare indici metallici come il Mg_2 . Se si riuscirà ad ottenere spettri con $\text{SNR} = 100$, gli indici di Lick misurabili nel 100% dei casi sarebbero nove, ai quali si potrebbero aggiungere altri tre che hanno probabilità superiori al 90%.

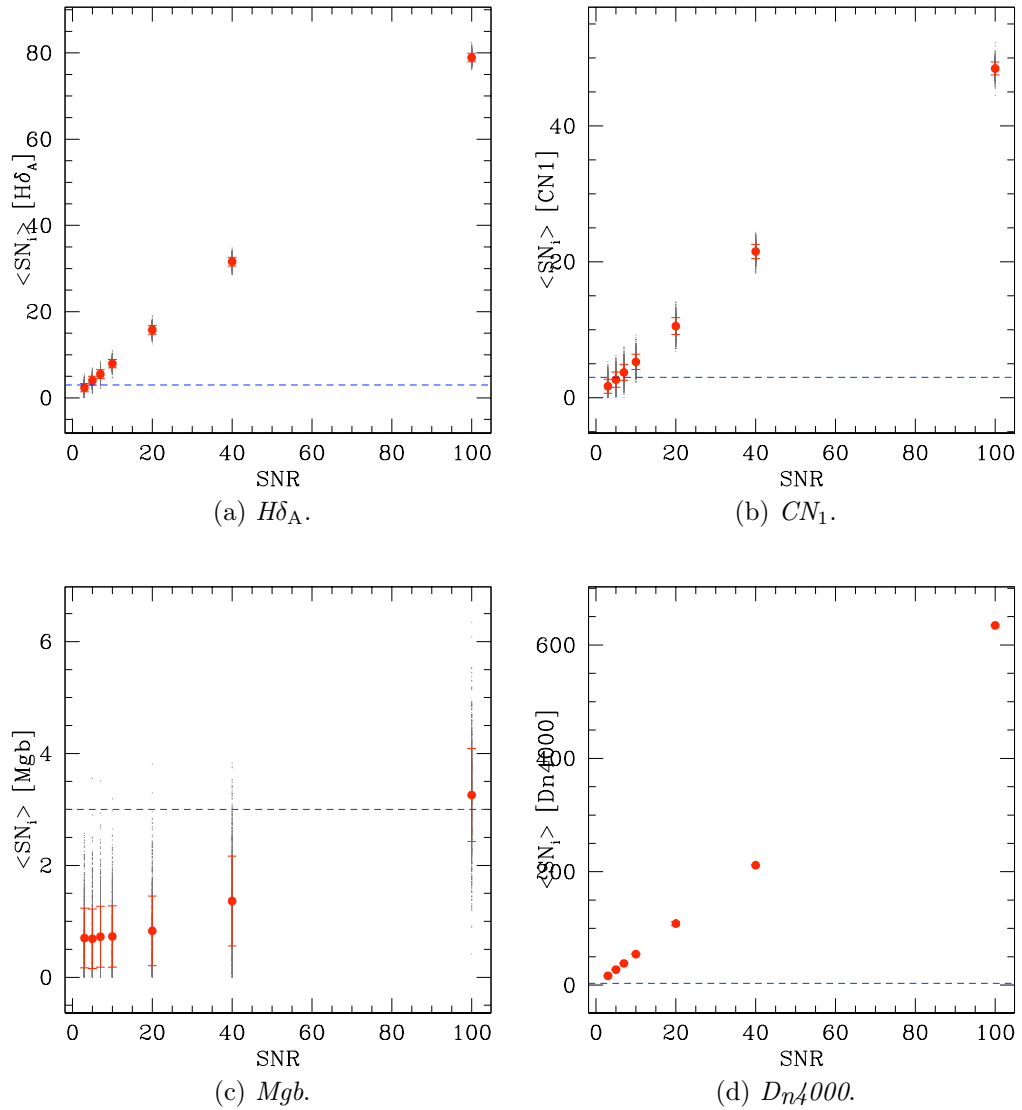
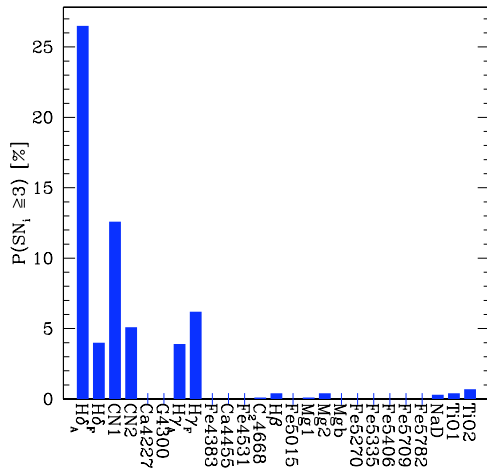
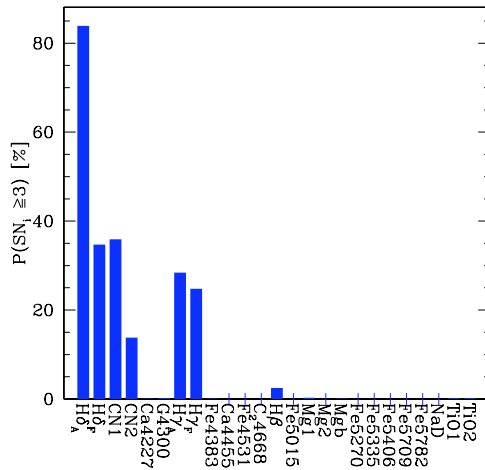


Figura 5.2: Relazione $\langle \text{SN}_{\text{indice}} \rangle - \text{SNR}$ per alcuni indici misurati su spettri di popolazione stellare di 0.5 Gyr.

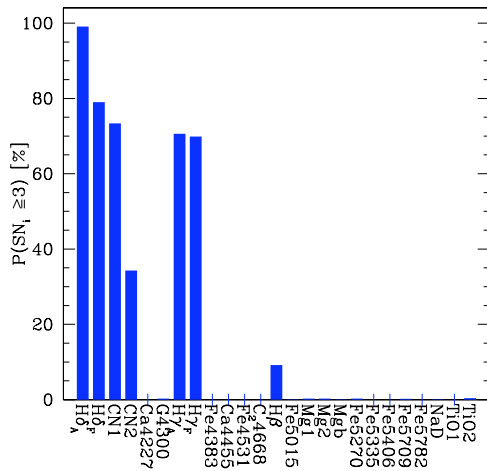
5.3. IL RAPPORTO SEGNALE-RUMORE DEGLI INDICI DI LICK 131



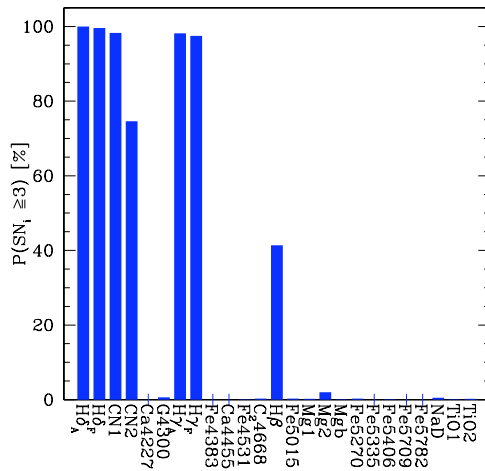
(a) 3.



(b) 5.

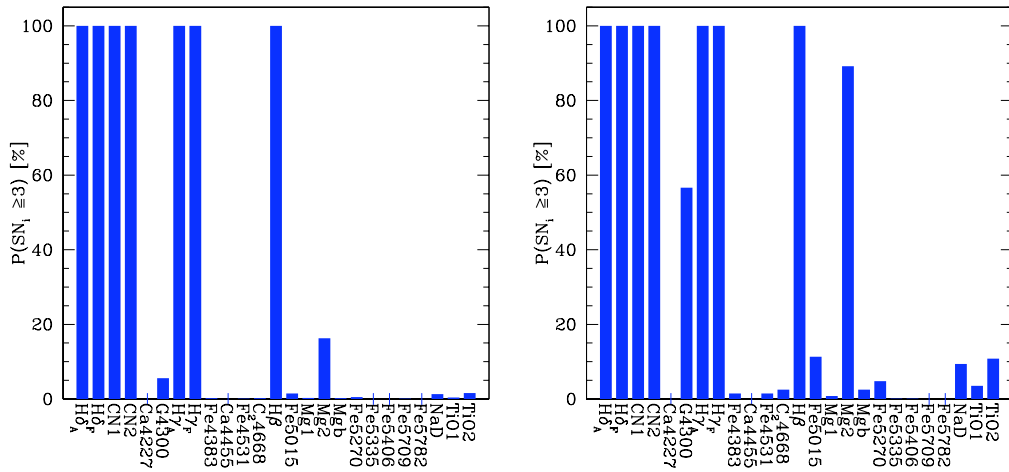


(c) 7.



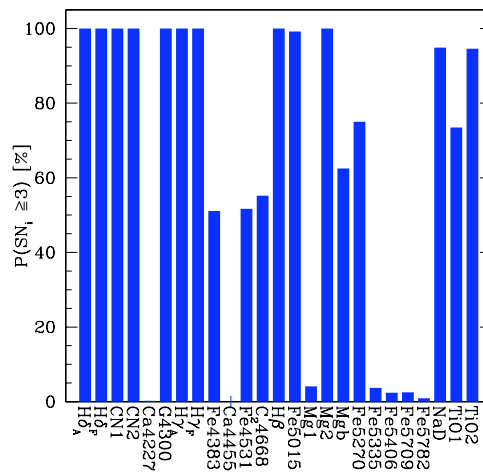
(d) 10.

Figura 5.3: Probabilità $P(SN_{\text{indice}} \geq 3)$ - popolazioni 0.5 Gyr - SNR = [3, 5, 7, 10]



(a) 20.

(b) 40.



(c) 100.

Figura 5.4: Probabilità $P(SN_{indice} \geq 3)$ - popolazioni 0.5 Gyr - SNR= [20, 40, 100]

5.3.2 Popolazioni vecchie (3 Gyr)

Nella Tabella 5.4 si possono leggere i rapporti medi $\text{SN}_{\text{indice}}$ degli indici di Lick per gli spettri della popolazione di età avanzata (3 Gyr). Anche in questo caso il D4000 e il D_n4000 sono largamente misurabili su tutti gli spettri. A differenza degli spettri della popolazione giovane, occorre avere spettri stacked con $\text{SNR} = 10$ per poter avere almeno un indice (Mg_2) misurabile (ovvero che abbia una distribuzione di $\text{SN}_{\text{indice}}$ con dispersione ad 1σ compatibile con $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$), spettri con $\text{SNR} = 20$ per avere almeno tre indici misurabili (G4300 , $\text{H}\delta_{\text{A}}$, TiO_2) e solamente a partire da spettri con $\text{SNR} = 40$ la maggioranza degli indici comincia ad avere $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$.

