

Alma Mater Studiorum - Università di Bologna

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

**Una nuova stima del parametro di
Hubble a $z \sim 0.7$ attraverso i
*cronometri cosmici***

Tesi di Laurea Magistrale

Presentata da:

Nicola Borghi

Relatore:

Chiar.mo Prof. Andrea Cimatti

Correlatore:

Dott. Michele Moresco

Anno Accademico 2019-2020

*A Sandro Zannarini,
professore di fisica e maestro di astronomia.*

Abstract

In questo lavoro di Tesi, è stata studiata una sonda cosmologica alternativa, i *cronometri cosmici*, per porre vincoli sul tasso di espansione dell'Universo a partire dai dati della survey LEGA-C. Il metodo dei *cronometri cosmici* consente di ottenere una misura diretta del parametro di Hubble $H(z)$ studiando l'età differenziale di popolazioni omogenee di galassie, senza bisogno di dover assumere alcun modello cosmologico. Questo metodo viene implementato, per la prima volta in letteratura, attraverso lo studio degli indici spettrali di galassie passive individuali sfruttando l'ottima risoluzione $R \sim 3500$ e rapporto segnale-rumore $S/N \gtrsim 20$ degli spettri della Data Release 2 della survey LEGA-C. 350 galassie massive e passive sono state estratte dal campione parente incrociando criteri spettro-fotometrici per massimizzarne la purezza. L'affidabilità di tale campione è confermata dall'analisi delle proprietà osservative e fisiche. Tramite il metodo degli indici spettrali si estraggono età, metallicità stellare e arricchimento α delle popolazioni stellari di ogni singola galassia del campione. La combinazione di indici utilizzata ($H\delta_A$, Ca4227, G4300, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, Fe4383, Fe4531, C₂4668) è stata scelta in seguito a un'analisi estensiva volta a massimizzare la robustezza dei risultati. Si derivano età di galassie comprese tra 2.5 e 5 Gyr, in ottimo accordo con l'età dell'Universo per una cosmologia Λ CDM standard. Inoltre, $[Z/H]$ e $[\alpha/Fe]$ sono in accordo con i valori misurati nell'Universo locale e consistenti con un'evoluzione puramente passiva. Attraverso la relazione età-redshift mediana sono stati esplorati vincoli ai parametri cosmologici, ottenendo, per un universo Λ CDM piatto, una stima indipendente della costante di Hubble, $H_0 = 70.0^{+28.7}_{-18.5}$ km/s/Mpc. Applicando il metodo dei *cronometri cosmici*, è stata derivata una nuova misura del parametro di Hubble, $H(z = 0.72) = 96.1 \pm 35.1$ km/s/Mpc, per la prima volta ottenuta tramite il metodo degli indici di assorbimento. Verifiche svolte con altre combinazioni di indici confermano l'attendibilità di questo risultato.

Indice

Elenco delle figure	vii
1 Un Universo in espansione	4
1.1 Lo scenario cosmologico	6
1.1.1 Gli universi di Friedmann	8
1.1.2 Distanze e geometrie	11
1.1.3 Il modello cosmologico standard	12
1.2 Storia di espansione e principali osservabili	16
1.2.1 Candeles standard (SNIa)	16
1.2.2 Righelli standard (BAO)	18
1.2.3 Radiazione Cosmica di fondo (CMB)	20
1.2.4 Sirene standard (GW)	22
1.3 I cronometri cosmici (CC)	25
1.3.1 Metodi di misura delle età differenziali	26
1.3.2 Possibili sistematiche	28
1.3.3 Risultati	29
2 Galassie <i>early-type</i> in evoluzione passiva	33
2.1 Proprietà delle galassie <i>early-type</i> nell'Universo locale	35
2.2 Metodi di selezione di galassie in evoluzione passiva	38
2.3 Indici spettroscopici	43
2.3.1 Definizioni	43
2.4 Modelli di popolazioni stellari	46
2.4.1 Popolazioni stellari semplici	46
2.4.2 Abbondanze e indici spettrali	48
2.5 Scenari di formazione	55
2.5.1 Il downsizing	57

3	Selezione e proprietà del campione	59
3.1	La survey LEGA-C	59
3.2	Selezione del campione di galassie passive	63
3.2.1	Selezione fotometrica	65
3.2.2	Selezione spettroscopica	66
3.2.3	Ispezione visiva	69
3.3	Misura degli indici tramite pyLick	72
3.3.1	Confronto con le misure LEGA-C	73
3.3.2	Convoluzione, correzione per σ e misure finali	74
3.4	Proprietà delle galassie passive selezionate	80
3.4.1	Analisi delle principali proprietà osservative e fisiche	80
3.4.2	Analisi morfologica	84
3.4.3	Spettro composito mediano	86
3.4.4	Indicatore H/K	88
3.5	Relazioni indici-redshift	93
4	Stima delle proprietà fisiche del campione	98
4.1	I modelli TMJ11	99
4.1.1	Diagrammi indice-indice	100
4.1.2	Interpolazione delle griglie	103
4.2	Estrazione dei parametri (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$)	104
4.2.1	Principi di inferenza bayesiana	104
4.2.2	Prior assunti	108
4.2.3	Validazione del metodo	108
4.2.4	Scelta delle combinazioni	109
4.2.5	Criteri di convergenza	112
4.3	Risultati	117
4.3.1	<i>Combo1</i>	117
4.3.2	<i>Combo2</i>	118
4.3.3	<i>Combo3</i>	119
4.3.4	Robustezza dei risultati	120
4.3.5	Una nota conclusiva sulla combinazione ottimale	127
4.4	Risultati medi	130
5	Conseguenze evolutive e cosmologiche	134
5.1	Analisi evolutiva	134
5.2	Vincoli ai modelli cosmologici	139

5.2.1	Metodo	139
5.2.2	Test preliminari	140
5.2.3	Risultati	142
5.3	Stima di $H(z)$	146
5.3.1	Stima diretta	146
5.3.2	Validazione dei risultati	149
6	Conclusioni e prospettive future	152
	Bibliografia	158
	Appendice A Immagini ACS-I delle passive selezionate	174
	Appendice B Alla ricerca di una combinazione di indici ottimale	177
B.1	Nomenclatura	177
B.2	Risultati su galassie ad alto S/N	178
B.3	Correlazioni tra indici e parametri derivati	185
	Appendice C Risultati ottenuti per diverse combinazioni	187

Elenco delle figure

1.1	Evoluzione dei parametri di densità Ω_r , Ω_m e Ω_Λ	10
1.2	Raccolta di predizioni e misure del valore della costante di Hubble H_0	15
1.3	SNIa: Diagramma di Hubble e conseguenti vincoli ai parametri $\Omega_{m,0}$ e $\Omega_{\Lambda,0}$	18
1.4	BAO: Diagramma di Hubble e conseguenti vincoli ai parametri $\Omega_{m,0}$ e $\Omega_{\Lambda,0}$	19
1.5	CMB: Spettro di potenza osservato dal satellite Planck	22
1.6	GW: Misura di H_0	24
1.7	CC: Relazioni età-redshift in due lavori storici	27
1.8	CC: Stato dell'arte delle misure di $H(z)$	30
1.9	CC: Vincoli al redshift di transizione	31
2.1	Diagramma $(u - r) - M_*$ nell'Universo locale	34
2.2	Diagramma SFR- M_* nell'Universo locale	34
2.3	Diagramma $NUVrJ$	40
2.4	Diagramma $EW_0([OII]) - D_n4000$	42
2.5	Ingredienti fondamentali per un modello di SSP	48
2.6	Evoluzione chimica di una SSP	50
2.7	Risposta dei 25 indici di Lick alla variazione di singole abbondanze	54
2.8	Scenario del <i>downsizing</i>	58
3.1	Estensione della survey LEGA-C nel cielo	61
3.2	Copertura degli spettri <i>rest-frame</i> LEGA-C al variare del redshift	62
3.3	Curve di trasmissione per le bande fotometriche del catalogo COSMOS2015	64
3.4	Selezione fotometrica: diagramma $NUVrJ$	66
3.5	Selezione spettroscopica: diagramma $D_n4000 - EW_0([OII])$	68
3.6	Spettro composito del campione spettro-fotometrico	69
3.7	Diagramma del processo di ispezione visiva	70
3.8	Spettri composti dei tre sotto-campioni classificati tramite ispezione visiva	71
3.9	Confronto tra i valori degli indici LEGA-C DR2 e quelli misurati con PyLick	75

3.10	Confronto tra gli errori degli indici LEGA-C DR2 e quelli misurati con PyLick	76
3.11	Diagrammi $NUVrJ$, UVJ , $EW_0([OIII]) - D_n4000$ e $SFR-M_*$ dei sotto-campioni selezionati	81
3.12	Istogrammi delle proprietà fisiche dei sotto-campioni selezionati	83
3.13	Istogrammi delle proprietà osservative dei sotto-campioni selezionati	85
3.14	Spettro composito mediano delle 350 galassie passive <i>bona-fide</i>	87
3.15	Regione di definizione dell'indice H/K	89
3.16	Istogramma del rapporto H/K per i sotto-campioni selezionati	90
3.17	Diagrammi $NUVrJ$, UVJ , $EW_0([OIII]) - D_n4000$ e $SFR-M_*$ colorati in funzione del rapporto H/K	92
3.18	Relazioni indici – redshift in funzione di σ_*	95
3.19	Relazione H/K-redshift in funzione di σ_*	97
4.1	Diagrammi $H\gamma_F - Mg\ b$	102
4.2	Processo di interpolazione delle griglie TMJ2011	103
4.3	MCMC: Esempio di una traccia (parametri campionati nel tempo)	106
4.4	MCMC: Esempio di <i>corner plot</i>	107
4.5	Numero di indici disponibili al variare di z e del S/N	110
4.6	Esempi di <i>corner plot</i> di “cattivi fit”	115
4.7	Esempi di <i>corner plot</i> di “buoni fit”	116
4.8	<i>Combo1</i> : relazioni parametri- z	121
4.9	<i>Combo2</i> : relazioni parametri- z	122
4.10	<i>Combo3</i> : relazioni parametri- z	123
4.11	<i>Combo1</i> vs. <i>Combo1</i> con prior in t_{Age}	124
4.12	Distribuzioni dei parametri derivati per “buoni e cattivi fit”	128
4.13	Distribuzioni dei S/N degli indici per “buoni e cattivi fit”	129
4.14	<i>Combo1</i> : Relazione $t_{Age} - z$ mediana	132
4.15	<i>Combo1</i> : Relazione $[Z/H] - z$ mediana	132
4.16	<i>Combo1</i> : Relazione $[\alpha/Fe] - z$ mediana	133
5.1	Relazione t_{Age} media- z confrontata con diversi lavori di letteratura	136
5.2	Relazioni $(t_{Age}, [Z/H], [\alpha/Fe]) - \sigma_*$ confrontate con quelle dell'Universo locale	138
5.3	Età- z al variare dei parametri cosmologici	141
5.4	Vincoli al modello Λ CDM	143
5.5	Vincoli ai modelli $o\Lambda$ CDM e fw CDM	144
5.6	Misura diretta di $H(z)$	148
5.7	Stime di $H(z)$ con diverse combinazioni	151

A.1	Immagini HST/ACS in banda I delle 350 galassie passive selezionate	174
A.1	<i>Continua</i>	175
A.1	<i>Continua</i>	176
C.1	Relazioni $t_{Age} - z$ per diverse combinazioni di indici	188
C.2	Relazioni $[Z/H] - z$ per diverse combinazioni di indici	189
C.3	Relazioni $[\alpha/Fe] - z$ per diverse combinazioni di indici	190
C.4	Relazioni $\log t_{Age} - \log \sigma_*$ per diverse combinazioni di indici	191
C.5	Relazioni $\log [Z/H] - \log \sigma_*$ per diverse combinazioni di indici	192
C.6	Relazioni $\log [\alpha/Fe] - \log \sigma_*$ per diverse combinazioni di indici	193

Introduzione

Il problema scientifico La misura della storia di espansione dell'Universo è una delle sfide principali della cosmologia moderna ed è strettamente legata alla comprensione delle componenti oscure che dominano sul budget totale dell'energia nell'Universo (energia oscura, materia oscura). Per far luce, è necessario analizzare e affinare sonde differenti e tra loro indipendenti. In questo modo è possibile controllare le sistematiche dei vari metodi, risolvere possibili inconsistenze e ottenere, in ultimo, vincoli più stringenti ai diversi parametri cosmologici.

Le galassie *early-type* massive e passive possono essere utilizzate come *cronometri cosmici* e la loro età differenziale in funzione del redshift permette di ottenere una stima diretta, indipendente da modelli cosmologici, del parametro di Hubble $H(z) = -1/(1+z) dz/dt$. Inoltre, a differenza di altre sonde "standard" (ad esempio radiazione cosmica di fondo, supernove e oscillazioni acustiche barioniche), forniscono un'evoluzione differenziale e non integrata di $H(z)$. Questo metodo, inizialmente proposto da [Jimenez & Loeb \(2002\)](#), è stato applicato da $z \sim 0$ fino a $z \sim 2$ ([Moresco, 2015](#); [Moresco et al., 2012b](#)) e offre interessanti prospettive con l'avvento dei futuri telescopi terrestri e spaziali.

Nel presente lavoro verrà esplorato, per la prima volta, il metodo dei *cronometri cosmici* vincolando le età delle galassie passive tramite gli indici di assorbimento spettrali. In questo modo è possibile, in principio, minimizzare le degenerazioni tra età, metallicità e arricchimento α delle popolazioni stellari, consentendo una stima dell'età più accurata. Contemporaneamente, la misura di metallicità e arricchimento α apre la strada a studi legati alla storia di formazione e all'arricchimento chimico delle galassie passive analizzate.

Metodo Per poter vincolare età, metallicità e arricchimento α tramite gli indici di assorbimento, sono necessari spettri con un rapporto segnale-rumore elevato ($S/N \gtrsim 20$), in modo da ottenere misure robuste. Pertanto, tali misure sono tipicamente effettuate su spettri compositi, che permettono di raggiungere valori di S/N adeguati. In questa

analisi, si approfitta dell'ottima qualità degli spettri della Data Release 2 (DR2) della survey spettroscopica LEGA-C per applicare, per la prima volta, questo metodo su un numero elevato di galassie singole a $z \sim 0.7$. L'analisi degli spettri singoli ha il vantaggio, rispetto a quella di uno spettro composito, di non ottenere una stima media della proprietà della popolazione, ma di avere una misura puntuale di età, metallicità stellare e $[\alpha/Fe]$ di ciascuna galassia, permettendo una granularità dell'analisi molto maggiore.

Obiettivi Gli obiettivi principali di questa Tesi sono:

1. Selezionare un campione affidabile di *cronometri cosmici* dalla survey LEGA-C DR2 e ottenere le misure degli indici di assorbimento, estendendo l'analisi a misure di indici non ancora pubblicati e utili per la stima della contaminazione del campione e per vincolare i parametri fisici;
2. Stimare età, metallicità stellare e arricchimento α delle popolazioni stellari di ogni singola galassia esplorando in dettaglio diverse possibili combinazioni di indici e studiando quella che massimizzi l'accuratezza e la robustezza delle misure;
3. Misurare $H(z)$ tramite il metodo dei *cronometri cosmici* e utilizzare le misure effettuate per porre vincoli indipendenti sui parametri cosmologici.

Outline Di seguito sono riportati i punti salienti dei capitoli presentati in questa Tesi.

- Nel **Capitolo 1** vengono introdotte le basi per comprendere il contesto cosmologico, dalle più importanti scoperte storiche, fino all'attuale Modello Standard e i relativi problemi ancora aperti. Inoltre, vengono descritti i metodi principali per misurare la storia di espansione dell'Universo: le candele standard, i righelli standard, la radiazione cosmica di fondo, le recenti e promettenti sirene standard. La sezione finale è dedicata al metodo dei *cronometri cosmici*: verranno presentati i punti di forza e i principali ostacoli da superare per ridurre le sistematiche, inoltre verranno illustrati i principali risultati ottenuti.
- Nel **Capitolo 2** vengono introdotte le proprietà delle galassie *early-type* passive e i metodi di selezione per ottenere un campione di cronometri cosmici non contaminato. In questo modo sarà possibile introdurre le principali quantità osservative, fino ad arrivare alle definizioni degli indici spettrali. Segue un breve interludio sui modelli di sintesi di popolazioni stellari, con un approfondimento sugli indici e loro sensibilità alla variazione di abbondanze. Infine, viene illu-

strato il contesto di formazione ed evoluzione delle galassie ad oggi favorito e lo scenario del *downsizing*, sul quale poggia il metodo dei *cronometri cosmici*.

- Nel **Capitolo 3** vengono descritti i criteri di selezione adottati per ottenere un campione di galassie passive utilizzabili come *cronometri cosmici* e viene validato il codice `PyLick` che consente di ottenere nuove misure degli indici spettrali. In seguito, si presenta l'analisi delle caratteristiche osservative, fisiche e morfologiche nelle varie fasi del processo di selezione e si studia un diagnostico promettente e ancora poco utilizzato, l'indicatore H/K, con il quale viene stimata la contaminazione del campione. La sezione finale è dedicata allo studio delle relazioni indici-redshift e indici-dispersione di velocità stellare.
- Nel **Capitolo 4** si descrive il processo di analisi e di estrazione dei parametri delle popolazioni stellari (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$). Inizialmente vengono introdotti i modelli utilizzati, l'approccio di inferenza Bayesiana e il funzionamento del codice `LickMCMC`, scritto *ad hoc* per l'analisi che segue. Si presentano i criteri adottati per definire nuove combinazioni di indici spettrali da utilizzare nei fit e i criteri adottati per verificarne la convergenza. In seguito a un'estensiva analisi, sono presentati e discussi i risultati di tre combinazioni. Di queste una si dimostra più robusta e viene pertanto utilizzata nell'analisi successiva. Infine, si presentano i risultati medi ottenuti raggruppando i dati o tramite spettri compositi.
- Nel **Capitolo 5** vengono discussi i vincoli evolutivi e cosmologici. Inizialmente si confrontano le età derivate e le relazioni tra i parametri e la dispersione di velocità stellare con altri lavori presentati in letteratura. Assumendo diversi modelli cosmologici si sviluppa un modello per poter utilizzare le relazioni età-redshift misurate per vincolare diversi parametri cosmologici. Infine, si presenta la nuova misura di $H(z)$ e se ne verifica la robustezza, confrontandolo con altri valori derivati da combinazioni di indici differenti.
- Nel **Capitolo 6** vengono presentate le conclusioni del presente lavoro e discusse le applicazioni future.

Capitolo 1

Un Universo in espansione

La Cosmologia è quel ramo della scienza che studia l'Universo nel suo insieme, per comprenderne l'origine e l'evoluzione⁽¹⁾. La formulazione della teoria della relatività generale da parte di [Einstein \(1916\)](#) segna l'inizio dell'era moderna della Cosmologia, offrendo una teoria dell'Universo avvincente e falsificabile.

I primi decisivi riscontri risalgono alle osservazioni di [Hubble \(1929\)](#) e [Lemaître \(1927\)](#), che trovarono una relazione lineare tra la velocità di allontanamento di alcune galassie e la loro distanza dalla Terra. Questa prova empirica confermava quanto atteso dalle soluzioni dinamiche delle equazioni di Einstein (trovate da [Friedmann 1922](#), § 1.1) che ascrivono tale effetto all'espansione dell'Universo. Riavvolgendo il “nastro” del filmato cosmico si giunge inevitabilmente a un tempo $t = 0$ (*Big Bang*) in cui l'Universo è una singolarità e raggiunge densità e temperature estreme.

Risale a pochi anni più tardi la rivelazione indiretta da parte di Fritz Zwicky della *materia oscura*, ossia materia che non emette radiazione elettromagnetica. Egli osservò le galassie nell'ammasso della Chioma di Berenice e concluse che il potenziale gravitazionale da esse prodotto era insufficiente per giustificare la loro dispersione di velocità ([Zwicky, 1933](#)). Un importante supporto all'esistenza della materia oscura provenne anche dalle curve di rotazione delle galassie (a partire dai lavori di [Rubin & Ford, 1970](#)). Ad oggi vi sono numerose altre evidenze: emissione X negli ammassi di galassie, lensing gravitazionale, rapporto massa-luminosità delle galassie (in particolar modo in quelle sferoidali), radiazione cosmica di fondo e distribuzione delle strutture su larga scala, ma la natura della materia oscura è ancora ignota.

A metà del ventesimo secolo il paradigma del Big Bang fu oggetto di un crescente interesse da parte della comunità scientifica alla luce di due precise predizioni: le abbondanze degli

⁽¹⁾In particolare si fa riferimento alla cosmologia *planckiana* che si occupa di descrivere l'evoluzione dell'Universo a partire dal tempo di Planck $t_p = \sqrt{\hbar G/c^5} \approx 10^{-43}$ s.

elementi leggeri e la radiazione cosmica di fondo. La prima risale al celebre articolo $\alpha\beta\gamma$ nel quale [Alpher, Bethe & Gamow \(1948\)](#) introdussero la teoria della nucleosintesi primordiale, che ad oggi è la sonda più profonda e affidabile dell'Universo primordiale. La nucleosintesi primordiale degli elementi leggeri (H , ${}^4\text{He}$, D , ${}^3\text{He}$ e tracce di Li , Be e B) avviene nei primi minuti, ma lascia precise predizioni verificabili nell'Universo di oggi. A questo riguardo, le quantità D/H e $Y \equiv \rho({}^4\text{He})/\rho_b$, dove ρ_b è la densità totale dei barioni, sono cruciali poiché non si conoscono altri processi astrofisici in grado di riprodurre i valori attualmente osservati: $D/H = (25.47 \pm 0.25) \times 10^{-6}$ e $Y = 0.245 \pm 0.003$ ([Group et al., 2020](#)).

La seconda predizione ([Dicke et al., 1965](#)) è l'esistenza di un bagno termico di fotoni (la radiazione cosmica di fondo, o CMB), provenienti da una superficie detta di *ultimo scattering* che rappresenta l'insieme dei punti nello spazio-tempo in cui materia e radiazione, inizialmente accoppiate a causa dell'elevata temperatura, si sono disaccoppiate. La sua scoperta avvenne casualmente da parte di [Penzias & Wilson \(1965\)](#) nel tentativo di scoprire la causa di un eccesso di rumore misurato su un'antenna per le telecomunicazioni. Lo studio della CMB ricevette un forte impulso negli anni '90 in seguito al lancio del satellite COBE, che consentì di misurarne precisamente lo spettro energetico. Di fatto, lo spettro della CMB è quello che in natura meglio approssima quello di un corpo nero. Tuttavia, l'osservazione cruciale di COBE risale al 1922 quando furono rivelate anisotropie nella temperatura della CMB a livello di $\delta T/T \approx 10^{-5}$ ([COBE collaboration, 1992](#)). Tali fluttuazioni sono all'origine della struttura su larga scala osservata nell'Universo di oggi e sono state successivamente confermate e misurate con estrema precisione dalle missioni WMAP e Planck.

Alla fine del ventesimo secolo, due gruppi di ricerca indipendenti ([Riess et al. 1998](#) e [Perlmutter et al. 1999](#)) scoprirono che l'Universo si sta espandendo in modo accelerato utilizzando rispettivamente 16 e 42 supernove di tipo Ia (SNIa) come *candele standard* (§ 1.2.1). Assumendo la validità della teoria della Relatività Generale, questi due risultati provano l'esistenza di un'ulteriore componente oscura dominante nell'Universo di oggi, e avente pressione negativa in grado di alimentare l'espansione accelerata (un'*energia oscura*). Le conferme sono arrivate da numerose altre sonde indipendenti, che verranno descritte nel presente capitolo, tra le quali i cronometri cosmici, oggetto della presente tesi. Anche la fisica che sta dietro l'energia oscura, strettamente legata alla fisica fondamentale e al destino ultimo dell'Universo, è tuttora ignota.

1.1 Lo scenario cosmologico

Il Modello Standard cosmologico poggia su due pilastri fondamentali: il principio cosmologico e la teoria della relatività generale. Il primo afferma che l'universo è omogeneo e isotropo, ossia le sue proprietà fisiche non dipendono dalla posizione e dalla direzione dell'osservatore. Nella realtà, questa condizione è verificata dall'alto grado di isotropia della radiazione cosmica di fondo e dall'osservazione della struttura a grande scala, ma solo su scale sufficientemente grandi (~ 100 Mpc). La teoria della relatività generale può essere essenzialmente divisa in due parti: il principio della covarianza generale ("le leggi della fisica sono le stesse in tutti i sistemi di riferimento") e la possibilità di legare lo spazio-tempo a ciò che vi è contenuto attraverso una metrica. Tutti i suddetti principi sono incapsulati nella metrica di *Friedmann-Robertson-Walker*:

$$ds^2 = c^2 dt^2 - a^2(t) \left[\frac{dr^2}{1 - \kappa r^2} + r^2 (\sin^2 \theta d\varphi^2 + d\theta^2) \right], \quad (1.1)$$

dove (r, θ, φ) sono le coordinate comoventi spaziali, t il tempo proprio (o tempo cosmico) e l'espansione (o la contrazione) è descritta dal *fattore di scala* $a(t)$. Il *parametro di curvatura* κ rappresenta la curvatura intrinseca dello spazio: $\kappa = 0$ corrisponde a un universo spazialmente piatto (geometria euclidea); $\kappa > 0$ a una curvatura positiva (geometria sferica) e $\kappa < 0$ a una curvatura negativa (geometria iperbolica). La proprietà di isotropia è conservata soltanto per gli osservatori che seguono il *flusso di Hubble*, ossia non hanno velocità peculiari ($v_{pec} = 0$) e l'unico loro "moto" è dato dall'evoluzione dell'universo.

La *distanza propria* è definita come la distanza tra due oggetti che seguono il flusso di Hubble valutata istantaneamente al tempo cosmico t . Per la proprietà di omogeneità, l'origine del sistema di riferimento (r, θ, φ) può essere scelta in modo arbitrario, ad esempio ponendo uno dei due oggetti a $r = 0$. A questo punto, la distanza è ottenibile integrando l'Equazione (1.1) per $dt = 0$ e si nota immediatamente che il risultato è proporzionale a $a(t)$. In generale, ne consegue che la distanza propria tra due oggetti che seguono il flusso di Hubble dipende dal tempo cosmico attraverso la relazione

$$d_p(t) = \frac{a(t)}{a(t_0)} d_p(t_0), \quad (1.2)$$

valida per ogni tempo di riferimento t_0 arbitrario. Di seguito, con il pedice $_0$ ci si riferirà sempre alle quantità calcolate al tempo in cui il lettore sta leggendo questa frase, inoltre si seguirà la convenzione $a(t_0) = 1$. Derivando l'Equazione (1.2) rispetto al tempo si ottiene il

legame tra la velocità relativa v_r dei due oggetti (es. due galassie) e la loro distanza

$$v_r(t) \equiv \frac{dd_p}{dt} = \frac{\dot{a}(t)}{a(t)} d_p(t) \equiv H(t) d_p(t), \quad (1.3)$$

dove nell'ultima uguaglianza si è definito il **parametro di Hubble** $H \equiv \dot{a}/a$ [s^{-1}], solitamente espresso in unità più convenienti da un punto di vista osservativo: [$km\ s^{-1}\ Mpc^{-1}$]. L'Equazione (1.3) valutata nell'universo di oggi ($t = t_0$) è la legge di Hubble-Lemaître (Lemaître 1927, Hubble 1929) e il parametro $H_0 \equiv H(t_0)$ è chiamato ambiguamente *costante di Hubble* riferendosi al fatto che, *oggi, ogni punto* dell'universo, possiede lo stesso valore di H_0 . Spesso viene riportato nella forma $h \equiv H_0/100\ km\ s^{-1}\ Mpc^{-1}$.

Il **redshift** quantifica la differenza tra la lunghezza d'onda λ_{em} di un segnale elettromagnetico emesso da una sorgente distante e la lunghezza d'onda λ_0 ricevuta oggi da un osservatore: $z \equiv (\lambda_0 - \lambda_{em})/\lambda_{em}$. Cosmologicamente, questa differenza è dettata dall'espansione dell'universo. Assumendo che il fattore di scala a non cambi significativamente nel tempo che intercorre durante l'emissione e la ricezione di due creste d'onda, si può scrivere

$$1 + z = \frac{\lambda_0}{\lambda_{em}} = \frac{1}{a(t_{em})}, \quad (1.4)$$

e si può quindi pensare al redshift z come la misura di quanto è variato il fattore di scala dal tempo di emissione del segnale. Inoltre, derivando l'Equazione (1.4) si può ottenere la relazione tra gli intervalli temporali dt e gli intervalli di redshift dz

$$dt = -\frac{dz}{(1+z)H(z)}. \quad (1.5)$$

Per concludere la panoramica sugli aspetti cinematici legati alla metrica FRW è necessario citare il *parametro di decelerazione* q . Sviluppando $a(t)$ attorno a t_0 (oggi), si ottiene

$$a(t) \simeq a_0 \left(1 + H_0(t - t_0) - \frac{1}{2} q_0 H_0^2 (t - t_0)^2 \right), \quad (1.6)$$

dove

$$q \equiv -\frac{\ddot{a}a}{\dot{a}^2} \quad (1.7)$$

è una quantità adimensionale definita negativa perché storicamente i modelli facevano propendere per un'espansione dell'Universo decelerata. Come già accennato nell'introduzione, a partire dagli anni 2000, si è rafforzata l'evidenza di un'espansione accelerata ($q_0 \approx 0.55$), che rimane ad oggi un grande quesito della cosmologia moderna.

1.1.1 Gli universi di Friedmann

L'evoluzione temporale del fattore di scala $a(t)$ è governata dalla relatività generale e di conseguenza dipende dal contenuto di energia-materia dell'universo. A partire dall'Equazione (1.1) e assumendo che l'universo sia un fluido perfetto, si trovano due equazioni indipendenti, dette prima e seconda equazione di Friedmann (Friedmann, 1922):

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 + \frac{\kappa c^2}{a^2} = \frac{8\pi G}{3}\rho; \quad (1.8)$$

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3}\left(\rho + \frac{3p}{c^2}\right); \quad (1.9)$$

legate dalla condizione di adiabaticità

$$d(\rho c^2 a^3) = -p da^3, \quad (1.10)$$

dove i termini di pressione p e densità ρ possono essere ridefiniti in modo da accomodare l'effetto di un'eventuale componente "repulsiva", necessaria per generare un'espansione accelerata ($\ddot{a} > 0$, si veda l'Eq. 1.9). Un caso speciale è ottenibile con le sostituzioni

$$p \rightarrow p - \frac{\Lambda c^4}{8\pi G}; \quad \rho \rightarrow \rho + \frac{\Lambda c^2}{8\pi G}, \quad (1.11)$$

dove Λ è conosciuta come *costante cosmologica* e può essere interpretata come la densità di energia del vuoto. L'Equazione (1.8) può essere riarrangiata nella seguente forma

$$H^2 \left(1 - \frac{\rho}{\rho_{\text{crit}}}\right) = -\frac{\kappa c^2}{a^2}, \quad (1.12)$$

dove è stata introdotta la quantità $\rho_{\text{crit}} \equiv 3H^2/8\pi G$ detta *densità critica*, poiché è il valore di densità richiesto affinché l'universo sia piatto ($\kappa = 0$). A questo punto, la densità di ogni componente i -esima può essere espressa tramite il *parametro di densità* Ω_i , estensivamente utilizzato in letteratura

$$\Omega_i \equiv \frac{\rho_i}{\rho_{\text{crit}}}. \quad (1.13)$$

Dall'Equazione (1.12) valutata a t_0 si può notare che il parametro di densità totale dell'universo di oggi, $\Omega_0 = \sum_i \Omega_{i,0}$, vincola il segno di κ (e quindi la geometria dell'universo) a tutti i tempi cosmologici. A maggior ragione, se osservativamente si determina che $\kappa = 0$, la somma dei parametri di densità ad oggi deve valere 1.

Per risolvere le equazioni di Friedmann (1.8–1.9) è necessario conoscere la relazione funzionale tra la densità e la pressione, ossia è necessario specificare l'*equazione di stato*, che è generalmente scrivibile nella forma

$$p = w\rho c^2, \quad (1.14)$$

dove il parametro w nella fisica ordinaria può assumere valori compresi tra $0 \leq w \leq 1$. Inoltre, si può dimostrare che per $w > -1/3$ si verifica una divergenza della densità ρ per $t \rightarrow 0$, ossia una *singolarità al Big Bang*. Sostituendo p nell'Equazione (1.10) si ottiene l'evoluzione della densità in funzione di a

$$\rho = \rho_0 a^{-3(1+w)}. \quad (1.15)$$

Le soluzioni alle equazioni di Friedmann sono ricavabili analiticamente ed esplicitamente solo in alcuni casi particolari, ad esempio per un universo piatto ($\kappa = 0$) ad una sola componente, dove l'evoluzione del fattore di scala a è data da

$$a(t) \propto \begin{cases} t^{\frac{2}{3(1+w)}} & w \neq -1 \\ e^{H_0 t} & w = -1 \end{cases}. \quad (1.16)$$

Questo caso è comunque istruttivo perché la storia dell'universo può essere suddivisa in tre epoche principali in base alla dominanza di tre componenti:

Radiazione: $w = 1/3$; in un universo piatto dominato dalla radiazione $\rho(a) \propto a^{-4}$ e $a(t) \propto t^{1/2}$. Rientrano in questa categoria i fotoni e, nelle epoche primordiali, i neutrini.

Materia: $w = 0$ (pressione nulla); in un universo piatto dominato dalla materia, o di Einstein-de Sitter, $\rho(a) \propto a^{-3}$ e $a(t) \propto t^{2/3}$. Rientrano in questa categoria la materia oscura fredda (CDM), la materia barionica e i neutrini de-relativizzati.

Energia oscura: in un universo piatto dominato dalla costante cosmologica Λ , $w = -1$ e si ha un'espansione esponenzialmente accelerata (Eq. 1.16). Questo è solo un caso particolare della famiglia dei modelli di energia oscura, infatti l'espansione accelerata può essere prodotta per qualsiasi $w < -1/3$. Ancora più in generale, l'equazione di stato può variare durante l'evoluzione dell'universo (cfr. *quintessenza*) e si ha che

$$\rho(z) \propto \exp \left[3 \int_0^z (1 + w(z')) / (1 + z') dz' \right]. \quad (1.17)$$

Il comportamento di queste tre componenti in funzione del tempo cosmico, unitamente alle evidenze osservative dell'universo di oggi, permette di realizzare la Figura 1.1, nella quale si mostra l'evoluzione dei parametri di densità di: radiazione Ω_r , materia Ω_m e costante cosmologica Ω_Λ e sono evidenziate le epoche di equivalenza, che avvengono rispettivamente

a $z_{r,m} \approx 3410$ e $z_{m,\Lambda} \approx 0.3$. La radiazione è tipicamente trascurabile per $z \lesssim 10$, ma i valori riportati dipendono naturalmente dal modello assunto.

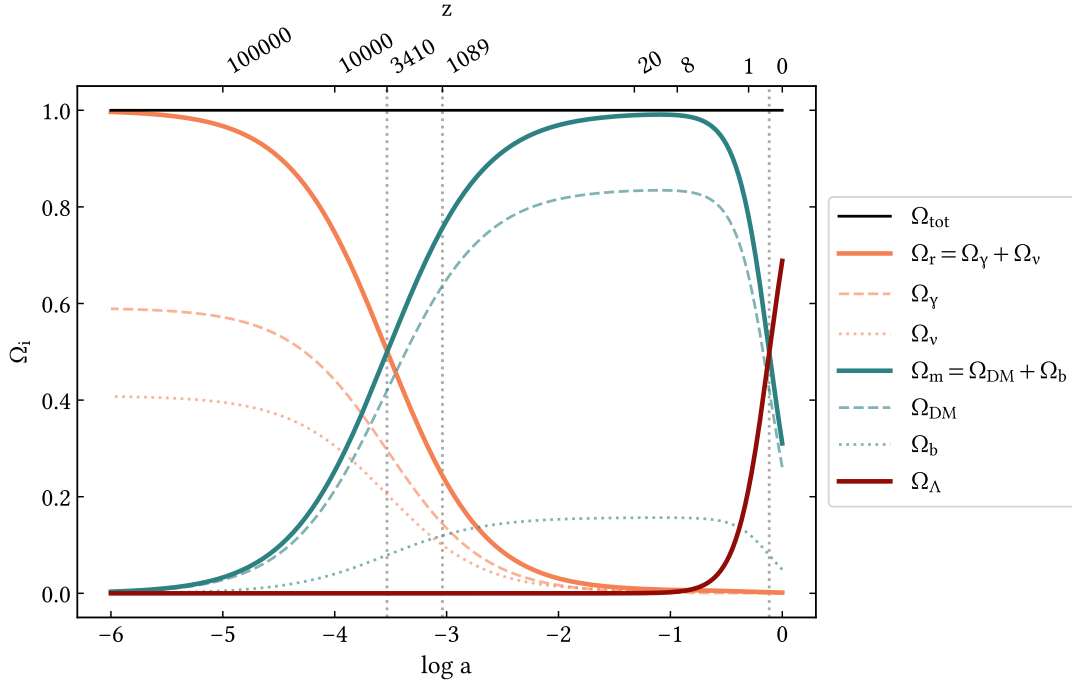


Figura 1.1 Evoluzione dei parametri di densità Ω_i di: radiazione r (arancione), materia m (verde) e costante cosmologica Λ (rosso) in funzione del fattore di scala a . Le linee tratteggiate indicano il contributo di fotoni (γ) e neutrini relativistici (ν) alla componente di radiazione, e di materia oscura (DM) e barioni (b) alla componente di materia. Le linee verticali evidenziano tre fasi fondamentali: equivalenza radiazione-materia ($z \approx 3410$), disaccoppiamento fotoni-barioni ($z \approx 1089$) ed equivalenza materia-costante cosmologica ($z_t \approx 0.3$). Il grafico è stato ottenuto con un modello Λ CDM piatto con i parametri di [Planck Collaboration \(2018\)](#).

L'Equazione (1.8) può essere riscritta in funzione del redshift e separando i contributi delle singole componenti. Assumendo un'equazione di stato dell'energia oscura caratterizzata da un w costante, l'evoluzione del parametro di Hubble $H(z)$ è data da

$$H(z) = H_0 \sqrt{\Omega_{r,0}(1+z)^4 + \Omega_{m,0}(1+z)^3 + \Omega_{de,0}(1+z)^{3(1+w)} + \Omega_{\kappa,0}(1+z)^2}, \quad (1.18)$$

dove $\Omega_{r,0}$, $\Omega_{m,0}$ e $\Omega_{de,0}$ sono i parametri di densità di radiazione, materia ed energia oscura valutati nell'Universo di oggi, mentre la quantità $\Omega_{\kappa} \equiv -\kappa c^2 / (Ha)^2$ per cui vale $1 = \sum_i \Omega_i + \Omega_{\kappa}$, serve per accomodare l'effetto di un'eventuale curvatura. Per un universo piatto ($\Omega_{\kappa} = 0$) con costante cosmologica Λ l'Equazione (1.18) si riduce a:

$$H(z) = H_0 \sqrt{\Omega_{r,0}(1+z)^4 + \Omega_{m,0}(1+z)^3 + \Omega_{\Lambda,0}}. \quad (1.19)$$

e dipende solo da due parametri in quanto deve valere $\Omega_{r,0} + \Omega_{m,0} + \Omega_{\Lambda,0} = 1$. Nelle epoche più tarde la relazione può essere ulteriormente semplificata in quanto la radiazione è trascurabile ($\Omega_{r,0} \approx 0$) e deve quindi valere $\Omega_{m,0} + \Omega_{\Lambda,0} = 1$.

1.1.2 Distanze e geometrie

La cosmologia osservativa è complicata dal fatto che viviamo in un universo in espansione, pertanto il concetto di “distanza” non è immediato e se ne possono dare diverse definizioni. Per una trattazione estesa si può far riferimento a [Hogg \(1999\)](#).

La *distanza comovente* tra noi e un oggetto a redshift z_e è definita come la distanza percorsa da un fotone al netto dell’espansione cosmica. Per un universo piatto, dalla metrica (1.1) e dalla relazione (1.5) si ottiene

$$\chi(z_e) = \int_{t_e}^{t_0} \frac{c dt}{a(t)} = \int_0^{z_e} \frac{c dz}{H(z)}. \quad (1.20)$$

Per sua natura, la distanza comovente non varia nel tempo cosmico ed è legata alla distanza propria (Eq. 1.2) tramite il fattore di scala, $d_p(t) = a(t) \chi$. Quando l’integrale è valutato tra $t_e = 0$ e un tempo generico t , la quantità appena definita prende il nome di *orizzonte comovente* e corrisponde alla massima distanza comovente teoricamente percorribile da un fotone a partire dal *Big Bang*. Regioni che si trovano a distanze maggiori non sono in connessione causale. L’Equazione (1.20) per una curvatura non nulla può essere scritta in forma compatta come segue ([Huterer & Shafer, 2018](#)):

$$\chi(z_e) = \lim_{\Omega'_k \rightarrow \Omega_k} \frac{c}{H_0 \sqrt{\Omega'_k}} \sinh \left(\sqrt{\Omega'_k} \int_0^{z_e} \frac{H_0}{H(z)} dz \right). \quad (1.21)$$

La *distanza di luminosità* è la distanza d_L a cui una sorgente di luminosità nota L produce il flusso da noi osservato $f = L/(4\pi d_L^2)$. L’espansione determina le seguenti trasformazioni: dilatazione temporale; redshift cosmologico e variazione della geodetica, che si traducono nella relazione:

$$d_L(z) = (1+z) \chi(z). \quad (1.22)$$

La *distanza (di diametro) angolare* è la distanza d_A alla quale una sorgente di diametro noto D è vista con una separazione angolare $\delta\theta = D/d_A$ e si può dimostrare che

$$d_A(z) = \frac{1}{1+z} \chi(z). \quad (1.23)$$

1.1.3 Il modello cosmologico standard

Riassumendo quanto già discusso nei capitoli precedenti, si giunge alla definizione del modello Λ CDM (piatto), che è quello attualmente favorito dai risultati osservativi. Il fluido cosmico è composto da: radiazione, materia e costante cosmologica. In particolare, l'Universo di oggi è dominato dall'energia oscura ($\approx 70\%$ del budget energia-materia), mentre il contributo di materia oscura e barionica è rispettivamente del $\approx 25\%$ e del $\approx 5\%$ e il contributo di fotoni e neutrini relativistici è trascurabile. Nella cosmologia standard la geometria dello spazio-tempo è piatta (Euclidea).

La costante cosmologica Λ è il candidato più semplice per l'energia oscura. Altre possibilità non sono escluse, infatti la qualità dei dati osservativi oggi raggiungibile permette di porre vincoli su modelli non standard che prevedono forme diverse di energia oscura.

La materia oscura deve essere fredda (da qui l'acronimo **CDM**, Cold Dark Matter) in modo tale da favorire la formazione delle strutture nell'Universo primordiale e riprodurre lo spettro di potenza osservato (e.g. [Hamilton & Tegmark, 2002](#)). Un esempio di materia oscura calda sono i neutrini aventi $m_\nu c^2 \lesssim 0.2$ eV, che nell'Universo di oggi hanno una dispersione di velocità troppo elevata per formare strutture legate su scale galattiche (fenomeno del *free streaming*) e non possono quindi essere i principali costituenti della materia oscura.

Per risolvere alcuni problemi del modello standard illustrati a seguire, viene introdotta un'epoca primordiale di espansione accelerata, conosciuta come **inflazione** ([Guth 1981](#); [Linde 1982](#); [Albrecht & Steinhardt 1982](#)). È anche il meccanismo più plausibile per generare le perturbazioni iniziali alla densità alla base della struttura a grande scala osservata oggi. Lo spettro di potenza delle perturbazioni sulla scala k viene parametrizzato come una legge di potenza nella forma $\mathcal{P}(k) \equiv A_s (k/k_*)^{n_s-1}$, dove A_s e n_s sono l'ampiezza e l'indice spettrale delle fluttuazioni primordiali e k_* una scala di riferimento arbitraria⁽²⁾. La misura di n_s pone vincoli stringenti ai modelli di inflazione e valori attuali indicano $n_s \approx 1$, ossia le fluttuazioni non hanno (o quasi) scale privilegiate.

Altre due epoche fondamentali previste dal modello standard sono il disaccoppiamento, che verrà descritto più in dettaglio nella sezione dedicata alla radiazione cosmica di fondo (§ 1.2.3) e la reionizzazione, la cui trattazione esula dagli obiettivi di questo lavoro (il lettore può far riferimento a [Wise 2019](#)).

In sintesi, il modello Λ CDM nella sua forma minimale (o *vanilla*) ha sei parametri liberi:

1. Densità dei barioni: $\Omega_{b,0} h^2$;
2. Densità di materia oscura fredda: $\Omega_{c,0} h^2$;

⁽²⁾Lo spettro di potenza $\mathcal{P}(k)$ quantifica l'eccesso di potenza in un intervallo di larghezza dk centrato in k .

3. Ampiezza dello spettro di potenza primordiale: A_s , convenzionalmente valutata su una scala $k_* = 0.05 \text{ Mpc}^{-1}$ ed espressa sotto forma di $\ln(10^{10} A_s)$;
4. Inclinazione dello spettro di potenza primordiale: n_s , convenzionalmente valutata su una scala $k_* = 0.05 \text{ Mpc}^{-1}$;
5. Scala angolare dell'orizzonte sonoro al disaccoppiamento: θ_s ;
6. Spessore ottico associato all'epoca di reionizzazione: $\tau(z_{reion})$.

La densità della radiazione è ben determinabile dalla temperatura della radiazione cosmica di fondo e viene pertanto fissata in partenza; gli altri possibili parametri vengono fissati ai loro valori "naturali" (e.g. $\Omega_{tot} = 1$, $w_{de} = -1$). Un'estensione di questo modello frequentemente analizzata prevede come parametri aggiuntivi il numero effettivo di specie di neutrini N_{eff} e la somma delle masse $\sum m_\nu$ dei neutrini e/o il parametro dell'equazione di stato dell'energia oscura w_{de} . Questi modelli vengono spesso vincolati combinando osservazioni della CMB con quelle della struttura a grande scala. Infine, si nota che il valore del parametro di Hubble H_0 in questo caso espresso tramite h e dei diversi parametri di densità, vengono determinati indirettamente.

Problemi aperti

Come già discusso, tra i maggiori quesiti cosmici vi è la comprensione della natura della materia oscura e dell'energia oscura. Il problema può essere affrontato cercando particelle al di fuori del Modello Standard o/e formulando nuove teorie della gravità su grandi scale e allo stesso tempo utilizzando molteplici sonde indipendenti per porre vincoli stringenti al tasso di espansione dell'Universo. Di seguito verrà fatta una panoramica dei principali problemi del modello cosmologico standard.

Problema dell'origine (Big Bang): È necessaria una formulazione quantistica della gravità per descrivere la singolarità a $t = 0$ e i primi $\approx 10^{-43}$ s.

Problema della piattezza: Affinché nell'Universo di oggi $\Omega_{tot} \approx 1$ (come supportato da diverse evidenze osservative, anche con una precisione alla terza cifra decimale), nell'Universo primordiale si doveva avere $\Omega_{tot} = 1$ con una precisione di 10^{-60} . Questo è evidentemente un problema di *fine-tuning* del modello. La soluzione più comunemente accettata è l'introduzione di un'epoca inflazionaria caratterizzata da un'espansione esponenziale in grado di generare tale piattezza.

Problema dell'orizzonte: Deriva dalla difficoltà a spiegare l'omogeneità osservata nella CMB su scale maggiori dell'orizzonte cosmologico (e quindi non connesse casualmente). Risolvibile con il paradigma dell'inflazione.

Problema dei monopoli magnetici: La teoria GUT (Grand Unification Theory), utilizzata per descrivere l'Universo primordiale, prevede l'esistenza di monopoli magnetici che oggi dovrebbero avere una densità dello stesso ordine della densità barionica. Il fatto che non siano ancora stati osservati è giustificabile introducendo un'epoca inflazionaria.

Problema della costante cosmologica: Una delle interpretazioni più immediate della costante cosmologica è, tramite considerazioni quantistiche, l'energia di punto zero del vuoto. La differenza tra la densità di energia del vuoto alla scala di Planck e quella misurata oggi è di ~ 120 ordini di grandezza e questo richiede un *fine-tuning* dei modelli. Inoltre, la costante cosmologica assume un contributo non trascurabile soltanto nell'Universo recente $z \lesssim 0.3$ (si veda la Fig. 1.1), se questo fosse accaduto in epoche di poco precedenti, le galassie non si sarebbero formate. Questo è noto come *problema di coincidenza*. Attualmente questi due problemi non hanno una soluzione ampiamente condivisa.

Anomalie della materia oscura su piccole scale: Su scale ~ 1 kpc le simulazioni numeriche sulla formazione delle strutture predicono una distribuzione di materia oscura diversa da quella osservata (e.g. profili di massa degli aloni, conteggi delle strutture satelliti). Non è ancora chiaro se queste differenze possano essere dovute solamente all'effetto della materia barionica, o se è necessario modificare la fisica della materia oscura. Per ulteriori dettagli si può far riferimento a [Bullock & Boylan-Kolchin \(2017\)](#).

Tensione H_0 : Come già accennato nell'introduzione a questo capitolo, le misure della costante di Hubble H_0 nell'Universo primordiale e nelle epoche più tarde mostrano una tensione di circa $4 \div 5\sigma$, come illustrato nella Figura 1.2. Un esempio emblematico si può ottenere confrontando le osservazioni della CMB da [Planck Collaboration \(2018\)](#) (modello base a 6 parametri):

$$H_0 = 67.44 \pm 0.58 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1} \quad (1.24)$$

con quelle delle supernove utilizzate come candele standard (§ 1.2.1) e calibrate tramite le cefeidi della Grande Nube di Magellano ([Riess et al., 2019](#)):

$$H_0 = 74.03 \pm 1.42 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}. \quad (1.25)$$

La differenza di $6.59 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ può essere spiegata estendendo il modello Λ CDM base e modificando la fisica dell'Universo primordiale (per una review si veda [Knox & Millea 2020](#)). Una spiegazione alternativa è che i risultati ottenuti soffrono di effetti

sistematici, tuttavia diversi studi approfonditi mostrano che quest'ipotesi al momento è poco probabile. Alla luce di quanto detto diventa fondamentale utilizzare sonde tra di loro indipendenti per comprendere le ragioni di questa tensione osservata.

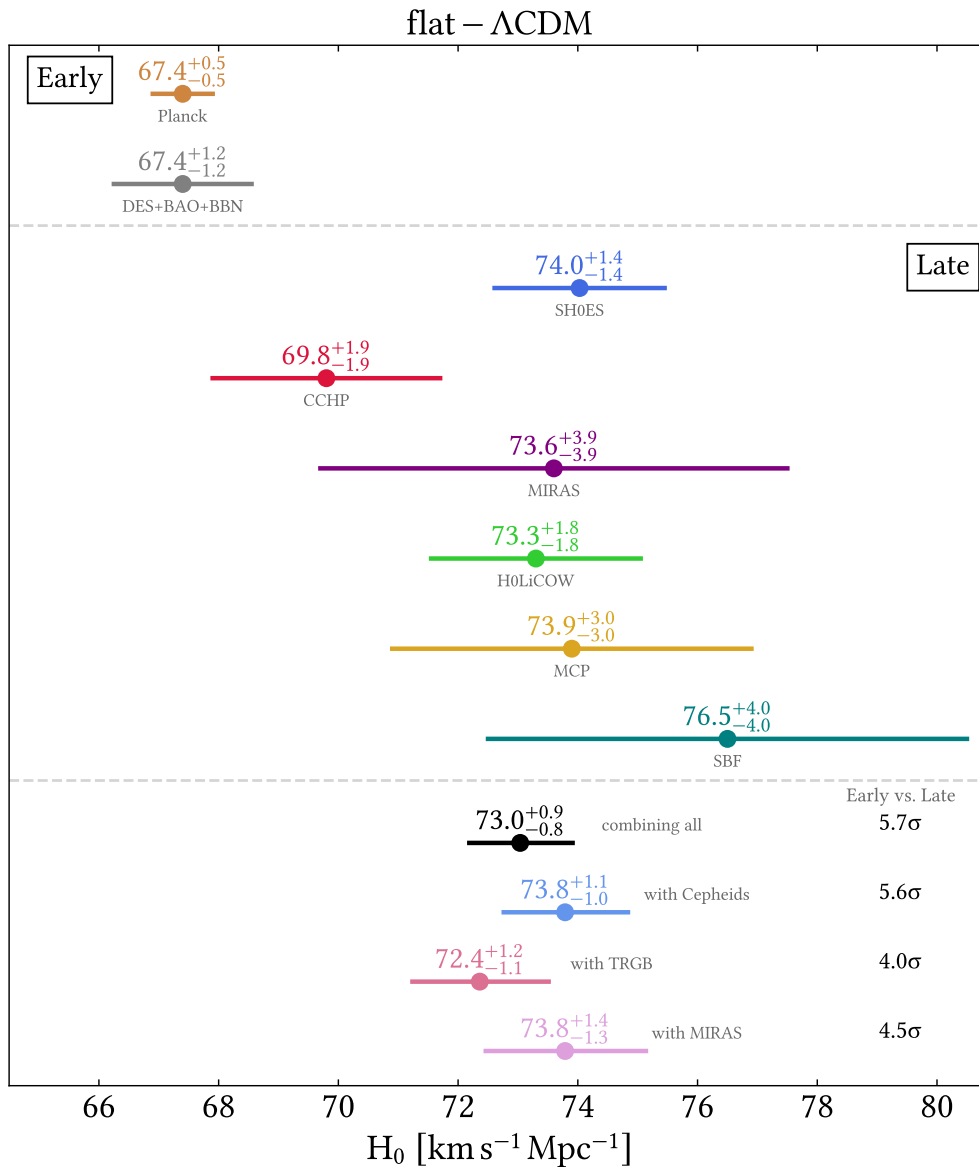


Figura 1.2 Raccolta di predizioni e misure del valore della costante di Hubble H_0 nell'Universo primordiale (pannello superiore), nelle epoche più tarde (pannello centrale) e rispettive differenze in termini di σ (pannello inferiore). Le differenze sono calcolate utilizzando per l'Universo tardo: una combinazione di tutti i valori (a scopo illustrativo), le misure ottenute con le cefeidi (SH0ES), il tipo dell'RGB (CCHP) e le variabili Mira (MIRAS). La figura è stata ottenuta dal repository github.com/vbonvin/H0_tension (ultimo accesso: 15/09/2020).

1.2 Storia di espansione e principali osservabili

L'era della cosmologia di precisione, in cui siamo da poco entrati, è alimentata dagli avanzamenti tecnologici che consentono di ottenere misure accurate di molteplici sonde cosmologiche. Dati i problemi e le tensioni del Modello Standard precedentemente discussi, è essenziale capire i dettagli e le sistematiche di ogni metodo. In questa sezione sono trattati i principali osservabili che possono porre vincoli alla storia di espansione dell'Universo e quindi al parametro di Hubble $H(z)$. In particolare, ci si soffermerà su: candele standard (SNe Ia), righelli standard (BAO), radiazione cosmica di fondo (CMB) e le più recenti sirene standard facendo riferimento alla review di [Huterer & Shafer \(2018\)](#). Un capitolo a parte (S 1.3) sarà dedicato al metodo dei cronometri cosmici, oggetto di studio della presente tesi.

1.2.1 Candele standard (SNIa)

Il metodo delle candele standard (o standardizzabili) si basa sulla conoscenza della luminosità intrinseca di un oggetto osservato (Eq. 1.22). L'esempio più emblematico è costituito dalle supernove di tipo Ia (SNIa), prodotte da almeno una nana bianca al carbonio-ossigeno che supera la massa limite di Chandrasekhar ($\sim 1.4 M_{\odot}$). Questo evento provoca un'esplosione termonucleare durante la quale vengono sintetizzati elementi radioattivi (principalmente ^{56}Ni) che, decadendo, producono una curva di luce con un profilo caratteristico. Nonostante i canali di formazione delle SNIa siano tuttora oggetto di studio ([Livio & Mazzali, 2018](#)), le proprietà osservative come il picco, la durata e il colore dell'emissione le rendono candele standardizzabili ([Phillips, 1993](#); [Riess et al., 1998](#); [Perlmutter et al., 1999](#), [Burns et al., 2018](#)). Per poter ricavare la distanza di luminosità d_L sono comunque necessari almeno due passaggi intermedi, le supernove rappresentano infatti soltanto l'ultimo gradino della cosiddetta *scala delle distanze*, che prevede:

1. La misura della distanza, mediante tecniche geometriche (e.g. parallassi, stelle binarie, masers), di un calibratore (e.g. cefeidi, *Red Giant Branch-Tip*);
2. L'osservazione di galassie ospitanti SNIa, sufficientemente vicine ($z \lesssim 0.01$) da poter utilizzare il calibratore per misurare la loro distanza;
3. L'osservazione di un grande numero di galassie ospitanti SNIa a redshift più elevati per ridurre il contributo delle velocità peculiari.

Per $z \ll 1$ il parametro di Hubble H_0 può essere determinato direttamente poiché l'Equazione 1.22 si riduce alla relazione di Hubble-Lemaître, $d_L(z) \approx c z / H_0$, che non dipende da altri parametri cosmologici. Questo metodo è stato seguito nel lavoro originale di [Hubble \(1929\)](#) e nelle più recenti determinazioni di H_0 (e.g. [Riess et al. 2019](#); [Freedman et al. 2019](#)).

A redshift maggiori è possibile porre vincoli ad altri parametri cosmologici, come nel caso dei lavori influenti di [Riess et al. \(1998\)](#) e [Perlmutter et al. \(1999\)](#). Il modulo di distanza atteso per una supernova a redshift z in un universo descritto dai parametri cosmologici $\mathbf{p} = (H_0, \Omega_{m,0}, \Omega_{\Lambda,0}, \dots)$ è definito come

$$\mu \equiv m - M = 5 \log \left(\frac{d_L(z, \mathbf{p})}{10 \text{ pc}} \right), \quad (1.26)$$

dove m e M sono rispettivamente la magnitudine apparente e assoluta delle supernove. Osservativamente μ può essere stimato parametrizzando la curva di luce di ogni supernova

$$\mu = m_B^* + \alpha s - \beta c - M_B + \Delta_{host}, \quad (1.27)$$

dove m_B^* è la magnitudine osservata del picco in banda B rest-frame, s e c sono rispettivamente la durata (o *stretch*) e il colore della supernova osservata e si assumono legati alla magnitudine assoluta attraverso i coefficienti α e β . M_B è la magnitudine assoluta in banda B di una supernova simulata avente $s = 0$ e $c = 0$. Infine, Δ_{host} rappresenta un fattore di correzione dovuto alla massa della galassia ospitante. A questo punto, confrontando [1.26](#) e [1.27](#) è possibile porre vincoli ai parametri cosmologici \mathbf{p} .

Gli errori sistematici sono solitamente inclusi come contributo ulteriore alla matrice di covarianza associata ai μ delle SNIa osservate. Il maggior contributo è dato dal processo di calibrazione fotometrica (e.g. [Conley et al., 2011](#)), sia delle singole supernove, sia dei diversi cataloghi che vengono tra loro uniti e contemporaneamente utilizzati. Altri effetti sistematici possono essere dovuti a: effetti di selezione, evoluzione in z , modellamento delle curve di luce, estinzione dovuta a polvere interstellare, velocità peculiari (importanti a bassi z) e incertezze nelle correlazioni con le galassie ospitanti.

La Figura [1.3](#) mostra lo stato dell'arte del metodo delle candele standard riportando i risultati ottenuti dal campione Pantheon ([Scolnic et al., 2018](#)) composto da 1048 SNIa. Gli autori trovano valori di $\Omega_{m,0} = 0.298 \pm 0.022$ e $\Omega_{\Lambda,0} = 0.702 \pm 0.022$ compatibili con il modello cosmologico standard. Assumendo un universo piatto ($\Omega_{m,0} + \Omega_{\Lambda,0} = 1$) e liberando il parametro w_{de} trovano un valore pari a $w_{de} = -1.090 \pm 0.220$ compatibile con la costante cosmologica ($w_{de} = -1$). Infine, combinando i loro risultati con i dati della CMB ([Planck Collaboration, 2016](#)) e delle oscillazioni acustiche barioniche (BAO) dalle survey SDSS e CMASS ([Ross et al. 2015](#), [Anderson et al. 2014](#)) ottengono

$$w_{de} = -1.026 \pm 0.041 \quad (1.28)$$

uno dei vincoli più stringenti sull'energia oscura, ancora una volta consistente con la co-

stante cosmologica. Questo miglioramento è reso possibile dal fatto che le degenerazioni tra i parametri $\Omega_{m,0}$ e w_{de} nel caso di CMB+BAO e SNIa sono quasi ortogonali.

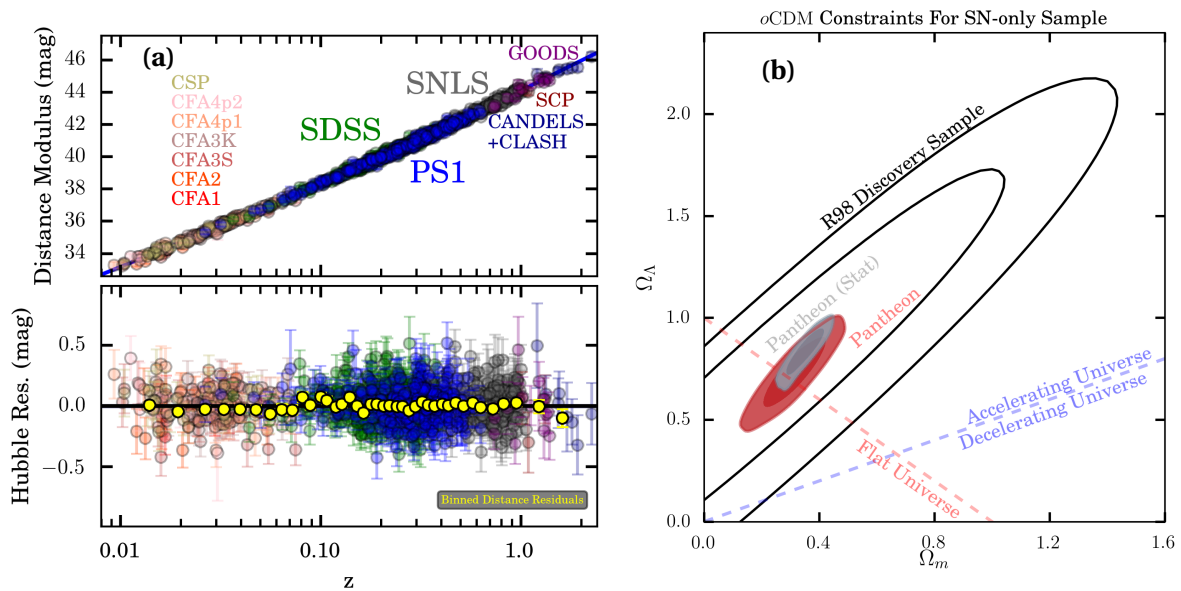


Figura 1.3 (a) Diagramma di Hubble compilato con i più recenti campioni di supernove fino a $z \sim 2.3$. Il pannello inferiore mostra i residui tra i dati osservativi colorati in base al campione e il modello Λ CDM di best-fit, i punti gialli rappresentano i dati binnati; (b) Contorni di confidenza al 68% e 95% ottenuti dai dati (a) considerando le incertezze sistematiche (rosso) e soltanto quelle statistiche (grigio). In nero sono riportati i risultati storici ottenuti dal campione di supernove di (Riess et al., 1998). Dalle linee tratteggiate si può notare chiaramente che i dati sono in accordo con un'espansione accelerata e consistenti con un universo piatto (da Scolnic et al., 2018).

Ci sono altri oggetti astrofisici che possono essere utilizzati come candele standard (ad esempio: supernove di tipo II, quasar, radiogalassie e Gamma Ray Bursts), tuttavia non sono ancora stati dettagliatamente analizzati o forniscono vincoli cosmologici meno competitivi.

1.2.2 Righelli standard (BAO)

Le recenti survey estese di galassie hanno fornito una sonda alternativa alle candele standard per misurare le distanze cosmologiche. Le oscillazioni acustiche barioniche (BAO), predette da Sunyaev & Zeldovich (1970) e Peebles & Yu (1970) e osservate per la prima volta da Eisenstein et al. (2005) nella survey SDSS sono oscillazioni nello spettro di potenza della materia riconducibili a oscillazioni nel plasma di barioni-fotoni nell'epoca antecedente il disaccoppiamento. Da un punto di vista osservativo questo fenomeno si traduce in un eccesso di probabilità di osservare galassie separate su scale pari all'orizzonte sonoro al

tempo del disaccoppiamento t_* , ossia (cfr. Eq. 1.20)

$$r_s = \int_0^{t_*} \frac{c_s(t) dt}{a(t)} = \int_{z_*}^{\infty} \frac{c_s(z) dz}{H(z)} \simeq 150 \text{ Mpc} \quad (1.29)$$

dove c_s è la velocità del suono e il valore riportato è una buona approssimazione del valore reale (Bassett & Hlozek, 2010). La lunghezza precisa di questo righello dipende dalla densità di barioni e dalla densità totale della materia: la prima modifica l'inerzia del plasma e quindi c_s , la seconda influenza l'espansione cosmica e quindi t_* e la scala fisica delle BAO a diversi redshift. I parametri utilizzati per calibrare r_d sono tipicamente derivati con un'alta precisione dalla morfologia dei picchi dello spettro di potenza CMB (§ 1.2.3).

In definitiva, l'orizzonte sonoro può essere usato come *righello standard* per determinare d_A (Eq. 1.23) e, allo stesso tempo, il parametro di Hubble $H(z)$ al variare del redshift. La prima è ottenuta misurando i *modi trasversi*, ossia la separazione angolare $\delta\theta_s = r_s/d_A(z)$. Il parametro $H(z)$ è ottenuto misurando i *modi radiali*, ossia le differenze in redshift cosmologici $\delta z_s = H(z)r_s/c$. Le prime survey avevano errori statistici molto elevati, pertanto era possibile soltanto stimare la distanza generalizzata $d_V(z) = [(1+z)^2 d_A(z) cz/H(z)]^{1/3}$ e la degenerazione tra $d_A(z)$ e $H(z)$ non permetteva di misurare il tasso di espansione dell'Universo, stimabile soltanto nelle survey più recenti (e.g. Fig. 1.4a).

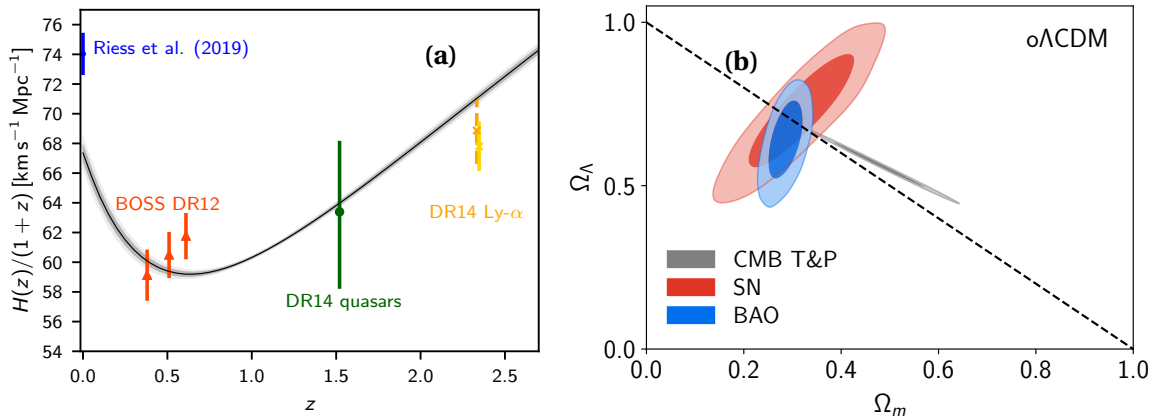


Figura 1.4 (a) Parametro di Hubble comoviente in funzione del redshift. In figura sono riportate tre misure svolte col metodo delle BAO tramite le galassie BOSS DR12 (rosso), i quasar BOSS DR14 (verde) e la foresta Ly α nei quasar BOSS DR14 (giallo) (Alam et al. 2017, Zarrouk et al. 2018, de Sainte Agathe et al. 2019). In blu è riportata la misura di H_0 di Riess et al. (2019). Le bande grigie mostrano gli intervalli di confidenza al 68% e al 95% estratti dalle osservazioni di Planck applicando il modello Λ CDM base (da Planck Collaboration, 2018); **(b)** Contorni di confidenza al 68% e al 95% nel diagramma $\Omega_{m,0} - \Omega_{\Lambda,0}$ ottenuti dall'analisi finale di eBOSS utilizzando le BAO (blu). Per confronto sono riportati in grigio i contorni ottenuti con Planck Collaboration (2018) (base) e in rosso quelli ottenuti con le SNIa dal campione Pantheon (Scolnic et al., 2018) (da eBOSS Collaboration, 2020).

Il vantaggio di questo metodo sta nella comprensione dettagliata della fisica delle oscillazioni acustiche e nella possibilità di utilizzare differenti traccianti oltre alle galassie, ad esempio: ammassi di galassie, AGN, foresta Ly α , vuoti cosmici (per una review si veda [Bassett & Hlozek 2010](#)). Ad oggi, è stato applicato osservando galassie fino a $z \sim 2.2$, e la foresta Ly- α negli spettri di quasar fino a $z \sim 3.5$.

1.2.3 Radiazione Cosmica di fondo (CMB)

Nell'Universo primordiale, la temperatura era sufficientemente elevata da garantire l'accoppiamento termico tra materia e radiazione attraverso processi di scattering. Atomi neutri di He e H si sono potuti formare solamente quando, a causa dell'espansione, la temperatura è diminuita a $T \sim 10^4$ K, favorendo il processo di *ricombinazione cosmologica* ($z \approx 1100$). In un plasma impoverito di elettroni, il processo di scattering è diventato inefficiente e i fotoni si sono disaccoppiati dalla materia ($z_{dec} \approx 1089$, Fig. 1.1). Dalla superficie di ultimo scattering, la radiazione cosmica di fondo ha potuto raggiungere (quasi) liberamente noi osservatori, offrendoci la possibilità di sondare l'Universo primordiale.

Lo spettro energetico della CMB è un corpo nero, la cui temperatura oggi è misurata con grande precisione $T_0 = 2.726 \pm 0.001$ K ([Fixsen, 2009](#)). Le deboli fluttuazioni ($\delta T/T \sim 10^{-5}$) osservate per la prima volta dal satellite COBE ([COBE collaboration, 1992](#)) indicano che l'Universo è *in buona approssimazione*, ma non *completamente* omogeneo. È in queste anisotropie che sono contenute le principali informazioni cosmologiche che riguardano il periodo inflazionario, la materia oscura, ma anche l'energia oscura.

Osservativamente si misura lo spettro di potenza angolare $\mathcal{C}(l)$ scomponendo la mappa del cielo in armoniche sferiche tramite i coefficienti complessi a_{lm}

$$\mathcal{C}(l) = \frac{1}{2l+1} \sum_{m=-l}^l |a_{lm}|^2, \quad (1.30)$$

ossia si quantifica la potenza delle fluttuazioni su una scala angolare $\approx \pi/l$ dove l è il momento di multipolo. In Figura 1.5 è riportato lo spettro di potenza misurato dal satellite Planck. Qualitativamente, la forma è governata da 8 effetti ([Lesgourgues et al., 2013](#)):

1. La posizione del primo picco dipende dalla scala angolare dell'orizzonte sonoro al disaccoppiamento $\theta_s = r_s(z_*)/\chi(z_*)$ (cfr. Eq. 1.20 e 1.29). La sua posizione è sensibile principalmente alla curvatura e la sua forma è fissata dalla densità dei barioni e dalla densità totale della materia. I dati osservativi indicano che l'Universo è in ottima approssimazione spazialmente piatto. Inoltre, il valore di $\chi(z_*)$ è influenzato

dall'energia oscura a $z \lesssim 1$, da qui deriva la possibilità di vincolare l'energia oscura attraverso la CMB.

2. Il contrasto tra i picchi pari e dispari dipende da Ω_b/Ω_γ e quindi traccia Ω_b , dal momento che Ω_γ viene fissato dalla temperatura della CMB;
3. L'altezza di tutti i picchi è controllata dall'espansione avvenuta tra l'equivalenza materia-radiazione e il disaccoppiamento e dipende primariamente da Ω_m (e quindi da Ω_c una volta che Ω_b è conosciuto);
4. Le anisotropie a grandi l (piccole scale) sono smorzate a causa di effetti di diffusione, che determina un'ulteriore dipendenza da Ω_b e Ω_m ;
5. L'ampiezza globale è proporzionale quella primordiale A_s ;
6. L'inclinazione globale è proporzionale quella primordiale n_s ;
7. L'inclinazione a bassi l (grandi scale) dipende anche dall'effetto di redshift gravitazionale tra la CMB e noi osservatori (effetto Sachs–Wolfe integrato) che è legato alla storia di espansione e quindi alla densità di energia oscura e h ;
8. L'ampiezza globale a $l \ll 40$ e $l > 40$ dipende da $\tau(z_{reion})$.

Nella Tabella 1.1 sono riportati i vincoli ai sei parametri del modello Λ CDM base ottenuti da [Planck Collaboration \(2018\)](#). È necessario sottolineare che la CMB può essere misurata in modo estremamente preciso e, anche se non può fornire vincoli indipendenti alla storia di espansione dell'universo (per questo motivo w_{de} viene fissato a -1 nel modello base), le degenerazioni che si trovano tra i parametri sono spesso ortogonali a quelle di altre sonde. Per questo motivo, in combinazione con misure indipendenti, è possibile porre vincoli molto stretti ai parametri dell'energia oscura (si veda l'Eq. 1.28).

Tabella 1.1 Vincoli ai parametri cosmologici per una cosmologia Λ CDM base (§ 1.1.3). La prima colonna riporta i valori delle misure di Planck (considerando CMB e lensing), nella seconda vengono combinate le misure delle BAO. (adattata da [Planck Collaboration, 2018](#)).

Parametro	Planck TT+TE+EE+lowE+lensing	+BAO
$\Omega_{b,0}h^2$	0.02237 ± 0.00015	0.02242 ± 0.00014
$\Omega_{c,0}h^2$	0.1200 ± 0.0012	0.1193 ± 0.0009
$100\theta_s$	1.0409 ± 0.0003	1.0410 ± 0.0003
n_s	0.965 ± 0.004	0.966 ± 0.004
τ	0.054 ± 0.007	0.056 ± 0.007
$\ln(10^{10}A_s)$	3.044 ± 0.014	3.047 ± 0.014

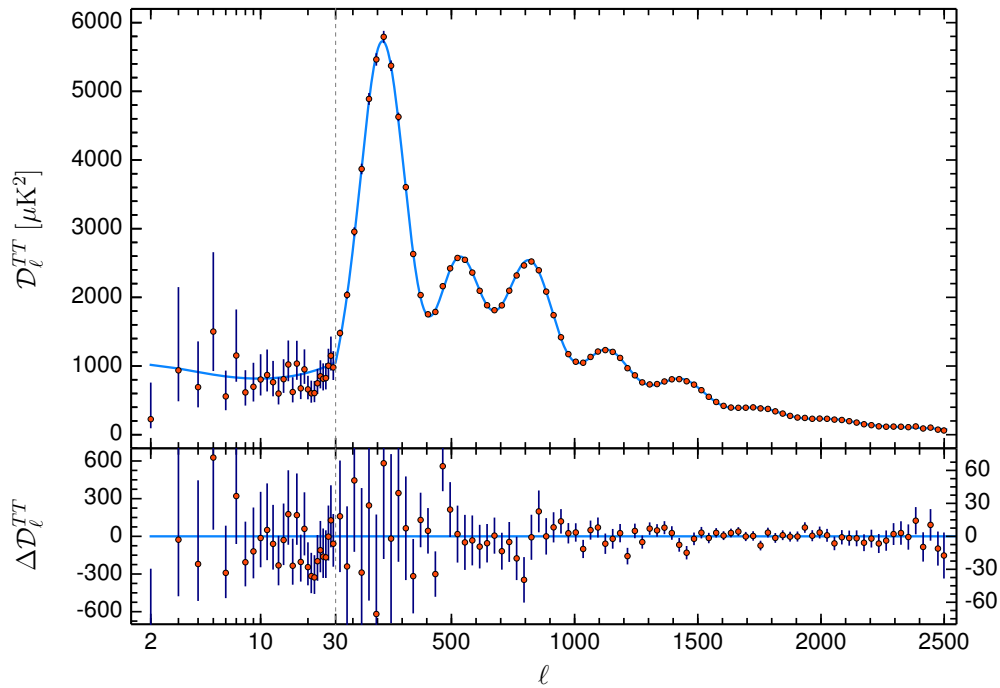


Figura 1.5 Spettro di potenza della CMB osservato dal satellite Planck (punti e barre d'errore $\pm 1\sigma$) confrontato con il modello Λ CDM (linea blu) e relativi residui (pannello inferiore). Nota: $\mathcal{D}_l^{TT} \equiv l(l+1) \mathcal{C}(l)/(2\pi)$. (da [Planck Collaboration, 2018](#)).

1.2.4 Sirene standard (GW)

La prima rivelazione diretta delle onde gravitazionali ([Abbott et al., 2016](#)), resa possibile dai miglioramenti tecnologici degli strumenti Advanced LIGO e Advanced Virgo, ha segnato un punto di svolta nell'astrofisica moderna. Lo stesso è accaduto anche in seguito alla prima rivelazione di controparti elettromagnetiche ([Abbott et al., 2017](#))⁽³⁾.

Le onde gravitazionali possono essere emesse da sistemi binari compatti (e.g. una coppia di buchi neri (BBH), una coppia di stelle di neutroni (BNS), una stella di neutroni e un buco nero (NS-BH)) che, in orbita quasi-sferica, perdono energia orbitale. In questo modo, la loro separazione diminuisce fino al momento della loro coalescenza. La fase iniziale, detta di *inspiral*, è ben modellabile attraverso il formalismo post-newtoniano e rende possibile l'utilizzo di tali sorgenti come *sirene standard* ([Schutz, 1986](#); [Holz & Hughes, 2005](#)). La

⁽³⁾Si fa riferimento all'evento GW170817, durato ~ 100 s e seguito, dopo 1.7 s, da uno short gamma-ray burst (GRB 170817A) osservato con i satelliti Fermi e INTEGRAL. Dopo 11 ore, è stato trovato il segnale UV/optico/IR interpretabile come emissione di kilonova ([Pian et al., 2017](#)) proveniente dalla galassia NGC 4993 ($d = 41 \pm 3$ Mpc). Rispettivamente dopo 9 e 16 giorni è stata rivelata nella stessa regione un'emissione X ([Troja et al., 2017](#)) e radio ([Hallinan et al., 2017](#)) ascrivibili all'afterglow del GRB, così come confermato anche dall'osservazione VLBI avvenuta 207 giorni dall'evento ([Ghirlanda et al., 2019](#)).

radiazione gravitazionale ricevuta da un rivelatore nelle due polarizzazioni $+$ e \times ha la seguente forma (Holz & Hughes, 2005)

$$h_{+, \times} \propto \frac{\mathcal{M}_z^{5/3} f^{2/3}}{d_L} F_{+, \times}(\text{angoli}) \cos \Phi(t), \quad (1.31)$$

dove

$$\mathcal{M}_z = (1+z)\mathcal{M}_c = (1+z) \frac{(m_1 m_2)^{3/5}}{(m_1 + m_2)^{1/5}}. \quad (1.32)$$

Il parametro \mathcal{M}_c , che combina le masse dei due corpi $m_{1,2}$, è detto *massa di chirp* e può essere determinato misurando contemporaneamente la frequenza f del segnale e la sua derivata \dot{f} (e.g. Abbott et al., 2016). La funzione $F_{+, \times}(\text{angoli})$ dipende da come è orientato il sistema binario rispetto al rivelatore, mentre la fase $\Phi(t)$ è un parametro intrinseco del sistema binario. Diversamente da quanto accade per i segnali elettromagnetici, i rivelatori di onde gravitazionali sono direttamente sensibili all'ampiezza dell'onda, che diminuisce come $1/d_L$ (Eq. 1.31) e sono pertanto più sensibili a sorgenti distanti. Utilizzando molteplici rivelatori è possibile determinare simultaneamente i parametri della sorgente e quindi stimare direttamente la distanza di luminosità d_L senza bisogno di altri calibratori, che sono invece richiesti per le candele standard (§ 1.2.1).

