

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

SCUOLA DI SCIENZE

Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

Metallicità dell'ammasso globulare NGC 5286

Presentata da:

Linda Lombardo

Relatore:

Prof. Alessio Mucciarelli

Correlatori:

Prof. Francesco R. Ferraro

Prof.ssa Barbara Lanzoni

Appello IV

Anno Accademico 2017-2018

A Onelia e Luciana.

Abstract

Questo lavoro di tesi presenta la ri-analisi di un campione di 7 stelle giganti nell'ammasso globulare NGC 5286, osservate con lo spettrografo UVES-FLAMES al Very Large Telescope. Lo stesso dataset era stato analizzato da [Marino et al. \(2015\)](#), che hanno evidenziato una distribuzione bimodale dell'abbondanza di ferro con due gruppi di stelle separati in $[\text{Fe}/\text{H}]$ di ~ 0.2 dex. Gli spettri sono stati rianalizzati utilizzando diversi metodi per stimare temperatura e gravità delle stelle.

I parametri derivati spettroscopicamente confermano la presenza di due popolazioni con diversi valori di $[\text{Fe}/\text{H}]$. Tuttavia, le gravità derivate spettroscopicamente corrispondono a delle masse stellari irrealisticamente basse per quasi tutte le stelle analizzate ($0.3\text{-}0.5 M_{\odot}$). Se invece si considera un valore ragionevole per le masse stellari, le gravità spettroscopiche implicano che le stelle a più bassa metallicità dovrebbero essere più brillanti di quasi una magnitudine rispetto alle magnitudini osservate. I parametri spettroscopici risultano quindi non affidabili.

Se invece si adottano temperature e gravità derivate dalla fotometria non si rileva alcuna dispersione intrinseca di ferro. Questa analisi dimostra quindi che, come la stragrande maggioranza (se non la totalità) degli ammassi globulari, anche NGC 5286 è monometallico, ovvero non è stato in grado di trattenere il materiale espulso dalle supernovae all'interno della sua buca di potenziale.

Indice

Abstract	iii
Introduzione	1
1 Gli ammassi globulari	3
1.1 Caratteristiche dei GC	3
1.1.1 Generalità	3
1.1.2 Caratteristiche chimiche	4
1.2 GC <i>anomali</i>	6
1.3 NGC 5286	8
2 Osservazioni	13
2.1 VLT	13
2.1.1 UVES	14
2.1.2 FLAMES	15
2.2 Riduzione dati	16
2.3 NGC 5286	17
2.4 Calibratori: NGC 6752 e NGC 6809 (M55)	18
3 Analisi Chimica	23
3.1 Lista di righe	24
3.2 Misura dell'EW	25
3.2.1 DAOSPEC	26
3.2.2 4DAO	28
3.3 Calcolo delle abbondanze	30
3.3.1 Metodo spettroscopico	32
3.3.2 Metodo <i>ibrido</i>	34
3.3.3 Metodo fotometrico	36
3.3.4 GALA	37

4	L'abbondanza di Ferro di NGC 5286	44
4.1	NGC 5286	44
4.1.1	Metodo (1): T_{eff} e $\log g$ spettroscopiche	45
4.1.2	Metodo (2): T_{eff} spettroscopica e $\log g$ fotometrica	47
4.1.3	Metodo (3): T_{eff} e $\log g$ fotometriche	50
4.2	Calibratori	52
4.3	Discussione	53
A	Abbondanza di Ferro dei calibratori	61

Introduzione

Nell'ultimo decennio, l'indagine sulle proprietà degli ammassi globulari (GC) e sulle loro eventuali deviazioni dal classico paradigma di popolazioni stellari semplici (SSP) è diventata uno dei temi più discussi nell'astrofisica stellare. Per alcuni GC, denominati *anomali* (Marino et al., 2015), è stata osservata una dispersione intrinseca nel contenuto di ferro, suggerendo una diversa origine per questi sistemi usualmente classificati come ammassi globulari. Due esempi innegabili di sistemi di questo tipo sono ω Centauri (Origlia et al. 2003; Johnson and Pilachowski 2010; Marino et al. 2011; Pancino et al. 2011) e Terzan 5 (Ferraro et al. 2009; Origlia et al. 2011,2013; Massari et al. 2014), i quali mostrano entrambi una dispersione di metallicità di ~ 1 dex e multi-modale. Oltre a questi due casi, sono state osservate delle dispersioni di ferro (anche se di entità minore) dall'analisi di spettri ad alta risoluzione in M 54 (Carretta et al., 2010), M 22 (Marino et al., 2009), M 2 (Yong et al., 2014) e NGC 5286 (Marino et al., 2015). Altri ammassi sono stati analizzati per verificare se avessero o meno una dispersione in ferro, ma senza risultati definitivi. Studi successivi hanno però dimostrato che le dispersioni di ferro misurate in alcuni di questi GC erano in realtà spurie e probabilmente dovute ad effetti trascurati nell'analisi (si veda, ad esempio, Mucciarelli et al., 2015, Lardo et al., 2016). Un aspetto da tenere in considerazione è che, se la dispersione in ferro è reale in un GC, dovrebbe essere rilevata indipendentemente dal metodo utilizzato per l'analisi. In M 22, la dispersione in ferro misurata da Marino et al. (2009) è risultata invece dipendente dal metodo utilizzato per la derivazione delle gravità superficiali (Mucciarelli et al., 2015).

Alla luce di questi risultati che sembrano smentire un'intrinseca dispersione in $[\text{Fe}/\text{H}]$ in alcuni GC, in questo studio verrà rianalizzato il caso di NGC 5286. Spettri ad alta risoluzione di stelle di RGB di questo GC, analizzati da Marino et al. (2015), evidenziano la presenza di due gruppi di stelle con diversa abbondanza di Fe. Poiché la distribuzione di metallicità di NGC 5286 ottenuta da Marino et al. (2015) assomiglia a quella di M22, dove la dispersione di metallicità è risultata essere spuria, gli spettri di NGC 5286 sono stati rianalizzati utilizzando diverse metodologie di analisi per verificare

la reale dispersione di metallicità di questo sistema.

La tesi è organizzata come segue:

- nel Capitolo 1 vengono descritte le caratteristiche generali degli ammassi globulari e vengono presentati alcuni casi di GC anomali;
- nel Capitolo 2 viene descritta la strumentazione utilizzata e vengono presentati i target spettroscopici;
- nel Capitolo 3 vengono discussi i software e i metodi utilizzati per l'analisi chimica dei target;
- nel Capitolo 4 vengono presentati e discussi i risultati ottenuti dall'analisi chimica.

Un riassunto del lavoro effettuato e dei risultati ottenuti è presentato nella sezione "Sommaro e Conclusioni".

Capitolo 1

Gli ammassi globulari

In questo capitolo verranno descritte le caratteristiche generali degli ammassi globulari e verranno presentati alcuni casi di GC *anomali* che mostrano dispersioni intrinseche nell'abbondanza di ferro.

1.1 Caratteristiche dei GC

1.1.1 Generalità

Gli ammassi globulari sono sistemi stellari composti da $10^5 \div 10^6$ stelle gravitazionalmente legate e distribuite secondo una geometria pressoché sferica, con un'elevata densità nelle zone centrali. Nella Via Lattea (in questo caso si parla di ammassi globulari galattici, GGC) ne sono stati identificati circa 160 (Harris, 1996, 2010 edition), i quali sono distribuiti prevalentemente nell'alone e nelle regioni centrali (*bulge*) della Galassia. I GGC hanno un'età compresa tra 10 e 13 Gyr (Dotter et al. 2010, Marín-Franch et al. 2009). La metallicità dei GGC è largamente inferiore a quella tipica delle stelle di popolazione I presenti nel disco Galattico, con valori tipicamente subsolari ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -2.3 \div -0.7$) (Figura 1.1). Tuttavia alcuni GGC, in particolare nel bulge Galattico, presentano una metallicità più elevata (e.g. NGC 6304, NGC 6440, NGC 6388).

Grazie alle loro caratteristiche, i GC vengono considerati il migliore esempio conosciuto in natura di SSP, ossia di una popolazione stellare formata da stelle coeve e con la stessa composizione chimica. Per questa ragione, sono stati storicamente usati come laboratorio ideale per validare i modelli di evoluzione stellare e comprendere sistemi più complessi, come le galassie (si veda Renzini and Buzzoni (1986)).

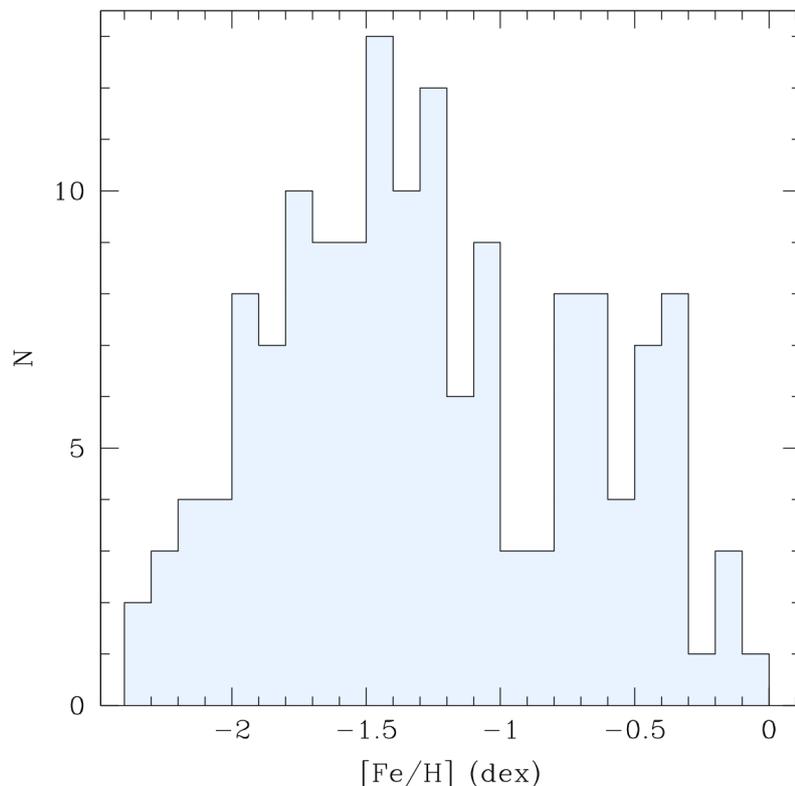


Figura 1.1: Distribuzione di metallicità dei GC nella Via Lattea (Harris, 1996).