Tabella 5.4: $\text{SN}_{\text{indice}}$ delle popolazioni vecchie (3 Gyr). In rosso sono evidenziate le misure con $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$.

Indici	SNR						
	3	5	7	10	20	40	100
D4000	5.61 ± 0.65	9.35 ± 0.67	13.14 ± 0.63	18.83 ± 0.67	37.68 ± 0.67	75.37 ± 1.00	191.12 ± 7.74
D_n4000	5.62 ± 0.93	9.53 ± 0.92	13.34 ± 0.88	19.18 ± 0.89	38.32 ± 0.94	76.58 ± 1.33	193.08 ± 1.45
$\text{H}\delta_{\text{A}}$	0.81 ± 0.62	0.81 ± 0.61	0.85 ± 0.65	0.84 ± 0.65	1.02 ± 0.74	1.70 ± 0.91	4.04 ± 1.00
$\text{H}\delta_{\text{F}}$	0.68 ± 0.51	0.71 ± 0.55	0.76 ± 0.54	0.77 ± 0.58	0.94 ± 0.70	1.52 ± 0.84	3.67 ± 0.89
CN_1	0.75 ± 0.61	0.77 ± 0.61	0.82 ± 0.64	0.75 ± 0.56	0.83 ± 0.64	0.94 ± 0.70	1.73 ± 0.98
CN_2	0.73 ± 0.61	0.72 ± 0.58	0.74 ± 0.59	0.72 ± 0.52	0.74 ± 0.57	0.72 ± 0.58	0.91 ± 0.66
Ca4227	0.66 ± 0.49	0.66 ± 0.52	0.67 ± 0.50	0.72 ± 0.52	0.72 ± 0.54	0.77 ± 0.56	1.36 ± 0.75
G4300	0.74 ± 0.56	0.83 ± 0.63	0.97 ± 0.69	1.14 ± 0.77	2.16 ± 0.84	4.30 ± 0.84	10.76 ± 0.83
$\text{H}\gamma_{\text{A}}$	0.76 ± 0.59	0.83 ± 0.63	1.00 ± 0.70	1.18 ± 0.76	2.07 ± 0.90	4.15 ± 0.93	10.34 ± 0.90
$\text{H}\gamma_{\text{F}}$	0.75	0.74	0.75	0.81	0.86	1.15	2.53

Tabella 5.4: continua nella prossima pagina

Tabella 5.4: continua dalla pagina precedente

Indici	SNR						
	3	5	7	10	20	40	100
	± 0.58	± 0.58	± 0.58	± 0.58	± 0.62	± 0.75	± 0.90
Fe4383	0.65 ± 0.49	0.67 ± 0.51	0.76 ± 0.55	0.85 ± 0.62	1.28 ± 0.71	2.49 ± 0.82	6.22 ± 0.81
Ca4455	0.56 ± 0.41	0.57 ± 0.43	0.59 ± 0.45	0.60 ± 0.43	0.62 ± 0.47	0.80 ± 0.55	1.69 ± 0.70
Fe4531	0.67 ± 0.48	0.67 ± 0.52	0.72 ± 0.53	0.76 ± 0.56	1.10 ± 0.70	2.14 ± 0.80	5.26 ± 0.78
C ₂ 4668	0.73 ± 0.57	0.77 ± 0.58	0.86 ± 0.65	0.96 ± 0.67	1.61 ± 0.83	3.09 ± 0.89	7.78 ± 0.93
H β	0.70 ± 0.55	0.76 ± 0.55	0.87 ± 0.63	1.01 ± 0.70	1.89 ± 0.84	3.74 ± 0.86	9.38 ± 0.86
Fe5015	0.71 ± 0.54	0.77 ± 0.58	0.81 ± 0.61	0.98 ± 0.66	1.66 ± 0.82	3.22 ± 0.86	8.13 ± 0.85
Mg ₁	0.76 ± 0.57	0.84 ± 0.61	0.89 ± 0.63	1.08 ± 0.72	1.83 ± 0.85	3.63 ± 0.90	8.66 ± 0.89
Mg2	0.89 ± 0.56	1.34 ± 0.73	1.82 ± 0.78	2.55 ± 0.83	5.21 ± 0.80	10.32 ± 0.90	25.82 ± 0.93
Mgb	0.72 ± 0.56	0.77 ± 0.58	0.82 ± 0.59	0.90 ± 0.66	1.57 ± 0.83	3.07 ± 0.86	7.66 ± 0.88
Fe5270	0.74 ± 0.55	0.76 ± 0.57	0.82 ± 0.59	0.93 ± 0.66	1.41 ± 0.79	2.80 ± 0.87	7.01 ± 0.86
Fe5335	0.58 ± 0.42	0.59 ± 0.43	0.58 ± 0.44	0.65 ± 0.48	0.79 ± 0.55	1.28 ± 0.69	3.16 ± 0.74
Fe5406	0.66 ± 0.50	0.65 ± 0.49	0.65 ± 0.49	0.68 ± 0.51	0.79 ± 0.58	1.26 ± 0.74	3.00 ± 0.81
Fe5709	0.65 ± 0.49	0.68 ± 0.50	0.69 ± 0.51	0.69 ± 0.54	0.79 ± 0.58	1.22 ± 0.73	2.90 ± 0.87
Fe5782	0.67 ± 0.50	0.69 ± 0.53	0.70 ± 0.52	0.71 ± 0.54	0.77 ± 0.58	0.98 ± 0.67	2.01 ± 0.83
NaD	0.74	0.85	0.93	1.06	2.02	4.03	10.00

Tabella 5.4: continua nella prossima pagina

5.3. IL RAPPORTO SEGNALE–RUMORE DEGLI INDICI DI LICK 135

Tabella 5.4: continua dalla pagina precedente

Indici	SNR						
	3	5	7	10	20	40	100
	± 0.58	± 0.66	± 0.67	± 0.73	± 0.91	± 0.94	± 0.93
TiO ₁	0.77 ± 0.57	0.79 ± 0.57	0.84 ± 0.59	0.92 ± 0.65	1.47 ± 0.85	2.74 ± 0.96	6.65 ± 0.93
TiO ₂	0.82 ± 0.58	0.94 ± 0.67	1.09 ± 0.73	1.41 ± 0.82	2.76 ± 0.92	5.40 ± 0.96	14.83 ± 1.04

Tabella 5.4: si conclude dalla pagina precedente

La situazione appena descritta è rappresentata nella Figura 5.5, nella quale è mostrata la relazione $\langle \text{SN}_{\text{indice}} \rangle - \text{SNR}$ per alcuni indici di Lick. In linea generale emerge che occorre avere spettri con SNR almeno 40 per poter effettuare delle misure con $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$.

Nelle Figure 5.6 ed 5.7 sono mostrate le probabilità di poter misurare gli indici con $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$ per ogni SNR. Come per il caso delle popolazioni giovani, non sono riportate le probabilità del D4000 e del D_n4000 in quanto sono sempre del 100%. Per avere almeno un indice con probabilità maggiore dell'1% occorrono spettri con SNR almeno di 7, e solamente per SNR maggiori di 20 si registra un indice (Mg₂) con probabilità superiore al 95%. Negli spettri con SNR = 40 solo due indici (Mg₂ e TiO₂) possono essere misurati il 100% delle volte, quattro indici (G4300, H_{γA}, H_β, NaD) hanno probabilità maggiori dell'80% e altri tre indici (Fe5015, Mg₁, Mgb) probabilità maggiori del 50%. Qualora si ottengano spettri con SNR dell'ordine di 100, ben quattordici indici avrebbero probabilità del 100% di avere $\text{SN}_{\text{indice}} \geq 3$. Negli spettri con SNR = 100 sarà possibile utilizzare in fase diagnostica anche l'indice misto [MgFe]', infatti gli indici Fe5270 e Mgb risultano misurabili nel 100% dei casi, mentre il Fe5335 in oltre il 50% dei casi.

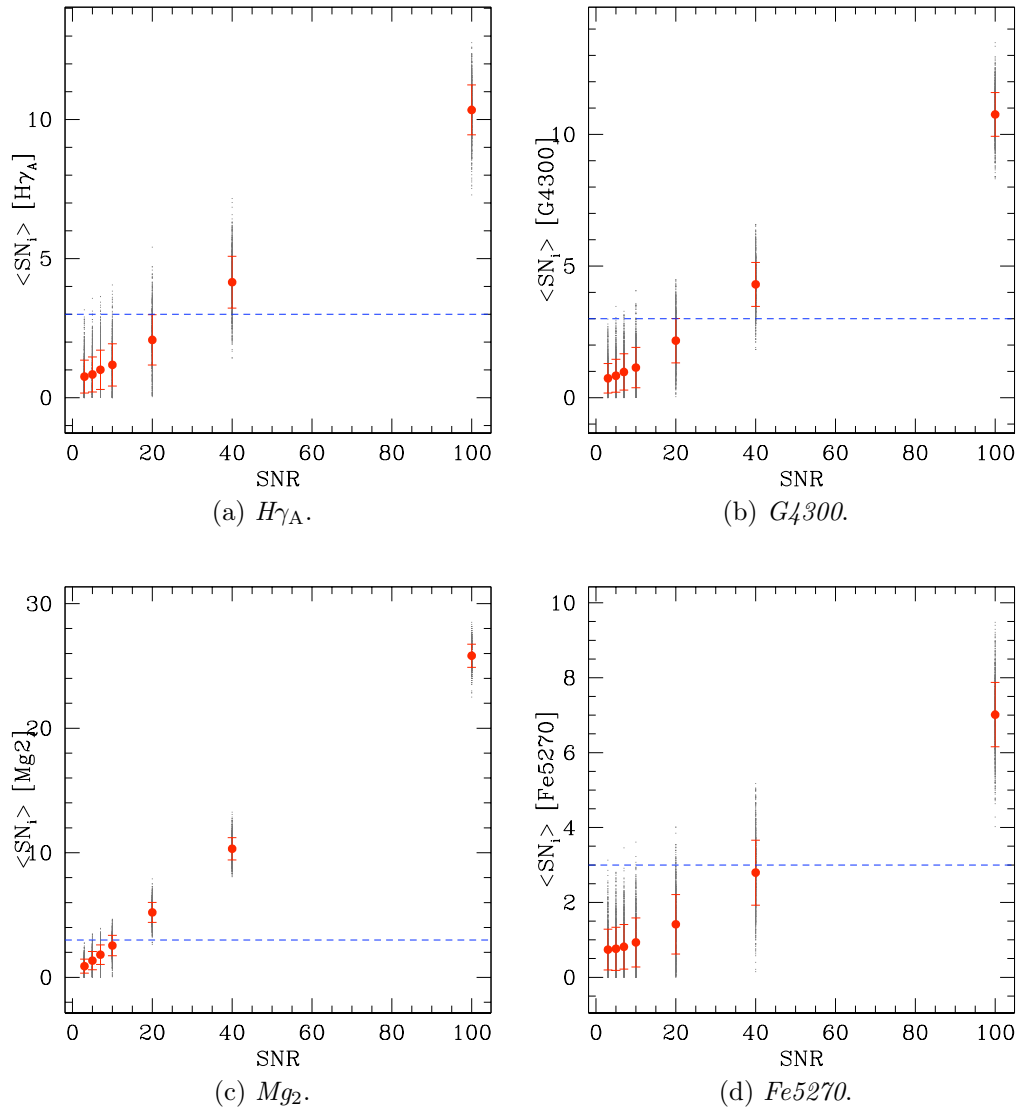
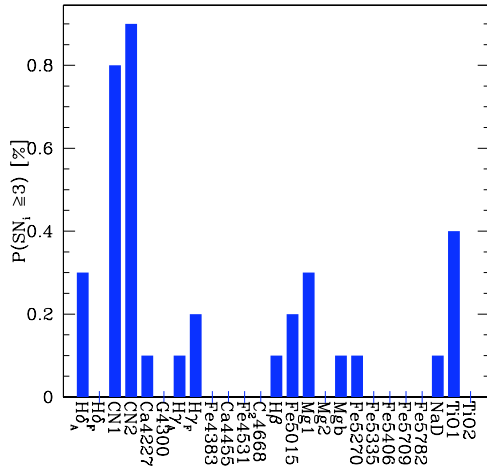
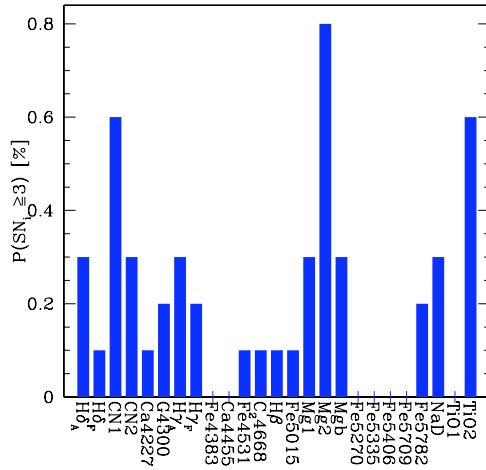