La stima dei parametri cosmologici richiede anche la misura del redshift, che è degenerare con la massa della sorgente e pertanto deve essere determinato in modo alternativo. Il caso più semplice, quello delle *sirene luminose*, consiste nel trovare una controparte elettromagnetica e stimare da questa, o dalla galassia ospitante, il redshift. La prima (e al momento unica) sirena luminosa è GW170817, identificata nella galassia NGC4993 che si trova a redshift $z = 0.008_{-0.003}^{+0.002}$. Questo evento ha reso possibile la stima di H_0 (Abbott et al., 2017): $H_0 = 70.0_{-8.0}^{+12.0} \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ (Fig. 1.6).

Nel caso in cui non venga osservata alcuna controparte è comunque possibile porre vincoli ai parametri cosmologici utilizzando il metodo delle sirene non luminose (*dark sirens*). Qualitativamente si assume che le onde gravitazionali e le galassie siano validi traccianti della densità di materia e siano quindi spazialmente correlati. A questo punto i cataloghi estesi di galassie forniscono un'informazione a priori (idealmente tante funzioni delta) sulla possibile localizzazione della sorgente di onde gravitazionali nello spazio (RA , DEC , z). Questo metodo richiede almeno un ordine di grandezza di eventi in più per poter vincolare i parametri cosmologici con la stessa accuratezza delle sirene luminose (Gray et al., 2020) e ciò si evince anche dalla Figura 1.6, in cui sono riportati i risultati ottenuti da Soares-Santos et al. (2019) con l'evento GW170817. Rimane comunque molto promettente, poiché attualmente,

la maggior parte di eventi osservati è prodotta da buchi neri in sistema binari⁽⁴⁾ dai quali non è attesa un'emissione elettromagnetica.

Le sirene standard sono una sonda molto promettente con lo sviluppo dei rivelatori di onde gravitazionali di terza generazione (come l'Einstein Telescope e la missione LISA). Essi saranno sensibili a sorgenti più distanti e potranno aiutare a porre vincoli alla storia di espansione dell'Universo a redshift maggiori, anche senza l'identificazione di controparti elettromagnetiche (per una review dettagliata si può fare riferimento a [Ezquiaga & Zumalacárregui 2018](#)).

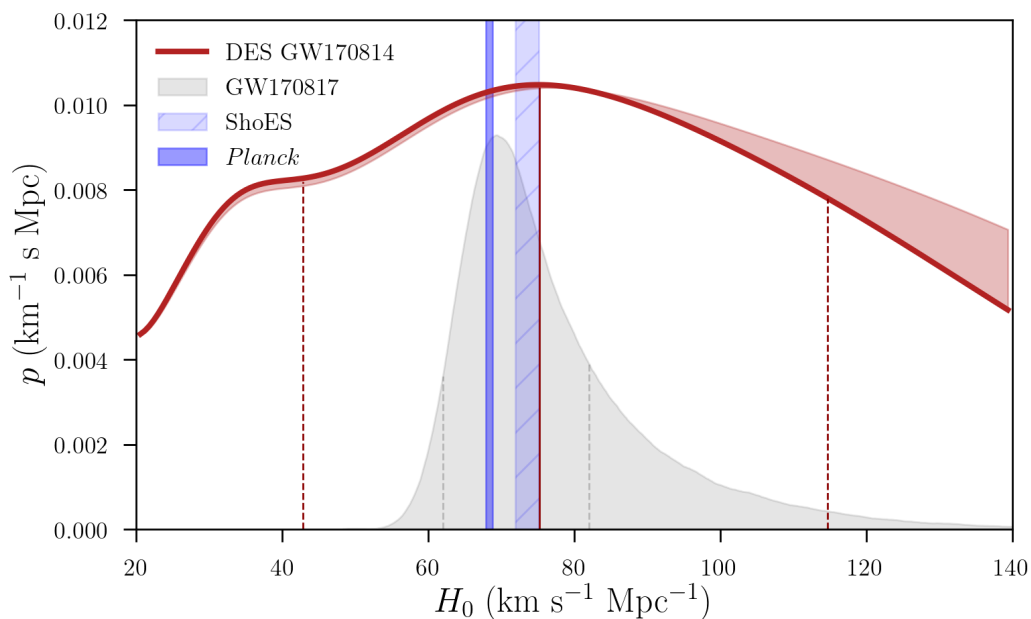


Figura 1.6 Distribuzione a posteriori di H_0 ottenuta tramite il metodo delle sirene luminose (grigio): $H_0 = 70.0^{+12.0}_{-8.0}$ km s⁻¹ Mpc⁻¹ ([Abbott et al., 2017](#)); e non luminose (rosso): $H_0 = 75^{+40}_{-32}$ km s⁻¹ Mpc⁻¹ ([Soares-Santos et al., 2019](#)). L'area rosso chiaro rappresenta la distribuzione a posteriori calcolata considerando diversi volumi di localizzazione della sorgente (si veda l'articolo citato per ulteriori dettagli). Le righe tratteggiate rappresentano i contorni di confidenza al 68%. Infine, le bande blu individuano le misure di H_0 derivate dalla CMB ([Planck Collaboration, 2016](#)) e misurate con le SNIa ([Riess et al., 2016](#)) (immagine da: [Soares-Santos et al., 2019](#)).

⁽⁴⁾<https://www.gw-openscience.org/eventapi/> (ultimo accesso: 15/09/2020)

1.3 I cronometri cosmici (CC)

La storia di espansione dell'Universo può essere misurata direttamente avendo a disposizione *orologi standard* (o *cronometri cosmici*) in grado di tracciare l'evoluzione differenziale dell'età dell'Universo in funzione del redshift (cfr. Eq. 1.5):

$$H(z) = -\frac{1}{(1+z)} \frac{dz}{dt}. \quad (1.33)$$

Richiesta fondamentale è che la popolazione di oggetti sia omogenea, in altre parole devono essere coevi e la loro evoluzione deve essere stata uniforme, in modo tale da rimanere sincronizzati con l'evoluzione dell'Universo. Questo metodo fu inizialmente proposto da [Jimenez & Loeb \(2002\)](#), che individuarono come traccianti ottimali le galassie in evoluzione passiva, ovvero galassie in cui vi è una formazione stellare esigua o assente.

Ci sono ad oggi numerose evidenze dell'esistenza di una popolazione omogenea di galassie, che hanno assemblato la loro massa ad alti redshift ($z > 2 - 3$) in tempi relativamente brevi ($\lesssim 0.3$ Gyr) e in seguito hanno sperimentato soltanto episodi minori di formazione stellare; di conseguenza costituiscono la più vecchia popolazione di galassie ad ogni redshift ([Cimatti et al. 2004](#), [Treu et al. 2005](#), [Renzini 2006](#), [Thomas et al. 2010](#), [Pozzetti et al. 2010](#), [Choi et al. 2014](#), [Onodera et al. 2015](#), [Belli et al. 2019](#)) e si può assumere che la loro età differenziale tracci direttamente dt . Il contesto in cui questo si verifica, detto del *downsizing*, verrà presentato in dettaglio nella sezione (§ 2.5).

La derivata dz/dt può essere approssimata dal rapporto $\Delta z/\Delta t$, dove Δt è l'età differenziale di due galassie formatesi allo stesso tempo cosmico e separate da un piccolo intervallo in redshift Δz . Questo metodo ha tre vantaggi principali:

- ★ Misura diretta di $H(z)$. A differenza di altre sonde, come candele e rigelli standard, sensibili a una misura integrata (cfr. Eq. 1.20), i cronometri cosmici forniscono una misura diretta di $H(z)$;
- ★ Approccio differenziale. Una sottostima (o sovrastima) sistematica delle età delle galassie non modifica il risultato finale, in quanto non altera l'età differenziale dt . Questo è molto importante alla luce delle possibili sistematiche presenti nei diversi modelli di popolazioni stellari. Inoltre, lo stesso ragionamento si applica alle modifiche sistematiche dovute all'evoluzione integrale delle galassie: quella che fa fede è l'evoluzione che avviene in dz ;
- ★ Indipendente dalla cosmologia. Le misure di $H(z)$ possono quindi essere utilizzate per testare modelli cosmologici in una maniera indipendente.

1.3.1 Metodi di misura delle età differenziali

Le survey spettroscopiche di galassie consentono di ottenere misure di redshift molto accurate ($\sigma_z \lesssim 0.001$), la sfida maggiore è ottenere misure robuste di Δt . Tuttavia, occorre sottolineare che le survey attuali non sono ottimizzate per lo studio di galassie in evoluzione passiva e, in particolare, non sono ottimizzate per ottenere dati dai quali sia possibile estrarre in modo accurato i parametri della popolazione stellare di ogni galassia.

Nei primi lavori si è fatto uso di modelli di popolazioni stellari (§ 2.4) per determinare le età (assolute) di galassie selezionate rosse e aventi spettri osservati di buona qualità (e.g. Jimenez et al. 2003, Simon et al. 2005, Stern et al. 2010). Gli stessi modelli sono stati utilizzati per escludere dall'analisi successiva le galassie non passive: ad esempio ponendo un limite al χ_r^2 di best-fit tra lo spettro osservato e uno spettro teorico di popolazione stellare passiva. In base a come è stata svolta la selezione iniziale possono essere intraprese due strade.

1. *Upper (oldest) envelope*: si parla di “envelope” quando nel piano età-redshift le galassie sono molto disperse, ma allo stesso tempo è possibile delineare un limite superiore nella loro distribuzione (si veda la Fig. 1.7a). La sua forma è dovuta al fatto che le galassie sono più vecchie a bassi redshift e assumendo che la popolazione di galassie sia omogenea, queste possono essere usate come cronometri cosmici. Il metodo può essere applicato suddividendo le galassie in intervalli di redshift e misurando, per ognuno di questi, il valore di età sotto al quale ricade una data percentuale di esse (e.g. 95° percentile). Questi punti nel piano età-redshift possono essere ora utilizzati per misurare $H(z)$.
2. Misura diretta: un'accurata selezione di cronometri cosmici mette in luce a priori una chiara relazione nel piano età-redshift (Fig. 1.7b). Si può quindi procedere con la suddivisione delle galassie in intervalli di redshift Δz_i , il calcolo dell'età media o mediana in ogni intervallo e la derivazione di $H(z)$. La larghezza di Δz_i deve essere ridotta per evitare di raggruppare galassie evolute in età, ma sufficientemente grande per essere statisticamente rappresentativo.

Un approccio differente è stato introdotto da Moresco et al. (2011), che hanno proposto di utilizzare una caratteristica spettrale comune nelle galassie *early-type*, la discontinuità a 4000 Å (D_n4000 , § 2.3.1), come tracciante dell'età delle galassie. Assumendo una relazione lineare del tipo $D_n4000(Z, \dots) \propto A(Z, \dots) \cdot t_{Age}$, dove il coefficiente A modella gli effetti dovuti alle variazioni dei parametri della popolazione stellare (ad esempio la metallicità Z), l'Equazione (1.33) diventa

$$H(z) = -A(Z, \dots) \frac{1}{1+z} \frac{dz}{dD_n4000}. \quad (1.34)$$

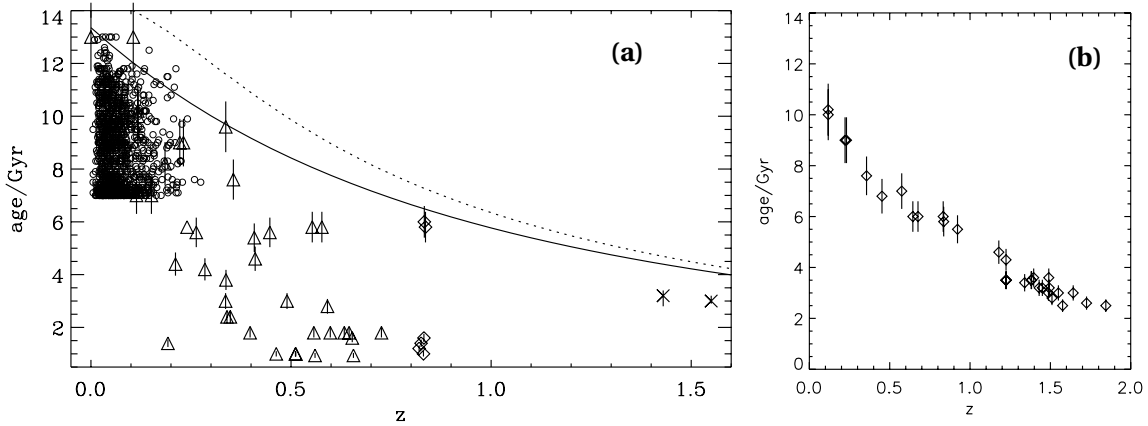


Figura 1.7 Relazioni età-redshift ottenute con modelli di sintesi di popolazioni stellari in due lavori storici: **(a)** Jimenez et al. (2003). I simboli identificano galassie ottenute da diversi campioni (si veda l'articolo citato), la riga continua identifica la relazione attesa per un universo Λ CDM, mentre quella tratteggiata è riferita a un modello sfavorito dai dati in cui w_{de} cresce linearmente da $w_{de}(z=1) = -2$ a $w_{de}(z=0) = 0$. $H(z)$ è stimato usando il metodo dell'*upper envelope*; **(b)** Simon et al. (2005). I diamanti rappresentano le 32 galassie analizzate dagli autori. In questo caso non si rende necessario il metodo dell'*upper envelope*.

Per stimare $H(z)$ è quindi necessario:

1. Misurare la relazione D_n4000 - z mediana (o media) dai dati osservativi e stimare la quantità dz/dD_n4000 ;
2. Calibrare la relazione D_n4000 - t_{Age} attraverso modelli di popolazioni stellari per quantificare il coefficiente A ;
3. Derivare $H(z)$ e studiare le sistematiche, ad esempio variando i vari parametri dei modelli.

Questo metodo offre diversi vantaggi rispetto alla derivazione delle età assolute tramite modelli di popolazioni stellari: la misura di $H(z)$ è legata direttamente a un osservabile (dz/dD_n4000) e l'effetto dei modelli può essere analizzato separatamente; dipende dalla pendenza $A(Z, \dots)$ della relazione età-redshift, ma non dalla normalizzazione e la misura del D_n4000 è poco sensibile alla storia di formazione stellare (Moresco et al., 2011) e alla presenza di polvere interstellare (Balogh et al., 1999). Tra gli svantaggi principali vi è il fatto che occorre una misura, o una stima della metallicità, che può essere complessa da ottenere osservativamente, poiché richiede spettri di alta qualità e risoluzione.

Nel presente lavoro sarà esplorato un metodo alternativo, basato sullo studio di alcune righe di assorbimento caratteristiche degli spettri delle galassie *early-type*. In particolare, si utilizzeranno gli indici di Lick, che godono di un'estensiva letteratura, ma non sono ancora

stati utilizzati per vincolare i parametri cosmologici attraverso il metodo dei cronometri cosmici. Utilizzando modelli che forniscono i valori di tali indici al variare di età, metallicità e abbondanze, è possibile ottenere delle stime di età robuste, riducendo il possibile bias introdotto dagli altri due parametri. L'evoluzione naturale di questo metodo, che consente l'utilizzo dell'intera informazione spettrale, ossia il *full spectral fitting*, non gode ancora della stessa maturità. Ulteriori dettagli saranno illustrati in una sezione dedicata (§ 2.3).

1.3.2 Possibili sistematiche

Il cuore del metodo dei cronometri cosmici è la necessità di analizzare la stessa popolazione di galassie in funzione del redshift in modo tale da confrontare omogeneamente le loro età e utilizzarle come validi traccianti dell'età dell'Universo. In seguito, si riportano alcuni effetti che potrebbero invalidare questa assunzione e, come tali, devono essere tenuti sotto controllo.

Formazione stellare residua Al termine del processo di selezione di cronometri cosmici il campione può comunque risultare contaminato dalla presenza di galassie con formazione stellare residua, o che hanno sperimentato un burst recente di formazione stellare. Anche se la popolazione giovane non è dominante in termini di massa, può significativamente alterare l'emissione globale della galassia, compromettendo la possibilità di modellarne accuratamente l'età e/o, introducendo un bias nelle misure della variazione differenziale dD_{n4000} .

[Moresco et al. \(2018\)](#) hanno presentato diversi criteri di selezione per minimizzare questo effetto. La procedura proposta dagli autori consiste in un'iniziale selezione fotometrica e successivi tagli basati su caratteristiche spettrali che tracciano diverse fasi di evoluzione stellare in atto o recente. Per verificare l'impatto di una possibile contaminazione, gli autori hanno trovato che nei campioni utilizzati in lavori precedenti ([Moresco et al. 2012b](#), [2016a](#)) la contaminazione è consistente con zero e al più produrrebbe un bias del 0.4 – 1% (a 1σ) nella misura di $H(z)$, inferiore agli attuali errori statistici ($\sim 5 - 10\%$). È inoltre fornito un metodo per propagare nell'*error budget* totale una possibile contaminazione da parte di una sottopopolazione giovane, in modo tale da poterne tenere conto nella matrice di covarianza totale.

Modello di popolazione stellare La scelta del modello può affliggere in modo significativo le misure di $H(z)$. Questo effetto è stato estensivamente esplorato nel recente lavoro di [Moresco et al. \(2020\)](#), che hanno calcolato il contributo alla matrice di covarianza degli errori sistematici prodotto da diversi parametri di diversi modelli di popolazioni

stellari (§ 2.4.1). Il contributo totale è dominato proprio dalla scelta del modello utilizzato, che può introdurre errori sistematici anche del $\sim 5 - 9\%$. Inoltre, un errore nella determinazione della metallicità del $\sim 5\%$ si traduce in un errore sistematico pari al $\sim 4\%$ nella stima di $H(z)$. Questi contributi possono essere ridotti avendo a disposizione spettri di qualità e con il futuro miglioramento dei modelli di popolazioni stellari.

Progenitor bias Questo effetto, per la prima volta introdotto da [Franx & van Dokkum \(1996\)](#) e [van Dokkum et al. \(2000\)](#), si verifica quando i progenitori delle galassie *early-type* più giovani non sono presenti nei cataloghi a redshift più elevato a causa di limiti osservativi, determinando un appiattimento della relazione età-redshift. Questo problema è tanto più importante quanto più è bassa la massa delle galassie analizzate e quanto più è esteso l'intervallo di redshift analizzato. Le stime ottenute con il metodo dell'*upper envelope* non sono affette dal *progenitor bias* per definizione, dal momento che viene individuata uniformemente la popolazione di galassie più vecchie ad ogni redshift. [Moresco et al. \(2012b\)](#) hanno studiato l'impatto del *progenitor bias* nel loro lavoro basato sul metodo del D_n4000 e hanno stimato che è comunque trascurabile, poiché risulta essere inferiore all'errore statistico, $\sigma_{prog} \lesssim 0.6 \sigma_{stat}$, e contribuirebbe al più a un'incertezza dell'1% su $H(z)$. Questo si riflette in un errore del $\lesssim 2\%$ sulle misure di $\Omega_{m,0}$ e $\Omega_{de,0}$ e $\lesssim 10\%$ su w_0 utilizzando i modelli cosmologici più diffusi ([Moresco et al., 2012a](#)).

1.3.3 Risultati

Diversi lavori hanno utilizzato i cronometri cosmici per: ottenere vincoli competitivi ai modelli cosmologici ([Moresco et al. 2012b](#), [Seikel et al. 2012](#), [Sapone et al. 2014](#), [Nunes et al. 2016](#), [Moresco & Marulli 2017](#)); esplorare una possibile evoluzione temporale di w_{de} ([Moresco et al. 2016b](#), [Zhao et al. 2017](#), [Yang et al. 2018](#)); e ottenere una misura indipendente di H_0 per fare luce sul problema della tensione di Hubble ([Verde et al. 2014](#), [Gómez-Valent & Amendola 2018](#), [Haridasu et al. 2018](#), [Jimenez et al. 2019](#)).

La Figura 1.8 mostra lo stato dell'arte delle misure di $H(z)$. Le prime risalgono a [Simon et al. \(2005\)](#), che hanno derivato le età assolute di 32 galassie a redshift $0.1 < z < 1.8$ (Fig. 1.7b) e hanno calcolato direttamente $H(z)$ per porre vincoli sulla natura dell'energia oscura: forma del potenziale ed equazione di stato. Successivamente, lo stesso gruppo ha combinato diversi set con nuove osservazioni svolte con il telescopio Keck in 24 ammassi di galassie e, con la tecnica dell'*upper envelope*, ha misurato due nuovi punti della relazione $H(z)$ ([Stern et al., 2010](#)).

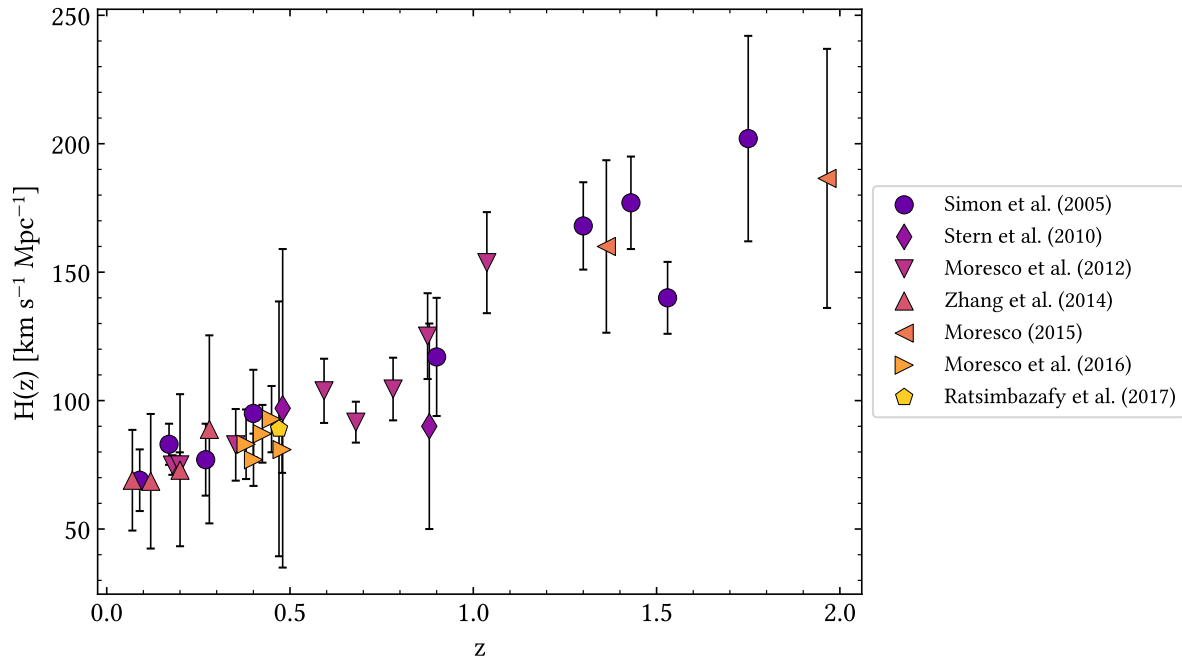


Figura 1.8 Stato dell'arte delle misure di $H(z)$ ottenute col metodo dei cronometri cosmici.

Moresco et al. (2012b) riportano una trattazione estesa sul metodo dei cronometri cosmici e sui possibili bias. Gli autori analizzano la relazione D_n4000 -redshift mediana misurata da ~ 11000 galassie *early-type* a $0.5 < z < 1.1$ e forniscono una stima degli errori statistici e sistemati associati ad $H(z)$. Analizzando diversi regimi di massa (comunque maggiori di $\gtrsim 10^{10.6} M_\odot$), osservano che i valori di $H(z)$ ottenuti sono compatibili. Questo conferma che, oltre una data soglia in massa, l'approccio non è dipendente dal sotto-campione di massa scelto. Gli 8 punti aggiunti sul diagramma hanno incertezze totali $\lesssim 10\%$, in particolare per i primi due punti l'incertezza totale è confrontabile con quella delle misure di H_0 ottenute all'epoca con le supernove ($\lesssim 6\%$). Un ulteriore punto di novità è dato dal fatto che, utilizzando due modelli differenti (BC03 e MS11), gli autori trovano risultati compatibili. Infine, con l'analisi delle misure di $H(z)$ disponibili, gli autori hanno trovato una forte evidenza (6σ) di un'espansione accelerata nell'Universo tardo.

Zhang et al. (2014) analizzano gli spettri di galassie passive adottando il metodo del *full spectral fitting* e ottengono 4 punti a redshift $0 < z < 0.4$.

Moresco (2015) presenta due misure, tra cui quella a redshift più elevato, $z \sim 2$, sino a oggi ottenuta.

Moresco et al. (2016a) ottengono una statistica di galassie passive molto elevata, ~ 130000 galassie dalla survey BOSS a redshift $0.3 < z < 0.5$, grazie alla quale sono state ottenute 5 misure con un'accuratezza del 6%. Anche in questo caso è stato utilizzato il metodo del

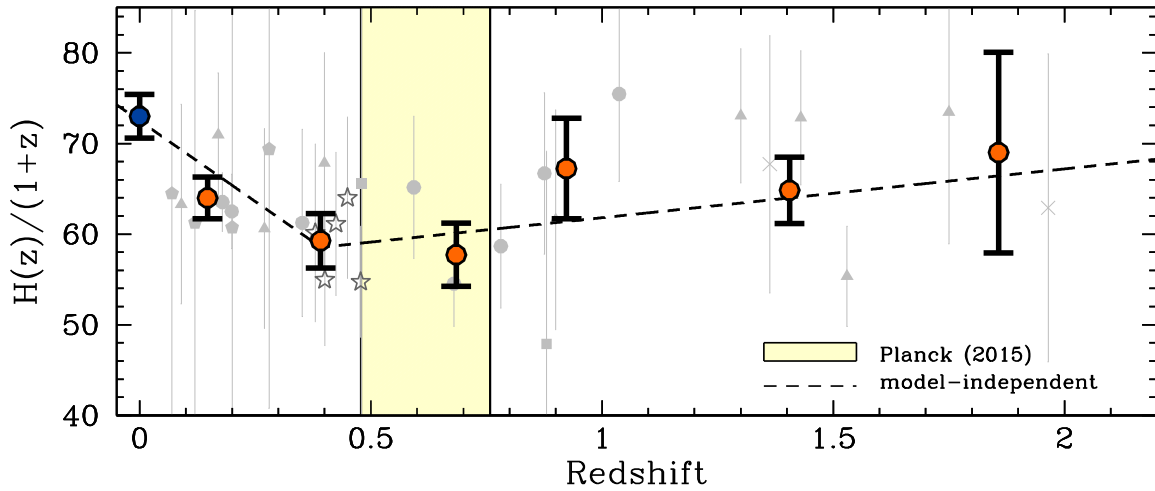


Figura 1.9 Vincoli al redshift di transizione z_t ottenuti tramite i cronometri cosmici senza assumere un modello cosmologico. I punti grigi rappresentano misure di $H(z)$ dalla letteratura e la linea tratteggiata è la funzione lineare spezzata utilizzata per ottenere il valore di best-fit di $z_t = 0.4 \pm 0.1$ (1σ). Il redshift di transizione si può individuare nel punto in cui la relazione cambia pendenza. I punti arancioni rappresentano le misure binnate a scopi illustrativi, mentre il punto blu è la misura di $H_0 = 73 \pm 2.4$ km/s/Mpc assunta nell'analisi, derivante da osservazioni dirette tramite le SNIa (da Moresco et al., 2016a).

D_n4000 . Questi nuovi dati hanno consentito una stima indipendente da modelli cosmologici del redshift di transizione z_t , che corrisponde all'epoca in cui l'universo è passato da un'espansione decelerata a un'espansione accelerata (dominato dall'energia oscura, cfr. Fig. 1.1). Quest'epoca può essere visualizzata dalla Fig. 1.9. In base a questa analisi indipendente, $z_t = 0.4 \pm 0.1$ (1σ).

Ratsimbazafy et al. (2017) presentano le più recenti misure di $H(z)$ utilizzando il metodo del *full spectral fitting* su 16 galassie passive osservate col telescopio SALT a redshift $0.40 \lesssim z \lesssim 0.55$.

Nell'era della cosmologia di precisione, in cui l'*error budget* delle misure cosmologiche è dominato dagli effetti sistematici, il metodo dei cronometri cosmici ha un potenziale molto elevato per vincolare la storia di espansione dell'Universo, soprattutto alla luce delle future survey spettroscopiche come Euclid (Laureijs et al., 2011) e RST (*Roman Space Telescope*; Spergel et al. 2015). Il contributo del presente lavoro si inserisce nello studio delle sistematiche e nella derivazione di una nuova misura di $H(z)$ tramite un approccio non ancora esplorato in questo contesto, ossia la derivazione delle età delle popolazioni stellari tramite gli indici spettrali.

Tabella 1.2 Principali vantaggi e svantaggi delle sonde in grado di misurare la storia di espansione dell'Universo presentate in questo capitolo (adattata da [Huterer & Shafer, 2018](#)).

Sonda	Vantaggi	Svantaggi
SN Ia	Ampiamente studiata	Calibrazione, possibile evoluzione in z , possibili effetti di selezione
BAO	Bassi errori sistematici, fisica ben compresa misura diretta di $H(z)$	Richiede un'alta statistica di oggetti con z spettroscopici misurati
CMB	Alte precisioni raggiungibili, può rompere degenerazioni, ampiamente studiata	Sonda una singola epoca ($z \approx 1100$)
GW	Vincola d_L senza bisogno di calibratori, misura diretta di $H(z)$ nei prossimi anni	Richiede l'osservazione di una controparte per la misura di z o un'alta statistica di eventi
CC	Misura diretta di $H(z)$, approccio differenziale	Richiede campioni di galassie passive non contaminati, numerose sistematiche da tenere sotto controllo

Capitolo 2

Galassie *early-type* in evoluzione passiva

È trascorso quasi un secolo da quando Edwin Hubble formulò i fondamenti della classificazione delle “nebulose extragalattiche”. A partire dal 1926, egli svolse uno studio sistematico della loro morfologia e propose una classificazione basata sulla complessità della loro struttura (Hubble, 1936): ellittiche e lenticolari (*early-type*), spirali e irregolari (*late-type*). Nel tempo è stato osservato che questa suddivisione può essere estesa anche a importanti proprietà fisiche come il colore (Fig. 2.1) e la formazione stellare (Fig. 2.2).

Complessivamente, le *early-type* hanno una massa maggiore e, a fissata massa, sono più rosse, contengono una popolazione stellare più vecchia e mostrano una minor formazione stellare (Strateva et al. 2001, Kauffmann et al. 2003, Baldry et al. 2004, Brinchmann et al. 2004). In base a queste caratteristiche, in letteratura si trovano numerose classificazioni: *red*, *red and dead*, *quiescenti* e *passive*. In particolare, con il termine *passive* ci si riferisce a quelle galassie in cui la formazione stellare è considerabile come conclusa, o, al più, è trascurabile. Al netto di quanto appena discusso, diversi studi hanno dimostrato che le suddette proprietà (morfologia, colore, età e formazione stellare) non si sovrappongono perfettamente. Pertanto, selezionare galassie ellittiche non equivale a selezionare galassie rosse, che a sua volta non equivale a selezionare galassie passive (e.g. Moresco et al. 2013). In questo capitolo verranno introdotte le proprietà delle galassie *early-type*, che, nell’Universo locale, sono la popolazione di oggetti che più si avvicina alla definizione di *passivi*. In seguito, verranno introdotti i principali metodi di selezione, con un approfondimento dedicato ai criteri adottati nel presente lavoro. Questo consentirà di introdurre le più importanti quantità osservative, arrivando agli indici di assorbimento spettrali, ai quali è dedicata la terza sezione. Successivamente, verranno presentati i modelli di popolazioni stellari, che giocano un ruolo fondamentale nello studio delle popolazioni di galassie distanti. Infine, ricollegandosi ai modelli cosmologici, verrà presentato lo scenario di formazione di tali galassie che sta emergendo da numerosi riscontri osservativi.

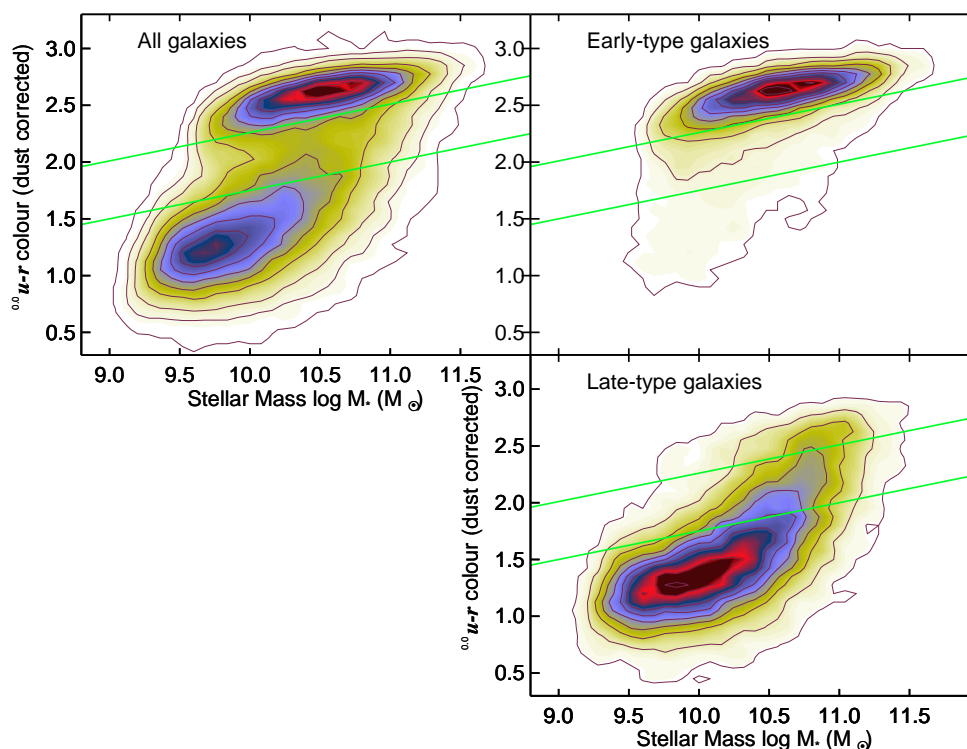


Figura 2.1 Diagramma colore ($u-r$) - massa stellare (M_*). Il pannello in alto a sinistra mostra l'intera popolazione di galassie. Il pannello in alto a destra mostra la popolazione di galassie *early-type*, che tracciano la cosiddetta *red sequence*. Il pannello in basso a destra mostra la popolazione delle *late-type*, che formano la *blue cloud*. Le linee verdi individuano la regione della cosiddetta *green valley*, nella quale si possono trovare galassie di tipologia intermedia (da Schawinski et al., 2014)

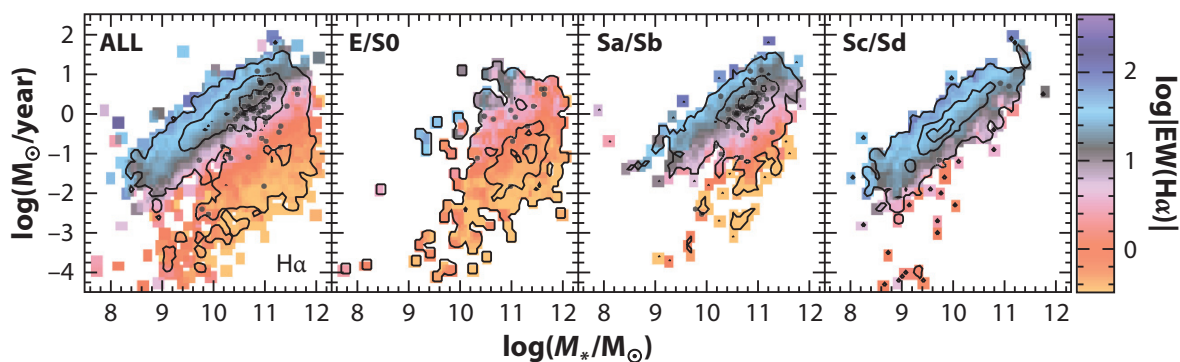


Figura 2.2 Tasso di formazione stellare (SFR, in masse solari all'anno) in funzione della massa stellare delle galassie M_* (pannello di sinistra) con i contributi separati in base alla morfologia da *early-type* a *late-type* (tre pannelli successivi). Le *late-type* tracciano una relazione SFR- M_* ben definita, anche nota come *sequenza principale* di formazione stellare. La densità delle galassie è rappresentata dai contorni neri (95%, 50%, 10%) e i dati sono colorati in base alla larghezza equivalente della riga $H\alpha$, indicatore primario di formazione stellare (da Sánchez, 2020)

2.1 Proprietà delle galassie *early-type* nell'Universo locale

Nella luce visibile le galassie *early-type* sono caratterizzate quasi completamente dall'emissione della componente stellare e il loro profilo di brillantezza superficiale $I(R)$ è ben descrivibile con il profilo di [Sersic \(1968\)](#):

$$I(R) = I_e e^{-b(n) \left[\left(\frac{R}{R_e} \right)^{1/n} + 1 \right]} \quad (2.1)$$

dove R è il raggio proiettato, R_e è il raggio efficace (o di metà luce), $I_e = (L/2)/(\pi R_e^2)$ è la brillantezza superficiale efficace e la relazione approssimata che lega il parametro b all'indice di Sérsic n vale $b(n) \approx 2n - 1/3 + (4/405n)$ ([Ciotti & Bertin, 1999](#)). I valori di n crescono con la luminosità della galassia e sono generalmente compresi tra $n = 2 \div 10$, ma tipicamente si osserva $n \approx 4$ (profilo di [de Vaucouleurs, 1948](#)). A deviare sensibilmente dal profilo di Sérsic sono le regioni centrali delle galassie più brillanti, che mostrano un profilo più piatto entro $\sim 0.01 R_e$ e le galassie lenticolari, che hanno una morfologia intermedia tra ellittiche e spirali. Inoltre, ad ogni raggio è possibile quantificare l'*ellitticità*: $\epsilon = 1 - b/a$, dove a e b sono le dimensioni del semiasse maggiore e minore sulla volta celeste e si è osservato che questo parametro può variare da $0 \lesssim \epsilon_e \lesssim 0.7$.

Le proprietà cinematiche sono studiate tramite le righe di assorbimento prodotte dalle fotosfere stellari. Osservando il profilo di tali righe, si possono ottenere informazioni sulla distribuzione delle velocità stellari lungo la linea di vista e i suoi momenti: velocità media \bar{v}_{los} , dispersione stellare σ_{los} e, nel caso di spettri di ottima qualità, anche momenti di ordine maggiore. Le galassie ellittiche sono caratterizzate da $v/\sigma < 1$, ossia il contributo dei moti "casuali" delle stelle è dominante rispetto i moti "ordinati" di rotazione. Un approccio più fisico per quantificare il rapporto v/σ è stato introdotto da [Emsellem et al. \(2007\)](#) e [Cappellari et al. \(2007\)](#):

$$\lambda_{R_e} \equiv \frac{\langle R |\bar{v}_{los}| \rangle_e}{\langle R \sqrt{\bar{v}_{los}^2 + \sigma_{los}^2} \rangle_e}, \quad (2.2)$$

dove le quantità tra parentesi $\langle \rangle_e$ sono pesate in base alla luminosità entro R_e . Utilizzando una combinazione di λ_{R_e} e ϵ_e gli autori hanno introdotto una nuova classificazione cinematica, che divide le galassie *early-type* in rotatori veloci ($\approx 80\%$) e rotatori lenti ($\approx 20\%$). Nella prima famiglia rientrano galassie generalmente meno massive di $2 \times 10^{11} M_\odot$ che: sono appiattite dalla rotazione ($\langle \epsilon_e \rangle \approx 0.4$), hanno indici di Sérsic $n \lesssim 4$ e contengono una popolazione stellare più giovane. Al contrario, i rotatori lenti hanno masse maggiori di $2 \times 10^{11} M_\odot$, una distribuzione di velocità anisotropa, una morfologia più circolare ($\epsilon_e < 0.4$), $I(R)$ più piatti nelle regioni centrali e contengono una popolazione stellare più vecchia

(si veda la review di Cappellari, 2016). Queste scoperte sono consistenti con l'idea che le galassie *early-type* abbiano due principali canali di formazione, che verranno discussi nella Sezione 2.5.

Fondamentale per lo studio delle popolazioni di galassie è la ricerca di *relazioni di scala* in grandi campioni di oggetti. Queste pongono vincoli molto stringenti alle teorie di evoluzione e alle simulazioni cosmologiche, che hanno come obiettivo primario quello di scoprire la fisica che ne è alla base. Segue una sintesi delle principali relazioni di scala:

Piano Fondamentale È tra le relazioni empiriche più studiate. Nello spazio dei parametri (R_e, σ, I_e) le galassie ellittiche tendono a disporsi formando un piano detto *fondamentale* (Djorgovski & Davis 1987, Dressler et al. 1987), rappresentabile dalla relazione $R_e \propto \sigma_e^\alpha I_e^\beta$, dove i coefficienti α e β dipendono dalla banda in cui viene misurata la luminosità. La proiezione del piano fondamentale lungo le coordinate (R_e, I_e) corrisponde alla relazione di Kormendy (Kormendy, 1977), mentre la proiezione lungo il piano $(\sigma, L = 2\pi R_e^2 I_e)$ corrisponde alla relazione di Faber-Jackson (Faber & Jackson, 1976). L'esistenza del piano fondamentale implica che le galassie ellittiche sono sistemi virializzati, hanno strutture omologhe ⁽¹⁾, e sono formate da popolazioni stellari che soddisfano precisi vincoli di età e metallicità (Renzini, 2006). Tuttavia, il piano osservato è inclinato rispetto a quanto atteso teoricamente ($\alpha = 2, \beta = -1$) e diverse evidenze suggeriscono che alla base di questa differenza ci sia una variazione sistematica del rapporto massa (luminosa e oscura)-luminosità (M/L), nel senso che galassie più luminose tendono ad avere M/L maggiori.

Colore-magnitudine e colore- σ Queste relazioni furono scoperte osservando galassie localizzate in ammassi (Bower et al., 1992), ma più tardi sono state estese a tutta la popolazione di galassie *early-type*. L'inclinazione e lo scatter di questa relazione racchiudono importanti informazioni, in particolare, assumendo che le galassie si siano evolute passivamente, lo scatter può vincolare il redshift di formazione (z_f). Per esempio, Bower et al. (1992) conclusero che la popolazione di galassie osservate in ammassi fosse composta da stelle molto vecchie, che avevano già completato gran parte della formazione stellare a $z_f \gtrsim 2$ e non avevano sperimentato altri episodi di formazione stellare. La *red-sequence* è una manifestazione di queste due relazioni.

Età- σ , $[Z/H] - \sigma$, $[\alpha/Fe] - \sigma$ Il legame tra le proprietà della popolazione stellare (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) e quelle dinamiche (σ) suggerisce che la massa delle galassie gioca un ruolo fondamentale nella loro evoluzione. Queste proprietà sono derivate studiando gli

⁽¹⁾Due sistemi stellari sono detti 'omologhi' se hanno una distribuzione di densità stellare uguale o proporzionale.

spettri delle galassie, in particolare le righe di assorbimento (§ 2.3). La metallicità è una misura dell'abbondanza in massa dei metalli Z (elementi più pesanti dell'elio) rispetto alla massa di idrogeno H e viene solitamente normalizzata al valore del sistema solare (da qui le parentesi quadre). L'arricchimento α è valutato considerando quel sottoinsieme di metalli prodotti dalle supernove *core-collapse*, o di tipo II (O, Mg, Ne, Si, S, Ar, Ca e Ti), che vengono convenzionalmente normalizzati rispetto all'abbondanza del ferro (per circa i 2/3 prodotto dalle SNIa) e normalizzati al valore solare. Dalle relazioni osservate, le galassie *early-type* massive (sinonimo di alta dispersione stellare) hanno una popolazione stellare più vecchia, più metallica e ricca di elementi α . Inoltre, si è osservato che metallicità e arricchimento α sono maggiori nelle regioni centrali. Le implicazioni di queste importanti relazioni verranno discusse nella Sezione (§ 2.5).

Relazione massa-raggio Il legame tra la dimensione delle galassie e la loro massa stellare è stato studiato sia nell'Universo locale (e.g. Shen et al., 2003), dove si è osservato che $R_e \propto M_*^{0.5 \div 0.8}$, sia ad alto redshift (e.g. Trujillo et al. 2006, Cimatti et al. 2012). In particolare, le galassie *early-type* ad alto redshift mostrano raggi effettivi $R_{eff} \sim 2 \div 3$ volte più piccoli rispetto a quelli delle galassie locali. La spiegazione di questo trend è ancora ad oggi dibattuta, ad esempio si ipotizza che i *dry merger* (ossia fusioni di galassie prive di gas) possano giocare un ruolo importante nell'aumentare nel tempo le dimensioni delle galassie *early-type*.

Relazioni con il buco nero centrale I buchi neri supermassivi ($10^{6 \div 10} M_\odot$) si trovano al centro di quasi ogni galassia e una delle questioni più affascinanti è che la loro presenza sia in grado di influenzare le proprietà della galassia su grande scala. La correlazione più importante si osserva tra la massa del buco nero e la dispersione stellare, $M_\bullet \propto \sigma^{4 \div 5}$ (Magorrian et al., 1998).

2.2 Metodi di selezione di galassie in evoluzione passiva

Selezionare galassie in evoluzione passiva, minimizzando il contributo di un'eventuale componente stellare giovane, è fondamentale per poter applicare il metodo dei *cronometri cosmici*. Moresco et al. (2013) tramite i dati della survey zCOSMOS hanno mostrato che la selezione più affidabile e contraddistinta da un minor grado di contaminazione è basata sull'utilizzo di più tipologie di criteri. La necessità di un numero maggiore di parametri per una corretta classificazione è rimarcata anche da lavori più recenti che affrontano il problema attraverso algoritmi di *machine learning* con apprendimento non supervisionato (e.g. Siudek et al., 2018). Di seguito verranno presentati i tre criteri classici più comunemente adottati durante i processi di selezione, con un'attenzione particolare ai metodi implementati nel presente lavoro.

Selezione morfologica

La morfologia delle galassie quiescenti e passive è prevalentemente ellittica, pertanto per descrivere la loro forma possono essere utilizzati parametri come l'ellitticità ϵ e l'indice di Sérsic n (Eq. 2.1). Tuttavia, diversi studi hanno confermato che può essere anche a spirale e, allo stesso tempo, sono state osservate galassie ellittiche con episodi di formazione stellare significativi (e.g. Ilbert et al. 2010; Pozzetti et al. 2010; Bell et al. 2012). Pertanto, una selezione basata solamente sulla morfologia può non essere ottimale sia in termini di completezza che di contaminazione (quest'ultima può raggiungere valori del 12-65% in base alla massa della galassia, Moresco et al., 2013).

Selezione fotometrica

Operativamente, le informazioni fotometriche sono ottenute osservando le galassie tramite diversi filtri, ossia tramite elementi ottici in grado di campionare selettivamente la radiazione in base alla lunghezza d'onda con una caratteristica curva di trasmissione. Tra i più comuni si annoverano i filtri U, B, V, R, I, J, H, K (dal sistema Johnson-Cousins) e u, g, r, i, z (utilizzati nella Sloan Digital Sky Survey). Il colore di una sorgente è definito come la differenza di due magnitudini osservate in filtri diversi (e.g. $B - V$). È più semplice da ottenere osservativamente rispetto a uno spettro e può comunque essere utilizzato per stimarne le proprietà fisiche. Per oggetti distanti come le galassie è necessario riportare questa misura nel sistema di riferimento della galassia stessa (di seguito *rest-frame*) attraverso la procedura di *K correction*, in questo caso verrà utilizzata la notazione $(B - V)_0$. Nell'intervallo di redshift $0.6 < z < 1.0$ i filtri ottici campionano la parte blu - vicino ultravioletto dello spettro rest-frame delle galassie, solitamente dominata dall'emissione di stelle di grande massa. Dal

momento che queste stelle hanno tempi di vita relativamente brevi ($\lesssim 1$ Gyr), l'emissione ultravioletta può essere utilizzata come un tracciante di recente formazione stellare.

In letteratura si trovano diversi lavori che propongono classificazioni fotometriche per isolare galassie quiescenti o passive. Il metodo consiste nell'applicare una selezione in base al colore (ad esempio, $g - i$), oppure in base alla posizione della galassia su un diagramma colore-colore (ad esempio, $(U - V)$ e $(V - J)$, di seguito UVJ ; $NUVrJ$, BzK , $NUVrK$, introdotti rispettivamente da [Williams et al. 2009](#), [Bundy et al. 2010](#), [Daddi et al. 2004](#) e [Arnouts et al. 2013](#)).

Come proposto da [Williams et al. 2009](#), il diagramma UVJ è in grado di separare le galassie passive da quelle *star forming*. Le prime tendono ad avere colori $(U - V)_0$ più rossi (maggiori) e $(V - J)_0$ più blu (minori) e occupano un clump ben definito, mentre le galassie *star forming* formano una traccia diagonale e coprono un range in colore molto più esteso. Tra i vantaggi di questo diagramma vi è anche la capacità di isolare le galassie *star forming* polverose, caratterizzate da $(V - J)_0$ più rossi. Occorre evidenziare che questa suddivisione empirica varia a seconda del range di redshift campionato. Questo è principalmente legato all'evoluzione intrinseca delle popolazioni stellari, le quali, al diminuire del redshift, tendono a spostarsi nella regione delle quiescenti. Con particolari accorgimenti, questi diagrammi possono essere estesi ad alti redshift, $z \sim 2.5$, e possono essere utilizzati per vincolare la storia di formazione stellare, che inevitabilmente modifica la posizione delle galassie su tali diagrammi (e.g. [Belli et al., 2019](#)).

[Ilbert et al. 2013](#), analizzando il catalogo UltraVISTA ([Muzzin et al., 2013](#)) hanno proposto una modifica al diagramma appena descritto, resa possibile dalla disponibilità di nuove misure fotometriche. Gli autori osservano che utilizzando il vicino ultravioletto NUV e la banda r , in combinazione con la banda J , è possibile isolare più efficacemente le galassie quiescenti. Ad esempio, più del 98% di galassie selezionate a $0.2 < z < 1.2$ presenta tassi di formazione stellare specifici (*specific Star Formation Rate*, sSFR), $sSFR < 10^{-11} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. Il diagramma $NUVrJ$ con criterio di selezione proposto è mostrato in Figura 2.3. Una conferma dell'efficacia di tale criterio è arrivata da diversi lavori successivi (e.g. [Davidzon et al., 2017](#)). Infine, avendo a disposizione più misure fotometriche si potrebbe ricorrere alla tecnica del *SED-fitting*: tramite una libreria di distribuzioni spettrali di energia (SED) teoriche si deriva la tipologia fotometrica di best-fit della galassia osservata. Tuttavia, questo metodo è meno diretto e le classificazioni potrebbero risultare meno stabili.

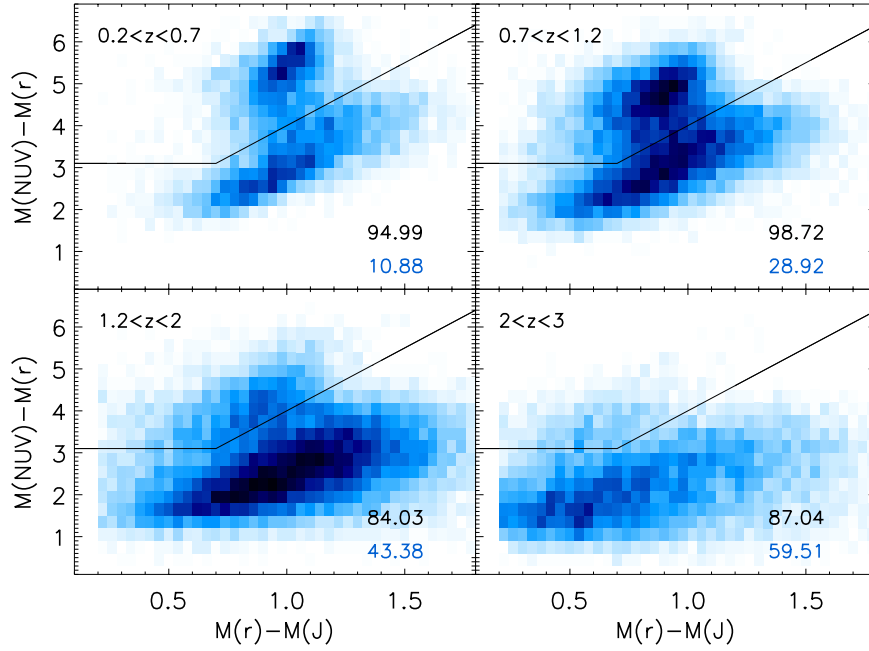


Figura 2.3 Diagramma $NUVrJ$ di galassie a redshift $0.2 < z < 3$. Le galassie sopra la linea nera vengono classificate fotometricamente come quiescenti. Le percentuali riportate in basso a destra rappresentano la frazione di galassie quiescenti aventi $\log(\text{sSFR}[M_{\odot} \text{yr}^{-1}]) < -11$ (nero), o > -11 (blu) (da Ilbert et al., 2013).

Selezione spettroscopica

Le osservazioni fotometriche consentono di coprire grandi intervalli spettrali con un'efficienza relativamente elevata. Tuttavia, in questo modo è possibile ottenere soltanto una ricostruzione globale della distribuzione spettrale di energia. Al contrario gli studi spettroscopici raggiungono un livello di dettaglio molto maggiore, ma le osservazioni sono solitamente limitate a piccoli intervalli di lunghezze d'onda. Il livello di dettaglio è quantificato dalla *risoluzione*:

$$R \equiv \frac{\lambda}{\delta\lambda}, \quad (2.3)$$

dove λ è la lunghezza d'onda osservata e $\delta\lambda$ è il minimo intervallo che separa due campionamenti di λ . Per le osservazioni fotometriche in banda ottica $R \sim 5$, mentre, ad oggi, spettri di galassie ad alta risoluzione possono raggiungere $R \sim 15000$.

Un'altra quantità fondamentale è il *rapporto segnale-rumore*:

$$S/N \equiv \frac{F}{\sigma_F}, \quad (2.4)$$

dove F è il flusso osservato e σ_F l'incertezza associata alla misura del flusso. Il rapporto

S/N è solitamente calcolato a una determinata lunghezza d'onda o è stimato come segnale-rumore mediano di tutti i pixel dello spettro osservato. Le unità di misura sono [\AA^{-1}], ma nel presente lavoro verranno omesse per non appesantire la lettura.

Spettri con un'elevata risoluzione e un elevato segnale rumore sono necessari per far emergere caratteristiche spettrali dalle quali sia possibile comprendere lo stato della sorgente osservata. Galassie con formazione stellare in atto sono caratterizzate da numerose righe in emissione ($H\alpha$ $\lambda 6563$, $[OII]$ $\lambda 3726 - 3729$, $[OIII]$ $4959 - 5007$, $H\beta$ $\lambda 4861$, ...), assenti nelle galassie passive. I primi importanti riscontri risalgono a [Balogh et al. \(2004\)](#), che hanno osservato la bimodalità in $H\alpha$ a $z < 0.5$ e [Mignoli et al. \(2009\)](#) che hanno osservato la bimodalità in $[OII]$ a $0.5 < z < 1$.

Per quantificare l'emissione viene utilizzata la *larghezza equivalente* (EW), che misura la prominente della riga rispetto al flusso dello spettro continuo, F_c (solitamente valutato nei $\sim 100 \text{\AA}$ attorno alla riga stessa), in altre parole

$$EW = \int_{\text{riga}} \left(\frac{F(\lambda)}{F_c} - 1 \right) d\lambda. \quad (2.5)$$

Un'ulteriore caratteristica spettrale in grado di separare galassie *star-forming* da galassie passive è la discontinuità D_n4000 (§ 2.3.1), la cui bimodalità nell'universo locale è stata osservata da [Kauffmann et al. \(2003\)](#). [Mignoli et al. \(2009\)](#) hanno pertanto proposto un diagramma basato su due indicatori spettrali: $EW_0([OII]) - D_n4000$, dal quale è possibile classificare le galassie in: *red quiescent*; *blue emission-line* e intermedie (Fig. 2.4). In particolare, per le prime viene proposto un taglio in $EW_0([OII]) < 5 \text{\AA}$. Nel loro lavoro, gli autori osservano che circa il 4% delle galassie risulta appartenere alla classe intermedia, ovvero galassie rosse caratterizzate dalla presenza di righe d'emissione. Questo potrebbe essere dovuto a tre casi: 1) sono galassie rosse che stanno sperimentando un modesto episodio di formazione stellare; 2) sono galassie *star-forming* fortemente arrossate dalla presenza di polvere; 3) sono galassie caratterizzate da un'attività nucleare riconducibile al buco nero centrale (AGN).

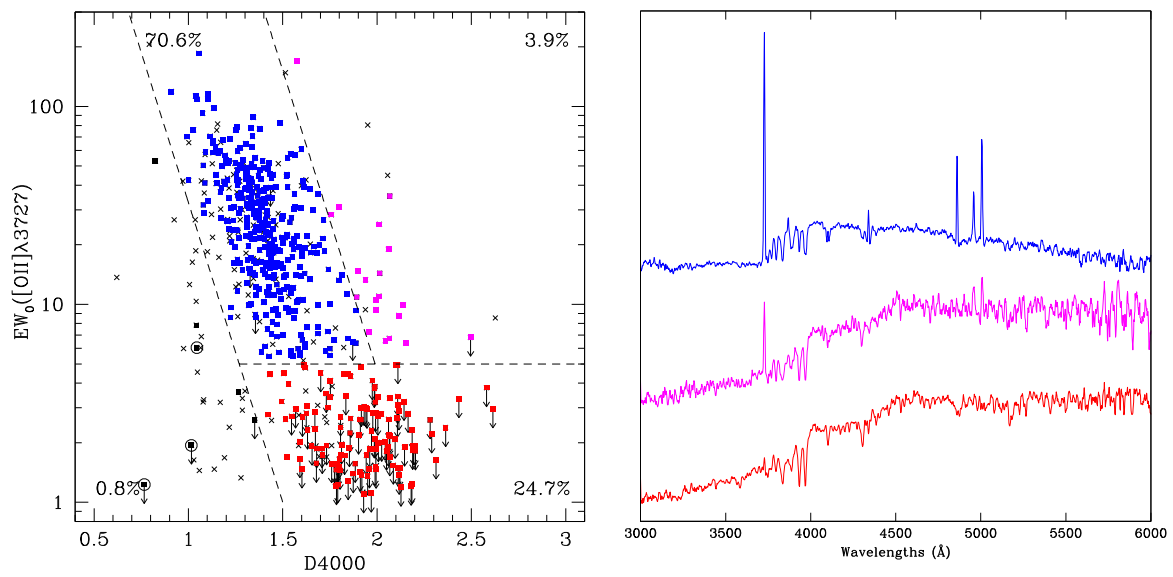


Figura 2.4 Pannello a sinistra: Diagramma $EW_0([OII]) - D_n4000$ che separa galassie a $0.45 < z < 1.25$ in: *red quiescent*, *blue emission-line* e intermedie (viola). Le croci (quadrati) individuano spettri di bassa (alta) qualità e i cerchi vuoti presentano spettri con righe allargate (quasar). Infine, le linee tratteggiate individuano il criterio di separazione proposto da Mignoli et al. (2009). Pannello a destra: Spettri composti delle galassie suddivise in base alla loro classificazione (da Mignoli et al., 2009).

2.3 Indici spettroscopici

Se attraverso le righe di emissione si possono studiare i processi di formazione stellare in atto, di accrescimento e di cinematica del gas delle galassie, le righe di assorbimento e la forma del continuo, prodotte primariamente dalle fotosfere stellari, consentono di estrarre informazioni sulle proprietà della popolazione stellare, che può essere utilizzata come reperto fossile per vincolare età, epoche di formazione e abbondanze.

La poliedrica ricchezza di questi studi si deve all'introduzione di un sistema standard per la misurazione e la calibrazione delle principali caratteristiche di assorbimento degli spettri, ossia il sistema Lick/IDS, proposto dal gruppo dell'osservatorio di Lick (Faber 1973, Burstein et al. 1984, Worthey et al. 1994, Worthey & Ottaviani 1997, Trager et al. 1998). Questo metodo si è rivelato da subito molto vantaggioso poiché, a differenza degli studi basati sui colori fotometrici, le righe di assorbimento non risultano sensibili alla presenza di polvere (MacArthur, 2005), riescono a rompere la degenerazione età-metallicità (§ 2.4.1) e consentono di vincolare le abbondanze di singoli elementi. Il successo di questo sistema va inoltre attribuito ai numerosi modelli di popolazioni stellari che sono stati elaborati per l'analisi di queste righe.

Per molti studi, la procedura di standardizzazione rappresenta tuttavia il limite principale del sistema Lick/IDS. Oltre alla ridotta risoluzione, $R \sim 500$ (per gli standard attuali), il set di dati Lick/IDS non è calibrato in flusso, pertanto per confrontare omogeneamente i lavori occorre, come minimo, osservare stelle standard per ricalibrare i dati e questo non è sempre possibile per survey estese o per osservazioni ad alto redshift⁽²⁾.

Questo ostacolo è stato superato con l'avvento dei nuovi modelli già calibrati in flusso (e.g. Thomas et al., 2011a), che fanno sì uso delle definizioni degli indici introdotte dal gruppo di Lick, ma non richiedono alcuna calibrazione. Questi modelli sono stati utilizzati in diversi studi, ad esempio: Thomas et al. 2005, Thomas et al. 2010, Onodera et al. 2012, Jørgensen et al. 2013, Gallazzi et al. 2014, McDermid et al. 2015, Scott et al. 2017, Lonoce et al. 2020, che rappresentano punti di riferimento per il presente lavoro.

2.3.1 Definizioni

Nella sua versione completa, il sistema di Lick consta di 25 indici definiti nel range spettrale $\sim 4000 \div 6000 \text{ \AA}$ rest-frame prodotti da diversi assorbitori atomici e molecolari (e.g. Fe, Mg, Ca, CN, TiO e CH). Ognuno di essi richiede la definizione di una regione centrale e due regioni prospicienti (per stimare uno pseudo-continuo) al fine di misurare una grandezza

⁽²⁾Un lavoro di riferimento nello studio delle popolazioni di galassie tramite il sistema Lick/IDS è quello di Carson & Nichol (2010).

concettualmente simile a una larghezza equivalente (Eq. 2.5). Seguendo il lavoro di [Trager et al. \(1998\)](#), gli indici possono essere espressi in Å (I_a , *indici atomici*), o in magnitudini (I_m , *indici molecolari*), in base alle seguenti equazioni:

$$I_a = \int_{\lambda_{c_1}}^{\lambda_{c_2}} \left(1 - \frac{F_I(\lambda)}{F_c(\lambda)} \right) d\lambda \quad [\text{Å}], \quad (2.6)$$

$$I_m = -2.5 \log \left(\frac{1}{\lambda_{c_1} - \lambda_{c_2}} \int_{\lambda_{c_1}}^{\lambda_{c_2}} \frac{F_I(\lambda)}{F_c(\lambda)} d\lambda \right) \quad [\text{mag}], \quad (2.7)$$

dove $F_I(\lambda)$ e $F_c(\lambda)$ sono rispettivamente il flusso dell'indice e il flusso dello pseudo-continuo calcolati nella banda centrale ($\lambda_{c_1}, \lambda_{c_2}$). Il flusso $F_c(\lambda)$ può essere stimato tramite interpolazione lineare

$$F_c(\lambda) = F_b \frac{\lambda_r - \lambda}{\lambda_r - \lambda_b} + F_r \frac{\lambda - \lambda_b}{\lambda_r - \lambda_b}, \quad (2.8)$$

dove $\lambda_{b,r}$ e $F_{b,r}$ sono rispettivamente i punti centrali e i valori di flusso medio delle regioni di pseudo-continuo blu e rosso. Le definizioni di banda centrale e pseudocontinuo blu e rosso per gli indici di Lick sono riportate in Tabella 2.1.

Rispetto alla risoluzione degli spettrografi attuali, quella dello strumento Lick/IDS è piuttosto bassa (FWHM ~ 8 Å), motivo per cui le regioni di continuo definite sono mediamente larghe ($\lesssim 50$ Å). Altre ragioni per cui non è conveniente definirle su finestre più piccole sono dovute alla necessità di un buon segnale-rumore e all'allargamento delle righe dovuto alla dispersione stellare, particolarmente significativo nelle galassie massive. Tuttavia, così facendo, si includono molteplici righe eventualmente prodotte da differenti elementi e diventa più complesso determinare le singole abbondanze.

Un'altra caratteristica spettrale, comune ed evidente nelle galassie passive, è la discontinuità presente a ~ 4000 Å: il flusso a lunghezze d'onda minori è ridotto a causa di forte opacità nelle fotosfere stellari, riconducibile alla presenza di metalli ionizzati. L'intensità del D4000 fu definita da [Bruzual A. \(1983\)](#) come

$$D4000 = \frac{\lambda_{2b} - \lambda_{1b}}{\lambda_{2r} - \lambda_{1r}} \frac{\int_{\lambda_{1r}}^{\lambda_{2r}} F_v d\lambda}{\int_{\lambda_{1b}}^{\lambda_{2b}} F_v d\lambda}, \quad (2.9)$$

le regioni blu ($\lambda_{1b} \div \lambda_{2b}$) e rosse ($\lambda_{1r} \div \lambda_{2r}$) sono riportate in Tabella 2.2, assieme alla nuova definizione introdotta da [Balogh et al. \(1999\)](#), il D_n4000 (da *narrow*), che risulta meno sensibile agli effetti dovuti all'arrossamento da polvere.

Tabella 2.1 Lista dei 25 indici di Lick del sistema rivisitato da [Trager et al. \(1998\)](#). Per gli indici di Balmer $H\delta_{A,F}$ e $H\gamma_{A,F}$ si fa uso delle definizioni di [Worthey & Ottaviani \(1997\)](#).

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

Tabella 2.2 Regioni di definizione degli indici D4000 e D_n4000.

Indice	Regione blu	Regione rossa	Ref.
D4000	3750 - 3950	4050 - 4250	Bruzual A. 1983
D _n 4000	3850 - 3950	4000 - 4100	Balogh et al. 1999

2.4 Modelli di popolazioni stellari

I modelli di sintesi di popolazioni stellari (e.g. Tinsley 1972; Bruzual A. 1983; Bruzual & Charlot 2003; Maraston 1998, 2005; Maraston & Strömbäck 2011; Vazdekis et al. 1996, 2010, 2012; Conroy et al. 2009, 2018; Thomas et al. 2003, 2011a) consentono di estrarre dai dati osservativi i parametri fondamentali dei sistemi stellari come: età, redshift, composizione chimica, massa stellare, tasso di formazione stellare (*SFR*) e la sua evoluzione nel tempo, *SFH* \equiv *SFR*(*t*) (da *star formation history*). Per le popolazioni stellari risolte, questi parametri possono essere misurati in modo relativamente diretto, ad esempio utilizzando diagrammi colore-magnitudine, conteggi, o spettri stellari ad alta risoluzione. Le galassie al di fuori del Gruppo Locale ($d > 1 \div 2$ Mpc) non sono risolvibili in singole stelle, pertanto è necessario modellare la luce integrata di $\sim 10^{6-12}$ oggetti.

Nella trattazione che segue verranno introdotti gli elementi basilari che costituiscono un modello di popolazione stellare, in seguito verranno presentate le caratteristiche principali dei modelli basati sugli indici di assorbimento. Una tecnica alternativa per stimare i parametri delle popolazioni stellari, che si sta sviluppando molto negli ultimi anni e probabilmente rimpiazzerà l'analisi degli indici, è il *full spectral fitting*. In questo caso le abbondanze vengono estratte modellando l'intero spettro della galassia, tuttavia questo metodo richiede spettri con un elevato segnale-rumore e le sistematiche sono ancora oggetto di studio (Cid Fernandes, 2018).

2.4.1 Popolazioni stellari semplici

Un modello può essere realizzato per riprodurre una popolazione stellare semplice (SSP), ossia un insieme di stelle coeve, formatesi in un lasso temporale molto breve, e chimicamente omogenee. Come dimostrato da una vasta letteratura (e.g. Trager et al., 2000), questo modello si presta a descrivere molto bene le galassie *early-type*. Gli ingredienti basilari sono:

Funzione di massa iniziale (o IMF) $\Phi(M)$, è definita in modo tale che $\Phi(M) dM$ è il numero di stelle con una massa compresa tra M e $M + dM$ al tempo di formazione $t = 0$. Una delle più utilizzate è la IMF di Salpeter, $\Phi(M) dM \propto M^{-2.35} dM$, che ben riproduce le osservazioni svolte nel vicinato solare per masse $> 1M_{\odot}$. Tuttavia, nulla garantisce che questa IMF possa estendersi anche alle galassie più distanti.

Tracce evolutive stellari Dato un modello di evoluzione stellare, l'evoluzione di ogni singola stella dipende solo dalla sua massa iniziale (data dall'*IMF*) e dalla composizione chimica (uguale per tutte le stelle di una SSP). Nel diagramma teorico, le tracce evolutive descrivono come variano la sua luminosità L e temperatura superficiale T_{eff} al

passare del tempo. Un esempio si può notare nel pannello centrale della Figura 2.5. I modelli di evoluzione stellare sono solitamente unidimensionali, pertanto alcuni parametri legati a processi tridimensionali come convezione, rotazione e perdita di massa devono essere calibrati osservativamente. Infine, un'altra difficoltà emerge nel modellare il contributo nelle stelle in fase di AGB, fondamentale nello studio di galassie ad alto redshift (si veda [Maraston, 2013](#)).

Spettri stellari Possono essere teorici (prodotti attraverso modelli di atmosfere stellari) o empirici (basati su stelle osservate). Gli spettri teorici possono coprire in modo arbitrariamente preciso lo spazio dei parametri stellari con risoluzioni arbitrarie e non soffrono di incertezze legate alle osservazioni, ma potrebbero non descrivere accuratamente processi fisici come turbolenza, convezione e righe molecolari. Di converso, gli spettri empirici sono reali, ma la copertura dei parametri è più scarsa (ad esempio, è raro osservare singole stelle a bassa metallicità), può essere difficile rimuovere la contaminazione di eventuali righe telluriche e stimare l'accuratezza dei dati.

A questo punto la ricetta per ottenere lo spettro di una popolazione stellare semplice a una data lunghezza d'onda λ è:

$$F_{\lambda}(t, Z) = \int f_{\lambda}(M, t, Z) \Phi(M) dM \quad (2.10)$$

dove f_{λ} è lo spettro empirico o teorico calcolato per una stella di massa iniziale M , evoluta per un tempo t e avente metallicità Z e $\Phi(M)$ è la funzione di massa iniziale.

Al netto delle altre sistematiche, lo spettro modellato risulta avere un bias verso la popolazione stellare più giovane. Questo perché, anche se il contributo in massa è ridotto, le stelle giovani sono molto più luminose e, in particolare nella regione blu-UV, possono dominare lo spettro integrato (questo effetto è detto *frosting*). Pertanto, i parametri derivati sono sempre pesati dalla luminosità e potrebbero non rappresentare accuratamente la popolazione stellare dominante in massa.

Inoltre, quando si hanno a disposizione solo osservazioni fotometriche o spettri a bassa risoluzione, si presenta un ulteriore problema: la *degenerazione massa-metallicità* ([Worthey, 1994](#)), in base alla quale le proprietà osservate della luce integrata di una galassia non sono distinguibili da quelle di un'altra galassia tre volte più vecchia, ma con una metallicità dimezzata. Come già accennato, avendo a disposizione spettri a buona risoluzione, questo problema può essere risolto analizzando gli indici di assorbimento. Essi permettono di rompere la degenerazione a causa della loro diversa sensibilità ai diversi parametri.

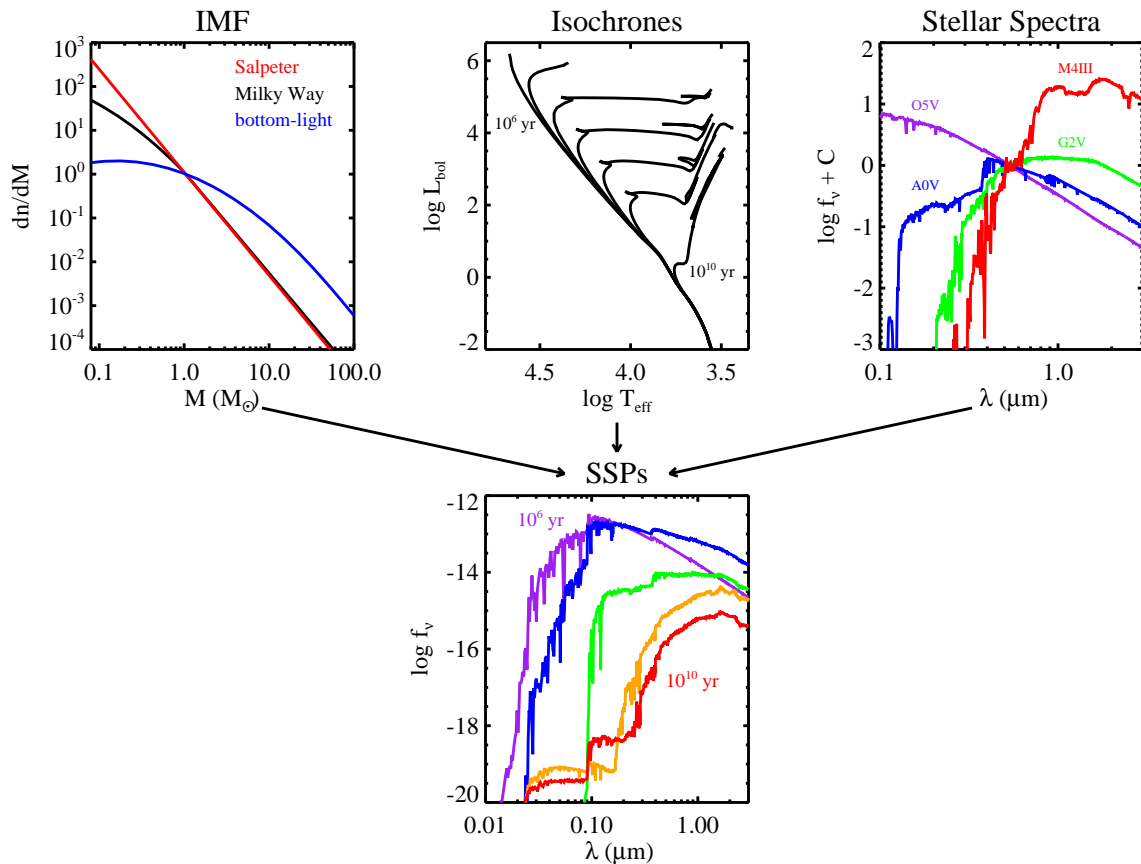


Figura 2.5 Schema degli ingredienti principali necessari per ottenere un modello di popolazione stellare semplice (SSP): funzione di massa iniziale (IMF), isocrone per un range di età e metallicità e spettri stellari calcolati per diverse temperature superficiali, luminosità e metallicità (adattata da Conroy, 2013).

2.4.2 Abbondanze e indici spettrali

Le abbondanze dei diversi elementi racchiudono importanti indizi sulla storia di formazione stellare e sull'evoluzione delle galassie. Al termine della nucleosintesi primordiale l'Universo era composto da idrogeno, elio e tracce di litio. Tutti gli altri elementi sono stati prodotti dalla nucleosintesi stellare, o durante i processi esplosivi e di fotodisintegrazione associati agli stadi finali della vita delle stelle.

La metallicità $[Z/H]$ è un indicatore del numero di generazioni di stelle formatesi nella galassia e della composizione chimica del gas da cui si sono originate (primordiale o riciclato). In particolare, il ferro Fe viene prodotto principalmente dalle supernove di tipo Ia e arricchisce il mezzo interstellare in tempi relativamente lunghi (100 Myr - 2 Gyr). Al contrario, gli elementi del gruppo α (principalmente O , Ne , Mg), vengono prodotti dalle supernove *core-collapse*, quindi da stelle $\gtrsim 8 M_{\odot}$, caratterizzate da un tempo di vita molto

breve ($\lesssim 100$ Myr). Questo può essere chiaramente visualizzato nella Figura 2.6, che mostra una simulazione in cui si studia l'evoluzione delle abbondanze di *O*, *Ne*, *Mg* e *Fe* per una popolazione stellare semplice. Nel caso in cui la formazione stellare avvenga in un tempo molto breve, la popolazione sarà contraddistinta da un rapporto $[\alpha/Fe]$ elevato.

Gli indici di assorbimento si sono mostrati molto validi per derivare le abbondanze di sistemi stellari integrati. I modelli si basano solitamente su funzioni di risposta derivate dalle librerie stellari teoriche, in modo tale da quantificare la sensibilità di ogni indice spettrale alla variazione dell'abbondanza di ogni singolo elemento. Dal momento che non si conoscono caratteristiche spettrali riconducibili soltanto ad un elemento o a un parametro della popolazione come l'età, è necessario analizzare più indici contemporaneamente per ricostruire l'identikit della popolazione stellare.

Per comprendere più nel dettaglio il contributo che potrebbe dare ogni indice nell'analisi che seguirà, sono stati raccolti diversi risultati presentati in letteratura sulla sensibilità di ogni indice alla variazione delle abbondanze e sulla sua capacità di vincolare i parametri t_{Age} , $[Z/H]$ e $[\alpha/Fe]$ (dove negli elementi α si includono solitamente: *O*, *Mg*, *Si*, *Ca* e *Ti*). Di seguito sono elencate le principali dipendenze di ogni indice, che vengono schematizzate nella Tabella 2.3, viceversa la Figura 2.7 mostra un quadro più dettagliato della variazione di ogni singolo indice per una popolazione stellare semplice di metallicità solare nei modelli di Thomas et al. (2011a).

D4000 e D_n4000 Pur dipendendo teoricamente dalla metallicità, questi indici tracciano molto bene le età delle galassie e sembrano anti-correlare con il tasso di formazione stellare medio (Kauffmann et al., 2003). Al momento non vi sono modelli che studiano la risposta di questo indice alla variazione di abbondanze, ma è stato verificato che la dipendenza dall' $[\alpha/Fe]$ è ridotta (Moresco et al., 2012b);

H δ _A e H δ _F: campionano la regione dell'*H δ* e differiscono prevalentemente per la larghezza della banda centrale: rispettivamente ~ 40 Å e ~ 20 Å per campionare meglio l'assorbimento delle stelle di tipo A e F (Worthey & Ottaviani, 1997). Sono largamente utilizzati come indicatori di età, ma si mostrano anche sensibili alle variazioni di elementi α che diventano considerevoli per metallicità super-solari (Thomas et al. 2004; Lee & Worthey 2005). Quest'ultimo effetto è dovuto principalmente a bande di assorbimento del *Fe* che cadono nelle regioni di pseudo-continuo ed è minore per l'H δ _F, il quale è pertanto meno sensibile all' $[\alpha/Fe]$. In generale, gli elementi che più influenzano questi indici sono: *Fe*, $[Z/H]$ e *Mg* (Korn et al., 2005).