1.1.2 Caratteristiche chimiche

La maggioranza dei GC che sono stati studiati attraverso la spettroscopia ad alta risoluzione ha mostrato che questi sistemi possiedono due caratteristiche principali: (1) la dispersione in ferro tra le stelle del GC è molto piccola e compatibile, entro le incertezze, con una dispersione nulla (Figura 1.2; Carretta et al. 2009a; Willman and Strader 2012); (2) le variazioni da stella a stella all'interno dello stesso ammasso nelle abbondanze chimiche di alcuni elementi leggeri sono osservabili e seguono degli andamenti ben precisi, come le anticorrelazioni Na-O e Mg-Al (Figura 1.3; Carretta et al. 2009b, 2009c; Mészáros et al. 2015; Pancino et al. 2017).

La prima evidenza suggerisce che i GC non siano massivi abbastanza da trattenere nelle loro buche di potenziale il gas espulso dalle SNII, impedendo così la formazione di nuove stelle arricchite in Fe. La seconda, invece, viene interpretata come la capacità del GC di trattenere o riciclare il materiale

espulso da alcune stelle in cui sono avvenuti dei cicli di cattura protonica ad alta temperatura (cicli CNO, NeNa e MgAl). Sebbene i meccanismi di auto-arricchimento siano ancora poco chiari e dibattuti (si veda ad esempio la discussione critica di [Bastian and Lardo, 2015](#) e [Renzini et al., 2015](#)), la presenza di popolazioni chimicamente distinte nei GC è ad oggi ampiamente riconosciuta ed accettata. Le anticorrelazioni Na-O sono state trovate pressoché in tutti i GC più vecchi, mentre esistono delle eccezioni innegabili alla prima evidenza citata.

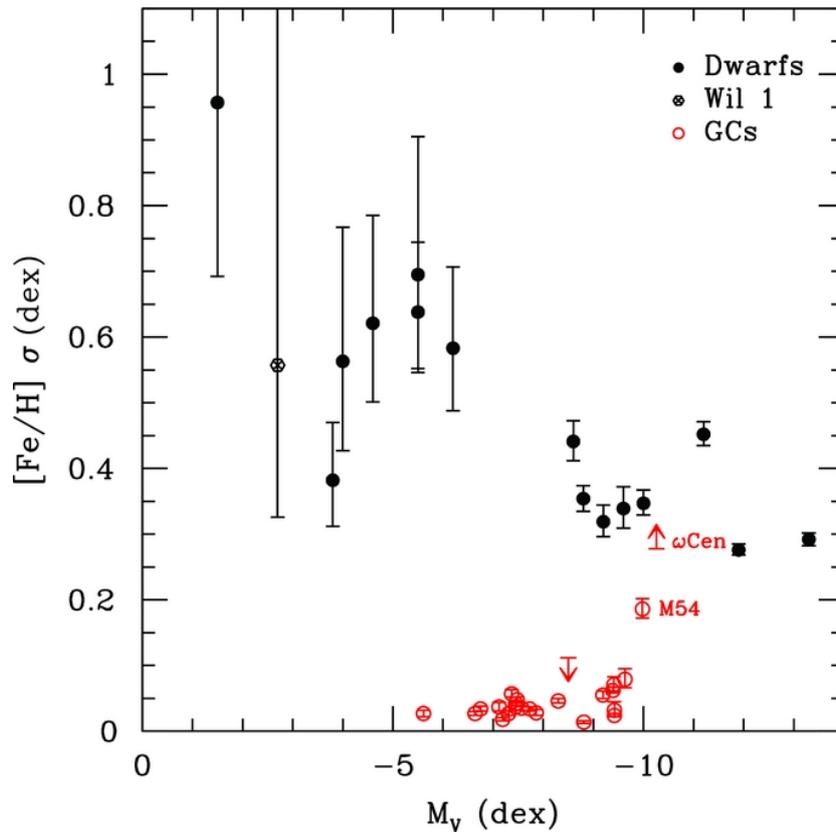


Figura 1.2: Dispersione in $[Fe/H]$ misurata per le galassie nane (cerchi neri pieni) e per i GC (cerchi rossi vuoti) della Via Lattea. Grafico da [Willman and Strader \(2012\)](#).

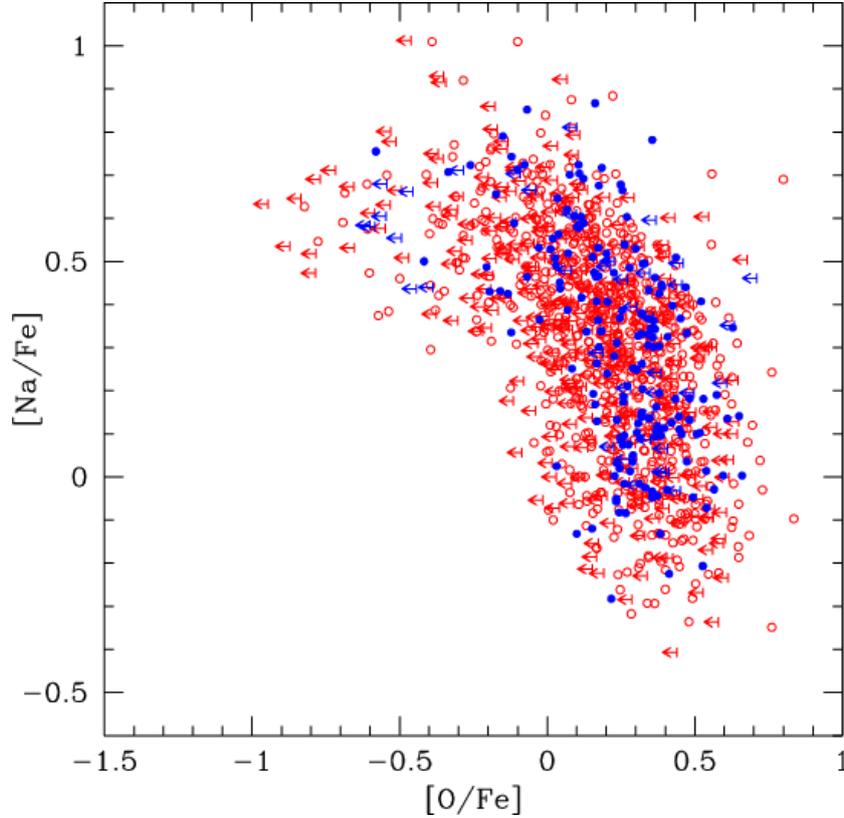


Figura 1.3: Andamento di $[\text{Na}/\text{Fe}]$ come funzione di $[\text{O}/\text{Fe}]$ Na-O per un totale di 1958 giganti rosse in 19 GC (Carretta et al., 2009c). I rapporti di abbondanza $[\text{Na}/\text{Fe}]$ e $[\text{O}/\text{Fe}]$ ottenuti dagli spettri GIRAFFE sono identificati dai cerchi rossi vuoti; i rapporti di abbondanza ottenuti dagli spettri UVES (Carretta et al., 2009b) sono invece identificati da cerchi blu pieni. Le frecce indicano dei limiti superiori nell'abbondanza di ossigeno. Grafico da Carretta et al. (2009c).

1.2 GC *anomali*

Sono presenti tre sistemi stellari massicci, classificati come GC in base alla loro struttura e al loro profilo di densità, che presentano una dispersione in ferro intrinseca notevole: ω Centauri nell'alone Galattico (Origlia et al. 2003; Johnson and Pilachowski 2010; Marino et al. 2011; Pancino et al. 2011), Terzan 5 nel bulge Galattico (Ferraro et al. 2009; Origlia et al. 2011; Origlia et al. 2013; Massari et al. 2014) e M 54 (Carretta et al., 2010), situato nella galassia sferoidale nana del Sagittarius (Sgr dSph), galassia satellite della Via Lattea in collisione con quest'ultima. I primi due sistemi stellari hanno una

distribuzione in $[\text{Fe}/\text{H}]$ multi-modale, ω Centauri mostra almeno 5 gruppi di stelle con differenti abbondanze di Fe ($\Delta[\text{Fe}/\text{H}] \sim 1.5$ dex) e altri elementi pesanti (Figura 1.4), mentre Terzan 5 ospita due popolazioni con differenti età ($\Delta t \sim 6$ Gyr) e differenti abbondanze di elementi pesanti ($\Delta[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0.5$ dex) (Figura 1.5). La distribuzione di metallicità di M 54, invece, se si tiene in considerazione la contaminazione delle stelle di Sagittarius, è significativamente minore rispetto a quella di ω Centauri e Terzan 5, con un valore di ~ 0.19 dex (Carretta et al., 2010) (Figura 1.6). Sebbene siano caratterizzati dalle più grandi distribuzioni di metallicità che siano state osservate tra i sistemi classificati come GC, questi tre sistemi non possono essere facilmente interpretati all'interno dello stesso contesto: ω Centauri viene solitamente interpretato come ciò che resta di una galassia sferoidale nana distrutta dalle interazioni con la Via Lattea (Bekki and Freeman, 2003), Terzan 5 è probabilmente un relitto fossile di una delle strutture promordiali che hanno contribuito alla formazione del bulge Galattico (Ferraro et al., 2016), mentre M 54, per via della sua posizione, che coincide con il centro della Sgr dSph, e della grande differenza tra il suo profilo di dispersione di velocità e quello di Sagittarius, si ritiene che sia un GC la cui formazione è stata indipendente dal nucleo della galassia ospite e che si trovi nella posizione attuale a causa della frizione dinamica (come dimostrato da Bellazzini et al. 2008).