Figura 5.5: Relazione $\langle SN_{\text{indice}} \rangle - SNR$ per alcuni indici misurati su spettri di popolazione stellare di 3 Gyr.

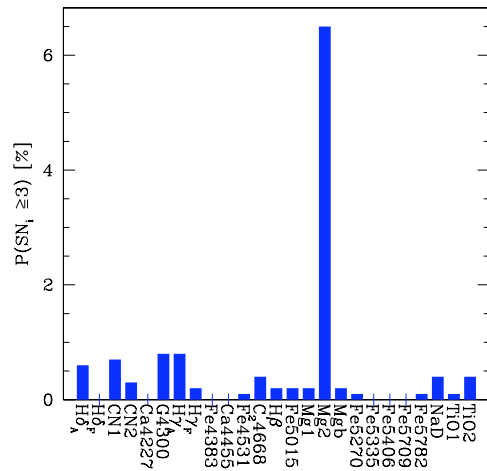
5.3. IL RAPPORTO SEGNALE–RUMORE DEGLI INDICI DI LICK 137



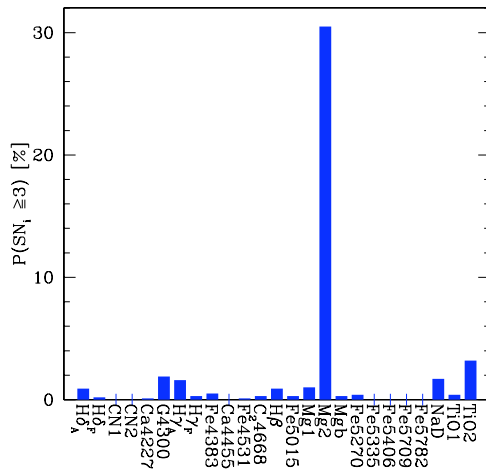
(a) 3.



(b) 5.

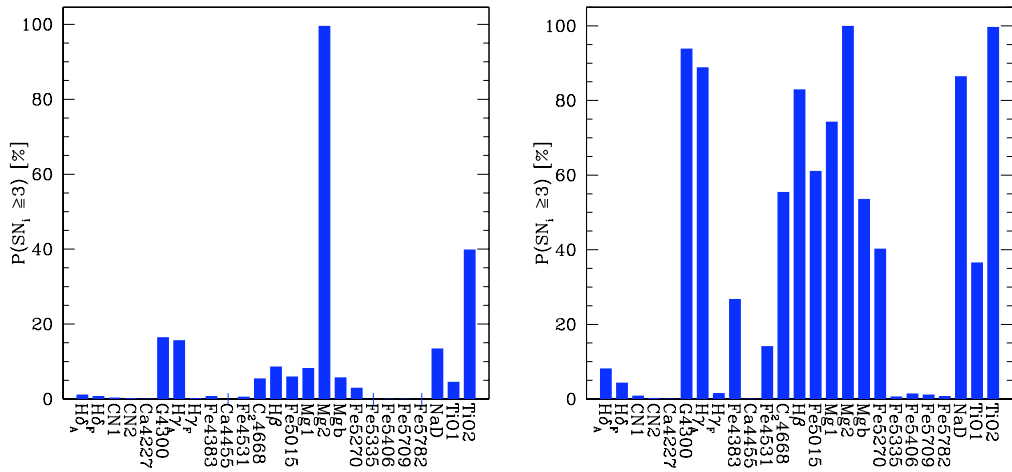


(c) 7.



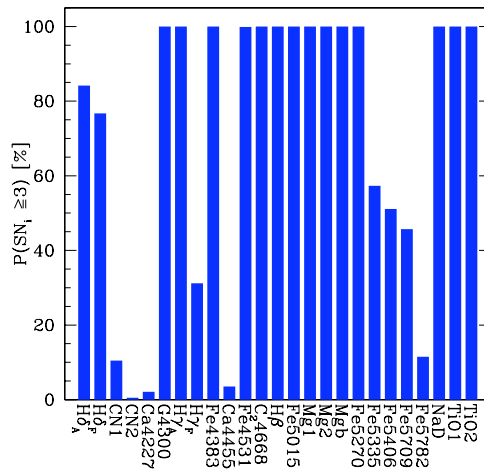
(d) 10.

Figura 5.6: Probabilità $P(SN_{\text{indice}} \geq 3)$ - popolazioni 3 Gyr - SNR= [3, 5, 7,10]



(a) 20.

(b) 40.



(c) 100.

Figura 5.7: Probabilità $P(SN_{\text{indice}} \geq 3)$ - popolazioni 3 Gyr - SNR= [20, 40, 100]

5.4 Offset delle misure degli indici di Lick

La verifica esposta nel paragrafo precedente è fondamentale per la valutazione del metodo degli indici di Lick come strumento per la determinazione dei parametri fisici delle galassie passive ad alto redshift, tuttavia non è in grado di garantire da sola l'affidabilità della misura degli indici negli spettri osservati. Il rumore di background modifica il profilo degli spettri e conseguentemente le misure degli indici su spettri con basso SNR possono risultare sensibilmente diverse da quelle della misura intrinseca. Per valutare di quanto si discosta la misura effettuata rispetto a quella aspettata dal modello, è stata calcolata la distribuzione delle differenze percentuali (offset della misura)

$$\text{D.P.}^n = \frac{\text{EW}_{\text{indice}}^n - \text{EW}_{\text{indice}}^{\text{aspettato}}}{|\text{EW}_{\text{indice}}^{\text{aspettato}}|} \quad (5.7)$$

dove l'apice n indica l' n -esima iterazione Montecarlo. Analizzo separatamente i risultati delle due popolazioni in esame.

5.4.1 Popolazioni giovani (0.5 Gyr)

Nella Tabella 5.5 sono riportati i valori medi e la dispersione ad 1σ della distribuzione degli offset negli spettri della popolazione di 0.5 Gyr. Il trend è simile per tutti gli indici: per SNR bassi l'offset ha una distribuzione piuttosto larga, che va restringendosi attorno al valor medio al crescere del SNR degli spettri. Non tutti gli spettri danno risposte incoraggianti: se da una parte tutti gli indici sono misurabili con degli offset compatibili con 0 (la dispersione sull'offset è sempre molto maggiore dell'offset stesso), dall'altra resta grande la dispersione per certi indici. Ad esempio ci sono distribuzioni ottimali come quelle del D4000, che anche in spettri degradati di $\text{SNR} = 3$ mostrano un offset medio di -0.001 ± 0.066 (equivalente in percentuale a $-0.1 \pm 6.6\%$); mentre all'altro estremo si trovano indici come il Mg_1 , le cui misure non risultano affidabili nemmeno in spettri di $\text{SNR} = 100$, nei quali presentano degli offset medi di $6.1 \pm 72.7\%$ rispetto al valore aspettato (da confrontare per esempio con un offset dello $0 \pm 1.1\%$ dell'indice $\text{H}\delta_{\text{A}}$ sugli stessi spettri). Per questo motivo è stato introdotto un criterio di accuratezza delle misure (vedi (5.6)), per il quale la dispersione maggiore di 0.1 corrisponde ad un'accuratezza della misura inferiore al 10% e in tal caso la misura è reputata inaffidabile. Nella Tabella 5.5 le misure con accuratezza maggiore del 10% sono evidenziate in colore rosso.

Tabella 5.5: Offset delle misure degli indici per la popolazione di 0.5 Gyr. In rosso sono evidenziate le misure con accuratezza maggiore del 10%.