CN₁ e CN₂: sono sensibili alle abbondanze di *C*, *N* e, in misura ridotta, *O* (Tripicco & Bell 1995; Korn et al. 2005). Campionano lo stesso intervallo spettrale differendo soltanto

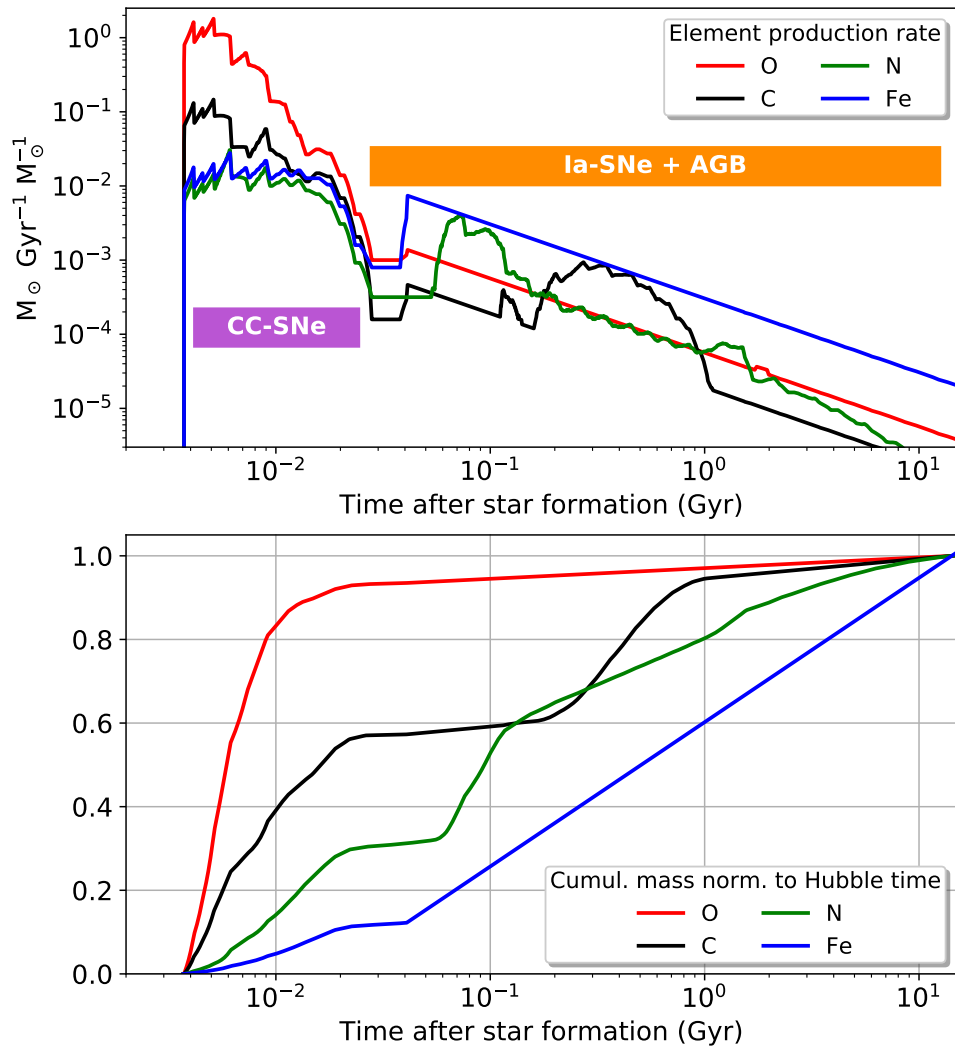


Figura 2.6 Evoluzione chimica di una popolazione stellare semplice (SSP) sintetica di metallicità solare. Il pannello superiore mostra il tasso di produzione di stelle (in masse solari all'anno, normalizzato sulla massa stellare totale), mentre il pannello inferiore mostra la massa cumulativa degli elementi prodotti. Si nota che l'O è prodotto prevalentemente dalle supernove *core-collapse* (CC-SNe) e quindi è prodotto in tempi-scala relativamente brevi; mentre il Fe è prevalentemente prodotto dalle supernove di tipo Ia (Ia-SNe) su tempi-scala maggiori. In base a questa simulazione, la produzione del Ne è dominata dalle stelle in fase di *Asymptotic Giant Branch* (AGB). Infine, alla produzione del C contribuiscono tutti e tre i processi (da [Maiolino & Mannucci, 2019](#)).

per la regione di pseudocontinuo blu che nel CN_2 è più stretta al fine di escludere il contributo dell' $H\delta$, pertanto risente meno delle abbondanze di elementi diversi da C e N .

Ca4227: il maggior contributo è dato dalla riga di risonanza del $\text{CaI } \lambda 4227$, pertanto tale indice è molto sensibile al Ca . Inoltre, risulta essere sensibile alle abbondanze di C , N e alla metallicità totale $[Z/H]$ (Korn et al., 2005).

G4300: è sensibile prevalentemente all'abbondanza di C grazie al contributo della forte banda vibrazionale della molecola di CH (conosciuta anche come *G band*). È anche modificato dall'abbondanza di O e, in misura ridotta, Fe , ma l'arricchimento di elementi α ha un effetto limitato (Thomas et al., 2003). Questo indice può essere un buon indicatore di età (Schiavon, 2007).

H γ_A e H γ_F : a parte una più marcata sensibilità all'abbondanza di C hanno un comportamento molto simile agli indici $H\delta_A$ e $H\delta_F$. Anche in questo caso l'indice definito su un intervallo più stretto, $H\gamma_F$, è meno sensibile alla variazione di abbondanze e può essere pertanto un indicatore di età più robusto.

Fe4383: essendo centrato sulla riga di $Fe \lambda 4383$ è molto sensibile all'abbondanza di Fe (Tripicco & Bell, 1995), ma è anche influenzato dalla metallicità globale $[Z/H]$ e dall'abbondanza di Mg (Korn et al., 2005).

Ca4455: a differenza di quanto indica il nome, è quasi insensibile all'abbondanza di Ca e poco sensibile in generale alla variazione di abbondanze. Nei modelli di Thomas et al. (2011a) questo indice riproduce bene le osservazioni degli ammassi globulari, ma ne viene comunque sconsigliato l'uso a causa dei grandi errori statistici associati.

Fe4531: è sensibile all'abbondanza di Ti e, in modo ridotto rispetto al $Fe4383$, alla metallicità totale $[Z/H]$ (Korn et al., 2005). In altri lavori si osserva che la dipendenza principale è data dal Fe tramite le regioni di pseudocontinuo (e.g. Buzzoni, 2015).

C₂4668: un grosso contributo è dato dalla banda del C_2 che lo rende sensibile quasi esclusivamente al C (Tripicco & Bell, 1995). L'effetto dell'arricchimento α è praticamente nullo (Korn et al., 2005).

H β : campiona la regione dell' $H\beta$ e mostra una forte sensibilità all'età (Worthey, 1994). Tuttavia, molti lavori mostrano come la derivazione dell'età possa essere significativamente alterata da deboli righe di emissione che contaminano questa regione (e.g. González 1993; Concas et al. 2017).

Fe5015 : così come l' $H\beta$, può essere contaminato da righe di emissione nebulari (in questo caso dall' $[OIII]\lambda 5007$), pertanto la sua intensità potrebbe essere sottostimata (per una discussione più dettagliata si veda [Buzzoni 2015](#)). Nei modelli di [Thomas et al. \(2011a\)](#) questo indice non risulta ben calibrato con gli ammassi globulari.

Mg₁ , Mg₂ e Mg b : sono i principali indicatori di arricchimento di elementi α , ma si mostrano sensibili anche a $[Z/H]$, C e Fe ([Korn et al. 2005](#); [Schiavon 2007](#)). Le bande centrali dell' Mg_2 e dell' $Mg\ b$ campionano la stessa regione spettrale, dove è presente il tripletto dell' $Mg\ I$ (5167, 5173, 5184 Å), mentre quella dell' Mg_1 è definita in una regione più blu.

Fe5270, Fe5335, Fe5406, Fe5709 : hanno un comportamento simile e si mostrano molto sensibili alle abbondanze di Fe , $[Z/H]$ e Mg ([Tripicco & Bell 1995](#), [Thomas et al. 2004](#)). Il Fe5709 è meno sensibile al Fe e per alti valori di metallicità diventa per lo più sensibile al Ti ([Korn et al., 2005](#)).

Fe5782 : a differenza di quanto indica il nome, è quasi insensibile all'abbondanza di Fe e appare per lo più sensibile al Cr ([Tripicco & Bell, 1995](#)). Il suo utilizzo non è molto diffuso in letteratura.

NaD : misura l'intensità del doppietto del sodio a $\lambda = 5891.6$ Å (D_2) e $\lambda = 5897.6$ Å (D_1), pertanto è sensibile principalmente al Na . La metallicità ha un effetto sub-dominante e l'arricchimento α trascurabile ([Korn et al., 2005](#)).

TiO₁ e TiO₂ : misura l'intensità del doppietto del sodio a $\lambda = 5891.6$ Å (D_2) e $\lambda = 5897.6$ Å (D_1), pertanto è sensibile principalmente al Na . La metallicità ha un effetto sub-dominante e l'arricchimento α trascurabile ([Korn et al., 2005](#)).

Tabella 2.3 Risposta degli indici alla variazione di abbondanze studiata in tre lavori: Tripicco & Bell 1995 (TB95), Houdashelt et al. 2002 espanso da Lee et al. 2009 (H02/L09) e Korn et al. 2005 implementato nei modelli Thomas et al. 2011a (K05/TMJ11). Con la virgola si indica una risposta qualitativamente simile, con il punto e virgola si distingue una risposta inferiore. Il segno – distingue gli elementi la cui variazione ha un effetto trascurabile sull'indice.

Indice	Caratt. spettrale	Sensibilità		
		TB95	H02/L09	K05/TMJ11
Hδ_A, Hδ_F	<i>Hδ</i>	/	<i>Fe; Mg</i>	<i>Fe, [Z/H], Mg</i>
CN₁, CN₂	<i>CN λ4150</i>	<i>C, N, O</i>	<i>N; C</i>	<i>C; N, O</i>
Ca4227	<i>CaI λ4227</i>	<i>Ca</i>	<i>Ca; C, N, O, Fe</i>	<i>Ca, C, [Z/H] – α</i>
G4300	<i>CH (G band)</i>	<i>C, O; Ti; Fe</i>	<i>C; Ti – Fe</i>	<i>C; O, Fe – α</i>
Hγ_A, Hγ_F	<i>Hγ</i>	/	<i>Fe; Mg</i>	<i>Fe, C, Mg, [Z/H]</i>
Fe4383	<i>FeI λ4383</i>	<i>Fe; C, Mg</i>	<i>Fe</i>	<i>Fe, [Z/H], Mg</i>
Ca4455	<i>CaI λ4455</i>	<i>–Fe, Cr</i>	<i>nessuna</i>	<i>–Ca, [Z/H], Fe, Cr</i>
Fe4531	<i>FeI λ4531</i>	<i>Ti</i>	<i>Ti, Fe</i>	<i>Ti, [Z/H]</i>
C₂4668	<i>C₂</i>	<i>C – Fe</i>	<i>C; Fe; Si, Ti</i>	<i>C – α</i>
Hβ	<i>Hγ</i>	<i>Mg – Fe</i>	<i>O, C – α</i>	<i>– α</i>
Fe5015	<i>FeI λ5015</i>	<i>Ti, Mg</i>	<i>Ti, Fe</i>	<i>Ti, Mg, [Z/H]</i>
Mg₁, Mg₂, Mg b	<i>MgI</i>	<i>Mg, C, Fe</i>	<i>Mg</i>	<i>Mg, C, [Z/H]</i>
Fe5270, Fe5335, Fe5406, Fe5709	<i>Fe</i>	<i>Fe</i>	<i>Fe</i>	<i>Fe, [Z/H], Mg</i>
Fe5782	<i>Fe</i>	<i>Cr – Fe</i>	/	<i>Cr, [Z/H] – Fe</i>
NaD	<i>Na D₁ e D₂</i>	<i>Na</i>	/	<i>Na; [Z/H] – α</i>
TiO₁, TiO₂	<i>Na D₁ e D₂</i>	<i>Na</i>	/	<i>Na; [Z/H] – α</i>

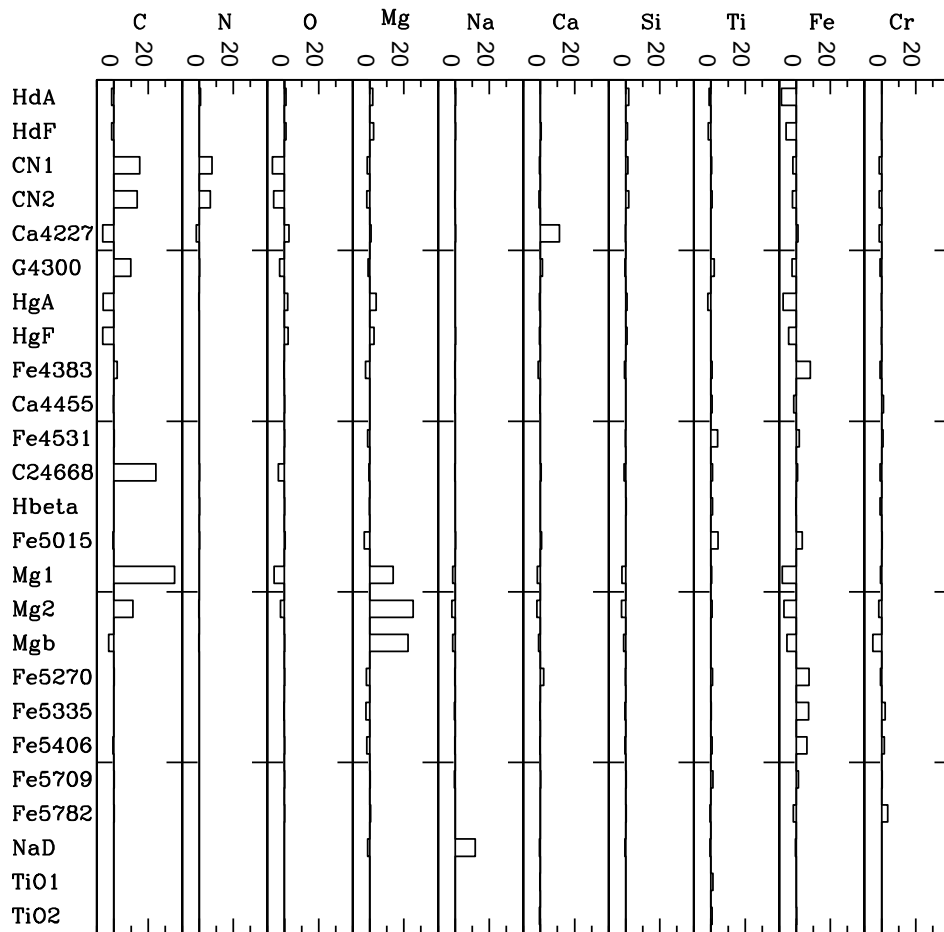


Figura 2.7 Risposta dei 25 indici di Lick alla variazione di singole abbondanze per una popolazione stellare semplice di 12 Gyr e metallicità solare. Le barre orizzontali rappresentano la variazione percentuale del valore dell'indice (asse y) che si ottiene aumentando l'arricchimento di ogni singolo elemento (asse x) di un fattore 2 (da [Thomas et al., 2011b](#)).

2.5 Scenari di formazione

Lo studio dei processi alla base dell'evoluzione delle galassie è un campo di ricerca particolarmente attivo e in rapida evoluzione, spinto dall'avvento di grandi survey come la Sloan Digital Sky Survey (SDSS) e Galaxy And Mass Assembly (GAMA) nell'Universo locale; DEEP2, VIMOS Public Extragalactic Redshift Survey (VIPERS), zCOSMOS e Large Early Galaxy Astrophysics Census (LEGA-C) a redshift più elevato $z \lesssim 1$. In questo capitolo verranno presentate le fasi principali alla base della formazione delle galassie.

Le strutture che osserviamo oggi si pensa siano generate dalle fluttuazioni di densità presenti nel plasma primordiale, descrivibili tramite il contrasto di densità

$$\delta(\mathbf{r}, t) \equiv \frac{\rho(\mathbf{r}, t) - \overline{\rho(t)}}{\overline{\rho(t)}}, \quad (2.11)$$

dove $\rho(\mathbf{r}, t)$ indica la densità nel punto \mathbf{r} al tempo cosmico t e $\overline{\rho(t)}$ la densità media dell'universo. Queste fluttuazioni, verificate dall'osservazione di fluttuazioni in temperatura della CMB (§ 1.2.3), dovevano essere molto piccole $\delta \ll 1$ e la loro crescita, ostacolata dall'espansione dell'universo, è riconducibile agli effetti gravitazionali della materia, componente divenuta dominante a quelle epoche. La loro evoluzione può essere inizialmente descritta analiticamente, ma quando la crescita diventa non lineare sono necessarie approssimazioni, o simulazioni numeriche attraverso codici *N-body*. L'ingresso in regime non lineare è dettato dal superamento di una soglia dettata dalla lunghezza d'onda di Jeans, $\lambda_J \propto v \rho^{-1/2}$, dove v è la dispersione di velocità. Perturbazioni su scale $\lambda > \lambda_J$ collassano e raggiungono la virializzazione. Dall'equivalenza in poi le perturbazioni su scale minori dissipano, per effetto del fenomeno di *free-streaming*, che tende a levigare i contrasti di densità. Nel caso della materia oscura *calda*, è favorito il collasso di strutture di massa $\sim 10^{15 \div 16} M_\odot$ (corrispondente alla massa delle più grandi strutture virializzate nell'universo di oggi, ossia gli ammassi di galassie), pertanto strutture più piccole devono essersi formate per frammentazione (scenario *top-down*, o antigerarchico). Lo scenario attualmente favorito della materia oscura *fredda* (CDM) prevede inizialmente la formazione di strutture aventi massa $\lesssim 10^6 M_\odot$, mentre quelle di massa maggiore si sono formate per merging gravitazionale degli aloni di materia oscura (scenario *bottom-up*, o gerarchico).

Le sorti della materia barionica sono legate alla componente di materia oscura, tuttavia le interazioni elettromagnetiche su piccola scala che caratterizzano i barioni complicano notevolmente il quadro generale. Data la loro natura collisionale, ci si aspetta che durante il collasso nelle buche di potenziale prodotte dalla materia oscura, i barioni formano fronti d'urto interrompendo la loro caduta verso il centro. Tuttavia, in base alle condizioni fisiche

locali, il gas di barioni può raffreddarsi emettendo radiazione più o meno efficacemente, favorendo così la formazione delle prime stelle. Nei sistemi in cui il raffreddamento è molto efficiente, il gas è in grado di raggiungere il centro dell'alone rimanendo freddo (si parla di *cold mode*) e simulazioni idrodinamiche suggeriscono che questo avviene prevalentemente lungo sottili *filamenti*, molto comuni negli aloni massivi ad alti redshift (e.g. [Kereš et al. 2009](#), [Dekel et al. 2013](#)). A redshift inferiori, la maggior quantità di gas che viene accresciuta ha temperature elevate.

Nel campo della formazione ed evoluzione delle galassie si sono susseguite diverse teorie, ma ci sono ancora numerosi interrogativi irrisolti. In questo paragrafo ci si focalizzerà sulle galassie *early-type*, seguendo la trattazione presentata in [Cimatti et al. \(2019\)](#).

Sono principalmente due i modelli che si sono storicamente contrapposti:

Collasso monolitico (e.g. [Eggen et al., 1962](#)). Questo scenario prevede che le galassie *early-type* si siano formate ad alto redshift in seguito al rapido collasso di nubi di gas, sperimentando un intenso episodio di formazione stellare, seguito da un'evoluzione passiva. Il collasso viene solitamente descritto da processi non collisionali e diverse simulazioni mostrano che è possibile riprodurre bene i profili di brillantezza osservati ([van Albada, 1982](#)). Questa teoria richiede redshift di formazione molto elevati e prevede che la formazione delle stelle avvenga quasi contemporaneamente allo sviluppo della massa, in disaccordo con diverse osservazioni (ad esempio, l'evoluzione della densità di massa totale e l'evoluzione delle loro dimensioni in funzione del redshift).

Merging gerarchico (e.g. [Blumenthal et al., 1984](#)). In questo scenario le galassie *early-type* si formano in seguito alla fusione di due oggetti preesistenti, come due galassie a spirale. Per riprodurre i sistemi osservati è necessario che il merging sia dissipativo e questo richiede la presenza di una frazione di gas non ancora condensato in stelle. Alternativamente il merging deve avvenire tra due sistemi sferoidali. Ad oggi, si pensa che questi eventi abbiano avuto un ruolo importante nella storia di evoluzione recente delle galassie *early-type*.

Il meccanismo di formazione attualmente favorito, presenta alcuni aspetti simili a questi due modelli e prevede: un'iniziale sviluppo della massa attraverso filamenti freddi di gas; (1) una prima fase in cui avviene formazione stellare *in situ* a redshift $2 \lesssim z \lesssim 6$; e (2) una seconda fase a redshift più bassi in cui nuove popolazioni stellari formatesi *ex situ* vengono accresciute tramite merger (*modello a due fasi*, [Oser et al., 2010](#)).

2.5.1 Il downsizing

Se da una parte il modello Λ CDM prevede una crescita gerarchica delle strutture, vi sono ormai numerose evidenze che l'evoluzione delle galassie è guidata dalla loro massa, con le galassie massive che si formano prima e su tempi scala più brevi rispetto a quelle meno massive. Questo scenario è noto con il nome di *downsizing* (Cowie et al. 1996, Cimatti et al. 2006, Thomas et al. 2010).

Le evidenze che arrivano dall'Universo locale si basano sullo studio archeologico delle età e delle abbondanze. Diversi studi condotti analizzando gli indici spettrali di vasti campioni di galassie, hanno concluso che le galassie ellittiche locali massive mostrano età e metallicità sistematicamente maggiori di quelle meno massive (Gallazzi et al. 2005, Thomas et al. 2005, 2010, McDermid et al. 2015), inoltre sono caratterizzate da valori di $[\alpha/Fe]$ supersolari e quest'ultimo effetto può essere ricondotto a tempi-scala di formazione stellare molto brevi (§ 2.4.2). La Figura 2.8 mostra chiaramente questi risultati. Nell'asse delle ascisse è riportato il *lookback time*, definito come la differenza tra l'età che ha oggi l'Universo, t_0 e quella che aveva al tempo in cui sono stati emessi i fotoni dalla galassia. Nelle ordinate è riportato il tasso di formazione stellare per unità di massa. La storia di formazione stellare è modellata con delle Gaussiane al variare della massa della galassia: i centroidi rappresentano le età di formazione e le larghezze sono una misura della durata della formazione stellare. Si nota che, andando indietro nel tempo, le galassie presentano masse maggiori, un tasso di formazione stellare maggiore e una durata della formazione stellare più breve. Per il fatto che, in base a questi studi, le galassie massive debbano essersi formate a $z_f > 2$ e in tempi brevi, ci si aspetta di osservare galassie già passive almeno a redshift $z > 1$. Inoltre, per la stessa ragione, ci si aspetta che la densità in numero di queste galassie sia pressoché costante a bassi redshift.

Le predizioni sono state confermate da diversi lavori. In particolare, è stata confermata l'esistenza galassie passive anche ad alti redshift, $z \gtrsim 2$ (Cimatti et al. 2004; Belli et al. 2014) fino a $z \approx 4$ (Valentino et al., 2020) quando l'Universo aveva meno di 2 miliardi di anni. Queste osservazioni pongono vincoli molto stringenti sia ai modelli di evoluzione delle galassie, sia ai modelli cosmologici e sono un'ulteriore prova di come, una missione dedicata allo studio di questi sistemi passivi possa essere fondamentale nella comprensione dell'evoluzione dell'Universo.

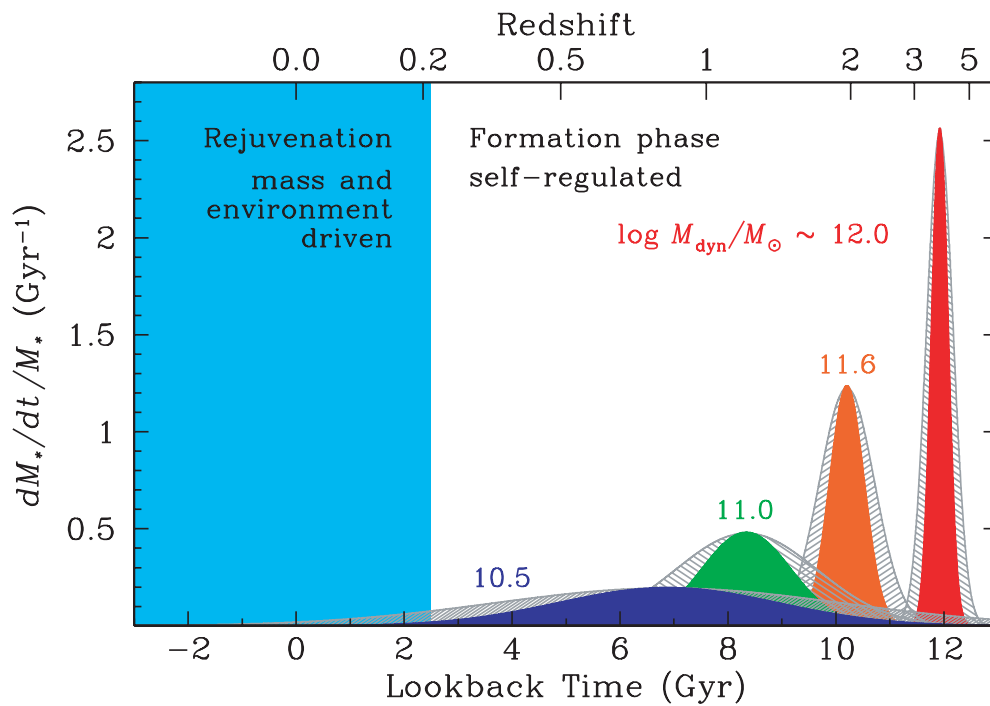


Figura 2.8 Evoluzione del tasso di formazione stellare specifico in funzione del tempo e del redshift per galassie massive di diverse masse (indicate nel grafico con diversi colori). È chiaro che per galassie di massa maggiore, il picco della formazione stellare avviene prima e in tempi scala più brevi (da [Thomas et al., 2010](#)).

Capitolo 3

Selezione e proprietà del campione

La misura diretta della storia di espansione dell'universo tramite il metodo dei *cronometri cosmici* prevede due fasi fondamentali: l'individuazione di validi traccianti dell'età dell'universo e la misura delle loro età differenziali in funzione del redshift. In questo capitolo verrà affrontato il primo punto, effettuando un'accurata selezione di galassie passive dal catalogo LEGA-C DR2. La scelta di questi dati risiede nella buona risoluzione $R \sim 3500$ e nel buon rapporto segnale-rumore $S/N \gtrsim 10$, necessario per rompere la degenerazione età-metallicità e quindi ridurre gli effetti sistematici che potrebbero insorgere nella stima dei parametri della popolazione stellare. Sarà necessario ridurre al minimo la contaminazione da popolazione stellari giovani (si veda [Moresco et al. 2018](#)). Una volta estratto il campione di galassie passive, viene presentato il metodo con cui sono state ottenute le misure degli indici spettrali e la sua validazione. In seguito, vengono analizzate le principali proprietà osservative, fisiche e morfologiche delle galassie passive selezionate e vengono studiati gli andamenti degli indici al variare del redshift. Il capitolo finale è dedicato al rapporto H/K, un diagnostico ancora poco utilizzato, ma molto promettente.

3.1 La survey LEGA-C

Il campione di galassie analizzato è stato estratto dalla seconda data release della survey *Large Early Galaxy Astrophysics Census* (LEGA-C DR2, [Straatman et al. 2018](#), [van der Wel et al. 2016](#)). Questa include 1988 spettri ad alta risoluzione ($R \sim 3500$) con un alto rapporto segnale-rumore ($S/N \gtrsim 10$) di 1922 sorgenti uniche nel campo COSMOS (Fig. 3.1) a redshift $0.6 < z < 1.0$. Gli spettri sono stati ottenuti con lo strumento VIMOS/HR-Red al Very Large Telescope (VLT, ESO Paranal) e hanno un range di lunghezze d'onda osservato di $6300 \div$

8800 Å. In Figura 3.2 è illustrata la copertura degli spettri rest-frame attesa. I dati della survey, che una volta completa comprenderà più di 3000 sorgenti, sono resi di dominio pubblico⁽¹⁾. I target sono stati selezionati in banda K_s tra $\sim 10'000$ sorgenti del catalogo UltraVISTA (Muzzin et al., 2013) come galassie più brillanti di $K_{s,lim} = 20.7 - 7.5 \times \log((1+z)/1.8)$ tra $0.6 < z < 1.0$. Gli spazi rimanenti delle maschere dello spettrografo sono stati destinati a galassie a $z > 1$ ($z < 0.6$) più brillanti (deboli) di $K_{s,lim}$ (target secondari).

L'intero catalogo LEGA-C DR2 contiene per ogni galassia:

1. ID, coordinate J2000, redshift spettroscopico, dispersione stellare e del gas;
2. Indici di Lick: $H\delta_A$, $H\delta_F$, CN_1 , CN_2 , $Ca4227$, $G4300$, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, $Fe4383$, $Ca4455$, $Fe4531$, C_24668 , $H\beta$ (Worthey et al. 1994; Worthey & Ottaviani 1997) e indice D_n4000 (Balogh et al., 1999);
3. Flussi e larghezze equivalenti di $[OII]\lambda 3727$, $[OIII]\lambda 4959$ e $[OIII]\lambda 5007$;
4. Flag per identificare spettri di peggiore qualità o che hanno dato problemi nel processo di riduzione dati (e.g. imperfetta sottrazione delle righe telluriche): f_{spec} , redshift non misurati (e.g. per basso S/N): f_z e problemi riscontrati nel fit con pPXF (e.g. continuo non ben riprodotto): f_{pPXF} ;
5. Rapporto segnale rumore calcolato in tre modi: S/N mediano tra tutti i pixel dello spettro osservato, $S/N_{8030,obs}$ misurato a 8030 Å e S/N_{4000} misurato a 4000 Å rest-frame;
6. Fattore di correzione per la completezza;
7. Spettri 1D già ridotti e calibrati in flusso utilizzando SED fotometriche dal catalogo UltraVISTA.

Le dispersioni di velocità sono state ricavate tramite il codice pPXF (*Penalized Pixel-Fitting*, Cappellari & Emsellem 2004) utilizzando template di popolazioni stellari semplici di Conroy et al. (2018). È necessario sottolineare che le dispersioni di velocità sono quantità spazialmente integrate, ossia i contributi di velocità di rotazione e dispersione stellare intrinseca sono sovrapposti. Prima di misurare gli indici di assorbimento sono state sottratte le righe di emissione tramite un modello di best-fit seguendo la procedura riportata in Gallazzi et al. (2014).

⁽¹⁾Ulteriori dettagli sono disponibili all'indirizzo: <https://www.eso.org/sci/observing/PublicSurveys/> (ultimo accesso: 15/09/2020)

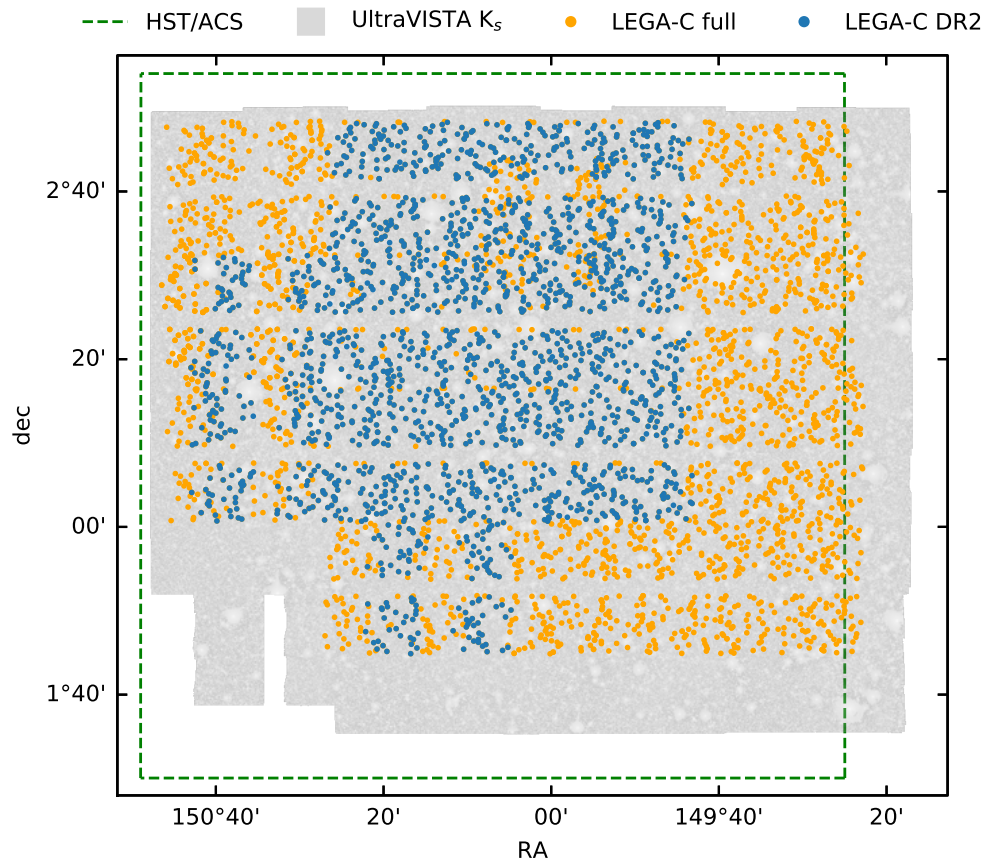


Figura 3.1 Estensione della survey LEGA-C. In background l’immagine ottenuta da UltraVISTA, survey dalla quale sono state estratte le sorgenti LEGA-C. I punti blu sono riferiti alla data release 2, mentre quelli arancioni alla release finale ad oggi non ancora pubblicata). La linea verde tratteggiata corrisponde al campo COSMOS che si estende su un’area di circa 2 gradi quadrati (da [Straatman et al., 2018](#)).

La survey LEGA-C è la prima a consentire uno studio dettagliato delle proprietà cinematiche e della popolazione stellare di un campione numeroso (> 1000) di galassie ed è, ad oggi, il catalogo spettroscopico ad alta risoluzione più esteso a redshift intermedi. L’obiettivo primario del progetto è quello di vincolare le storie di formazione stellare delle singole galassie

stellare (*quenching*), avvenuta in molte galassie circa 7 miliardi di anni fa (e.g. [Wu et al. 2020](#), [D’Eugenio et al. 2020](#)). Un secondo filone di ricerca è incentrato sullo studio delle relazioni di scala fino a $z \sim 1$ e il confronto con quelle osservate nell’Universo locale (e.g. [Bezanson et al. 2018](#), [Cannarozzo et al. 2020](#)).

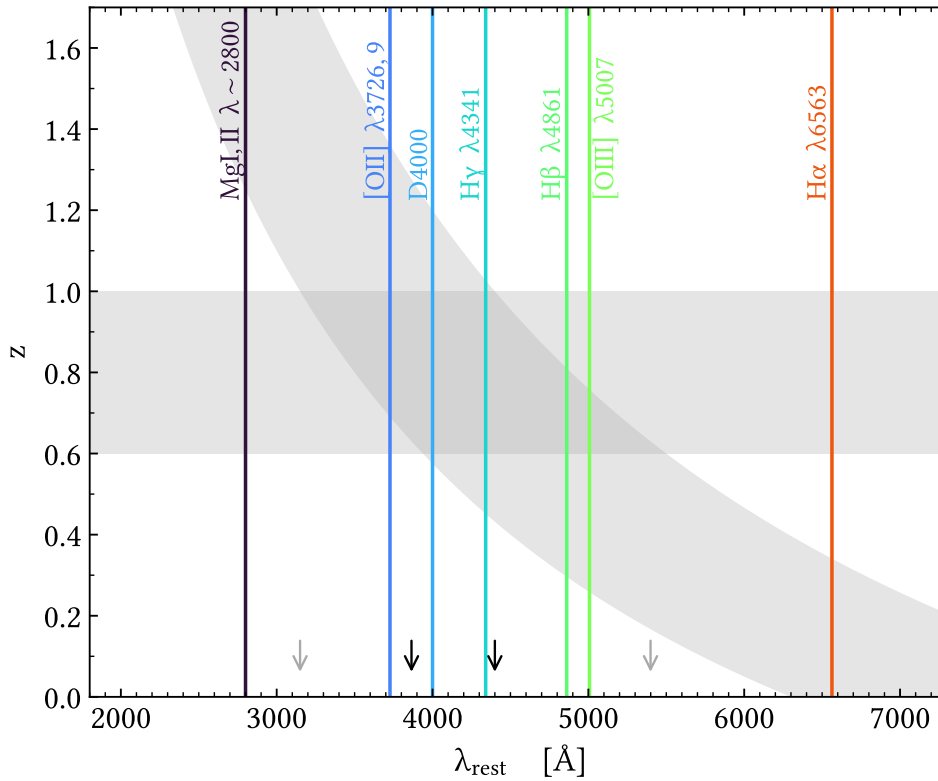


Figura 3.2 Intervallo dello spettro rest-frame campionato al variare del redshift. La banda grigia orizzontale rappresenta l'intervallo di redshift coperto dalla survey LEGA-C, mentre quella ricurva rappresenta l'intervallo dello spettro rest-frame di galassie a redshift crescente campionato da VIMOS HR-red, $6300 \div 8800 \text{ \AA}$. La regione di intersezione è quindi la copertura spettrale attesa dalla survey LEGA-C che è completa per $3865 \div 4400 \text{ \AA}$ (freccie nere) e parziale per $3150 \div 5340 \text{ \AA}$ (freccie grigie). Infine, le linee verticali rappresentano soltanto alcune delle caratteristiche tipiche degli spettri galattici e le rispettive lunghezze d'onda.

3.2 Selezione del campione di galassie passive

Per ottenere dati fotometrici utili al processo di selezione, è stato cross-correlato il catalogo LEGA-C con il catalogo COSMOS2015 (Laigle et al., 2016). Il campo COSMOS (centrato a $RA = 10^h$ e $DEC = +2^\circ$ ed esteso per circa 2 gradi quadrati) rappresenta una miniera di informazioni per lo studio di galassie e tassi di formazione stellare, nuclei galattici attivi, radiosorgenti extragalattiche e struttura a grande scala. Questo perché negli anni è stato oggetto di numerose survey, tra le quali la survey più estesa svolta con il telescopio spaziale Hubble (Scoville et al., 2007), che ha consentito di raggiungere un'elevata profondità in banda I ($I_{AB,lim} \simeq 27$ mag) a una risoluzione molto elevata ($FWHM \approx 0.1''$).

Ad oggi, il catalogo COSMOS2015 è la release più recente e contiene dati fotometrici e parametri fisici da essi derivati di più di un milione di sorgenti. Per una rapida visione delle bande coperte, dall'ultravioletto al vicino infrarosso, si può fare riferimento alla Figura 3.3 in cui sono riportate le curve di trasmissione dei filtri utilizzati. In dettaglio, gli strumenti impiegati per le osservazioni nelle diverse bande sono:

- Ultravioletto: GALEX (Zamojski et al., 2007) per la banda NUV e MegaCam/CFHT per la banda u^* ;
- Ottico: Suprime-Cam/Subaru (Taniguchi et al., 2015);
- Vicino infrarosso: VIRCAM/VISTA per le bande $YJHK_s$ (dalla survey UltraVISTA-DR2, McCracken et al. 2012) e HSC/Subaru per la banda $yHSC$;
- Medio e lontano infrarosso: IRAC/Spitzer per le bande 3.6, 4.5, 5.8 e $8.0\mu\text{m}$ (canali 1, 2, 3 e 4) e Hershel per le bande 100, 160, 250, 350 e $500\mu\text{m}$;

A queste si aggiungono i dati radio ottenuti con il Very Large Array (VLA) e i dati X ottenuti con XMM, Chandra e NuSTAR. I parametri fisici (massa e SFR) e le magnitudini rest-frame sono stati derivati tramite il codice LePHARE (Arnouts & Ilbert, 2011) utilizzando i modelli di Bruzual & Charlot (2003), IMF di Chabrier, SFH di tipo esponenziale ritardato e una cosmologia data da $(h, \Omega_{m,0}, \Omega_{\Lambda,0}) = (0.7, 0.3, 0.7)$. Per ulteriori dettagli in merito agli ingredienti utilizzati per modellare le SED fotometriche si rimanda il lettore a Ilbert et al. (2015).

In via esemplificativa ma non esaustiva si riportano alcuni dei principali risultati scientifici ottenuti nel campo COSMOS nell'ambito dell'evoluzione delle galassie. Ilbert et al. (2010) individuano a $z = 1$ un'epoca di transizione nell'evoluzione delle galassie quiescenti: la loro densità di massa stellare aumenta di 1.1 dex tra $z = 2$ e $z = 1$ (2.5 Gyr) e rimane quasi costante tra $z = 0.8$ e $z = 0.1$ (6 Gyr), implicando la presenza di un processo in grado di attenuare la formazione stellare. Inoltre, osservano che questa fase avviene prima per le galassie più massive come previsto dallo scenario del downsizing. Speagle et al. (2014)

analizzano 25 lavori (tra cui 12 svolti nel campo COSMOS) per delineare un quadro organico in merito all'evoluzione della sequenza principale delle galassie star-forming fino a $z \sim 6$. Più recentemente, [Darvish et al. \(2016\)](#) osservano che a $z < 1$ la frazione di galassie quiescenti è maggiore negli ambienti più densi, mentre fino a $z \sim 3$ il processo di quenching sembra essere guidato dalla massa delle galassie. Inoltre, tramite il progetto zCOSMOS ([Lilly et al., 2007](#)) sono state caratterizzate spettroscopicamente ~ 20000 galassie a redshift $0.1 < z < 1.2$ con lo spettrografo VIMOS/VLT. Alcuni lavori che fanno uso di questi dati hanno contribuito allo studio dell'evoluzione della funzione di luminosità fino a $z \sim 1$ ([Zucca et al., 2009](#)), della funzione di massa stellare separando i contributi delle galassie late-type ed early-type ([Pozzetti et al., 2010](#)) e dell'evoluzione del parametro di Hubble ([Moresco et al., 2012b](#)).

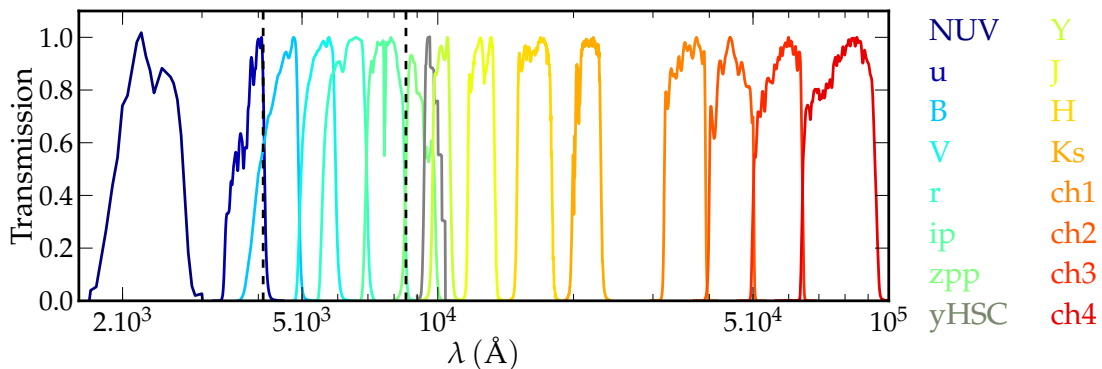


Figura 3.3 Curve di trasmissione per le bande fotometriche incluse nel catalogo COSMOS2015. La regione coperta va dal vicino ultravioletto (NUV) al medio infrarosso (IRAC/ch4). Le righe tratteggiate individuano la regione coperta da ulteriori filtri a banda intermedia (IA427, IA464, IA484, IA505, IA527, IA574, IA624, IA679, IA709, IA738, IA767 e IA827) e stretta (NB771 e NB816) non rappresentati in figura (da [Laigle et al., 2016](#)).

Per includere i dati di COSMOS2015 nel catalogo delle galassie LEGA-C si è fatto uso del software TOPCAT ([Taylor, 2005](#)). L'algoritmo di cross-correlazione riconosce una sorgente comune in due diversi cataloghi utilizzando le coordinate celesti. Il valore di tolleranza entro cui avviene tale ricerca può essere assegnato manualmente dall'utente, per questo lavoro si è scelto 1 arcsec. Il catalogo ottenuto dopo questa operazione si è ridotto a 1916 sorgenti (99.7% delle sorgenti LEGA-C DR2).

Per le finalità di questo lavoro è stato necessario escludere dall'analisi tutte le sorgenti per le quali sono stati riscontrati problemi nel processo di riduzione dati e calibrazione. Avvalendosi dei flag forniti dal catalogo LEGA-C, sono stati esclusi gli spettri con un'imperfetta sottrazione delle righe telluriche o non ben calibrati ($f_{\text{spec}} = 1$), quelli privi di una misura del redshift ($f_z = 1$ e $z = \text{nan}$) e quelli per i quali il fit mediante pPXF non è andato a buon fine ($f_{\text{pPXF}} = 1$). Sostanzialmente sono state conservate le sorgenti ritenute idonee per scopi

scientifici, includendo anche i target secondari. Al termine di tale processo, il campione si è ridotto a 1631 sorgenti (84.9% delle sorgenti LEGA-C DR2).

Al fine di poter svolgere una selezione fotometrica preliminare di galassie passive è necessario che siano disponibili i valori delle magnitudini di interesse. Come verrà discusso nel prossimo capitolo, la selezione è svolta utilizzando le magnitudini rest-frame in banda NUV , r e J . Pertanto, si sono escluse dall'analisi le sorgenti per le quali in COSMOS2015 tali valori non sono disponibili.

In conclusione, il campione ottenuto (che costituirà il *parent sample*) è formato da **1622** sorgenti (84.4 % delle sorgenti LEGA-C DR2). Gli spettri hanno un S/N mediano di 13.1 e il redshift mediano è pari a $\langle z \rangle = 0.752$.

3.2.1 Selezione fotometrica

L'approccio fotometrico è quello più efficiente per effettuare una prima selezione di galassie passive (§ 2.2). In questo lavoro viene adottato il criterio di selezione proposto da [Ilbert et al. \(2013\)](#) basato sul diagramma colore-colore $NUVrJ$:

$$\begin{cases} (NUV - r)_0 > 3.1 & (r - J)_0 \leq 0.7 \\ (NUV - r)_0 > 3(r - J)_0 + 1 & (r - J)_0 > 0.7 \end{cases} \quad (3.1)$$

I colori $NUV - r$ e $r - J$ presentano tre vantaggi rispetto a $U - V$ e $V - J$: individuano meglio gli episodi recenti ($\sim 1-100$ Myr) di formazione stellare anche nel caso di galassie polverose (eg. [Arnouts et al., 2007](#); [Ilbert et al., 2013](#); [Martin et al., 2007](#)); la posizione nello spazio colore-colore correla bene con il tasso di formazione stellare ([Davidzon et al., 2017](#); [Ilbert et al., 2015](#)) e sono meno sensibili agli errori legati alla correzione K perché coprono un range dinamico spettrale più elevato.

La selezione è stata applicata al *parent sample* utilizzando le magnitudini assolute NUV (GALEX), r (Suprime-Cam/Subaru) e J (VIRCAM/VISTA) fornite nel catalogo COSMOS15. Gli indici di colore rest-frame sono stati calcolati come differenza delle rispettive magnitudini assolute. Il diagramma colore-colore così ottenuto è mostrato in Figura 3.4, dove i punti rossi rappresentano le galassie che sono state selezionate. Nella figura è anche riportata la regione che si estende verticalmente di ± 0.5 dex rispetto all'Eq. 3.1 nella quale [Davidzon et al. \(2017\)](#) sottolineano cautela nella classificazione delle sorgenti. Infatti, il grande range dinamico offerto dal colore $NUV - r$, potrebbe non essere sufficiente per ridurre la contaminazione di galassie della *green-valley*, per le quali è più difficile caratterizzare il tasso di formazione stellare.

Applicando il criterio di selezione fotometrica $NUVrJ$ sono state individuate **657** galassie passive (40.5% del *parent sample*). Il 22.2% di queste ricadono nella regione di cautela, ma per evitare una selezione troppo conservativa vengono flaggate, ma non rimosse dal campione.

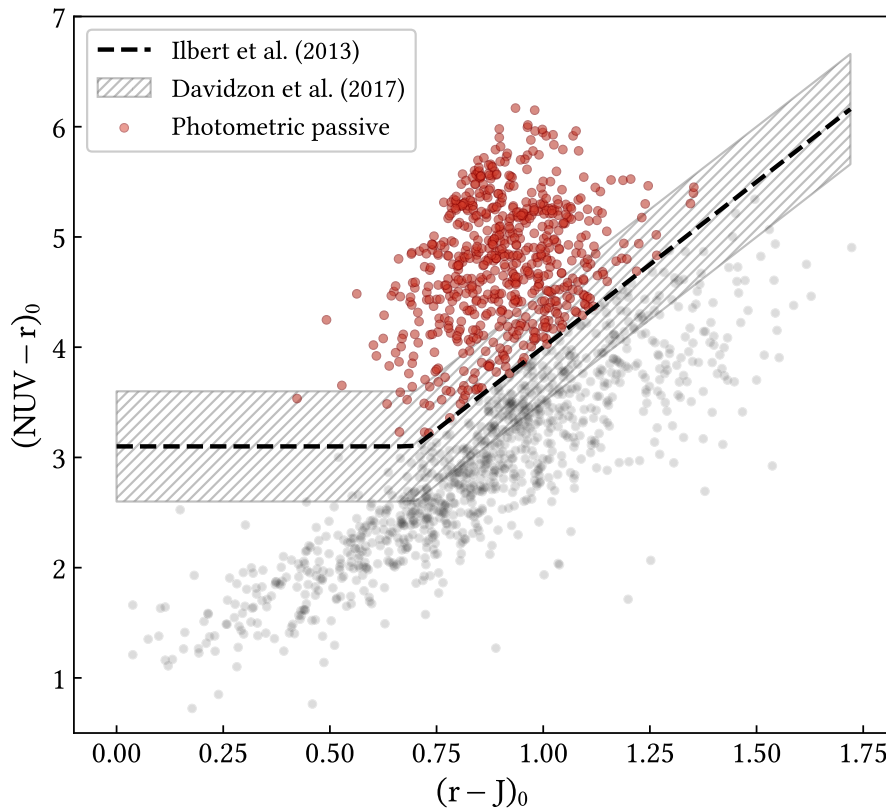


Figura 3.4 Diagramma diagnostico $NUVrJ$ applicato al *parent sample* estratto da LEGA-C DR2. La linea tratteggiata individua il criterio proposto da [Ilbert et al. \(2013\)](#) per separare le galassie quiescenti (punti rossi) da quelle star forming (punti grigi). A scopo illustrativo viene anche riportata con una zona tratteggiata la regione definita da [Davidzon et al. \(2017\)](#) che potrebbe contenere galassie della *green valley*.

3.2.2 Selezione spettroscopica

Per selezionare un campione affidabile di cronometri cosmici è necessario minimizzare la possibilità che le galassie siano contaminate da una popolazione stellare giovane. Alla selezione fotometrica deve seguire quindi una selezione spettroscopica ([Moresco et al., 2013](#)). Questa può avvenire ponendo limiti superiori alla larghezza equivalente di righe di

emissione come l' $[OII]\lambda 3727$ e l' $H\alpha$ (e.g. Moresco et al. 2012b, Moresco et al. 2016a, Wang et al. 2018), in quanto possibili indicatori di formazione stellare molto recente ($\lesssim 10$ Myr). Prendendo come riferimento il lavoro di Mignoli et al. (2009) sono state escluse tutte le sorgenti con una $EW_0([OII]) < 5 \text{ \AA}^{(2)}$. Il processo è illustrato in Figura 3.5 tramite il diagramma $EW_0([OII]) - D_n 4000$. Per la selezione spettroscopica è stato quindi utilizzato un approccio differente da quanto discusso in precedenza. Infatti, se dal diagramma $NUVrJ$ si erano estratte le galassie passive, in questo caso si escludono quelle non passive. La scelta è da ricondurre al fatto che per la maggior parte delle galassie LEGA-C non è disponibile il valore dell' $EW_0([OII])$. In effetti, la riga di $[OII]$ per le galassie a $z \lesssim 0.65$ non è osservabile nello spettro, data la finestra di lunghezze d'onda osservate dello spettrografo VIMOS HR-red ($6300 \div 8800 \text{ \AA}$). Sono stati riscontrati anche casi in cui la riga, sebbene formalmente osservabile, non è misurata a causa del basso rapporto S/N o della presenza di righe telluriche mal sottratte. Per caratterizzare completamente il campione sarà quindi necessario procedere con un'ispezione visiva degli spettri.

Al termine di questo processo è stato ottenuto un campione spettro-fotometrico composto da **485** galassie (29.9% del *parent sample*). Gli spettri hanno un rapporto segnale-rumore mediano pari a $\langle S/N \rangle = 18.6 \text{ \AA}^{-1}$, valore apprezzabilmente maggiore rispetto a quello del *parent sample*, mentre il redshift mediano, $\langle z \rangle = 0.732$, è leggermente diminuito. Di questo sotto-campione è stato realizzato lo spettro composito mediano (il metodo verrà descritto nella Sezione § 3.4.3), che è mostrato in Figura 3.6.

Globalmente, corrisponde allo spettro di una galassia passiva. In particolare, seguendo Sánchez Almeida et al. (2012), si osservano le seguenti caratteristiche:

1. Una forma del continuo tipica delle popolazioni stellari più rosse e assenza di significativa emissione in banda UV (requisito necessario, ma non sufficiente per individuare galassie passive);
2. La discontinuità a 4000 \AA , prodotta da metalli a vari stati di ionizzazione (incluso il $Ca II$) nelle fotosfere stellari;
3. Assenza di un evidente Balmer break (a 3650 \AA) e di forti indici di assorbimento di Balmer (e.g., $H\delta_F$, $H\gamma_F$ e $H\beta$);
4. La riga $CaII H$ è meno profonda della riga $CaII K$. Il trend può essere invertito qualora una forte riga di assorbimento di $H\epsilon$ (prodotta da una popolazione stellare molto giovane di età < 200 Myr) si sovrapponesse al $CaII H$ rinvigorendone il profilo di assorbimento (§ 3.4.4);

⁽²⁾Gli autori propongono un taglio basato sul diagramma $EW_0([OII]) - D4000$, in questo lavoro si è scelto di applicare soltanto il taglio in $EW_0([OII]) < 5 \text{ \AA}$.

5. La presenza di indici di assorbimento metallici (G4300, Ca4455, Mg b, ...).

Si nota inoltre la presenza di una debole riga dell'[OII] λ 3727 dovuta al fatto che è stato applicato un taglio conservativo all' $EW_0([OII])$ ⁽³⁾. Una selezione più rifinita verrà svolta nel processo di ispezione visiva.

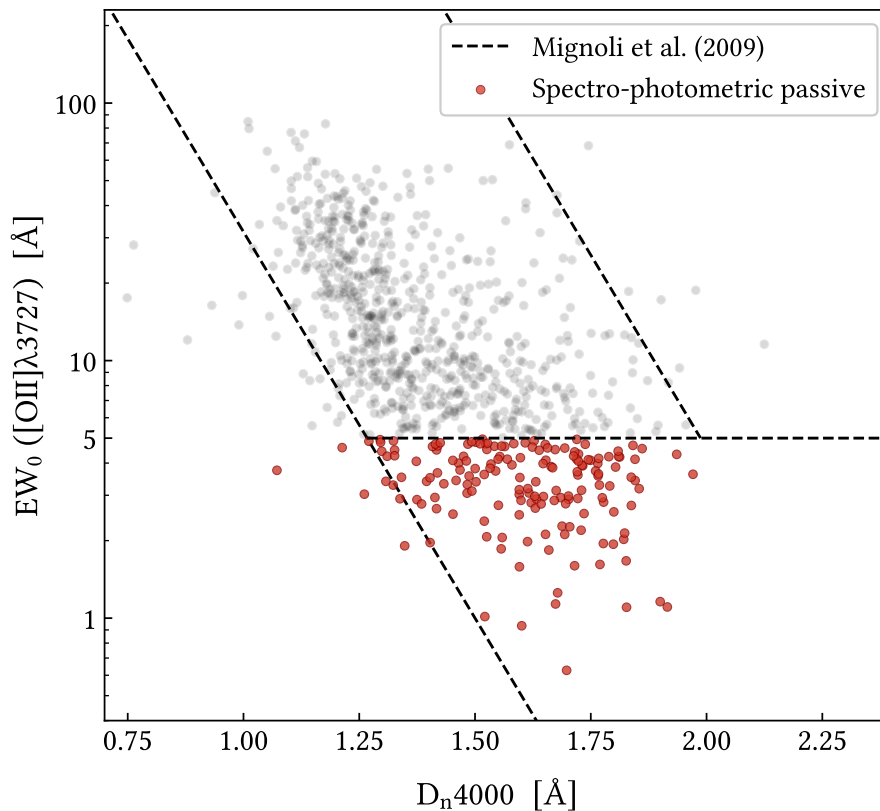


Figura 3.5 Diagramma diagnostico $D_n4000 - EW_0([OII])$ applicato al campione selezionato fotometricamente da LEGA-C DR2. I punti grigi rappresentano le galassie escluse dalla selezione ($EW_0([OII]) > 5 \text{ \AA}$), mentre i punti rossi sono le galassie passive per le quali i valori in oggetto sono disponibili. La linea tratteggiata individua il criterio spettroscopico di [Mignoli et al. \(2009\)](#).

⁽³⁾ Un taglio a 3 Å avrebbe escluso dall'analisi galassie ritenute passive dal loro spettro e aventi un $S/N \sim 10$ accettabile per gli obiettivi del presente lavoro.

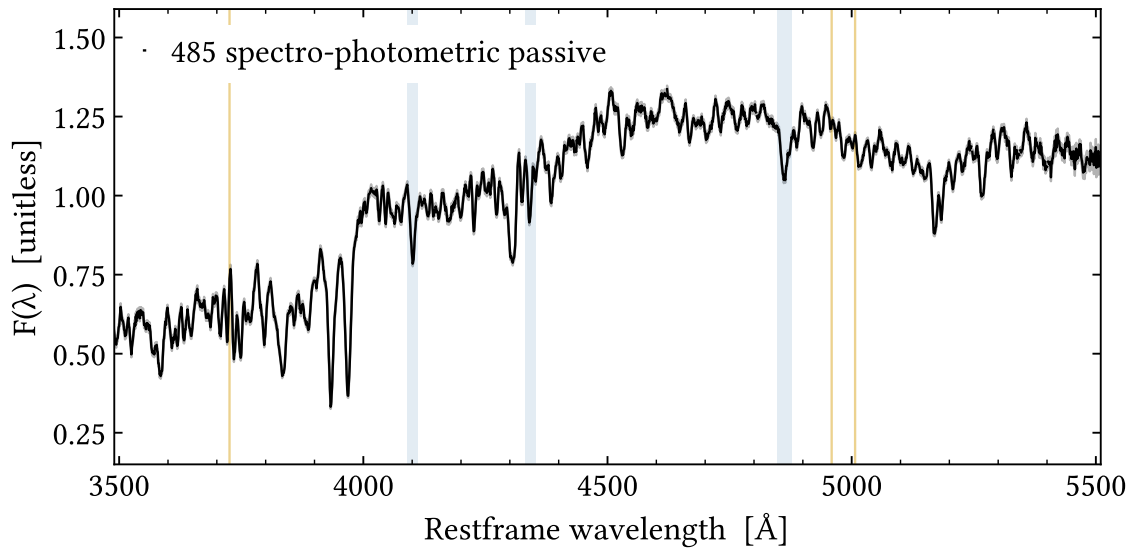


Figura 3.6 Spettro delle 485 galassie appartenenti al campione spettro-fotometrico ottenuto mediante la tecnica dello stacking mediano. L'area grigia, che risulta essere quasi sovrapposta alla linea nera, rappresenta l'errore associato allo spettro mediano, definito come MAD/\sqrt{N} , dove $MAD = 1.483 \cdot \text{mediana}(|F_i - \text{mediana}(F_i)|)$ è la deviazione mediana assoluta e N è il numero di flussi F_i combinati per ogni pixel. In oro sono evidenziate tre righe tipiche di emissione (da sinistra verso destra): $[OII]\lambda 3727$ (data dalla sovrapposizione di due righe a 3726 e 3729 Å), $[OIII]\lambda 4959$ e $[OIII]\lambda 5007$. In azzurro sono indicate le regioni centrali di tre indici di Balmer: $H\delta_F$, $H\gamma_F$ e $H\beta$.

3.2.3 Ispezione visiva

I criteri di selezione adottati sino a questo punto hanno consentito di ottenere un campione di 485 galassie che mostrano, attraverso il loro spettro composto, caratteristiche tipiche di una galassia passiva con una possibile contaminazione. Tuttavia, come discusso nel paragrafo precedente, soltanto le galassie con una misura di $EW_0([OII])$ sono state caratterizzate spettroscopicamente e la selezione è quindi da considerarsi incompleta.

A questo riguardo, si è deciso di procedere con un'ispezione visiva degli spettri di tutte le 485 galassie, con l'ulteriore obiettivo di escludere quelle aventi uno spettro di bassa qualità (basso SN, righe telluriche mal sottratte, ...). Per quanto questo processo risulti essere soggettivo, sono stati adottati criteri ben riproducibili, schematizzati in Figura 3.7. A questo proposito è stato scritto uno script in Python (`SpInsp.py`), che consente di analizzare sistematicamente un set di spettri rest-frame evidenziando le righe caratteristiche di emissione e le principali righe telluriche (e.g., 5577, 6300 e 6363 Å). Inizialmente viene mostrato lo spettro nella sua interezza: nel caso di bassa qualità l'utente può direttamente classificarlo (nel presente lavoro come *incerto*) e passare al successivo. Alternativamente, si può ingrandire la regione

attorno alla riga dell' $[OII]\lambda 3727$ o, se non disponibile, attorno a quella dell' $[OIII]\lambda 5007$ ⁽⁴⁾ per valutarne la prominanza rispetto al continuo. Tutto questo processo avviene da tastiera e permette quindi una rapida classificazione ($\lesssim 5$ s/galassia).

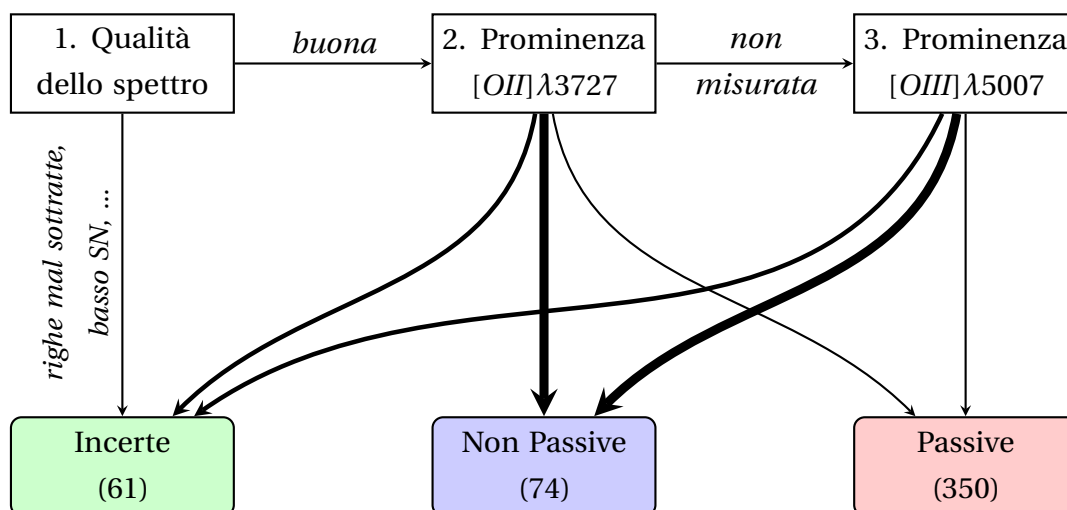


Figura 3.7 Diagramma che riassume il processo di ispezione visiva.

Al termine dell'ispezione visiva è stato ottenuto un campione di **350** galassie passive (*bona-fide*) (21.6% del *parent sample*). Delle galassie restanti, 74 sono state classificate come *non passive* e 61 come *incerte*. Per mostrare l'efficacia di questo processo, sono stati realizzati gli spettri compositi mediani dei 3 sotto-campioni, riportati in Figura 3.8. Come atteso, il campione delle *non passive* mostra le due evidenti righe di emissione dell' $[OII]$ e dell' $[OIII]$, il loro contributo è ridotto nel campione delle *incerte* e praticamente nullo nel campione delle *passive*. Altre caratteristiche che non possono essere apprezzate visivamente sono riportate in Tabella 3.1. Nonostante i campioni abbiano simili distribuzioni in redshift, le *non passive* mostrano rispetto alle *passive*: una σ_* mediana leggermente inferiore, un $H\delta_F$ tendenzialmente maggiore, e, in generale, una maggior dispersione dei valori mediani degli indici spettrali. Considerando tutte le caratteristiche osservate, si può concludere che i campioni *non passive* e *incerte* mostrano segni non trascurabili di contaminazione e vengono pertanto esclusi dall'analisi successiva.

In conclusione, il processo di ispezione visiva è servito a escludere galassie con righe di emissione residue, nonché a rimuovere galassie con spettri di bassa qualità. Da questo punto in poi con il termine “passive” si farà riferimento alle 350 galassie (*bona-fide passive*) ottenute

⁽⁴⁾Non è stato preso in considerazione l' $[OIII]\lambda 4959$, in quanto la sua intensità è circa $\frac{1}{3}$ dell' $[OIII]\lambda 5007$ (da studi teorici sulle probabilità di transizione, e.g. Storey & Zeppen 2000).

al termine del processo di selezione, queste galassie saranno utilizzate come *cronometri cosmici* nel presente lavoro.

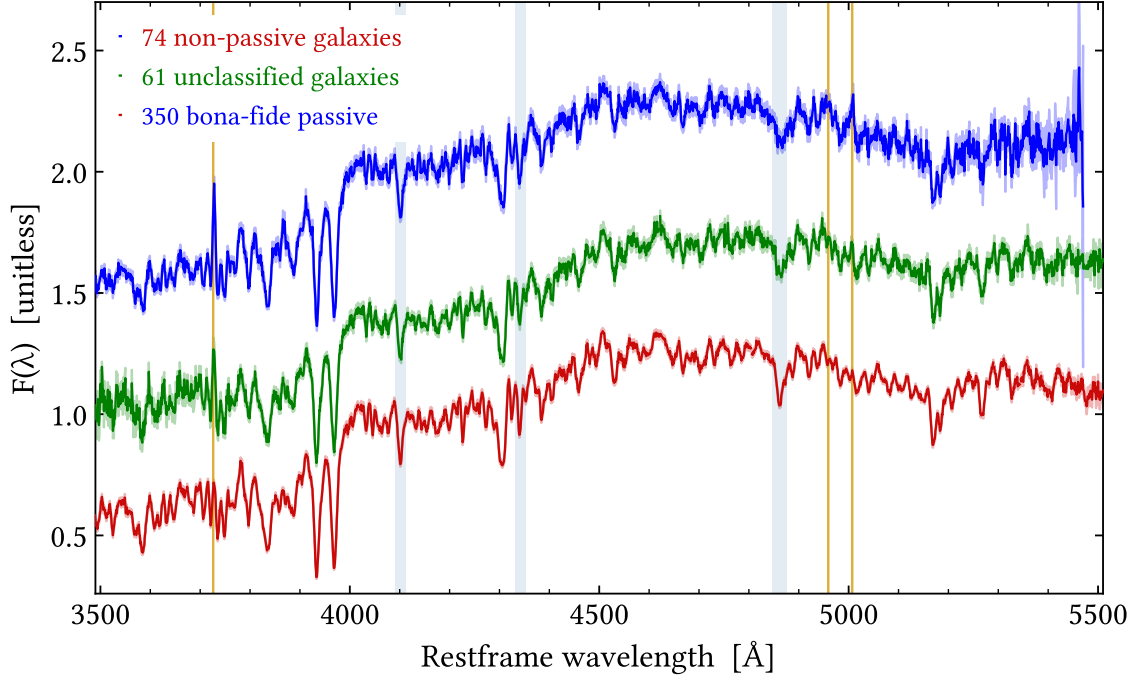


Figura 3.8 Spettri composti mediani dei sotto-campioni classificati tramite ispezione visiva: 74 *non passive*, 61 *incerte* e 350 *passive bona-fide*. Per ulteriori dettagli si può far riferimento alla Figura 3.6.

Tabella 3.1 Valori mediani misurati sugli spettri dei sotto-campioni classificati tramite ispezione visiva. L'errore mediano è riportato in un'unica colonna, in quanto non mostra differenze significative nei tre sotto-campioni. Le misure sono ottenute dal catalogo LEGA-C DR2 (§ 3.1).

Quantità	Valore mediano			Errore mediano
	Non Passive	Incerte	Passive	
N. di galassie	74	61	350	–
S/N	19.6 ± 10.5	20.0 ± 14.2	18.2 ± 12.5	–
z	0.731 ± 0.095	0.726 ± 0.068	0.735 ± 0.113	< 0.001
σ_* [km s ⁻¹]	185 ± 38	194 ± 44	206 ± 54	10
D_n4000 [dex]	1.63 ± 0.16	1.72 ± 0.12	1.69 ± 0.09	0.02
$H\delta_F$ [Å]	2.11 ± 1.45	1.39 ± 0.71	1.46 ± 0.71	0.29
$G4300$ [mag]	3.63 ± 1.52	4.21 ± 0.80	4.19 ± 0.81	0.46

3.3 Misura degli indici tramite pyLick

I valori degli indici di assorbimento forniti nel catalogo LEGA-C DR2 sono misurati adottando le definizioni degli indici di Lick (Worthey et al., 1994), inclusi gli indici di Balmer $H\delta_A$ e $H\delta_F$ (Worthey & Ottaviani, 1997) e la definizione dell'indice D_n4000 (Balogh et al., 1999), dopo aver sottratto il contributo delle righe di emissione attraverso un template di best-fit (viene seguita l'analisi riportata in Gallazzi et al., 2014).

Dal momento che bisognerà confrontarsi con modelli alla risoluzione della libreria spettrale MILES (FWHM = 2.5 Å, Beifiori et al. 2011), per evitare effetti sistematici sarà necessario riportare gli spettri LEGA-C a tale risoluzione e ottenere nuove misure degli indici. Inoltre, questo permetterà di estendere il range spettrale analizzato in LEGA-C DR2. Il software scelto per ottenere le nuove misure è PyLick, precedentemente sviluppato da M. Moresco e S. Quai e ora adattato per l'analisi degli spettri LEGA-C. Il suo funzionamento è riassumibile in quattro punti principali:

1. Legge i file contenenti gli spettri 1D già ridotti: λ , F_λ , σ_λ e un vettore booleano che individua i pixel di cattiva qualità (e.g. dovuti a cattiva sottrazione delle righe telluriche);
2. Ricampiona gli spettri rest-frame alla "risoluzione" di 0.0625 Å/pixel compatibilmente alle definizioni degli indici di Lick. Nei pixel di cattiva qualità il flusso F_λ e l'incertezza associata σ_λ vengono interpolati e tali regioni vengono flaggate in un nuovo vettore booleano;
3. Misura gli indici seguendo le Equazioni (2.6–2.9) verificando la percentuale di pixel che sono stati interpolati. L'utente può impostare una soglia sopra la quale scartare le misure, un buon compromesso è 20%;
4. Propaga l'errore sulla misura degli indici seguendo il metodo del S/N per elemento di dispersione proposto da Cardiel et al. (1998): negli N pixel appartenenti alla regione di definizione dell'indice, il S/N è calcolato come

$$S/N = \frac{1}{N\sqrt{\Theta}} \sum_{i=1}^N \frac{F_{\lambda,i}}{\sigma_{\lambda,i}}. \quad (3.2)$$

dove Θ è la dispersione misurata in Å/pixel. L'espressione approssimata con cui stimare l'errore casuale sulla misura degli indici atomici e molecolari è

$$\sigma [I_a] \approx \frac{c_1 - c_2 I_a}{S/N}, \quad \sigma [I_m] \approx \frac{c_3}{S/N}; \quad (3.3)$$

dove le costanti c_1 , c_2 e c_3 sono definite come segue

$$c_1 \equiv \Delta\lambda_c c_2 \quad (3.4)$$

$$c_2 \equiv \sqrt{\frac{1}{\Delta\lambda_c} + \left(\frac{\lambda_r - \lambda_c}{\lambda_r - \lambda_b}\right)^2 \frac{1}{\Delta\lambda_b} + \left(\frac{\lambda_c - \lambda_b}{\lambda_r - \lambda_b}\right)^2 \frac{1}{\Delta\lambda_r}} \quad (3.5)$$

$$c_3 \equiv 2.5 c_2 \log e \quad (3.6)$$

e le quantità $\lambda_{r,c,b}$ e $\Delta\lambda_{r,c,b}$ sono i punti centrali e le larghezze delle regioni di pseudocontinuo blu, continuo e pseudocontinuo rosso. Infine, l'errore associato alla discontinuità a 4000 Å è stimabile dalla relazione

$$\sigma [\text{D4000}] \approx \frac{\text{D4000}}{\sqrt{200}} \sqrt{\frac{1}{S/N_b^2} + \frac{1}{S/N_r^2}}, \quad (3.7)$$

dove $S/N_{b,r}$ sono i rapporti segnale-rumore medi nelle bande blu e rossa.

3.3.1 Confronto con le misure LEGA-C

Con l'obiettivo di confermare l'affidabilità del codice, sono stati confrontati gli indici e i rispettivi errori misurati tramite PyLick con i valori riportati in LEGA-C DR2. L'analisi è svolta sulle 350 galassie passive per minimizzare le differenze dovute all'operazione di sottrazione di righe di emissione effettuata per le misure LEGA-C DR2. I risultati sono illustrati in Figura 3.9.

Gli indici D_n4000 , C_24668 e $G4300$ mostrano differenze molto piccole $\lesssim 0.1\%$. Lo stesso si può dire per $H\beta$, $Fe4383$ e $Fe4531$, che mostrano differenze $\lesssim 0.5\%$ e per $Ca4227$ e $Ca4455$, per i quali rimangono comunque entro l'1%. Inoltre, in questi casi non si registrano effetti sistematici significativi. Il confronto tramite le differenze percentuali non ha un buon comportamento per valori attorno allo zero e produce asintoti, questo si può notare negli indici di Balmer $H\delta_A$, $H\delta_F$, $H\gamma_A$ e $H\gamma_F$. In questi casi l'accordo tra LEGA-C e PyLick è comunque molto buono e gli offset (PyLick–LEGA-C) risultano inferiori a 0.01 Å. Lo stesso problema diventa molto evidente per i due indici molecolari CN_1 e CN_2 , per questo motivo si è scelto di mostrare le semplici differenze. In entrambi i casi si nota un offset di 0.002 Å. Queste differenze sistematiche, che emergono negli indici aventi valori più bassi, potrebbero essere dovute alle operazioni preliminari svolte sui dati LEGA-C.

Un'analisi simile viene effettuata per gli errori associati agli indici. Tuttavia, è necessario considerare che agli errori forniti in LEGA-C DR2 sono stati moltiplicati, per ogni indice, coefficienti derivati tramite osservazioni multiple di stesse galassie (Stratman et al., 2018,

Tabella 3). Infatti, le incertezze ottenute formalmente da un singolo spettro non tengono in considerazione numerose fonti di errore come: allineamento della maschera sullo spettrografo, variazione del seeing durante diverse osservazioni e operazioni svolte durante il processo di riduzione dati. Dal momento che l'obiettivo di questa analisi è verificare l'attendibilità del codice, per un confronto alla pari sono stati applicati gli stessi coefficienti agli errori misurati con PyLick. I risultati sono mostrati in Figura 3.10.

Per la maggior parte degli indici, gli errori misurati con PyLick risultano essere leggermente inferiori rispetto a quelli forniti in LEGA-C DR2, tuttavia questi trend mostrano una grande dispersione. Le differenze percentuali rimangono comunque dentro il $\sim 15\%$ per la maggior parte delle galassie e potrebbero essere attribuiti a un diverso metodo di stima dell'errore formale: nel presente lavoro si fa riferimento a [Cardiel et al. \(1998\)](#), mentre per i dati LEGA-C DR2 questa informazione non è riportata.

In generale, questi risultati confermano l'affidabilità del codice PyLick e ne validano l'utilizzo per ottenere nuove misure di indici spettrali e di incertezze ad essi associati.

3.3.2 Convoluzione, correzione per σ e misure finali

La misura dell'intensità degli indici può essere affetta da errori sistematici se non vengono applicati alcuni accorgimenti relativi alla risoluzione spettrale e alla dispersione stellare di velocità. Dal momento che gli indici sono definiti su intervalli fissati (§ 2.3.1), non possono accomodare l'effetto di un eventuale allargamento spettrale: qualora le ali della riga si estendessero al di fuori della regione centrale, verrebbe misurato un valore dell'indice inferiore. Si ha lo stesso effetto quando le righe allargate entrano nella regione di pseudocontinuo, riducendo il flusso del continuo stimato. Per l'analisi svolta in questo paragrafo viene seguita una procedura simile a quella riportata nel lavoro di [Carson & Nichol \(2010\)](#), al quale si rimanda il lettore per dettagli aggiuntivi.

Il primo passo consiste nell'uguagliare la risoluzione degli spettri osservati a quella dei modelli che verranno utilizzati per il confronto. Operativamente, ogni spettro osservato viene convoluto con una Gaussiana la cui deviazione standard $\sigma_x(\lambda_{obs})$ è ottenuta ponendo

$$\sigma_{mod}^2 [(1+z)\lambda_{mod}] = \sigma_{obs}^2(\lambda_{obs}) + \sigma_x^2(\lambda_{obs}), \quad (3.8)$$

dove $\sigma_{mod} [(1+z)\lambda_{mod}]$ è la risoluzione del modello riportato nel sistema di riferimento di osservazione e $\sigma_{obs}(\lambda_{obs})$ è la risoluzione dello spettro osservato. A questo punto, l'operazione di convoluzione viene svolta sullo spettro osservato S per ogni pixel j -esimo: $[S \otimes G(j)]_j$,

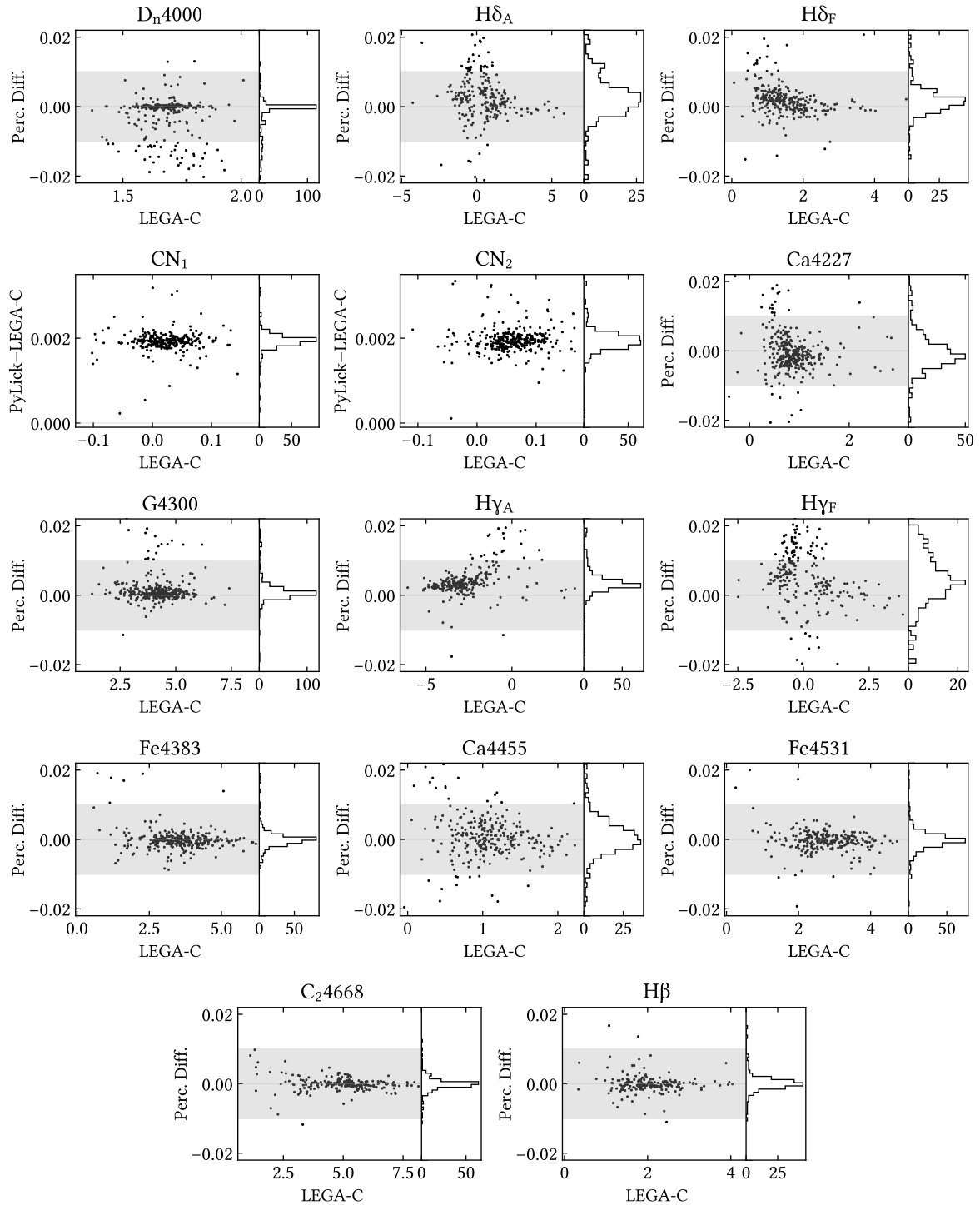


Figura 3.9 Differenza percentuale tra gli indici forniti in LEGA-C DR2 e quelli misurati con *PyLick* calcolata dividendo la differenza delle due misure ($PyLick-LEGA-C$) per il modulo del loro valore medio. Questo metodo non è conveniente quando l'indice vale ~ 0 , pertanto nel caso di CN_1 e CN_2 si mostra la semplice differenza. I punti rappresentano le 350 galassie passive selezionate in questo lavoro e l'area grigia individua differenze percentuali pari a $\pm 1\%$.