Nell'ultimo decennio, attraverso studi basati su spettri a bassa ed alta risoluzione, sono state identificate delle dispersioni intrinseche in ferro, dell'ordine di ~ 0.1 dex, in altri GC, quali M 22 (Marino et al. 2009; Lee 2016), NGC 3201 (Simmerer et al., 2013), M 2 (Yong et al., 2014), NGC 5824 (Da Costa et al., 2014), NGC 5286 (Marino et al., 2015) e M 19 (Johnson et al., 2015). Nella maggior parte di questi GC (come M 22, M 2, NGC 5286 e M 19) è stata inoltre osservata una dispersione intrinseca nelle abbondanze degli elementi coinvolti nei processi di cattura neutronica lenta (s-process) e C+N+O (dove i rapporti delle abbondanze $[s/\text{Fe}]$ e C+N+O aumentano all'aumentare di $[\text{Fe}/\text{H}]$), simile a quella osservata in ω Centauri (non sono invece ancora disponibili informazioni sulle abbondanze degli elementi s-process in Terzan 5 e M 54). Le somiglianze, sebbene di entità minore, con ω Centauri sembrano suggerire che questi GC siano in realtà dei resti di galassie nane catturate dalla Via Lattea (si veda, ad esempio, la discussione in (Marino et al., 2015)).

In realtà, quando si tratta di determinare se un GC abbia o meno una dispersione intrinseca nell'abbondanza di ferro, bisogna tenere a mente che esistono diversi effetti che possono mimare quest'ultima. Nel caso di NGC 3201, la dispersione in ferro osservata da Simmerer et al. (2013) è in realtà dovuta all'inclusione di stelle AGB nel campione di stelle analizzate, le quali mostrano una abbondanza $[\text{Fe}/\text{H}]$ sistematicamente minore rispetto a quel-

la misurata nelle stelle di RGB (Mucciarelli et al., 2015). È stato ipotizzato che questo valore inferiore dell’abbondanza di FeI sarebbe dovuto ad effetti di non-LTE (NLTE), i quali influenzano prevalentemente le righe di FeI lasciando l’abbondanza delle righe di FeII inalterata. Un comportamento simile è stato inoltre osservato nelle stelle di AGB in M 5 (Ivans et al., 2001) e in 47 Tucanae (Lapenna et al., 2014). Nel caso di M 22, rianalizzato da Mucciarelli et al. (2015), è stato dimostrato che l’utilizzo di gravità fotometriche invece di quelle spettroscopiche (basate sulla richiesta che FeI e FeII forniscano la stessa abbondanza) portava ad una distribuzione delle righe di FeII più stretta, compatibile con una dispersione intrinseca nulla, mentre l’utilizzo delle gravità spettroscopiche forniva come risultato due distribuzioni di metallicità allargate (si veda Figura 1.7). Un approccio simile è stato utilizzato da Lardo, Mucciarelli & Bastian (2016) per M 2, riducendo la dispersione in ferro che era stata trovata da Yong et al. (2014).

1.3 NGC 5286

NGC 5286 è un ammasso globulare situato ad una distanza di 8.9 kpc dal Centro Galattico e a 11.7 kpc dal Sole (Harris, 1996, 2010 edition), ha una massa di $M = 10^{5.65} M_{\odot}$ (McLaughlin and van der Marel, 2005) e una magnitudine assoluta nel visibile di $M_V = -8.74$ mag (Harris, 1996, 2010 edition). Osservazioni fotometriche con HST hanno rivelato uno sdoppiamento del ramo delle sub-giganti (SGB), simile a quello osservato in NGC 1851 e in M 22 (Marino et al., 2015). La presenza di SGB multipli in un GC potrebbe essere dovuta, infatti, a delle differenze nella metallicità globale, negli elementi C+N+O e/o nell’età (Cassisi et al., 2008; Marino et al., 2011, 2012).

Dal punto di vista spettroscopico, Marino et al. (2015) hanno trovato, dall’analisi degli spettri ad alta risoluzione di 62 giganti rosse in NGC 5286, una distribuzione bimodale nell’abbondanza di ferro, con una differenza tra i due gruppi di stelle di ~ 0.2 dex. I due gruppi differiscono, inoltre, nei rapporti delle abbondanze degli elementi coinvolti nei processi di cattura neutronica lenta (s-process), dove il gruppo con l’abbondanza di Fe maggiore ha anche un’abbondanza di elementi s-process maggiore (Figura 1.8).

NGC 5286 sembrerebbe quindi in grado di trattenere non solo il gas espulso dalle AGB più massicce, ma anche il materiale espulso dalle SN.

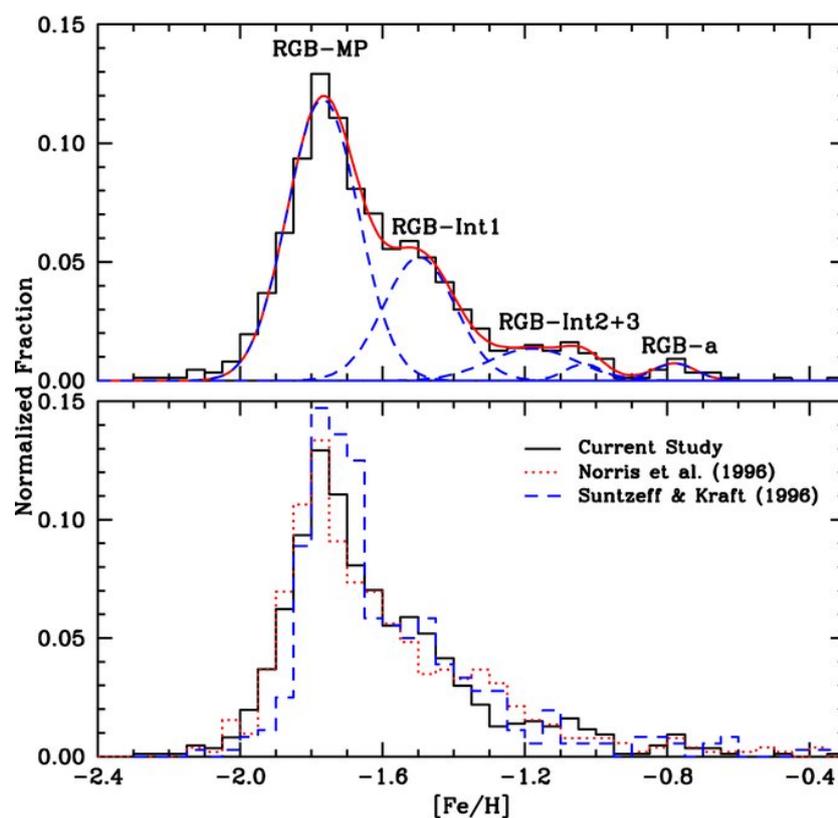


Figura 1.4: Il pannello superiore mostra la distribuzione di metallicità per stelle giganti di ω Centauri per il campione di [Johnson and Pilachowski \(2010\)](#), inclusi i dati da [Johnson et al. \(2008, 2009\)](#). In questo pannello, la linea rossa mostra il fit della distribuzione ottenuto con cinque profili Gaussiani, mentre le linee tratteggiate in blu mostrano i fit di ciascuna componente Gaussiana. Il pannello inferiore confronta la distribuzione di metallicità di [Johnson and Pilachowski \(2010\)](#) (linea nera) con quelle di [Norris et al. \(1996\)](#) (linea rossa punteggiata) e di [Suntzeff and Kraft \(1996\)](#) (linea blu tratteggiata). Grafico da [Johnson and Pilachowski \(2010\)](#).