Indici	SNR						
	3	5	7	10	20	40	100
D4000	-0.00 ± 0.07	-0.00 ± 0.04	0.00 ± 0.03	0.00 ± 0.02	0.00 ± 0.01	0.00 ± 0.01	0.00 ± 0.00
D _n 4000	0.00 ± 0.09	0.00 ± 0.05	0.00 ± 0.04	-0.00 ± 0.03	0.00 ± 0.01	-0.00 ± 0.01	0.00 ± 0.00
H δ_A	-0.02 ± 0.38	0.01 ± 0.24	-0.00 ± 0.17	0.00 ± 0.11	-0.00 ± 0.06	-0.00 ± 0.03	0.00 ± 0.01
H δ_F	-0.02 ± 0.54	0.00 ± 0.32	-0.01 ± 0.22	0.00 ± 0.15	-0.00 ± 0.08	0.00 ± 0.04	-0.00 ± 0.02
CN ₁	0.00 ± 0.62	0.01 ± 0.39	-0.00 ± 0.29	0.00 ± 0.19	0.00 ± 0.10	0.00 ± 0.05	0.00 ± 0.02
CN ₂	-0.04 ± 0.88	-0.00 ± 0.53	-0.00 ± 0.39	0.00 ± 0.27	-0.00 ± 0.14	-0.00 ± 0.07	-0.00 ± 0.03
Ca4227	-4.78 ± 51.37	-1.60 ± 31.33	-0.26 ± 21.44	0.38 ± 15.18	-0.05 ± 7.88	-0.01 ± 3.85	0.03 ± 1.58
G4300	-0.48 ± 3.88	-0.19 ± 2.19	-0.09 ± 1.66	-0.04 ± 1.13	-0.02 ± 0.55	0.01 ± 0.29	-0.00 ± 0.11
H γ_A	-0.00 ± 0.60	0.01 ± 0.35	0.00 ± 0.25	-0.00 ± 0.18	-0.00 ± 0.09	0.00 ± 0.04	0.00 ± 0.02
H γ_F	-0.01 ± 0.63	-0.00 ± 0.36	0.01 ± 0.26	-0.01 ± 0.18	-0.00 ± 0.09	-0.00 ± 0.04	0.00 ± 0.02
Fe4383	-1.03 ± 10.02	-0.74 ± 5.70	-0.17 ± 4.08	-0.11 ± 2.84	0.03 ± 1.42	-0.03 ± 0.71	-0.01 ± 0.28
Ca4455	-3.36 ± 34.13	-0.66 ± 20.49	-0.62 ± 15.02	-0.31 ± 10.31	0.25 ± 5.00	-0.05 ± 2.57	-0.02 ± 1.03
Fe4531	-0.64 ± 8.95	-0.08 ± 5.42	-0.02 ± 3.83	-0.07 ± 2.66	0.00 ± 1.36	-0.00 ± 0.66	0.00 ± 0.26
C ₂ 4668	-0.55 ± 10.09	-0.40 ± 6.01	-0.17 ± 4.05	-0.07 ± 2.91	-0.03 ± 1.42	-0.01 ± 0.73	-0.00 ± 0.29

Tabella 5.5: continua nella prossima pagina

Tabella 5.5: continua dalla pagina precedente

Indici	SNR						
	3	5	7	10	20	40	100
H β	-0.13 ± 0.99	-0.02 ± 0.60	-0.03 ± 0.40	0.00 ± 0.29	0.00 ± 0.14	0.01 ± 0.07	0.00 ± 0.03
Fe5015	-0.42 ± 5.71	-0.08 ± 3.46	-0.23 ± 2.50	-0.01 ± 1.65	-0.02 ± 0.89	-0.02 ± 0.44	0.01 ± 0.18
Mg $_1$	0.49 ± 23.90	0.27 ± 14.61	0.20 ± 10.48	-0.02 ± 7.37	0.06 ± 3.72	0.06 ± 1.91	0.06 ± 0.73
Mg2	0.06 ± 2.98	0.02 ± 1.73	0.02 ± 1.27	0.01 ± 0.88	-0.02 ± 0.42	-0.00 ± 0.23	-0.00 ± 0.09
Mgb	-0.64 ± 9.18	-0.62 ± 5.37	-0.32 ± 3.93	0.09 ± 2.56	-0.04 ± 1.25	0.01 ± 0.67	0.00 ± 0.25
Fe5270	-0.62 ± 8.32	-0.16 ± 4.96	-0.05 ± 3.55	-0.22 ± 2.44	-0.02 ± 1.20	0.01 ± 0.61	0.00 ± 0.25
Fe5335	-1.58 ± 15.14	-0.74 ± 8.54	-0.10 ± 6.25	-0.11 ± 4.30	-0.08 ± 2.20	-0.03 ± 1.05	0.01 ± 0.42
Fe5406	-3.33 ± 19.70	-0.54 ± 10.67	-0.73 ± 7.71	-0.07 ± 5.49	-0.14 ± 2.73	-0.05 ± 1.36	-0.01 ± 0.54
Fe5709	-1.68 ± 22.04	-0.08 ± 12.33	-0.55 ± 8.88	-0.45 ± 6.02	-0.23 ± 3.18	-0.04 ± 1.47	-0.01 ± 0.62
Fe5782	-3.28 ± 28.82	-1.32 ± 16.11	-0.39 ± 11.32	-0.16 ± 8.09	-0.20 ± 3.87	-0.01 ± 1.94	-0.01 ± 0.77
NaD	-0.71 ± 7.67	-0.12 ± 4.10	-0.18 ± 3.01	0.08 ± 2.06	-0.03 ± 1.02	-0.00 ± 0.50	-0.01 ± 0.20
TiO $_1$	-0.22 ± 9.60	0.26 ± 5.56	0.26 ± 4.08	0.01 ± 2.86	0.02 ± 1.41	-0.00 ± 0.70	-0.00 ± 0.30
TiO $_2$	0.04 ± 7.40	0.10 ± 4.42	0.08 ± 3.17	-0.06 ± 2.16	-0.04 ± 1.12	-0.02 ± 0.55	-0.01 ± 0.21

Tabella 5.5: si conclude dalla pagina precedente

Le misure del D4000 e del D $_n$ 4000 risultano abbastanza robuste, con accuratezza $\geq 10\%$, in tutti gli spettri simulati, compresi quelli con SNR = 3. Gli indici di Lick della serie di Balmer hanno misure affidabili con accuratezze maggiori del 10% solamente in spettri con SNR ≥ 20 (≥ 40 nel caso dell'H β),

e di conseguenza sarà necessario ricorrere ad operazioni di stacking degli spettri individuali per poter raggiungere tali SNR. Tra tutti gli altri indici, solamente il CN_1 mostra misure robuste almeno quanto quelle degli indici di Balmer. In Figura 5.8 sono presentate le relazioni offset–SNR per alcuni indici di Lick, dalle quali emerge graficamente quanto esposto poc’anzi.

5.4.2 Popolazioni vecchie (3 Gyr)

Nella Tabella 5.6 sono riportati i valori medi e la dispersione ad 1σ degli offset rispetto al valore aspettato delle misure degli indici di Lick in spettri di popolazioni stellari di 3 Gyr. Il trend è simile a quello delle popolazioni giovani, con la differenza che in questo caso la distribuzione a SNR bassi è decisamente più larga intorno al valore aspettato. Ad esempio, l’indice $H\delta_A$ presentava, negli spettri con $SNR = 3$ delle popolazioni di 0.5 Gyr, un offset medio di -0.00 ± 0.60 , invece negli spettri delle popolazioni vecchie diventa -0.32 ± 3.17 . L’indice Mg_2 , ad esempio, presenta un offset medio di 0.03 ± 1.20 a $SNR = 3$, contro lo 0.06 ± 2.98 del caso delle popolazioni giovani.

Tabella 5.6: Offset delle misure degli indici per la popolazione di 3 Gyr. In rosso sono evidenziate le misure con accuratezza maggiore del 10%.

Indici	SNR						
	3	5	7	10	20	40	100
D4000	0.02 ± 0.20	0.01 ± 0.12	0.01 ± 0.08	0.00 ± 0.05	0.00 ± 0.03	-0.00 ± 0.01	-0.00 ± 0.01
D_n4000	0.05 ± 0.31	0.01 ± 0.16	0.01 ± 0.11	0.00 ± 0.08	0.00 ± 0.04	0.00 ± 0.02	0.00 ± 0.01
$H\delta_A$	-1.19 ± 8.95	-0.25 ± 4.92	-0.07 ± 3.63	-0.03 ± 2.37	-0.06 ± 1.21	0.02 ± 0.60	-0.01 ± 0.24
$H\delta_F$	-0.97 ± 8.31	-0.14 ± 4.73	-0.26 ± 3.51	-0.04 ± 2.37	-0.04 ± 1.24	-0.01 ± 0.61	-0.01 ± 0.24
CN_1	0.89 ± 19.92	0.41 ± 11.74	-0.25 ± 8.65	0.21 ± 5.57	0.01 ± 2.96	-0.05 ± 1.41	-0.00 ± 0.58
CN_2	0.64 ± 53.99	0.13 ± 31.18	-1.14 ± 22.38	0.40 ± 15.06	-0.19 ± 7.78	-0.14 ± 3.72	-0.06 ± 1.54
Ca4227	-2.94 ± 25.64	-1.91 ± 13.88	-0.91 ± 9.79	0.12 ± 6.89	-0.21 ± 3.42	-0.08 ± 1.62	0.02 ± 0.67

Tabella 5.6: continua nella prossima pagina

Tabella 5.6: continua dalla pagina precedente

Indici	SNR						
	3	5	7	10	20	40	100
G4300	-0.44 ±2.88	-0.13 ±1.65	-0.01 ±1.16	-0.05 ±0.79	0.00 ±0.38	0.00 ±0.19	0.00 ±0.07
H γ_A	-0.32 ±3.17	-0.01 ±1.86	-0.10 ±1.38	-0.04 ±0.94	-0.01 ±0.45	-0.01 ±0.23	-0.01 ±0.09
H γ_F	-0.78 ±12.95	-0.25 ±7.56	-0.12 ±5.42	-0.15 ±3.91	-0.02 ±1.89	-0.06 ±0.90	-0.01 ±0.36
Fe4383	-0.63 ±4.59	-0.40 ±2.66	-0.08 ±1.88	-0.02 ±1.31	-0.00 ±0.61	0.00 ±0.32	0.01 ±0.13
Ca4455	-1.12 ±14.88	-0.48 ±8.57	-0.32 ±6.23	-0.11 ±4.28	-0.06 ±2.08	-0.01 ±1.03	-0.00 ±0.41
Fe4531	-0.53 ±5.47	-0.21 ±3.10	-0.03 ±2.13	-0.06 ±1.49	-0.03 ±0.76	0.01 ±0.37	-0.00 ±0.15
C ₂ 4668	-0.39 ±4.00	-0.05 ±2.19	-0.03 ±1.64	-0.02 ±1.08	0.01 ±0.54	-0.01 ±0.28	0.00 ±0.12
H β	-0.16 ±3.04	-0.18 ±1.81	-0.05 ±1.28	-0.05 ±0.87	-0.00 ±0.45	-0.00 ±0.22	0.00 ±0.09
Fe5015	-0.70 ±3.84	-0.14 ±2.12	-0.17 ±1.52	-0.03 ±1.02	0.00 ±0.50	-0.01 ±0.26	-0.00 ±0.10
Mg ₁	0.01 ±3.49	0.08 ±2.13	-0.05 ±1.46	0.01 ±1.04	-0.01 ±0.49	0.01 ±0.26	0.01 ±0.10
Mg ₂	0.03 ±1.20	0.04 ±0.73	0.02 ±0.51	-0.01 ±0.36	0.00 ±0.18	-0.00 ±0.09	-0.00 ±0.04
Mgb	-0.50 ±4.02	-0.11 ±2.29	-0.04 ±1.58	-0.09 ±1.09	0.00 ±0.55	0.00 ±0.28	0.00 ±0.11
Fe5270	-0.43 ±4.36	-0.11 ±2.51	-0.03 ±1.75	-0.02 ±1.25	-0.03 ±0.59	-0.01 ±0.30	-0.01 ±0.12
Fe5335	-0.60 ±7.96	-0.28 ±4.53	-0.14 ±3.14	-0.11 ±2.35	0.01 ±1.11	-0.02 ±0.56	-0.01 ±0.23
Fe5406	-1.39 ±10.19	-0.47 ±5.50	-0.14 ±3.71	-0.01 ±2.60	-0.04 ±1.29	0.00 ±0.67	-0.00 ±0.27