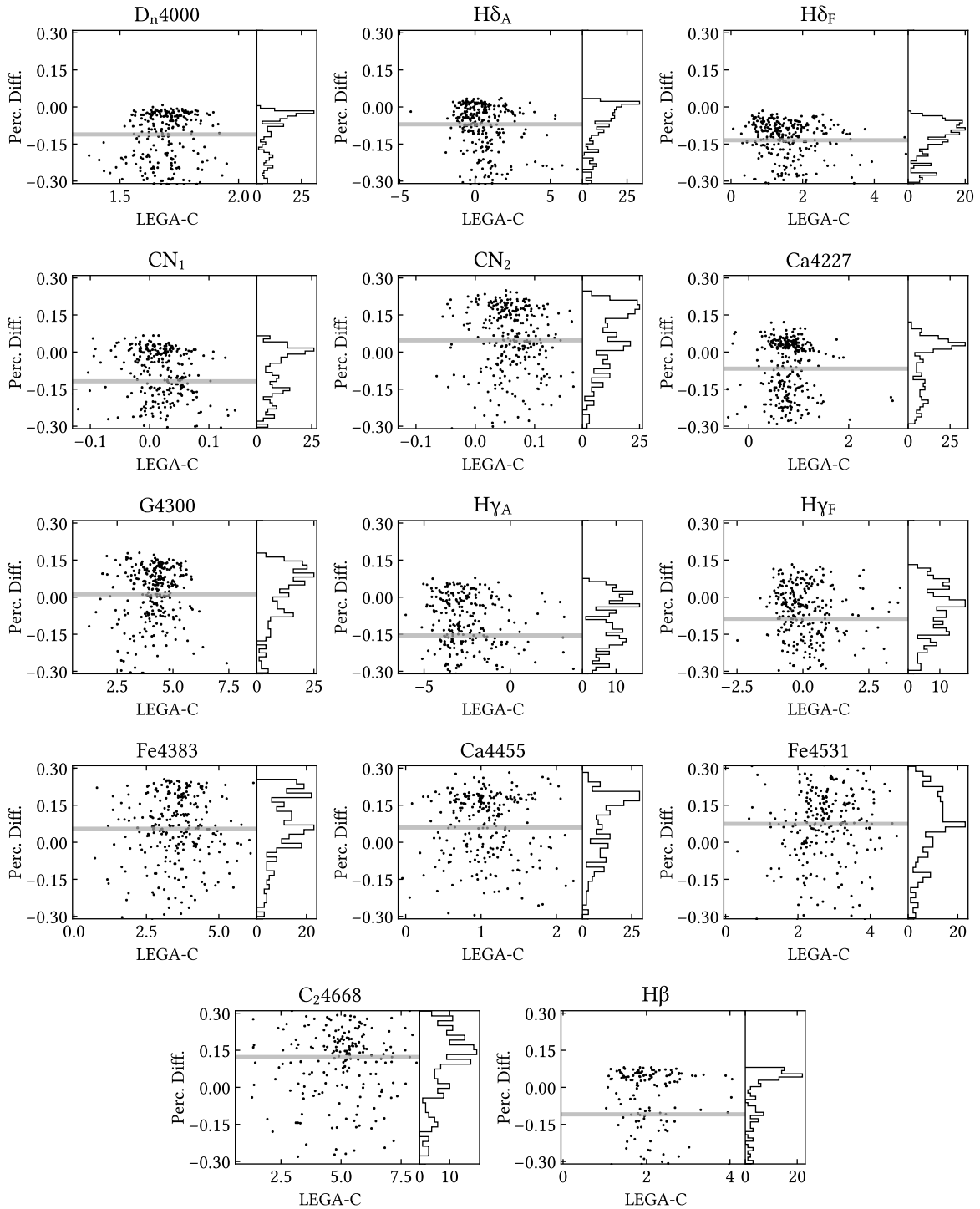


Figura 3.10 Differenza percentuale tra le incertezze associate agli indici in LEGA-C DR2 e quelle ottenute con PyLick moltiplicando per i coefficienti riportati in [Stratman et al. \(2018, Tabella 3\)](#). Sull'asse delle ascisse sono riportati i valori degli indici LEGA-C. I punti rappresentano le 350 galassie passive selezionate in questo lavoro e le righe grigie sono i valori medi delle distribuzioni.

dove $G(j)$ è la Gaussiana di deviazione standard $\sigma_{x,j}$. L'errore associato al flusso nel pixel j -esimo è ottenuto per propagazione classica.

Per gli spettri LEGA-C viene adottata una risoluzione pari a $R = 3500$ (Straatman et al., 2018), che si traduce in una FWHM media di 1.6 \AA rest-frame. In seguito al processo di convoluzione gli spettri hanno una risoluzione rest-frame pari a quella dei modelli che verranno utilizzati, ossia pari a quella della libreria MILES in essi implementata, $\text{FWHM} = 2.5 \text{ \AA}$ (Beifiori et al., 2011). Si nota che vale la relazione: $\sigma \approx 2.355/\text{FWHM}$.

A questo punto si può procedere con la misura. Sugli spettri degradati a una $\text{FWHM} = 2.5 \text{ \AA}$ rest-frame vengono misurati gli indici di Lick (Trager et al. 1998, Worthey & Ottaviani 1997, le definizioni sono riportate nella Tab. 2.1) e gli indici D4000 e D_n4000 (Bruzual A. 1983, Balogh et al. 1999, si veda l'Eq. 2.9). In questo modo è stato esteso il set di indici fornito nel catalogo LEGA-C DR2, misurandone 6 più rossi dell' $H\beta$ (Fe5015, Mg_1 , Mg_2 , Mg b , Fe5270, Fe5335, Fe5406) per un numero alto di galassie. Tra questi, si annoverano alcuni indici fra i più utilizzati in letteratura per porre vincoli sull'arricchimento α . Le misure non sono estese oltre $\lambda = 5500 \text{ \AA}$, poiché a lunghezze d'onda maggiori si avrebbe una statistica troppo bassa ($N \lesssim 20$). Casi studio su tali galassie, principalmente le 5 aventi un $S/N > 50$, sarebbero comunque molto interessanti, ma prescindono dagli obiettivi del presente lavoro.

La fase finale prevede la correzione per l'allargamento spettrale dovuto alla dispersione stellare σ_* , seguendo l'approccio proposto da Carson & Nichol (2010). Infatti, le righe osservate sono allargate a causa della distribuzione delle velocità stellari lungo la linea di vista, mentre i modelli sono di base generati sommando i contributi delle singole stelle a dispersione stellare nulla. Per apportare le dovute correzioni, si possono generare spettri sintetici convoluti a diverse σ_* e misurare su questi la variazione di ogni indice. La dipendenza di un indice I da σ_* viene esplicitata tramite un coefficiente C , definito diversamente a seconda che l'indice sia atomico o molecolare⁽⁵⁾

$$C_{I_a}(\sigma_*) = \frac{I_a(\sigma_* = 0)}{I_a(\sigma_*)}; \quad C_{I_m}(\sigma_*) = I_m(\sigma_* = 0) - I_m(\sigma_*). \quad (3.9)$$

Le relazioni $C_I(\sigma_*)$ misurate vengono fittate con polinomi del tipo

$$C_I(\sigma_*) = \sum_{0 \leq i \leq 3} b_i \sigma_*^i, \quad (3.10)$$

dove b_0 , b_1 , b_2 e b_3 sono i coefficienti del polinomio. Ripercorrendo a ritroso questa operazione, è possibile portare a $\sigma_* = 0$ le misure degli indici osservati su spettri di σ_* qualsiasi.

⁽⁵⁾ Per D4000 e D_n4000 si fa uso della convenzione usata per gli indici molecolari.

In questo lavoro verranno utilizzati i coefficienti ottenuti da Huchet et al. (*in prep*), che hanno utilizzato la versione aggiornata (2016) dei modelli di Bruzual & Charlot (2003) e il software PyLick per le misure.

Nella Tabella 3.2 sono riportati per ogni indice: fattore di correzione per σ_* mediano, intervallo, valore mediano e S/N mediano. Tutti gli indici sono contraddistinti da un rapporto segnale-rumore mediano > 10 , ad eccezione di $H\delta_A$ e $H\gamma_F$, i quali hanno segnali più prossimi allo zero. $D4000$ e D_n4000 hanno S/N molto elevati poiché sono definiti su un'ampia regione spettrale, inoltre si può notare che la correzione per σ_* è molto ridotta. Questa tabella tornerà utile nel momento in cui sarà necessario scegliere quali indici utilizzare per estrarre informazioni sulla popolazione stellare di ogni galassia del campione.

In conclusione, per le 350 galassie passive selezionate nel presente lavoro, sono state ottenute le misure di 22 indici di assorbimento su spettri convoluti a una FWHM= 2.5 Å. Inoltre, per tali indici è disponibile la misura corretta a $\sigma_* = 0 \text{ km s}^{-1}$. Pertanto, il lavoro svolto ha consentito non solo di estendere il numero di indici rispetto a quelli forniti in LEGA-C DR2, ma offre anche la possibilità di confrontare tali dati con diversi modelli presenti in letteratura.

Tabella 3.2 Quantità principali degli indici misurati sulle 350 galassie passive estratte da LEGA-C DR2.

Indice	$\langle C(\sigma) \rangle^a$	Intervallo^b	Valore mediano	S/N mediano
D4000	-0.001	1.735 ÷ 2.021	1.880 ± 0.006	520.46
D _n 4000	0.008	1.519 ÷ 1.846	1.686 ± 0.005	377.55
H δ _A	1.121	-1.308 ÷ 3.723	0.374 ± 0.069	7.50
H δ _F	1.204	0.614 ÷ 3.531	1.697 ± 0.042	22.62
CN ₁	0.014	-0.040 ÷ 0.106	0.037 ± 0.002	12.68
CN ₂	0.015	-0.011 ÷ 0.144	0.068 ± 0.002	18.71
Ca4227	1.154	0.318 ÷ 1.724	0.916 ± 0.018	16.37
G4300	1.053	2.654 ÷ 5.969	4.433 ± 0.048	40.25
H γ _A	0.957	-4.334 ÷ 0.482	-2.707 ± 0.069	21.45
H γ _F	1.102	-1.171 ÷ 2.252	-0.140 ± 0.049	8.52
Fe4383	1.065	1.520 ÷ 5.917	3.818 ± 0.058	25.39
Ca4455	1.363	-0.049 ÷ 2.539	1.385 ± 0.033	17.56
Fe4531	1.106	1.354 ÷ 4.577	2.986 ± 0.051	25.71
C ₂ 4668	1.003	1.219 ÷ 7.875	5.102 ± 0.081	30.32
H β	1.027	1.107 ÷ 3.431	1.969 ± 0.042	28.52
Fe5015	1.189	1.357 ÷ 7.509	4.783 ± 0.118	30.16
Mg ₁	0.002	0.022 ÷ 0.143	0.078 ± 0.004	47.57
Mg ₂	0.003	0.106 ÷ 0.276	0.204 ± 0.008	104.18
Mg b	1.049	1.581 ÷ 4.862	3.250 ± 0.071	38.56
Fe5270	1.158	0.319 ÷ 4.058	2.506 ± 0.090	31.67
Fe5335	1.271	1.476 ÷ 4.054	2.585 ± 0.112	26.42
Fe5406	1.184	0.076 ÷ 2.449	1.546 ± 0.147	17.89

^a Valore mediano del coefficiente applicato per la correzione per σ_*

^b Definito tra il 5° e il 95° percentile

Le unità di misura dipendono dal tipo di indice, si veda la Tab. 2.1

3.4 Proprietà delle galassie passive selezionate

In questa sezione verranno analizzate le principali proprietà fotometriche, spettrali, fisiche e morfologiche delle galassie passive selezionate. Inoltre, con l'obiettivo di comprendere più nel dettaglio il processo di selezione, si analizzano le distribuzioni in tre diverse fasi di selezione e vengono quindi confrontati:

- Campione di partenza (*parent sample*), estratto da LEGA-C DR2 applicando i flag forniti e richiedendo valori finiti di M_{NUV} , M_r e M_J in COSMOS15 → 1622 galassie;
- Campione di passive selezionate spettro-fotometricamente (*spectro-photometric passive*), tramite diagramma $NUVrJ$ e taglio in $EW_0([OII]) < 5 \text{ \AA}$ → 485 galassie;
- Campione finale di galassie passive (*bona-fide passive*), ottenute rifinando la selezione tramite ispezione visiva → 350 galassie.

3.4.1 Analisi delle principali proprietà osservative e fisiche

Nella Figura 3.11 è mostrata la disposizione delle galassie in tre diagrammi diagnostici largamente utilizzati in letteratura: $NUVrJ$, UVJ , $EW_0([OII]) - D_n4000$ e nel diagramma $SFR - M_*$. Nei primi due diagrammi, la distribuzione delle galassie passive finali non sembra differire significativamente da quella delle galassie selezionate spettro-fotometricamente, ossia il metodo di ispezione visiva non ha privilegiato alcune regioni dei due diagrammi colore-colore. Soffermandosi sul diagramma UVJ , che non è stato utilizzato nel processo di selezione, si può notare che praticamente tutte le galassie selezionate rientrano nella regione definita da Williams et al. (2009), ma con valori di $(U - V)_0$ maggiori di $\sim 0.25 \text{ mag}$ rispetto al limite inferiore. Pertanto, in base alle definizioni utilizzate, una selezione in $NUVrJ$ corrisponde a selezionare l'envelope superiore della distribuzione di galassie in UVJ . La disposizione delle passive nel diagramma $EW_0([OII]) - D_n4000$ è riportata a titolo illustrativo, in quanto solo il $\sim 20\%$ di esse risulta avere tali valori disponibili. A conferma della buona selezione effettuata, si può osservare come la quasi totalità delle galassie si trovi al di sotto della sequenza principale $SFR - M_*$ ⁽⁶⁾ e abbia una $SFR < 0 M_\odot \text{ yr}^{-1}$.

⁽⁶⁾L'assenza di galassie di $M_* \lesssim 10^{10.25} M_\odot$ sotto la sequenza principale è conseguenza del fatto che LEGA-C è una survey limitata in flusso e le galassie di bassa massa che sono sufficientemente brillanti per essere osservate sono quelle con una formazione stellare maggiore (Pelliccia et al., 2020).

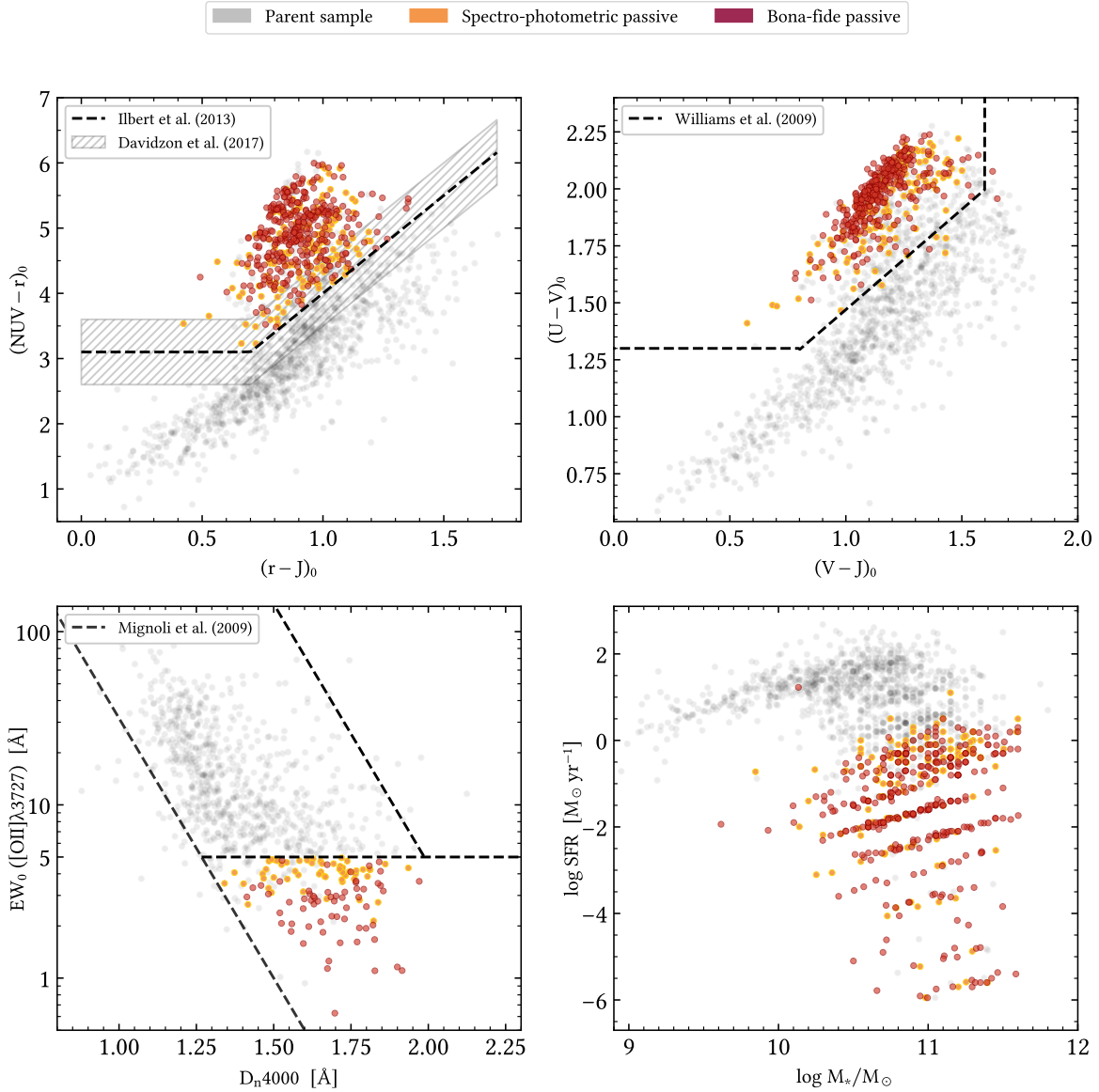


Figura 3.11 Diagrammi $NUVrJ$, UVJ , $EW_0([OII]) - D_n4000$ e $SFR - M_*$ del campione di galassie passive selezionate da LEGA-C DR2. I punti grigi rappresentano le galassie del *parent sample*, mentre quelli rossi rappresentano le 350 galassie passive selezionate tramite 3 criteri: fotometrico ($NUVrJ$), spettroscopico ($EW_0([OII]) < 5 \text{ \AA}$) e ispezione visiva. Le linee tratteggiate rappresentano alcuni criteri per l'individuazione di galassie passive proposti in letteratura. Nel diagramma $EW_0([OII]) - D_n4000$ sono riportate solo le 873 galassie (121 spettro-fotometriche, 65 passive finali) per le quali tali valori sono disponibili in LEGA-C DR2.

Nelle Figure 3.12 e 3.13 vengono illustrate le distribuzioni delle principali quantità spettrali e fisiche. Le prime sono ottenute dal catalogo LEGA-C DR2, mentre le seconde, che derivano dal modellamento di molteplici bande fotometriche, sono fornite in COSMOS15.

Dai pannelli (3.12 a) e (b) si può notare che il processo di selezione favorisce galassie a redshift leggermente inferiore, ma aventi S/N maggiori rispetto al campione di partenza. Delle 350 passive finali, ben 299 (85%), hanno un $S/N > 10 \text{ \AA}^{-1}$, pertanto più di 3/4 del campione è costituito da spettri di buona qualità. Inoltre, soltanto 8 (< 1%) hanno un $S/N < 5 \text{ \AA}^{-1}$. Questo aspetto è di fondamentale importanza per poter procedere con un'analisi dei parametri della popolazione stellare, sulle singole galassie, tramite gli indici di assorbimento. Nel pannello (c) sono riportati i valori di dispersione stellare σ_* . Il valore mediano per le galassie iniziali è pari a 164.5 km s^{-1} e soltanto il $\approx 44\%$ hanno $\sigma_* > 175 \text{ km s}^{-1}$. Nel processo di selezione sono favorite le galassie appartenenti alla coda della distribuzione ad alti σ_* del campione iniziale. Il valore mediano per le passive *bona-fide* è $\langle \sigma \rangle_* = 206.0 \text{ km s}^{-1}$ e il $\approx 73\%$ di esse sono contraddistinte da una $\sigma_* > 175 \text{ km s}^{-1}$. Dal momento che σ_* può essere considerato un valido tracciante della massa dinamica della galassia, le galassie passive risultano tendenzialmente più massive, in linea con quanto atteso dallo scenario evolutivo del downsizing.

Nei pannelli (d) ed (e) sono riportati gli istogrammi per gli indici D_n4000 e $H\delta_A$. Il primo mostra una bimodalità in linea con quanto osservato nelle galassie locali (Kauffmann et al., 2003), il valore di soglia che separa i due picchi è ~ 1.5 . Anche la distribuzione dell' $H\delta_A$ è debolmente bimodale, con un valore di soglia pari a ~ 2.5 . Questi effetti sono riconducibili alla bimodalità galattica (§ 2.1): galassie con una popolazione stellare vecchia e ricca di metalli hanno un D_n4000 maggiore e un valore non elevato del $H\delta_A$, in quanto il valore di quest'ultimo è primariamente dovuto alla presenza di stelle di tipo A tipiche di una popolazione stellare giovane (0.5 – 1 Gyr). A conferma di quanto appena scritto, si possono osservare le distribuzioni che assumono le galassie selezionate. Tra le galassie passive finali, 17 (5%) hanno $D_n4000 < 1.5$ e 36 (8%) hanno $H\delta_A > 2.5 \text{ \AA}$, questo può suggerire una possibile contaminazione, ma essendo inferiore al 10% è stato deciso di non applicare tagli ulteriori. Infine, a scopo illustrativo, il pannello (f) mostra la distribuzione dei valori di $EW_0([OII])$ nelle diverse fasi di selezione. Si nota chiaramente il taglio a 5 \AA che è stato applicato per la selezione spettroscopica e si nota che tramite il processo di ispezione visiva sono state applicate soglie ancora più stringenti.

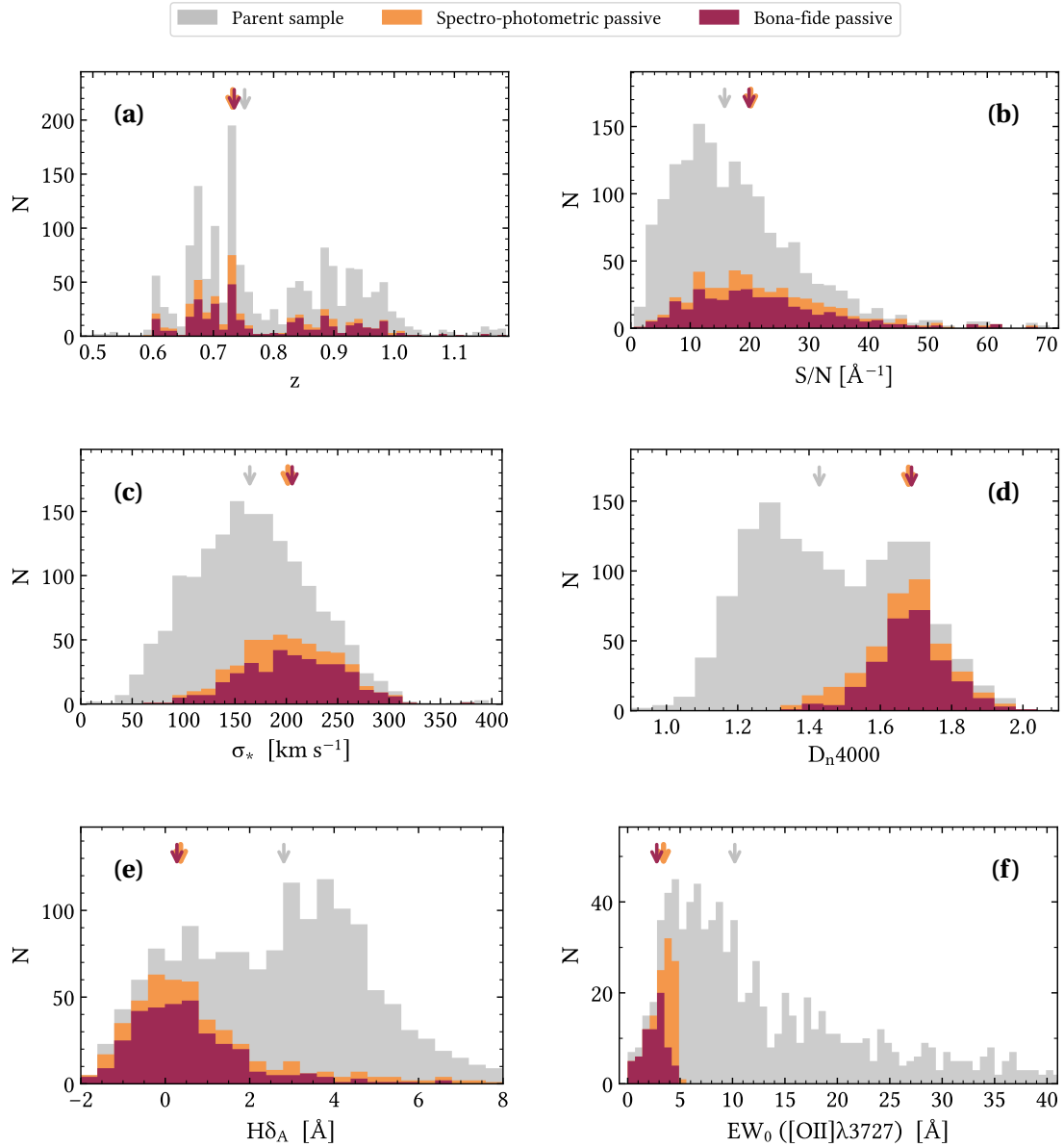


Figura 3.12 Istogrammi delle proprietà fisiche dei campioni selezionati da LEGA-C DR2. Le distribuzioni di (a) redshift, (b) rapporto segnale-rumore misurato a 4000\AA rest-frame, (c) dispersione di velocità stellare, (d) indice D_n4000 , (e) rapporto CaII H/K e (f) indice $H\delta_A$ sono riportate per: il campione di partenza (*parent*, blu); il campione selezionato mediante $NUVrJ$ e $EW_0([OII])$ (*spectro-photometric*, arancione); e il campione finale di galassie passive (*bona-fide*, rosso scuro). Le frecce indicano i valori medi delle rispettive distribuzioni. Le quantità fisiche utilizzate per questi grafici sono state misurate dal catalogo LEGA-C DR2 (§ 3.3).

Nella Figura 3.13 sono mostrate le distribuzioni di $\log M_*$, $\log \text{SFR}$ e $\log \text{sSFR}$ (dove $\text{sSFR} = \text{SFR}/M_*$) ottenute dal catalogo COSMOS15. Per la massa stellare valgono gli stessi commenti riportati per σ_* . In particolare, si nota che il valore mediano nel campione di galassie passive è pari a $10^{10.95} M_\odot$ e circa il 93% di esse hanno masse maggiori di $10^{10.5} M_\odot$. Inoltre, circa 72% di galassie ha masse maggiori di $10^{10.75} M_\odot$, valore utilizzato come soglia in precedenti lavori (Moresco et al. 2013, 2018) per ottenere campioni più puri di cronometri cosmici, in quanto è noto che la contaminazione è più importante a piccole masse.

Il valore dei tassi di formazione stellare viene significativamente ridotto già dalla selezione spettrofotometrica, in seguito alla quale i valori mediani diventano rispettivamente $\langle \log(\text{SFR}[M_\odot \text{yr}^{-1}]) \rangle = -1.30$ e $\langle \log(\text{sSFR}/\text{yr}) \rangle = -12.00$. È interessante notare che le galassie passive finali, ottenute in seguito al processo di ispezione visiva degli spettri, mostrano valori mediani di SFR (sSFR) tendenzialmente inferiori, $\langle \log(\text{SFR}[M_\odot \text{yr}^{-1}]) \rangle = -1.44$ ($\langle \log(\text{sSFR}/\text{yr}) \rangle = -12.10$), anche se non significativi (l'incertezza mediana è 0.18 e 0.22 dex). In conclusione, anche queste proprietà confermano l'affidabilità del campione di *cronometri cosmici* selezionati: soltanto 15 galassie (4%) hanno una $\log(\text{sSFR}/\text{yr}) > -11$ e non sarebbero classificate come passive secondo le definizioni più comunemente adottate (e.g. Pozzetti et al., 2010).

3.4.2 Analisi morfologica

Come verifica ulteriore viene svolta un'analisi morfologica approfittando della ricchezza dei dati presenti nel campo COSMOS. Le immagini delle 350 galassie passive selezionate sono riportate in Appendice A. Sono stati scelti i dati in banda I (filtro F814W) ottenuti con lo strumento ACS a bordo del telescopio Hubble (Koekemoer et al., 2007), in quanto contraddistinti da un'elevata profondità e risoluzione ($\lesssim 0.1''$). Già osservando queste immagini è possibile intuire che la maggior parte di galassie ha una morfologia sferoidale, ma sono anche presenti galassie con una morfologia a spirale. Per procedere con un'analisi facilmente riproducibile e garantire un confronto con lavori precedenti si è fatto riferimento al lavoro di Scarlata et al. (2007), che riportano le classificazioni morfologiche di più di 130mila galassie nel campo COSMOS, ottenute con il *Zurich Estimator of Structural Types* (ZEST), un algoritmo di classificazione automatica. ZEST analizza le proprietà strutturali tramite cinque diagnostici non parametrici (tra cui asimmetria, concentrazione e ellitticità) e parametrizza il profilo di luce come un singolo profilo di Sérsic.

Confrontando il catalogo ZEST con le 350 galassie passive selezionate, si osserva che: 248 (71 %) sono classificate come E/S0; 96 (27 %) come intermedie (il contributo del bulge è simile a quello del disco); 6 (2 %) come irregolari e nessuna mostra una morfologia *late-type*. La percentuale delle E/S0 è particolarmente simile a quella ottenuta da Moresco et al. (2013):

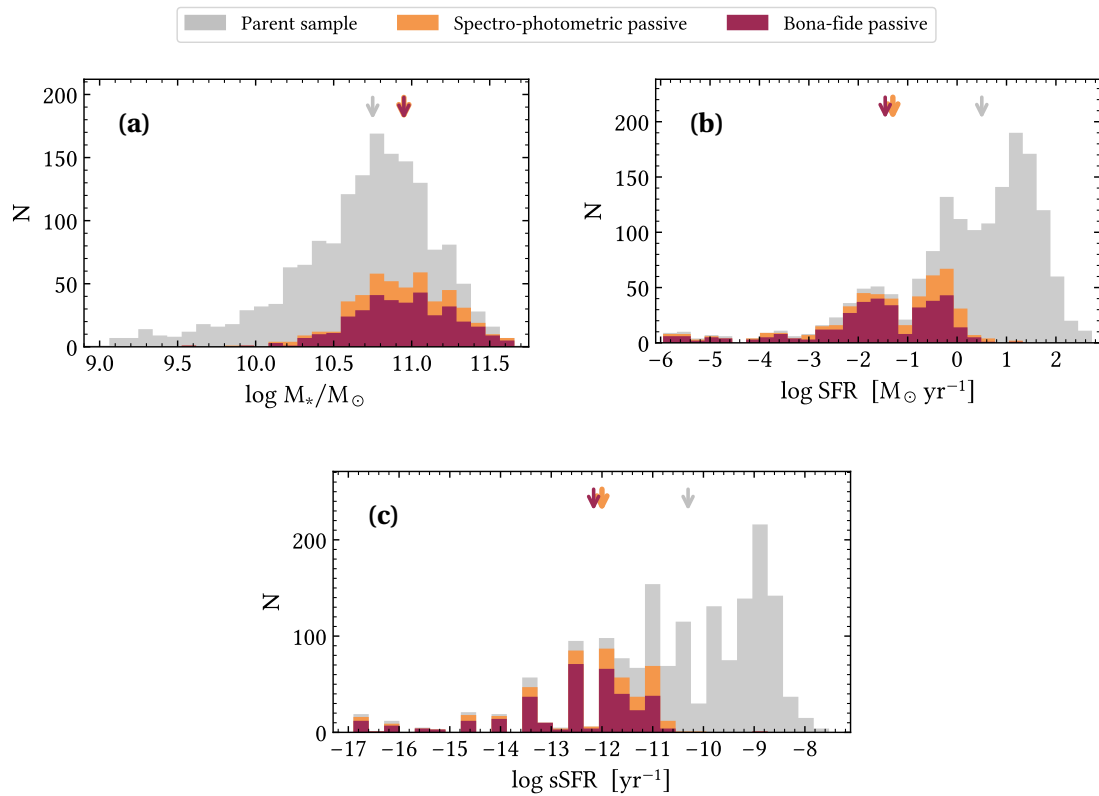


Figura 3.13 Istogrammi delle proprietà fisiche dei campioni selezionati da LEGA-C DR2. Le distribuzioni di (a) massa stellare, (b) tasso di formazione stellare e (c) tasso di formazione stellare specifico sono riportate per: il campione di partenza (*parent*, blu); il campione selezionato mediante $NUVrJ$ e $EW_0([OII])$ (*spectro-photometric*, arancione); e il campione finale di galassie passive (*bona-fide*, rosso scuro). Le frecce indicano i valori medi delle rispettive distribuzioni. Le quantità fisiche utilizzate per questi grafici sono ottenute dal catalogo COSMOS15 (§ 3.2).

72 % di E/S0 nel campione di galassie rosse passive estratte da zCOSMOS (17211 galassie iniziali). I due lavori condividono lo stesso criterio di classificazione morfologica e 127 galassie passive (37% delle passive LEGA-C), ma seguono diversi metodi di selezione. In particolare, la selezione svolta in Moresco et al. (2013) combina criteri fotometrici (SED fotometriche e taglio in colore), spettroscopici e anche morfologici.

La presenza di galassie passive spirali, già osservata in studi precedenti (e.g. Dressler et al. 1999, Masters et al. 2010, Pozzetti et al. 2010), è una conferma indipendente del fatto che la trasformazione morfologica delle galassie avvenga su tempi scala diversi rispetto all'attività di formazione stellare. Come conseguenza, è probabile che una galassia che ha già terminato la formazione stellare non abbia ancora una morfologia sferoidale ed è pertanto, è improprio considerarla come contaminante. Infine, i 6 oggetti classificati come irregolari sono riconducibili a regioni più dense in cui si notano due o più galassie probabilmente interagenti e sono stati quindi flaggati.

3.4.3 Spettro composito mediano

Una tecnica diffusa per aumentare il rapporto-segnale rumore degli spettri da analizzare consiste nel combinarli in spettri compositi (o *stacked*). Inizialmente, ogni spettro viene riportato nel sistema di riferimento *rest-frame*, normalizzato in un dato intervallo di lunghezze d'onda, e interpolato in un intervallo di lunghezze d'onda comune a tutti gli altri. A questo punto, per ogni pixel, viene applicato un σ -clipping ai valori dei flussi per rimuovere quelli con una differenza $> 4\sigma$ rispetto al valore medio. Questa procedura è molto efficace per rimuovere imperfezioni dovute ai singoli spettri. Infine, per ogni pixel, viene calcolato il flusso mediano e l'incertezza viene definita come MAD/\sqrt{N} , dove $MAD = 1.483 \cdot \text{mediana}(|F_i - \text{mediana}(F_i)|)$ è la deviazione mediana assoluta e N è il numero di flussi F_i utilizzati. Naturalmente, questo processo cancella le informazioni delle singole galassie e, allo stesso tempo, è importante combinare galassie omogenee, altrimenti lo spettro finale potrebbe risultare in una popolazione mista.

È stato esplorato un altro metodo per generare lo spettro composito: i flussi possono essere ottenuti tramite una media pesata sulla loro varianza (e.g. [Onodera et al., 2015](#)). In questo caso è più difficile rimuovere eventuali righe telluriche mal sottratte o altre imperfezioni dei singoli spettri ed è necessario allargare le aree di pixel da mascherare fornite nel catalogo LEGA-C DR2. È stato quindi deciso di utilizzare il primo metodo presentato.

Nella Figura 3.14 si illustra lo spettro mediano delle 350 galassie passive selezionate, dove sono state messe in evidenza le regioni centrali degli indici misurati nel presente lavoro. Misurando i valori degli indici su questo spettro si osserva un buon accordo con i valori mediani del campione (con differenze percentuali entro il 3% degli errori stimati), pertanto il processo di stacking non ha apportato modifiche sostanziali ai dati.

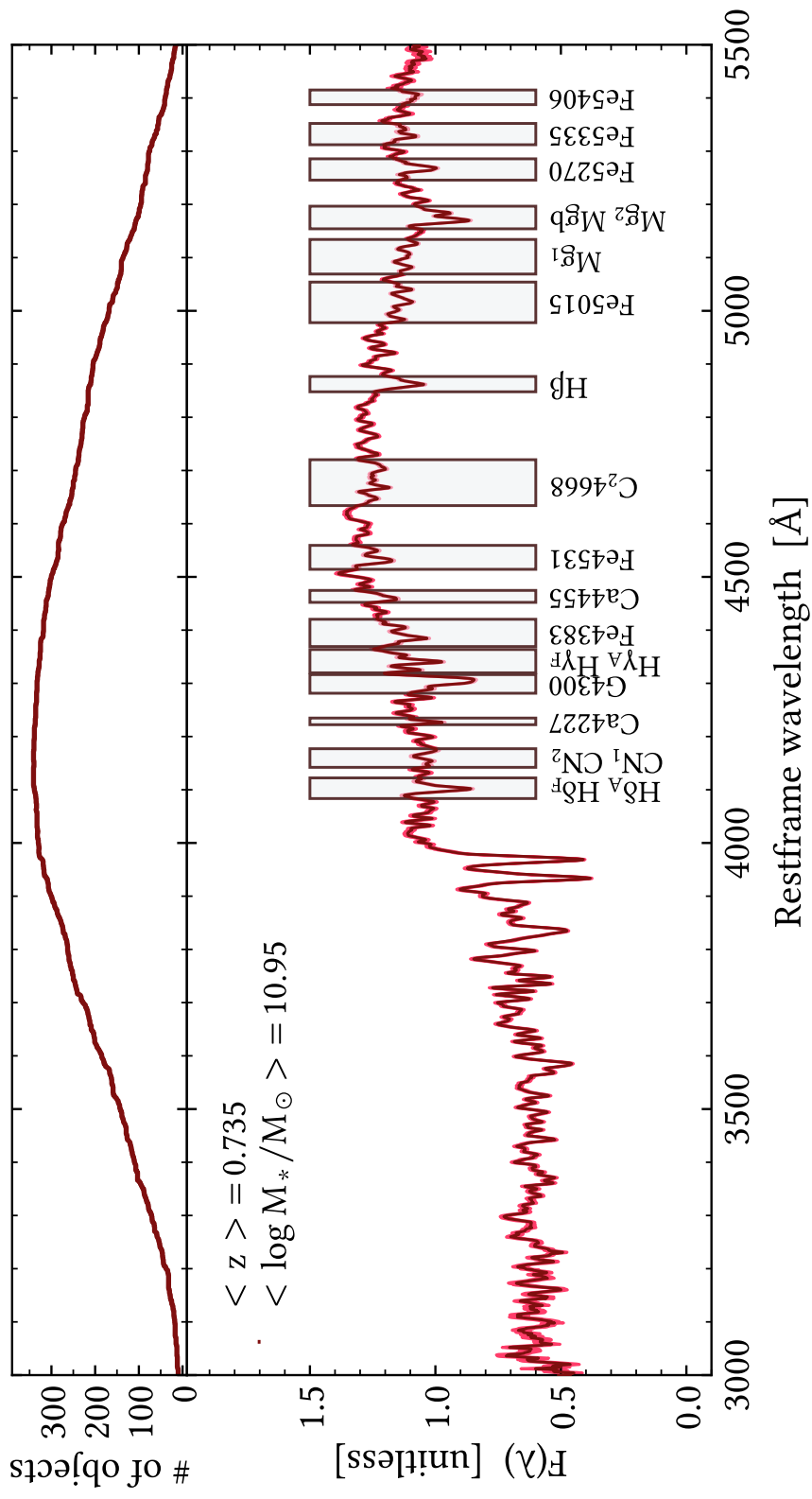


Figura 3.14 *Pannello inferiore*: Spettro composito mediano delle 350 galassie passive selezionate in LEGA-C DR2. Le box rosse individuano le regioni centrali dei 20 indici di Lick misurati nel presente lavoro. *Pannello superiore*: Numero di galassie disponibili a ogni lunghezza d'onda.

3.4.4 Indicatore H/K

Il lavoro sin qui svolto consente di soffermarsi su un'interessante analisi di un diagnostico ancora poco utilizzato: il rapporto H/K, basato sulle righe di assorbimento CaII K e CaII H (i rispettivi centroidi sono: $\lambda_c = 3933.68$ e 3968.47 Å).

Rose (1984) propose di studiare gli spettri integrati di galassie ellittiche attraverso i rapporti di due righe di assorbimento vicine. Questo metodo presenta alcuni vantaggi rispetto agli indici di Lick: è meno affetto dal reddening (poiché vengono confrontate soltanto regioni spettrali contigue) e risulta poco sensibile alla risoluzione strumentale e all'allargamento dovuto alla dispersione di velocità stellare. Tra i rapporti analizzati, Rose notò che quello tra CaII H e CaII K può essere utilizzato per stimare il tempo trascorso dall'ultima fase di significativa formazione stellare. La spiegazione fisica risiede nel fatto che la riga di assorbimento He ($\lambda = 3970.08$ Å), più profonda all'aumentare di stelle giovani di tipo A e B, si sovrappone alla riga del CaII H aumentandone la profondità. La notazione H/K indica quindi in forma compatta il rapporto $(\text{CaII H} + \text{He})/\text{CaII K}$ (Rose 1985, Leonardi & Rose 1996).

L'indicatore H/K può essere calcolato in diversi modi. Nelle osservazioni con lastra fotografica veniva utilizzato il rapporto tra i minimi dei conteggi nelle due righe, in questo modo si evitavano problemi di linearizzazione. Questo metodo è stato anche studiato in dettaglio recentemente da Moresco et al. (2018), e usato come diagnostico del livello di contaminazione di una popolazione passiva vecchia da una componente sottodominante giovane. Tuttavia, la misura locale dei minimi può essere compromessa dalla presenza di uno o più picchi dovuti al rumore che rendono questo indicatore poco stabile, soprattutto negli spettri a basso S/N . Un'alternativa è quella di misurare H e K come "pseudo" indici di Lick, definendo quindi una regione centrale e due regioni ad essa prospicienti dalle quali stimare il continuo (Fig. 3.15). Tale metodo, basandosi su un rapporto di grandezze integrate, è più stabile rispetto al precedente, ma la regione di pseudocontinuo rosso del CaII H deve essere definita con cautela per evitare che la discontinuità a 4000 Å possa alterarne significativamente il valore. In generale, questo secondo metodo di misura produce valori di H/K invertiti rispetto al primo.

Nel presente lavoro si farà uso delle definizioni proposte da Fanfani (2019) (riportate in Tabella 3.3), che ha mostrato l'efficacia di questo diagnostico studiando la contaminazione da popolazioni stellari giovani in galassie passive selezionate da LEGA-C DR1.

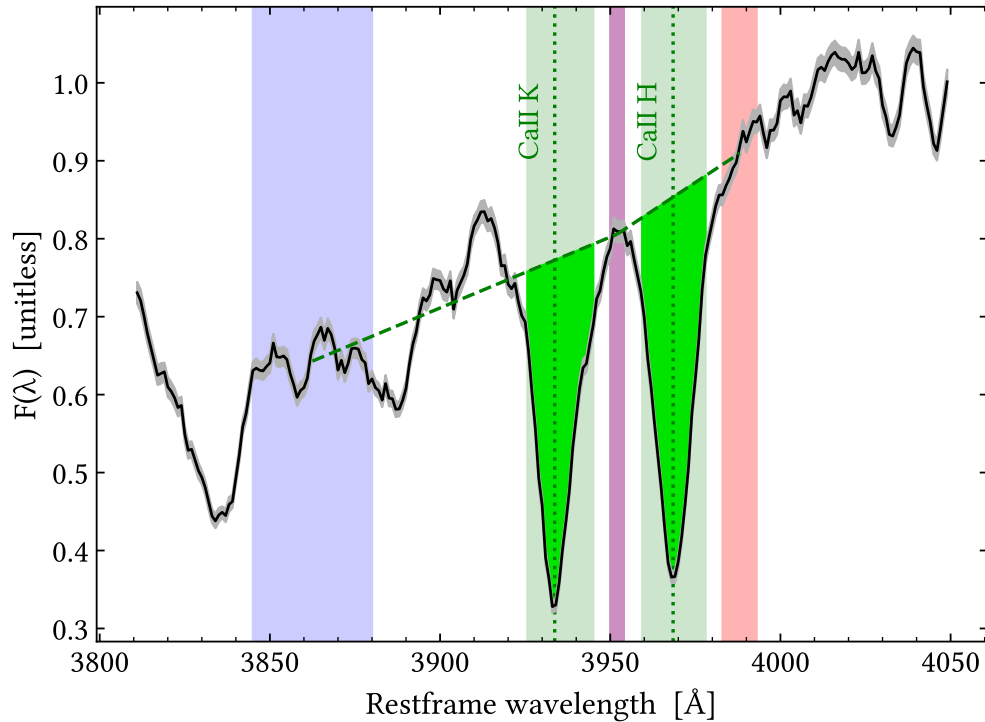


Figura 3.15 Regione di definizione dell'indice H/K . Le bande verticali individuano le regioni centrali (verde), di pseudocontinuo blu e rosso (quest'ultime due sono sovrapposte nella regione tra gli indici H e K). Le linee verticali corrispondono ai centroidi delle due righe, posti a 3933.68 e 3968.47 Å. Le linee oblique tratteggiate individuano lo pseudocontinuo stimato tramite le regioni laterali e l'area verde lime corrisponde al valore effettivo dei rispettivi indici. In primo piano è illustrato lo spettro composito mediano delle 350 passive selezionate nel presente lavoro.

Tabella 3.3 Definizioni degli indici “pseudo” Lick CaII K e CaII H introdotte da [Fanfani \(2019\)](#).

Indice	Banda centrale Å	Pseudocontinuo blu Å	Pseudocontinuo rosso Å	Unità
CaII K	3925.650 - 3945.000	3845.000 - 3880.000	3950.000 - 3954.000	Å
CaII H	3959.400 - 3978.000	3950.000 - 3954.000	3983.000 - 3993.000	Å

Al fine di estendere l'analisi alla seconda data release di LEGA-C sono stati misurati gli indici CaII K e CaII H sulle 1622 galassie appartenenti al *parent-sample* seguendo la procedura descritta nella Sezione (§ 3.3). L'istogramma riportato in Figura 3.16 mostra le distribuzioni dei valori per il campione di partenza e per i due sotto-campioni ottenuti nel processo di selezione. La selezione spettrofotometrica riduce notevolmente il numero di galassie con alto H/K : il valore mediano passa da $\langle H/K \rangle = 1.161 \pm 0.022$ a $\langle H/K \rangle = 0.962 \pm 0.014$, mentre il

valore rimane invariato in seguito al processo di ispezione visiva.

Il rapporto H/K può essere utilizzato per valutare la contaminazione da popolazioni stellari giovani all'interno campione delle passive selezionate. [Fanfani \(2019\)](#), ha prodotto una serie di spettri sintetici tramite la libreria GALEXEV (basata sui modelli aggiornati BC16, [Bruzual & Charlot 2003](#)) e ha studiato il legame tra il rapporto H/K e livello di contaminazione parametrizzato come $r = F_{young}/F_{old}$ (introdotto da [Moresco et al. \(2018\)](#)), dove F_{young} è il flusso complessivo della popolazione giovane (0.01, 0.1 e 0.2 Gyr) e F_{old} quello della popolazione vecchia (4÷12 Gyr).

Il valore H/K medio del campione di passive selezionate nel presente lavoro, valutato entro il 95° percentile è: $\overline{H/K} = 0.953 \pm 0.103$, pertanto risulta compatibile con una contaminazione nulla. Assumendo che vi sia una contaminazione da popolazioni stellari giovani con età < 200 Myr, tramite le relazioni studiate da [Fanfani \(2019\)](#), si ottiene una contaminazione al più del 10%. Si sottolinea però che questo è un limite superiore, in quanto l'indicatore di presenza certa di contaminazione è l'inversione del rapporto H/K ($H/K > 1$).

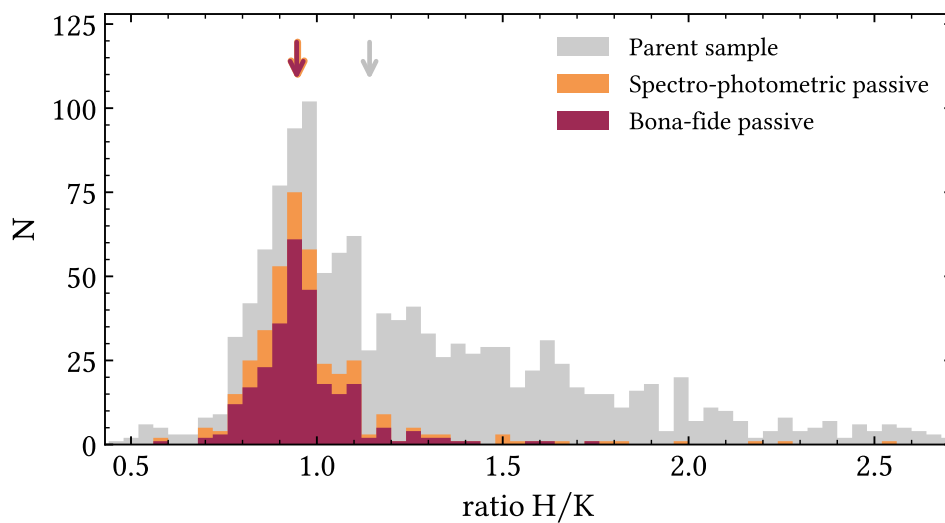


Figura 3.16 Distribuzione dei valori del rapporto H/K per: il campione di partenza (*parent*, blu); il campione selezionato mediante $NUVrJ$ e $EW_0([OII])$ (*spectro-photometric*, arancione); e il campione finale di galassie passive (*bona-fide*, rosso scuro). Le frecce indicano i valori mediani delle rispettive distribuzioni.

Uno dei vantaggi nell'utilizzo dei rapporti al posto dei singoli indici, è la ridotta sensibilità alla risoluzione spettrale. Questo risulta verificato anche nel presente lavoro, in quanto la differenza percentuale tra le misure di H/K ottenute direttamente dagli spettri LEGA-C e quelle degli spettri convoluti alla risoluzione Lick/IDS (FWHM~ 8 Å) è mediamente inferiore

al 3%. Svolgendo la stessa analisi sui singoli indici CaII K e CaII H si nota una differenza percentuale sistematica pari al $\sim 9\%$ (i valori sono più bassi alla risoluzione Lick/IDS).

L'ulteriore efficacia e potenza di questo diagnostico è chiaramente visibile nella Figura 3.17 in cui sono riportati i diagrammi diagnostici $NUVrJ$, UVJ e $EW_0([OII]) - D_n4000$ e il diagramma $SFR - M_*$ colorati in base a H/K.

Nei due diagrammi colore-colore si nota un chiaro gradiente che risale in diagonale il diagramma, con valori di H/K crescenti. Questo effetto può essere interpretato come un tracciante della storia di formazione stellare delle galassie: quelle più giovani sono contraddistinte da un rapporto H/K invertito (> 1) dovuto alla presenza di popolazioni stellari dominate da stelle A e B (età ~ 200 Myr), quando queste stelle muoiono e la formazione stellare si attenua, la popolazione di stelle vecchie rimanenti mostra un caratteristico H/K < 1 e si posiziona nelle regioni di quiescenza individuate dalle linee tratteggiate. Se lo scenario descritto fosse vero, questo processo avverrebbe in modo graduale e senza evidenti discontinuità, come si può notare dalla figura.

Tramite il diagramma $EW_0([OII]) - D_n4000$ si può notare che, come atteso, popolazioni stellari più vecchie (punti rossi) hanno D_n4000 maggiori. Inoltre, molte galassie aventi H/K bassi mostrano un'emissione anche considerevole di [OII]. Ad esempio, circa il 19% di galassie ha H/K < 1 e $EW_0([OII]) > 5 \text{ \AA}$. Tuttavia, la mancanza di informazioni su altre caratteristiche di emissione (e.g. $H\alpha$, [NII], [SII]) non permette di confermare con certezza la natura di queste sorgenti (AGN, LINER, ...).

In conclusione, anche questi risultati confermano l'affidabilità del campione di *cronometri cosmici* selezionati. Inoltre, viene confermata l'efficacia del rapporto H/K come diagnostico per individuare popolazioni stellari passive. Dai diagrammi diagnostici si è osservato che potrebbe essere strettamente legato alla storia di formazione stellare delle galassie, ma per esplorare questa eventualità è necessario avere a disposizione dati con una copertura spettrale maggiore. Infine, la debole dipendenza dall'allargamento dovuto a risoluzione e dispersione stellare lo rende uno strumento interessante per porre vincoli evolutivi, tuttavia ad oggi non sono disponibili modelli che includano direttamente questo indicatore.

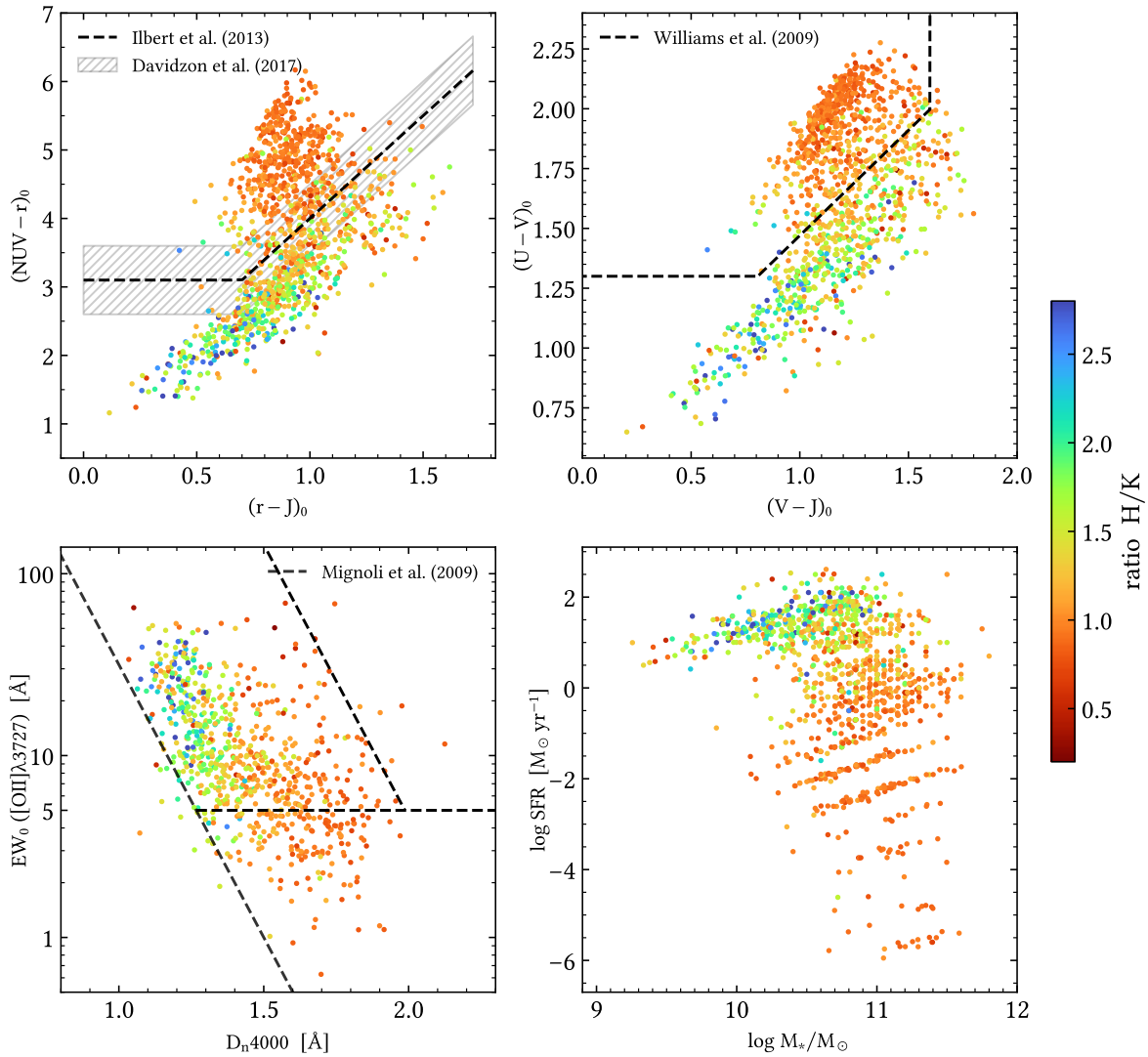


Figura 3.17 Diagrammi NUVrJ, UVJ, $EW_0([OII]) - D_{n4000}$ e SFR- M_* colorati in funzione del rapporto H/K. Sono mostrate le galassie del *parent sample* estratte da LEGA-C DR2 con un segnale-rumore dei due indici H e K maggiore di 3 e con valori delle quantità graficate disponibili, rispettivamente: 1192, 1193, 750 (46%), 1193 (74%). Le linee tratteggiate rappresentano alcuni criteri per l'individuazione di galassie passive proposti in letteratura.

3.5 Relazioni indici-redshift

Per caratterizzare il trend evolutivo nel campione finale di galassie passive, si sono analizzate le relazioni indici-redshift in funzione di σ_* .

I dati sono stati raggruppati in bin aventi almeno ~ 30 galassie/bin. Avendo a disposizione un campione di dati non eccessivamente esteso e che ricopre in modo non omogeneo l'intervallo $0.6 < z < 1$ (si veda la Fig. 3.12a), sono stati prodotti bin equipopolati in redshift, ossia di larghezza variabile in modo tale da accogliere un numero uguale di galassie. Le galassie di ogni bin sono state ulteriormente suddivise in base a σ_* , utilizzando come soglia fissa il valore mediano $\langle \sigma \rangle_* = 206 \text{ km s}^{-1}$. In questo modo è possibile studiare le relazioni indici-redshift per due sottopopolazioni di bassa e alta massa e mettere in luce un'eventuale segregazione. Il numero di bin in redshift per ogni indice è stato scelto come un compromesso tra una sufficiente statistica e un'adeguata risoluzione (dal momento che i trend su intervalli più piccoli della dimensione del bin sono completamente cancellati). Per gli indici più rossi del Fe5015 la prima richiesta non è soddisfatta e pertanto i dati non sono stati raggruppati. Le relazioni ottenute sono mostrate in Figura 3.18 e sono analizzate in termini quantitativi tramite i coefficienti di correlazione ρ , riportati in Tabella 3.4. I risultati possono essere suddivisi come segue:

Correlazione indice-z e segregazione in massa: gli indici di Balmer $H\delta_A$, $H\delta_F$, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$ e $H\beta$ correlano col redshift e mostrano una moderata segregazione in massa, $\rho_{\sigma_*} \gtrsim -0.30$, ossia, a fissato redshift, galassie più massive hanno indici di Balmer inferiori. Trascurando il minore contributo della metallicità, bassi valori degli indici di Balmer sono tipici di popolazioni stellari più vecchie (§ 2.4.2). I trend ottenuti sono quindi compatibili con lo scenario del downsizing, secondo il quale le galassie più massive si sono formate prima, in tempi scala più brevi e in seguito sono evolute passivamente.

Anticorrelazione indice-z e segregazione in massa: gli indici D4000 e D_n4000 mostrano un comportamento complementare a quelli appena descritti: ad alti valori dell'indice (caratteristici di una popolazione stellare vecchia al netto degli effetti dovuti alla metallicità) corrispondono popolazioni stellari massive e, in questo caso, l'anticorrelazione col redshift può essere utilizzata come tracciante della storia di espansione dell'Universo (§ 1.3). Un'anticorrelazione più debole, ma una segregazione in massa maggiore si registra per i seguenti indici metallici: CN_1 , CN_2 , Fe4383 e Fe4531. Anche questi risultati sono compatibili con scenario del downsizing.

Nessuna relazione indice-z: gli indici CaII K, CaII H, Ca4227, G4300, Ca4455, C₂4668 e Fe5015 non correlano o correlano debolmente col redshift. Questo effetto sembra suggerire che la loro dipendenza dall'età sia minima. Tuttavia G4300 e C₂4668 mostrano rispettivamente una moderata ($\rho = 0.31$) e molto forte ($\rho = 0.83$) segregazione in massa: galassie di massa maggiore hanno valori di indici maggiori, ma l'effetto non è imputabile all'allargamento spettrale, in quanto è stato precedentemente corretto. Una possibile spiegazione risiede nel fatto che l'indice è sì sensibile all'età (in questo modo si spiega la segregazione), ma soltanto per un certo tempo, dopo il quale diventa indipendente (in questo modo si spiega l'appiattimento della relazione indice-z). Se questa ipotesi fosse verificata, G4300 e C₂4668 potrebbero essere molto importanti per vincolare le età delle galassie passive nell'intervallo di redshift in esame ($0.6 < z < 1$), dove sono attese età di pochi, ~ 3 Gyr (e.g. [Gallazzi et al. 2014](#), [Onodera et al. 2015](#)).

A differenza degli indici CaII K e CaII H, il rapporto H/K mostra una forte evoluzione in redshift e una moderata segregazione in massa (Fig. 3.19), nel senso che, a fissato redshift, le galassie massive hanno un rapporto H/K più basso. Ancora una volta questi risultati sono in accordo con lo scenario del *downsizing* e mostrano le potenzialità di questo indicatore. Infatti, anche se lo spettro di valori che assume è abbastanza ridotto ($H/K = 0.93 \div 1.03$), il suo alto rapporto segnale-rumore, $\langle S/N_{H/K} \rangle \simeq 50$, e le relazioni appena osservate, evidenziano la necessità di esplorare più nel dettaglio, in un futuro lavoro, il contributo di tale indice nel contesto dell'evoluzione galattica, per porre vincoli alle età delle popolazioni stellari.

Tabella 3.4 Correlazioni indici-redshift e indici- σ_* delle relazioni binnate, utilizzando il coefficiente di correlazione di Spearman ρ .

Indice	ρ_z	ρ_{σ_*}	Indice	ρ_z	ρ_{σ_*}
CaII K	-0.28	-0.19	G4300	-0.07	0.31
CaII H	0.27	-0.16	H γ_A	0.60	-0.29
H/K	0.90	0.38	H γ_F	0.57	-0.32
D4000	-0.76	0.29	Fe4383	-0.43	0.50
D _n 4000	-0.64	0.25	Ca4455	-0.10	0.20
H δ_A	0.52	-0.38	Fe4531	-0.29	0.55
H δ_F	0.71	-0.31	C ₂ 4668	0.26	0.83
CN ₁	-0.38	0.67	H β	0.80	-0.40
CN ₂	-0.38	0.67	Fe5015	0.20	0.07
Ca4227	-0.22	-0.05			

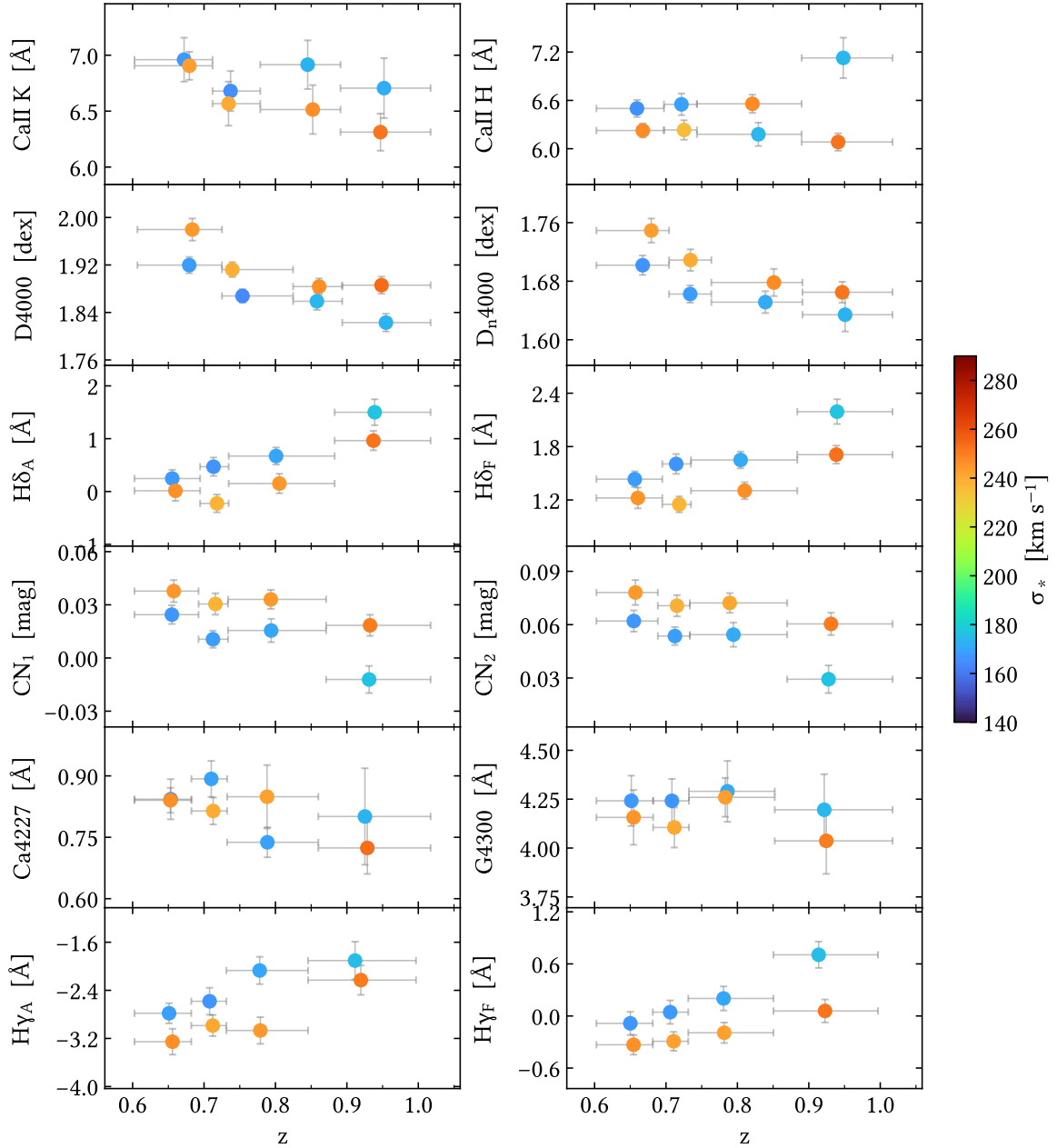


Figura 3.18 Relazioni indici – redshift in funzione di σ_* . Ogni punto rappresenta un bin ottenuto ottimizzando il numero di galassie in redshift e suddiviso ulteriormente con una soglia in σ_* pari al valore mediano $\langle \sigma \rangle_* = 206 \text{ km s}^{-1}$. *Continua nella pagina seguente.*

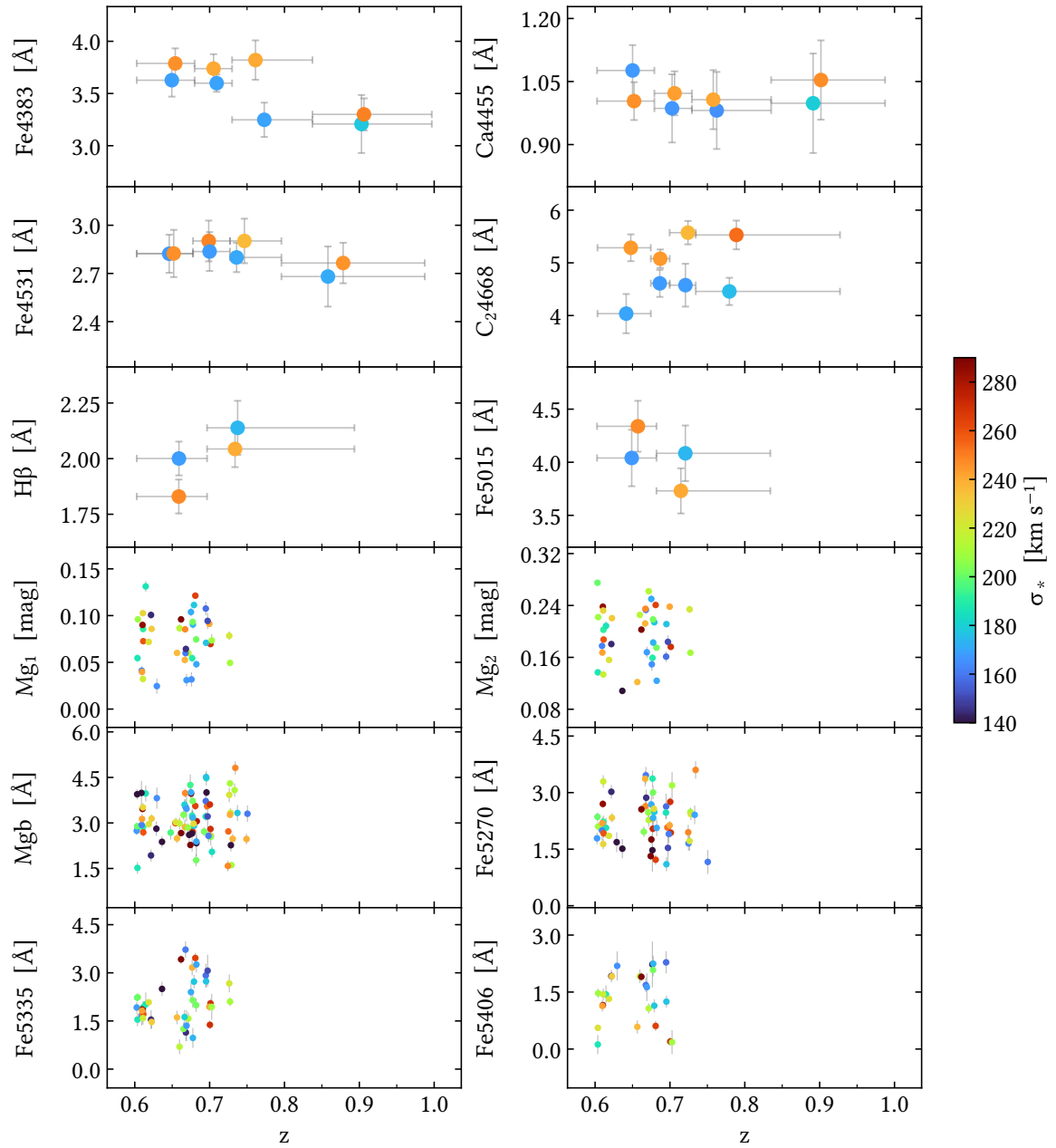


Figura 3.18 Continua dalla pagina precedente.

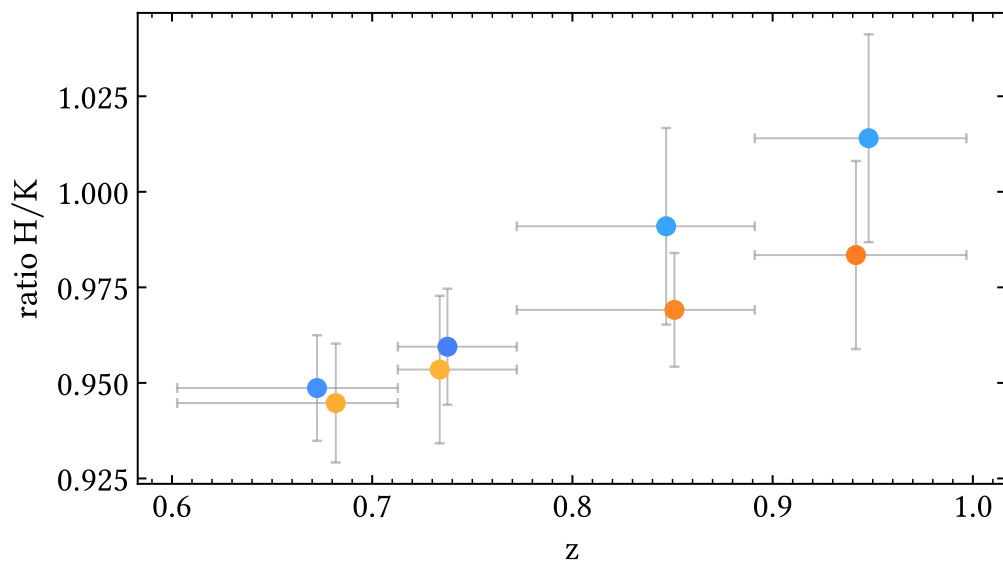


Figura 3.19 Relazione H/K – z media in funzione di σ_* . Ogni punto rappresenta un bin ottenuto ottimizzando il numero di galassie in redshift e suddiviso ulteriormente con una soglia fissa in σ_* pari al valore mediano $\langle \sigma_* \rangle = 206 \text{ km s}^{-1}$. I punti arancioni (blu) sono le galassie nel regime di alta (bassa) massa.

Capitolo 4

Stima delle proprietà fisiche del campione

Questo capitolo costituisce il cuore dell'analisi svolta nel presente lavoro di tesi. L'obiettivo primario è ottenere una valida stima dell'età di ogni singola galassia passiva utilizzando il metodo degli indici di assorbimento. In questo modo sarà possibile procedere con il calcolo delle età differenziali e applicare il metodo dei *cronometri cosmici* per misurare la storia di espansione dell'Universo.

Questa analisi presenta diversi punti di novità rispetto a lavori simili disponibili in letteratura. Il campione di 350 galassie passive selezionate consente di avere, al contempo, una statistica di galassie relativamente elevata a redshift intermedi $0.6 < z < 1$, con spettri di buona qualità ($\langle S/N \rangle \simeq 18$), e buona risoluzione ($R \sim 3500$). Questo rende potenzialmente possibile l'analisi degli spettri di singole galassie, senza dover ricorrere alla tecnica dello spettro composito mediano. Inoltre, essendo l'obiettivo principale quello di utilizzare i risultati a scopo cosmologico, nella presente analisi non verranno assunti vincoli cosmologici.

Il capitolo è strutturato come segue. Nella prima sezione vengono descritti i modelli scelti per vincolare i parametri delle popolazioni stellari (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$). Nella seconda sezione vengono discussi l'approccio Bayesiano e i metodi di analisi, con una particolare enfasi sui principali ostacoli incontrati per ridurre possibili effetti sistematici. In seguito, vengono presentati tre risultati degni di nota e le verifiche svolte per accertarne la robustezza. Infine, si produce la relazione età-redshift mediana, che consentirà l'applicazione del metodo dei *cronometri cosmici* per derivare la misura di $H(z)$.

4.1 I modelli TMJ11

Per estrarre informazioni sulla popolazione stellare di ogni singola galassia passiva selezionata viene adottato il modello di [Thomas, Maraston & Johansson \(2011a](#), di seguito TMJ). In questo modo è possibile tradurre i valori degli indici misurati in valori di età (t_{Age}), metallicità ($[Z/H]$) e $[\alpha/Fe]$ di una popolazione stellare semplice (SSP, § 2.4.1).

A questo riguardo, occorre sottolineare che i modelli SSP assumono un *burst* di formazione stellare istantaneo, il che rappresenta una sovrasemplificazione anche per le galassie passive. Tuttavia, un'accurata selezione consente di ottenere oggetti con una storia di formazione stellare (SFH) comunque molto limitata. [Moresco et al. \(2012b, 2016a\)](#) hanno quantificato questo effetto assumendo una storia di formazione stellare prolungata *exponentially-delayed*, $SFR(t) \propto t/\tau^2 \exp(-t/\tau)$, e hanno osservato che i loro campioni di galassie passive, ottenuti con criteri paragonabili a quelli adottati nel presente lavoro, sono compatibili con un $\tau < 0.3$ Gyr. Inoltre, si evidenzia che se una SFH introduce un offset sistematico in età, questo non compromette la misura di $H(z)$, in quanto il metodo dei *cronometri cosmici* è un approccio differenziale.

I valori di (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) derivati tramite il metodo degli indici spettrali sono *light-weighted* (pesati dalla luce), nel senso che una componente stellare più giovane, anche se ha un contributo trascurabile in termini di massa, può alterare significativamente lo spettro integrato della popolazione stellare (si veda [Maraston, 2005](#)) e, di conseguenza, il valore degli indici misurati. Questo effetto è noto con il nome di *frosting*. Anche in questo caso, l'accurata selezione di galassie passive volta a ridurre al minimo la contaminazione di popolazioni stellari giovani, dovrebbe tenere sotto controllo il problema, pertanto i parametri derivati si possono ritenere rappresentativi dell'intera popolazione stellare.

I modelli [TMJ11](#) sono un'estensione dei modelli di [Thomas et al. \(2003\)](#) e sono basati sul codice di sintesi di [Maraston \(2005\)](#), che fa uso dei seguenti ingredienti:

- Funzione di massa iniziale di Salpeter;
- Tracce evolutive di [Cassisi et al. \(1997\)](#). Una seconda versione del modello è calcolata utilizzando le tracce evolutive del gruppo di Padova ([Girardi et al., 2000](#)) ⁽¹⁾ e verrà utilizzata per verificare la solidità dei risultati;
- Libreria di spettri empirica MILES ([Sánchez-Blázquez et al., 2006](#)).

⁽¹⁾Ad alte metallicità, le tracce di Padova prevedono temperature efficaci minori per le stelle appartenenti al ramo delle giganti rosse [Maraston \(2005\)](#). Questo determina indici metallici più forti e indici di Balmer più deboli rispetto a quelli ottenuti con le tracce di Cassisi.

Ogni indice viene calcolato a partire dai parametri stellari (T_{eff} , $[Fe/H]$, $\log g$) utilizzando funzioni di calibrazione ottenute tramite fit dalla libreria MILES (Johansson et al., 2010). Tale procedura ha il vantaggio di estendere la limitata copertura dello spazio dei parametri stellari tipica delle librerie empiriche. Inoltre, ogni indice è rappresentato da una singola funzione di calibrazione, che viene ottimizzata per meglio riprodurre il suo comportamento nello spazio dei parametri stellari. Il prodotto finale dei modelli sono i valori dei 25 indici di Lick (Tab. 2.1) al variare dei parametri: $0.1 < t_{Age} [\text{Gyr}] < 15$; $-2.25 < [Z/H] < 0.67$; $-0.3 < [\alpha/Fe] < 0.5$. Gli autori classificano ogni indice come “calibrato” o “non calibrato” facendo riferimento ai valori osservati in ammassi globulari (Thomas et al., 2011a, Tabella 2). Tra quelli misurati nel presente lavoro, gli indici non calibrati risultano essere: $H\delta_A$, $Ca4455$, $H\beta$, $Fe5015$.