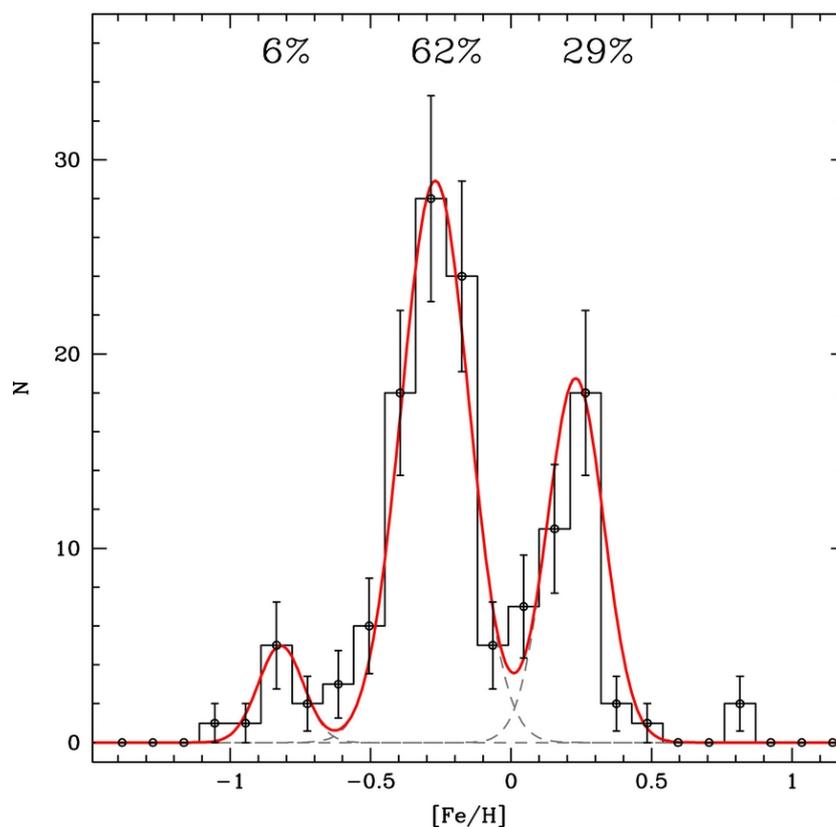


Figura 1.5: Distribuzione di metallicità per i campioni spettroscopici FLAMES+DEIMOS (101 stelle; [Massari et al. \(2014\)](#)) e NIRSPEC (34 target; [Origlia et al. \(2011\)](#)) di stelle giganti di Terzan 5. La linea rossa mostra il fit che meglio riproduce la distribuzione osservata utilizzando tre profilo Gaussiani. Le componenti Gaussiane singole sono mostrate con delle linee grige tratteggiate. Viene inoltre riportata la percentuale di ogni singola componente rispetto al campione totale di 135 stelle. Grafico da [Massari et al. \(2014\)](#).

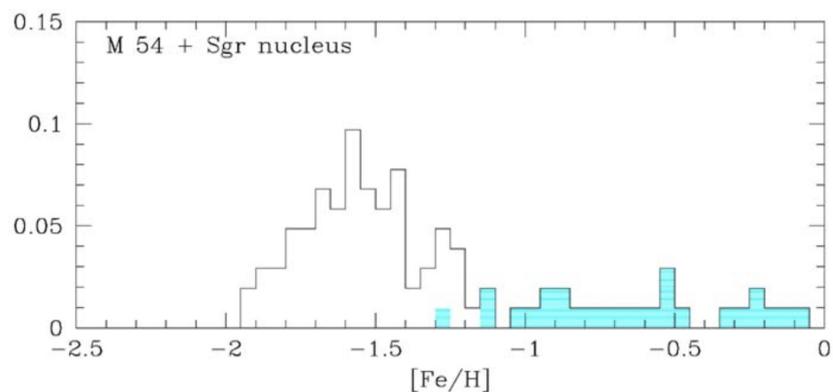


Figura 1.6: Distribuzione di metallicità del campione di [Carretta et al. \(2010\)](#) (M54 + nucleo Sgr - dove l'ultimo è evidenziato in blu). La distribuzione è normalizzata al numero totale di oggetti nel campione. Grafico da [Carretta et al. \(2010\)](#).

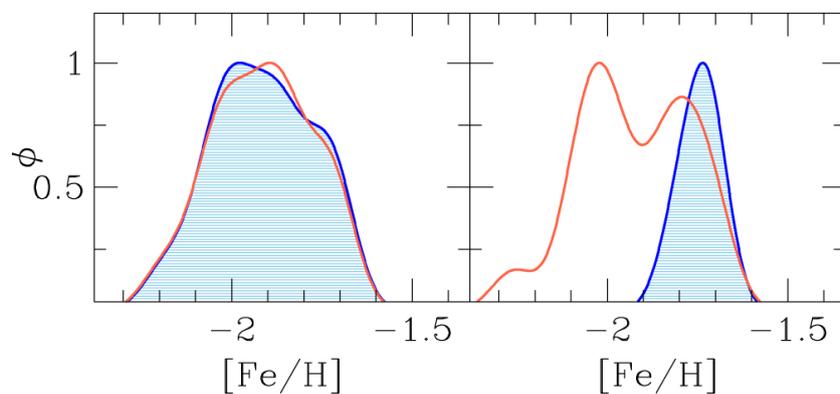


Figura 1.7: Istogrammi generalizzati per $[\text{FeI}/\text{H}]$ (istogramma vuoto rosso) e $[\text{FeII}/\text{H}]$ (istogramma blu) delle stelle giganti di M 22 ottenuto dall'analisi effettuata con le gravità spettroscopiche (pannello di sinistra) e con le gravità fotometriche (pannello di destra). Grafico da [Mucciarelli et al. \(2015\)](#).

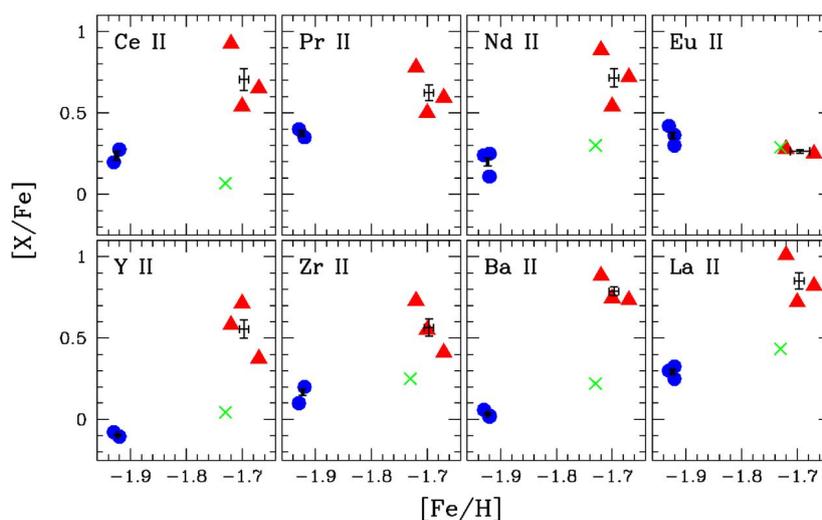


Figura 1.8: Sommario dei risultati per le abbondanze degli elementi da processi cattura neutronica (n-capture) ottenuti con il campione UVES. I rapporti delle abbondanze degli elementi n-capture da Y a Eu relativi al Fe sono mostrati in funzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$. Gli intervalli orizzontali e verticali sono identici in tutti i pannelli. In ogni pannello, i cerchi blu rappresentano le stelle s-poor/Fe-poor, i triangoli rossi rappresentano le stelle s-rich/Fe-rich. Le x verdi rappresentano le stelle s-poor/Fe-rich. Sono mostrate inoltre per i gruppi s-poor/Fe-poor e s-rich/Fe-rich le medie e le barre d'errore associate. Grafico da [Marino et al. \(2015\)](#).

Capitolo 2

Osservazioni

Nel seguente capitolo verranno descritti gli strumenti utilizzati per l'osservazione del target e dei calibratori e verranno presentati i dati spettroscopici che sono stati analizzati in questo studio. Per ottenere gli spettri delle singole stelle degli ammassi globulari osservati è stato utilizzato lo spettrografo ad alta risoluzione UVES-FLAMES (Pasquini et al., 2002) a fibre. Le informazioni riportate possono essere consultate sul sito dell'ESO¹ e sugli User Manual di UVES² e FLAMES³. Le osservazioni sono state effettuate adottando il setup 580 Red Arm CD#3 (lunghezza d'onda da $\sim 4800\text{\AA}$ a $\sim 6800\text{\AA}$, con una risoluzione di ~ 47000) in diversi programmi di osservazione: il target, NGC 5286, è stato osservato durante il programma 091.D-0578(A) (PI: A. F. Marino), mentre i calibratori, NGC 6752 e NGC 6809, sono stati osservati rispettivamente durante i programmi 083.D-0208 (PI: Carretta) e 073.D-0211 (PI:Carretta). Per ogni target lo spettro osservato è composto da due parti, uno spettro *low* (4800 - 5800 \AA) ed uno spettro *up* (5800 - 6800 \AA).

2.1 VLT

Il Very Large Telescope dell'ESO si trova all'osservatorio del Paranal, nel Cile settentrionale. Il VLT è composto da quattro telescopi ottici fissi di 8.2 metri di diametro (chiamati UTs, da Unit Telescopes), affiancati ad altri quattro telescopi minori mobili, che possono lavorare indipendentemente o

¹ESO - VLT Unit Telescopes <https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/telescopes/ut.html>

²UV-Visual Echelle Spectrograph User Manual https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/uves/doc/VLT-MAN-ESO-13200-1825_v103.pdf

³FLAMES User Manual https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/flames/doc/VLT-MAN-ESO-13700-2994_p103.pdf

in modalità combinata. In questa ultima configurazione possono arrivare ad avere una potenza totale di raccoglimento della luce pari a quella di un singolo telescopio di 16 metri. I quattro telescopi possono inoltre lavorare come un interferometro (VLTI) ottenendo imaging ad alta risoluzione. Il range di lunghezze d'onda utile si estende dal vicino UV fino a $25 \mu\text{m}$ nell'infrarosso. Il layout ottico del VLT è di tipo Ritchey-Chrétien. Il VLT può operare in diversi fuochi: in Cassegrain, in Nasmyth o in Coudé. La luce stellare viene raccolta sullo specchio primario (M1) e concentrata tramite la combinazione degli specchi primario (M1) e secondario (M2) direttamente sul fuoco Cassegrain, localizzato sotto allo specchio primario, oppure su uno dei due fuochi Nasmyth. Il fuoco Coudé viene ottenuto trasferendo un fuoco Nasmyth alla base del telescopio. Vari strumenti astronomici sono montati sia sul fuoco Nasmyth sia sotto lo specchio primario (il fuoco Cassegrain).