Tabella 5.6: continua nella prossima pagina

Tabella 5.6: continua dalla pagina precedente

Indici	SNR						
	3	5	7	10	20	40	100
Fe5709	-0.79 ±9.57	-0.19 ±5.74	0.12 ±4.05	-0.08 ±2.84	-0.05 ±1.38	-0.00 ±0.70	-0.00 ±0.30
Fe5782	-1.16 ±14.73	-0.43 ±8.80	-0.50 ±6.17	0.12 ±4.24	0.00 ±2.15	0.01 ±1.07	-0.01 ±0.42
NaD	-0.34 ±3.05	-0.16 ±1.91	-0.01 ±1.24	-0.11 ±0.90	-0.00 ±0.45	0.01 ±0.23	-0.00 ±0.09
TiO ₁	0.20 ±4.79	0.15 ±2.73	0.06 ±1.94	0.01 ±1.36	0.04 ±0.71	-0.00 ±0.35	0.01 ±0.14
TiO ₂	0.07 ±2.42	0.00 ±1.47	0.01 ±0.99	-0.01 ±0.69	0.01 ±0.35	0.01 ±0.18	0.01 ±0.07

Tabella 5.6: si conclude dalla pagina precedente

In Figura 5.9 sono mostrate le relazioni offset–SNR per alcuni indici e si può leggere come la distribuzione dei valori intorno al valore atteso sia molto allargata, con dispersione ad 1σ che raggiunge il 400% (caso del Fe5270 in figura), per restringersi progressivamente coll’aumentare del SNR. Per valutare l’affidabilità delle misure si è ricorso pertanto alla stima della loro accuratezza, come già avvenuto nel caso delle popolazioni giovani. Nelle popolazioni vecchie il D4000 ha misure robuste in spettri di SNR = 7 e superiori, mentre in quelli con SNR = 3 l’accuratezza delle misure è inferiore al 10%. Il D_n4000 invece necessita di spettri con SNR almeno 10. La situazione diventa ancora più complicata per gli indici di Lick, in quanto l’Mg₂ è l’unico che mostra misure robuste su spettri con SNR < 100, mentre per la maggior parte degli altri indici non risultano sufficienti neppure spettri con SNR = 100 per poter avere misure più accurate del 10%.

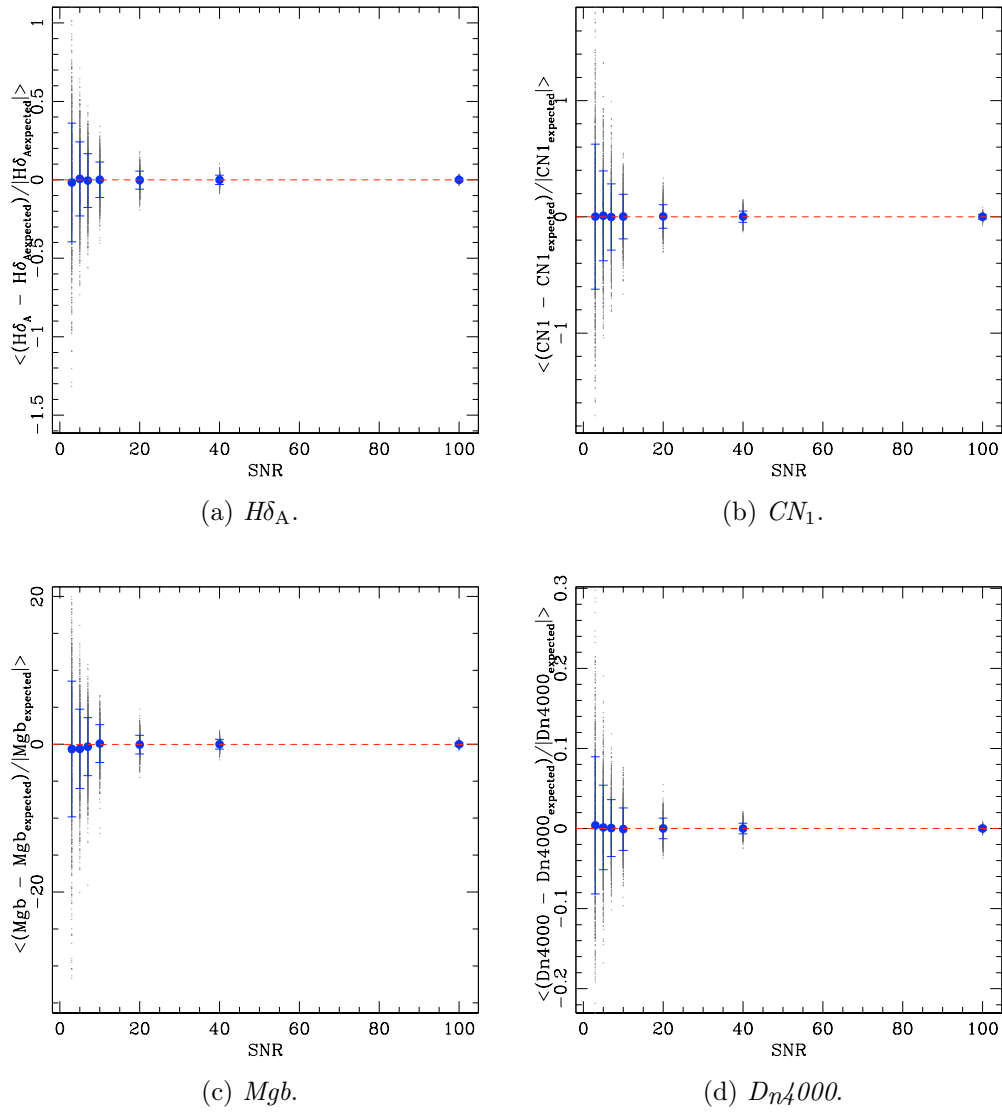


Figura 5.8: Relazioni offset–SNR di spettri di popolazione giovane. Gli indici proposti sono gli stessi della Figura 5.2.

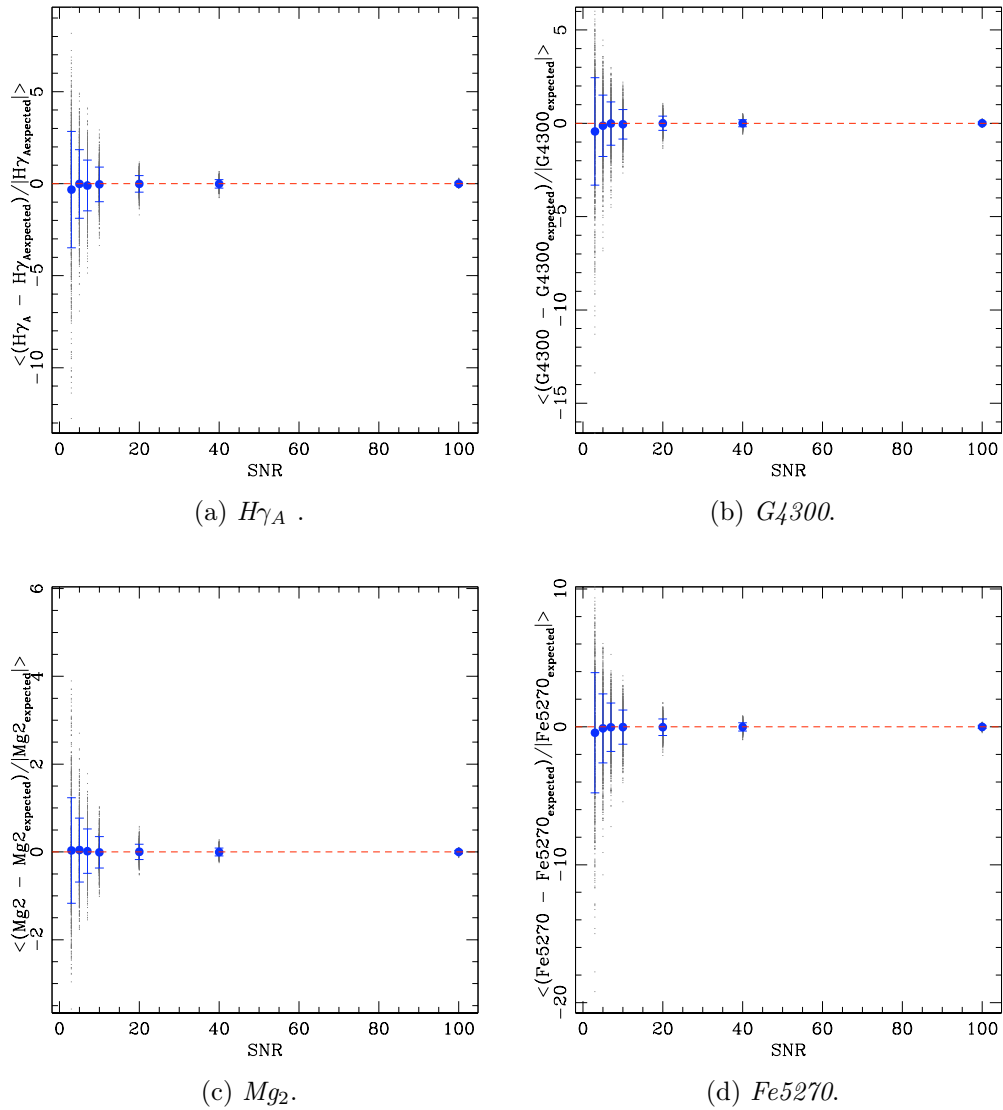


Figura 5.9: Relazioni offset–SNR di spettri di popolazione vecchia. Gli indici proposti sono gli stessi della Figura 5.5.

5.5 Riassunto

Il capitolo ha come soggetto una simulazione atta a valutare la possibilità di misurare gli indici di Lick ed il D4000 in spettri di tipo Euclid, per diversi valori del rapporto segnale-rumore (SNR) dello spettro. I risultati della simulazione possono essere così riassunti:

MISURE E PROBABILITÀ: negli spettri delle popolazioni giovani il D4000 e il D_n4000 mostrano misure compatibili con $SN_{\text{indice}} \geq 3$ in tutti gli spettri, compresi quelli caratterizzati da $SNR = 3$. Tra gli indici di Lick soltanto quelli di Balmer mostrano di poter essere misurabili con $SN_{\text{indice}} \geq 3$ in spettri con SNR medio-basso: l' $H\delta_A$ e $H\delta_F$ in spettri con $SNR \geq 5$, dove tali indici manifestano una probabilità rispettivamente di circa l'80% e 35 % di poter essere misurati con $SN_{\text{indice}} \geq 3$, gli indici $H\gamma_A$ $H\gamma_F$ in spettri con $SNR \geq 7$ con probabilità simile per entrambi intorno al 70% e l' $H\beta$ solamente in spettri con $SNR \geq 10$, nei quali è misurabile con probabilità di circa il 40%. Tra tutti gli altri indici, solamente i molecolari CN_1 e CN_2 hanno misure con $SN_{\text{indice}} \geq 3$ in spettri di SNR medio.