I modelli sono forniti a due risoluzioni spettrali: Lick/IDS (FWHM $\approx 8 \text{ \AA}$, Worthey et al. 1994) e MILES (FWHM = 2.5 \AA , Beifiori et al. 2011). Caratteristica fondamentale, legata alla scelta della libreria stellare, è che i modelli sono calibrati in flusso e sono quindi svincolati dal sistema Lick/IDS, che avrebbe previsto: la convoluzione degli spettri alla risoluzione Lick/IDS, la correzione per σ_* , e la derivazione di correzioni legate all’offset sistematico in flusso tra gli spettri osservati e quelli Lick/IDS, non calibrati in flusso, richiedendo quindi l’osservazione di stelle standard comuni col catalogo di Lick (e.g. Carson & Nichol 2010). Questi modelli agevolano l’interpretazione degli spettri di galassie di grandi survey come SDSS e LEGA-C, per le quali non sono previste osservazioni di stelle *ad hoc*. Nel caso di LEGA-C, le due operazioni che si rendono necessarie sono (§ 3.3): convoluzione degli spettri alla risoluzione del modello (fornito anche a risoluzione superiore rispetto a quella di Lick/IDS), e correzione per σ_* in quanto i modelli sono calcolati a σ_* nulla.

4.1.1 Diagrammi indice-indice

Un approccio storico, ma istruttivo per ottenere una prima stima dei parametri della popolazione stellare è costruire diagrammi indice-indice tramite i quali comparare i dati osservati e con i modelli. Dal momento che lo spazio dei parametri da vincolare è tridimensionale (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$), le griglie dei modelli vengono mostrate nello spazio bidimensionale fissando uno dei tre parametri. L’approccio più comune consiste nel fissare $[\alpha/Fe]$ e quindi riportare sul diagramma le linee di iso-età e iso-metallicità. Inoltre, per risaltare meglio le dipendenze del modello si riportano nei due assi due indici sensibili rispettivamente all’età e alla metallicità.

In Figura 4.1 si confrontano le misure di un sotto-campione di galassie passive aventi $S/N > 20$ con le griglie dei modelli TMJ11 per la coppia di indici $H\gamma_F - Mg b$. È evidente che ad $[\alpha/Fe]$ sub-solari le misure degli indici per la quasi totalità delle galassie osservate non sono compatibili in alcun modo con i modelli. Un risultato analogo si registra per $[\alpha/Fe]$ solari

(= 0) per più della metà delle galassie. In questo caso inoltre, molte galassie risulterebbero avere un valore di $[Z/H]$ molto elevato, prossimo a 0.67, difficilmente giustificabile alla luce dei risultati ottenuti nell'Universo locale (§ 2.1). Infine, per $[\alpha/Fe] = 0.5$, più della metà delle galassie risulterebbe avere un'età maggiore di quella dell'Universo assumendo una cosmologia standard⁽²⁾. Da questa analisi preliminare emerge che i modelli con $[\alpha/Fe] = 0.3$ sembrano essere quelli che globalmente descrivono meglio i dati riportati.

Focalizzandosi sulle singole galassie, emerge chiaramente il principale limite di questo metodo: non è possibile derivare in modo univoco t_{Age} e $[Z/H]$ delle popolazioni stellari in quando anche leggere variazioni di $[\alpha/Fe]$ modificherebbero significativamente questi due parametri. L'effetto può essere mitigato utilizzando griglie meno sensibili alle variazioni di $[\alpha/Fe]$, costruite per esempio con un indice di Balmer e una combinazione di indici completamente insensibile all' $[\alpha/Fe]$ (e.g. $[MgFe]'$, Thomas et al. 2003). Tuttavia, anche questi diagrammi non sono affidabili in quanto utilizzando coppie diverse di indici si ottengono risultati significativamente diversi. Per questa ragione, a partire da Proctor et al. (2004), sono stati implementati metodi più robusti. Il più diffuso consiste nel selezionare una particolare combinazione di indici seguendo criteri basati sulla loro sensibilità ai diversi parametri e sulla loro calibrazione, successivamente i parametri della popolazione stellare (spesso solamente t_{Age} e $[Z/H]$) vengono estratti utilizzando il metodo dei minimi quadrati.

⁽²⁾Assumendo $(h, \Omega_{m,0}, \Omega_{\Lambda,0}) = (0.7, 0.3, 0.7)$ l'età dell'Universo nell'intervallo di redshift osservato della survey LEGA-C risulta essere ~ 6 Gyr (a $z = 1$) e ~ 8 Gyr (a $z = 0.6$).

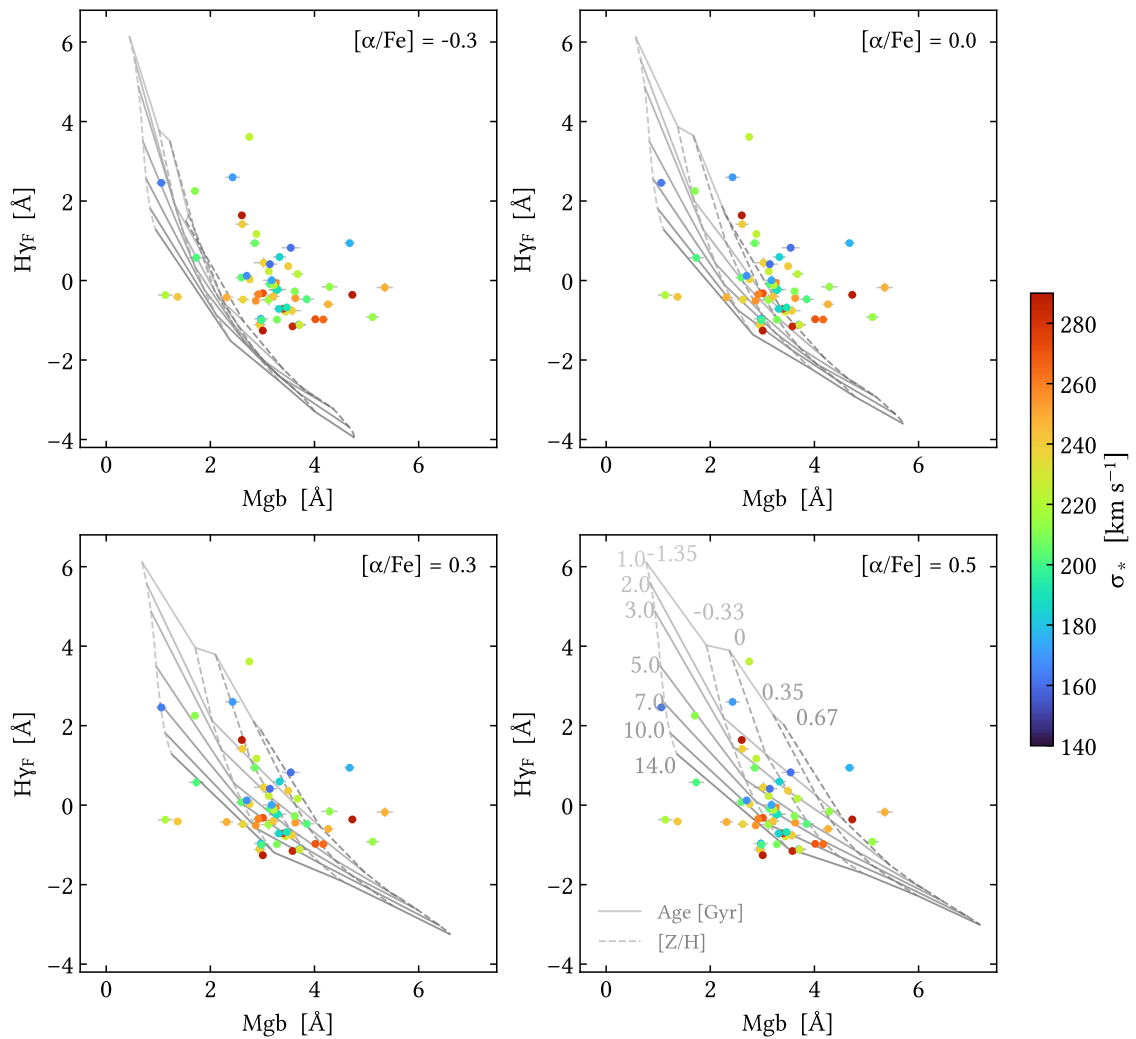


Figura 4.1 Misure degli indici di un sotto-campione di galassie passive aventi $S/N > 20$ sul piano $H\gamma_F - Mgb$ per quattro valori di $[\alpha/Fe] = (-0.3, 0, 0.3, 0.5)$. Le griglie riportate in grigio sono ottenute da [Thomas et al. \(2011b\)](#) e i valori di iso-età (linee continue) e iso-metallicità (linee tratteggiate) vengono riportati nel quarto pannello. Per rendere più chiara la figura, i modelli non sono mostrati nella loro interezza, questo non influisce sull'interpretazione dei risultati.

4.1.2 Interpolazione delle griglie

Le griglie dei modelli **TMJ11** hanno un'estensione $20 \times 6 \times 4$ (480 punti) nei rispettivi parametri e ricoprono i seguenti valori:

- $t_{Age} = [0.1, 0.2, 0.4, 0.6, 0.8, 1, 2, 3, 4, 5, 6, 7, 8, 9, 10, 11, 12, 13, 14, 15]$ Gyr;
- $[Z/H] = [-2.25, -1.35, -0.33, 0.0, 0.35, 0.67]$ dex;
- $[\alpha/Fe] = [-0.3, 0.0, 0.3, 0.5]$ dex.

Per minimizzare gli effetti dovuti alla discretizzazione nell'analisi statistica che segue, è necessario rifinire tali griglie. Pertanto, i modelli sono stati interpolati linearmente con l'ausilio della funzione `LinearNDInterpolator` del pacchetto `SciPy`. Il risultato di questa operazione è illustrato tramite il diagramma $H\gamma_F - Mgb$ in Figura 4.2. La risoluzione della nuova griglia $100 \times 146 \times 40$ risulta essere:

- $\Delta t_{Age} \approx 0.15$ Gyr;
- $\Delta [Z/H] = 0.02$ dex;
- $\Delta [\alpha/Fe] = 0.02$ dex.

Si sottolinea che non è stata svolta alcuna operazione di estrapolazione, in quanto i valori limite sono rimasti quelli del modello iniziale. Inoltre, si nota che il binning iniziale non è uniforme e per preservare i punti del modello originale bisognerebbe applicare un binning di almeno $151 \times 292 \times 80$. Per valutare l'impatto dell'operazione di interpolazione sui risultati finali sono state calcolate altre tre griglie: $100 \times 100 \times 100$; $200 \times 200 \times 200$ e $151 \times 292 \times 80$.

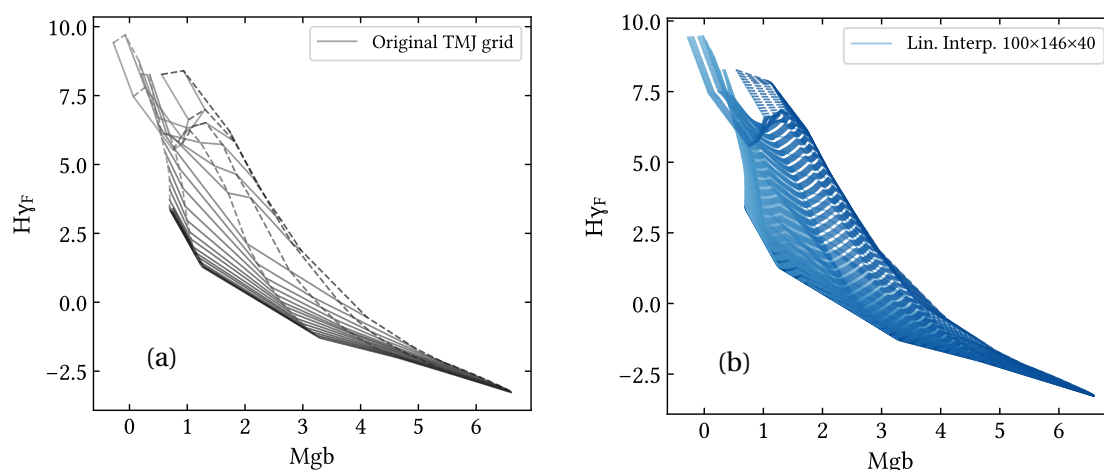


Figura 4.2 Processo di interpolazione delle griglie **TMJ11**. Il pannello a sinistra mostra la griglia originale per un valore di $[\alpha/Fe] = 0.3$. Il pannello a destra mostra la stessa griglia ottenuta interpolando i modelli in $100 \times 146 \times 40$ punti.

4.2 Estrazione dei parametri (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$)

In questa sezione viene presentato il metodo utilizzato per vincolare (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) per le 350 galassie passive selezionate. Inizialmente verranno illustrati i fondamenti della statistica Bayesiana e il funzionamento del codice `emcee` (Foreman-Mackey et al., 2013), incorporato nel software `LickMCMC` che è stato scritto per agevolare il processo della presente analisi. In seguito, verranno discussi i prior utilizzati e verranno svolti alcuni test per verificare il corretto funzionamento del codice e validare il metodo tramite l'analisi più tradizionale del χ^2 ridotto. Una sezione è dedicata ai criteri che ci hanno guidato nella scelta delle combinazioni di indici da analizzare per minimizzare le sistematiche. Infine, verranno illustrati i criteri con cui è stata analizzata la convergenza dell'analisi su ogni singola galassia.

4.2.1 Principi di inferenza bayesiana

Per confrontare gli indici misurati con i modelli si è scelto di adottare un approccio Bayesiano. Prima di entrare nel vivo dell'analisi si ritiene quindi necessario un breve interludio sulla stima dei parametri mediante tale approccio. Questo è utile anche alla luce delle analisi cosmologiche presentate nel prossimo capitolo. Per un formalismo completo e ulteriori applicazioni in ambito astrofisico e cosmologico rimanda il lettore ai lavori di Verde (2007, 2010), Trotta (2017) e Sharma (2017).

Si consideri un modello M composto da uno o più parametri $\theta = (\theta_1, \theta_2, \dots)$, nell'inferenza bayesiana tale modello si assume vero e si cerca di vincolare θ attraverso un set di dati D . Punto cardine di tale approccio è la scelta di una distribuzione di probabilità a priori (*prior*), che rappresenta la conoscenza iniziale del valore dei parametri. Attraverso il teorema di Bayes è possibile ottenere la distribuzione di probabilità a posteriori (*posterior*), ossia la conoscenza aggiornata, dopo aver considerato i dati D . Formalmente, il teorema di Bayes si può scrivere nel modo seguente

$$\mathcal{P}(\theta|D, M) = \frac{\mathcal{P}(D|\theta, M) \mathcal{P}(\theta|M)}{\mathcal{P}(D, M)} \longleftrightarrow \text{posterior} = \frac{\text{likelihood} \times \text{prior}}{\text{evidenza}}, \quad (4.1)$$

dove:

- $\mathcal{P}(\theta|M)$ è la distribuzione di probabilità a priori (*prior*). Prior uniformi nell'intervallo $(\theta_{min}, \theta_{max})$ vengono indicati con la notazione $\mathcal{U}(\theta_{min}, \theta_{max})$, mentre per i prior gaussiani si utilizza la notazione $\mathcal{G}(\mu, \sigma^2)$, dove μ e σ sono rispettivamente il valore medio e la deviazione standard della gaussiana;

- $\mathcal{P}(D|\theta, M)$ è la verosimiglianza (*likelihood*), ossia la probabilità di ottenere D (i dati) dai parametri θ . Generalmente viene assunta una forma gaussiana.
- $\mathcal{P}(D, M)$ è detta evidenza (o *likelihood marginale*) e rappresenta la probabilità di ottenere D marginalizzata su tutti i possibili valori di θ , rappresenta quindi un fattore di normalizzazione indipendente da θ .
- $\mathcal{P}(\theta|D, M)$ è la distribuzione di probabilità a posteriori (*posterior*). La forma è determinata unicamente da *likelihood* e *prior*.

Per campionare la distribuzione dei parametri θ si possono utilizzare metodi Markov Chain Monte Carlo (MCMC). Un esempio è fornito dal metodo AIES (*Affine Invariant Ensemble Sampler*, [Goodman & Weare 2010](#)), che consiste nel generare un numero elevato ($N \gg 10$) di *walkers* (ossia vettori che esplorano lo spazio dei parametri) che vengono fatti evolvere simultaneamente in modo tale che la nuova posizione di ogni walker sia legata a quella degli altri ($N - 1$). In dettaglio, per aggiornare la posizione del walker X_k , viene estratto un walker X_j dai rimanenti, e la sua nuova posizione è calcolata da una combinazione lineare dei due (questo approccio è chiamato *stretch move*). In questo modo anche quando alcuni walker trovano un massimo di probabilità, gli altri possono esplorare lo spazio dei parametri circostante in modo efficiente.

Su questo metodo è basato il pacchetto `emcee` ([Foreman-Mackey et al., 2013](#)), che è stato implementato nel codice `LickMCMC`. I valori impostati per l'analisi svolta in questo lavoro sono:

- `nwalkers` (numero di walkers): 300
- `nburnin` (numero di passi che vengono scartati): 200
- `nprod` (numero di passi effettivi utilizzati nei risultati finali): 2000

Per ridurre il possibile bias dovuto alla scelta della distribuzione iniziale dei walkers, questi sono inizializzati a valori ritenuti poco plausibili: $(t_{Age} [\text{Gyr}], [Z/H], [\alpha/Fe]) = (8, -0.8, -0.1)$ con una dispersione pari al 10% del range del prior. Pertanto, `nburnin` passi sono necessari affinché abbandonino le regioni di probabilità molto bassa e si dimentichino delle condizioni iniziali. Per campionare la distribuzione di probabilità, si utilizzano quindi gli `nprod` passi successivi. I valori di `nburnin` e `nprod` sono stati scelti cercando di ottimizzare la convergenza dell'algoritmo con i tempi di esecuzione del codice. Includendo le operazioni di: 1) caricamento dei dati; 2) applicazione di un filtro (e.g. soglia al S/N degli indici, rimozione degli indici fuori dalla griglia dei modelli, ...); 3) analisi MCMC; 4) produzione dei grafici e 5) salvataggio dei dati, il codice `LickMCMC` richiede ~ 1 min/galassia (~ 8 s di burn-in). L'analisi

completa del campione delle galassie passive selezionate in questo lavoro richiede circa 8 ore su 3 GHz core.

In seguito all'esecuzione del codice possono essere controllati i grafici dei valori campionati ad ogni step (o tracce), utilizzabili come criterio necessario, ma non sufficiente, per confermare l'avvenuta convergenza del metodo. Un esempio è mostrato in Figura 4.3.

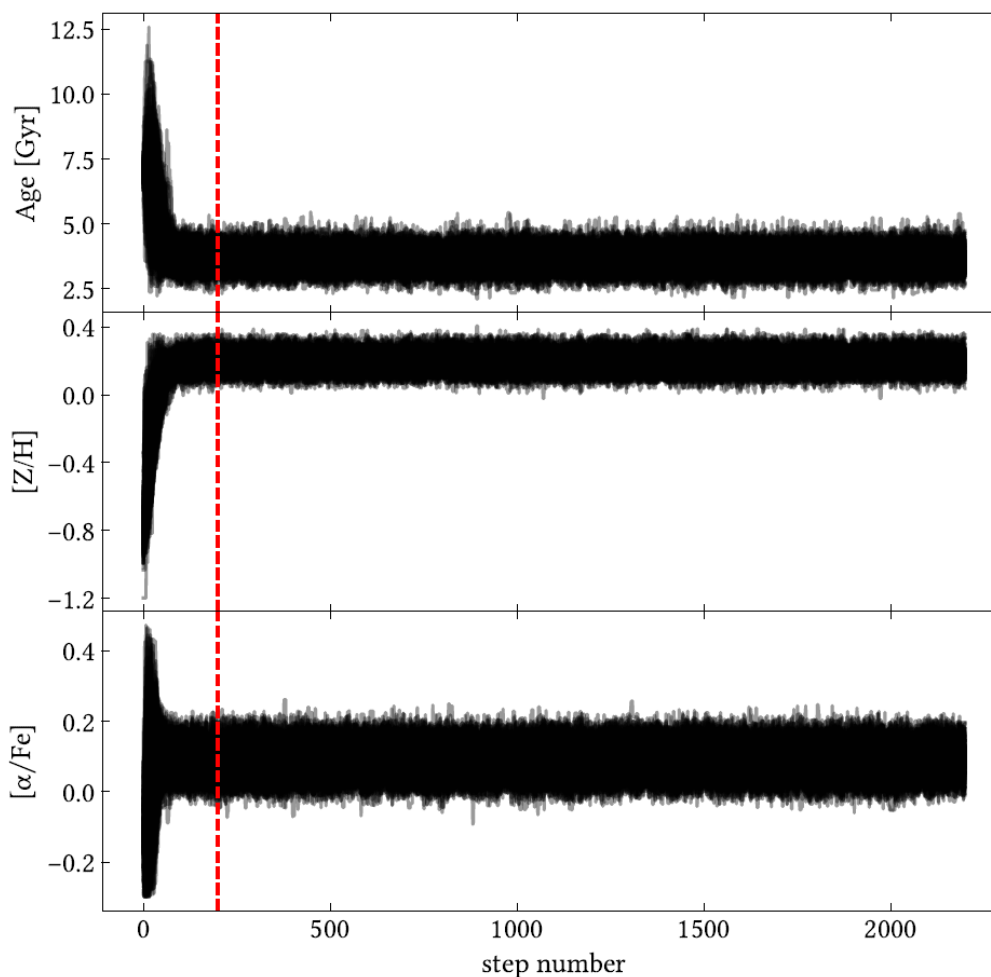


Figura 4.3 Esempio di valori nello spazio dei parametri campionati nel tempo (step successivi) nell'analisi delle proprietà della galassia LEGA-C 213772 durante le operazioni di ottimizzazione del codice. La linea rossa tratteggiata indica gli step di burn-in scartati ($n_{burn} = 200$).

I risultati vengono illustrati mediante i *corner plot* (Fig. 4.4) che mostrano: le distribuzioni a posteriori unidimensionali per ogni parametro (anche dette marginali) e le distribuzioni a posteriori congiunte, dalle quali si notano chiaramente eventuali degenerazioni tra i parametri. Di seguito, ogni volta che verranno riportati gli intervalli di confidenza, si farà riferimento al valore mediano e al 16° e 84° percentile (1σ).

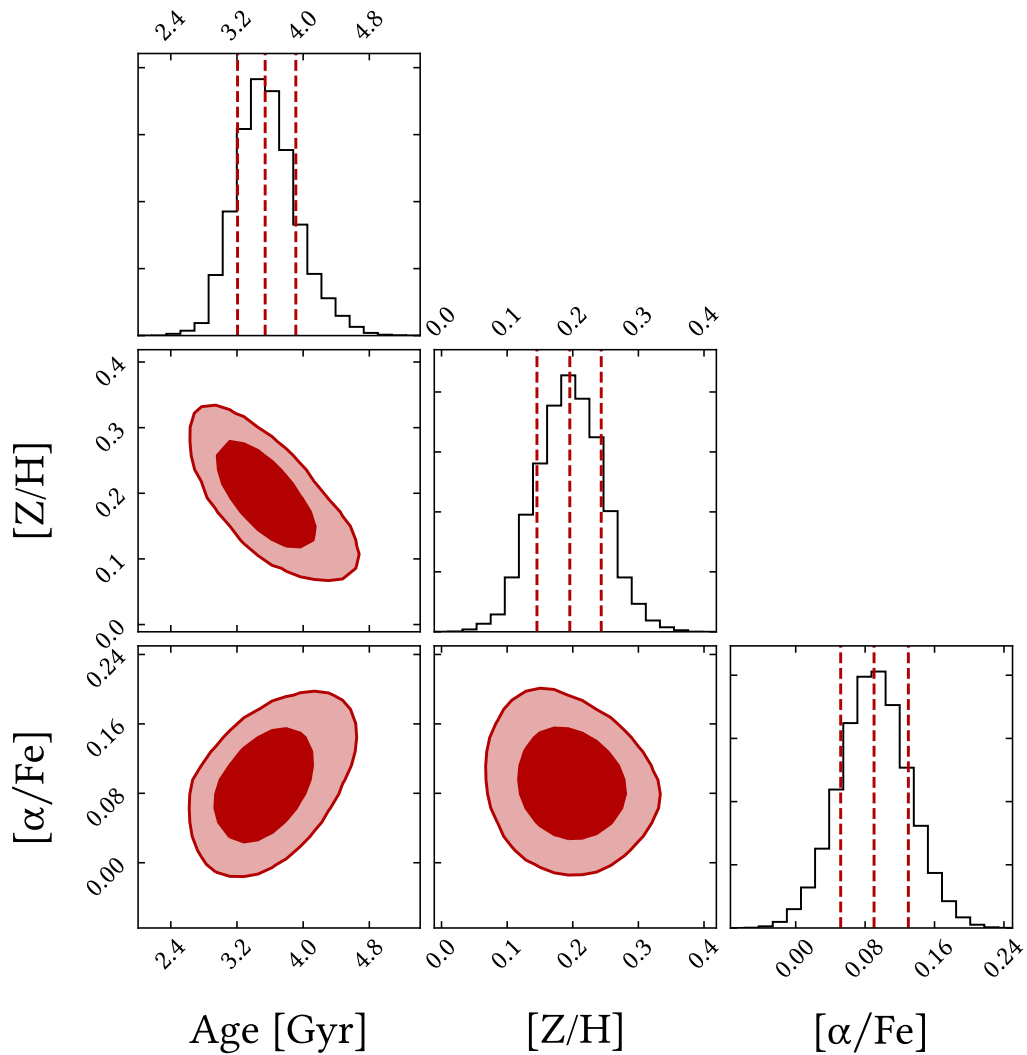


Figura 4.4 Esempio di *corner plot* prodotto nell'analisi delle proprietà della galassia LEGA-C 213772 durante le operazioni di ottimizzazione del codice. I contorni rappresentano le regioni di confidenza al 68% e al 95%. Le linee tratteggiate rappresentano il valore mediano (al centro) e gli intervalli di confidenza al 68%.

4.2.2 Prior assunti

La scelta dei prior in statistica Bayesiana è di fondamentale importanza e deve essere effettuata con cautela per non alterare artificialmente il risultato finale. Questo significa che la likelihood ai bordi dello spazio dei parametri deve rimanere bassa e la distribuzione a posteriori deve essere predittiva, ossia deve “convergere” all’interno dello spazio dei parametri.

Il primo vincolo è imposto dagli intervalli entro i quali sono calcolati i modelli, nel caso di **TMJ11**: $t_{Age} \in [0.1, 15]$ Gyr, $[Z/H] \in [-2.25, 0.67]$, $[\alpha/Fe] \in [-0.3, 0.5]$. Se non si conosce alcuna informazione a priori, la scelta più sicura è quella di prior uniformi. Questo prevede che i prior siano costanti entro tale regione e nulli al di fuori.

Numerosi evidenze suggeriscono che la metallicità delle galassie *early-type* massive sia sovra-solare (e.g. [Gallazzi et al., 2005](#); [Onodera et al., 2012](#); [Thomas et al., 2010](#)). Per questo motivo si è scelto di imporre un prior più stringente in metallicità, ma comunque evitando una scelta troppo informativa, $[Z/H] > -1$.

Aspetto fondamentale della presente analisi, che la distingue da lavori simili trovati in letteratura, è la scelta di non assumere un prior per t_{Age} . Infatti, solitamente viene adottato un limite superiore a t_{Age} assumendo una cosmologia standard (nell’intervallo di redshift del presente lavoro, $t_{Age} < 8 \div 6$ Gyr). Nel presente lavoro, i dati saranno utilizzati proprio per derivare vincoli cosmologici e una scelta informativa dei prior introdurrebbe sistematiche nel risultato finale.

In conclusione, se non esplicitato diversamente, i prior adottati sono:

$$t_{Age} \sim \mathcal{U}(0.1, 15) \text{ Gyr} \quad [Z/H] \sim \mathcal{U}(-1, 0.67) \quad [\alpha/Fe] \sim \mathcal{U}(-0.3, 0.5) \quad (4.2)$$

4.2.3 Validazione del metodo

Per verificare il corretto funzionamento del codice e del metodo implementato, si sono confrontati i risultati preliminari con quelli ottenuti da un’analisi classica del minimo χ^2 . In quest’ultimo caso, per ogni i -esima terna di parametri $\theta = (t_{Age}, [Z/H], [\alpha/Fe])$, ossia per ogni punto-griglia, è stato calcolato

$$\chi_i^2 = \sum_k \left(\frac{I_k^{\text{mis}} - I_k^{\text{TMJ}}(\theta_i)}{\sigma_k^{\text{mis}}} \right)^2, \quad (4.3)$$

dove $I^{\text{TMJ}}(\theta_i)$, I^{mis} , e σ^{mis} sono rispettivamente l’indice del modello, l’indice osservato e l’incertezza associata, per ogni k -esimo indice della combinazione utilizzata. La i -esima likelihood vale $\mathcal{L}_i \propto \exp(-\chi_i^2/2)$. I vincoli su ogni singolo parametro sono stati ottenuti

marginalizzando la likelihood triparametrica, ad esempio: $\mathcal{L}(t_{Age}) \propto \int \mathcal{L}(\theta) d[Z/H] d[\alpha/Fe]$, e la rispettiva distribuzione del χ^2 mono-parametrico è, $\chi^2(t_{Age}) \propto -2 \ln \mathcal{L}(t_{Age})$. Il valore di best fit è ottenuto tramite il $\min(\chi^2(t_{Age}))$ e l'intervallo di confidenza è ottenuto ponendo $\chi^2 \leq (\chi_{min}^2 + 1) (1\sigma)$.

In Tabella 4.1 è mostrato il confronto tra i due metodi, per tre diverse tipologie di griglie. Osservando i valori ottenuti con il metodo MCMC e il χ^2 minimo l'accordo è molto buono. Risultati analoghi sono stati ottenuti con altre 5 galassie utilizzate come test (Tab. B.1), e questo conferma la correttezza del metodo. Occorre sottolineare che l'analisi del χ^2 non è conveniente perché non consente di esplorare agevolmente lo spazio dei parametri ed eventuali degenerazioni e per questioni legate al maggior tempo di calcolo.

Dalla tabella emerge anche la necessità di interpolare i modelli per aumentare la precisione e l'accuratezza dei parametri derivati. Griglie di dimensioni maggiori non sono consigliate perché forniscono vincoli confrontabili, ma richiedono tempi di esecuzione più elevati. Risultati più quantitativi sull'impatto della dimensione delle griglie saranno presentati al termine dell'analisi.

Tabella 4.1 Confronto tra i risultati ottenuti con l'analisi MCMC e l'analisi del χ^2 minimo per la galassia LEGA-C 213772 utilizzando 3 diverse griglie: originale, interpolata $50 \times 50 \times 50$ e interpolata $100 \times 100 \times 100$.

Metodo	Griglia	t_{Age} [Gyr]	$[Z/H]$	$[\alpha/Fe]$
χ^2 min	Originale	2^{+1}_{-1}	$0.35^{+0.32}_{-0.35}$	$0.3^{+0.2}_{-0.3}$
χ^2 min	Interp. $50 \times$	$3.44^{+0.25}_{-0.20}$	$0.19^{+0.04}_{-0.06}$	$0.08^{+0.05}_{-0.06}$
χ^2 min	Interp. $100 \times$	$3.56^{+0.28}_{-0.17}$	$0.20^{+0.04}_{-0.02}$	$0.10^{+0.05}_{-0.04}$
MCMC	Originale	$3.07^{+0.99}_{-0.52}$	$0.34^{+0.22}_{-0.21}$	$0.27^{+0.29}_{-0.26}$
MCMC	Interp. $50 \times$	$3.40^{+0.73}_{-0.47}$	$0.22^{+0.15}_{-0.11}$	$0.07^{+0.08}_{-0.07}$
MCMC	Interp. $100 \times$	$3.54^{+0.33}_{-0.36}$	$0.19^{+0.05}_{-0.05}$	$0.09^{+0.04}_{-0.04}$

4.2.4 Scelta delle combinazioni

La scelta della combinazione di indici da utilizzare nell'analisi è sicuramente un punto focale del presente lavoro. Come ampiamente discusso in (§ 2.4.2), ogni indice ha una diversa sensibilità alle abbondanze e quindi ai diversi parametri del modello. Questo significa che diverse combinazioni di indici forniscono diversi vincoli ai parametri (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$). L'obiettivo principale di questo lavoro è applicare il metodo dei cronometri cosmici, pertanto, un eventuale offset sistematico (ad ogni redshift) nelle misure dell'età delle galassie

non sarebbe problematico per derivare $H(z)$. Lo stesso non si può affermare per le altre trasformazioni che potrebbe subire la relazione età-redshift, ad esempio un tilt. Per questo motivo *si è scelto di considerare soltanto le galassie aventi tutti gli indici della combinazione* via via utilizzata. In caso contrario, galassie a redshift più alti (bassi) verrebbero analizzate senza gli indici più rossi (blu) della combinazione. Questo potrebbe produrre un tilt e complicherebbe ulteriormente lo studio delle sistematiche.

La Figura 4.5 mostra il numero di galassie misurate per i diversi indici. È immediato notare che il numero di misure diminuisce sensibilmente oltre 4500 Å a causa della limitata copertura della survey LEGA-C (cfr. Fig. 3.2). Lo stesso non si registra a basse $\lambda \lesssim 3800$ Å dal momento che non sono stati misurati indici in queste regioni, in quanto poco diffusi in letteratura e assenti nei modelli TMJ11. È comunque evidente che, per determinare omogeneamente l'età di un numero alto di galassie, si dovrà studiare una regione spettrale molto limitata (larga ~ 600 Å e centrata a ~ 4300 Å).

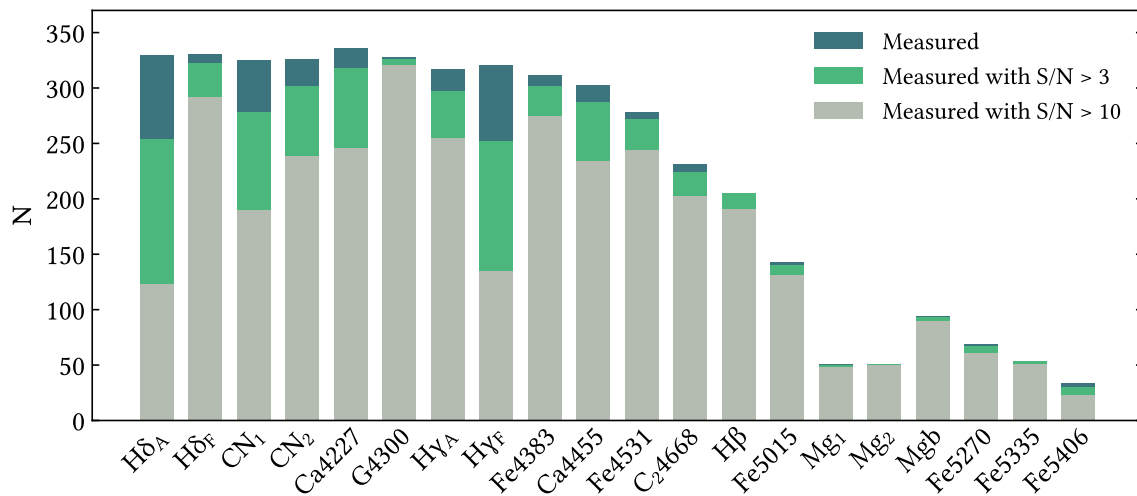


Figura 4.5 Numero di indici misurati nel campione di galassie passive (blu), aventi $S/N > 3$ (verde) e $S/N > 10$ (grigio). Gli indici sono ordinati in modo crescente rispetto alla regione spettrale coperta ($\sim 3850 \div 5450$ Å).

Di seguito si propongono tre principi-guida alla base della ricerca di valide combinazioni di indici che sono stati adottati nel presente lavoro.

1. Massimizzare la copertura spettrale Un numero più elevato di indici analizzati potrebbe aumentare la confidenza sui risultati ottenuti, in quanto è richiesto che più informazione sia allo stesso tempo ben descritta dai modelli. Tuttavia, qualora ci fossero indici con basso segnale-rumore e/o mal misurati, non ben calibrati nei modelli, o in grado di introdurre forti degenerazioni tra i parametri a causa delle loro sensibilità, i vincoli ottenuti potrebbero essere peggiori.

Sono 20 gli indici misurati nel presente lavoro che risultano disponibili anche nei modelli [TMJ11](#). I sei più rossi ($Mg_1 \div Fe5406$) sono misurati per meno di un terzo delle galassie del campione: si è quindi deciso di dare la precedenza ai rimanenti 14. Come discusso nella sezione (§ 4.1), i modelli [TMJ11](#) presentano 4 indici non calibrati, questo non implica che sono stati scartati, ma si è cercato di valutare attentamente la loro inclusione nelle diverse combinazioni. Di seguito sono riportati gli indici ottimali (in grassetto), quelli non calibrati (in arancione), e quelli misurati solo per un piccolo sottocampione (in grigio).

$H\delta_A$	$H\delta_F$	CN_1	CN_2	Ca4227
G4300	$H\gamma_A$	$H\gamma_F$	Fe4383	Ca4455
Fe4531	C24668	$H\beta$	Fe5015	Mg_1
Mg_2	$Mg\ b$	$Fe5270$	$Fe5335$	$Fe5406$

2. Utilizzare combinazioni già proposte in letteratura A questo riguardo occorre nuovamente sottolineare che non si trova una vasta letteratura in merito. Nella Tabella 4.2 sono raccolti i principali lavori riguardanti galassie *early-type* nell'Universo locale (prime 5 righe) e la maggior parte dei lavori a redshift medio-alto (righe successive). Si individuano principalmente due metodi:

- Analisi svolta con una combinazione fissata di indici;
- Analisi svolta iterativamente (χ^2 -iter) in cui vengono via via scartati gli indici che determinano un fit peggiore (χ_k^2 più alto), in questo caso ogni galassia risulta vincolata con una combinazione di indici potenzialmente diversa da quella di un'altra galassia.

Come discusso in precedenza, la scelta adottata nel presente lavoro è quella di utilizzare una combinazione fissata per limitare effetti sistematici sulla pendenza della relazione $t_{Age} - z$.

Un ulteriore punto da sottolineare è che, ad esclusione dei lavori di [Lonoce et al. \(2015, 2020\)](#), i parametri (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) a redshift medio-alti sono stati fino ad ora estratti da spettri compositi e non da spettri di singole galassie.

3. Definire nuove combinazioni di pochi indici Conoscendo le sensibilità di ogni indice ai diversi parametri (§ 2.4.2) è possibile definire un set ridotto (4 – 6), che ottimizza la possibilità di vincolare (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$). Ad esempio, un indice di Balmer (sensibile all’ t_{Age}) e 3 indici metallici.

Questo approccio è vantaggioso alla luce del numero di galassie che può essere analizzato. Ad esempio, scegliendo 4 indici tra $H\delta_A$ e Ca4455, si potrebbero analizzare ≈ 300 galassie (86% del campione di passive selezionate).

Alla luce di questi principi sono state individuate tre combinazioni di indici degne di nota. Numerosi test sono stati fatti su svariate ulteriori combinazioni, che hanno prodotto tuttavia risultati meno attendibili. La relativa analisi è riportata in Appendice B.

Combo1: $H\delta_A$, Ca4227, G4300, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, Fe4383, Fe4531, C₂4668

Combo2: Ca4227, G4300, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, Fe4383, Fe4531

Combo3: CN₂, Ca4227, G4300, Fe4383, Ca4455, C₂4668

4.2.5 Criteri di convergenza

Un effetto da tenere sotto controllo nell’analisi consiste nel fatto che i risultati dell’analisi MCMC potrebbero non aver raggiunto la convergenza. Questo può essere ricondotto a diversi fattori, ad esempio: lo spettro analizzato ha un segnale-rumore troppo basso; le regioni spettrali in cui sono stati misurati gli indici erano contaminate da righe telluriche mal sottratte; o la combinazione di indici utilizzata non è in grado di porre vincoli ai parametri. A posteriori è possibile verificare l’impatto di alcuni di questi punti applicando soglie ben definite alle galassie analizzate, ad esempio un taglio in S/N .

Una richiesta necessaria per l’avvenuta convergenza è che la distribuzione a posteriori ai bordi dello spazio dei parametri deve rimanere bassa, o in altre parole, non deve “toccare i prior” e deve essere predittiva. In questo lavoro è stato seguito un approccio non convenzionale, ma che consente di rimuovere efficacemente i fit che non hanno raggiunto una convergenza, inoltre i criteri adottati sono ben definiti e facilmente riproducibili.

Tabella 4.2 Raccolta dei principali lavori in cui è stato utilizzato il metodo degli indici spettrali per vincolare età, metallicità e abbondanze nell'Universo locale (prime 5 righe) e a redshift medio-alto (righe successive).

Ref.	Dati	Modelli	Metodo [†]	Combinazione di indici
Thomas et al. (2005)	134 galassie <i>early-type</i> (ETG)	TMB03	MC	H β , Mg b, \langle Fe \rangle , [MgFe]'
Gallazzi et al. (2005)	SDSS DR2, ~ 180'000 galassie	BC03	MC	D4000, (H δ_A + H γ_F), [Mg ₂ Fe], [MgFe]'
Thomas et al. (2010)	SDSS MOSES, 3360 ETG	TMB03	χ^2 -iter	Tutti i 25 indici di Lick
McDermid et al. (2015)	ATLAS ^{3D} , 260 galassie	S07	χ^2	H β , Fe5015, Mg b
Scott et al. (2017)	SAMI, 1319 galassie	S07 e TMJ11	χ^2 -iter	20 indici di Lick tra H δ_A e Fe5406
Ziegler et al. (2005)	VLT/FORS, 13 ETG a $0.2 < z < 0.7$	TMB03	χ^2	Mg b, Fe5335 + uno scelto tra: H δ_F , H γ_F e H β
Jorgensen et al. (2013)	GMOS-N, 102 galassie a $0.5 < z < 0.9$	TMJ11	ind-ind	(1) H β , Mg b, \langle Fe \rangle (2) (H δ_A + H γ_F)', CN ₂ , Fe4383, C ₂ 4668
Gallazzi et al. (2014)	IMACS, 77 gal. massive a $0.65 \leq z \leq 0.75$	BC03	MC	D _n 4000, (H δ_A + H γ_F), H β , [Mg ₂ Fe], [MgFe]'
Onodera et al. (2015)	Subaru/MOIRCS 18 passive (BzK) a $1.25 < z < 2.09$	TMJ11	χ^2	Indici di Lick dall'H δ_A al Fe5406 escludendo i non calibrati in TMJ11
Lonoce et al. (2015)	VLT/X-SHOOTER 1 passiva a $z \sim 1.4$	TMJ11	χ^2	(1) D4000, G4300, H γ_F , Fe4383, H β , Fe5015, Mg b; (2) D4000, H γ_F , H β , Mg b.
Fagioli et al. (2016)	zCOSMOS, 1519 passive a $0.2 < z < 0.8$	TMJ11	χ^2	(1) Ca4227, G4300, H γ_A , H γ_F , Fe4383, Fe4531 (1+) H δ_A e/o Mg ₁ , Mg ₂ , Mg b se disponibili
Lonoce et al. (2020)	VLT/X-SHOOTER 4 ETG massive a $1.4 \leq z \leq 2$	TMJ11 + MS11	χ^2	(1) D4000, H δ_A , H δ_F , G4300, H γ_A , H γ_F , Fe5270; (2) D4000, H δ_F , H γ_A , H γ_F ; (3) D4000, G4300, H γ_A , H γ_F , H β ; (4) D4000, G4300, H γ_F , H β , Fe4383, Ca4455, Fe4531, Fe5015, Mg b.

[†] Nel metodo χ^2 -iter, il valore del χ^2 viene determinato scartando via via gli indici che determinano un fit peggiore.

Il metodo consiste nell'ispezione visiva dei *corner plot*, ossia nell'ispezione visiva delle distribuzioni a posteriori marginali e congiunte. Le prime aiutano a visualizzare la regione di convergenza nell'intervallo di ogni parametro, mentre le seconde possono mettere in luce eventuali degenerazioni tra i parametri. Di seguito si riportano i criteri adottati con alcuni esempi illustrativi.

Distribuzioni che convergono verso i prior. Vengono escluse dall'analisi successiva le galassie per le quali la distribuzione a posteriori non tende a zero nei pressi dei limiti definiti dai prior (Fig. 4.6 *a e b*).

Distribuzioni completamente non predittive. Vi sono alcune distribuzioni che chiaramente non hanno raggiunto la convergenza (pannello *c*). Inoltre si evidenzia che, mentre nel caso precedente è possibile rimuovere le galassie ponendo una soglia del tipo $t_{Age} + err_{t_{Age}} < t_{max,prior}$ e $t_{Age} - err_{t_{Age}} > t_{min,prior}$ per tutti e tre i parametri derivati nell'analisi MCMC, in questo caso il criterio non funzionerebbe. Inoltre, una soglia basata sull'errore relativo o assoluto potrebbe introdurre bias, in quanto si è osservato che l'analisi MCMC produce errori maggiori per valori dei parametri maggiori.

Distribuzioni che mostrano più picchi. I valori derivati dalle distribuzioni non unimodali (pannello *d*) non sono rappresentativi della relativa distribuzione e le galassie vengono pertanto escluse dall'analisi successiva.

Distribuzioni con un'elevata degenerazione. Per diverse galassie (pannelli *e e f*) si nota la chiara degenerazione età-metallicità (§ 2.4.2), questo può essere dovuto a un basso S/N degli spettri. Anche in questo caso le galassie sono escluse dall'analisi successiva.

In Figura 4.7 sono riportati alcuni *corner plot* di galassie il cui fit ha correttamente raggiunto la convergenza, e che pertanto sono state incluse nell'analisi. Si può notare che le distribuzioni a posteriori congiunte mostrano ellissi chiuse e ben definite nello spazio dei parametri. Rimane fondamentale verificare i motivi della mancata convergenza, aspetto che verrà discusso dopo aver presentato i risultati.

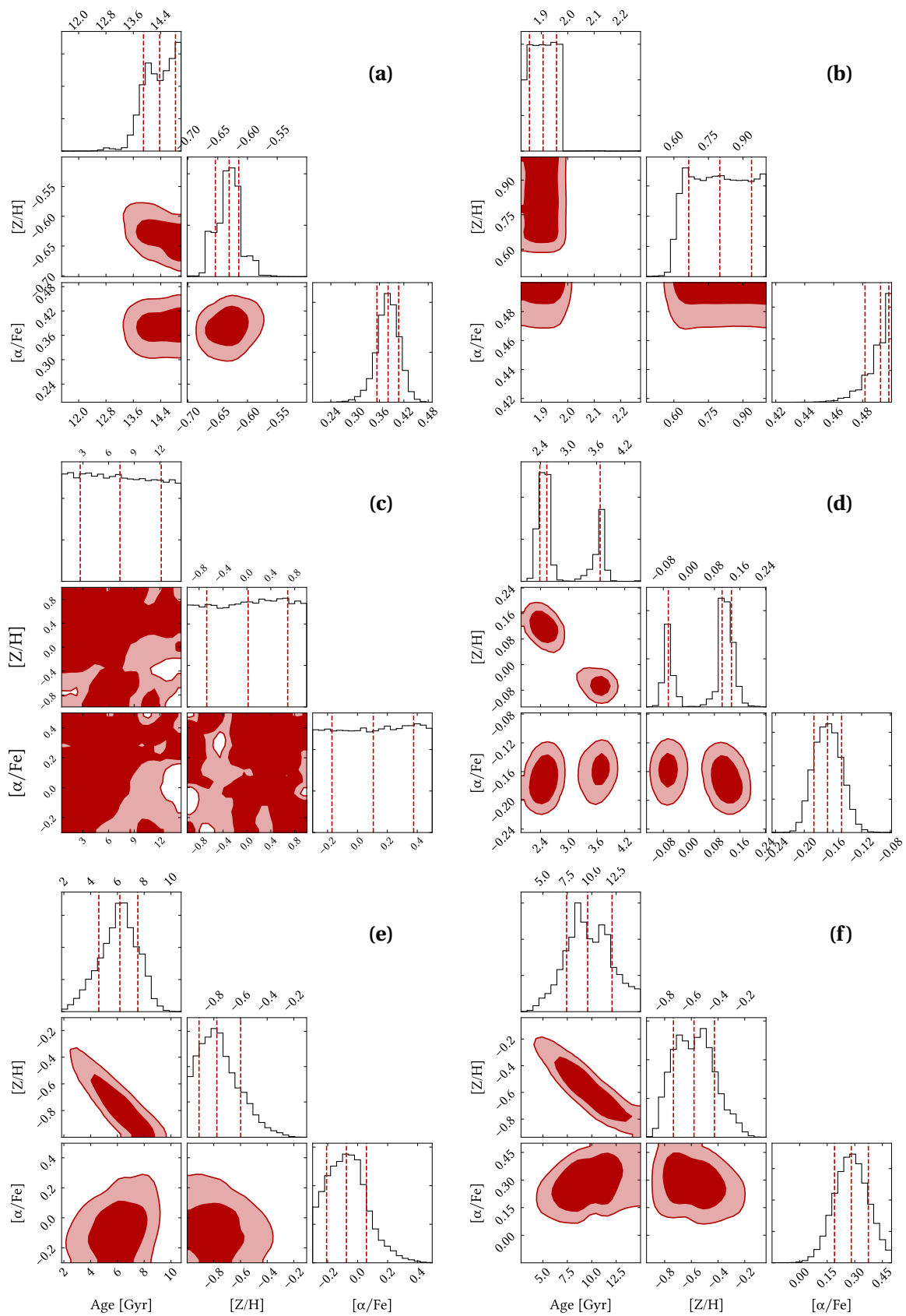


Figura 4.6 Esempi di *corner plot* di galassie per le quali l'analisi non ha raggiunto la convergenza.

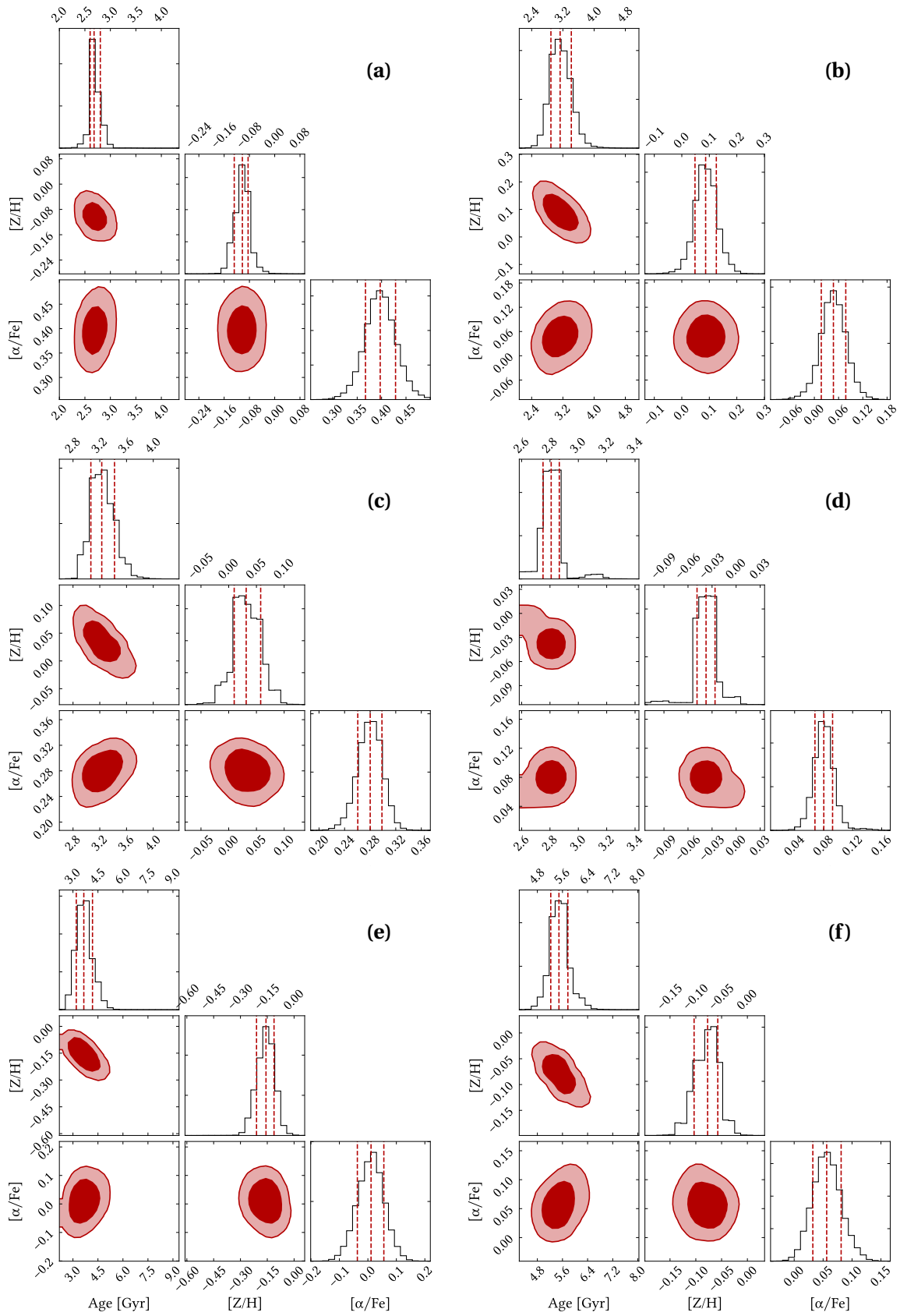


Figura 4.7 Esempi di *corner plot* di galassie per le quali è stata raggiunta la convergenza.

4.3 Risultati

In questa sezione vengono presentati i principali risultati ottenuti estraendo i parametri (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) delle 350 galassie passive con l'ausilio del software `LickMCMC`. L'analisi è stata dapprima dedicata allo studio di singole galassie caratterizzate da uno spettro ad alto S/N e con la maggior copertura spettrale possibile. In Appendice B sono riportati i passaggi fondamentali nella ricerca della combinazione di indici ottimale. In questa sezione verranno presentate le tre combinazioni che sono state scelte per analizzare l'intero campione di galassie. Successivamente verrà studiata la robustezza dei risultati agendo su diverse variabili incontrate durante il processo di analisi. Infine, verranno presentati i risultati medi, ossia quelli considerati più robusti, che consentiranno di svolgere l'analisi cosmologica.

4.3.1 *Combo1*

Seguendo il primo principio presentato in (§ 4.2.4), ossia cercando di massimizzare la copertura spettrale, sono state esplorate diverse combinazioni, e quella in grado di produrre vincoli più definiti per il maggior numero di galassie si è rivelata essere:

Combo1: $H\delta_A$, Ca4227, G4300, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, Fe4383, Fe4531, C₂4668 .

Il processo che ha portato alla scelta di tale combinazione può essere sintetizzato come segue. Per poter vincolare un numero alto di galassie con i dati a disposizione si selezionano gli indici $H\delta_A \div Fe5015$. Successivamente, si selezionano quelli calibrati in [TMJ11](#), pertanto vengono rimossi: $H\delta_F$, Ca4455, $H\beta$, Fe5015. Una ragione ulteriore per cui escludere il $H\beta$ è dovuta al fatto che, tra quelli disponibili, è l'indice di Balmer che ha la più alta probabilità di essere contaminato da una componente di emissione residua ([Concas et al., 2017](#)). Infine, dagli indici rimanenti vengono esclusi CN_1 e CN_2 in quanto producono fit peggiori (per dettagli ulteriori si veda l'Appendice B) e, allo stesso tempo, hanno mostrato chiari effetti sistematici nel confronto con gli indici misurati in LEGA-C (§ 3.3.1).

La rimozione di uno degli indici della combinazione *Combo1* non determina un miglioramento della qualità del fit, in particolare un peggioramento evidente dei contorni si registra rimuovendo il G4300 o il C₂4668, ossia quelli con il maggior segnale-rumore.

Richiedendo a priori che gli indici della combinazione siano tutti disponibili in ogni singolo spettro per evitare effetti di bias, il numero di galassie analizzabili si riduce a **219** (63% delle passive selezionate). Il redshift mediano è pari a $\langle z \rangle = 0.703$ con una dispersione di 0.046. Il rapporto segnale-rumore mediano è $\langle S/N \rangle = 22.8$ e 65 galassie (19%) hanno $S/N > 30$.

Al termine dell'analisi sono stati ottenuti vincoli di $(t_{Age}, [Z/H], [\alpha/Fe])$ per **133** galassie (63% di quelle analizzabili, 38% dell'intero campione). Le galassie escluse mostrano principalmente distribuzioni che convergono verso i prior ($\sim 65\%$), o un'evidente degenerazione $t_{Age} - [Z/H]$ ($\sim 26\%$). Quelle che hanno raggiunto la convergenza hanno un redshift mediano e una dispersione in redshift invariati. Il rapporto segnale-rumore mediano è $\langle S/N \rangle = 26.6$ e 53 galassie hanno $S/N > 30$. Pertanto, come atteso, l'analisi seleziona galassie a più alto S/N , poiché spettri di basso S/N hanno meno probabilità di fornire vincoli convergenti.

In Figura 4.8 è riportata la distribuzione dei tre parametri derivati, in funzione del redshift e di σ_* . Si nota chiaramente che l'età della quasi totalità delle galassie è inferiore all'età dell'Universo calcolata con una cosmologia standard. Questo è un risultato notevole, in quanto si ricorda che non è stato applicato alcun prior informativo sull'età, $t_{Age} \sim \mathcal{U}(0.1, 15)$ Gyr. Inoltre, l'*upper envelope* della distribuzione appare quasi parallelo alla curva individuata da un'universo Λ CDM.

L'età mediana è pari a $\langle t_{Age} \rangle = 2.87$ Gyr. La metallicità assume valori circa solari o leggermente sovra-solari, $\langle [Z/H] \rangle = 0.04 \pm 0.04$, e il rapporto $[\alpha/Fe]$ è tendenzialmente sovra-solare, $\langle [\alpha/Fe] \rangle = 0.14 \pm 0.05$.

4.3.2 Combo2

Seguendo il secondo principio presentato in (§ 4.2.4), sono state testate combinazioni già studiate in letteratura. Tuttavia, la quasi totalità di esse non permette di porre vincoli per una percentuale elevata delle passive selezionate. La principale limitazione è data dall'utilizzo di indici troppo rossi, il più delle volte l'Mg b. Le analisi preliminari presentate in Appendice B potranno comunque tornare utili alla luce di un futuro lavoro volto a caratterizzare più nel dettaglio le proprietà delle singole galassie aventi una sufficiente copertura spettrale. Un'eccezione a quanto appena riportato è il lavoro di Fagioli et al. (2016), nel quale gli autori analizzano spettri compositi di galassie zCOSMOS per studiare la relazione tra età e dimensione di galassie passive. La combinazione di indici comuni a tutte le galassie da loro analizzate è:

Combo2: Ca4227, G4300, H γ_A , H γ_F , Fe4383, Fe4531 .

A differenza della *Combo1*, non sono presenti: H δ_A e C₂4668. Nel presente lavoro, questo aumenta il numero di galassie potenzialmente vincolabili, infatti ben **279** galassie (80% delle passive selezionate, 60 in più rispetto a *Combo1*) risultano avere tutti gli indici della combinazione. In particolare, sono incluse ora nell'analisi galassie a redshift superiore, come è dimostrato dal maggior redshift mediano, $\langle z \rangle = 0.727$. Il rapporto segnale-rumore mediano è comparabile, $\langle S/N \rangle = 21.5$ e 72 galassie hanno $S/N > 30$.

Al termine dell'analisi sono stati ottenuti vincoli di $(t_{Age}, [Z/H], [\alpha/Fe])$ per **65** galassie (23% di quelle analizzabili, 19% dell'intero campione). Le galassie escluse mostrano principalmente distribuzioni che convergono verso i prior ($\sim 55\%$), o un'evidente degenerazione $t_{Age} - [Z/H]$ ($\sim 40\%$). Le galassie rimanenti hanno un redshift mediano pari a $\langle z \rangle = 0.704$. Il rapporto segnale-rumore mediano è $\langle S/N \rangle = 28.7$ e 27 galassie hanno $S/N > 30$. La convergenza con questa combinazione sembra quindi richiedere galassie a S/N maggiore rispetto alla *Combo1*.

In Figura 4.9 è riportata la distribuzione dei tre parametri derivati, in funzione del redshift e di σ_* . Anche in questo caso, pur non avendo assunto alcun prior informativo sull'età, soltanto quattro galassie hanno età non consistenti con quella di un universo Λ CDM. Anche se la statistica è ridotta, la relazione età-redshift ottenuta appare consistente con quella dell'universo.

L'età mediana delle galassie risulta essere $\langle t_{Age} \rangle = 3.23$ Gyr, mentre la metallicità assume valori principalmente sub-solari, $\langle [Z/H] \rangle = -0.12$. Confrontandoli con i risultati di *Combo1*, si nota una chiara manifestazione della degenerazione età-metallicità (cfr. Fig. 4.6 e, f). Questo si pensa che sia dovuto alla minor capacità di *Combo2* di rimuovere tale degenerazione, infatti non solo la percentuale di galassie escluse a causa della forte degenerazione $t_{Age} - [Z/H]$ è di gran lunga superiore, ma una debole degenerazione si nota anche nei contorni delle galassie non escluse. Il rapporto $[\alpha/Fe]$ mediano è leggermente inferiore, ma comunque sovra-solare $\langle [\alpha/Fe] \rangle = 0.06$.

4.3.3 *Combo3*

Seguendo il terzo principio presentato in (§ 4.2.4), ossia utilizzando combinazioni di 4 – 6 indici scelti in base alla loro capacità di vincolare i parametri della popolazione stellare, non si sono trovate combinazioni degne di nota (Appendice B). Tuttavia, sono interessanti i risultati ottenuti con una combinazione che non fa uso degli indici di Balmer:

Combo3: CN₂, Ca4227, G4300, Fe4383, Ca4455, C₂4668 .

Il ruolo degli indici di Balmer nel vincolare t_{Age} è ora svolto principalmente dall'indice G4300. Il numero di galassie potenzialmente vincolabili con questa combinazione è **223** (64% delle passive selezionate). Il redshift mediano è $\langle z \rangle = 0.702$, mentre il rapporto segnale-rumore mediano vale $\langle S/N \rangle = 22.8$ e 67 galassie hanno $S/N > 30$, questi numeri sono molto simili a quelli osservati per la *Combo1*.

Al termine dell'analisi sono stati ottenuti vincoli di $(t_{Age}, [Z/H], [\alpha/Fe])$ per **130** galassie (58% di quelle analizzabili, 37% dell'intero campione). Le galassie escluse mostrano principalmente distribuzioni che convergono verso i prior ($\sim 60\%$), o un'evidente degenerazione

$t_{Age} - [Z/H]$ ($\sim 33\%$). Le galassie rimanenti hanno un redshift mediano e una dispersione in redshift invariati. Il rapporto segnale-rumore mediano è $\langle S/N \rangle = 27.5$ e 52 galassie hanno $S/N > 30$.

In Figura 4.10 è riportata la distribuzione dei tre parametri derivati, in funzione del redshift e di σ_* . Ancora una volta si sottolinea un risultato importante: le età di tutte le galassie sono inferiori all'età dell'Universo calcolata con una cosmologia standard. Inoltre, così come per le altre due combinazioni, l'*upper envelope* della distribuzione appare quasi parallelo alla curva individuata da un'universo Λ CDM.

Le galassie hanno un'età mediana di $\langle t_{Age} \rangle = 2.63$ Gyr (leggermente inferiore rispetto *Combol*). La metallicità assume valori sovra-solari, $\langle [Z/H] \rangle = 0.20$ e il rapporto $[\alpha/Fe]$ è solare o leggermente sovra-solare, $\langle [\alpha/Fe] \rangle = 0.10$, le dispersioni sono rispettivamente di ~ 0.1 e ~ 0.2 dex.

4.3.4 Robustezza dei risultati

In questa sezione sono riportati i test svolti per verificare la robustezza dei risultati agendo su diverse variabili incontrate durante il processo di analisi.

Dimensione della griglia dei modelli Come anticipato in (§ 4.1.2) i modelli *TMJ11* sono stati interpolati su diverse griglie. Al di sopra di $\sim 5 \cdot 10^5$ punti-griglia (nello spazio 3D) non si nota un miglioramento sostanziale dei contorni indipendentemente dalla combinazione. Tra i risultati ottenuti con una griglia $100 \times 100 \times 100$ e $200 \times 200 \times 200$, la variazione è minore dello 0.4% dell'errore stimato. In aggiunta, il tempo di esecuzione del codice diventa molto elevato. La combinazione $100 \times 100 \times 100$ è quella ottimale.

Parametri del codice MCMC Similmente a quanto riportato sopra, anche un aumento di $nwalkers > 250$ e/o $nprod > 2000$ ha come principale effetto quello di aumentare il tempo di esecuzione del codice. Inoltre, una variazione dei valori con cui vengono inizializzati gli $nwalkers$, non produce risultati significativamente diversi. In tutti questi casi, indipendentemente dalla combinazione utilizzata, si osserva una variazione percentuale massima dei parametri pari allo 0.6% dell'errore stimato.

Prior informativo sull'età Si è provato a verificare l'effetto di porre un prior (uniforme) in età, fissando il valore massimo all'età di un universo Λ CDM ($H_0, \Omega_{\Lambda,0}, \Omega_{m,0}$) = (0.7, 0.7, 0.3), ossia $t_{Age} \sim \mathcal{U}(0.1, t_U(z))$ Gyr.

In Figura 4.11 sono riportati i risultati per la *Combol*. Con i prior più restrittivi si osserva la convergenza di 6 ulteriori galassie, precedentemente rimosse a causa di

Combo1: H δ_A , Ca4227, G4300, H γ_A , H γ_F , Fe4383, Fe4531, C₂4668

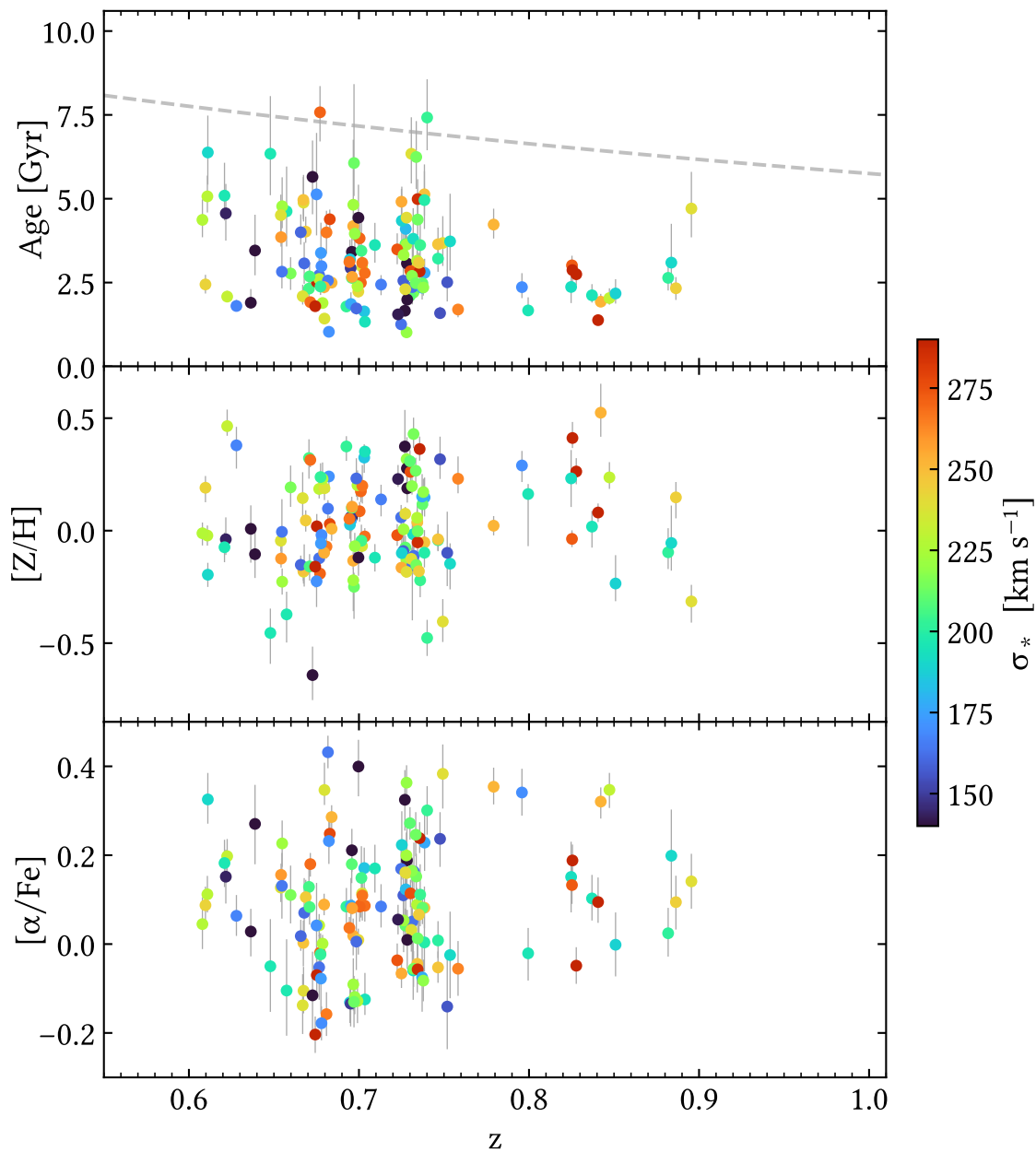


Figura 4.8 Evoluzione dei parametri t_{Age} (pannello superiore), metallicità (pannello centrale), arricchimento α (pannello inferiore) in funzione del redshift, vincolati per ogni singola galassia con la combinazione *Combo1*. I punti sono colorati in base alla dispersione stellare σ_* . La linea tratteggiata nel pannello superiore rappresenta l'evoluzione dell'età di un universo Λ CDM piatto ($h, \Omega_{\Lambda,0}, \Omega_{m,0} = (0.7, 0.7, 0.3)$).

Combo2: Ca4227, G4300, H γ_A , H γ_F , Fe4383, Fe4531

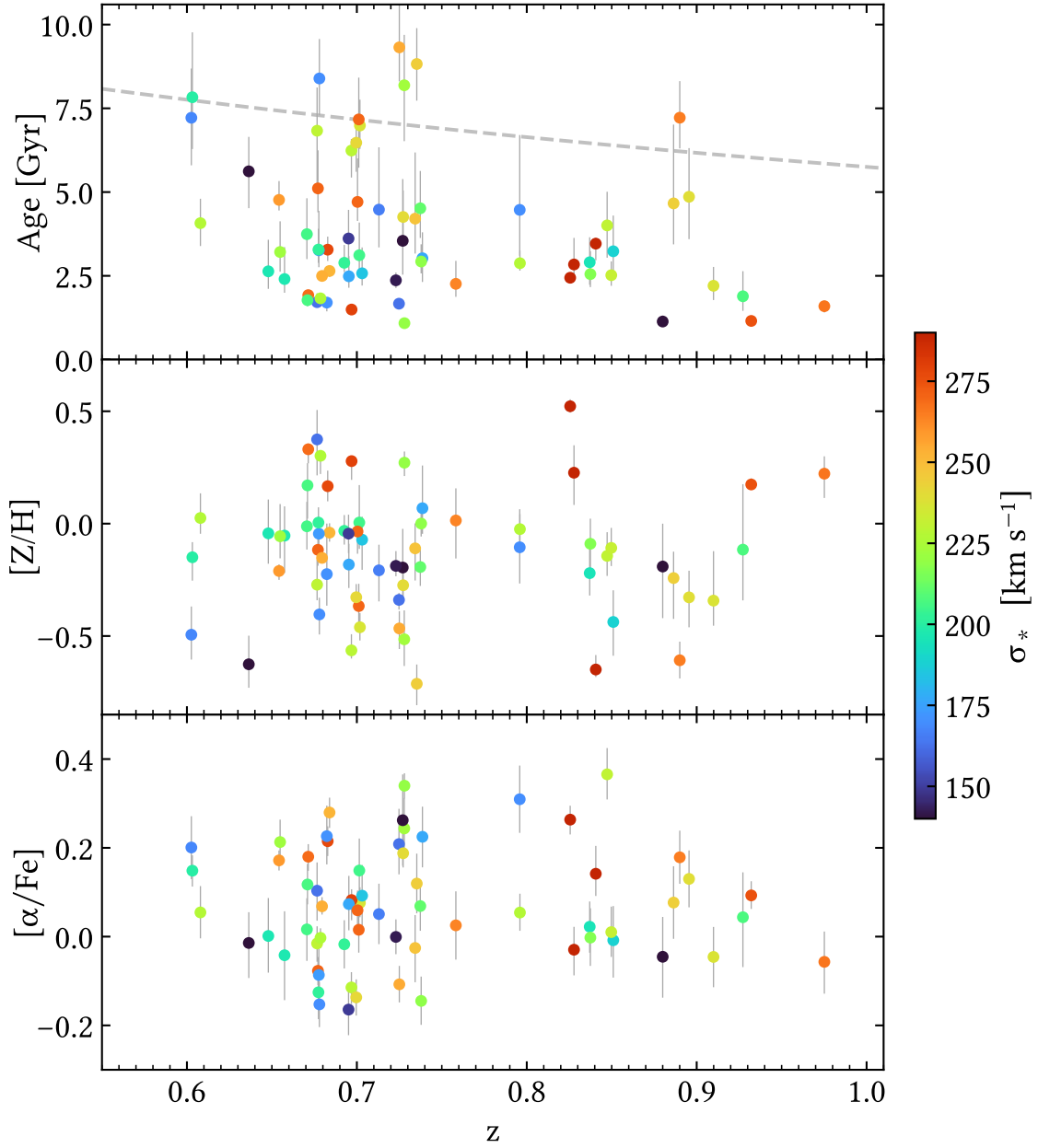


Figura 4.9 Evoluzione dei parametri t_{Age} (pannello superiore), metallicità (pannello centrale), arricchimento α (pannello inferiore) in funzione del redshift, vincolati per ogni singola galassia con la combinazione *Combo2*. I punti sono colorati in base alla dispersione stellare σ_* . La linea tratteggiata nel pannello superiore rappresenta l'evoluzione dell'età di un universo Λ CDM piatto ($h, \Omega_{\Lambda,0}, \Omega_{m,0} = (0.7, 0.7, 0.3)$).

Combo3: CN₂, Ca4227, G4300, Fe4383, Ca4455, C₂4668

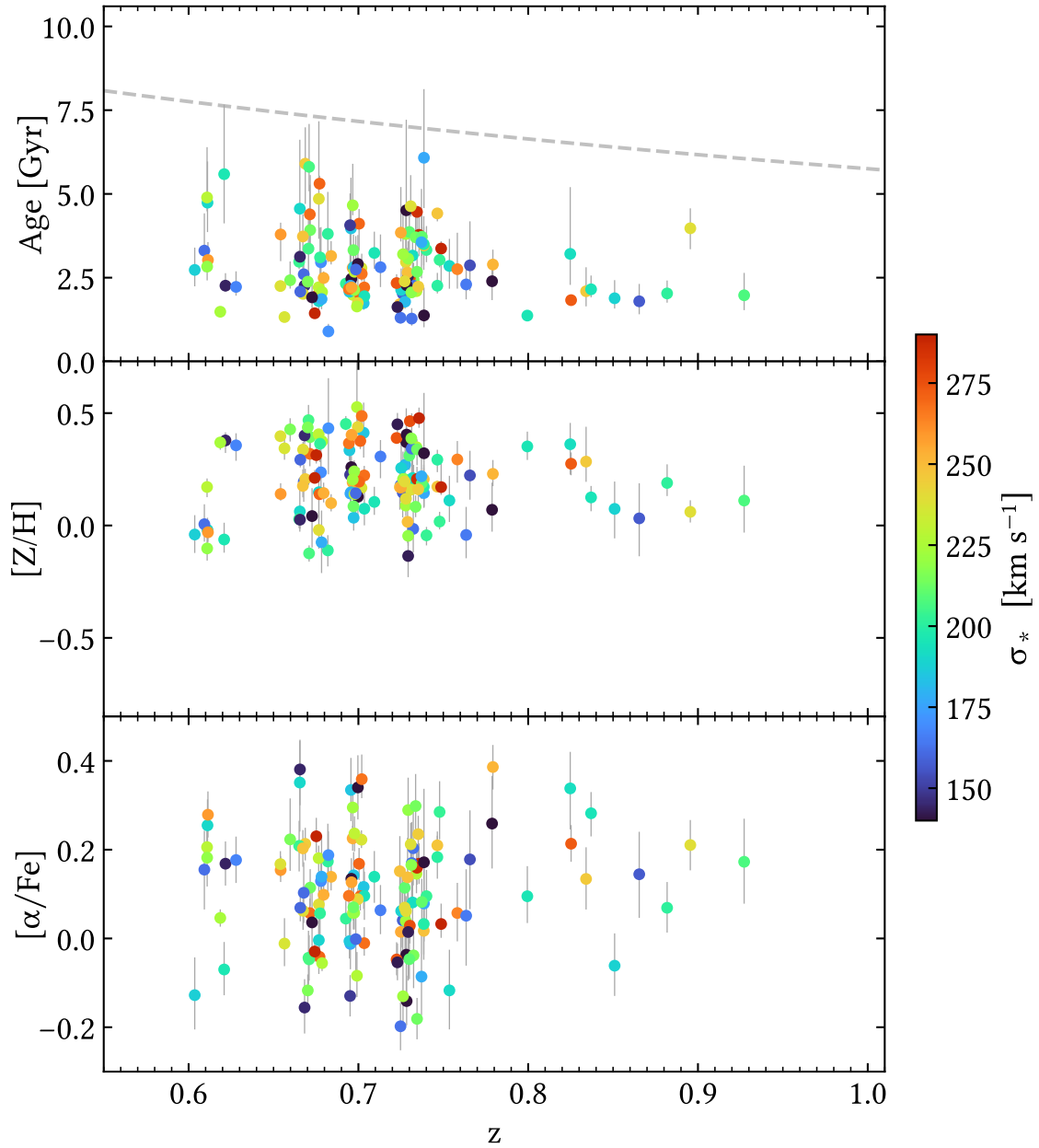


Figura 4.10 Evoluzione dei parametri t_{Age} (pannello superiore), metallicità (pannello centrale), arricchimento α (pannello inferiore) in funzione del redshift, vincolati per ogni singola galassia con la combinazione *Combo3*. I punti sono colorati in base alla dispersione stellare σ_* . La linea tratteggiata nel pannello superiore rappresenta l'evoluzione dell'età di un universo Λ CDM piatto ($h, \Omega_{\Lambda,0}, \Omega_{m,0} = (0.7, 0.7, 0.3)$).

un'evidente degenerazione $t_{Age}-[Z/H]$. Le galassie vincolate senza prior in t_{Age} mostrano un offset sistematico $\langle \Delta t_{Age} \rangle \simeq 0.23$ Gyr, ma l'88% di esse ha valori di t_{Age} comunque consistenti entro gli errori con i nuovi risultati. In totale, la percentuale di galassie in cui contemporaneamente (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) sono consistenti con i risultati senza prior è del 62%.

Anche per diverse altre combinazioni analizzate, il prior in età produce effetti sistemati e nessun trend significativo in redshift. Questo è interessante alla luce dell'applicazione del metodo dei cronometri cosmici, che, basandosi sulle età differenziali, è insensibile a una sovrastima/sottostima sistematica delle età, mentre è solo sensibile alla derivata locale (alla forma) della relazione, che rimane compatibile nei vari test.