2.1.1 UVES

UVES (Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph)([Dekker et al., 2000](#)), montato sulla piattaforma Nasmyth B del UT-2 del VLT, è uno spettrografo echelle progettato per lavorare ad alta efficienza dal cut-off atmosferico a 300 nm fino al limite delle lunghezze d'onda lunghe dei CCD (~ 1100 nm). Il fascio di luce proveniente dal telescopio viene splittato nei due bracci dello strumento: il Blue Arm (300-500 nm) e il Red Arm (420-1100 nm). I fasci possono lavorare separatamente o in parallelo grazie ad un beam splitter dicroico. Il potere risolutivo è $\sim 40,000$ quando si utilizza una slit di 1 arcsec, ma utilizzando una slit più stretta la risoluzione massima raggiungibile risulta essere 80,000 per il Blue Arm e 110,000 per il Red Arm. I due bracci dell'UVES sono equipaggiati con dei detector CCD, un singolo EEV CCD nel Blue Arm (EEV 44-82) e un mosaico di un EEV e di un MIT-LL (CCID-20) nel Red Arm. Ogni braccio ha due grating dispersori a croce che lavorano nel primo ordine spettrale; la separazione tipica tra gli ordini è di 10 arcsec. Le caratteristiche principali dei due bracci di UVES sono riassunti in Tabella 2.1.

Tabella 2.1: Proprietà osservative misurate e performance di UVES.

Arm	Blue	Red
Range di lunghezza d'onda	300 - 500 nm	420 - 1100 nm
Risoluzione slit	41,400	38,700
Risoluzione max	$\sim 80,000$ (0.4" slit)	$\sim 110,000$ (0.3" slit)
Magnitudine limite (integrazione 1.5 hr, S/N=10, seeing 0.7")	18.0 at R=58,000 in U (0.7" slit)	19.5 at R=62,000 in V (0.7" slit)
CCDs (pixel scale)	EEV, 2Kx4K, 15 μm pixels (0.22 arcsec/pix)	mosaico di due (EEV + MIT/LL), 2Kx4K, 15 μm pixels (0.16 arcsec/pix)
Separazione min degli ordini	10 arcsec o 40 pixels	12 arcsec o 70 pixels

2.1.2 FLAMES

FLAMES (Pasquini et al., 2002) è uno spettrografo multi-oggetto di intermedia e alta risoluzione del VLT. Montato sulla piattaforma Nasmyth A del UT-2, FLAMES può osservare target su un ampio campo di vista corretto (25 arcmin di diametro). FLAMES è composto da diverse componenti:

- Un Correttore ottico, che fornisce un'eccellente qualità dell'immagine su tutto il campo di vista.
- Un Posizionatore di Fibre (OzPoz) composto da due piastre: mentre una piastra sta osservando, l'altra posiziona le fibre per l'osservazione successiva, limitando il dead time tra un'osservazione e la successiva a meno di 15 minuti.
- Uno spettrografo ottico a media-alta risoluzione, GIRAFFE, con un proprio sistema di fibre in tre possibili configurazioni: MEDUSA, IFU e ARGUS.
- Un collegamento allo spettrografo UVES (Red Arm) attraverso 8 fibre singole per piastra con 1 arcsec di apertura.
- Un sistema di software di osservazione che permette osservazioni simultanee UVES e GIRAFFE.

GIRAFFE

GIRAFFE è uno spettrografo a medio-alta ($R = 7500 - 45000$) risoluzione per l'intero spettro visibile (370-950 nm). Esso è equipaggiato con due gratings (alta e bassa risoluzione) e sono disponibili diversi filtri per selezionare il range spettrale richiesto. Ogni oggetto può essere osservato solamente in uno, o una frazione di un singolo ordine echelle alla volta. Il sistema di fibre che alimenta GIRAFFE è composto dalle seguenti componenti:

- 2 set di fibre MEDUSA, una per piastra di posizionamento. Le fibre consentono di osservare simultaneamente fino a 131 oggetti separati (incluse le fibre del cielo) ed ogni fibra ha un'apertura di 1.2 arcsec nel cielo. Cinque fibre aggiuntive consentono la calibrazione in lunghezza d'onda simultanea di ogni esposizione.
- 2 slits IFU, una per piastra di posizionamento. Ogni IFU (Integral Field Unit) consiste in array di 20 microlenti rettangolari di lato 0.52 arcsec ciascuna, dando un'apertura (circa rettangolare) totale di $\sim 3 \times 2$ arcsec. Per ogni piastra ci sono 15 IFU dedicati alle misurazioni degli oggetti e 15 IFU dedicati alle misurazioni del cielo.

- 1 slit ARGUS. L'unità integrale ARGUS è composta da un array rettangolare di 22 per 14 microlenti. Essa è fissata al centro della piastra di posizionamento 2. Due scale sono disponibili: una con un sampling di 0.52 arcsec/microlente (scala 1:1) e un'apertura totale di ~ 12 per 7 arcsec, e una con un sampling di 0.3 arcsec/microlente e una copertura totale di 6.6 per 4.2 arcsec (scala 1:1.67). Sono inoltre disponibili 15 fibre ARGUS singole per il cielo.

UVES - FIBRE mode

UVES è lo spettrografo ad alta risoluzione del UT-2 del VLT. Esso è stato progettato per lavorare in modalità long slit ma è stato possibile aggiungere, solamente al suo Red Arm, anche una modalità con fibre (da 6 a 8 fibre, a seconda del setup e/o della modalità) alimentata dal posizionatore FLAMES. In questa modalità si possono utilizzare solo i tre setup standard del Red Arm, con lunghezza d'onda centrale di 520 nm, 580 nm e 860 nm rispettivamente. Con un'apertura sul cielo di 1 arcsec, le fibre proiettano la luce su 5 pixels UVES lungo l'asse di dispersione dando un potere risolutivo di ~ 47000 . Nel setup a 580 nm, oltre alle otto fibre per piastra, è disponibile un'extra fibra alimentata da un'unità di calibrazione. Questa fibra viene utilizzata per la calibrazione simultanea degli ordini al fine di ottenere velocità radiali estremamente accurate. Quando questa fibra è in uso, solo sette fibre possono essere dedicate agli oggetti astronomici. Per oggetti deboli una o più fibre possono essere dedicate al cielo. In Figura 2.1 è riportata una porzione della struttura ad ordini del CCD di UVES centrato su 580 nm durante l'acquisizione dello spettro del cielo diurno e della lampada di calibrazione Th-Ar.

2.2 Riduzione dati

Gli spettri stellari degli ammassi osservati sono stati ridotti seguendo la pipeline dell'ESO dedicata ai dati UVES-FLAMES⁴. Questa serie di passaggi consente di passare dallo spettro bi-dimensionale, acquisito dallo strumento, allo spettro monodimensionale espresso in termini di conteggi in funzione della lunghezza d'onda. La pipeline esegue i seguenti passaggi principali:

- Sottrazione del bias
- Normalizzazione per il flat-field

⁴FLAMES-UVES Pipeline User Manual <http://ftp.eso.org/pub/dfs/pipelines/uves/uves-fibre-pipeline-manual-18.11.pdf>

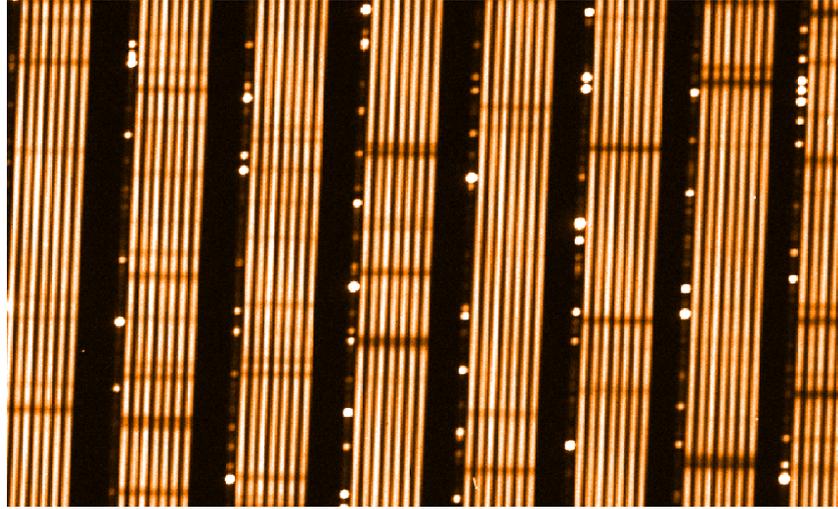


Figura 2.1: Porzione del CCD di UVES centrato su 580 nm. Ogni ordine è formato da un fascio di 7 spettri paralleli. La fibra di calibrazione produce i punti brillanti sulla sinistra di ciascun ordine.

- Estrazione degli spettri mono-dimensionali per ogni ordine
- Calibrazione in lunghezza d'onda
- Merging dei singoli ordini

I singoli spettri sono stati corretti per la velocità eliocentrica, poiché osservati in date diverse, ed infine mediati assieme per avere un unico spettro per ogni stella.

2.3 NGC 5286

I dati spettroscopici consistono in 7 spettri di 7 stelle ottenuti con lo spettrografo UVES-FLAMES in 11 esposizioni da 46 minuti durante il programma di osservazione 091.D-0578(A) (PI: A. F. Marino). Per maggiori informazioni sulle osservazioni si fa riferimento a Marino et al. (2015). I target spettroscopici sono stati scelti tra le stelle di RGB in un range di magnitudine tra $V \sim 14$ mag e $V \sim 16$ mag, le quali, dall'analisi di Marino et al. (2015), risultano appartenere a due gruppi di stelle con diverso $[\text{Fe}/\text{H}]$. UVES-FLAMES fornisce spettri con una copertura in lunghezza d'onda da $\sim 4800\text{\AA}$ a $\sim 6800\text{\AA}$ e con una risoluzione di ~ 47000 . Il programma conteneva inoltre delle osservazioni con GIRAFFE, i cui dati, tuttavia, non verranno analizzati in quanto inadatti (a causa del range spettrale limitato e del basso numero

di righe disponibili) a confrontare abbondanze di Fe ricavate con diverse metodologie di analisi. Il setup ad alta risoluzione ($R \equiv \lambda/\delta\lambda \sim 22000$) H13 GIRAFFE utilizzato nell’osservazione, infatti, copre un range spettrale di $\sim 300 \text{ \AA}$, da $\sim 6122\text{\AA}$ a $\sim 6402\text{\AA}$, il quale risulta insufficiente per stimare le abbondanze di FeI e FeII a causa della scarsità di righe di FeII.