Per quanto riguarda le popolazioni vecchie, il D4000 e il D_n4000 sono misurabili in tutti gli spettri con probabilità del 100%. Tra gli indici di Lick quelli che risultano più facilmente misurabili sono il Mg_2 e il TiO_2 , ma solo su spettri con $SNR \geq 20$. L' Mg_2 ha probabilità di circa il 30% di poter essere misurato con $SN_{\text{indice}} \geq 3$ anche in spettri con $SNR = 10$, ma solo in quelli con $SNR \geq$ raggiunge probabilità del 100%, ed il TiO_2 solo negli spettri con $SNR \geq 40$.

ACCURATEZZA: il D4000 e il D_n4000 sono affidabili (hanno cioè accuratezza maggiore del 10%) in tutti gli spettri. Gli indici di Balmer a $SNR < 20$ non raggiungono accuratezza del 10% e non sono sufficientemente affidabili in tali spettri; invece hanno misure robuste in spettri con $SNR \geq 20$. Il CN_1 mostra un'accuratezza comparabile a quella degli indici di Balmer e potrebbe essere interessante approfondire l'utilità di tale indice in studi di evoluzione delle popolazioni passive.

Per quanto riguarda le le popolazioni vecchie, il D4000 ha misure robuste (con accuratezza $\geq 10\%$) in spettri con $SNR \geq 7$, ed il D_n4000 in quelli con $SNR \geq 10$. Tra tutti gli indici di Lick solo l' Mg_2 è affidabile, ma solo su spettri con $SNR > 40$.

In conclusione si può affermare che le misure del D4000 e del D_n4000 sono incoraggianti, in particolare modo perché si palesa la fondamentale possibilità

di poter determinare il redshift di galassie a $z \geq 1.5$ con Euclid. Per quanto riguarda gli indici di Lick, appare improbabile che si riesca ad ottenere misure robuste in spettri con $\text{SNR} < 20$ e sarà pertanto necessario ricorrere ad operazioni di stacking degli spettri individuali per poter migliorare il SNR, almeno sino a 100. In futuro sarà necessario valutare l'ammontare di spettri Euclid necessari per poter raggiungere SNR elevati, ricorrendo ad operazioni di stacking tali da permettere di ottenere misure degli indici robuste.

Conclusioni

Le galassie passive sono sistemi dominati da popolazioni stellari vecchie che non mostrano tracce di formazione stellare e presentano spettri caratterizzati da righe in assorbimento. Lo studio di tali sistemi stellari in contesto evolutivo e cosmologico è fondamentale per vincolare i modelli teorici di formazione delle strutture galattiche massive. Tali sistemi stellari possono senz'altro offrire prove cruciali sulla storia di assemblaggio della massa stellare (Thomas et al., 2011), ed anche sulla storia di espansione dell'universo (Jimenez and Loeb, 2002; Moresco et al., 2011; Cimatti et al., 2006). Uno degli obiettivi cardine di questa tesi è proprio quello di studiare gli spettri di un campione di galassie passive selezionato dalla SDSS, per poter ottenere informazioni sulla loro storia di formazione stellare. Il metodo utilizzato per perseguire tale scopo è basato sulla stima dei parametri evolutivi (età, metallicità totale e abbondanze relative di elementi α rispetto al ferro), mediante la misura degli indici di Lick sugli spettri del campione. L'altro obiettivo cardine della tesi è quello di valutare la possibilità di misurare gli indici di Lick su spettri simulati di tipo Euclid (una missione spaziale dell'ESA, il cui lancio è previsto per il 2020).

Di seguito sono stati schematizzati i risultati raggiunti nel presente lavoro di tesi.

Relazioni indice–parametri. Per sfruttare appieno le potenzialità del metodo in esame come strumento di indagine delle proprietà evolutive delle galassie passive, si è rivelato necessario studiare propedeuticamente l'andamento della misura degli indici di Lick in funzione dei parametri fisici di CSP sintetiche (età, arricchimento chimico, storia di formazione stellare (SFH), dispersione di velocità radiale delle stelle). I modelli di popolazione stellare quali BC03 (Bruzual and Charlot, 2003) e MaStro (Thomas et al., 2011), offrono la possibilità di generare griglie di SED sintetiche con combinazioni diverse di parametri fisici. Dopo aver costruito una griglia di SED sintetiche BC03 al variare di tali parametri, si è proceduto con la determinazione delle suddette relazioni e sono stati ottenuti i seguenti risultati

- *Relazioni Indice–età.* Una volta trovati gli indici più forti (e conseguentemente con maggiore probabilità di essere misurati anche in spettri con basso rapporto segnale-rumore, negli spettri di popolazioni giovani, di età intermedia e vecchie, è stata studiata l'evoluzione temporale della dominanza di tali indici: nelle popolazioni giovani, con età sino ad 1 Gyr, l'indice $H\delta_A$ domina su tutti con larghezze equivalenti superiori a 6 Å (in spettri di metallicità solare), seguito dagli altri indici della serie di Balmer $H\delta_F$, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$ e $H\beta$; nelle popolazioni di età intermedia, tra 1 Gyr e 3 Gyr avviene un repentino cambio di tendenza in cui gli indici di Balmer abbandonano progressivamente le prime cinque posizioni, che vengono occupate da indici del gruppo del ferro quali Fe5015, Fe4383 e Fe4531, dell'indice G4300, sensibile alle abbondanze di carbonio, ossigeno e ferro, e dell'indice C₂4668, sensibile all'abbondanza di carbonio; nelle popolazioni vecchie gli indici di Lick metallici diventano più forti, raggiungendo intensità dell'ordine di 6 Å e rimangono saldamente nelle prime cinque posizioni. C'è un'unica eccezione, con l'indice Mgb che per popolazioni di 7 e 10 Gyr ha un'intensità maggiore rispetto al Fe4531, anche se la differenza tra i due indici è minima, come si può vedere nei Grafici 3.3b e 3.3c e leggere nella Tabella 3.1.
- *Dipendenza da metallicità totale e SFH.* Dall'analisi è emerso che tutti gli indici mostrano una dipendenza dalla metallicità, che risulta più importante negli indici come il C₂4668, Fe5015, Mgb e gli altri indici dovuti ad assorbimenti di elementi metallici, anche se gli indici di Balmer sperimentano anch'essi una certa dipendenza, con un trend che tende ad far diminuire la loro intensità al crescere della metallicità. Si riscontra che per tali indici la dipendenza più forte rimane quella dall'età. Tale risultato è conforme coi risultati trovati da Worthey (1994) e Worthey and Ottaviani (1997). Successivamente è stata analizzata anche la dipendenza combinata di alcuni indici di Lick da metallicità totale e SFH in funzione dell'età. Si è ottenuto un quadro generale nel quale la SFH incide sull'intensità degli indici solo nelle popolazioni giovani, diventando progressivamente meno importante al crescere dell'età, sino a scomparire nelle popolazioni vecchie. La dipendenza dalla metallicità invece tende ad interessare tutte le popolazioni di età medio-alta, con variazioni che possono arrivare anche al 100% (a fissata SFH), rispetto al valore solare in indici come l' $H\delta_A$. Perciò si ha conferma che le dipendenze principali risultano quelle

dall'età e dalla metallicità.

- *Effetto dell'allargamento Doppler.* La dispersione di velocità radiale delle stelle e la risposta strumentale degradano la qualità dello spettro con un effetto che tende ad allargare le righe spettrali, provocando di conseguenza una variazione della misura degli indici di Lick. Dallo studio è emerso che globalmente l'allargamento delle righe spettrali induce una progressiva diminuzione dell'intensità degli indici di Lick, con un trend che non dipende dall'età della popolazione stellare. L'effetto dovuto alla risoluzione spettrale è più importante rispetto a quello dovuto alla dispersione di velocità radiale delle stelle. Per quanto riguarda l'effetto dovuto alla dispersione di velocità, sugli spettri di galassie caratterizzate da $\sigma = 250 \text{ km s}^{-1}$, la differenza con le intensità misurate su spettri di $\sigma = 0 \text{ km s}^{-1}$ è di circa l'80%. Perciò l'effetto di allargamento dovuto alla dispersione di velocità radiale diventa sempre più trascurabile al peggioramento della risoluzione spettrale.
- *Dipendenza da abbondanza di elementi α .* Tra gli indici di Balmer, l' $\text{H}\delta_{\text{A}}$ registra la dipendenza più forte, con variazioni che superano il 100% delle misure rispetto a quelle effettuate sui modelli solari. L'indice $\text{H}\beta$ mostra anch'esso dipendenza dall' $[\alpha/\text{Fe}]$, ma con andamenti medi che non superano mai il 10 % delle misure dei modelli solari. Tra gli indici metallici, il C_24668 e il G_4300 mostrano una leggera dipendenza dall' $[\alpha/\text{Fe}]$ per età maggiori di 1 Gyr, con differenze percentuali che arrivano al massimo al 15 % del valore misurato nei modelli solari. L'indice Mgb presenta una dipendenza maggiore rispetto a quella degli altri indici metallici, con differenze percentuali medie di -20 % circa per i modelli con $[\alpha/\text{Fe}]$ sub-solare, + 20 % per quelli con $[\alpha/\text{Fe}] = +0.3$ e del 35 % circa per quelli con $[\alpha/\text{Fe}] = +0.5$.

Misure degli indici su un campione di galassie passive. È stata effettuata un'analisi dettagliata degli spettri di un campione di galassie passive selezionato spettroscopicamente dalla *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) da Moresco et al. (2011). In seguito ad un'operazione di stacking sugli spettri individuali delle circa 32000 galassie selezionate, atta a migliorare il rapporto segnale-rumore degli spettri da analizzare, sono stati ottenuti 32 spettri finali, raggruppati in quattro sotto-campioni di massa, coprenti un intervallo di redshift tra $0.1 < z < 0.4$. Dopo aver misurato su di essi tutti gli indici di Lick e i relativi errori (più il D4000), si è proceduto con la determinazione dei parametri evolutivi

delle popolazioni in esame. Da una prima analisi qualitativa della relazione indice–redshift, è emerso un chiaro andamento evolutivo: tutti gli indici della serie di Balmer correlano col redshift, un altro gruppo di indici mostra misure che anticorrelano con z e pochi indici non mostrano un andamento preciso. Inoltre, la maggioranza degli indici sperimenta segregazione di massa: le misure degli indici relative a ciascun sotto-campione di massa risultano nettamente distinguibili da quelle degli altri sotto-campioni e tale risultato indica una netta dipendenza dell’andamento delle misure dalla massa delle galassie passive. In Tabella 4.2 sono riportate le relazioni degli indici di Lick col redshift e l’eventuale segregazione legata alla massa delle galassie. Poiché l’andamento delle relazioni M –redshift e σ –redshift è all’incirca costante per tutti i sotto-campioni di massa (vedi Figura 4.1), è stato escluso che l’andamento in redshift dipenda dalla massa e dalla dispersione di velocità radiale delle stelle del campione.