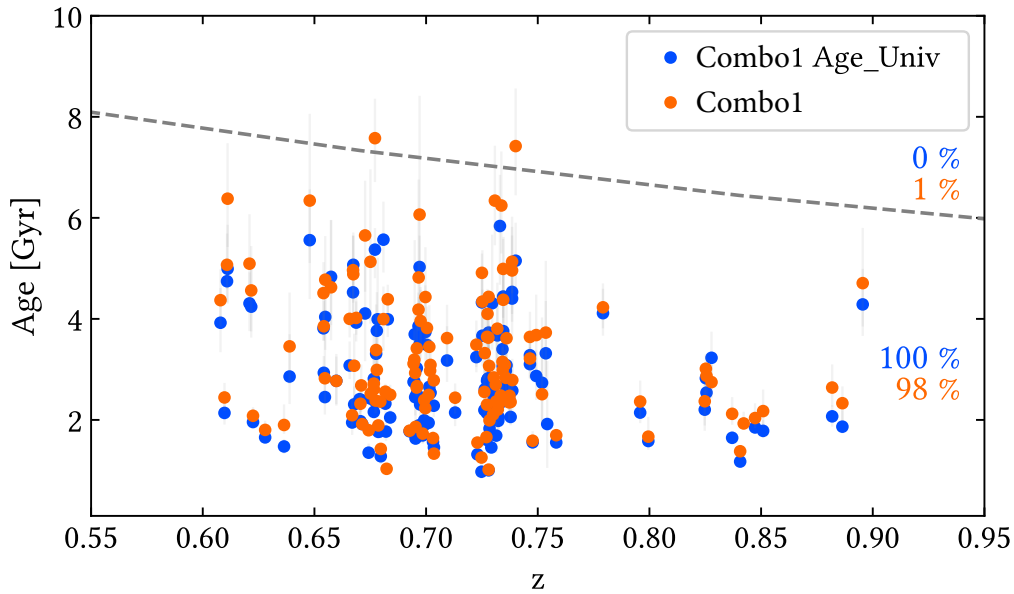


Figura 4.11 Distribuzione $t_{Age}-z$ con (blu, 139 galassie) e senza (rosso, 133 galassie) un prior informativo in cui l'età massima è fissata all'età di un universo Λ CDM standard (linea tratteggiata), $t_{Age} \sim \mathcal{U}(0.1, t_U(z))$ Gyr. I valori riportati a lato indicano la percentuale di galassie al di sopra e al di sotto dell'età dell'universo.

Prior sulla metallicità Si è verificato l'effetto di un prior uniforme in metallicità, ma più informativo, fissando il valore minimo di $[Z/H]$ a -0.5 . Infatti, da numerosi lavori emerge che la metallicità delle galassie *early-type* massive è sovra-solare (e.g. Gallazzi et al., 2014). Nel caso di *Combo1*, *Combo2*, *Combo3* si osserva un pieno accordo

tra tutti i parametri derivati utilizzando $[Z/H] \sim \mathcal{U}(-1, 1)$ e $[Z/H] \sim \mathcal{U}(-0.5, 1)$, con differenze percentuali minori dello 0.2% dell'errore stimato.

Diverse tracce evolutive I modelli [TMJ11](#) sono calcolati in due versioni che utilizzano diverse tracce evolutive: quelle di [Cassisi et al. 1997](#) (fin qui utilizzate) e quelle del gruppo di Padova ([Girardi et al., 2000](#)). Per la *Combo1* l'accordo tra i valori delle età nelle due versioni è dell'85%, con un offset sistematico nelle età pari a $\langle \Delta t_{Age} \rangle \simeq 0.16$ Gyr e nessun trend significativo di Δt_{Age} al variare del redshift. Vale quindi lo stesso commento riportato per l'assunzione di un prior in età: queste differenze non introducono sistematiche nella stima di $H(z)$. In totale, la percentuale di galassie in cui contemporaneamente $(t_{Age}, [Z/H], [\alpha/Fe])$ sono consistenti è del 76%.

Compatibilità tra diverse combinazioni Diverse combinazioni di indici producono diversi vincoli per i parametri $(t_{Age}, [Z/H], [\alpha/Fe])$. Osservare risultati compatibili è quindi fondamentale per valutare la robustezza dei risultati. In [Tabella 4.3](#) si studia la compatibilità dei valori di t_{Age} . La *Combo1* fornisce una percentuale maggiore di valori compatibili con le altre due combinazioni, in particolare, delle 96 galassie in comune con *Combo3*, ben 58 (60%) mostrano valori compatibili. Considerando tutti e tre i parametri contemporaneamente, per le combinazioni *Combo1* e *Combo2*, si ottengono le stesse percentuali riportate in tabella. Tuttavia, confrontando una delle due con *Combo3*, le percentuali si dimezzano. Questo è principalmente dovuto al fatto che i valori di $[Z/H]$ vincolati da *Combo3* sono sistematicamente maggiori, $\langle \Delta[Z/H] \rangle \simeq 0.20$, rispetto a quelli delle altre due combinazioni. Occorre però sottolineare che la compatibilità dei risultati ottenuti con diverse combinazioni non garantisce che il risultato sia quello vero, potrebbero essere tutti affetti da errori sistematici.

Tabella 4.3 Compatibilità tra t_{Age} ottenute da diverse combinazioni e numero di galassie vincolate per ogni combinazione (in grassetto). Ogni cella riporta il numero di misure compatibili e la relativa percentuale calcolata rispetto al numero di galassie comuni tra i due set di volta in volta analizzati.

	<i>Combo1</i>	<i>Combo2</i>	<i>Combo3</i>
<i>Combo1</i>	133	25 (48%)	58 (60%)
<i>Combo2</i>	25 (48%)	65	16 (43%)
<i>Combo3</i>	58 (60%)	16 (43%)	130

Effetto dell'applicazione dei criteri di convergenza I criteri di convergenza riducono significativamente il numero di galassie al termine dell'analisi (219 → 133 per la *Combo1*; 279 → 65 per la *Combo2*; 223 → 130 per la *Combo3*), è pertanto necessario comprendere quale sia l'effetto di tale operazione per verificarne l'impatto sui risultati finali.

Per studiare l'eventuale dipendenza della convergenza dai parametri stessi del fit, dalle varie proprietà spettrali o dai parametri fisici delle galassie (quali S/N dello spettro, S/N degli indici, σ_*), in Figura 4.12 sono riportate le distribuzioni per i due sottocampioni di galassie per le quali è o non è avvenuta la convergenza del fit con *Combo1*. La mancata convergenza si registra per tutte le galassie con $t_{Age} \gtrsim 7$ Gyr e $[Z/H] \lesssim -0.5$, ma si possono trovare fit non convergenti lungo tutto il range esplorato dei parametri. I due pannelli in basso mostrano le distribuzioni in funzione di σ_* e del S/N degli spettri. È interessante notare che la σ_* mediana delle galassie che non hanno raggiunto la convergenza è significativamente minore, in numeri: $\langle \sigma_* \rangle_{non\ conv} = 178$ km/s, $\langle \sigma_* \rangle_{conv} = 215$ km/s.

Tra quelli presentati in figura, la quantità che meglio separa le due distribuzioni è senza dubbio il S/N degli spettri e, come discusso in precedenza, è ragionevole che la convergenza dipenda dalla qualità dei dati. Tuttavia, una soglia in S/N non consentirebbe di isolare efficacemente i risultati convergenti: per $S/N > 30$ si avrebbe una statistica molto bassa (40 galassie) e per $S/N > 20$, soglia adottata in altri lavori per derivare vincoli sul rapporto $[\alpha/Fe]$ (e.g. Scott et al., 2017), si avrebbe comunque un numero significativo di fit non convergenti.

In Figura 4.13 è riportata la stessa analisi svolta sul rapporto segnale-rumore degli indici utilizzati in *Combo1*. È chiaro che i due indici a più alto S/N , G4300 e C₂4668, hanno un impatto importante sulla convergenza. Quando il loro S/N è < 20 , la convergenza non viene raggiunta. Nel contempo, un taglio basato sul segnale-rumore degli indici non è ottimale, poiché quelli di Balmer sono caratterizzati da un S/N intrinsecamente minore (cfr. Tab. 3.3). Si è trovato che, applicando le seguenti soglie agli indici della *Combo1*,

$$S/N(G4300), S/N(C_24668) > 20; \quad S/N(Fe4383), S/N(Fe4531) > 10;$$

l'89% delle galassie raggiunge la convergenza e soltanto 5 galassie vengono escluse pur essendo convergenti. Questo è molto interessante perché evidenzia che la buona riuscita del fit è strettamente legata al rapporto S/N dei singoli indici utilizzati.

Un risultato analogo si ottiene anche con le altre combinazioni, tuttavia le soglie da applicare non sono sempre uguali. Inoltre, si fa presente che il processo di convoluzione degli spettri porta a un aumento del S/N misurato (con il metodo adottato nel presente lavoro (§ 3.3), questo è da ricondurre principalmente al rumore minore che caratterizza gli spettri convoluti). Pertanto, non è possibile definire globalmente soglie da applicare ai S/N degli indici per selezionare i fit convergenti.

4.3.5 Una nota conclusiva sulla combinazione ottimale

L'analisi sin qui svolta insegna che è necessaria cautela nell'interpretazione dei risultati ottenuti con il metodo degli indici spettrali. Viene infatti registrato che un'analisi cieca di diverse combinazioni di indici può produrre risultati meno robusti, in particolare questo avviene:

- Includendo indici non calibrati;
- Includendo indici che potrebbero essere stati misurati in modo non corretto;
- Non valutando se la combinazione sia sbilanciata sulla stima di un determinato parametro (data la diversa dipendenza dei vari indici da t_{Age} , $[Z/H]$ e $[\alpha/Fe]$);
- Non effettuando un profondo studio statistico dei risultati.

Tuttavia, un'accurata analisi ha permesso di caratterizzare meglio il comportamento dei singoli indici e, escludendo alcuni di essi, si sono ottenuti risultati più robusti.

L'obiettivo del presente lavoro è quello di avvalersi di una maggiore statistica per caratterizzare il comportamento globale delle galassie passive dalle quali derivare le età differenziali. Tra tutte quelle analizzate, la combinazione che massimizza il numero di galassie per le quali si sono ottenuti vincoli di $(t_{Age}, [Z/H], [\alpha/Fe])$ è *Combo1*. Inoltre, è quella che al contempo massimizza il numero di indici utilizzati e produce distribuzioni a posteriori più definite per le sei galassie di test (Appendice B). Per i suddetti motivi si ritiene che sia la combinazione migliore tra quelle analizzate e si sceglie di proseguire il lavoro con i relativi risultati.

In Appendice C vengono riportati i risultati ottenuti con le altre combinazioni analizzate, poiché hanno comunque consentito di ottenere stime di $H(z)$ molto interessanti.

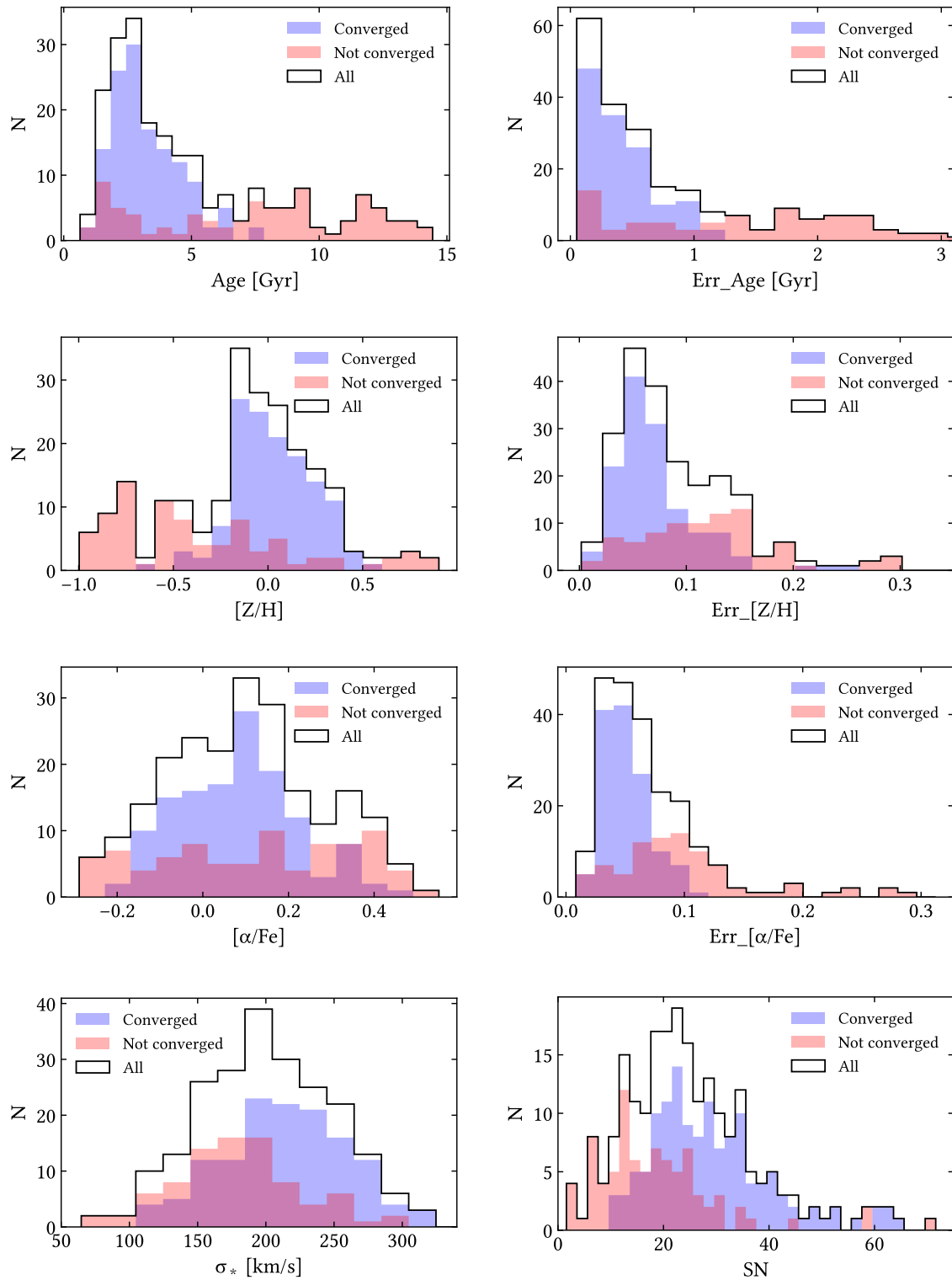


Figura 4.12 Distribuzioni dei parametri derivati e dei relativi errori, della dispersione stellare e del rapporto S/N degli spettri per i due sotto-campioni di galassie che hanno (blu) o non hanno (rosso) raggiunto la convergenza del fit con la *Combo1*. La linea nera traccia la distribuzione del campione delle 350 passive selezionate.

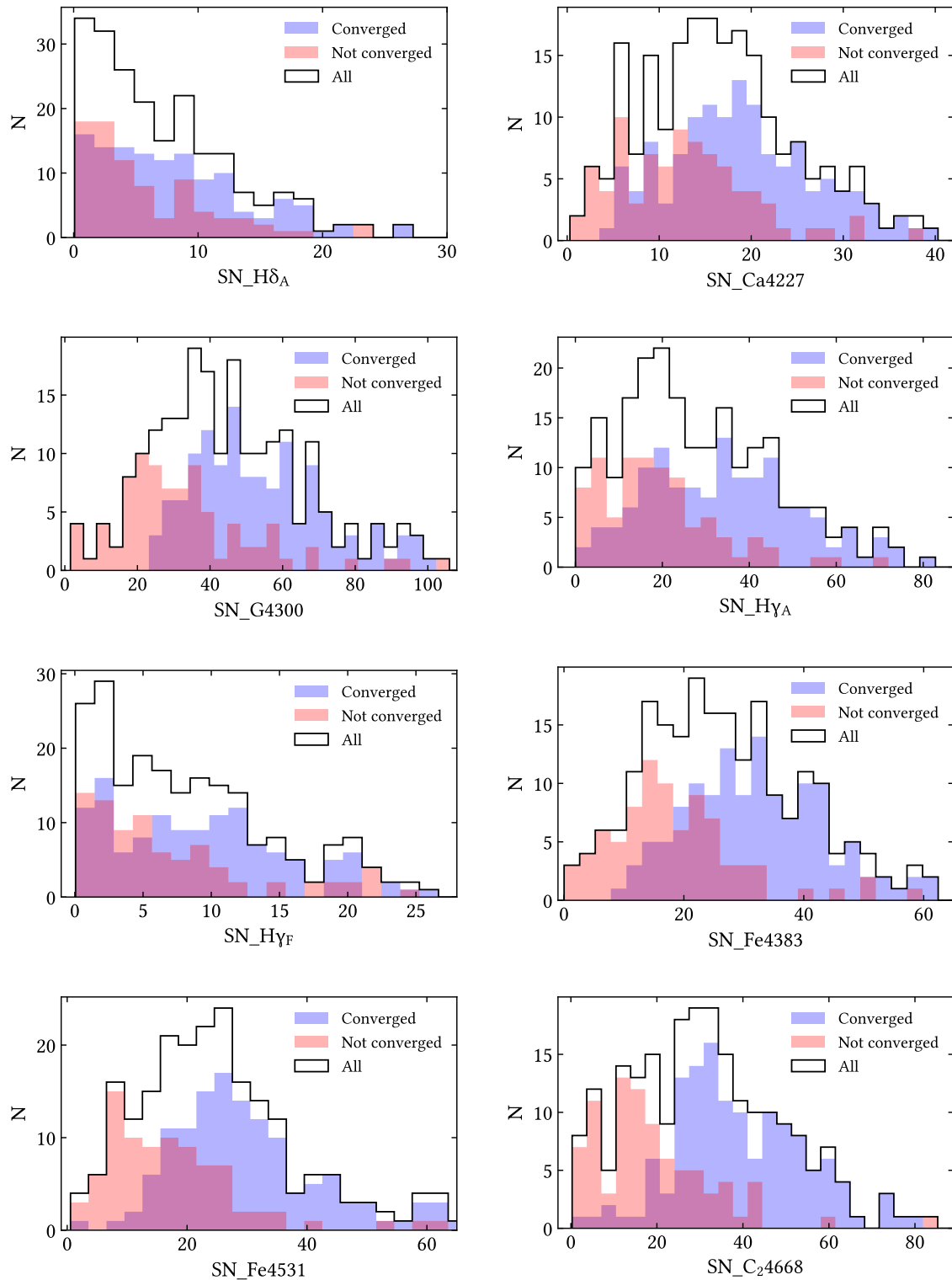


Figura 4.13 Distribuzioni dei S/N degli indici per i due sotto-campioni di galassie che hanno (blu) o non hanno (rosso) raggiunto la convergenza del fit con la *Combo1*. La linea nera traccia la distribuzione del campione delle 350 passive selezionate.

4.4 Risultati medi

Per ragioni di scarsa statistica e per ridurre eventuali effetti evolutivi dipendenti dalla massa delle galassie, la distribuzione $t_{Age} - z$ delle 133 galassie analizzate con la *Combo1* ($H\delta_A$, $Ca4227$, $G4300$, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, $Fe4383$, $Fe4531$, C_24668) è stata binnata in z e σ_* . L'operazione è avvenuta in modo analogo a quanto svolto per le relazioni indici-redshift (§ 3.5), ossia utilizzando un binning adattivo in z , e una soglia fissa basata sulla dispersione stellare mediana. La scelta è da ricondurre anche alla presenza di una sovradensità nella distribuzione in redshift a $z \sim 0.7$ (osservata nell'intero catalogo LEGA-C DR2, Fig. 3.12). Un intervallo in redshift adattivo è infatti richiesto per ottenere la stessa statistica dove non si osservano sovradensità. Si fa presente che le 133 galassie passive analizzate mostrano una $\langle \sigma_* \rangle_{Combo1} = 215 \text{ km s}^{-1}$ leggermente maggiore rispetto a quella di tutte le 350 passive ($\langle \sigma_* \rangle_{Pass} = 206 \text{ km s}^{-1}$).

Dopo aver esplorato diversi metodi di suddivisione e diversi stimatori per le età rappresentative di ogni bin (media, mediana, media pesata e media troncata), si osserva che i risultati più robusti e meno soggetti a fluttuazioni statistiche sono ottenuti suddividendo l'intervallo in redshift in 4 bin (i cui estremi sono: $z = 0.60, 0.68, 0.70, 0.73, 0.90$) e calcolando le età mediane. In particolare, si è osserva che:

- Per ottenere una stima di $H(z)$ con errori non correlati è necessario stimare la pendenza della relazione $t_{Age} - z$ utilizzando ogni punto una volta sola. Ad esempio, avendo a disposizione 3 punti, può essere calcolata una sola misura robusta di $\Delta t_{Age} / \Delta z$;
- Utilizzando 2 bin in redshift la pendenza risulta molto più sensibile alla variazione del binning;
- Utilizzando più di 4 bin in redshift, il numero di galassie per bin diventa molto ridotto (< 10) e si è dominati dall'errore statistico;
- Lo stesso ragionamento vale quando si utilizzano più di due bin in σ_* ;
- I risultati ottenuti con la media pesata sono stati sin da subito esclusi in quanto alterano artificialmente la relazione $t_{Age} - z$, biassando inevitabilmente le misure di $H(z)$ da essa derivate. Questo accade perché il metodo di analisi MCMC produce errori intrinsecamente maggiori per età maggiori (si veda la Fig. 4.8) e, pesando meno queste età, la relazione $t_{Age} - z$ risulta appiattita.
- I risultati ottenuti con media e media troncata sono piuttosto stabili, ma quelli mediani mettono maggiormente in luce la segregazione in σ_* .

Riguardo all'ultimo punto, è stato osservato che, utilizzando la massa stellare (MASS_MED) fornita nel catalogo COSMOS15, la segregazione è molto più evidente. Una possibile spiegazione potrebbe risiedere in un problema di maggiore incertezza delle dispersioni di velocità fornite in LEGA-C DR2, come è stato ipotizzato confrontando due spettri ad alta e bassa σ_* ⁽³⁾. In attesa di altri riscontri, si è deciso di utilizzare comunque la dispersione di velocità in combinazione con un binning mediano, dal momento che è un osservabile diretto e quindi meno dipendente dai modelli rispetto alla massa stellare. In questo caso, l'utilizzo di un binning 4×2 (rispettivamente in z e σ_*) mediano è il miglior compromesso ottenibile tra risoluzione in redshift e punti statisticamente rappresentativi.

La relazione così ottenuta è mostrata in Figura 4.14 e i rispettivi valori sono riportati in Tabella 4.4. Ogni punto rappresenta l'età mediana calcolata per $15 \div 20$ galassie e l'incertezza è stimata come $\sigma_{med}(t_{Age}) = MAD / \sqrt{N}$, dove $MAD = 1.483 \cdot \text{mediana}(|F_i - \text{mediana}(F_i)|)$. Con un procedimento analogo sono state ottenute le relazioni per $[Z/H]$ (Fig. 4.15) e $[\alpha/Fe]$ (Fig. 4.16) (quarta e quinta colonna della Tabella 4.4).

In conclusione, in seguito a un'analisi estensiva, è stato possibile trovare una combinazione di indici in grado di vincolare, singolarmente, un numero elevato (133) di galassie passive a redshift intermedi ($0.6 < z < 0.9$). Queste due caratteristiche in aggiunta al fatto che non è stato assunto alcun prior cosmologico, rappresentano un punto di novità rispetto ai lavori di letteratura basati sul metodo degli indici di assorbimento. Un risultato notevole è che, anche per diverse combinazioni, la quasi totalità delle età delle galassie vincolate sono compatibili con una cosmologia Λ CDM standard (l'intero campione nel caso di *Combo1*). I risultati così ottenuti sono stati binnati in modo tale da massimizzare il numero di galassie in ogni bin. Alla discussione delle implicazioni evolutive e cosmologiche sarà dedicato il capitolo seguente.

⁽³⁾Sono stati considerati 2 spettri allo stesso redshift, in cui l'età stimata è pressoché uguale ma la σ_* significativamente diversa (ID= 139772 e 147539, $z = 0.6966$ e 0.6958 , $t_{Age} = 2.88^{+0.20}_{-0.22}$ e $3.02^{+0.10}_{-0.12}$, e $\sigma_* = 253.7$ e 136.5 km/s). L'analisi dei loro spettri, tuttavia, non ha mostrato un allargamento delle righe maggiore in un caso rispetto all'altro, a differenza di quanto atteso dalla diversa σ_* .

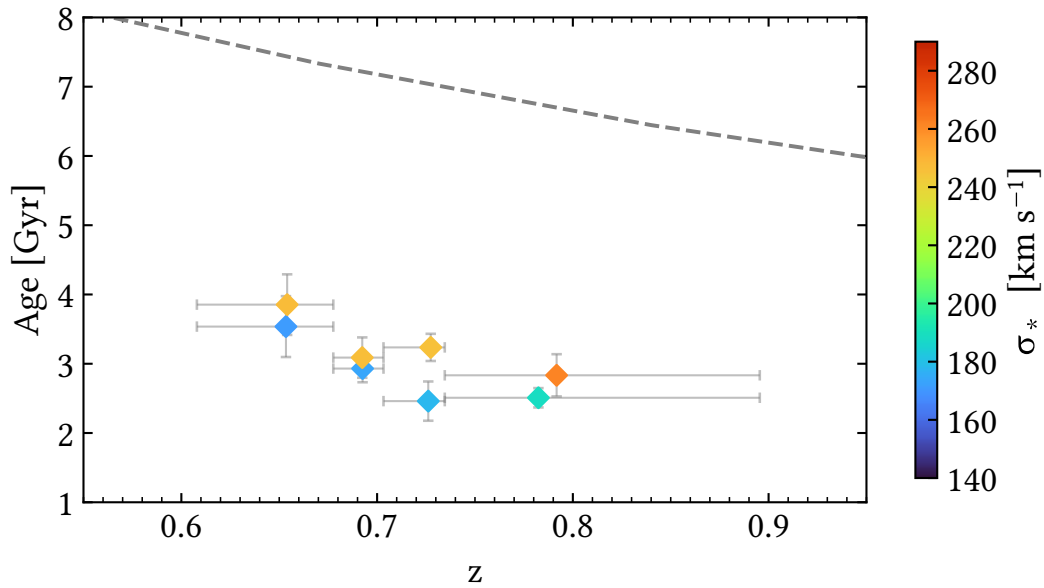


Figura 4.14 Relazione $t_{Age} - z$ mediana ottenuta dalle 133 galassie passive analizzate nel presente lavoro. Il binning è adattivo in z (4 bin) e viene posta una soglia fissata al valore mediano della dispersione di velocità stellare (σ_*) = 215 km s⁻¹. Ogni punto rappresenta 15 ÷ 20 galassie. La linea tratteggiata individua la relazione età-redshift di un universo Λ CDM standard.

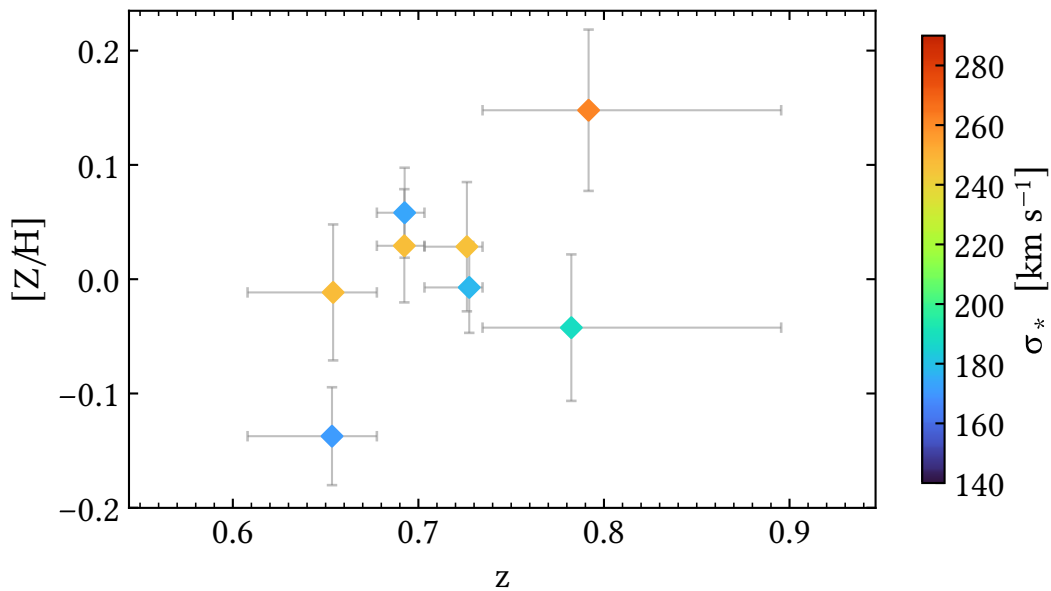


Figura 4.15 Relazione $[Z/H] - z$ mediana ottenuta dalle 133 galassie passive analizzate nel presente lavoro. Il binning è adattivo in z (4 bin) e viene posta una soglia fissata al valore mediano della dispersione di velocità stellare (σ_*) = 215 km s⁻¹. Ogni punto rappresenta 15 ÷ 20 galassie.

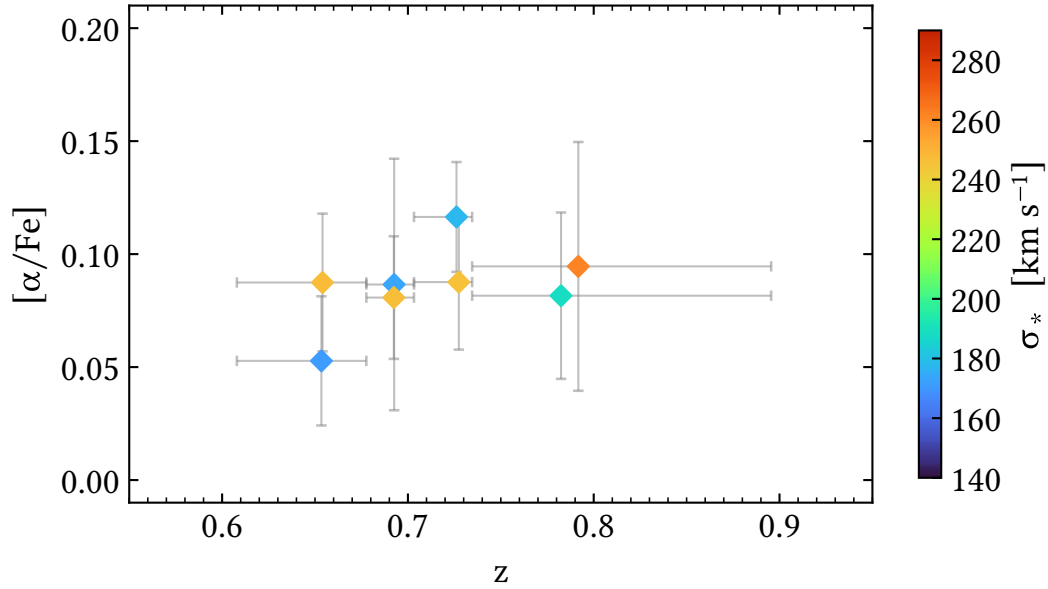


Figura 4.16 Relazione $[\alpha/Fe] - z$ mediana ottenuta dalle 133 galassie passive analizzate nel presente lavoro. Il binning è adattivo in z (4 bin) e viene posta una soglia fissata al valore mediano della dispersione di velocità stellare $\langle\sigma_*\rangle = 215 \text{ km s}^{-1}$. Ogni punto rappresenta $15 \div 20$ galassie.

Tabella 4.4 Valori e relative incertezze dei punti mostrati nelle Figure 4.14, 4.15, 4.16. La parte superiore (inferiore) riporta le misure per il regime di bassa (alta) massa.

Intervallo in z	$\langle z \rangle$	t_{Age} [Gyr]	$[Z/H]$	$[\alpha/Fe]$	$\langle\sigma_*\rangle$
0.60 – 0.68	0.653 ± 0.006	3.54 ± 0.44	-0.14 ± 0.04	0.05 ± 0.03	171.4 ± 7.4
0.68 – 0.70	0.693 ± 0.002	2.93 ± 0.20	0.06 ± 0.04	0.09 ± 0.06	174.2 ± 7.2
0.70 – 0.73	0.726 ± 0.002	2.46 ± 0.28	-0.01 ± 0.04	0.12 ± 0.02	178.6 ± 6.8
0.73 – 0.90	0.782 ± 0.013	2.51 ± 0.14	-0.04 ± 0.06	0.08 ± 0.04	188.9 ± 3.8
0.60 – 0.68	0.654 ± 0.006	3.85 ± 0.44	-0.01 ± 0.06	0.09 ± 0.03	245.5 ± 5.9
0.68 – 0.70	0.692 ± 0.002	3.19 ± 0.24	0.03 ± 0.05	0.08 ± 0.03	247.1 ± 4.4
0.70 – 0.73	0.727 ± 0.002	3.24 ± 0.20	0.03 ± 0.06	0.09 ± 0.03	245.7 ± 6.0
0.73 – 0.90	0.792 ± 0.013	2.83 ± 0.20	0.15 ± 0.07	0.09 ± 0.06	262.3 ± 7.3

Capitolo 5

Conseguenze evolutive e cosmologiche

In questo capitolo verranno presentati e discussi i vincoli evolutivi e cosmologici ottenibili dalle misure dei parametri (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) derivati nel presente lavoro. Nella prima sezione si presentano ulteriori considerazioni sulla relazione $t_{Age} - z$ e le relative implicazioni in un contesto evolutivo e cosmologico. Successivamente, si confrontano le relazioni parametri- σ_* ottenute a $0.6 < z < 0.9$ con studi analoghi svolti nell'Universo locale. Nella seconda sezione la relazione $t_{Age} - z$ mediana viene confrontata con l'evoluzione dell'età dell'Universo predetta da diversi modelli cosmologici, con l'obiettivo di esplorare i vincoli che possono essere posti ai parametri cosmologici con i dati a disposizione. Infine, l'ultima sezione è dedicata all'obiettivo finale del presente lavoro, ossia la misura diretta di $H(z)$ tramite il metodo dei *cronometri cosmici*.

5.1 Analisi evolutiva

I valori dei parametri (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) derivati nel presente lavoro permettono di studiare la storia di formazione stellare e dell'arricchimento chimico delle galassie passive selezionate. In questa sezione si utilizzeranno soltanto i risultati più robusti, ottenuti con la combinazione di indici di assorbimento *Combo1*. In Appendice C vengono presentati i risultati per altre combinazioni che potranno essere il punto di partenza di un'analisi successiva volta a caratterizzare più nel dettaglio le età, le metallicità stellari e le abbondanze delle singole galassie e i potenziali vincoli evolutivi.

In Figura 5.1 è mostrato il valore medio e l'intervallo di confidenza (1σ) medio delle età ottenute con la suddetta combinazione. Vengono inoltre riportati i risultati medi di altri lavori presentati in letteratura, riguardanti l'analisi di galassie passive di campioni tra loro indipendenti. Generalmente, questo tipo di confronto è reso complesso poiché si fa uso di diverse definizioni di "età": età istantanea del modello di popolazione stellare (o SSP-

equivalent, e.g. [Choi et al. 2014](#)), età *mass-weighted* ed età *light-weighted* (come in questo lavoro). Per una data storia di formazione stellare (decrescente), l'età istantanea è la più vecchia, in quanto misura il tempo di innesco della formazione stellare. Le altre due età risultano minori, in quanto sono mediate sulla massa (o luminosità) di stelle che continuano a formarsi in seguito al burst iniziale. Inoltre, le età *light-weighted* sono più robuste rispetto alle incertezze nella storia di formazione stellare (e.g. [Estrada-Carpenter et al., 2019](#)). Per il suddetto motivo e per garantire un confronto omogeneo, si è scelto di mostrare in figura soltanto risultati di età *light-weighted*. Inoltre, gli intervalli di massa delle galassie passive dei diversi campioni sono confrontabili, $10.5 < \log(M_*/M_\odot) < 11.5$.

I risultati ottenuti nel presente lavoro sono consistenti con il trend generale per il quale galassie passive a redshift superiore mostrano una popolazione stellare più giovane. In particolare, l'età media $\overline{t_{Age}} = 3.3 \pm 0.5$ Gyr è consistente con le predizioni del modello semi-analitico di [Henriques et al. \(2015\)](#) basato sulla simulazione Millennium: in figura è illustrata la fascia formata da 16° e 84° percentile delle età *light-weighted* di galassie selezionate tramite un taglio in $sSFR < 10^{-10} \text{ yr}^{-1}$.

L'analisi effettuata nel presente lavoro permette di esplorare le relazioni tra i parametri (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) e la dispersione stellare σ_* . Questo consente potenzialmente di verificare diversi scenari di evoluzione e di arricchimento chimico delle galassie. A tale scopo sono state confrontate le proprietà delle popolazioni stellari con le relazioni di scala osservate nell'Universo locale. Come campione di confronto sono stati scelti i dati SDSS/MOSES di [Thomas et al. \(2010\)](#), ottenuti anch'essi interpretando gli indici spettrali di galassie *early-type* con i modelli [TMJ11](#). In particolare, gli autori hanno selezionato morfologicamente 3360 galassie *early-type* a redshift $0.05 \leq z \leq 0.06$. Il loro campione è caratterizzato da una $\langle \log \sigma_* (\text{km s}^{-1}) \rangle \simeq 2.19$ e copre un range in $\log \sigma_*$ pari a $2.07 \div 2.31$, valori più bassi rispetto alle 133 galassie del presente lavoro (rispettivamente 2.34 e $2.25 \div 2.42$).

I risultati sono riportati in Figura 5.2. Nel pannello superiore si confronta t_{Age} in funzione di σ_* . È nuovamente messo in luce il fatto che, a fissata dispersione di velocità, le galassie passive analizzate a redshift $0.6 < z < 1$ hanno età minori delle corrispettive galassie nell'Universo locale. Tra le due distribuzioni si osserva un offset mediano di 0.5 dex, corrispondente a una differenza in età di 5.5 Gyr, simile all'evoluzione in età dell'Universo da $z \sim 0$ a $z \sim 0.7$ (~ 6.5 Gyr per una cosmologia standard). Tuttavia, si osserva che la relazione $t_{Age} - \sigma_*$ a redshift intermedi sembra appiattirsi. Per ottenere risultati più quantitativi è stato svolto un fit lineare con la routine `lts_linefit` ([Cappellari, 2014](#)), che cerca la relazione lineare di best-fit minimizzando i residui ortogonali, considerando allo stesso tempo errori di misura, scatter intrinseco e outliers (Tabella 5.1). La relazione $t_{Age} - \sigma_*$ è consistente con l'essere piatta, ma non può essere esclusa un'eventuale inclinazione.

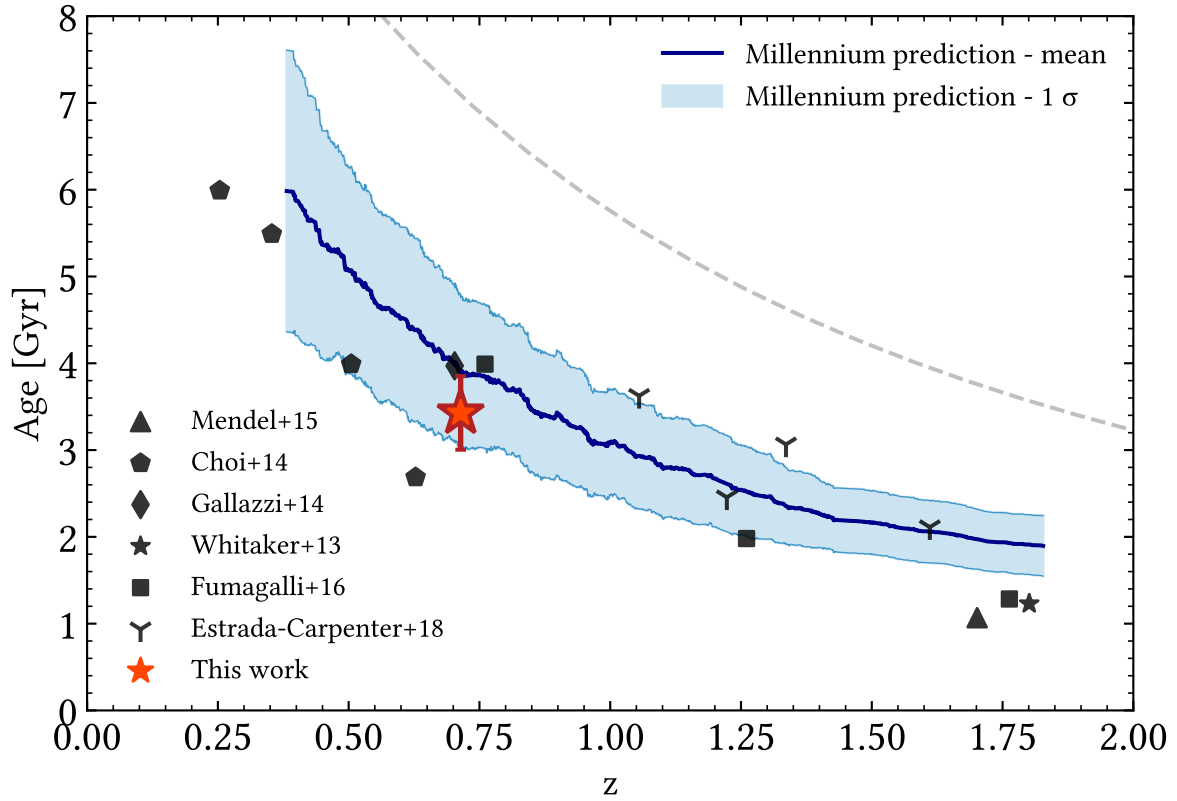


Figura 5.1 Evoluzione delle età di galassie passive in funzione del redshift. Il punto rosso rappresenta il valore medio delle età derivate nel presente lavoro. I punti neri sono risultati medi relativi a studi di galassie passive in letteratura. In generale, galassie passive a redshift superiori mostrano una popolazione stellare più giovane. Il valore ottenuto è in accordo con le previsioni basate sulla simulazione Millennium di (Henriques et al., 2015), illustrate con il valore mediano (linea blu) e 16° – 84° percentili (1σ , fascia azzurra). La linea tratteggiata rappresenta la relazione età-redshift per una cosmologia Λ CDM standard.

Tabella 5.1 Fit lineari alle relazioni tra parametri delle popolazioni stellari e σ_* , e coefficiente di correlazione di Spearman ρ_S . I fit sono nella forma $y = a + b \cdot \log \sigma_*$.

	y	a	$err(a)$	b	$err(b)$	ρ_S
Thomas et al. (2010)	$\log(t_{Age} [\text{Gyr}])$	-0.63	0.07	0.69	0.03	0.40
	$[Z/H]$	-1.42	0.04	0.68	0.02	0.52
	$[\alpha/Fe]$	-0.88	0.03	0.48	0.01	0.51
Questo lavoro	$\log(t_{Age} [\text{Gyr}])$	0.12	0.35	0.12	0.17	0.04
	$[Z/H]$	-1.61	0.48	0.80	0.21	0.31
	$[\alpha/Fe]$	-0.49	0.29	0.28	0.12	0.14

Soffermandosi su questo aspetto, occorre considerare che, a differenza dei risultati ottenuti nell'Universo locale, per i quali si può avere una leva in t_{Age} dell'ordine di $5 \div 11$ Gyr, a redshift $z \sim 0.7$ la leva è significativamente ridotta ($2.5 \div 5$ Gyr), come dimostrato anche dal minor scatter (si consideri la scala logaritmica in t_{Age}). Per questo motivo, in aggiunta alla bassa statistica e alle incertezze delle età derivate non è possibile escludere la possibilità che la relazione $t_{Age} - \sigma_*$ segua quella dell'Universo locale.

A questo proposito occorre osservare che dalla relazione mediana mostrata in Figura 4.14 emerge, a fissato redshift, una debole, ma visibile segregazione in massa, in base alla quale il sotto-campione di σ_* maggiore mostra età sistematicamente maggiori di quello di σ_* inferiore, con una differenza di età media pari a 0.42 Gyr. Questo è consistente con lo scenario del *downsizing*, in base al quale l'evoluzione delle galassie è fortemente guidata dalla loro massa e le galassie più massive si sono formate in epoche più remote.

Per quanto riguarda $[Z/H]$, la pendenza della relazione $[Z/H] - \sigma_*$ segue, anche se vi è una correlazione debole ($\rho = 0.31$), quella dell'Universo locale. Questa segregazione è compatibile con la relazione mediana mostrata in Figura 4.15. Inoltre, differentemente da quanto registrato per t_{Age} , la differenza di metallicità tra l'Universo locale e $z \sim 0.7$ è 0.08 ± 0.10 dex, consistente con l'essere nulla. A parità di massa stellare, $M_* = 10^{11} M_\odot$, la metallicità mediana ottenuta, $\langle [Z/H] \rangle = 0.07 \pm 0.03$, è in ottimo accordo con quanto osservato a $z = 0.7$ da Gallazzi et al. (2014) ($[Z/H] = 0.07 \pm 0.03$), che hanno ottenuto questi valori da spettri osservati con IMACS ($R \sim 1280$) e modellati al variare di metallicità e storia di formazione stellare. La metallicità mediana dell'intero campione è $\langle [Z/H] \rangle = 0.04 \pm 0.04$.

Nel caso del rapporto $[\alpha/Fe]$ la statistica non è sufficiente per trarre conclusioni sull'andamento $[\alpha/Fe] - \sigma_*$, questo si verifica anche per la relazione mediana mostrata in Figura 4.16. Tuttavia, si osserva che l'81% delle galassie ha valori compatibili con quelli dell'Universo locale entro 1σ di dispersione e il 97% delle galassie ha rapporti $[\alpha/Fe]$ compatibili o superiori ai valori solari $[\alpha/Fe] \leq 0$. In questo caso, il valore mediano nell'intero campione è sovrasolare, $\langle [\alpha/Fe] \rangle = 0.14 \pm 0.05$.

In conclusione, i risultati ottenuti confermano l'estrema omogeneità del campione di galassie selezionate e sono in accordo con studi di letteratura che hanno utilizzato diverse metodologie di analisi. Il fatto che questa popolazione di galassie rimanga omogenea in $[Z/H]$ e $[\alpha/Fe]$ è consistente col fatto che abbia sperimentato un'evoluzione passiva, in quanto ha esaurito il gas in grado di far evolvere sistematicamente queste due proprietà. Infine i valori mediani ottenuti, ossia, metallicità solari o leggermente sovrasolari e rapporti $[\alpha/Fe]$ sovrasolari, sono in accordo con una lunga serie di lavori basati sull'analisi di galassie massive passive (e.g. Gallazzi et al. 2005, Onodera et al. 2012, Gallazzi et al. 2014, Onodera et al. 2015, McDermid et al. 2015, Kriek et al. 2019, Estrada-Carpenter et al. 2019).

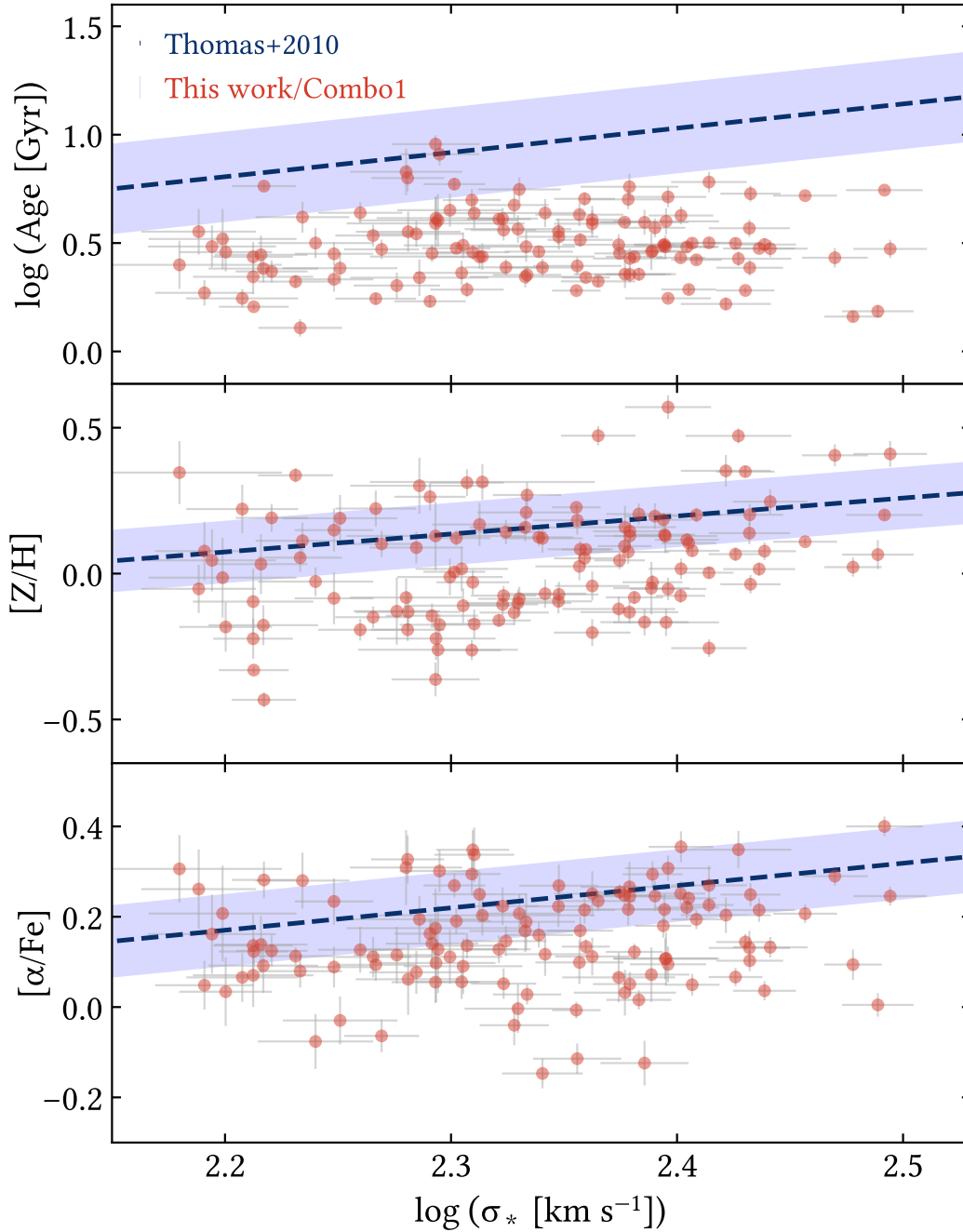


Figura 5.2 Parametri delle popolazioni stellari (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/\text{Fe}]$) in funzione della dispersione di velocità stellare σ_* , ottenuti con la combinazione *Combo1* (punti rossi) e relativi errori. La linea tratteggiata e la fascia blu rappresentano la relazione di scala locale e la dispersione ottenute dai dati SDSS/MOSES di [Thomas et al. \(2010\)](#). Nota: per una più chiara visualizzazione si sono riportati solo i parametri entro il 5° e il 95° percentile (116 galassie), questo non altera le conclusioni finali.

5.2 Vincoli ai modelli cosmologici

In questa sezione si utilizza la relazione età-redshift mediana con l'obiettivo di porre vincoli ai modelli cosmologici. Analogamente a quanto svolto per l'analisi dei parametri delle popolazioni stellari, si adotta un approccio Bayesiano e si fa uso di un codice scritto *ad hoc* per l'analisi che segue. I modelli sono calcolati con l'ausilio delle librerie CosmoBolognaLib (Marulli et al., 2016). In particolare, sono esplorati i seguenti modelli:

Λ CDM Questa notazione è spesso utilizzata assumendo un universo piatto, ma per maggiore chiarezza di seguito si farà uso della notazione $f\Lambda$ CDM (da *flat*). Trascurando il contributo della radiazione (§ 1.1.1), la piattezza implica $\Omega_{m,0} + \Omega_{\Lambda,0} = 1$, pertanto $\Omega_{\Lambda,0}$ è automaticamente vincolato da $\Omega_{m,0}$. Rilassando la richiesta di piattezza, anche $\Omega_{\Lambda,0}$ diventa un parametro libero, in questo caso si farà uso della notazione $o\Lambda$ CDM (da *open*). Riassumendo, i parametri da vincolare sono:

- **$f\Lambda$ CDM:** $H_0, \Omega_{m,0}$;
- **$o\Lambda$ CDM:** $H_0, \Omega_{m,0}, \Omega_{\Lambda,0}$.

$f w$ CDM Questo modello descrive un universo piatto in cui, diversamente dal caso precedente, l'equazione di stato dell'energia oscura è lasciata libera, con il vincolo però di essere costante con il tempo. I parametri da vincolare sono: $H_0, \Omega_{m,0}, w_0$.

$w_0 w_a$ CDM Questo modello rappresenta un'estensione di quello precedente, in cui è anche ammessa un'evoluzione temporale di w . In questo caso, in letteratura si è soliti parametrizzare questa evoluzione tramite la formula CPL dell'equazione di stato dell'energia oscura (Chevallier & Polarski 2001, Linder 2003):

$$w(z) = w_0 + w_a \frac{z}{1+z}, \quad (5.1)$$

dove w_0 e w_a sono due parametri reali, che descrivono fisicamente il valore attuale del parametro w e la sua evoluzione globale nel tempo.

5.2.1 Metodo

Ogni modello, una volta assegnati i relativi parametri, è grado di predire l'evoluzione dell'età dell'universo in funzione del redshift, $t_U(z)$. Le strutture cosmiche, come le galassie, si formano dopo un tempo $t_f(z)$, che potrebbe dipendere dal redshift. Tuttavia, nel caso dei cronometri cosmici, questo valore è indipendente dal redshift per selezione (§ 1.3), pertanto

la loro relazione età-redshift si può riscrivere nel seguente modo:

$$t_{CC}(z) = t_U(z) - t_f. \quad (5.2)$$

La relazione età-redshift mediana che è stata ottenuta mostra una segregazione in massa riconducibile allo scenario del *downsizing*, in base al quale le galassie di massa inferiore si sono formate in epoche successive. Nel modello adottato, si assume che le relazioni nei due regimi di massa (*low* e *high*) siano parallele. Questa assunzione è ben giustificata dal fatto che nei due bin di σ_* sono state selezionate due popolazioni massive e in evoluzione passiva, e pertanto, la differenza in età di formazione all'interno di ciascun bin è trascurabile. Ne consegue che:

$$t_{CC,low}(z) = t_{CC,high}(z) - \Delta t_f = t_U(z) - t_f - \Delta t_f. \quad (5.3)$$

In questo modo sarà possibile porre vincoli ai parametri cosmologici andando a filtrare contemporaneamente le due relazioni con gli stessi parametri (la cosmologia sottostante deve essere la stessa), il che permette potenzialmente di ridurre le degenerazioni. Δt_f viene fissato a priori e viene calcolato come media delle differenze di età tra i due regimi di massa:

$$\Delta t_f = 0.42 \text{ Gyr}. \quad (5.4)$$

Analogamente a quanto riportato nella Sezione (§ 4.2.1), l'analisi MCMC è stata preceduta da uno studio di ottimizzazione del codice e dei parametri da utilizzare. Per queste analisi cosmologiche sono stati utilizzati $n_{prod}=5000$ step e $n_{walker}=500$. Inoltre, si è verificato che i risultati finali non dipendessero dai valori iniziali dei walkers e dal numero di step utilizzati.

5.2.2 Test preliminari

Per esplorare la capacità di porre vincoli sui parametri cosmologici attraverso i dati a disposizione, sono stati svolti alcuni test preliminari per esplorare l'impatto della variazione dei parametri cosmologici sulla relazione $t_U(z)$.

I risultati sono illustrati in Figura 5.3. Emerge chiaramente che, stante la qualità dei dati a disposizione, la variazione di ogni singolo parametro cosmologico determina una modifica della relazione $t_{CC,high}(z)$ degenerare con una modifica di t_f , ossia un offset verticale. Lasciando variare ogni parametro all'interno dei range comunemente esplorati in letteratura e fissando i restanti a valori standard (si veda la didascalia), è già evidente che difficilmente potranno esser posti vincoli stringenti ai parametri w_0 e w_a .

I parametri cosmologici che più influenzano la storia di espansione dell'universo tardo sono Ω_m , H_0 e Ω_Λ (§ 1.1.1). La Figura mette in luce che tra questi parametri vi possono essere degenerazioni. Analizzandoli a coppie si ha che una simile relazione età-redshift può essere ottenuta: aumentando $\Omega_{m,0}$ e diminuendo H_0 (o viceversa), aumentando $\Omega_{m,0}$ e aumentando $\Omega_{\Lambda,0}$ (o diminuendoli entrambi) (lo stesso vale per H_0 e $\Omega_{\Lambda,0}$).

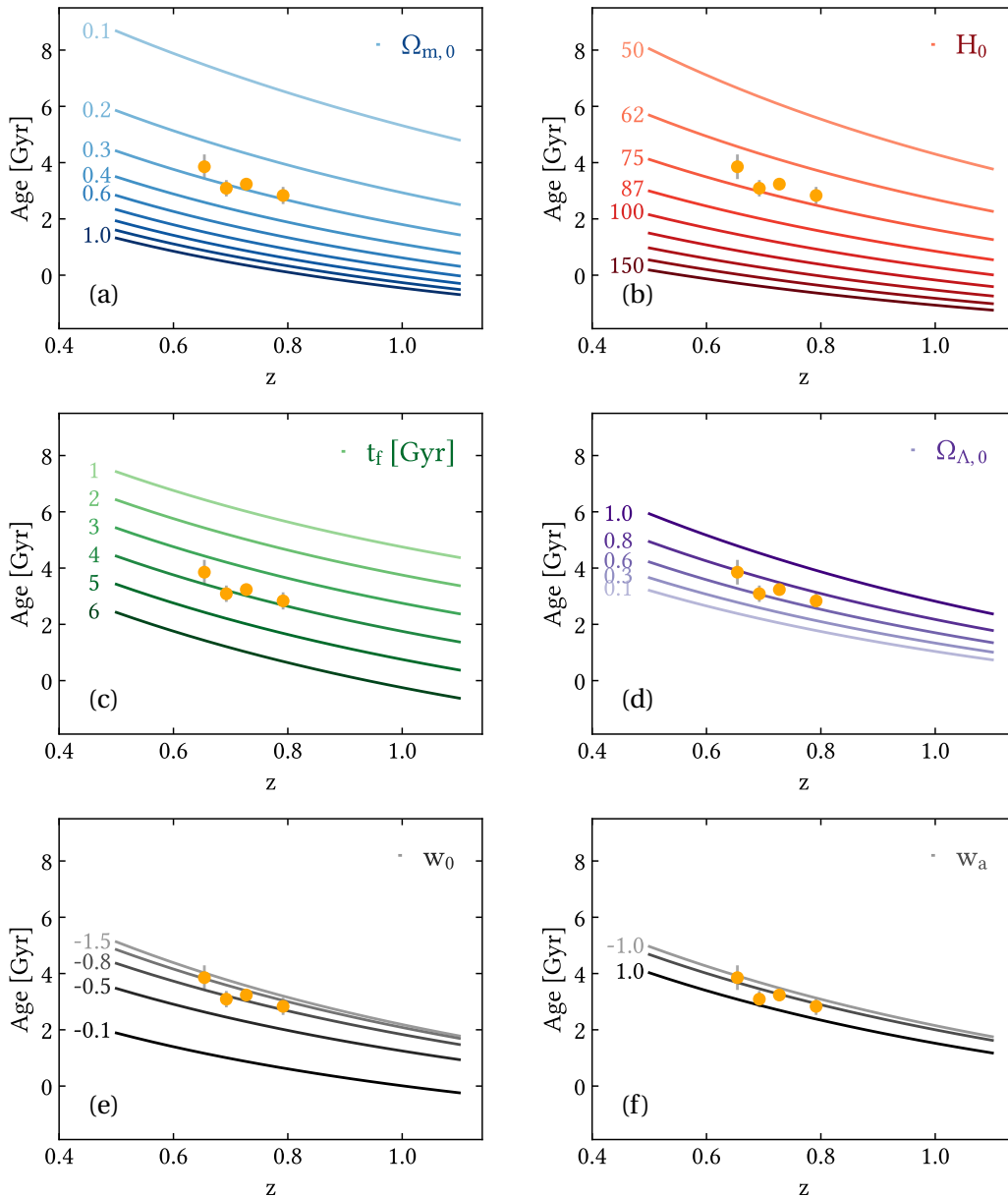


Figura 5.3 Relazione età–redshift al variare dei singoli parametri cosmologici e di t_f . I valori dei parametri sono fissati a $\Omega_{m,0} = 0.3$, $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $t_f = 3.75 \text{ Gyr}$, $\Omega_{\Lambda,0} = 0.7$, $w_0 = -1$, $w_a = 0$, se non diversamente specificato. Come riferimento sono riportati i punti (arancioni) corrispondenti al regime di alta massa della relazione età–redshift derivata nel presente lavoro.

5.2.3 Risultati

La Figura 5.4 mostra i vincoli ottenuti per un modello Λ CDM piatto ($\Omega_{m,0} + \Omega_{\Lambda,0} = 1$). Nel caso (a) sono stati utilizzati prior uniformi e non restrittivi: $H_0 \sim \mathcal{U}(0, 150)$ km/s/Mpc, $\Omega_{m,0} \sim \mathcal{U}(0.01, 0.99)$ e $t_f \sim \mathcal{U}(1, 10)$ Gyr. Si notano le degenerazioni attese in seguito all'analisi preliminare, in particolare è evidente la degenerazione $\Omega_{m,0} - H_0$, mentre il tempo di formazione t_f non risulta ben vincolato.

Vincoli a t_f possono essere ottenuti dalle simulazioni di formazione ed evoluzione di galassie. Tuttavia, queste sono spesso sviluppate a partire da modelli semi-analitici che assumono una cosmologia di base. Per verificare l'effetto dell'utilizzo di un prior più informativo, si è ripetuta l'analisi assumendo $t_f \sim \mathcal{U}(2.5, 4.5)$ Gyr, corrispondente ad assumere un redshift di formazione $1.4 < z < 2.5$, compatibile con diversi studi di letteratura (e.g. Siudek et al., 2017) (pannello b). In questo caso è ancora più evidente la degenerazione $\Omega_{m,0} - H_0$.

Alternativamente, è possibile porre un prior Gaussiano su $\Omega_{m,0}$ utilizzando i dati di (Planck Collaboration, 2018, Eq. 27), $\Omega_{m,0} \sim \mathcal{N}(0.316, 0.007)$ (pannello c). Curiosamente, la costante di Hubble H_0 assume un valore pari a $H_0 = 77.1^{+23.0}_{-19.2}$ km/s/Mpc, superiore a quanto derivato dall'analisi di Planck ($H_0 = 67.44 \pm 0.58$ km/s/Mpc). Seppur entro grandi errori, la presente analisi sembra favorire un valore di H_0 più vicino a quello delle diverse sonde nell'Universo locale (§ 1.1.3).

Utilizzando ambedue i prior introdotti nei casi (b) e (c) si ottiene un valore di $H_0 = 73.5^{+7.7}_{-7.3}$ km/s/Mpc (pannello d). Occorre sottolineare che il prior in t_f non migliora la convergenza in t_f , il cui valore risulta fortemente dipendente dalla scelta dei prior stessi.

Per quanto riguarda le estensioni ai modelli appena utilizzati, è necessario sottolineare che senza assumere prior non è possibile ottenere vincoli ai nuovi parametri introdotti (Fig. 5.5). Nel caso del modello $\omega\Lambda$ CDM si osserva che la degenerazione nel piano $\Omega_{m,0} - \Omega_{\Lambda,0}$ è perpendicolare a quella ottenuta con le SNIa (Fig. 1.3), questo comportamento, come già osservato da (Moresco et al., 2016b) mette in evidenza la possibilità di utilizzare i *cronometri cosmici*, quale sonda indipendente in combinazione con altre sonde, per porre vincoli stringenti ai parametri cosmologici.

In conclusione, i risultati riassunti in Tabella 5.2, mostrano che con i dati a disposizione non è possibile ottenere vincoli indipendenti per i parametri dei modelli $\omega\Lambda$ CDM e fw CDM in quanto si ottengono risultati completamente sensibili ai prior. I risultati ottenuti con il modello w_0w_a CDM non sono riportati in quanto sono completamente dominati da degenerazioni. Tuttavia, questa analisi mostra che è possibile ottenere una misura di H_0 dalla relazione età redshift derivata nel presente lavoro e ha consentito di ottenere una misura di $H_0 = 70.0^{+28.7}_{-18.5}$ km s⁻¹ Mpc⁻¹ indipendente da altre sonde cosmologiche.

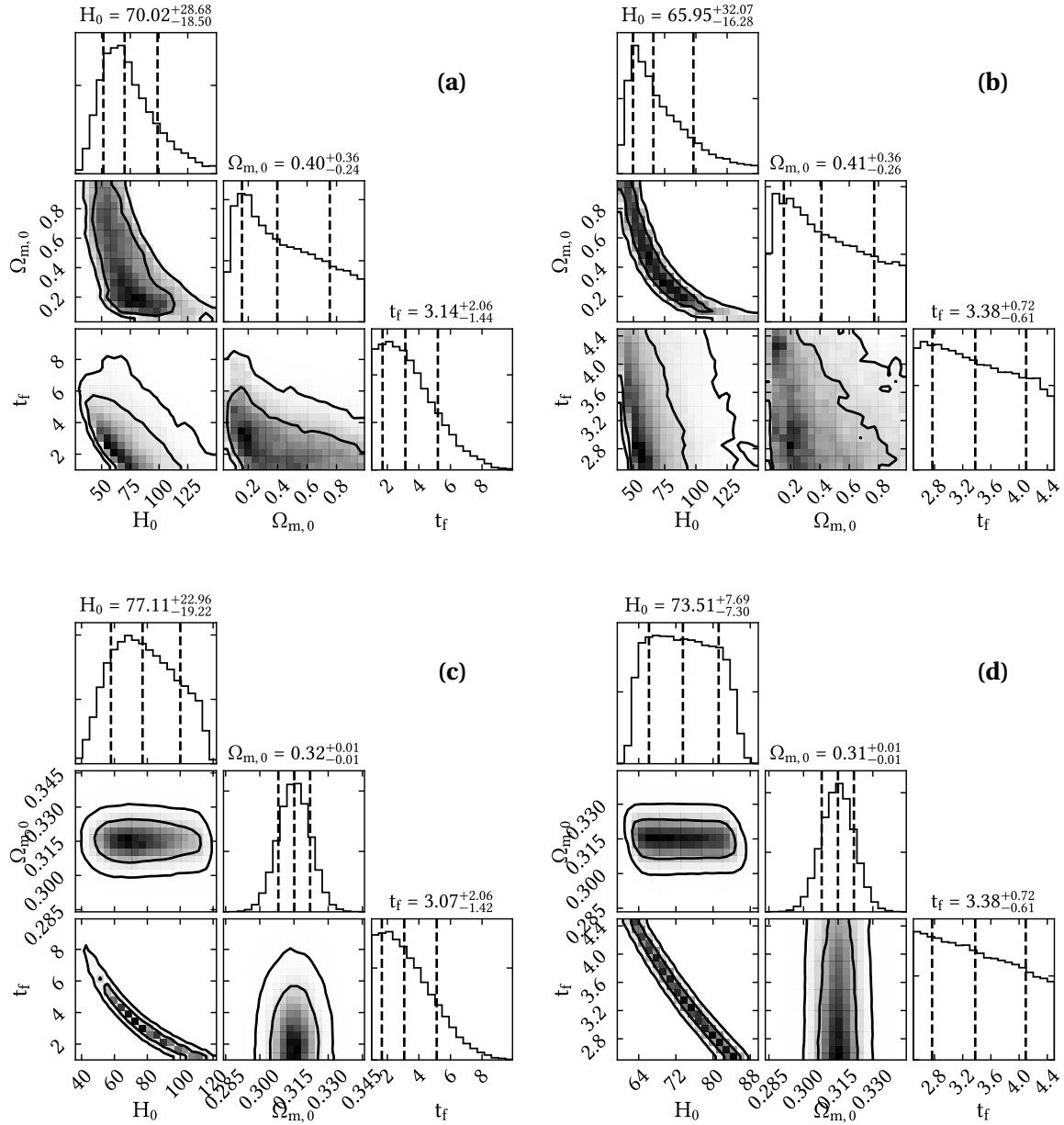


Figura 5.4 Vincoli al modello Λ CDM ottenuti dai cronometri cosmici selezionati in questo lavoro. **(a)** Prior uniformi; **(b)** Prior uniformi, con un intervallo piú ristretto in $t_f \sim \mathcal{U}(2.5, 4.5)$; **(c)** Prior Gaussiano in $\Omega_{m,0}$ dai risultati [Planck Collaboration \(2018\)](#); **(d)** combinazione dei prior di cui ai punti (b) e (c). Il parametro H_0 ha unità $\text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$, mentre t_f è in Gyr. I contorni rappresentano le regioni di confidenza al 68% e al 95%. Le linee tratteggiate rappresentano la mediana (al centro) e gli intervalli di confidenza al 68%, i valori sono riportati nei titoli.

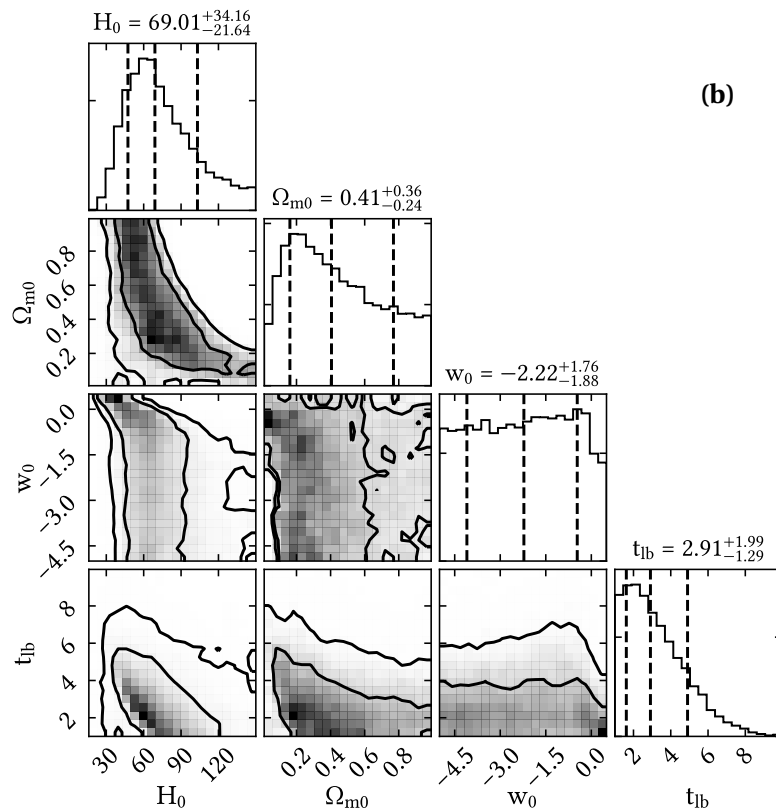
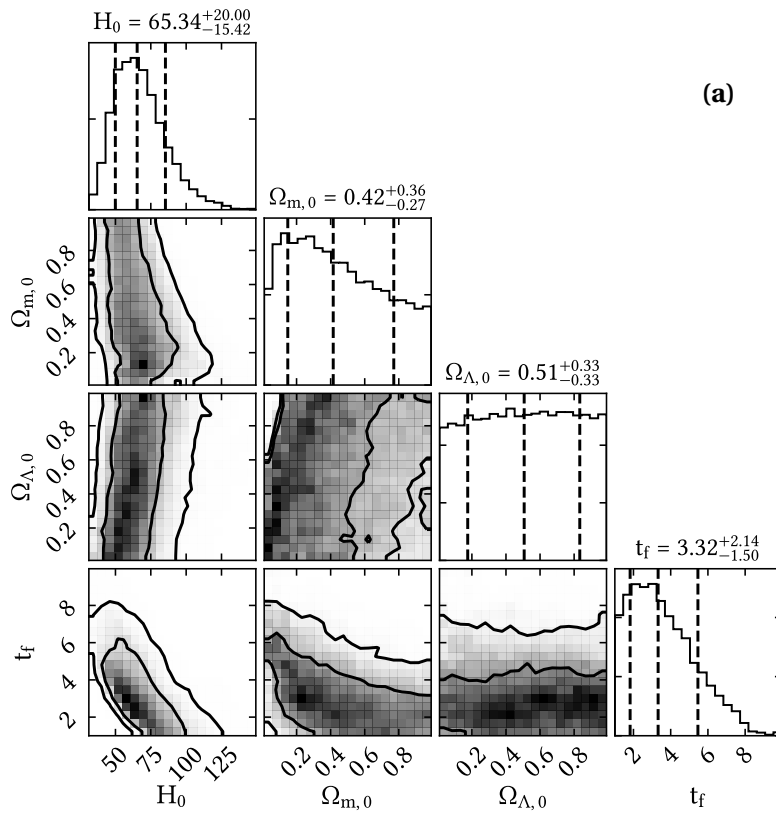


Figura 5.5 Vincoli ai modelli (a) Λ CDM e (b) fw CDM ottenuti dai cronometri cosmici selezionati in questo lavoro utilizzando prior uniformi e non restrittivi. Si veda la Fig. 5.4 per ulteriori dettagli.

Tabella 5.2 Raccolta dei vincoli ai parametri cosmologici ottenuti per tre principali modelli facendo uso degli 8 punti della relazione età-redshift mediana (§ 4.4).

Modello	Prior	H_0 [km/s/Mpc]	$\Omega_{m,0}$	$\Omega_{\Lambda,0}$	w_0	t_f [Gyr]
f Λ CDM	Uniformi	$70.02^{+28.68}_{-18.50}$	$0.40^{+0.36}_{-0.24}$	-	-	$3.14^{+2.06}_{-1.44}$
	$t_f \sim \mathcal{U}(2.5, 4.5)$	$65.95^{+32.07}_{-16.28}$	$0.41^{+0.36}_{-0.26}$	-	-	$3.38^{+0.72}_{-0.61}$
	$\Omega_{m,0} \sim \mathcal{N}(0.316; 0.007)$	$77.11^{+22.96}_{-19.22}$	$0.32^{+0.01}_{-0.01}$	-	-	$3.07^{+2.06}_{-1.42}$
	t_f e $\Omega_{m,0}$	$73.51^{+7.69}_{-7.30}$	$0.31^{+0.01}_{-0.01}$	-	-	$3.38^{+0.72}_{-0.61}$
o Λ CDM	Uniformi	$65.34^{+20.00}_{-15.42}$	$0.42^{+0.36}_{-0.27}$	$0.51^{+0.33}_{-0.33}$	-	$3.32^{+2.14}_{-1.50}$
	$\Omega_{m,0} \sim \mathcal{N}(0.316; 0.007)$	$72.26^{+22.64}_{-18.26}$	$0.32^{+0.01}_{-0.01}$	$0.54^{+0.31}_{-0.35}$	-	$3.19^{+1.95}_{-1.46}$
f w CDM	Uniformi	$69.01^{+34.16}_{-21.64}$	$0.41^{+0.36}_{-0.24}$	-	$2.22^{+1.76}_{-1.88}$	$2.91^{+1.99}_{-1.29}$
	$\Omega_{m,0} \sim \mathcal{N}(0.316; 0.007)$	$80.72^{+24.45}_{-22.79}$	$0.31^{+0.01}_{-0.01}$	-	$2.43^{+1.77}_{-1.74}$	$2.78^{+1.80}_{-1.23}$

5.3 Stima di $H(z)$

In questa sezione finale viene presentata l'applicazione principale del metodo dei cronometri cosmici, ossia la derivazione diretta di $H(z)$. A questo fine, verranno utilizzati i risultati mediani presentati nella sezione (§ 4.4), ottenuti con la combinazione di indici *Combo1* = ($H\delta_A$, Ca4227, G4300, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, Fe4383, Fe4531, C₂4668). Si sottolinea che gli 8 punti della relazione età-redshift sono stati calcolati applicando un binning non uniforme in redshift per massimizzare il numero di galassie in ogni intervallo e un'ulteriore suddivisione basata su una soglia fissata a $\langle\sigma_*\rangle \simeq 215 \text{ km s}^{-1}$, ottenendo così $\sim 15 - 20$ galassie per bin. Come discusso in (§ 4.4) questa rappresenta la relazione al contempo più robusta e che consente di derivare una misura di $H(z)$ con errori non correlati.

5.3.1 Stima diretta

La quantità cruciale da stimare è la derivata dz/dt . Con l'obiettivo di limitare l'impatto delle fluttuazioni statistiche e ottenere una misura più robusta, ogni derivata viene valutata *non* tra due punti consecutivi, ma tramite l'equazione

$$\phi \equiv \frac{dz}{dt} = \frac{z_{i+1} - z_{i-1}}{t_{i+1} - t_{i-1}}, \quad (5.5)$$

e viene definita a un redshift efficace pari a $z_{eff} = (z_{i-1} + z_{i+1})/2$, per ogni punto i -esimo che non sia un estremo (nel nostro caso i secondi e i terzi punti). L'incertezza σ_ϕ è ottenuta per propagazione assumendo che l'errore sulla misura del redshift sia trascurabile

$$\frac{\sigma_\phi^2}{\phi^2} = \frac{\sigma_{t_{i+1}}^2 + \sigma_{t_{i-1}}^2}{(t_{i+1} - t_{i-1})^2}. \quad (5.6)$$

Il valore di $H(z)$ viene calcolato seguendo l'Equazione 1.33, che in questo caso diventa

$$H(z) = -\frac{1}{1 + z_{eff}} \phi, \quad (5.7)$$

e viene convertito alle unità convenzionalmente utilizzate, $\text{km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. I risultati sono riportati nella Tabella 5.3.

Innanzitutto, si nota che i valori rispecchiano quanto atteso dalla relazione età-redshift (Fig. 4.14). Per ambedue i regimi di σ_* , la relazione a basso redshift (valutata tra il 1° e il 3° punto) è caratterizzata da una pendenza più negativa rispetto a quella ad alto redshift (2° e 4° punto). Ne consegue naturalmente che $\phi^{-1}(z_{basso})$ implica $\phi^{-1}(z_{alto}) \Rightarrow H(z_{basso}) < H(z_{alto})$. La stessa situazione si presenta, anche se in modo meno evidente, confrontando gli andamenti

Tabella 5.3 Misure di $H(z)$ ottenute tramite la relazione t_{Age} -redshift mediana derivata dai cronometri cosmici estratti in

$\langle \sigma_* \rangle$	$z \simeq 0.69$			$z \simeq 0.74$			$\bar{z} \simeq 0.72$		
	$H(z)$	σ_{stat}	err %	$H(z)$	σ_{stat}	err %	$H(z)$	σ_{stat}	err %
$< 215 \text{ km s}^{-1}$	39.1	19.0	49%	119.9	68.8	57%	79.5	31.1	39%
$> 215 \text{ km s}^{-1}$	68.7	53.4	78%	156.7	139.4	89%	112.7	68.1	60%
Media	53.9	25.6	47%	138.3	73.6	53%	96.1	35.1	37%

dei sotto-campioni ad alta e a bassa dispersione. Dopo aver verificato con una leggera variazione del binning che questi andamenti sono frutto di fluttuazioni statistiche, si è scelto di procedere con una media in redshift e in σ_* per ottenere un valore più affidabile. Va osservato che la media in redshift, necessaria per ridurre le fluttuazioni statistiche, determina una perdita di informazioni sull'evoluzione di $H(z)$ all'interno dell'intervallo mediato, tuttavia, la differenza in redshift non è molto elevata ($\Delta z = 0.050$). Inoltre, la media in σ_* è giustificata dal fatto che i campioni di cronometri cosmici sono campioni indipendenti estratti dallo stesso modello cosmologico. Il risultato così ottenuto è:

$$H(z = 0.72) = 96.1 \pm 35.1 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}. \quad (5.8)$$

Nella Figura 5.6 il risultato è confrontato con la raccolta più aggiornata di misure di $H(z)$ di letteratura, ottenute con il metodo dei *cronometri cosmici*. Innanzitutto, si nota che la misura è svolta a un redshift prima non mappato, importante per ricostruire in dettaglio la forma di $H(z)$ utilizzabile per discriminare diversi modelli cosmologici. Inoltre, il valore ottenuto è in linea con il trend messo in luce dai precedenti lavori. La misura sfavorisce un universo Einstein de Sitter (EdS , $\Omega_{m,0} = 1$, $\Omega_{\Lambda,0} = 0$ e $\Omega_{\kappa} = 0$) a 2σ .

Questa misura rappresenta il primo valore di $H(z)$ ottenuto analizzando galassie singole tramite il metodo degli indici spettrali. Questo lavoro conferma quindi la possibilità di implementare tale metodo per porre vincoli non solo evolutivi, ma anche cosmologici.

In precedenza è stata discussa la robustezza della relazione $t_{Age} - z$ ottenuta con la combinazione di indici *Combo1*, per mostrare che questo risultato è affidabile anche utilizzando diverse combinazioni, nella sezione che segue verrà svolta un'analisi a più ampio respiro, che consentirà di validare l'importante risultato ottenuto.