I dati fotometrici utilizzati sono stati invece ottenuti con l’imager WFI dell’ESO nelle bande B e V (Stetson et al. 2019, in preparation). Il modulo di distanza vero e l’eccesso di colore sono stati stimati dal fit della Sequenza Principale con un’isocrona dal data set Dartmouth Stellar Evolution Program (DSEP) (Dotter et al., 2008), calcolata con un’età di 13 Gyr, una metallicità $Z = 0.0006$ ed una composizione chimica α -enhanced (che corrisponde ad un contenuto di ferro di $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.70$ dex, in accordo con Marino et al. 2015). Il valore dell’eccesso di colore trovato, $E(B - V) = 0.28$ mag, è di poco superiore a quello riportato da Harris (1996) ($E(B - V) = 0.24$ mag) mentre il valore del modulo di distanza vero ricavato, $(m - M)_0 = 15.15$ mag, risulta essere leggermente minore ($(m - M)_0 = 15.33$ mag). Il GC è inoltre affetto da reddening differenziale, che tuttavia risulta essere trascurabile.

In Figura 2.2 è mostrato il diagramma colore-magnitudine (CMD) V-(B-V) delle stelle nel campo di vista di NGC 5286, dove i target spettroscopici sono marcati in rosso.

2.4 Calibratori: NGC 6752 e NGC 6809 (M55)

I dati spettroscopici per gli ammassi globulari NGC 6752 e NGC 6809 (M55) consistono in 24 spettri ad alta risoluzione di stelle di RGB, 12 per NGC 6752 e 12 per NGC 6809, ottenuti con UVES-FLAMES rispettivamente durante i programmi di osservazione 083.D-0208 (PI: Carretta) e 073.D-0211 (PI:Carretta). Si fa riferimento a Carretta et al. (2009b) per maggiori dettagli sulle osservazioni. I dati fotometrici utilizzati sono stati ottenuti con l’imager WFI dell’ESO nelle bande B e V (Stetson et al. 2019, in preparation). Il modulo di distanza vero e l’eccesso di colore, per entrambi gli ammassi, sono stati stimati dal fit della Sequenza Principale con un’isocrona dal data set DSEP (Dotter et al., 2008). Per NGC 6752, il modulo di distanza vero, $(m - M)_0 = 13.1$ mag, e l’eccesso di colore, $E(B - V) = 0.06$ mag, sono stati stimati con un’isocrona calcolata con un’età di 13 Gyr, una metallicità $Z = 0.0008$ e una composizione chimica α -enhanced (che corrisponde ad un contenuto di ferro di $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.60$ dex). Il valore dell’eccesso di colore trovato è di poco superiore a quello riportato da Harris (1996) ($E(B - V) = 0.04$ mag) mentre il valore del modulo di distanza vero ricavato risulta essere leggermente maggiore ($(m - M)_0 = 13.0$ mag). Per quanto riguarda invece NGC

6809, il modulo di distanza vero, $(m - M)_0 = 13.6$ mag, e l'eccesso di colore, $E(B - V) = 0.12$ mag, sono stati stimati con un'isocrona calcolata con un'età di 13 Gyr, una metallicità $Z = 0.0004$ e una composizione chimica α -enhanced (che corrisponde ad un contenuto di ferro di $[Fe/H] = -1.90$ dex). Il valore dell'eccesso di colore trovato è di poco superiore a quello riportato da Harris (1996) ($E(B - V) = 0.08$ mag) mentre il valore del modulo di distanza vero ricavato risulta essere leggermente minore ($(m - M)_0 = 13.64$ mag). In Figura 2.3 e in Figura 2.4 sono plottati i CMD V-(B-V) delle stelle nel campo di vista di NGC 6752 e NGC 6809 rispettivamente, dove i target spettroscopici sono marcati in rosso.

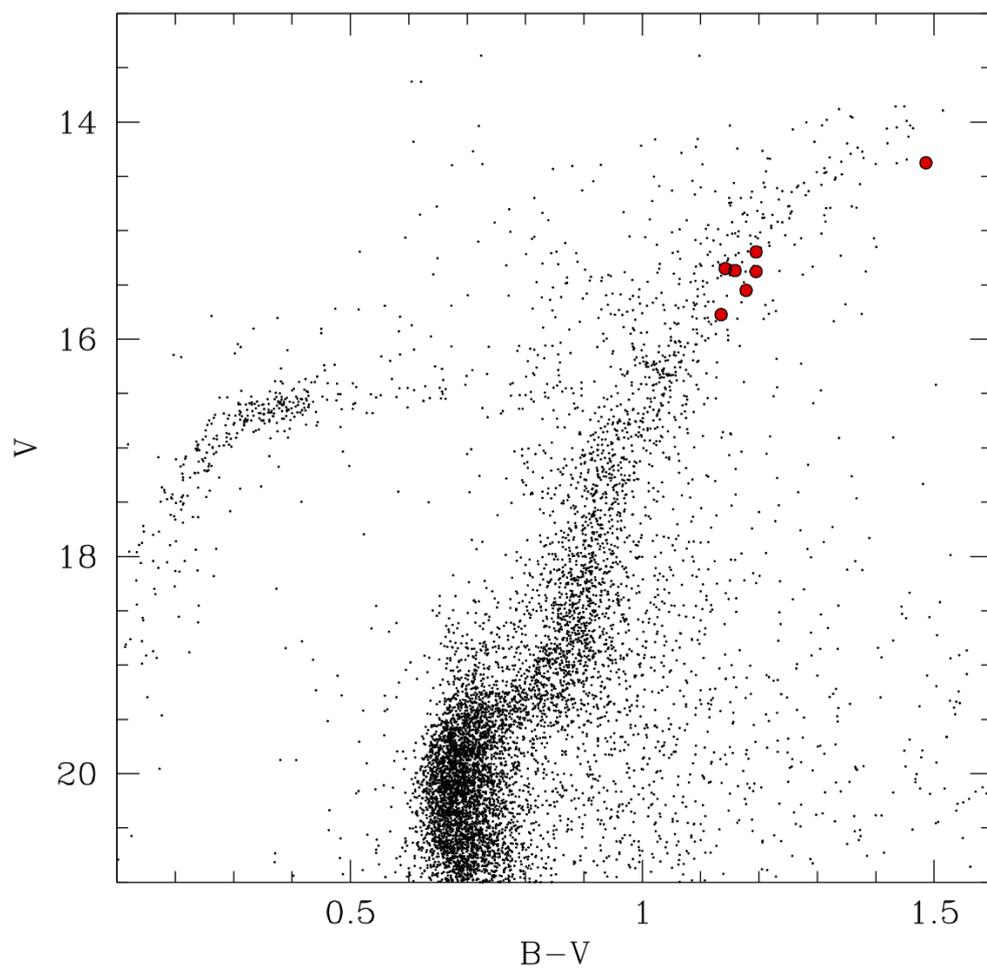


Figura 2.2: Diagramma colore-magnitudine V -($B-V$) dell'ammasso globulare NGC 5286 ottenuto con dati ground-based WFI-ESO (Stetson et al. 2019, in preparation). I cerchi rossi indicano i targets spettroscopici osservati con UVES.