Modello di sintesi di popolazioni stellari e correzione delle misure.

I modelli di sintesi di popolazioni stellari rappresentano uno strumento indispensabile per interpretare le misure degli indici di Lick, e ricavare i parametri fisici delle galassie passive dal loro spettro ottico. Per questo lavoro di tesi è stato usato il modello di Thomas, Maraston, and Johansson (2011), che presenta l’andamento degli indici di Lick di una popolazione stellare semplice al variare dei parametri età, $[Z/H]$ e $[\alpha/Fe]$. Tali modelli sono costruiti a partire da spettri di risoluzione comparabile con quella di SDSS ($\sim 3 \text{ \AA}$, FWHM), e non includono l’effetto di allargamento Doppler della dispersione di velocità radiale delle stelle. Pertanto, prima di procedere con la stima dei parametri, le misure degli indici sul campione sono state corrette per l’effetto della σ , seguendo un procedimento adottato da Carson and Nichol (2010).

Analisi indice–indice. La tecnica seguita prevede di stimare i parametri attraverso la costruzione di grafici indice–indice, sui quali sovrapporre i valori degli indici del modello TMJ, al variare dell’età, metallicità totale $[Z/H]$ e rapporto $[\alpha/Fe]$. Sono stati studiati tre casi, che coinvolgono gli indici $H\beta$ –Mgb (il primo come indicatore di età e il secondo di metallicità totale), gli indici $H\beta$ – $[MgFe]'$ (con l’ultimo indice appositamente costruito da Thomas et al. (2003) per renderlo insensibile al rapporto $[\alpha/Fe]$), ed infine gli indici $H\gamma_F$ – $[MgFe]'$. Da questa prima analisi emerge un trend stabile, con le galassie del campione che presentano abbondanze relative di elementi α maggiori rispetto al valore

solare (indicativamente $[\alpha/\text{Fe}] \sim 0.2 - 0.3$, e anche la metallicità totale è super-solare, con un valore privilegiato intorno a $[\text{Z}/\text{H}] \sim 0.35$).

Analisi evolutiva. La stima dei parametri di età, $[\text{Z}/\text{H}]$ ed $[\alpha/\text{Fe}]$ è stata ottenuta mediante minimizzazione del χ^2 dei valori di un gruppo di indici rispetto ai valori del modello TMJ. I valori medi di metallicità totale dei quattro sotto-campioni di massa, stimata utilizzando gli indici $\text{H}\gamma_{\text{F}}$, Mgb, Fe5270 e Fe5335, sono compresi nel range $0.4 < [\text{Z}/\text{H}] < 0.5$, con un andamento tendenzialmente costante, che è quello che ci si aspetta da popolazioni galattiche che evolvono passivamente. Per quanto riguarda l'abbondanza relativa di elementi α i valori sono anch'essi super-solari, con un intervallo $\sim 0.2 < [\alpha/\text{Fe}] < 0.26$; anche per questo parametro l'andamento dei quattro sotto-campioni è compatibile un andamento costante nel tempo. La pendenza degli andamenti della relazione età–redshift dei singoli sotto-campioni di massa è compatibile con quella del modello cosmologico ΛCDM standard adottato. Emerge una chiara segregazione in massa, per la quale a parità di redshift le galassie più massive risultano più vecchie rispetto a quelle meno massive, e conseguentemente si sono formate in un'epoca precedente.

I valori trovati sono stati adoperati per ricostruire la storia di formazione stellare specifica del campione, attraverso una tecnica proposta da Thomas et al. (2005). Da questo studio è emerso un chiaro andamento evolutivo del campione in linea con quello previsto dallo scenario evolutivo del mass-downsizing, per il quale la SFH di una popolazione stellare è fortemente vincolata dalla massa della popolazione stessa, nel senso che al crescere della massa la formazione delle galassie passive si colloca in epoche progressivamente più remote, e l'assemblaggio della loro massa stellare avviene in tempi scala via via inferiori.

L'analisi è stata ripetuta utilizzando l'indice $\text{H}\beta$ al posto dell'indice $\text{H}\gamma_{\text{F}}$, ma non c'è accordo tra le stime ricavate: in quest'ultimo caso si trovano metallicità totali e abbondanze di elementi α inferiori, di circa 0.1 dex e 0.05 dex rispettivamente, ed età maggiori di circa 2 Gyr. La pendenza della relazione è più ripida rispetto a quella del modello cosmologico. L'indice $\text{H}\beta$ potrebbe essere contaminato da righe in emissione, che potrebbero produrre un effetto di riempimento dell'assorbimento, con conseguente sovra-datazione dell'età e sotto-stima della metallicità (Concas et al., 2014).

Simulazione di spettri di tipo Euclid. È stata realizzata una simulazione per studiare la possibilità di misurare gli indici di Lick con lo spettrografo di Euclid, al variare del rapporto segnale-rumore dello spettro.

Sono stati analizzati i comportamenti di due popolazioni differenti, in modo da simulare una galassia passiva che a redshift $z \sim 1.5$ abbia una popolazione stellare giovane (100 Myr), ed una complementare con popolazione stellare vecchia (3 Gyr), relativamente all'età dell'universo a tale redshift.

Per quanto riguarda gli indici di Lick, la situazione appare decisamente peggiore: pur essendoci alcuni indici che manifestano probabilità elevate di essere misurati anche in spettri di basso SNR (come l' $H\delta_A$ delle popolazioni giovani), quando si analizza la distribuzione degli off-set rispetto al valore aspettato, si trova che occorre avere spettri con SNR medio-alto per avere misure accettabili. Nel caso delle popolazioni giovani, solo gli indici $H\delta_A$, $H\delta_F$, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$ e il CN_1 sono misurabili con un'accuratezza maggiore del 10% e solo in spettri con $SNR \geq 20$. Invece nel caso dell'indice $H\beta$ l'accuratezza è maggiore del 10% solo in spettri con $SNR \geq 40$. Tutti gli altri indici mostrano misure inaffidabili (accuratezza minore del 10%) in tutti gli spettri della popolazione giovane, anche in quelli con $SNR = 100$. Il comportamento dell'indice molecolare CN_1 è simile a quello degli indici della serie di Balmer e la sua utilità per studi evolutivi dovrebbe essere testata.

Nel caso delle popolazioni vecchie la situazione è decisamente peggiore: fra tutti gli indici di Lick, solo l' Mg_2 ha un'accuratezza maggiore del 10% in spettri con $SNR \geq 40$; pochi indici presentano misure affidabili solo in spettri caratterizzati da $SNR = 100$. Fra questi ci sono l' $H\gamma_A$, l' $H\beta$, il NaD, il G4300 e l'indice molecolare TiO_2 . Da questa semplice simulazione si può concludere che occorrerà effettuare operazioni di stacking degli spettri, in modo da aumentare il SNR, in modo da avere la possibilità di misurare con Euclid alcuni indici di Lick ed utilizzarli per vincolare i modelli evolutivi sino a redshift medio-alti.

Il comportamento delle misure del D4000 e del D_n4000 è positivo. E' emerso che il D4000 dovrebbe essere facilmente misurabile su tutti gli spettri di entrambe le popolazioni, anche in quelli con $SNR \sim 3$. Dall'analisi degli off-set rispetto al valore aspettato si può concludere che per le popolazioni giovani le misure del D4000 e del D_n4000 hanno un'accuratezza maggiore del 10% in tutti gli spettri, compresi quelli con $SNR = 3$. Tuttavia nel caso di popolazioni vecchie occorrono spettri con $SNR \geq 7$ e ≥ 10 per ottenere misure affidabili. Un risultato molto importante che deriva dalla robustezza delle misure del D4000, riguarda la possibilità di determinare il redshift di galassie a $z \geq 1.5$ con Euclid.

Sviluppi futuri. L'esito della tesi permette di essere ottimisti per quanto

concerne l'utilizzo degli indici di Lick nello studio evolutivo delle galassie passive. Lo studio non può certamente ritenersi conclusivo ed occorreranno nuovi punti da sviluppare in futuro. Di seguito si riportano alcuni dei punti principali necessari per migliorare l'analisi eseguita:

Sondare la dipendenza dai modelli. Nel presente lavoro è stata studiata la dipendenza degli indici di Lick dai parametri dei modelli di BC03. Ogni modello di sintesi viene generato a partire da studi di astrofisica stellare differenti, ciò si traduce in possibili discordanze sulla dipendenza di ciascun indice dai parametri del modello. Occorrerebbe pertanto estendere l'analisi ad altri modelli di sintesi di popolazione stellare.

Estendere lo studio evolutivo a redshift maggiori di 0.4. Occorrerebbe misurare gli indici di Lick su un campione di galassie passive estratto da survey a redshift alto, quali BOSS, zCOSMOS, GMASS K20, in modo da poter ottenere vincoli sulla formazione ed evoluzione di tali strutture in epoche in cui stavano concludendo la loro storia di formazione stellare.

Applicazioni cosmologiche. Esistono diversi lavori nei quali viene utilizzata l'informazione spettroscopica per vincolare i modelli cosmologici. Sul D4000 ad esempio ci sono i lavori di Jimenez and Loeb (2002); Moresco et al. (2011), mentre sull'utilizzo degli indici di Lick, in Concas et al. (2014) è presentato uno studio che coinvolge l' $H\beta$.

Simulazioni Euclid più dettagliate Dalla semplice simulazione emergono quali dovrebbero essere i SNR degli spettri di Euclid per poter ottenere misure accettabili degli indici di Lick. Un lavoro sicuramente interessante potrebbe essere quello di sviluppare simulazioni più realistiche che implementino la complessità dello strumento, permettendo di valutare quanti spettri di bassa risoluzione spettrale occorrerebbe "unire" per raggiungere SNR medio-alti, e di indagare su quale possa essere la causa della scarsa accuratezza delle misure degli indici di Lick in spettri di tipo Euclid. È altamente probabile che l'origine del problema sia legata alla bassa risoluzione dello strumento, però occorrerebbe quantificare tale effetto per fugare ogni dubbio.