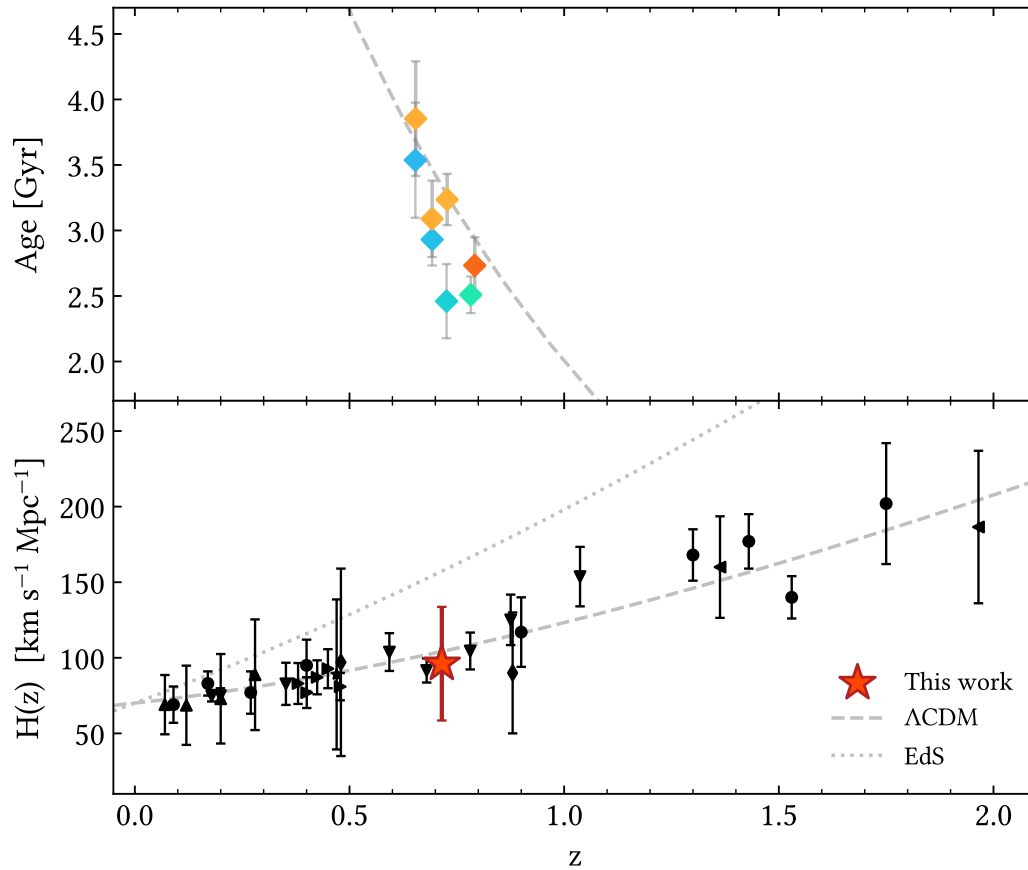


Figura 5.6 *Pannello superiore:* Relazione età-redshift mediana per le galassie passive selezionate in LEGA-C DR2 nel presente lavoro. I punti arancioni (blu) rappresentano le relazioni ottenute per le galassie aventi un'alta (bassa) dispersione di velocità stellare (soglia: $\langle \sigma_* \rangle \simeq 215 \text{ km s}^{-1}$), mentre la linea grigia individua la relazione età-redshift per una cosmologia Λ CDM ($h = 0.7$, $\Omega_{m,0} = 0.3$, $\Omega_{\Lambda,0} = 0.7$) applicando un offset verticale di -3.75 Gyr . *Pannello inferiore:* Evoluzione del parametro di Hubble in funzione del redshift. Il punto rosso rappresenta la misura finale del presente lavoro, $H(z = 0.72) = 96.1 \pm 37.6$, ottenuta mediando i due trend in σ_* e in z . I punti neri rappresentano misure raccolte dalla letteratura (si veda la Fig. 1.8). Le linee grigie individuano la relazione attesa per un universo Λ CDM e Einstein de Sitter (EdS).

5.3.2 Validazione dei risultati

Questo lavoro di tesi ha avuto come fulcro centrale l'analisi di diverse combinazioni di indici spettrali per esplorare la possibilità di derivare vincoli cosmologici attraverso il metodo dei *cronometri cosmici*. A questo fine si è reso necessario massimizzare il numero di galassie vincolate e studiare accuratamente le sistematiche.

Per avere una panoramica più completa delle sistematiche in gioco, viene presentato un approccio nuovo per stimare $H(z)$, che può essere applicato a tutti i set analizzati nel presente lavoro. Di seguito sono elencati i passaggi principali:

1. Fit lineare della relazione $t_{Age}-z$. Nel presente lavoro si utilizza la routine `lts_linefit` (Cappellari, 2014), che consente di trovare una relazione lineare di best-fit escludendo il contributo di eventuali outliers. Si osserva che questa operazione deve essere effettuata su piccoli intervalli di redshift per evitare di cancellare l'informazione di un'eventuale relazione non lineare;
2. La quantità ϕ dell'Equazione 5.5 è calcolata utilizzando l'inverso della slope del fit lineare, $\phi = (\Delta z / \Delta t)^{-1}$, e viene definita a un redshift efficace pari al redshift medio delle galassie analizzate;
3. L'errore associato a ϕ è ottenuto per propagazione dall'errore associato alla slope. È necessario sottolineare che questo metodo non consente di ottenere errori non correlati, pertanto l'errore ottenuto è soltanto una stima qualitativa;
4. A questo punto è possibile calcolare $H(z)$ dall'Equazione 5.7.

Questa procedura è stata applicata per diversi set di dati, ottenuti con le combinazioni presentate in Appendice (§ B). Le relative distribuzioni $t_{Age}-z$ prodotte possono essere visionate in Appendice (§ C).

I risultati vengono riportati in Tabella 5.4 e illustrati nella Figura 5.7. Sorprendentemente, l'utilizzo di diverse combinazioni di indici produce stime di $H(z)$ per lo più consistenti tra loro e con i valori ottenuti dall'analisi più robusta. Osservando il pannello superiore della figura si nota che le diverse combinazioni producono valori di età sistematicamente diversi (si veda anche la terza colonna della tabella). Questo mostra la potenza del metodo dei *cronometri cosmici*, infatti, essendo un approccio differenziale, eventuali offset della relazione $t_{Age}-z$ non influiscono sulla determinazione delle misure finali.

Pur variando sensibilmente le combinazioni di indici, tutte le misure sono compatibili mediamente entro 0.4σ , con un massimo di 0.8σ . Questo dimostra l'affidabilità della misura precedentemente ottenuta ed è un'importante validazione del metodo esplorato nella presente Tesi.

Tabella 5.4 Misure di $H(z)$ stimate applicando un fit lineare alle relazioni $t_{Age} - z$ per diverse combinazioni analizzate nel presente lavoro. Le età sono riportate in Gyr, i valori di $H(z)$ in $\text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$. Nell'ultima riga è riportata la misura robusta ottenuta con la relazione $t_{Age} - z$ mediana.

Combinazione di indici	Num. galassie	$\langle t_{Age} \rangle$	$\langle z \rangle$	$H(z)$	σ_{stat}
<i>Combo1</i>	133	3.06	0.714	127.1	39.9
<i>Combo1.5</i>	130	2.72	0.712	116.6	23.7
<i>TMJ_LEGAC</i>	130	3.00	0.714	82.3	13.5
<i>TMJ_LEGAC_CALIB</i>	132	3.05	0.712	130.4	30.1
<i>Combo2</i>	65	3.23	0.740	100.2	33.2
<i>Onodera</i>	11	4.00	0.649	104.6	31.7
<i>Combo3</i>	130	2.71	0.690	101.3	20.8
<i>Small1</i>	46	3.94	0.731	134.3	26.9
<i>Small2</i>	60	3.19	0.736	130.2	36.0
<i>Combo1</i>	133 (rel. mediana 4×2)	3.07	0.715	96.1	35.1

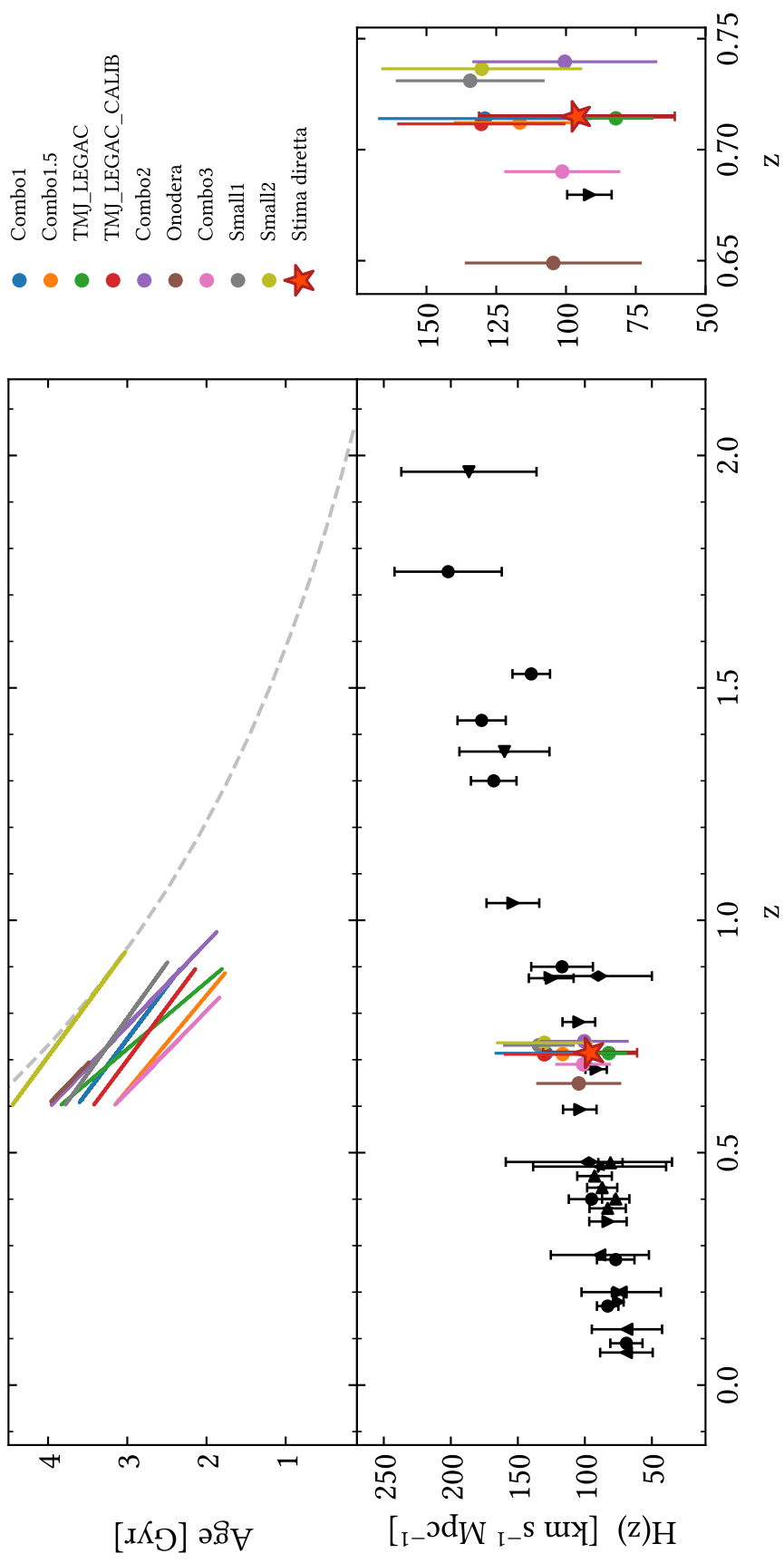


Figura 5.7 *Pannello superiore:* Relazioni età-redshift mediana per diverse combinazioni definite nell'Appendice B. La linea grigia individua la relazione età-redshift per una cosmologia Λ CDM standard applicando un offset verticale di -3 Gyr. *Pannello inferiore:* Evoluzione del parametro di Hubble in funzione del redshift. Il punto rosso rappresenta la misura finale del presente lavoro, $H(z = 0.72) = 96.1 \pm 37.6$, ottenuta mediando i due trend in σ_* e in z . I punti neri rappresentano misure raccolte dalla letteratura (si veda la Fig. 1.8). *Pannello inferiore:* ingrandimento sulla regione $0.64 < z < 0.76$, il punto nero è una misura di Moresco et al. (2012b).

Capitolo 6

Conclusioni e prospettive future

Lo studio della storia di espansione dell'Universo è uno dei problemi aperti più importanti della cosmologia, essa permette infatti di porre vincoli sulle componenti (visibili e oscure) dell'Universo e sulla sua evoluzione. Nel recente passato, si sono susseguite numerose missioni per esplorare in dettaglio diverse sonde cosmologiche (in particolare: CMB, supernove, oscillazioni acustiche barioniche, clustering, weak lensing, vuoti cosmici, quasar e gamma ray burst) e, nel vicino futuro, l'avvento di nuovi telescopi come Euclid ([Laureijs et al., 2011](#)), LSST ([LSST Science Collaboration et al., 2009](#)) e Roman Space Telescope ([Spergel et al., 2015](#)) potrà rivoluzionare le attuali conoscenze sui parametri cosmologici, consentendo il raggiungimento di precisioni estremamente elevate. In questo scenario, la storia recente ha mostrato quanto sia fondamentale esplorare sonde cosmologiche alternative da quelle definite *standard*, per poter controllare le sistematiche dei vari metodi, per risolvere possibili inconsistenze tra le misure ottenute con tecniche diverse ([Verde et al., 2019](#)), e per ottenere, in ultimo, vincoli più stringenti, sfruttando la diversa sensibilità delle sonde cosmologiche ai diversi parametri.

In questo contesto si inserisce il metodo dei *cronometri cosmici*, basato sullo studio di una popolazione omogenea di oggetti in grado di tracciare l'evoluzione differenziale dell'età dell'Universo in funzione del redshift, fornendo una misura diretta del parametro di Hubble: $H(z) = -1/(1+z) dz/dt$. Questo metodo, inizialmente proposto da [Jimenez & Loeb \(2002\)](#), vede come traccianti ottimali le galassie in evoluzione passiva, ovvero galassie in cui vi è una formazione stellare esigua o assente. Ci sono ad oggi numerose evidenze di una popolazione omogenea di galassie, che hanno assemblato la loro massa ad alti redshift ($z > 2-3$) in tempi relativamente brevi ($\lesssim 0.3$ Gyr) e in seguito hanno sperimentato soltanto minori episodi di formazione stellare. Di conseguenza, costituiscono la più vecchia popolazione di galassie ad ogni redshift ([Cimatti et al. 2004](#), [Treu et al. 2005](#), [Renzini 2006](#), [Thomas et al. 2010](#), [Pozzetti](#)

et al. 2010, Choi et al. 2014, Onodera et al. 2015, Belli et al. 2019) e si può assumere che la loro età differenziale tracci direttamente dt . La difficoltà di questo metodo risiede proprio nella stima accurata dell'età differenziale di tali galassie, dal momento che in molti approcci (ad esempio *SED-fitting* e *full spectral fitting*) risulta degenerare con altri parametri, fra tutti la metallicità stellare della popolazione.

Per affrontare questo problema, nella presente Tesi si utilizza un metodo non ancora applicato nel contesto dei *cronometri cosmici*, vale a dire la stima dei parametri fisici tramite lo studio degli indici spettrali. Il vantaggio di questo approccio è che tramite diversi indici, che hanno una diversa sensibilità ai parametri t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$ della popolazione stellare, è possibile rompere la degenerazione tra i suddetti parametri e ottenere misure accurate. Lo svantaggio, tuttavia, è che per ottenere misure affidabili sono richiesti rapporti segnale-rumore elevati ($S/N \gtrsim 20$) solitamente non disponibili nelle maggiori survey spettroscopiche progettate finora (e.g. SDSS, zCOSMOS, VIPERS). Pertanto, tali misure sono tipicamente effettuate su spettri compositi, che permettono di raggiungere valori di S/N adeguati.

In questa analisi, si approfitta dell'ottima qualità degli spettri della Data Release 2 (DR2) della survey spettroscopica LEGA-C per applicare, tale analisi su un numero elevato di galassie singole a $z \sim 0.7$. L'analisi degli spettri singoli ha il vantaggio, rispetto a quella di uno spettro composito, di non fornire una stima media delle proprietà della popolazione, ma di avere una misura puntuale di t_{Age} , $[Z/H]$ e $[\alpha/Fe]$ di ciascuna galassia, permettendo una granularità dell'analisi molto maggiore. In questa Tesi viene quindi selezionato e analizzato un campione di cronometri cosmici estratto dalla survey LEGA-C, con lo scopo di ottenere vincoli sul tasso di espansione dell'Universo, tramite il parametro di Hubble $H(z)$.

Risultati

Qui di seguito sono riassunti per punti i risultati principali di questa Tesi.

Selezione del campione

- ★ Il campione di partenza (*parent sample*) è stato ottenuto cross-correlando il catalogo LEGA-C DR2 (Straatman et al., 2018) con il catalogo COSMOS15 (Laigle et al., 2016), per poter ottenere informazioni fotometriche e misure di proprietà fisiche da SED-fitting. In questo modo, è stato possibile associare al campione la fotometria in banda *NUV*, *r* e *J* e le misure di M_* , SFR e sSFR. Il campione è composto da **1622** sorgenti, a redshift $0.5 < z < 1.2$ e con una massa $9.20 < \log M_*/M_\odot < 11.50$.

- ★ Per ottenere un campione di *cronometri cosmici* il più puro possibile, sono stati applicati al *parent sample* tre criteri di selezione: fotometrico, basato sul diagramma $NUVrJ$ (Ilbert et al., 2013); spettroscopico, per escludere le galassie con $EW_0([OII]) > 5 \text{ \AA}$ (Mignoli et al., 2009); e ispezione visiva, per escludere spettri con righe di emissione residue o/e di bassa qualità. Il campione così ottenuto è composto da **350** galassie passive a un redshift mediano $\langle z \rangle \simeq 0.735$ con spettri aventi un rapporto segnale-rumore mediano $\langle S/N \rangle \simeq 18$. L'analisi delle proprietà osservative e fisiche è consistente con quanto atteso per sistemi massivi passivi. In particolare, il campione presenta: $\langle \sigma_* \rangle = 206.0 \text{ km s}^{-1}$, $\langle \log(M_*/M_\odot) \rangle = 10.95$ e $\langle \log(\text{sSFR/yr}) \rangle = -12.10$ e tramite lo spettro composito non emergono righe di emissione residue.
- ★ Morfologicamente, il 71% di galassie sono classificate come *early-type* (E/S0), il 27% come intermedie, nessuna presenta una morfologia *late-type* e 6 (2%) galassie sono classificate come irregolari.
- ★ La contaminazione da popolazioni stellari giovani all'interno del campione risulta esigua: soltanto 15 (4%) di galassie hanno una $\log(\text{sSFR/yr}) > -11$ e l'analisi dell'indicatore H/K medio, $\overline{H/K} = 0.953 \pm 0.103$, mostra che vi è *al più* una contaminazione del 10% da popolazioni stellari con età $< 200 \text{ Myr}$, ma che per la maggior parte del campione è compatibile con l'essere nulla. Queste caratteristiche confermano l'affidabilità del campione di galassie passive e lo rendono ottimale per l'applicazione del metodo dei *cronometri cosmici*.

Misure degli indici spettrali e delle proprietà fisiche

- ★ È stato aggiornato e validato tramite misure di letteratura il codice `PyLick`, con il quale si sono ottenute nuove misure degli indici spettrali dopo aver convoluto gli spettri a una risoluzione pari a $\text{FWHM} = 2.5 \text{ \AA}$. Tramite `PyLick` è stato anche possibile estendere il numero di indici misurati in LEGA-C DR2, verso lunghezze d'onda maggiori (Fe5015 ÷ Fe5406). Inoltre, ha reso possibile la misura di un nuovo e promettente indicatore, il rapporto H/K, che si è mostrato un ottimo diagnostico per tracciare le popolazioni di galassie passive.
- ★ È stato esplorato l'approccio degli indici spettrali per porre vincoli ai parametri (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) delle galassie passive selezionate tramite i modelli di SSP di Thomas et al. (2011b). A tale fine, è stato effettuato uno studio estensivo di diverse combinazioni di indici per massimizzare la robustezza dei risultati.

Globalmente, per tenere sotto controllo eventuali effetti sistematici:

- Sono state analizzate galassie aventi tutti gli indici della combinazione di volta in volta esplorata;
- Non sono stati applicati prior in t_{Age} ;
- È stata valutata accuratamente la convergenza dell'analisi MCMC con un'attenzione particolare alle degenerazioni $t_{Age} - [Z/H]$.

L'analisi è stata agevolata da un codice scritto *ad hoc*, `LickMCMC`, che ha permesso uno studio sistematico esteso su tutto il campione di diverse combinazioni di indici.

La combinazione ottimale si è rivelata essere:

Combo1: $H\delta_A$, Ca4227, G4300, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, Fe4383, Fe4531, C₂4668 ,

in quanto al contempo: massimizza il numero di galassie per quali è raggiunta la convergenza, massimizza il numero di indici utilizzati e produce distribuzioni a posteriori più definite. Inoltre, a posteriori si è verificato che: la dimensione delle griglie ottenute dall'interpolazione dei modelli e la variazione dei parametri del codice MCMC introducono differenze percentuali massime pari allo 0.6%. Inoltre, prior in età o in metallicità introducono un offset sistematico su tutto l'intervallo di redshift nelle età derivate e, pertanto, non compromettono una misura accurata di $H(z)$. Infine, si registra che la convergenza dell'analisi MCMC è strettamente legata ai rapporti S/N degli indici utilizzati.

Risultati evolutivi e cosmologici

- ★ Per procedere con l'analisi sono state prodotte le relazioni $t_{Age} - z$, $[Z/H] - z$, $[\alpha/Fe] - z$ mediane utilizzando un binning adattivo in z (4 bin) e una soglia fissa in $\langle\sigma_*\rangle = 206$ km/s. I punti mostrano una debole, ma visibile segregazione in σ_* consistente con lo scenario del *downsizing*, per il quale le galassie più massive sono anche quelle con età maggiori. Le metallicità sono compatibili con valori solari o leggermente sovrasolari, $\langle[Z/H]\rangle = 0.04 \pm 0.04$ e le galassie risultano α -enhanced, $\langle[\alpha/Fe]\rangle = 0.14 \pm 0.05$, confermando risultati ottenuti in precedenza in letteratura da redshift locale fino a $z \sim 1.5$ (e.g. [Gallazzi et al. 2005](#), [Onodera et al. 2012](#), [Gallazzi et al. 2014](#), [Onodera et al. 2015](#), [McDermid et al. 2015](#), [Estrada-Carpenter et al. 2019](#)). Questo è un risultato importante in quanto dimostra l'estrema omogeneità del campione, ed è compatibile con uno scenario per il quale il campione estremamente massivo e passivo selezionato ha esaurito le riserve di gas in grado di formare stelle o arricchire la metallicità. Assumendo una cosmologia Λ CDM anche l'età media del campione, $\overline{t_{Age}} = 3.3 \pm 0.5$

Gyr, risulta compatibile con risultati di letteratura ed è consistente con predizioni di modelli semi-analitici di [Henriques et al. \(2015\)](#).

- ★ Sono stati esplorati i vincoli ai parametri cosmologici ottenibili dalla relazione $t_{Age} - z$ mediana utilizzando differenti modelli. Come atteso in seguito all'analisi preliminare svolta, non è possibile porre vincoli stringenti per i modelli Λ CDM e f_w CDM, tuttavia è stato possibile ottenere una misura di H_0 assumendo un modello $f\Lambda$ CDM:

$$H_0 = 70.0^{+28.7}_{-18.5} \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}.$$

Anche se in questo caso si hanno grandi barre d'errore, l'approccio implementato è promettente, poiché rende possibile una misura di H_0 indipendente dalle altre sonde cosmologiche e potrebbe pertanto contribuire alla risoluzione della *Hubble tension*.

- ★ Infine, è stato applicato il metodo dei *cronometri cosmici*, che ha consentito di ottenere una misura diretta di $H(z)$. Tramite la relazione $t_{Age} - z$ mediana è stato ottenuto un valore

$$H(z = 0.72) = 96.1 \pm 35.1 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}.$$

Questa misura rappresenta il primo valore di $H(z)$ ottenuto analizzando galassie singole tramite il metodo degli indici spettrali. Inoltre, è misurata a un redshift non ancora mappato e diventa pertanto importante per ricostruire in dettaglio la forma di $H(z)$, con la quale è possibile discriminare diversi modelli cosmologici.

- ★ La robustezza dei risultati è stata verificata studiando anche diversi metodi per ottenere l'età differenziale e analizzando diverse possibili combinazioni di indici. In particolare, come test indipendente è stato effettuato un fit lineare alle relazioni $t_{Age} - z$ che ha consentito esplorare i risultati per diverse combinazioni (9 in tutto) di indici spettrali. I risultati si sono dimostrati tutti compatibili entro mediamente 0.4σ , con un massimo di 0.8σ , e compatibili con la stima mediana discussa precedentemente. Il presente lavoro di Tesi conferma quindi la possibilità di implementare il metodo degli indici spettrali per porre vincoli non solo evolutivi, ma anche cosmologici.

Prospettive future

Uno dei limiti del presente lavoro è la bassa statistica di galassie e la limitata copertura in redshift. Con la terza e ultima data release di LEGA-C ([van der Wel et al., 2016](#)), sarà possibile avere una statistica più elevata (~ 3000 galassie). Sarà quindi interessante estendere il presente lavoro e verificare le conclusioni ottenute. Al momento, non sono in programma survey spettroscopiche estese, completamente dedicate all'analisi omogenea di galassie passive. Questo lavoro dimostra che una risoluzione $R \sim 3500$ e un segnale-rumore $S/N \gtrsim 20$ sarebbero già sufficienti per estrarre dai dati informazioni cosmologiche.

Un altro limite è sicuramente dato dalla limitata copertura spettrale: si è fatto uso di un intervallo in lunghezze d'onda di $\Delta\lambda \sim 600 \text{ \AA}$ centrato a $\lambda_c \sim 4300 \text{ \AA}$. Un intervallo più esteso consentirebbe di caratterizzare, per numero superiore di galassie, la regione a $\lambda \sim 5200 \text{ \AA}$ dove si trovano indici, come l'Mg b, estensivamente utilizzati per vincolare meglio il rapporto $[\alpha/Fe]$. Per alcune delle galassie analizzate, queste regioni risultano disponibili, pertanto le misure ottenute nel presente lavoro potrebbero essere alla base di un'analisi dettagliata della popolazione stellare di ognuna di queste galassie, per caratterizzarne al meglio la storia evolutiva ed eventualmente applicare il metodo dei *cronometri cosmici*.

Uno studio ulteriore potrebbe consistere nell'analizzare i presenti dati con un metodo differente da quello degli indici spettrali, ad esempio il *full spectral fitting*, per validare le misure qui ottenute e comprendere i punti di forza e di debolezza dei due metodi, anche nell'ambito dello studio dei *cronometri cosmici*.

Da un punto di vista teorico, sarebbe interessante avere a disposizione modelli in grado di predire i valori degli indici D_n4000 e H/K al variare dei parametri (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) poiché, dato il loro alto rapporto segnale-rumore e la loro sensibilità all'età della popolazione stellare, potrebbero porre vincoli molto più stringenti rispetto ai classici indici di Lick. Tra questi, gli indici G4300 e C₂4668 si sono rivelati, per diverse combinazioni, fondamentali per ottenere la convergenza dell'analisi. Sarebbe quindi interessante esplorare più nel dettaglio le loro sensibilità ai diversi parametri.

Infine, il campione aggiornato di misure di $H(z)$, potrà essere utilizzato per derivare nuovi vincoli ai parametri cosmologici, anche in combinazione con diverse sonde indipendenti, seguendo il lavoro svolto in passato da [Moresco et al. \(2016b\)](#).

Bibliografia

- Abbott B. P., Abbott R., Abbott T. D., et al. 2016, «Observation of Gravitational Waves from a Binary Black Hole Merger» *Phys. Rev. Lett.*, **116**, 061102 (arXiv:1602.03837)
- Abbott B. P., Abbott R., Abbott T. D., et al. 2017, «Multi-messenger Observations of a Binary Neutron Star Merger» *ApJ*, **848**, L12 (arXiv:1710.05833)
- Alam S., Ata M., Bailey S., et al. 2017, «The clustering of galaxies in the completed SDSS-III Baryon Oscillation Spectroscopic Survey: cosmological analysis of the DR12 galaxy sample» *MNRAS*, **470**, 2617 (arXiv:1607.03155)
- Albrecht A., Steinhardt P. J., 1982, «Cosmology for Grand Unified Theories with Radiatively Induced Symmetry Breaking» *Phys. Rev. Lett.*, **48**, 1220
- Alpher R. A., Bethe H., Gamow G., 1948, «The Origin of Chemical Elements» *Physical Review*, **73**, 803
- Anderson L., Aubourg É., Bailey S., et al. 2014, «The clustering of galaxies in the SDSS-III Baryon Oscillation Spectroscopic Survey: baryon acoustic oscillations in the Data Releases 10 and 11 Galaxy samples» *MNRAS*, **441**, 24 (arXiv:1312.4877)
- Arnouts S., Ilbert O., 2011, LePHARE: Photometric Analysis for Redshift Estimate (ascl:1108.009)
- Arnouts S., Walcher C. J., Le Fèvre O., et al. 2007, «The SWIRE-VVDS-CFHTLS surveys: stellar mass assembly over the last 10 Gyr. Evidence for a major build up of the red sequence between $z = 2$ and $z = 1$ » *A&A*, **476**, 137 (arXiv:0705.2438)
- Arnouts S., Le Floch E., Chevallard J., et al. 2013, «Encoding of the infrared excess in the NUVrK color diagram for star-forming galaxies» *A&A*, **558**, A67 (arXiv:1309.0008)
- Baldry I. K., Glazebrook K., Brinkmann J., et al. 2004, «Quantifying the Bimodal Color-Magnitude Distribution of Galaxies» *ApJ*, **600**, 681 (arXiv:astro-ph/0309710)
- Balogh M. L., Morris S. L., Yee H. K. C., Carlberg R. G., Ellingson E., 1999, «Differential Galaxy Evolution in Cluster and Field Galaxies at $z \sim 0.3$ » *ApJ*, **527**, 54 (arXiv:astro-ph/9906470)
- Balogh M., Eke V., Miller C., et al. 2004, «Galaxy ecology: groups and low-density environments in the SDSS and 2dFGRS» *MNRAS*, **348**, 1355 (arXiv:astro-ph/0311379)
- Bassett B., Hlozek R., 2010, Baryon acoustic oscillations. p. 246

- Beifiori A., Maraston C., Thomas D., Johansson J., 2011, «On the spectral resolution of the MILES stellar library» *A&A*, **531**, A109 ([arXiv:1012.3428](#))
- Bell E. F., van der Wel A., Papovich C., et al. 2012, «What Turns Galaxies Off? The Different Morphologies of Star-forming and Quiescent Galaxies since $z \sim 2$ from CANDELS» *ApJ*, **753**, 167 ([arXiv:1110.3786](#))
- Belli S., Newman A. B., Ellis R. S., Konidaris N. P., 2014, «MOSFIRE Absorption Line Spectroscopy of $z > 2$ Quiescent Galaxies: Probing a Period of Rapid Size Growth» *ApJ*, **788**, L29 ([arXiv:1404.4872](#))
- Belli S., Newman A. B., Ellis R. S., 2019, «MOSFIRE Spectroscopy of Quiescent Galaxies at $1.5 < z < 2.5$. II. Star Formation Histories and Galaxy Quenching» *ApJ*, **874**, 17 ([arXiv:1810.00008](#))
- Bezanson R., van der Wel A., Pacifici C., et al. 2018, «Spatially Resolved Stellar Kinematics from LEGA-C: Increased Rotational Support in $z \sim 0.8$ Quiescent Galaxies» *ApJ*, **858**, 60 ([arXiv:1804.02402](#))
- Blumenthal G. R., Faber S. M., Primack J. R., Rees M. J., 1984, «Formation of galaxies and large-scale structure with cold dark matter.» *Nature*, **311**, 517
- Bower R. G., Lucey J. R., Ellis R. S., 1992, «Precision photometry of early-type galaxies in the Coma and Virgo clusters : a test of the universality of the colour-magnitude relation - II. Analysis.» *MNRAS*, **254**, 601
- Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., et al. 2004, «The physical properties of star-forming galaxies in the low-redshift Universe» *MNRAS*, **351**, 1151 ([arXiv:astro-ph/0311060](#))
- Bruzual G., Charlot S., 2003, «Stellar population synthesis at the resolution of 2003» *MNRAS*, **344**, 1000 ([arXiv:astro-ph/0309134](#))
- Bruzual A. G., 1983, «Spectral evolution of galaxies. I. Early-type systems.» *ApJ*, **273**, 105
- Bullock J. S., Boylan-Kolchin M., 2017, «Small-Scale Challenges to the Λ CDM Paradigm» *ARA&A*, **55**, 343 ([arXiv:1707.04256](#))
- Bundy K., Scarlata C., Carollo C. M., et al. 2010, «The Rise and Fall of Passive Disk Galaxies: Morphological Evolution Along the Red Sequence Revealed by COSMOS» *ApJ*, **719**, 1969 ([arXiv:0912.1077](#))
- Burns C. R., Parent E., Phillips M. M., et al. 2018, «The Carnegie Supernova Project: Absolute Calibration and the Hubble Constant» *ApJ*, **869**, 56 ([arXiv:1809.06381](#))
- Burstein D., Faber S. M., Gaskell C. M., Krumm N., 1984, «Old stellar populations. I. A spectroscopic comparison of galactic globular clusters, M 31 globular clusters, and elliptical galaxies.» *ApJ*, **287**, 586
- Buzzoni A., 2015, «Lick-index entanglement and biased diagnostic of stellar populations in galaxies» *MNRAS*, **449**, 296 ([arXiv:1502.02672](#))
- COBE collaboration 1992, «Structure in the COBE Differential Microwave Radiometer First-Year Maps» *ApJ*, **396**, L1

- Cannarozzo C., Sonnenfeld A., Nipoti C., 2020, «The cosmic evolution of the stellar mass-velocity dispersion relation of early-type galaxies» *MNRAS*, (arXiv:1910.06987)
- Cappellari M., 2014, LTS_LINEFIT & LTS_PLANEFIT: LTS fit of lines or planes (ascl:1404.001)
- Cappellari M., 2016, «Structure and Kinematics of Early-Type Galaxies from Integral Field Spectroscopy» *ARA&A*, 54, 597 (arXiv:1602.04267)
- Cappellari M., Emsellem E., 2004, «Parametric Recovery of Line-of-Sight Velocity Distributions from Absorption-Line Spectra of Galaxies via Penalized Likelihood» *PASP*, 116, 138 (arXiv:astro-ph/0312201)
- Cappellari M., Emsellem E., Bacon R., et al. 2007, «The SAURON project - X. The orbital anisotropy of elliptical and lenticular galaxies: revisiting the (V/σ , ϵ) diagram with integral-field stellar kinematics» *MNRAS*, 379, 418 (arXiv:astro-ph/0703533)
- Cardiel N., Gorgas J., Cenarro J., Gonzalez J. J., 1998, «Reliable random error estimation in the measurement of line-strength indices» *A&AS*, 127, 597 (arXiv:astro-ph/9706116)
- Carson D. P., Nichol R. C., 2010, «The age-redshift relation for luminous red galaxies in the Sloan Digital Sky Survey» *MNRAS*, 408, 213 (arXiv:1006.2830)
- Cassisi S., Castellani M., Castellani V., 1997, «Intermediate-age metal deficient stellar populations: the case of metallicity $Z=0.00001$.» *A&A*, 317, 108 (arXiv:astro-ph/9603023)
- Chevallier M., Polarski D., 2001, «Accelerating Universes with Scaling Dark Matter» *International Journal of Modern Physics D*, 10, 213 (arXiv:gr-qc/0009008)
- Choi J., Conroy C., Moustakas J., et al. 2014, «The Assembly Histories of Quiescent Galaxies since $z = 0.7$ from Absorption Line Spectroscopy» *ApJ*, 792, 95 (arXiv:1403.4932)
- Cid Fernandes R., 2018, «On tests of full spectral fitting algorithms» *MNRAS*, 480, 4480 (arXiv:1807.10423)
- Cimatti A., Daddi E., Renzini A., et al. 2004, «Old galaxies in the young Universe» *Nature*, 430, 184 (arXiv:astro-ph/0407131)
- Cimatti A., Daddi E., Renzini A., 2006, «Mass downsizing and “top-down” assembly of early-type galaxies» *A&A*, 453, L29 (arXiv:astro-ph/0605353)
- Cimatti A., Nipoti C., Cassata P., 2012, «Fast evolving size of early-type galaxies at $z > 2$ and the role of dissipationless (dry) merging» *MNRAS*, 422, L62 (arXiv:1202.5403)
- Cimatti A., Fraternali F., Nipoti C., 2019, «Introduction to Galaxy Formation and Evolution. From Primordial Gas to Present-Day Galaxies» arXiv e-prints, p. arXiv:1912.06216 (arXiv:1912.06216)
- Ciotti L., Bertin G., 1999, «Analytical properties of the $R^{1/m}$ law» *A&A*, 352, 447 (arXiv:astro-ph/9911078)
- Concas A., Pozzetti L., Moresco M., Cimatti A., 2017, «On the robustness of the $H\beta$ Lick index as a cosmic clock in passive early-type galaxies» *MNRAS*, 468, 1747 (arXiv:1702.07348)

- Conley A., Guy J., Sullivan M., et al. 2011, «Supernova Constraints and Systematic Uncertainties from the First Three Years of the Supernova Legacy Survey» *ApJS*, 192, 1 ([arXiv:1104.1443](#))
- Conroy C., 2013, «Modeling the Panchromatic Spectral Energy Distributions of Galaxies» *ARA&A*, 51, 393 ([arXiv:1301.7095](#))
- Conroy C., Gunn J. E., White M., 2009, «The Propagation of Uncertainties in Stellar Population Synthesis Modeling. I. The Relevance of Uncertain Aspects of Stellar Evolution and the Initial Mass Function to the Derived Physical Properties of Galaxies» *ApJ*, 699, 486 ([arXiv:0809.4261](#))
- Conroy C., Villaume A., van Dokkum P. G., Lind K., 2018, «Metal-rich, Metal-poor: Updated Stellar Population Models for Old Stellar Systems» *ApJ*, 854, 139 ([arXiv:1801.10185](#))
- Cowie L. L., Songaila A., Hu E. M., Cohen J. G., 1996, «New Insight on Galaxy Formation and Evolution From Keck Spectroscopy of the Hawaii Deep Fields» *AJ*, 112, 839 ([arXiv:astro-ph/9606079](#))
- D'Eugenio E., van der Wel A., Wu P.-F., et al. 2020, «Inverse stellar population age gradients of post-starburst galaxies at $z = 0.8$ with LEGA-C» *MNRAS*, 497, 389 ([arXiv:2007.00663](#))
- Daddi E., Cimatti A., Renzini A., et al. 2004, «A New Photometric Technique for the Joint Selection of Star-forming and Passive Galaxies at $1.4 < z < 2.5$ » *ApJ*, 617, 746 ([arXiv:astro-ph/0409041](#))
- Darvish B., Mobasher B., Sobral D., et al. 2016, «The Effects of the Local Environment and Stellar Mass on Galaxy Quenching to $z \sim 3$ » *ApJ*, 825, 113 ([arXiv:1605.03182](#))
- Davidzon I., Ilbert O., Laigle C., et al. 2017, «The COSMOS2015 galaxy stellar mass function . Thirteen billion years of stellar mass assembly in ten snapshots» *A&A*, 605, A70 ([arXiv:1701.02734](#))
- Dekel A., Zolotov A., Tweed D., et al. 2013, «Toy models for galaxy formation versus simulations» *MNRAS*, 435, 999 ([arXiv:1303.3009](#))
- Dicke R. H., Peebles P. J. E., Roll P. G., Wilkinson D. T., 1965, «Cosmic Black-Body Radiation.» *ApJ*, 142, 414
- Djorgovski S., Davis M., 1987, «Fundamental Properties of Elliptical Galaxies» *ApJ*, 313, 59
- Dressler A., Faber S. M., Burstein D., et al. 1987, «Spectroscopy and Photometry of Elliptical Galaxies: A Large-Scale Streaming Motion in the Local Universe» *ApJ*, 313, L37
- Dressler A., Smail I., Poggianti B. M., et al. 1999, «VizieR Online Data Catalog: Spectroscopic catalog of 10 rich galaxy clusters (Dressler+ 1999)» *VizieR Online Data Catalog*, p. J/ApJS/122/51
- Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., 1962, «Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed.» *ApJ*, 136, 748
- Einstein A., 1916, «The Foundation of the General Theory of Relativity» *Annalen Phys.*, 49, 769

- Eisenstein D. J., Zehavi I., Hogg D. W., et al. 2005, «Detection of the Baryon Acoustic Peak in the Large-Scale Correlation Function of SDSS Luminous Red Galaxies» *ApJ*, 633, 560 (arXiv:astro-ph/0501171)
- Emsellem E., Cappellari M., Krajnović D., et al. 2007, «The SAURON project - IX. A kinematic classification for early-type galaxies» *MNRAS*, 379, 401 (arXiv:astro-ph/0703531)
- Estrada-Carpenter V., Papovich C., Momcheva I., et al. 2019, «CLEAR. I. Ages and Metallicities of Quiescent Galaxies at $1.0 < z < 1.8$ Derived from Deep Hubble Space Telescope Grism Data» *ApJ*, 870, 133 (arXiv:1810.02824)
- Ezquiaga J. M., Zumalacárregui M., 2018, «Dark Energy in light of Multi-Messenger Gravitational-Wave astronomy» *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 5, 44 (arXiv:1807.09241)
- Faber S. M., 1973, «Variations in Spectral-Energy Distributions and Absorption-Line Strengths among Elliptical Galaxies» *ApJ*, 179, 731
- Faber S. M., Jackson R. E., 1976, «Velocity dispersions and mass-to-light ratios for elliptical galaxies.» *ApJ*, 204, 668
- Fagioli M., Carollo C. M., Renzini A., et al. 2016, «Minor Mergers or Progenitor Bias? The Stellar Ages of Small and Large Quenched Galaxies» *ApJ*, 831, 173 (arXiv:1607.03493)
- Fanfani V., 2019, Selezione di un campione ottimizzato di “cronometri standard” per la stima del parametro di Hubble, <https://amslaurea.unibo.it/17900/>
- Fixsen D. J., 2009, «The Temperature of the Cosmic Microwave Background» *ApJ*, 707, 916 (arXiv:0911.1955)
- Foreman-Mackey D., Hogg D. W., Lang D., Goodman J., 2013, «emcee: The MCMC Hammer» *PASP*, 125, 306 (arXiv:1202.3665)
- Franx M., van Dokkum P. G., 1996, in Bender R., Davies R. L., eds, IAU Symposium Vol. 171, New Light on Galaxy Evolution. p. 233 (arXiv:astro-ph/9603029)
- Freedman W. L., Madore B. F., Hatt D., et al. 2019, «The Carnegie-Chicago Hubble Program. VIII. An Independent Determination of the Hubble Constant Based on the Tip of the Red Giant Branch» *ApJ*, 882, 34 (arXiv:1907.05922)
- Friedmann A., 1922, «Über die Krümmung des Raumes» *Zeitschrift für Physik*, 10, 377
- Gallazzi A., Charlot S., Brinchmann J., White S. D. M., Tremonti C. A., 2005, «The ages and metallicities of galaxies in the local universe» *MNRAS*, 362, 41 (arXiv:astro-ph/0506539)
- Gallazzi A., Bell E. F., Zibetti S., Brinchmann J., Kelson D. D., 2014, «Charting the Evolution of the Ages and Metallicities of Massive Galaxies since $z = 0.7$ » *ApJ*, 788, 72 (arXiv:1404.5624)
- Ghirlanda G., Salafia O. S., Paragi Z., et al. 2019, «Compact radio emission indicates a structured jet was produced by a binary neutron star merger» *Science*, 363, 968 (arXiv:1808.00469)

- Girardi L., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 2000, «Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 M_{sun} , and from $Z=0.0004$ to 0.03» *A&AS*, **141**, 371 ([arXiv:astro-ph/9910164](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9910164))
- Gómez-Valent A., Amendola L., 2018, « H_0 from cosmic chronometers and Type Ia supernovae, with Gaussian Processes and the novel Weighted Polynomial Regression method» *J. Cosmology Astropart. Phys.*, **2018**, 051 ([arXiv:1802.01505](https://arxiv.org/abs/1802.01505))
- González J. J., 1993, PhD thesis, -
- Goodman J., Weare J., 2010, «Ensemble samplers with affine invariance» *Communications in Applied Mathematics and Computational Science*, **5**, 65
- Gray R., Hernandez I. M., Qi H., et al. 2020, «Cosmological inference using gravitational wave standard sirens: A mock data analysis» *Phys. Rev. D*, **101**, 122001 ([arXiv:1908.06050](https://arxiv.org/abs/1908.06050))
- Group P. D., et al., 2020, «Review of Particle Physics» *Progress of Theoretical and Experimental Physics*, 2020 (<https://academic.oup.com/ptep/article-pdf/2020/8/083C01/33653179/ptaa104.pdf>)
- Guth A. H., 1981, «Inflationary universe: A possible solution to the horizon and flatness problems» *Phys. Rev. D*, **23**, 347
- Hallinan G., Corsi A., Mooley K. P., et al. 2017, «A radio counterpart to a neutron star merger» *Science*, **358**, 1579 ([arXiv:1710.05435](https://arxiv.org/abs/1710.05435))
- Hamilton A. J. S., Tegmark M., 2002, «The real-space power spectrum of the PSCz survey from 0.01 to 300h Mpc^{-1} » *MNRAS*, **330**, 506 ([arXiv:astro-ph/0008392](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0008392))
- Haridasu B. S., Luković V. V., Moresco M., Vittorio N., 2018, «An improved model-independent assessment of the late-time cosmic expansion» *J. Cosmology Astropart. Phys.*, **2018**, 015 ([arXiv:1805.03595](https://arxiv.org/abs/1805.03595))
- Henriques B. M. B., White S. D. M., Thomas P. A., et al. 2015, «Galaxy formation in the Planck cosmology - I. Matching the observed evolution of star formation rates, colours and stellar masses» *MNRAS*, **451**, 2663 ([arXiv:1410.0365](https://arxiv.org/abs/1410.0365))
- Hogg D. W., 1999, «Distance measures in cosmology» arXiv e-prints, pp [astro-ph/9905116](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9905116) ([arXiv:astro-ph/9905116](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9905116))
- Holz D. E., Hughes S. A., 2005, «Using Gravitational-Wave Standard Sirens» *ApJ*, **629**, 15 ([arXiv:astro-ph/0504616](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0504616))
- Houdashelt M. L., Trager S. C., Worthey G., Bell R. A., 2002, in American Astronomical Society Meeting Abstracts. p. 14.05
- Hubble E., 1929, «A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae» *Proceedings of the National Academy of Science*, **15**, 168
- Hubble E. P., 1936, *Realm of the Nebulae*
- Huterer D., Shafer D. L., 2018, «Dark energy two decades after: observables, probes, consistency tests» *Reports on Progress in Physics*, **81**, 016901 ([arXiv:1709.01091](https://arxiv.org/abs/1709.01091))

- Ilbert O., Salvato M., Le Floch E., et al. 2010, «Galaxy Stellar Mass Assembly Between $0.2 < z < 2$ from the S-COSMOS Survey» *ApJ*, 709, 644 (arXiv:0903.0102)
- Ilbert O., McCracken H. J., Le Fèvre O., et al. 2013, «Mass assembly in quiescent and star-forming galaxies since $z = 4$ from UltraVISTA» *A&A*, 556, A55 (arXiv:1301.3157)
- Ilbert O., Arnouts S., Le Floch E., et al. 2015, «Evolution of the specific star formation rate function at $z < 1.4$ Dissecting the mass-SFR plane in COSMOS and GOODS» *A&A*, 579, A2 (arXiv:1410.4875)
- Jimenez R., Loeb A., 2002, «Constraining Cosmological Parameters Based on Relative Galaxy Ages» *ApJ*, 573, 37 (arXiv:astro-ph/0106145)
- Jimenez R., Verde L., Treu T., Stern D., 2003, «Constraints on the Equation of State of Dark Energy and the Hubble Constant from Stellar Ages and the Cosmic Microwave Background» *ApJ*, 593, 622 (arXiv:astro-ph/0302560)
- Jimenez R., Cimatti A., Verde L., Moresco M., Wandelt B., 2019, «The local and distant Universe: stellar ages and H_0 » *J. Cosmology Astropart. Phys.*, 2019, 043 (arXiv:1902.07081)
- Johansson J., Thomas D., Maraston C., 2010, «Empirical calibrations of optical absorption-line indices based on the stellar library MILES» *MNRAS*, 406, 165 (arXiv:1003.5214)
- Jørgensen I., Chiboucas K., Chiboucas K., 2013, «Stellar Populations and Evolution of Early-type Cluster Galaxies: Constraints from Optical Imaging and Spectroscopy of $z = 0.5-0.9$ Galaxy Clusters» *AJ*, 145, 77 (arXiv:1301.3177)
- Kauffmann G., Heckman T. M., White S. D. M., et al. 2003, «Stellar masses and star formation histories for 10^5 galaxies from the Sloan Digital Sky Survey» *MNRAS*, 341, 33 (arXiv:astro-ph/0204055)
- Kereš D., Katz N., Fardal M., Davé R., Weinberg D. H., 2009, «Galaxies in a simulated Λ CDM Universe - I. Cold mode and hot cores» *MNRAS*, 395, 160 (arXiv:0809.1430)
- Knox L., Millea M., 2020, «Hubble constant hunter's guide» *Phys. Rev. D*, 101, 043533 (arXiv:1908.03663)
- Koekemoer A. M., Aussel H., Calzetti D., et al. 2007, «The COSMOS Survey: Hubble Space Telescope Advanced Camera for Surveys Observations and Data Processing» *ApJS*, 172, 196 (arXiv:astro-ph/0703095)
- Kormendy J., 1977, «Brightness distributions in compact and normal galaxies. II. Structure parameters of the spheroidal component.» *ApJ*, 218, 333
- Korn A. J., Maraston C., Thomas D., 2005, «The sensitivity of Lick indices to abundance variations» *A&A*, 438, 685 (arXiv:astro-ph/0504574)
- Kriek M., et al., 2019, «Stellar Metallicities and Elemental Abundance Ratios of $z \sim 1.4$ Massive Quiescent Galaxies» *ApJ*, 880, L31 (arXiv:1907.04327)
- LSST Science Collaboration Abell P. A., Allison J., et al. 2009, «LSST Science Book, Version 2.0» arXiv e-prints, p. arXiv:0912.0201 (arXiv:0912.0201)

- Laigle C., McCracken H. J., Ilbert O., et al. 2016, «The COSMOS2015 Catalog: Exploring the 1 z 6 Universe with Half a Million Galaxies» *ApJS*, 224, 24 ([arXiv:1604.02350](#))
- Laureijs R., Amiaux J., Arduini S., et al. 2011, «Euclid Definition Study Report» arXiv e-prints, [p. arXiv:1110.3193](#) ([arXiv:1110.3193](#))
- Lee H.-c., Worthey G., 2005, « α -Enhanced Integrated Lick/IDS Spectral Indices and Milky Way and M31 Globular Clusters and Early-Type Galaxies» *ApJS*, 160, 176 ([arXiv:astro-ph/0504509](#))
- Lee H.-c., Worthey G., Dotter A., et al. 2009, «Stellar Population Models and Individual Element Abundances. II. Stellar Spectra and Integrated Light Models» *ApJ*, 694, 902 ([arXiv:0812.1563](#))
- Lemaître G., 1927, «Un Univers homogène de masse constante et de rayon croissant rendant compte de la vitesse radiale des nébuleuses extra-galactiques» *Annales de la Société Scientifique de Bruxelles*, 47, 49
- Leonardi A. J., Rose J. A., 1996, «The Ages of Starbursts in Post-Starburst Galaxies» *AJ*, 111, 182 ([arXiv:astro-ph/9510033](#))
- Lesgourgues J., Manganò G., Miele G., Pastor S., 2013, *Neutrino Cosmology*. Cambridge University Press
- Lilly S. J., Le Fèvre O., Renzini A., et al. 2007, «zCOSMOS: A Large VLT/VIMOS Redshift Survey Covering 0 z 3 in the COSMOS Field» *ApJS*, 172, 70 ([arXiv:astro-ph/0612291](#))
- Linde A. D., 1982, «A new inflationary universe scenario: A possible solution of the horizon, flatness, homogeneity, isotropy and primordial monopole problems» *Physics Letters B*, 108, 389
- Linder E. V., 2003, «Exploring the Expansion History of the Universe» *Phys. Rev. Lett.*, 90, 091301 ([arXiv:astro-ph/0208512](#))
- Livio M., Mazzali P., 2018, «On the progenitors of Type Ia supernovae» *Phys. Rep.*, 736, 1 ([arXiv:1802.03125](#))
- Lonoce I., Longhetti M., Maraston C., et al. 2015, «Old age and supersolar metallicity in a massive $z \sim 1.4$ early-type galaxy from VLT/X-Shooter spectroscopy» *MNRAS*, 454, 3912 ([arXiv:1509.04000](#))
- Lonoce I., Maraston C., Thomas D., et al. 2020, «Stellar population properties of individual massive early-type galaxies at 1.4 z 2» *MNRAS*, 492, 326 ([arXiv:1912.00084](#))
- MacArthur L. A., 2005, «Dust Sensitivity of Absorption-Line Indices» *ApJ*, 623, 795 ([arXiv:astro-ph/0412506](#))
- Magorrian J., Tremaine S., Richstone D., et al. 1998, «The Demography of Massive Dark Objects in Galaxy Centers» *AJ*, 115, 2285 ([arXiv:astro-ph/9708072](#))
- Maiolino R., Mannucci F., 2019, «De re metallica: the cosmic chemical evolution of galaxies» *A&A Rev.*, 27, 3 ([arXiv:1811.09642](#))

- Maraston C., 1998, «Evolutionary synthesis of stellar populations: a modular tool» *MNRAS*, **300**, 872 ([arXiv:astro-ph/9807338](#))
- Maraston C., 2005, «Evolutionary population synthesis: models, analysis of the ingredients and application to high-z galaxies» *MNRAS*, **362**, 799 ([arXiv:astro-ph/0410207](#))
- Maraston C., 2013, in Thomas D., Pasquali A., Ferreras I., eds, IAU Symposium Vol. 295, The Intriguing Life of Massive Galaxies. pp 272–281, [doi:10.1017/S174392131300505X](#)
- Maraston C., Strömbäck G., 2011, «Stellar population models at high spectral resolution» *MNRAS*, **418**, 2785 ([arXiv:1109.0543](#))
- Martin D. C., Wyder T. K., Schiminovich D., et al. 2007, «The UV-Optical Galaxy Color-Magnitude Diagram. III. Constraints on Evolution from the Blue to the Red Sequence» *ApJS*, **173**, 342 ([arXiv:astro-ph/0703281](#))
- Marulli F., Veropalumbo A., Moresco M., 2016, «CosmoBolognaLib: C++ libraries for cosmological calculations» *Astronomy and Computing*, **14**, 35 ([arXiv:1511.00012](#))
- Masters K. L., Mosleh M., Romer A. K., et al. 2010, «Galaxy Zoo: passive red spirals» *MNRAS*, **405**, 783 ([arXiv:0910.4113](#))
- McCracken H. J., Milvang-Jensen B., Dunlop J., et al. 2012, «UltraVISTA: a new ultra-deep near-infrared survey in COSMOS» *A&A*, **544**, A156 ([arXiv:1204.6586](#))
- McDermid R. M., Alatalo K., Blitz L., et al. 2015, «The ATLAS^{3D} Project - XXX. Star formation histories and stellar population scaling relations of early-type galaxies» *MNRAS*, **448**, 3484 ([arXiv:1501.03723](#))
- Mignoli M., Zamorani G., Scodreggio M., et al. 2009, «The zCOSMOS redshift survey: the three-dimensional classification cube and bimodality in galaxy physical properties» *A&A*, **493**, 39 ([arXiv:0810.2245](#))
- Moresco M., 2015, «Raising the bar: new constraints on the Hubble parameter with cosmic chronometers at $z \sim 2$.» *MNRAS*, **450**, L16 ([arXiv:1503.01116](#))
- Moresco M., Marulli F., 2017, «Cosmological constraints from a joint analysis of cosmic growth and expansion» *MNRAS*, **471**, L82 ([arXiv:1705.07903](#))
- Moresco M., Jimenez R., Cimatti A., Pozzetti L., 2011, «Constraining the expansion rate of the Universe using low-redshift ellipticals as cosmic chronometers» *J. Cosmology Astropart. Phys.*, **2011**, 045 ([arXiv:1010.0831](#))
- Moresco M., Verde L., Pozzetti L., Jimenez R., Cimatti A., 2012a, «New constraints on cosmological parameters and neutrino properties using the expansion rate of the Universe to $z \sim 1.75$ » *J. Cosmology Astropart. Phys.*, **2012**, 053 ([arXiv:1201.6658](#))
- Moresco M., Cimatti A., Jimenez R., et al. 2012b, «Improved constraints on the expansion rate of the Universe up to $z \sim 1.1$ from the spectroscopic evolution of cosmic chronometers» *J. Cosmology Astropart. Phys.*, **2012**, 006 ([arXiv:1201.3609](#))

- Moresco M., Pozzetti L., Cimatti A., et al. 2013, «Spot the difference. Impact of different selection criteria on observed properties of passive galaxies in zCOSMOS-20k sample» *A&A*, 558, A61 (arXiv:1305.1308)
- Moresco M., Pozzetti L., Cimatti A., et al. 2016a, «A 6% measurement of the Hubble parameter at $z \sim 0.45$: direct evidence of the epoch of cosmic re-acceleration» *J. Cosmology Astropart. Phys.*, 2016, 014 (arXiv:1601.01701)
- Moresco M., Jimenez R., Verde L., et al. 2016b, «Constraining the time evolution of dark energy, curvature and neutrino properties with cosmic chronometers» *J. Cosmology Astropart. Phys.*, 2016, 039 (arXiv:1604.00183)
- Moresco M., Jimenez R., Verde L., et al. 2018, «Setting the Stage for Cosmic Chronometers. I. Assessing the Impact of Young Stellar Populations on Hubble Parameter Measurements» *ApJ*, 868, 84 (arXiv:1804.05864)
- Moresco M., Jimenez R., Verde L., Cimatti A., Pozzetti L., 2020, «Setting the Stage for Cosmic Chronometers. II. Impact of Stellar Population Synthesis Models Systematics and Full Covariance Matrix» *ApJ*, 898, 82 (arXiv:2003.07362)
- Muzzin A., Marchesini D., Stefanon M., et al. 2013, «The Evolution of the Stellar Mass Functions of Star-forming and Quiescent Galaxies to $z = 4$ from the COSMOS/UltraVISTA Survey» *ApJ*, 777, 18 (arXiv:1303.4409)
- Nunes R. C., Pan S., Saridakis E. N., 2016, «New constraints on interacting dark energy from cosmic chronometers» *Phys. Rev. D*, 94, 023508 (arXiv:1605.01712)
- Onodera M., Renzini A., Carollo M., et al. 2012, «Deep Near-infrared Spectroscopy of Passively Evolving Galaxies at $z \sim 1.4$ » *ApJ*, 755, 26 (arXiv:1206.1540)
- Onodera M., Carollo C. M., Renzini A., et al. 2015, «The Ages, Metallicities, and Element Abundance Ratios of Massive Quenched Galaxies at $z = 1.6$ » *ApJ*, 808, 161 (arXiv:1411.5023)
- Oser L., Ostriker J. P., Naab T., Johansson P. H., Burkert A., 2010, «The Two Phases of Galaxy Formation» *ApJ*, 725, 2312 (arXiv:1010.1381)
- Peebles P. J. E., Yu J. T., 1970, «Primeval Adiabatic Perturbation in an Expanding Universe» *ApJ*, 162, 815
- Pelliccia D., Mobasher B., Darvish B., et al. 2020, «Effects of Stellar Feedback on Stellar and Gas Kinematics of Star-forming Galaxies at $0.6 < z < 1.0$ » *ApJ*, 896, L26 (arXiv:2001.00590)
- Penzias A. A., Wilson R. W., 1965, «A Measurement of Excess Antenna Temperature at 4080 Mc/s.» *ApJ*, 142, 419
- Perlmutter S., Aldering G., Goldhaber G., et al. 1999, «Measurements of Ω and Λ from 42 High-Redshift Supernovae» *ApJ*, 517, 565 (arXiv:astro-ph/9812133)
- Phillips M. M., 1993, «The Absolute Magnitudes of Type IA Supernovae» *ApJ*, 413, L105

- Pian E., D'Avanzo P., Benetti S., et al. 2017, «Spectroscopic identification of r-process nucleosynthesis in a double neutron-star merger» *Nature*, **551**, 67 ([arXiv:1710.05858](#))
- Planck Collaboration 2016, «Planck 2015 results. XIII. Cosmological parameters» *A&A*, **594**, A13 ([arXiv:1502.01589](#))
- Planck Collaboration 2018, «Planck 2018 results. VI. Cosmological parameters» arXiv e-prints, p. [arXiv:1807.06209](#) ([arXiv:1807.06209](#))
- Pozzetti L., Bolzonella M., Zucca E., et al. 2010, «zCOSMOS - 10k-bright spectroscopic sample. The bimodality in the galaxy stellar mass function: exploring its evolution with redshift» *A&A*, **523**, A13 ([arXiv:0907.5416](#))
- Proctor R. N., Forbes D. A., Beasley M. A., 2004, «A robust method for the analysis of integrated spectra from globular clusters using Lick indices» *MNRAS*, **355**, 1327 ([arXiv:astro-ph/0409526](#))
- Ratsimbazafy A. L., Loubser S. I., Crawford S. M., et al. 2017, «Age-dating luminous red galaxies observed with the Southern African Large Telescope» *MNRAS*, **467**, 3239 ([arXiv:1702.00418](#))
- Renzini A., 2006, «Stellar Population Diagnostics of Elliptical Galaxy Formation» *ARA&A*, **44**, 141 ([arXiv:astro-ph/0603479](#))
- Riess A. G., Filippenko A. V., Challis P., et al. 1998, «Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant» *AJ*, **116**, 1009 ([arXiv:astro-ph/9805201](#))
- Riess A. G., Macri L. M., Hoffmann S. L., et al. 2016, «A 2.4% Determination of the Local Value of the Hubble Constant» *ApJ*, **826**, 56 ([arXiv:1604.01424](#))
- Riess A. G., Casertano S., Yuan W., Macri L. M., Scolnic D., 2019, «Large Magellanic Cloud Cepheid Standards Provide a 1% Foundation for the Determination of the Hubble Constant and Stronger Evidence for Physics beyond Λ CDM» *ApJ*, **876**, 85 ([arXiv:1903.07603](#))
- Rose J. A., 1984, «Spectral anomalies in the Hyades and Pleiades and in field stars with active chromospheres.» *AJ*, **89**, 1238
- Rose J. A., 1985, «Constraints on stellar populations in elliptical galaxies.» *AJ*, **90**, 1927
- Ross A. J., Samushia L., Howlett C., et al. 2015, «The clustering of the SDSS DR7 main Galaxy sample - I. A 4 per cent distance measure at $z = 0.15$ » *MNRAS*, **449**, 835 ([arXiv:1409.3242](#))
- Rubin V. C., Ford W. Kent J., 1970, «Rotation of the Andromeda Nebula from a Spectroscopic Survey of Emission Regions» *ApJ*, **159**, 379
- Sánchez S. E., 2020, «Spatially Resolved Spectroscopic Properties of Low-Redshift Star-Forming Galaxies» *ARA&A*, **58**, annurev ([arXiv:1911.06925](#))
- Sánchez Almeida J., Terlevich R., Terlevich E., Cid Fernandes R., Morales-Luis A. B., 2012, «Qualitative Interpretation of Galaxy Spectra» *ApJ*, **756**, 163 ([arXiv:1207.3928](#))

- Sánchez-Blázquez P., Peletier R. F., Jiménez-Vicente J., et al. 2006, «Medium-resolution Isaac Newton Telescope library of empirical spectra» *MNRAS*, **371**, 703 ([arXiv:astro-ph/0607009](#))
- Sapone D., Majerotto E., Nesseris S., 2014, «Curvature versus distances: Testing the FLRW cosmology» *Phys. Rev. D*, **90**, 023012 ([arXiv:1402.2236](#))
- Scarlata C., Carollo C. M., Lilly S., et al. 2007, «COSMOS Morphological Classification with the Zurich Estimator of Structural Types (ZEST) and the Evolution Since $z = 1$ of the Luminosity Function of Early, Disk, and Irregular Galaxies» *ApJS*, **172**, 406
- Schawinski K., Urry C. M., Simmons B. D., et al. 2014, «The green valley is a red herring: Galaxy Zoo reveals two evolutionary pathways towards quenching of star formation in early- and late-type galaxies» *MNRAS*, **440**, 889 ([arXiv:1402.4814](#))
- Schiavon R. P., 2007, «Population Synthesis in the Blue. IV. Accurate Model Predictions for Lick Indices and UBV Colors in Single Stellar Populations» *ApJS*, **171**, 146 ([arXiv:astro-ph/0611464](#))
- Schutz B. F., 1986, «Determining the Hubble constant from gravitational wave observations» *Nature*, **323**, 310
- Scolnic D. M., Jones D. O., Rest A., et al. 2018, «The Complete Light-curve Sample of Spectroscopically Confirmed SNe Ia from Pan-STARRS1 and Cosmological Constraints from the Combined Pantheon Sample» *ApJ*, **859**, 101 ([arXiv:1710.00845](#))
- Scott N., Brough S., Croom S. M., et al. 2017, «The SAMI Galaxy Survey: global stellar populations on the size-mass plane» *MNRAS*, **472**, 2833 ([arXiv:1708.06849](#))
- Scoville N., Aussel H., Brusa M., et al. 2007, «The Cosmic Evolution Survey (COSMOS): Overview» *ApJS*, **172**, 1 ([arXiv:astro-ph/0612305](#))
- Seikel M., Yahya S., Maartens R., Clarkson C., 2012, «Using $H(z)$ data as a probe of the concordance model» *Phys. Rev. D*, **86**, 083001 ([arXiv:1205.3431](#))
- Sersic J. L., 1968, Atlas de Galaxias Australes
- Sharma S., 2017, «Markov Chain Monte Carlo Methods for Bayesian Data Analysis in Astronomy» *ARA&A*, **55**, 213 ([arXiv:1706.01629](#))
- Shen S., Mo H. J., White S. D. M., et al. 2003, «The size distribution of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey» *MNRAS*, **343**, 978 ([arXiv:astro-ph/0301527](#))
- Simon J., Verde L., Jimenez R., 2005, «Constraints on the redshift dependence of the dark energy potential» *Phys. Rev. D*, **71**, 123001 ([arXiv:astro-ph/0412269](#))
- Siudek M., Małek K., Scodreggio M., et al. 2017, «The VIMOS Public Extragalactic Redshift Survey (VIPERS). Star formation history of passive red galaxies» *A&A*, **597**, A107 ([arXiv:1605.05503](#))
- Siudek M., Małek K., Pollo A., et al. 2018, «The VIMOS Public Extragalactic Redshift Survey (VIPERS). The complexity of galaxy populations at $0.4 < z < 1.3$ revealed with unsupervised machine-learning algorithms» *A&A*, **617**, A70 ([arXiv:1805.09904](#))

- Soares-Santos M., Palmese A., Hartley W., et al. 2019, «First Measurement of the Hubble Constant from a Dark Standard Siren using the Dark Energy Survey Galaxies and the LIGO/Virgo Binary-Black-hole Merger GW170814» *ApJ*, 876, L7 ([arXiv:1901.01540](#))
- Speagle J. S., Steinhardt C. L., Capak P. L., Silverman J. D., 2014, «A Highly Consistent Framework for the Evolution of the Star-Forming “Main Sequence” from $z \sim 0-6$ » *ApJS*, 214, 15 ([arXiv:1405.2041](#))
- Spergel D., Gehrels N., Baltay C., et al. 2015, «Wide-Field Infrared Survey Telescope-Astrophysics Focused Telescope Assets WFIRST-AFTA 2015 Report» arXiv e-prints, p. [arXiv:1503.03757](#) ([arXiv:1503.03757](#))
- Stern D., Jimenez R., Verde L., Kamionkowski M., Stanford S. A., 2010, «Cosmic chronometers: constraining the equation of state of dark energy. I: $H(z)$ measurements» *J. Cosmology Astropart. Phys.*, 2010, 008 ([arXiv:0907.3149](#))
- Storey P. J., Zeppen C. J., 2000, «Theoretical values for the [OIII] 5007/4959 line-intensity ratio and homologous cases» *MNRAS*, 312, 813
- Straatman C. M. S., van der Wel A., Bezanson R., et al. 2018, «The Large Early Galaxy Astrophysics Census (LEGA-C) Data Release 2: Dynamical and Stellar Population Properties of $z \lesssim 1$ Galaxies in the COSMOS Field» *ApJS*, 239, 27 ([arXiv:1809.08236](#))
- Strateva I., Ivezić Ž., Knapp G. R., et al. 2001, «Color Separation of Galaxy Types in the Sloan Digital Sky Survey Imaging Data» *AJ*, 122, 1861 ([arXiv:astro-ph/0107201](#))
- Sunyaev R. A., Zeldovich Y. B., 1970, «Small-Scale Fluctuations of Relic Radiation» *Ap&SS*, 7, 3
- Taniguchi Y., Kajisawa M., Kobayashi M. A. R., et al. 2015, «The Subaru COSMOS 20: Subaru optical imaging of the HST COSMOS field with 20 filters*» *PASJ*, 67, 104 ([arXiv:1510.00550](#))
- Taylor M. B., 2005, TOPCAT & STIL: Starlink Table/VOTable Processing Software. p. 29
- Thomas D., Maraston C., Bender R., 2003, «Stellar population models of Lick indices with variable element abundance ratios» *MNRAS*, 339, 897 ([arXiv:astro-ph/0209250](#))
- Thomas D., Maraston C., Korn A., 2004, «Higher-order Balmer line indices in α /Fe-enhanced stellar population models» *MNRAS*, 351, L19 ([arXiv:astro-ph/0404511](#))
- Thomas D., Maraston C., Bender R., Mendes de Oliveira C., 2005, «The Epochs of Early-Type Galaxy Formation as a Function of Environment» *ApJ*, 621, 673 ([arXiv:astro-ph/0410209](#))
- Thomas D., Maraston C., Schawinski K., Sarzi M., Silk J., 2010, «Environment and self-regulation in galaxy formation» *MNRAS*, 404, 1775 ([arXiv:0912.0259](#))
- Thomas D., Maraston C., Johansson J., 2011a, «Flux-calibrated stellar population models of Lick absorption-line indices with variable element abundance ratios» *MNRAS*, 412, 2183 ([arXiv:1010.4569](#))

- Thomas D., Johansson J., Maraston C., 2011b, «Chemical abundance ratios of galactic globular clusters from modelling integrated light spectroscopy» *MNRAS*, **412**, 2199 ([arXiv:1010.4570](https://arxiv.org/abs/1010.4570))
- Tinsley B. M., 1972, «Stellar Evolution in Elliptical Galaxies» *ApJ*, **178**, 319
- Trager S. C., Worthey G., Faber S. M., Burstein D., González J. J., 1998, «Old Stellar Populations. VI. Absorption-Line Spectra of Galaxy Nuclei and Globular Clusters» *ApJS*, **116**, 1 ([arXiv:astro-ph/9712258](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9712258))
- Trager S. C., Faber S. M., Worthey G., González J. J., 2000, «The Stellar Population Histories of Local Early-Type Galaxies. I. Population Parameters» *AJ*, **119**, 1645 ([arXiv:astro-ph/0001072](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0001072))
- Treu T., Ellis R. S., Liao T. X., et al. 2005, «The Assembly History of Field Spheroidals: Evolution of Mass-to-Light Ratios and Signatures of Recent Star Formation» *ApJ*, **633**, 174 ([arXiv:astro-ph/0503164](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0503164))
- Tripicco M. J., Bell R. A., 1995, «Modeling the LICK/IDS Spectral Feature Indices Using Synthetic Spectra» *AJ*, **110**, 3035
- Troja E., Piro L., van Eerten H., et al. 2017, «The X-ray counterpart to the gravitational-wave event GW170817» *Nature*, **551**, 71 ([arXiv:1710.05433](https://arxiv.org/abs/1710.05433))
- Trotta R., 2017, «Bayesian Methods in Cosmology» arXiv e-prints, p. [arXiv:1701.01467](https://arxiv.org/abs/1701.01467) ([arXiv:1701.01467](https://arxiv.org/abs/1701.01467))
- Trujillo I., Förster Schreiber N. M., Rudnick G., et al. 2006, «The Size Evolution of Galaxies since $z \sim 3$: Combining SDSS, GEMS, and FIRES» *ApJ*, **650**, 18 ([arXiv:astro-ph/0504225](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0504225))
- Valentino F., Tanaka M., Davidzon I., et al. 2020, «Quiescent Galaxies 1.5 Billion Years after the Big Bang and Their Progenitors» *ApJ*, **889**, 93 ([arXiv:1909.10540](https://arxiv.org/abs/1909.10540))
- Vazdekis A., Arimoto N., 1999, «A Robust Age Indicator for Old Stellar Populations» *ApJ*, **525**, 144 ([arXiv:astro-ph/9906140](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9906140))
- Vazdekis A., Casuso E., Peletier R. F., Beckman J. E., 1996, «A New Chemo-evolutionary Population Synthesis Model for Early-Type Galaxies. I. Theoretical Basis» *ApJS*, **106**, 307 ([arXiv:astro-ph/9605112](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9605112))
- Vazdekis A., Sánchez-Blázquez P., Falcón-Barroso J., et al. 2010, «Evolutionary stellar population synthesis with MILES - I. The base models and a new line index system» *MNRAS*, **404**, 1639 ([arXiv:1004.4439](https://arxiv.org/abs/1004.4439))
- Vazdekis A., Ricciardelli E., Cenarro A. J., et al. 2012, «MIUSCAT: extended MILES spectral coverage - I. Stellar population synthesis models» *MNRAS*, **424**, 157 ([arXiv:1205.5496](https://arxiv.org/abs/1205.5496))
- Verde L., 2007, «A practical guide to Basic Statistical Techniques for Data Analysis in Cosmology» arXiv e-prints, p. [arXiv:0712.3028](https://arxiv.org/abs/0712.3028) ([arXiv:0712.3028](https://arxiv.org/abs/0712.3028))
- Verde L., 2010, Statistical Methods in Cosmology. pp 147–177, [doi:10.1007/978-3-642-10598-2_4](https://doi.org/10.1007/978-3-642-10598-2_4)

- Verde L., Protopapas P., Jimenez R., 2014, «The expansion rate of the intermediate universe in light of Planck» *Physics of the Dark Universe*, **5**, 307 ([arXiv:1403.2181](#))
- Verde L., Treu T., Riess A. G., 2019, «Tensions between the early and late Universe» *Nature Astronomy*, **3**, 891 ([arXiv:1907.10625](#))
- Wang L.-L., Luo A. L., Shen S.-Y., et al. 2018, «Spectral classification and composites of galaxies in LAMOST DR4» *MNRAS*, **474**, 1873 ([arXiv:1710.10611](#))
- Williams R. J., Quadri R. F., Franx M., van Dokkum P., Labbé I., 2009, «Detection of Quiescent Galaxies in a Bicolor Sequence from $Z = 0-2$ » *ApJ*, **691**, 1879 ([arXiv:0806.0625](#))
- Wise J. H., 2019, «An Introductory Review on Cosmic Reionization» arXiv e-prints, **p.** [arXiv:1907.06653](#) ([arXiv:1907.06653](#))
- Worthey G., 1994, «Comprehensive Stellar Population Models and the Disentanglement of Age and Metallicity Effects» *ApJS*, **95**, 107
- Worthey G., Ottaviani D. L., 1997, « $H\gamma$ and $H\delta$ Absorption Features in Stars and Stellar Populations» *ApJS*, **111**, 377
- Worthey G., Faber S. M., Gonzalez J. J., Burstein D., 1994, «Old Stellar Populations. V. Absorption Feature Indices for the Complete Lick/IDS Sample of Stars» *ApJS*, **94**, 687
- Wu P.-E., van der Wel A., Bezanson R., et al. 2020, «The Colors and Sizes of Recently Quenched Galaxies: A Result of Compact Starburst before Quenching» *ApJ*, **888**, 77 ([arXiv:1912.03683](#))
- Yang W., Pan S., Di Valentino E., et al. 2018, «Tale of stable interacting dark energy, observational signatures, and the H_0 tension» *J. Cosmology Astropart. Phys.*, **2018**, 019 ([arXiv:1805.08252](#))
- Zamojski M. A., Schiminovich D., Rich R. M., et al. 2007, «Deep GALEX Imaging of the COSMOS HST Field: A First Look at the Morphology of $z \sim 0.7$ Star-forming Galaxies» *ApJS*, **172**, 468 ([arXiv:astro-ph/0701478](#))
- Zarrouk P., Burtin E., Gil-Marín H., et al. 2018, «The clustering of the SDSS-IV extended Baryon Oscillation Spectroscopic Survey DR14 quasar sample: measurement of the growth rate of structure from the anisotropic correlation function between redshift 0.8 and 2.2» *MNRAS*, **477**, 1639 ([arXiv:1801.03062](#))
- Zhang C., Zhang H., Yuan S., et al. 2014, «Four new observational $H(z)$ data from luminous red galaxies in the Sloan Digital Sky Survey data release seven» *Research in Astronomy and Astrophysics*, **14**, 1221 ([arXiv:1207.4541](#))
- Zhao G.-B., Raveri M., Pogosian L., et al. 2017, «Dynamical dark energy in light of the latest observations» *Nature Astronomy*, **1**, 627 ([arXiv:1701.08165](#))
- Ziegler B. L., Thomas D., Böhm A., et al. 2005, «Kinematic and chemical evolution of early-type galaxies» *A&A*, **433**, 519 ([arXiv:astro-ph/0412250](#))

- Zucca E., Bardelli S., Bolzonella M., et al. 2009, «The zCOSMOS survey: the role of the environment in the evolution of the luminosity function of different galaxy types» *A&A*, **508**, 1217 ([arXiv:0909.4674](https://arxiv.org/abs/0909.4674))
- Zwicky F., 1933, «Die Rotverschiebung von extragalaktischen Nebeln» *Helvetica Physica Acta*, **6**, 110
- de Sainte Agathe V., Balland C., du Mas des Bourboux H., et al. 2019, «Baryon acoustic oscillations at $z = 2.34$ from the correlations of Ly α absorption in eBOSS DR14» *A&A*, **629**, A85 ([arXiv:1904.03400](https://arxiv.org/abs/1904.03400))
- de Vaucouleurs G., 1948, «Recherches sur les Nebuleuses Extragalactiques» *Annales d'Astrophysique*, **11**, 247
- eBOSS Collaboration 2020, «The Completed SDSS-IV extended Baryon Oscillation Spectroscopic Survey: Cosmological Implications from two Decades of Spectroscopic Surveys at the Apache Point observatory» arXiv e-prints, p. [arXiv:2007.08991](https://arxiv.org/abs/2007.08991) ([arXiv:2007.08991](https://arxiv.org/abs/2007.08991))
- van Albada T. S., 1982, «Dissipationless galaxy formation and the R to the 1/4-power law» *MNRAS*, **201**, 939
- van Dokkum P. G., Franx M., Fabricant D., Illingworth G. D., Kelson D. D., 2000, «Hubble Space Telescope Photometry and Keck Spectroscopy of the Rich Cluster MS 1054-03: Morphologies, Butcher-Oemler Effect, and the Color-Magnitude Relation at $Z = 0.83$ » *ApJ*, **541**, 95 ([arXiv:astro-ph/0002507](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0002507))
- van der Wel A., Noeske K., Bezanson R., et al. 2016, «The VLT LEGA-C Spectroscopic Survey: The Physics of Galaxies at a Lookback Time of 7 Gyr» *ApJS*, **223**, 29 ([arXiv:1603.05479](https://arxiv.org/abs/1603.05479))

Appendice A

Immagini ACS-I delle passive selezionate

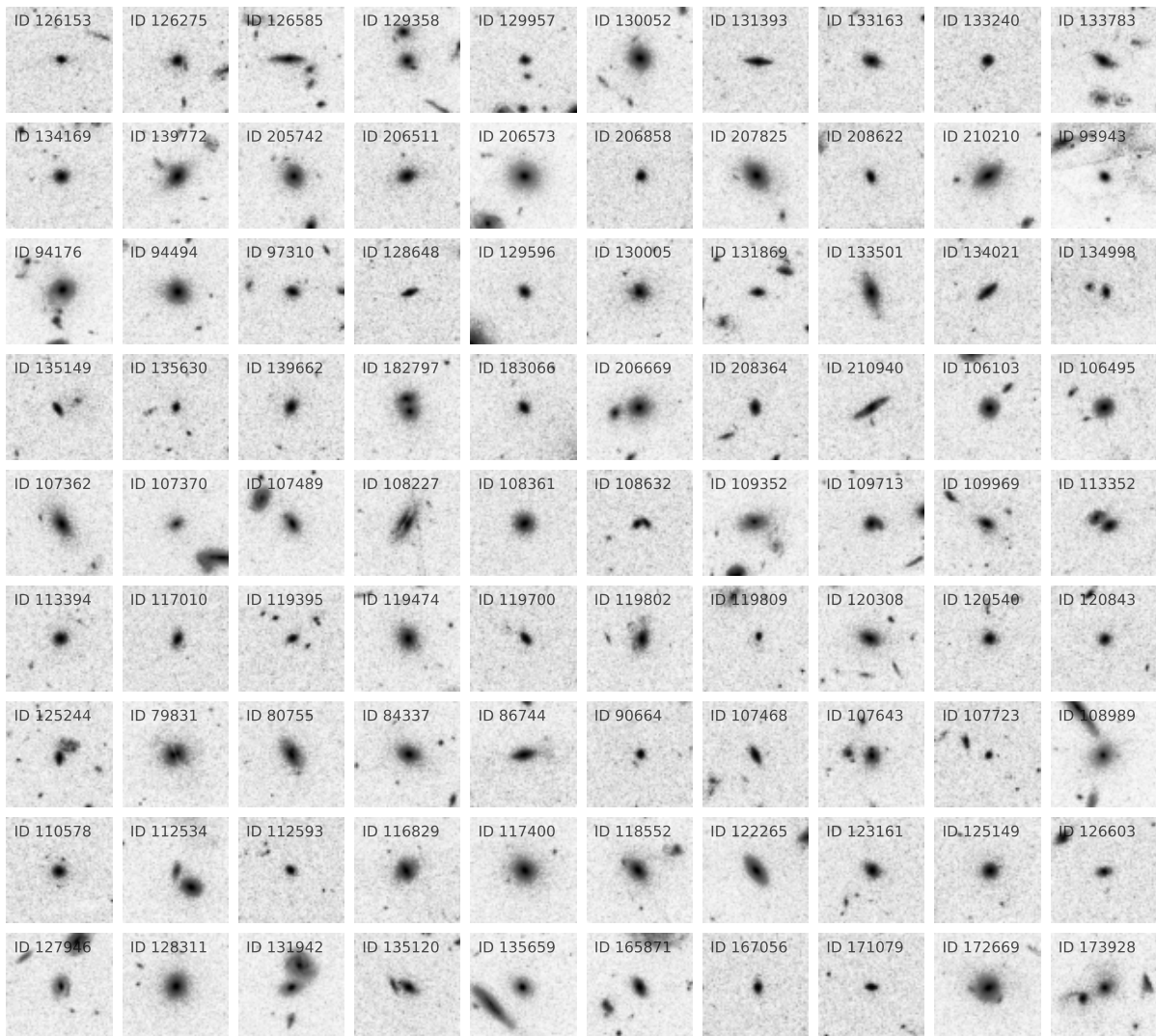


Figura A.1 Immagini HST/ACS in banda *I* (*F814W*) delle 350 galassie passive selezionate dalla survey LEGA-C DR2. Ogni lato misura 10 arcosecondi.