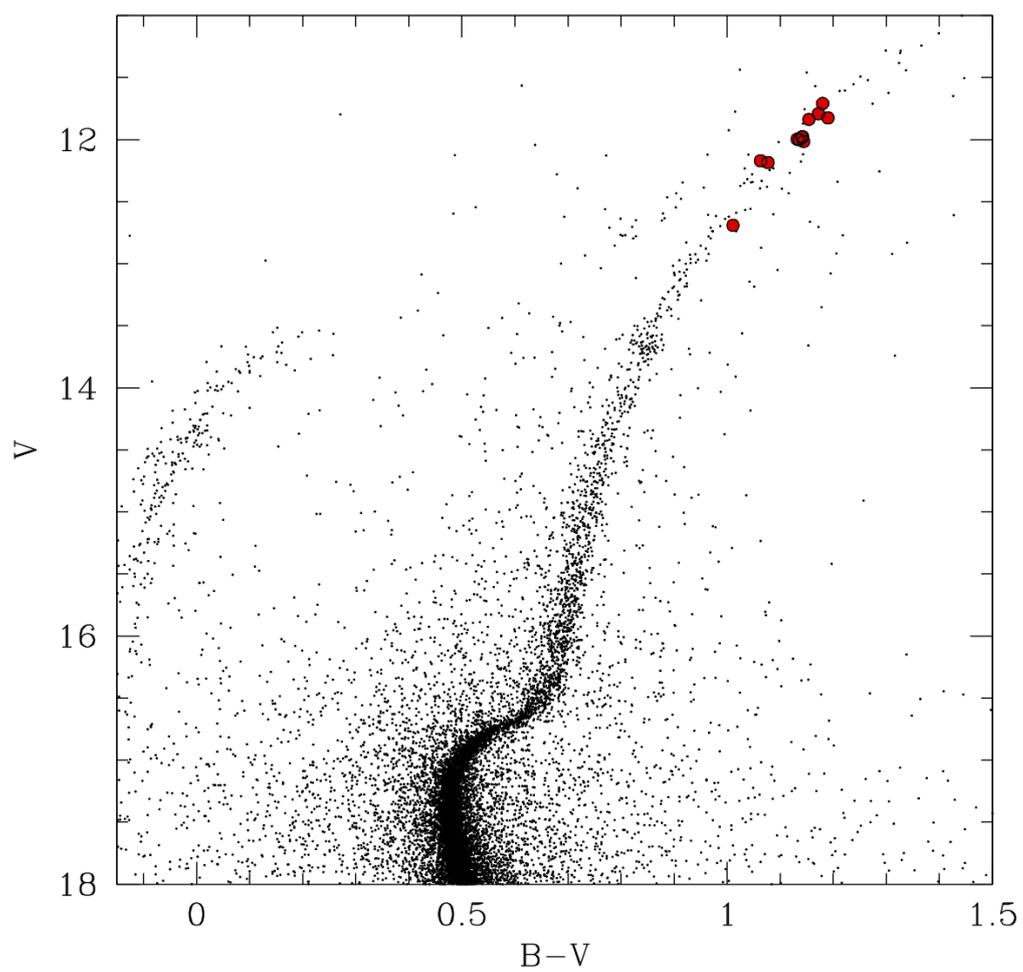


Figura 2.3: Diagramma colore-magnitudine V - $(B-V)$ dell'ammasso globulare NGC 6752 ottenuto con dati ground-based WFI-ESO (Stetson et al. 2019, in preparation). I cerchi rossi indicano i targets spettroscopici osservati con UVES.

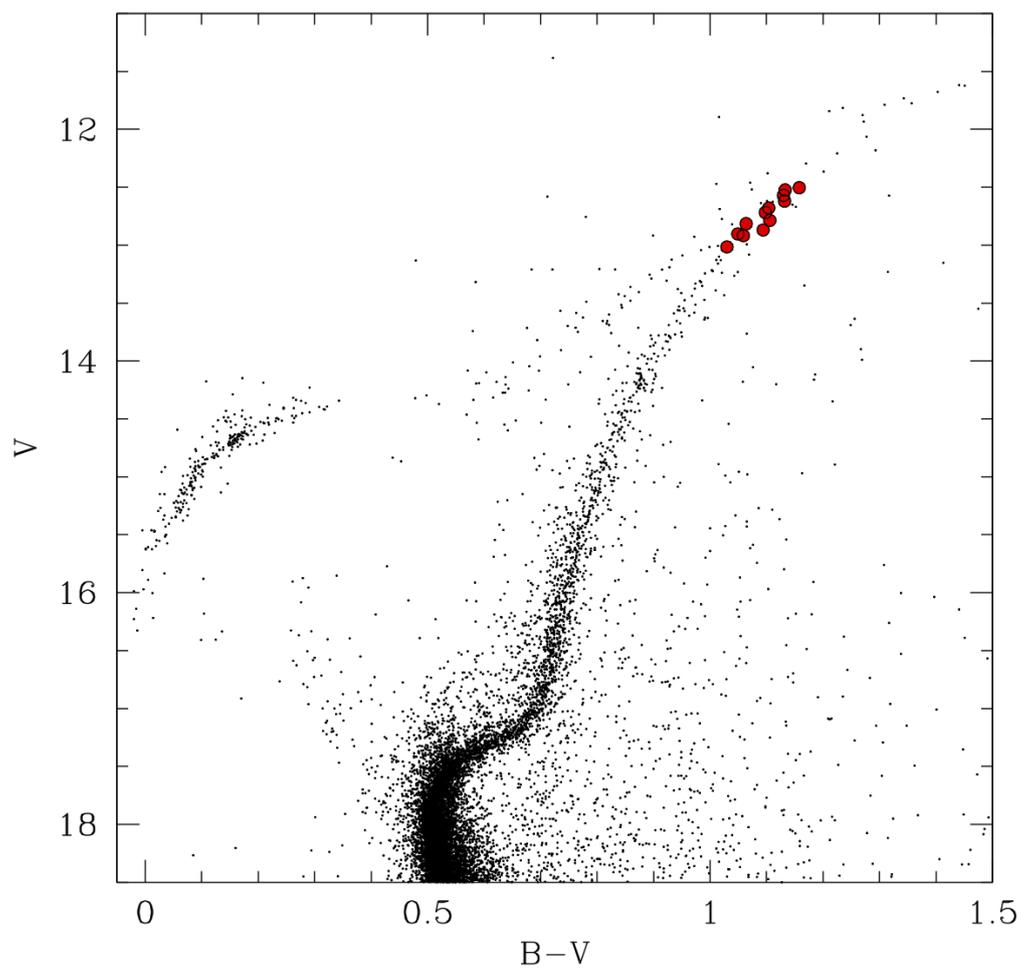


Figura 2.4: Diagramma colore-magnitudine V - $(B-V)$ dell'ammasso globulare NGC 6809 ottenuto con dati ground-based WFI-ESO (Stetson et al. 2019, in preparation). I cerchi rossi indicano i targets spettroscopici osservati con UVES.

Capitolo 3

Analisi Chimica

Nella seguente sezione verranno discussi i software e i metodi utilizzati per l'analisi dei dati spettroscopici. Le abbondanze di ferro sono state derivate confrontando le larghezze equivalenti (EWs) osservate con quelle teoriche tramite il codice GALA (Mucciarelli et al., 2013). Le EWs sono state misurate con il codice DAOSPEC (Stetson and Pancino, 2008), il cui calcolo è stato eseguito con il wrapper 4DAO (Mucciarelli, 2013), che permette di utilizzare automaticamente DAOSPEC e visualizzare il best-fit di ogni singola riga analizzata. Il calcolo degli spettri sintetici utilizzati per la selezione delle righe da analizzare è stato effettuato tramite il codice SYNTH (Sbordone et al., 2004). I modelli di atmosfera sono stati calcolati con il codice ATLAS9¹. Il calcolo delle abbondanze è stato effettuato utilizzando tre diversi metodi per determinare la temperatura efficace (T_{eff}) e la gravità superficiale ($\log g$) (gli stessi utilizzati da Mucciarelli et al., 2015 nel caso di M22):

1. T_{eff} e $\log g$ spettroscopiche (*Metodo spettroscopico*)
2. T_{eff} spettroscopica e $\log g$ fotometrica (*Metodo ibrido*)
3. T_{eff} e $\log g$ fotometriche (*Metodo fotometrico*)

La velocità di microturbolenza (ν_t) è stata invece vincolata imponendo che non ci fosse nessun trend tra l'abbondanza di ferro e l'intensità della riga, espressa come $\log(\text{EW}/\lambda)$.

¹<http://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/sources/atlas9codes.html>

3.1 Lista di righe

Il primo passaggio dell'analisi chimica è la definizione di una lista di righe di assorbimento da analizzare. Affinché l'analisi sia corretta, si devono selezionare le righe che risultano essere isolate (poiché la sovrapposizione con altre righe porterebbe ad una stima errata dell'abbondanza) e localizzate lungo il regime lineare della curva di crescita, in quanto sensibili alla variazione dell'abbondanza chimica. Le righe sono state identificate con il software **SLINE** attraverso il confronto tra alcuni spettri osservati e degli spettri sintetici calcolati con parametri atmosferici rappresentativi dei target spettroscopici.

Gli spettri sintetici sono stati calcolati con il codice **SYNTHE** sviluppato da R. L. Kurucz (Kurucz 2005, Sbordone et al. 2004), che calcola il flusso emergente dalla stella a partire da un modello di atmosfera. Per poter produrre uno spettro sintetico, il codice necessita in input dell'intervallo di lunghezza d'onda su cui calcolare il sintetico, di una lista di righe contenente le informazioni su tutte le transizioni atomiche (i dati atomici per tutte le transizioni atomiche e molecolari presenti nel range spettrale di interesse appartengono al database di Kurucz/Castelli²), di un'eventuale velocità di rotazione della stella e della risoluzione spettrale, espressa come $R = \lambda/\delta\lambda$. Una volta fornite le informazioni precedenti, il programma riproduce nello spettro sintetico l'allargamento strumentale attraverso la convoluzione con un profilo gaussiano. I modelli di atmosfera utilizzati in questo studio sono stati calcolati mediante il codice **ATLAS9**, assumendo l'equilibrio termodinamico locale, una struttura a strati piani e paralleli, nessun overshooting e adottando le funzioni di distribuzione di opacità (ODF) di Castelli & Kurucz (2004) calcolate con una composizione chimica α -enhanced.

La lista di righe prodotta contiene le informazioni relative alle transizioni atomiche, la lunghezza d'onda di laboratorio, il numero atomico dell'elemento, il potenziale di eccitazione ed il valore della forza dell'oscillatore ($\log gf$). I $\log gf$ per le righe di Fe I provengono dalla raccolta di Fuhr et al. (1988) e Fuhr & Wiese (2006), mentre per le righe di Fe II sono stati adottati i più recenti dati atomici di Melendez & Barbuy (2009).

In Figura 3.1 è riportato un esempio di identificazione delle righe con **SLINE** mediante il confronto fra lo spettro osservato del target #859 di NGC 5286 (in nero) e degli spettri sintetici (in rosso e in blu). Lo spettro in rosso è lo spettro sintetico calcolato includendo tutte le transizioni atomiche e molecolari, mentre lo spettro in blu è un sintetico calcolato includendo solo le righe di ferro (che sono segnate nella finestra grafica da un numero rosso).