Bibliografia

- P. A. R. Ade, N. Aghanim, C. Armitage-Caplan, M. Arnaud, M. Ashdown, F. Atrio-Barandela, J. Aumont, C. Baccigalupi, A. J. Banday, and et al. Planck 2013 results. XVI. Cosmological parameters. *A & A*, 571:A16, March 2014.
- N. Arimoto and Y. Yoshii. Chemical and photometric properties of a galactic wind model for elliptical galaxies. *A & A*, 173:23–38, February 1987.
- I. K. Baldry, K. Glazebrook, J. Brinkmann, Ž. Ivezić, R. H. Lupton, R. C. Nichol, and A. S. Szalay. Quantifying the Bimodal Color-Magnitude Distribution of Galaxies. *ApJ*, 600:681–694, January 2004.
- M. L. Balogh, S. L. Morris, H. K. C. Yee, R. G. Carlberg, and E. Ellingson. Differential Galaxy Evolution in Cluster and Field Galaxies at $z \sim 0.3$. *ApJ*, 527:54–79, December 1999.
- G. R. Blumenthal, S. M. Faber, J. R. Primack, and M. J. Rees. Formation of galaxies and large-scale structure with cold dark matter. *Nature*, 311: 517–525, October 1984.
- A. Bressan, C. Chiosi, and F. Fagotto. Spectrophotometric evolution of elliptical galaxies. 1: Ultraviolet excess and color-magnitude-redshift relations. *ApJ Suppl.*, 94:63–115, August 1994.
- G. Bruzual and S. Charlot. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. *MNRAS*, 344:1000–1028, 2003.
- G. Bruzual A. Spectral evolution of galaxies. I - Early-type systems. *ApJ*, 273:105–127, October 1983.
- D. Burstein, S. M. Faber, C. M. Gaskell, and N. Krumm. Old stellar populations. I - A spectroscopic comparison of galactic globular clusters, M31 globular clusters, and elliptical galaxies. *apj*, 287:586–609, 1984.

- A. Buzzoni. Evolutionary Population Synthesis in Stellar Systems. II. Early-Type Galaxies. *ApJ Suppl.*, 98:69, May 1995.
- N. Cardiel, J. Gorgas, J. Cenarro, and J. J. Gonzalez. Reliable random error estimation in the measurement of line-strength indices. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 127:597–605, February 1998.
- D. P. Carson and R. C. Nichol. The age-redshift relation for luminous red galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *MNRAS*, 408:213–233, October 2010.
- S. Cassisi, M. Castellani, and V. Castellani. Intermediate-age metal deficient stellar populations: the case of metallicity $Z=0.00001$. *A & A*, 317:108–113, January 1997.
- G. Chabrier. Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. *PASP*, 115:763–795, July 2003.
- A. Cimatti. The Cosmic Evolution of Early-type Galaxies. In F. Combes and J. Palouš, editors, *IAU Symposium*, volume 235 of *IAU Symposium*, pages 350–354, May 2007.
- A. Cimatti. The formation and evolution of early-type galaxies: solid results and open questions. In G. Giobbi, A. Tornambe, G. Raimondo, M. Limongi, L. A. Antonelli, N. Menci, and E. Brocato, editors, *American Institute of Physics Conference Series*, volume 1111 of *American Institute of Physics Conference Series*, pages 191–198, May 2009.
- A. Cimatti and R. Scaramella. Euclid: a space survey mission for dark energy and high precision cosmology. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 19:314, 2012.
- A. Cimatti, E. Daddi, and A. Renzini. Mass downsizing and “top-down” assembly of early-type galaxies. *A & A*, 453:L29–L33, July 2006.
- A. Concas, L. Pozzetti, M. Moresco, and A. Cimatti. In preparazione. 2014.
- L. L. Cowie, A. Songaila, E. M. Hu, and J. G. Cohen. New Insight on Galaxy Formation and Evolution From Keck Spectroscopy of the Hawaii Deep Fields. *Aj*, 112:839, September 1996. doi: 10.1086/118058.
- O. J. Eggen, D. Lynden-Bell, and A. R. Sandage. Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed. *ApJ*, 136:748, November 1962.

- S. M. Faber. Variations in Spectral-Energy Distributions and Absorption-Line Strengths among Elliptical Galaxies. *ApJ*, 179:731–754, February 1973.
- S. M. Faber, E. D. Friel, D. Burstein, and C. M. Gaskell. Old stellar populations. II - an analysis of K-giant spectra. *ApJ Suppl.*, 57:711–741, April 1985.
- A. Gallazzi, S. Charlot, J. Brinchmann, and S. D. M. White. Ages and metallicities of early-type galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: new insight into the physical origin of the colour-magnitude and the $Mg_2-\sigma_V$ relations. *MNRAS*, 370:1106–1124, August 2006.
- J. J. González. *Line strength gradients and kinematic profiles in elliptical galaxies*. PhD thesis, Thesis (PH.D.)–UNIVERSITY OF CALIFORNIA, SANTA CRUZ, 1993. Source: Dissertation Abstracts International, Volume: 54-05, Section: B, page: 2551., 1993.
- J. Gorgas, N. Cardiel, S. Pedraz, and J. J. González. Empirical calibration of the lambda 4000 Å break. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 139:29–41, October 1999.
- L. Greggio. On the metallicity distribution in the nuclei of elliptical galaxies. *MNRAS*, 285:151–166, February 1997.
- L. Greggio and A. Renzini. *Stellar Populations. A User Guide from Low to High Redshift*. September 2011.
- D. Hamilton. The spectral evolution of galaxies. I - an observational approach. *ApJ*, 297:371–389, October 1985.
- O. Ilbert, S. Arnouts, H. J. McCracken, M. Bolzonella, and et al. Accurate photometric redshifts for the CFHT legacy survey calibrated using the VIMOS VLT deep survey. *A & A*, 457:841–856, October 2006.
- R. Jimenez and A. Loeb. Constraining Cosmological Parameters Based on Relative Galaxy Ages. *ApJ*, 573:37, 2002.
- J. Johansson, D. Thomas, and C. Maraston. Empirical calibrations of optical absorption-line indices based on the stellar library MILES. *MNRAS*, 406: 165–180, July 2010.
- A. J. Korn, C. Maraston, and D. Thomas. The sensitivity of Lick indices to abundance variations. *A & A*, 438:685–704, August 2005.

- R. B. Larson. Dynamical models for the formation and evolution of spherical galaxies. *MNRAS*, 166:585–616, March 1974.
- C. Maraston. Evolutionary synthesis of stellar populations: a modular tool. *MNRAS*, 300:872–892, November 1998.
- C. Maraston and G. Strömbäck. Stellar population models at high spectral resolution. *MNRAS*, 418:2785–2811, December 2011.
- C. Maraston, L. Greggio, A. Renzini, S. Ortolani, R. P. Saglia, T. H. Puzia, and M. Kissler-Patig. Integrated spectroscopy of bulge globular clusters and fields. II. Implications for population synthesis models and elliptical galaxies. *A & A*, 400:823–840, March 2003.
- H. Mo, F. C. van den Bosch, and S. White. *Galaxy Formation and Evolution*. May 2010.
- M. Moresco, L. Pozzetti, A. Cimatti, G. Zamorani, M. Mignoli, S. di Cesare, and M. Bolzonella. zCOSMOS 10k-bright spectroscopic sample . Exploring mass and environment dependence in early-type galaxies. *A & A*, 524:A67, December 2010.
- M. Moresco, R. Jimenez, A. Cimatti, and L. Pozzetti. Constraining the expansion rate of the Universe using low-redshift ellipticals as cosmic chronometers. *JCAP*, 3:045, March 2011.
- M. Onodera, C. M. Carollo, A. Renzini, M. Cappellari, C. Mancini, N. Arimoto, E. Daddi, R. Gobat, V. Strazzullo, S. Tacchella, and Y. Yamada. The ages, metallicities and element abundance ratios of massive quenched galaxies at $z \sim 1.6$. *ArXiv e-prints*, November 2014.
- T. H. Puzia, R. P. Saglia, M. Kissler-Patig, C. Maraston, L. Greggio, A. Renzini, and S. Ortolani. Integrated spectroscopy of bulge globular clusters and fields. I. The data base and comparison of individual Lick indices in clusters and bulge. *A & A*, 395:45–67, November 2002.
- A. Renzini. Stellar Population Diagnostics of Elliptical Galaxy Formation. *ARAA*, 44:141–192, September 2006.
- P. Sánchez-Blázquez, R. F. Peletier, J. Jiménez-Vicente, N. Cardiel, A. J. Cenarro, J. Falcón-Barroso, J. Gorgas, S. Selam, and A. Vazdekis. Medium-resolution Isaac Newton Telescope library of empirical spectra. *MNRAS*, 371:703–718, September 2006.

- R. P. Schiavon, J. A. Rose, S. Courteau, and L. A. MacArthur. A Library of Integrated Spectra of Galactic Globular Clusters. *ApJ Suppl.*, 160:163–175, September 2005.
- D. Thomas and R. L. Davies. Rejuvenation of spiral bulges. *MNRAS*, 366:510–520, February 2006.
- D. Thomas, L. Greggio, and R. Bender. Constraints on galaxy formation from alpha-enhancement in luminous elliptical galaxies. *MNRAS*, 302:537–548, January 1999.
- D. Thomas, C. Maraston, and R. Bender. Stellar population models of Lick indices with variable element abundance ratios. *MNRAS*, 339:897–911, 2003.
- D. Thomas, C. Maraston, and A. Korn. Higher-order Balmer line indices in α /Fe-enhanced stellar population models. *MNRAS*, 351:L19–L23, June 2004.
- D. Thomas, C. Maraston, R. Bender, and C. Mendes de Oliveira. The Epochs of Early-Type Galaxy Formation as a Function of Environment. *ApJ*, 621:673–694, March 2005.
- D. Thomas, C. Maraston, K. Schawinski, M. Sarzi, and J. Silk. Environment and self-regulation in galaxy formation. *MNRAS*, 404:1775–1789, June 2010.
- D. Thomas, C. Maraston, and J. Johansson. Flux-calibrated stellar population models of Lick absorption-line indices with variable element abundance ratios. *MNRAS*, 412:2183–2198, April 2011.
- S. C. Trager, G. Worthey, S. M. Faber, D. Burstein, and J. J. González. Old Stellar Populations. VI. Absorption-Line Spectra of Galaxy Nuclei and Globular Clusters. *ApJ Suppl.*, 116:1–28, 1998.
- M. J. Tripicco and R. A. Bell. Modeling the LICK/IDS Spectral Feature Indices Using Synthetic Spectra. *Aj*, 110:3035, December 1995.
- S. D. M. White and M. J. Rees. Core condensation in heavy halos - A two-stage theory for galaxy formation and clustering. *MNRAS*, 183:341–358, May 1978.
- G. Worthey. Comprehensive stellar population models and the disentanglement of age and metallicity effects. *ApJ Suppl.*, 95:107–149, November 1994.

- G. Worthey. The Age-Metallicity Degeneracy. In I. Hubeny, S. Heap, and R. Cornett, editors, *Spectrophotometric Dating of Stars and Galaxies*, volume 192 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 283, 1999.
- G. Worthey and D. L. Ottaviani. $H\gamma$ and $H\delta$ Absorption Features in Stars and Stellar Populations. *ApJ*, 111:377–386, August 1997.
- G. Worthey, S. M. Faber, and J. J. Gonzalez. MG and Fe absorption features in elliptical galaxies. *ApJ*, 398:69–73, October 1992.
- G. Worthey, S. M. Faber, J. J. Gonzalez, and D. Burstein. Old stellar populations. 5: Absorption feature indices for the complete LICK/IDS sample of stars. *ApJ Suppl.*, 94:687–722, October 1994.
- G. Worthey, A. B. Danilet, and S. M. Faber. The LickX spectra. *A & A*, 561: A36, January 2014.