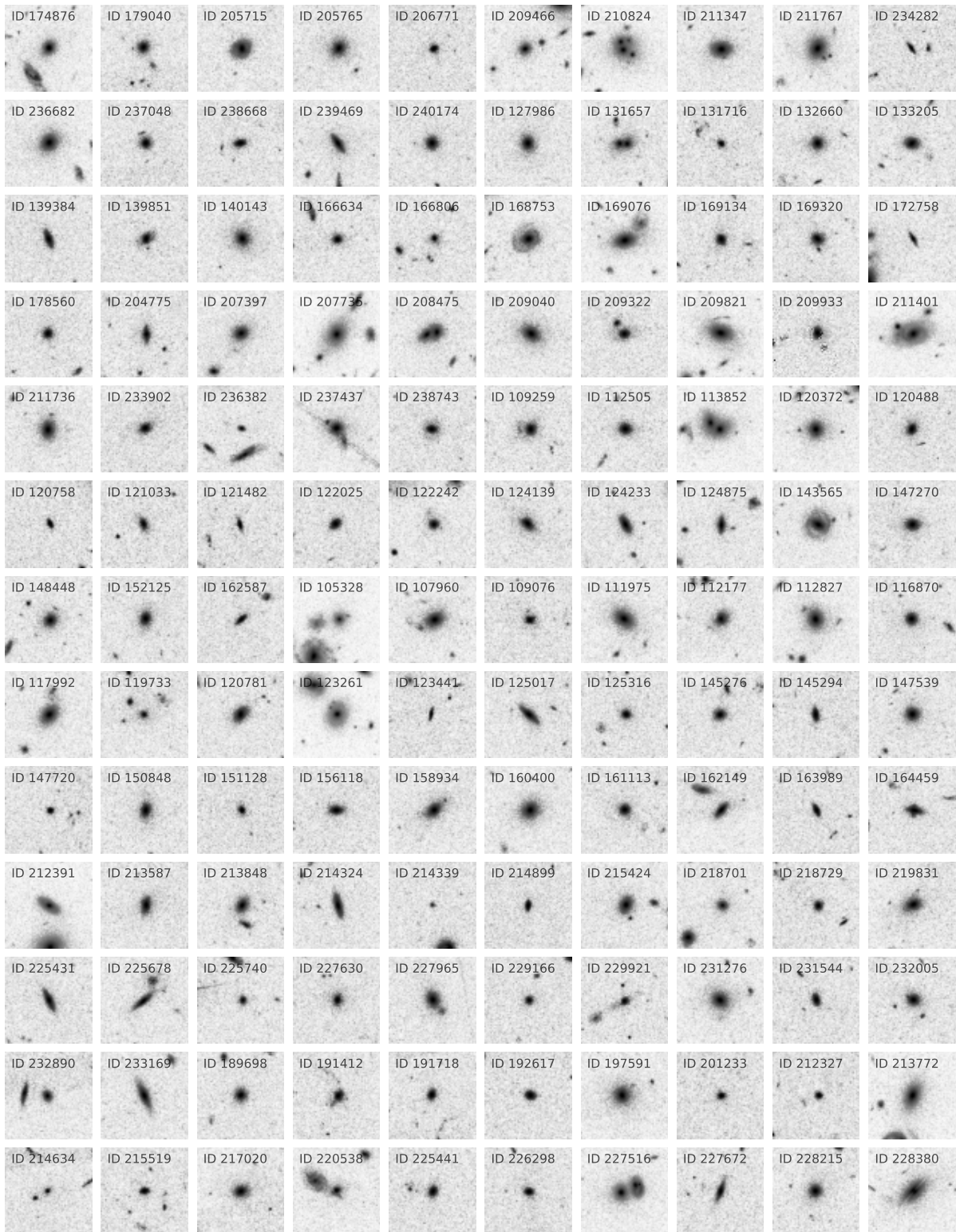


Figura A.1 *Continua*

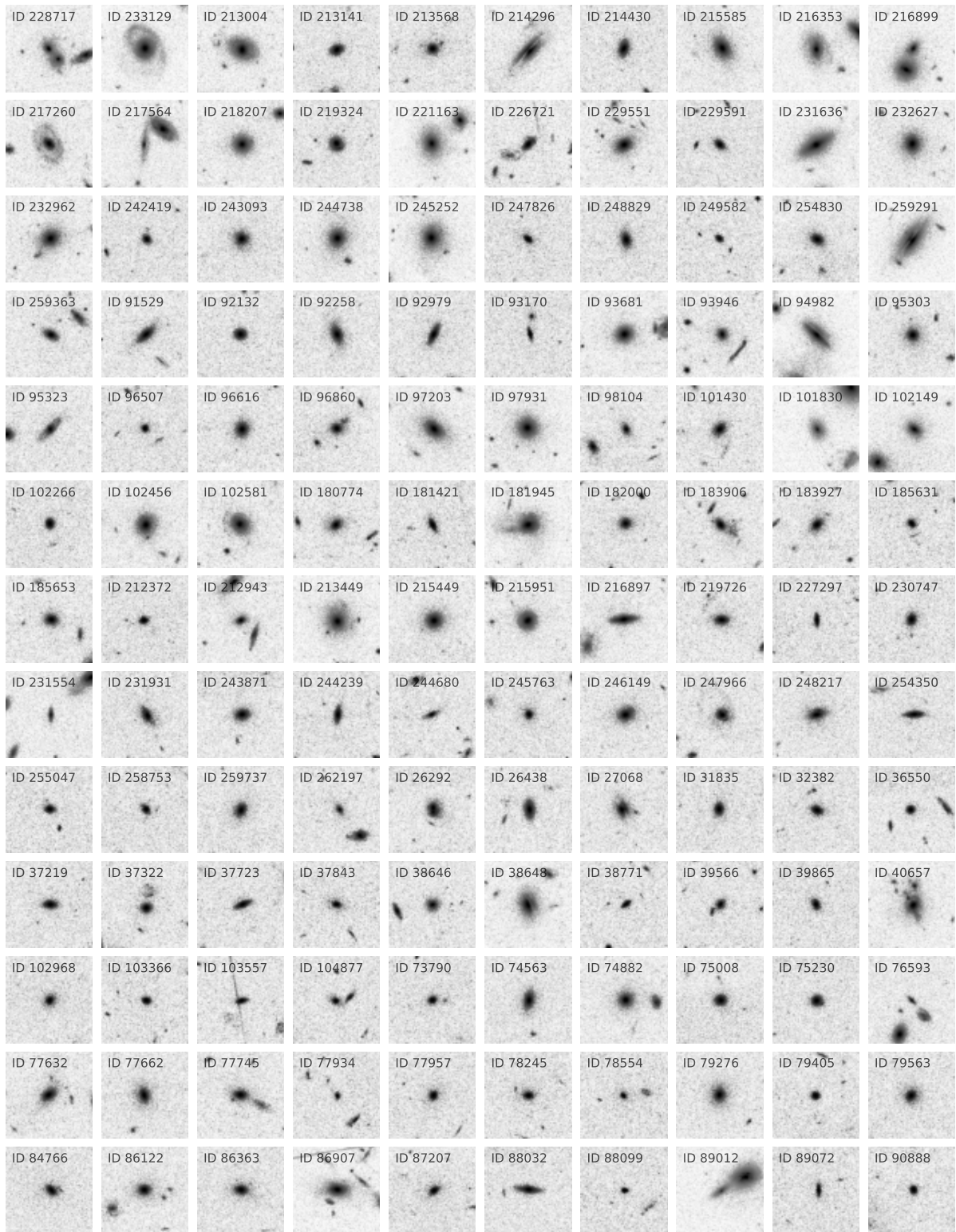


Figura A.1 *Continua*

Appendice B

Alla ricerca di una combinazione di indici ottimale

In questa Appendice sono stati riordinati i risultati ottenuti nella fase esplorativa, che ha avuto come obiettivo quello di trovare una combinazione di indici in grado di porre dei buoni vincoli sui parametri (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) per il numero maggiore di galassie passive selezionate. Inizialmente viene presentata la nomenclatura delle più interessanti combinazioni analizzate, seguita dai risultati ottenuti con alcune galassie di test. Questo permetterà di comprendere il comportamento generale di ogni indice e i motivi alla base della scelta delle tre combinazioni presentate nel testo principale. Infine, si analizzano le correlazioni tra gli indici e i parametri estratti.

B.1 Nomenclatura

All20: $H\delta_A$, $H\delta_F$, CN_1 , CN_2 , Ca4227, G4300, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, Fe4383, Ca4455, Fe4531, C₂4668, $H\beta$, Fe5015, Mg₁, Mg₂, Mg b, Fe5270, Fe5335, Fe5406 (1 galassia);

TMJ_LEGAC: $H\delta_A$, $H\delta_F$, CN_1 , CN_2 , Ca4227, G4300, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, Fe4383, Ca4455, Fe4531, C₂4668;

TMJ_LEGAC_CALIB: $H\delta_A$, CN_1 , CN_2 , Ca4227, G4300, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, Fe4383, Fe4531, C₂4668;

Combo1: $H\delta_A$, Ca4227, G4300, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, Fe4383, Fe4531, C₂4668 ;

Combo1.N: *Combo1* escludendo uno alla volta gli indici, dal più rosso al più blu;

Onodera: *All20* eccetto $H\delta_F$, Ca4455, $H\beta$, Fe5015 (*All20* calibrati, 1 galassia);

Onodera.N: *Onodera* escludendo uno alla volta gli indici, dal più rosso al più blu;

Combo2: Ca4227, G4300, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$, Fe4383, Fe4531 ;

Small1: Ca4227, G4300, $H\gamma_F$, Fe4383;

Small2: $H\delta_F$, Ca4227, G4300, Fe4531;

SQuai1: $H\gamma_F$, Mg b, Fe5270, Fe5335;

SQuai2: $H\beta$, Mg b, Fe5270, Fe5335;

Combo3: CN_2 , Ca4227, G4300, Fe4383, Ca4455, C_24668 .

B.2 Osservazioni generali su galassie ad alto S/N

I risultati che seguono sono ottenuti da galassie singole caratterizzate da uno spettro ad alto segnale rumore $S/N \geq 30$ e una buona copertura spettrale: dall' $H\delta_A$ all'Fe5335. Il primo requisito è necessario per ottenere vincoli ai parametri (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) più affidabili, mentre il secondo ha come scopo quello di consentire il confronto con altre combinazioni proposte in letteratura. Nel campione delle 350 passive selezionate, vi sono sei galassie che rispondono a questi requisiti (Tab. B.1), delle quali solo una, LEGA-C ID 213772 ha una misura del Fe5406 e può pertanto essere analizzata con la combinazione *All20*.

Tabella B.1 Proprietà delle 6 galassie passive di test aventi $S/N \geq 30$ e una buona copertura spettrale $H\delta_A \div Fe5335$.

LEGA-C ID	z	σ_* [km/s]	S/N	Copertura
205742	0.727	210.5	42.8	$H\delta_A \div Fe5335$
150848	0.701	270.5	40.9	$H\delta_A \div Fe5335$
160400	0.603	200.2	44.3	$H\delta_A \div Fe5335$
227965	0.700	241.6	48.3	$H\delta_A \div Fe5335$
213772	0.700	270.4	40.9	$H\delta_A \div Fe5406$
228215	0.611	228.6	36.8	$H\delta_A \div Fe5335$

L'analisi svolta per LEGA-C 213772 utilizzando tutti (o tutti eccetto uno) gli indici disponibili, non converge. In particolare, non si riesce a vincolare il rapporto $[\alpha/Fe]$, che assume valori al bordo dell'intervallo consentito (Tab. B.2, quinta colonna). Si osserva lo stesso comportamento utilizzando tutti gli indici disponibili (19) nelle altre cinque galassie di test.

Tabella B.2 Vincoli ottenuti per la galassia LEGA-C ID 213772 utilizzando tutti gli indici misurati al contempo disponibili nei modelli [TMJ11](#) (prima riga). Dalla seconda riga sono riportati i risultati ottenuti rimuovendo gli indici uno alla volta.

Combo	Indice Rimosso	t_{Age} [Gyr]	$[Z/H]$	$[\alpha/Fe]$
<i>All20</i>	–	$8.43^{+0.88}_{-0.09}$	$0.13^{+0.02}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.1</i>	H δ_A	$8.51^{+0.82}_{-0.16}$	$0.12^{+0.02}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.2</i>	H δ_F	$8.42^{+0.12}_{-0.09}$	$0.17^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.3</i>	CN ₁	$8.38^{+0.07}_{-0.06}$	$0.17^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.4</i>	CN ₂	$9.62^{+0.34}_{-0.15}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.5</i>	Ca4227	$9.46^{+0.14}_{-0.09}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.6</i>	G4300	$9.34^{+0.13}_{-0.13}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.7</i>	H γ_A	$11.24^{+0.10}_{-0.20}$	$0.05^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.8</i>	H γ_F	$8.41^{+0.87}_{-0.07}$	$0.13^{+0.01}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.9</i>	Fe4383	$8.41^{+0.88}_{-0.07}$	$0.13^{+0.01}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.10</i>	Ca4455	$8.41^{+0.87}_{-0.08}$	$0.13^{+0.01}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.11</i>	Fe4531	$8.37^{+0.06}_{-0.06}$	$0.14^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.12</i>	C ₂ 4668	$9.43^{+0.75}_{-0.15}$	$0.10^{+0.01}_{-0.03}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.13</i>	H β	$8.38^{+0.06}_{-0.06}$	$0.14^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.14</i>	Fe5015	$8.20^{+0.07}_{-0.14}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.15</i>	Mg ₁	$8.10^{+0.15}_{-0.10}$	$0.02^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.16</i>	Mg ₂	$9.44^{+0.16}_{-0.92}$	$0.11^{+0.02}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.17</i>	Mg b	$9.66^{+0.14}_{-0.19}$	$0.08^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.18</i>	Fe5270	$8.44^{+0.89}_{-0.09}$	$0.13^{+0.02}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.19</i>	Fe5335	$8.40^{+0.20}_{-0.07}$	$0.14^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$
<i>All20.20</i>	Fe5406	$9.40^{+0.90}_{-0.05}$	$0.10^{+0.08}_{-0.07}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$

Massimizzare la copertura spettrale

Per poter vincolare un maggior numero di galassie nel campione, si è ristretto l'intervallo di studio tra $H\delta_A$ e C_24668 ($\rightarrow TMJ_LEGAC$). A questo punto sono state effettuate diverse prove per stimare l'impatto della rimozione di uno o di diversi indici, seguendo quanto raccolto e riassunto nel presente lavoro: calibrazione nei modelli (§ 4.1), sensibilità ai parametri (§ 2.4.2), rapporto S/N degli indici misurati (Tab. 3.3). In Tabella B.3 sono riportati i risultati per due galassie ad alto S/N , ma i commenti che seguono si estendono anche alle altre galassie di test:

- L'accordo tra i diversi parametri, per combinazioni simili e convergenti, è generalmente buono, con differenze massime dell'ordine del $\sim 10\%$ rispetto agli errori stimati. Escludendo le combinazioni più discordanti si ottengono differenze percentuali dell'ordine del $\sim 5\%$ dell'errore stimato;
- In particolare, si nota che l'esclusione degli indici non calibrati produce risultati compatibili e aventi contorni più definiti. Pertanto, in questo caso, si prosegue analizzando soltanto quelli calibrati ($\rightarrow TMJ_LEGAC_CALIB$);
- L'esclusione dell' $H\delta_A$ comporta un peggioramento della convergenza del fit in $[\alpha/Fe]$, come si può notare dagli errori. Inoltre i valori derivati di $[\alpha/Fe]$ risultano sempre negativi, diversamente da quanto ottenuto con le altre combinazioni;
- Anche se l'analisi risulta convergente, escludendo uno dei due indici a più alto segnale rumore, G4300 o C_24668 , si ottengono vincoli peggiori in età;
- La rimozione di uno degli altri indici non produce effetti comuni nei parametri delle sei galassie di test, la maggiore variazione si nota nell' $[\alpha/Fe]$, con differenze del $\lesssim 20\%$ dell'errore stimato;
- A questo punto sono stati effettuati diversi test rimuovendo coppie di indici dalla combinazione TMJ_LEGAC_CALIB . Nel confronto con i dati LEGA-C per gli indici CN_1 e CN_2 si era registrata una differenza sistematica (§ 3.3). La loro esclusione ($\rightarrow Combo1$) produce contorni nella distribuzione di probabilità a posteriori di gran lunga più definiti (come si può anche evincere dagli errori associati ai parametri). Questo è stato verificato per le sei galassie di test, ma anche per tutte le altre galassie analizzabili. Rispetto alla combinazione di partenza, con l'esclusione di CN_1 e CN_2 si ottengono errori in età mediamente minori del 30%.

Morale, questa analisi mostra due aspetti fondamentali. Da un lato è rassicurante ottenere la convergenza e valori qualitativamente simili per combinazioni diverse, soprattutto considerando che non è stato applicato alcun prior informativo sui parametri; tuttavia, dal

lato quantitativo, i risultati vanno analizzati con cautela. Il fatto che *Combo1* mostri vincoli migliori anche per tutte le altre galassie analizzabili, minimizza la possibilità che si tratti di un risultato spurio. Ad esempio *TMJ_LEGAC_CALIB-CN₁* sembra fornire vincoli migliori nel caso di LEGA-C 213772, ma non negli altri casi.

Combinazioni presentate in letteratura

Con la combinazione utilizzata da [Onodera et al. \(2015\)](#) non si ottiene la convergenza per la galassia LEGA-C 213772 (Tab. B.4). Lo stesso avviene rimuovendo uno alla volta ogni indice, segno del fatto che, come avviene per la combinazione *All20* non c'è un solo indice problematico. La Tabella B.3 suggerisce che potrebbe esserci un problema di misura per gli indici più blu, in quanto, senza di essi, si ottengono buoni vincoli. Per quanto riguarda LEGA-C 227965 e le altre 4 galassie di test, i valori di t_{Age} differiscono al più del 15% dell'errore stimato, rimuovendo le età più discordanti, la percentuale scende al 7%. Inoltre, in tutti i casi, rimuovendo G4300 e C₂4668, l'analisi non converge. Si osserva infine, che l'esclusione di anche uno solo degli indici Mg₁, Mg₂ o Mg b, comporta un'importante riduzione del rapporto $[\alpha/Fe]$ (mediamente $\approx -50\%$) e una $[Z/H]$ minore (mediamente $\approx -20\%$).

La combinazione utilizzata da [Fagioli et al. \(2016\)](#) (\rightarrow *Combo2*) consente di ottenere una migliore statistica di oggetti, in quanto non fa uso degli indici più rossi. Produce età simili, ma sistematicamente maggiori (mediamente 0.3 Gyr) di *Combo1*. Le combinazioni presentate in altri lavori simili (Tab. 4.2) non possono essere esplorate in quanto per i modelli *TMJ11* non è disponibile l'indice D_n4000 .

Combinazioni selezionate in base alle sensibilità degli indici

In Tabella B.5 sono riportati i risultati per alcune combinazioni di pochi indici, selezionati per garantire la massima sensibilità ai tre parametri. Con i dati a disposizione si è notato che, in generale, con combinazioni di 4 – 5 indici, si ottiene la convergenza per un numero molto ridotto di galassie (~ 50). Rispetto a quelle potenzialmente vincolabili (> 250) questo corrisponde a una percentuale di galassie vincolate $\lesssim 20\%$, molto ridotta rispetto a quanto ottenuto con le precedenti combinazioni. Inoltre, quando l'analisi converge, i valori ottenuti differiscono molto (mediamente di un fattore 2 – 3) da quelli di altre combinazioni (e.g. si veda LEGA-C 227965 con *Small1*). Per questo motivo si conclude che, con i dati a disposizione, le combinazioni di 4 – 5 indici non sono ottimali per studiare l'intero campione.

Durante la presente analisi è però emersa una combinazione di indici interessante, ossia *Combo3*, per la quale non vengono utilizzati gli indici di Balmer. Essi rappresentano una scelta diffusa per vincolare le età, tuttavia si è già stato osservato che l' $H\beta$ può presentare

Tabella B.3 Esempi di vincoli ottenuti per due galassie ad alto S/N , che hanno portato alla definizione di *Combo1*. Viene inoltre indicata l'avvenuta (\checkmark) o mancata (\times) convergenza.

Combo	Indice rimosso	LEGA-C 213772				LEGA-C 227965			
		t_{Age} [Gyr]	[Z/H]	[α /Fe]	conv.	t_{Age} [Gyr]	[Z/H]	[α /Fe]	conv.
<i>TMJ_LEGAC</i>		$3.74^{+0.25}_{-0.08}$	$0.13^{+0.04}_{-0.03}$	$0.12^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$2.26^{+0.17}_{-0.16}$	$0.17^{+0.01}_{-0.01}$	$0.00^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>TMJ_LEGAC_CALIB</i>		$3.69^{+0.08}_{-0.12}$	$0.14^{+0.02}_{-0.01}$	$0.11^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$2.28^{+0.09}_{-0.10}$	$0.21^{+0.02}_{-0.02}$	$0.02^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>TMJ_LEGAC_CALIB.1</i>	H δ_A	$3.55^{+0.07}_{-0.19}$	$0.17^{+0.01}_{-0.01}$	$-0.03^{+0.12}_{-0.18}$	\checkmark	$2.13^{+0.11}_{-0.17}$	$0.24^{+0.02}_{-0.02}$	$-0.04^{+0.11}_{-0.12}$	\checkmark
<i>TMJ_LEGAC_CALIB.2</i>	CN ₁	$3.71^{+0.06}_{-0.06}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	$0.09^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark	$2.21^{+0.26}_{-0.17}$	$0.20^{+0.01}_{-0.01}$	$-0.03^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>TMJ_LEGAC_CALIB.3</i>	CN ₂	$3.66^{+0.10}_{-0.18}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	$0.13^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$2.17^{+0.09}_{-0.23}$	$0.25^{+0.06}_{-0.03}$	$0.03^{+0.02}_{-0.01}$	\checkmark
<i>TMJ_LEGAC_CALIB.4</i>	Ca4227	$3.84^{+0.09}_{-0.20}$	$0.14^{+0.02}_{-0.02}$	$0.16^{+0.02}_{-0.03}$	\checkmark	$2.07^{+0.10}_{-0.07}$	$0.25^{+0.01}_{-0.02}$	$0.02^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>TMJ_LEGAC_CALIB.5</i>	G4300	$4.91^{+0.36}_{-0.30}$	$0.05^{+0.02}_{-0.02}$	$0.25^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$2.95^{+0.17}_{-0.16}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	$0.10^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>TMJ_LEGAC_CALIB.6</i>	H γ_A	$3.25^{+0.17}_{-0.14}$	$0.17^{+0.01}_{-0.02}$	$0.13^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark	$2.21^{+0.08}_{-0.09}$	$0.21^{+0.02}_{-0.02}$	$0.01^{+0.02}_{-0.01}$	\checkmark
<i>TMJ_LEGAC_CALIB.7</i>	H γ_F	$2.69^{+0.16}_{-0.09}$	$0.22^{+0.02}_{-0.03}$	$0.09^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark	$1.87^{+0.18}_{-0.11}$	$0.29^{+0.05}_{-0.01}$	$0.02^{+0.01}_{-0.02}$	\checkmark
<i>TMJ_LEGAC_CALIB.8</i>	Fe4383	$3.36^{+0.10}_{-0.14}$	$0.18^{+0.02}_{-0.02}$	$0.08^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark	$2.03^{+0.07}_{-0.10}$	$0.26^{+0.05}_{-0.01}$	$0.05^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>TMJ_LEGAC_CALIB.9</i>	Fe4531	$3.47^{+0.14}_{-0.15}$	$0.16^{+0.02}_{-0.01}$	$0.20^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark	$2.40^{+0.12}_{-0.19}$	$0.19^{+0.02}_{-0.03}$	$0.03^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>TMJ_LEGAC_CALIB.10</i>	C ₂ 4668	$4.70^{+0.19}_{-0.25}$	$0.03^{+0.02}_{-0.02}$	$0.20^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$3.00^{+0.16}_{-0.18}$	$0.01^{+0.01}_{-0.02}$	$0.01^{+0.02}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Combo1</i>		$3.74^{+0.09}_{-0.09}$	$0.09^{+0.02}_{-0.02}$	$0.08^{+0.01}_{-0.02}$	\checkmark	$2.20^{+0.07}_{-0.09}$	$0.23^{+0.02}_{-0.02}$	$0.02^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark

Tabella B.4 Esempi di vincoli ottenuti per due galassie ad alto S/N , che hanno portato alla definizione di *Combo2*. Viene inoltre indicata l'avvenuta (\checkmark) o mancata (\times) convergenza.

Combo	Indice rimosso	LEGA-C 213772				LEGA-C 227965			
		t_{Age} [Gyr]	[Z/H]	[α /Fe]	conv.	t_{Age} [Gyr]	[Z/H]	[α /Fe]	conv.
<i>Onodera</i>		$8.34^{+0.12}_{-0.18}$	$0.17^{+0.01}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$2.37^{+0.06}_{-0.06}$	$0.28^{+0.01}_{-0.01}$	$0.21^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Onodera.1</i>	H δ_A	$14.84^{+0.07}_{-0.42}$	$-0.04^{+0.02}_{-0.01}$	$0.49^{+0.00}_{-0.01}$	\times	$2.46^{+0.08}_{-0.12}$	$0.27^{+0.02}_{-0.02}$	$0.23^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Onodera.2</i>	CN ₁	$7.62^{+0.08}_{-4.31}$	$0.20^{+0.25}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.01}$	\times	$2.29^{+0.36}_{-0.35}$	$0.30^{+0.10}_{-0.04}$	$0.22^{+0.01}_{-0.02}$	\times
<i>Onodera.3</i>	CN ₂	$7.60^{+0.07}_{-4.25}$	$0.20^{+0.22}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$2.05^{+0.06}_{-0.06}$	$0.35^{+0.01}_{-0.01}$	$0.22^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Onodera.4</i>	Ca4227	$11.25^{+0.10}_{-0.07}$	$0.08^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$2.65^{+0.06}_{-0.06}$	$0.26^{+0.01}_{-0.01}$	$0.21^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Onodera.5</i>	G4300	$9.85^{+0.19}_{-0.51}$	$0.12^{+0.03}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$3.51^{+0.09}_{-0.24}$	$0.14^{+0.02}_{-0.01}$	$0.29^{+0.01}_{-0.01}$	\times
<i>Onodera.6</i>	H γ_A	$9.67^{+0.23}_{-1.34}$	$0.12^{+0.05}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$1.78^{+0.66}_{-0.07}$	$0.46^{+0.01}_{-0.19}$	$0.19^{+0.03}_{-0.01}$	\times
<i>Onodera.7</i>	H γ_F	$14.84^{+0.07}_{-0.06}$	$-0.04^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$1.76^{+0.05}_{-0.05}$	$0.46^{+0.01}_{-0.01}$	$0.19^{+0.01}_{-0.01}$	\times
<i>Onodera.4</i>	Fe4383	$8.33^{+0.15}_{-0.46}$	$0.17^{+0.02}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$2.35^{+0.06}_{-0.06}$	$0.29^{+0.01}_{-0.01}$	$0.21^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Onodera.5</i>	Fe4531	$8.45^{+0.12}_{-0.13}$	$0.14^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$2.51^{+0.06}_{-0.06}$	$0.26^{+0.01}_{-0.01}$	$0.23^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Onodera.6</i>	C ₂ 4668	$2.24^{+5.44}_{-0.08}$	$0.74^{+0.18}_{-0.55}$	$0.47^{+0.03}_{-0.01}$	\times	$2.53^{+0.26}_{-0.17}$	$0.25^{+0.01}_{-0.05}$	$0.22^{+0.01}_{-0.01}$	\times
<i>Onodera.7</i>	Mg ₁	$5.56^{+2.74}_{-0.08}$	$0.19^{+0.02}_{-0.08}$	$0.49^{+0.01}_{-0.01}$	\times	$2.51^{+0.06}_{-0.06}$	$0.15^{+0.01}_{-0.01}$	$0.13^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Onodera.8</i>	Mg ₂	$5.42^{+2.34}_{-0.09}$	$0.13^{+0.02}_{-0.08}$	$0.45^{+0.04}_{-0.01}$	\times	$2.36^{+0.05}_{-0.05}$	$0.08^{+0.01}_{-0.01}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Onodera.9</i>	Mg b	$9.37^{+0.09}_{-0.91}$	$0.15^{+0.03}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$2.66^{+0.05}_{-0.05}$	$0.16^{+0.01}_{-0.01}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Onodera.10</i>	Fe5270	$8.49^{+0.95}_{-0.14}$	$0.13^{+0.02}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$1.76^{+0.06}_{-0.05}$	$0.52^{+0.01}_{-0.01}$	$0.24^{+0.00}_{-0.00}$	\checkmark
<i>Onodera.11</i>	Fe5335	$8.34^{+0.08}_{-0.17}$	$0.17^{+0.01}_{-0.01}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$2.34^{+0.06}_{-0.43}$	$0.29^{+0.10}_{-0.01}$	$0.21^{+0.01}_{-0.03}$	\times
<i>Combo2</i>		$3.83^{+0.11}_{-0.09}$	$0.00^{+0.02}_{-0.02}$	$0.13^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$2.70^{+0.13}_{-0.10}$	$0.20^{+0.08}_{-0.02}$	$0.16^{+0.02}_{-0.01}$	\checkmark

righe di emissione residue anche nelle galassie passive massive (e.e. [Concas et al., 2017](#)), indici come $H\delta_A$, $H\delta_F$, $H\gamma_A$, $H\gamma_F$ dovrebbero esserne meno affetti ([Vazdekis & Arimoto, 1999](#)). Il fatto che una combinazione come *Combo3* sia in grado comunque di vincolare le età potrebbe suggerire che altri indici potrebbero svolgere la funzione degli indici di Balmer. Alla verifica di tale eventualità è dedicata la prossima sezione. Data la sua particolarità, si è scelto di includerla nell'analisi successiva.

Tabella B.5 Esempi di vincoli ottenuti per due galassie ad alto S/N , che hanno portato alla definizione di *Combo3*. Viene inoltre indicata l'avvenuta (\checkmark) o mancata (\times) convergenza.

Combo	Indice rimosso	LEGA-C 213772				LEGA-C 227965			
		t_{Age} [Gyr]	$[Z/H]$	$[\alpha/Fe]$	conv.	t_{Age} [Gyr]	$[Z/H]$	$[\alpha/Fe]$	conv.
<i>Small1</i>		$13.98^{+0.40}_{-1.08}$	$-0.56^{+0.04}_{-0.02}$	$-0.12^{+0.04}_{-0.04}$	\times	$12.10^{+0.56}_{-0.77}$	$-0.69^{+0.04}_{-0.04}$	$-0.29^{+0.01}_{-0.00}$	\times
<i>Small1.1</i>	Ca4227	$14.51^{+0.33}_{-0.48}$	$-0.55^{+0.02}_{-0.02}$	$-0.08^{+0.04}_{-0.04}$	\times	$14.21^{+0.37}_{-0.59}$	$-0.74^{+0.01}_{-0.01}$	$-0.28^{+0.04}_{-0.01}$	\times
<i>Small1.2</i>	G4300	$12.58^{+1.32}_{-1.15}$	$-0.47^{+0.08}_{-0.07}$	$-0.02^{+0.06}_{-0.08}$	\times	$11.82^{+0.75}_{-0.66}$	$-0.68^{+0.04}_{-0.04}$	$-0.29^{+0.02}_{-0.01}$	\times
<i>Small1.3</i>	$H\gamma_F$	$5.14^{+3.34}_{-2.00}$	$-0.20^{+0.16}_{-0.15}$	$-0.01^{+0.04}_{-0.05}$	\times	$2.24^{+0.62}_{-0.18}$	$-0.04^{+0.04}_{-0.12}$	$-0.13^{+0.02}_{-0.03}$	\checkmark
<i>Small1.4</i>	Fe4383	$7.56^{+3.11}_{-2.25}$	$-0.19^{+0.13}_{-0.17}$	$-0.28^{+0.03}_{-0.01}$	\times	$12.12^{+1.02}_{-0.95}$	$-0.69^{+0.05}_{-0.05}$	$-0.29^{+0.01}_{-0.00}$	\times
<i>Small2</i>		$1.92^{+0.07}_{-0.06}$	$0.37^{+0.03}_{-0.04}$	$-0.18^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$2.45^{+0.10}_{-0.12}$	$0.00^{+0.02}_{-0.02}$	$-0.29^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Small2.1</i>	$H\delta_F$	$2.21^{+0.21}_{-0.16}$	$0.34^{+0.03}_{-0.04}$	$-0.29^{+0.02}_{-0.01}$	\checkmark	$2.46^{+0.09}_{-0.13}$	$-0.00^{+0.02}_{-0.02}$	$-0.29^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Small2.2</i>	Ca4227	$1.76^{+0.05}_{-0.05}$	$0.82^{+0.12}_{-0.12}$	$-0.17^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$1.61^{+0.07}_{-0.07}$	$0.43^{+0.05}_{-0.07}$	$-0.22^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark
<i>Small2.3</i>	G4300	$1.75^{+0.05}_{-0.05}$	$0.37^{+0.02}_{-0.02}$	$-0.29^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark	$2.37^{+0.12}_{-0.08}$	$-0.00^{+0.03}_{-0.02}$	$-0.30^{+0.01}_{-0.00}$	\checkmark
<i>Small2.4</i>	Fe4531	$8.90^{+1.91}_{-3.18}$	$-0.40^{+0.19}_{-0.14}$	$-0.01^{+0.06}_{-0.07}$	\times	$9.07^{+3.09}_{-0.74}$	$-0.68^{+0.06}_{-0.20}$	$-0.10^{+0.06}_{-0.05}$	\times
<i>SQuai</i>		$5.19^{+0.42}_{-0.19}$	$0.17^{+0.03}_{-0.04}$	$0.41^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$14.04^{+0.34}_{-0.60}$	$-0.76^{+0.02}_{-0.02}$	$-0.30^{+0.01}_{-0.00}$	\times
<i>SQuai1.1</i>	$H\gamma_F$	$1.47^{+0.06}_{-0.06}$	$0.82^{+0.12}_{-0.12}$	$0.50^{+0.00}_{-0.01}$	\times	$1.78^{+0.84}_{-0.67}$	$-0.26^{+0.24}_{-0.13}$	$-0.25^{+0.05}_{-0.03}$	\checkmark
<i>SQuai1.2</i>	Mg b	$2.80^{+0.21}_{-0.18}$	$0.55^{+0.05}_{-0.06}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$10.30^{+2.87}_{-3.43}$	$-0.48^{+0.29}_{-0.19}$	$0.01^{+0.28}_{-0.20}$	\times
<i>SQuai1.3</i>	Fe5270	$10.44^{+0.53}_{-0.51}$	$-0.18^{+0.03}_{-0.02}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$14.04^{+0.34}_{-0.63}$	$-0.76^{+0.03}_{-0.02}$	$-0.30^{+0.01}_{-0.00}$	\times
<i>SQuai1.4</i>	Fe5406	$2.33^{+0.07}_{-0.11}$	$0.77^{+0.16}_{-0.13}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	\times	$14.03^{+0.35}_{-0.61}$	$-0.76^{+0.02}_{-0.02}$	$-0.30^{+0.01}_{-0.00}$	\times
<i>SQuai2</i>		$2.44^{+0.16}_{-0.19}$	$0.47^{+0.03}_{-0.03}$	$0.46^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$8.01^{+0.40}_{-0.67}$	$-0.67^{+0.04}_{-0.04}$	$-0.29^{+0.02}_{-0.01}$	\checkmark
<i>SQuai2.2</i>	Mg b	$2.36^{+0.17}_{-0.21}$	$0.59^{+0.06}_{-0.04}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$7.28^{+0.61}_{-0.69}$	$-0.31^{+0.18}_{-0.19}$	$0.10^{+0.28}_{-0.26}$	\times
<i>SQuai2.3</i>	Fe5270	$4.97^{+0.69}_{-0.46}$	$-0.04^{+0.03}_{-0.04}$	$0.50^{+0.00}_{-0.00}$	\times	$9.19^{+0.60}_{-0.61}$	$-0.93^{+0.08}_{-0.06}$	$-0.25^{+0.07}_{-0.04}$	\checkmark
<i>SQuai2.4</i>	Fe5406	$2.35^{+0.06}_{-0.06}$	$0.81^{+0.13}_{-0.13}$	$0.14^{+0.02}_{-0.02}$	\times	$8.01^{+0.40}_{-0.63}$	$-0.66^{+0.04}_{-0.04}$	$-0.29^{+0.02}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Combo3</i>		$1.93^{+0.13}_{-0.07}$	$0.25^{+0.01}_{-0.02}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$1.15^{+0.05}_{-0.05}$	$0.58^{+0.02}_{-0.03}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$	\times

Per verificare l'eventualità che un singolo indice possa peggiorare il fit nelle tre combinazioni ottenute al termine di questa analisi, sono stati rimossi, uno alla volta, gli indici di ogni combinazione e se ne è studiato l'impatto sui risultati (Tabella B.6). In nessun caso la rimozione di un indice migliora la precisione dei risultati, questo è stato verificato anche dalle distribuzioni a posteriori.

Tabella B.6 Vincoli ottenuti per due galassie ad alto S/N utilizzando le combinazioni *Combo1*, *Combo2*, *Combo3* e rimuovendo uno alla volta gli indici che la compongono. Viene inoltre indicata l'avvenuta (\checkmark) o mancata (\times) convergenza.

Combo	Indice rimosso	LEGA-C 213772				LEGA-C 227965			
		t_{Age} [Gyr]	[Z/H]	[α /Fe]	conv.	t_{Age} [Gyr]	[Z/H]	[α /Fe]	conv.
<i>Combo1</i>		$3.74^{+0.09}_{-0.09}$	$0.09^{+0.02}_{-0.02}$	$0.08^{+0.01}_{-0.02}$	\checkmark	$2.20^{+0.07}_{-0.09}$	$0.23^{+0.02}_{-0.02}$	$0.02^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Combo1.1</i>	H δ_A	$3.85^{+0.23}_{-0.24}$	$0.09^{+0.03}_{-0.04}$	$-0.03^{+0.02}_{-0.02}$	\times	$2.08^{+0.11}_{-0.07}$	$0.25^{+0.01}_{-0.02}$	$-0.04^{+0.02}_{-0.02}$	\times
<i>Combo1.2</i>	Ca4227	$3.73^{+0.14}_{-0.13}$	$0.12^{+0.02}_{-0.02}$	$0.10^{+0.03}_{-0.02}$	\checkmark	$1.95^{+0.13}_{-0.08}$	$0.34^{+0.02}_{-0.05}$	$0.07^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Combo1.3</i>	G4300	$4.83^{+0.15}_{-0.13}$	$0.06^{+0.02}_{-0.02}$	$0.25^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$2.96^{+0.05}_{-0.05}$	$0.17^{+0.01}_{-0.01}$	$0.18^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Combo1.4</i>	H γ_A	$3.47^{+0.16}_{-0.12}$	$0.10^{+0.02}_{-0.02}$	$0.09^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark	$2.15^{+0.10}_{-0.12}$	$0.23^{+0.03}_{-0.02}$	$0.03^{+0.01}_{-0.02}$	\checkmark
<i>Combo1.5</i>	H γ_F	$2.63^{+0.10}_{-0.13}$	$0.18^{+0.03}_{-0.02}$	$0.03^{+0.02}_{-0.01}$	\checkmark	$1.84^{+0.10}_{-0.11}$	$0.30^{+0.05}_{-0.04}$	$-0.02^{+0.02}_{-0.05}$	\times
<i>Combo1.6</i>	Fe4383	$3.47^{+0.21}_{-0.31}$	$0.13^{+0.04}_{-0.03}$	$0.03^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$2.02^{+0.07}_{-0.11}$	$0.26^{+0.05}_{-0.02}$	$-0.05^{+0.02}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Combo1.7</i>	Fe4531	$4.58^{+0.20}_{-0.18}$	$0.01^{+0.02}_{-0.02}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$2.33^{+0.08}_{-0.12}$	$0.20^{+0.02}_{-0.02}$	$0.03^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Combo1.8</i>	C ₂ 4668	$4.41^{+0.27}_{-0.14}$	$-0.01^{+0.01}_{-0.02}$	$0.06^{+0.02}_{-0.02}$	\times	$6.55^{+0.18}_{-0.39}$	$-0.33^{+0.02}_{-0.02}$	$-0.13^{+0.02}_{-0.02}$	\times
<i>Combo2</i>		$9.09^{+0.74}_{-1.59}$	$-0.29^{+0.08}_{-0.04}$	$-0.16^{+0.03}_{-0.03}$	\times	$6.96^{+0.31}_{-0.34}$	$-0.35^{+0.02}_{-0.03}$	$-0.28^{+0.02}_{-0.02}$	\times
<i>Combo2.1</i>	Ca4227	$7.94^{+1.65}_{-2.04}$	$-0.21^{+0.10}_{-0.10}$	$-0.13^{+0.03}_{-0.03}$	\times	$6.85^{+0.22}_{-0.19}$	$-0.33^{+0.01}_{-0.02}$	$-0.25^{+0.02}_{-0.02}$	\times
<i>Combo2.2</i>	G4300	$5.01^{+0.21}_{-0.17}$	$-0.00^{+0.02}_{-0.01}$	$0.06^{+0.03}_{-0.03}$	\checkmark	$6.91^{+0.19}_{-0.22}$	$-0.33^{+0.01}_{-0.01}$	$-0.20^{+0.04}_{-0.04}$	\checkmark
<i>Combo2.3</i>	H γ_A	$10.12^{+0.27}_{-0.51}$	$-0.33^{+0.03}_{-0.02}$	$-0.21^{+0.03}_{-0.03}$	\checkmark	$7.23^{+0.46}_{-0.24}$	$-0.35^{+0.02}_{-0.03}$	$-0.29^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Combo2.4</i>	H γ_F	$3.73^{+0.19}_{-0.20}$	$0.00^{+0.02}_{-0.02}$	$-0.13^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$5.70^{+0.33}_{-1.10}$	$-0.32^{+0.08}_{-0.02}$	$-0.29^{+0.02}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Combo2.5</i>	Fe4383	$2.51^{+0.23}_{-0.21}$	$0.29^{+0.05}_{-0.05}$	$-0.25^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$2.95^{+0.06}_{-0.07}$	$-0.04^{+0.01}_{-0.01}$	$-0.30^{+0.01}_{-0.00}$	\checkmark
<i>Combo2.6</i>	Fe4531	$13.91^{+0.44}_{-1.10}$	$-0.56^{+0.04}_{-0.03}$	$-0.11^{+0.04}_{-0.04}$	\times	$11.55^{+0.98}_{-0.60}$	$-0.69^{+0.04}_{-0.05}$	$-0.29^{+0.04}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Combo3</i>		$1.93^{+0.13}_{-0.07}$	$0.25^{+0.01}_{-0.02}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$1.15^{+0.05}_{-0.05}$	$0.58^{+0.02}_{-0.03}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$	\times
<i>Combo3.1</i>	CN ₂	$1.87^{+0.14}_{-0.13}$	$0.24^{+0.05}_{-0.03}$	$0.11^{+0.02}_{-0.03}$	\checkmark	$1.15^{+0.05}_{-0.05}$	$0.58^{+0.03}_{-0.03}$	$0.09^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Combo3.2</i>	Ca4227	$2.04^{+0.18}_{-0.14}$	$0.23^{+0.03}_{-0.02}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$1.27^{+0.07}_{-0.12}$	$0.53^{+0.26}_{-0.03}$	$0.09^{+0.03}_{-0.02}$	\checkmark
<i>Combo3.3</i>	G4300	$2.78^{+0.22}_{-0.49}$	$0.15^{+0.07}_{-0.04}$	$0.16^{+0.02}_{-0.03}$	\times	$1.15^{+0.05}_{-0.05}$	$0.58^{+0.03}_{-0.03}$	$0.13^{+0.01}_{-0.01}$	\checkmark
<i>Combo3.4</i>	Fe4383	$1.71^{+0.09}_{-0.12}$	$0.22^{+0.03}_{-0.02}$	$0.44^{+0.04}_{-0.06}$	\times	$0.85^{+0.05}_{-0.05}$	$0.79^{+0.14}_{-0.13}$	$0.49^{+0.01}_{-0.01}$	\times
<i>Combo3.5</i>	Ca4455	$1.90^{+0.07}_{-0.08}$	$0.26^{+0.04}_{-0.02}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$1.15^{+0.05}_{-0.05}$	$0.70^{+0.21}_{-0.08}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$	\times
<i>Combo3.6</i>	C ₂ 4668	$1.90^{+0.17}_{-0.14}$	$0.26^{+0.06}_{-0.04}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark	$1.16^{+0.09}_{-0.11}$	$0.12^{+0.05}_{-0.02}$	$0.03^{+0.02}_{-0.02}$	\checkmark

B.3 Correlazioni tra indici e parametri derivati

Nella Sezione (§ 2.4.2) si è discusso della sensibilità di ogni indice alle abbondanze e ai parametri della popolazione stellare in base ai modelli più diffusi in letteratura. Tuttavia, va sottolineato che lo studio di questi andamenti viene solitamente svolto a fissata $[Z/H]$ e/o a fissato $[\alpha/Fe]$. Per comprendere qual è il contributo di ogni indice alla determinazione di ogni singolo parametro, sono stati calcolati i coefficienti di correlazione di Spearman tra i valori degli indici e i parametri derivati.

I risultati per le tre combinazioni principali sono mostrati in Tabella B.7. Come atteso, gli indici di Balmer mostrano un'anticorrelazione con l'età, con un coefficiente di correlazione pari a $\rho_{Balmer} \approx -0.5$ in tutte e due le combinazioni in cui sono presenti (*Combo1*, *Combo2*). Similmente, gli indici metallici Fe4383 e Fe4531 correlano con la metallicità totale, con un coefficiente di correlazione $\rho_{Met} \approx 0.3 \div 0.4$.

Tuttavia, va osservato che il contributo degli indici non è sempre il medesimo e varia in base alla combinazione a cui essi appartengono. Ad esempio, il Fe4383 in *Combo3* mostra una debole correlazione con l'età, mentre in *Combo1* e *Combo2* non vi è alcuna correlazione. Una possibile spiegazione risiede nel fatto che nelle altre due combinazioni sono presenti gli indici di Balmer $H\gamma_A$, $H\gamma_F$ (e $H\delta_A$), e il loro "potere" nel vincolare l'età risulta maggiore di quello del Fe4383.

L'indice G4300 mostra un comportamento interessante: in *Combo1* correla moderatamente con l' $[\alpha/Fe]$, in *Combo2* correla con $[Z/H]$, mentre in *Combo3* è l'indice che meglio correla con l'età ($\rho = 0.62$). Da questa analisi emerge quindi che il G4300 potrebbe svolgere un ruolo importante nella determinazione dell'età (confermando quanto osservato da Schiavon 2007), in particolar modo in assenza di indici di Balmer.

Infine, un risultato significativo è mostrato dal C₂4668. Nel caso di *Combo1* e di *Combo3* mostra una forte correlazione con la metallicità totale $[Z/H]$ con un coefficiente $\rho = 0.7$.

Queste analisi sottolineano, come già osservato in precedenza nell'analisi delle diverse combinazioni, l'importanza del G4300 e del C₂4668, i quali, oltre ad avere un S/N relativamente elevato rispetto al S/N medio degli indici misurati, sembrano avere un contributo importante nella determinazione dei parametri nei regimi di (t_{Age} , $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) del presente lavoro. Ulteriori studi sono richiesti per esplorare più in dettaglio le loro sensibilità.

Tabella B.7 Correlazioni tra gli indici e i parametri derivati, per le tre combinazioni *Combo1*, *Combo2*, *Combo3*. Si utilizza il coefficiente di correlazione di Spearman ρ , in parentesi sono mostrati i *p-value* (significatività della correlazione).

Indice	<i>Combo1</i>			<i>Combo2</i>			<i>Combo3</i>		
	t_{Age} [Gyr]	[Z/H]	[α /Fe]	t_{Age} [Gyr]	[Z/H]	[α /Fe]	t_{Age} [Gyr]	[Z/H]	[α /Fe]
H δ_A	-0.46 (3.0e-08)	-0.01 (9.2e-01)	0.44 (1.5e-07)						
CN $_2$							0.43 (3.8e-07)	0.38 (7.7e-06)	0.33 (1.0e-04)
Ca4227	0.07 (3.9e-01)	0.04 (6.7e-01)	0.03 (7.3e-01)	0.02 (8.6e-01)	0.30 (1.6e-02)	0.24 (5.2e-02)	0.25 (3.7e-03)	-0.00 (9.9e-01)	-0.04 (6.8e-01)
G4300	0.25 (3.6e-03)	0.23 (7.4e-03)	0.35 (3.6e-05)	0.23 (6.7e-02)	0.48 (5.6e-05)	0.17 (1.9e-01)	0.62 (3.6e-15)	0.20 (2.1e-02)	0.19 (3.3e-02)
H γ_A	-0.43 (2.7e-07)	-0.19 (2.9e-02)	0.09 (3.1e-01)	-0.51 (1.5e-05)	-0.25 (4.8e-02)	0.12 (3.3e-01)			
H γ_F	-0.54 (3.1e-11)	-0.07 (4.0e-01)	0.09 (3.2e-01)	-0.53 (6.0e-06)	-0.20 (1.1e-01)	0.10 (4.1e-01)			
Fe4383	-0.03 (7.0e-01)	0.39 (4.6e-06)	-0.19 (2.8e-02)	0.08 (5.5e-01)	0.45 (1.6e-04)	-0.19 (1.3e-01)	0.35 (5.3e-05)	0.46 (4.3e-08)	-0.54 (5.4e-11)
Ca4455							0.09 (3.1e-01)	0.11 (2.1e-01)	-0.07 (4.0e-01)
Fe4531	-0.18 (3.5e-02)	0.28 (8.9e-04)	-0.16 (6.5e-02)	-0.05 (6.8e-01)	0.41 (6.8e-04)	-0.11 (3.7e-01)			
C $_2$ 4668	-0.29 (5.9e-04)	0.71 (6.4e-22)	0.35 (4.5e-05)				-0.01 (9.3e-01)	0.74 (1.8e-23)	0.02 (7.8e-01)

Appendice C

Risultati ottenuti per diverse combinazioni

In questa Appendice sono mostrati i risultati ottenuti analizzando l'intero catalogo delle 350 passive selezionate, utilizzando alcune combinazioni di indici presentate in Appendice B. In Figura C.1 sono mostrate le relazioni $t_{Age} - z$. È notevole che, anche per combinazioni di indici molto diverse tra loro, si ottengano età di galassie al sotto dell'età dell'Universo per la quasi totalità degli oggetti, pur non avendo applicato alcun limite a priori nell'analisi MCMC, $t_{Age} \sim \mathcal{U}(0.1, 15)$ Gyr. Inoltre, si nota come variando leggermente la combinazione *Combo1*, ad esempio rimuovendo l' $H\gamma_F$, si ottenga comunque una distribuzione in $t_{Age} - z$ simile a quella originaria.

In Figura C.1 sono mostrate le relazioni $[Z/H] - z$. Per la maggior parte dei casi si osserva un $\langle [Z/H] \rangle \gtrsim 0$. I due estremi sono rappresentati da *Combo3*, $\langle [Z/H] \rangle = 0.20$, e *Small2*, $\langle [Z/H] \rangle = -0.26$. Allo stesso tempo, le distribuzioni che mostrano valori di $\langle [Z/H] \rangle < 0$ sono anche caratterizzate da bassa statistica. A titolo di esempio, le galassie analizzabili con *Small1* e *Small2* erano rispettivamente 312 e 278, lo scarso numero di galassie vincolate, rispetto a quelle delle altre combinazioni, suggerisce che queste possano non essere affidabili per vincolare i parametri.

In Figura C.1 sono mostrate le relazioni $[\alpha/Fe] - z$. Per tutte le combinazioni eccetto *Small1* e *Combo2.5* si registra un $\langle [\alpha/Fe] \rangle > 0$. Inoltre, per le combinazioni in grado di vincolare un numero maggiore di galassie si ha $\langle [\alpha/Fe] \rangle \gtrsim 0.10$.

Nelle Figure C.4, C.5, C.6 sono mostrate le relazioni tra i parametri ($\log t_{Age}$, $[Z/H]$, $[\alpha/Fe]$) e la dispersione di velocità stellare σ_* . Per tutte le combinazioni che vincolano un numero alto di galassie (> 70) possono essere estesi i commenti riportati per *Combo1* nella sezione 5.1.

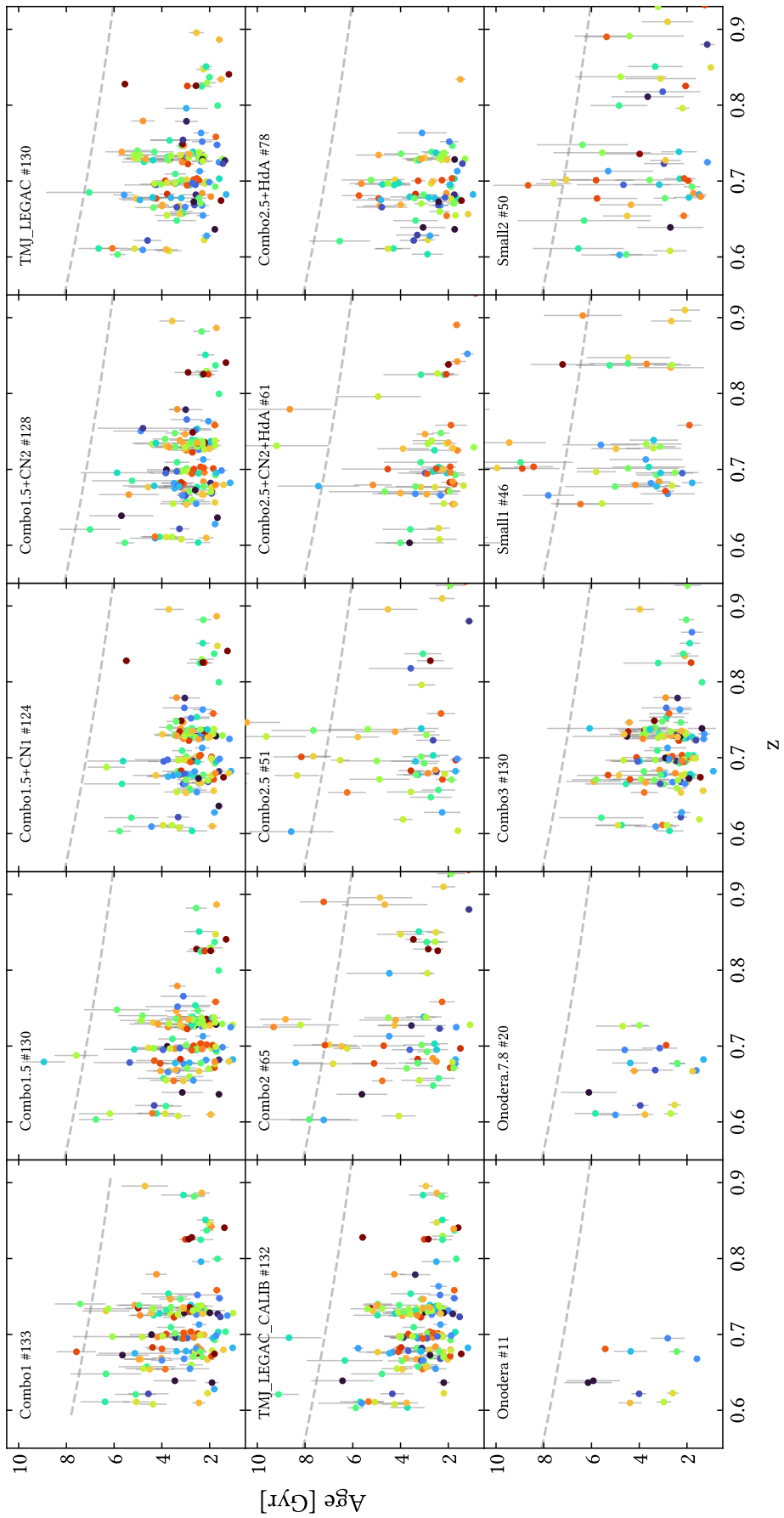


Figura C.1 Relazioni $t_{Age} - z$ ottenute con diverse combinazioni di indici presentate in Appendice B. La linea tratteggiata rappresenta l'età dell'universo per una cosmologia standard. I punti sono colorati in base a σ_* (da 150 (blu) a 270 (rosso) km s^{-1}) come da Figura 4.8.

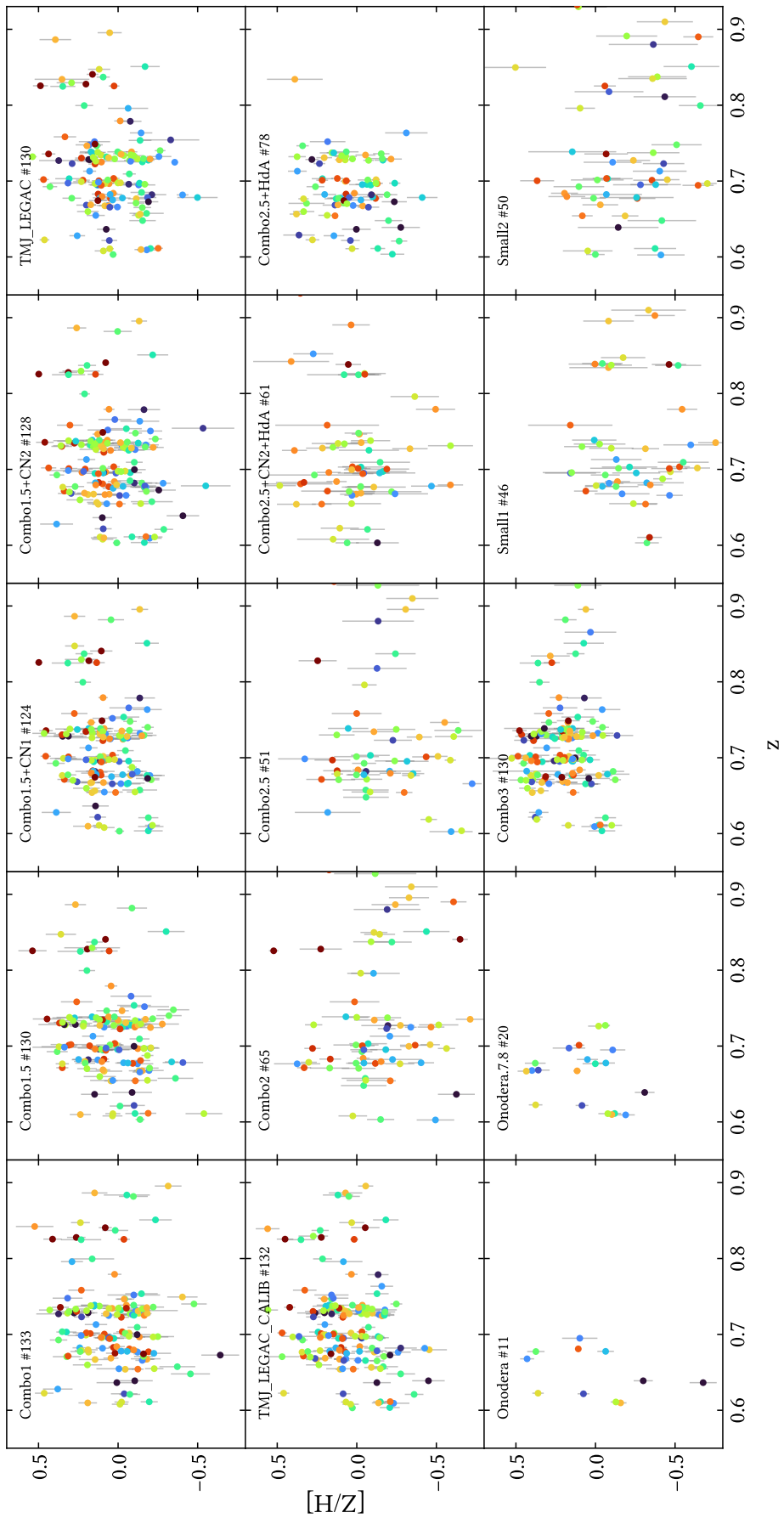


Figura C.2 Relazioni $[Z/H] - z$ ottenute con diverse combinazioni di indici presentate in Appendice B. I punti sono colorati in base a σ_* (da 150 (blu) a 270 (rosso) km s^{-1}) come da Figura 4.8.

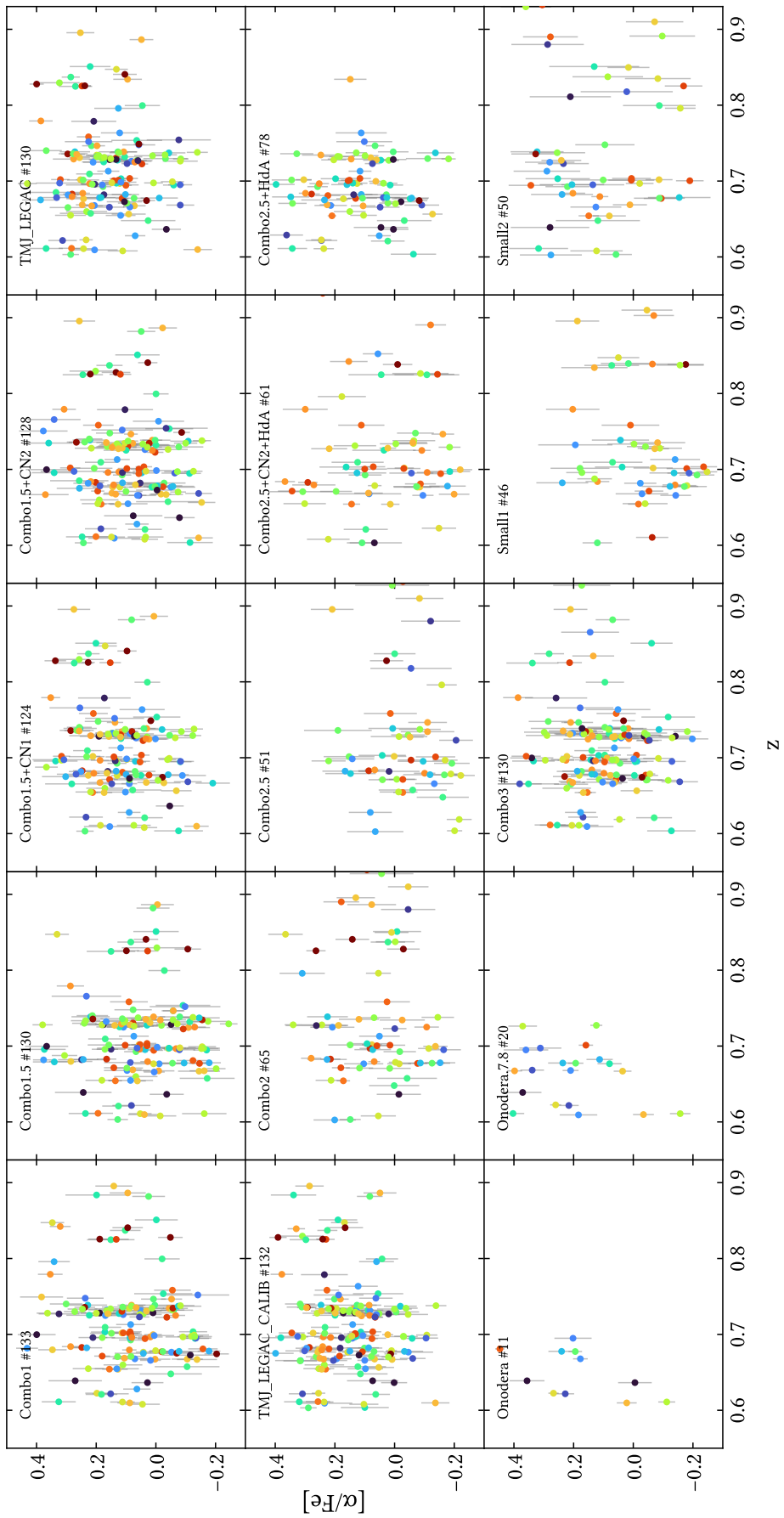


Figura C.3 Relazioni $[\alpha/Fe] - z$ ottenute con diverse combinazioni di indici presentate in Appendice B. I punti sono colorati in base a σ_* (da 150 (blu) a 270 (rosso) km s^{-1}) come da Figura 4.8.

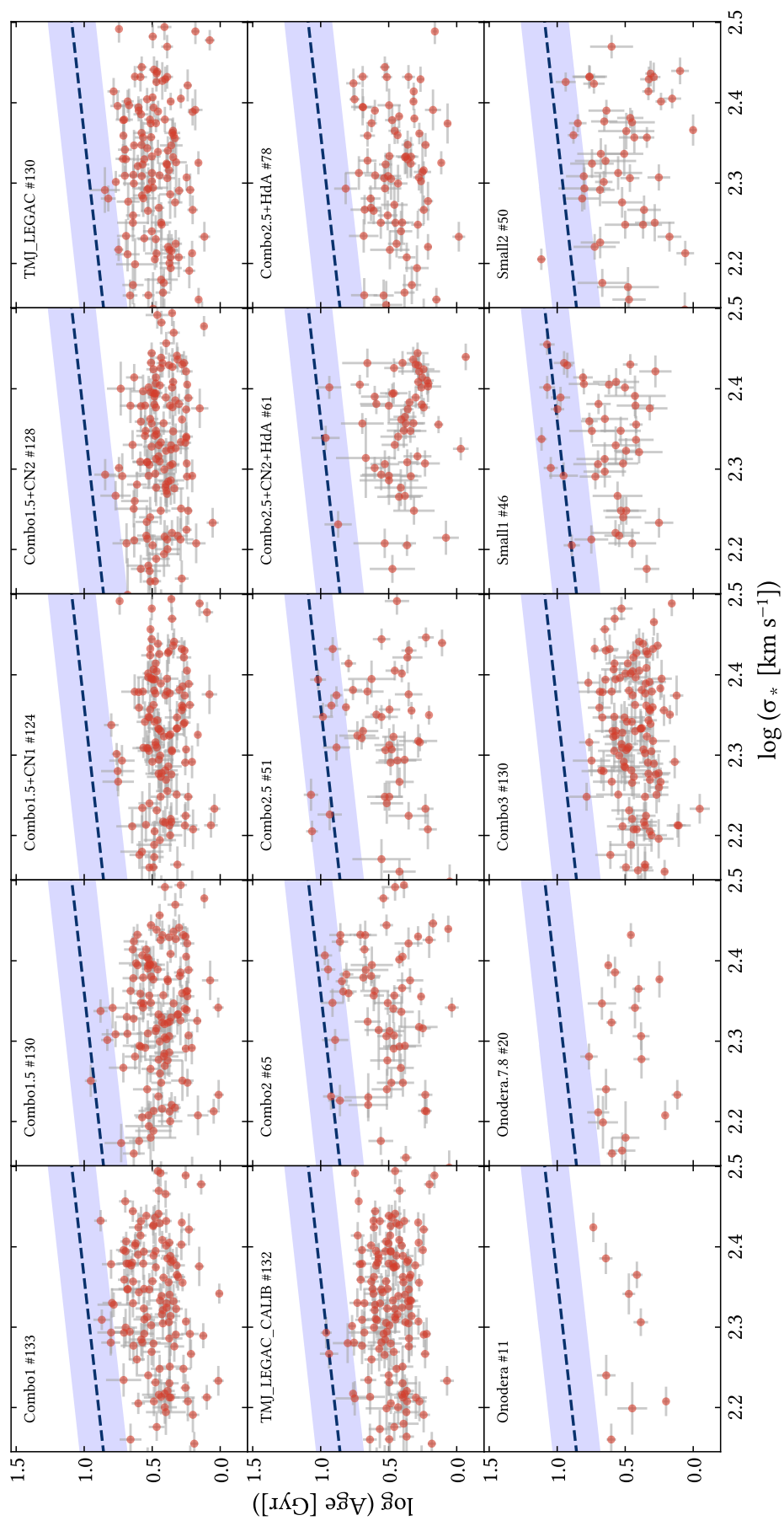


Figura C.4 Relazioni $\log t_{\text{Age}} - \log \sigma_*$ ottenute con diverse combinazioni di indici presentate in Appendice B. I punti ottenuti (in rosso) sono confrontati con il best fit della relazione di scala osservata nell'Universo locale da (Thomas et al., 2010).

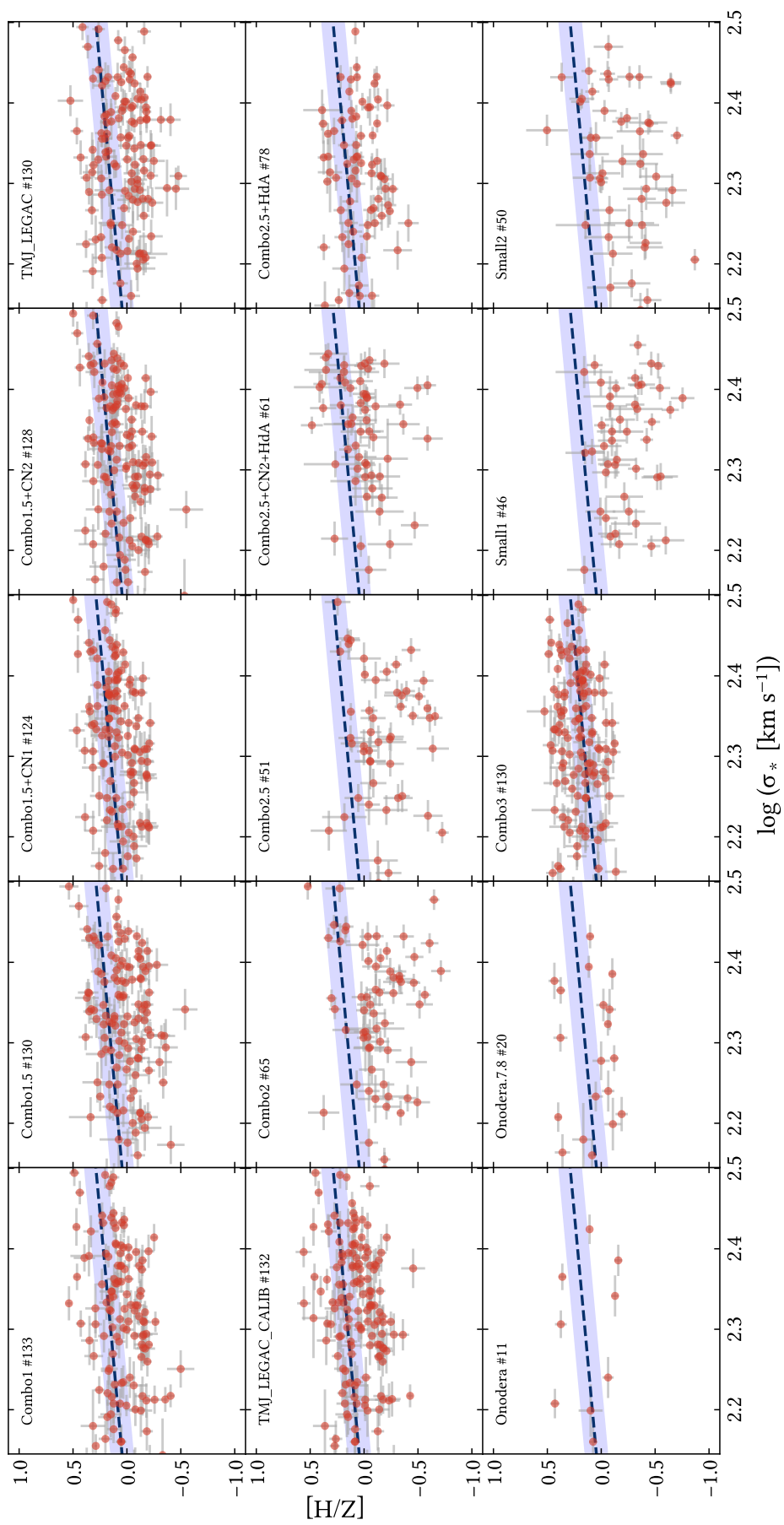


Figura C.5 Relazioni $\log[Z/H] - \log \sigma_*$ ottenute con diverse combinazioni di indici presentate in Appendice B. I punti ottenuti (in rosso) sono confrontati con il best fit della relazione di scala osservata nell'Universo locale da (Thomas et al., 2010).

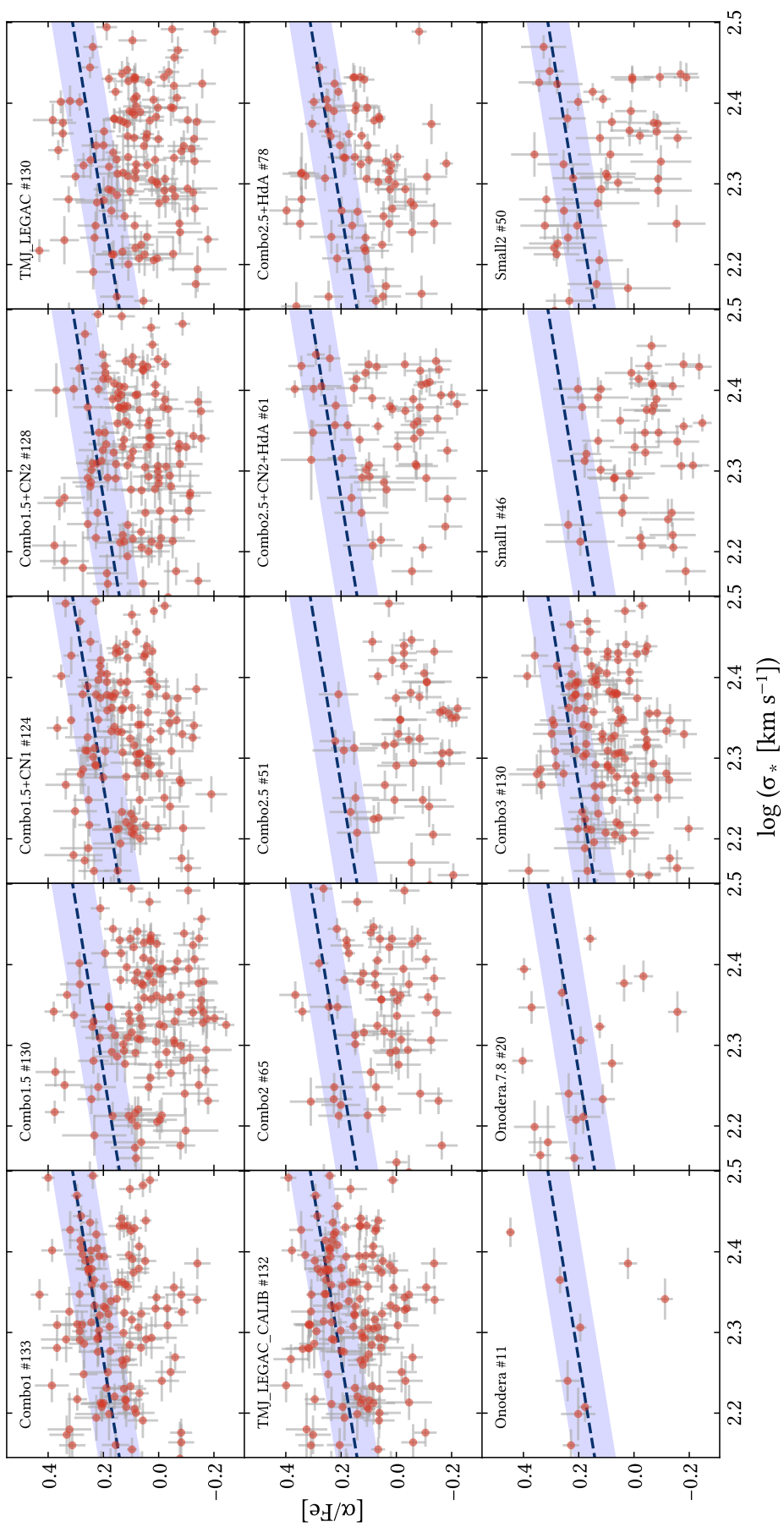


Figura C.6 Relazioni $\log[\alpha/Fe] - \log \sigma_*$ ottenute con diverse combinazioni di indici presentate in Appendice B. I punti ottenuti (in rosso) sono confrontati con il best fit della relazione di scala osservata nell'Universo locale da (Thomas et al., 2010).