²<http://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/linelists.html>

Il cerchio magenta sopra alla riga sta ad indicare che la riga appartiene alla lista di righe identificate.

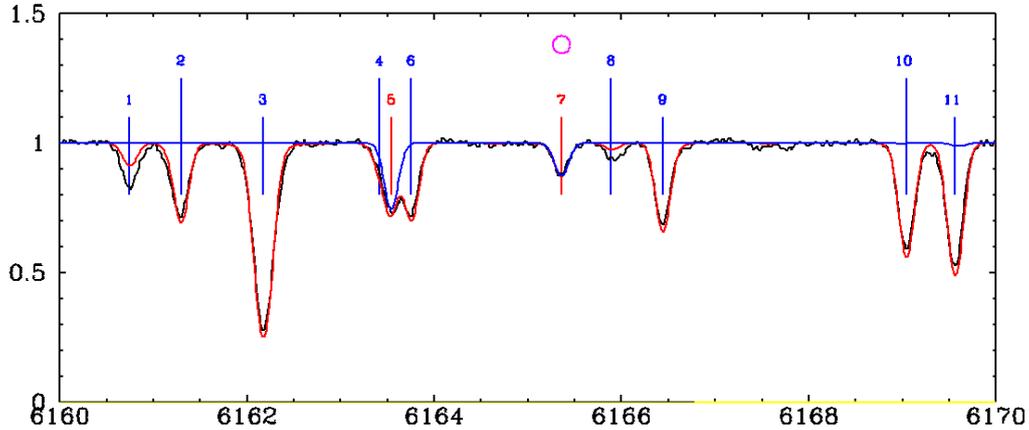


Figura 3.1: Esempio di identificazione delle righe con SLINE mediante il confronto fra lo spettro osservato del target #859 di NGC 5286 (in nero) e degli spettri sintetici (in rosso e in blu). Lo spettro in rosso è lo spettro sintetico calcolato includendo tutte le transizioni atomiche e molecolari, mentre lo spettro in blu è un sintetico calcolato includendo solo le righe di ferro (che sono segnate nella finestra grafica da un numero rosso). Il cerchio magenta sopra alla riga sta ad indicare che la riga è stata inclusa nella lista di righe finale.

3.2 Misura dell'EW

Una volta costruita la lista di righe si è proceduto alla misura delle velocità radiali (RV) e dell'EW.

L'EW rappresenta l'intensità della riga di assorbimento ed è definita come la larghezza che avrebbe una riga se avesse un profilo rettangolare di area equivalente a quella della riga effettiva. A livello pratico, per una riga spettrale isolata in uno spettro campionato in maniera discreta da uno strumento reale, si definisce EW la quantità

$$EW = \Delta\lambda \sum_i \frac{I_{C_i} - I_i}{I_{C_i}} \quad (3.1)$$

dove $\Delta\lambda$ è la dimensione del pixel (costante), I_{C_i} è il livello del continuo alla lunghezza d'onda dell' i -esimo pixel e I_i è il flusso effettivamente ricevuto dall' i -esimo pixel. Negli spettri reali, comunque, il rumore, i difetti spettrali

e le righe adiacenti possono influenzare il profilo percepito di una riga di assorbimento e far sì che la somma del flusso dei pixel non fornisca una stima affidabile dell'EW. Poiché il profilo della riga è generalmente dominato dalla PSF (point-spread function) dello strumento, che può essere approssimata con un profilo Gaussiano, per il calcolo dell'EW, al posto della somma numerica diretta, viene solitamente utilizzato un fit numerico con una funzione Gaussiana.

La misura della RV e dell'EW è stata eseguita con il codice DAOSPEC (Stetson and Pancino, 2008), tramite il wrapper 4DAO (Mucciarelli, 2013). Il software identifica in maniera automatica le righe spettrali di assorbimento, normalizza lo spettro attraverso il fit con un polinomio di Legendre, misura le EW e le RV di tutte le righe rilevate e identifica tra queste quelle presenti nella lista di righe fornita in input. Una delle caratteristiche più importanti di DAOSPEC risulta essere il calcolo di un continuo globale, che viene calcolato iterativamente tenendo conto anche della presenza di righe deboli, le quali comportano un effetto generale di abbassamento del continuo.

3.2.1 DAOSPEC

DAOSPEC (Stetson and Pancino, 2008) è un codice Fortran per la misura delle EW delle righe di assorbimento negli spettri stellari. Per effettuare il calcolo, il codice necessita in input, oltre ad uno spettro e ad una lista di righe di riferimento, di alcuni parametri di configurazione, tra cui l'intervallo in lunghezza d'onda della regione spettrale d'interesse, un valore della Full Width Half Maximum (FWHM), la quale può essere fissata ad un valore scelto dall'utente oppure essere rifinita in accordo con i residui dello spettro, e l'ordine del polinomio di Legendre che verrà utilizzato per la normalizzazione del continuo.

Il percorso di riduzione è articolato nel seguente modo:³

- viene eseguita una prima determinazione del livello del continuo attraverso il fit con un polinomio di Legendre il cui ordine è stato fornito dall'utente
- attraverso un fit gaussiano vengono identificate le righe sfruttando il valore di FWHM che viene indicato dall'utente, il quale può essere imposto costante per tutte le righe o variare in funzione della lunghezza d'onda

³DAOSPEC Cookbook <http://www.bo.astro.it/~pancino/projects/daospec.html>

- viene eseguita una prima cross-correlazione tra le righe identificate e le lista in input con le lunghezze d'onda di laboratorio per avere una stima iniziale della RV. La RV viene calcolata dall'effetto Doppler prendendo il valore di spostamento in lunghezza d'onda che corrisponde al maggior numero di righe che vengono riconosciute.
- A questo punto viene eseguito il loop principale:
 - vengono sottratte le righe dallo spettro originale, secondo la più recente stima delle posizioni dei centroidi e dell'intensità delle righe stesse
 - viene rideterminato il continuo dallo spettro a cui sono state sottratte le righe (spettro dei residui)
 - viene normalizzato lo spettro per il nuovo continuo
 - vengono rideterminati i centroidi e l'intensità delle righe, insieme alla FWHM
 - Il loop viene ripetuto per 5 volte
- al termine del loop, viene effettuata una cross-correlazione tra le righe nello spettro e quelle nella lista con i valori di lunghezza d'onda di laboratorio, vengono calcolate la media e la deviazione standard delle RV ricavate e, attraverso un algoritmo di σ -clipping, viene stimata la RV finale della stella e rigettate le righe con RV discrepante
- vengono calcolate le EW dai parametri delle righe fittate e vengono determinate le incertezze dallo spettro residuo
- vengono prodotti in output dei file contenenti il valore stimato della FWHM, il valore stimato della RV, i valori delle EW per le righe trovate, e (se lo si desidera) lo spettro del continuo e lo spettro dei residui

In questo studio è stata utilizzata per tutte le righe la stessa FWHM. La misura dell'EW viene effettuata da DAOSPEC adottando una funzione Gaussiana desaturata:

$$h(\lambda) = \frac{g(\lambda)}{1 + g(\lambda)} \quad (3.2)$$

$$g(\lambda) = Ae^{-(\lambda-\lambda_0)^2/2\sigma^2}, \quad A > 0, \quad (3.3)$$

che permette di riprodurre meglio le righe sature, dove il profilo inizia a non essere più perfettamente gaussiano.

In Figura 3.2 sono mostrati, come esempio, lo spettro *low* di #859 con sovrapposto, in rosso, il livello del continuo (a sinistra) e lo spettro dei residui prodotto da DAOSPEC (a destra).

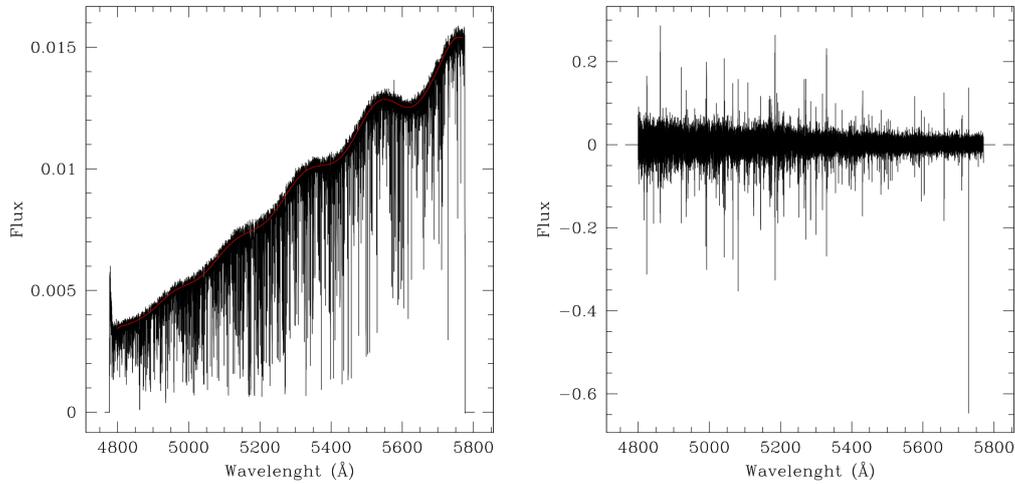


Figura 3.2: A sinistra, lo spettro *low* della stella #859 con sovrapposto, in rosso, il livello del continuo. A destra, lo spettro dei residui prodotto da DAOSPEC.

3.2.2 4DAO

4DAO (Mucciarelli, 2013) è un codice Fortran progettato per eseguire automaticamente DAOSPEC per un grande campione di spettri. Gli scopi principali di 4DAO sono:

1. permettere un'analisi a cascata di una lista di spettri fornita in input, scrivendo automaticamente i file di input DAOSPEC e gestendo i suoi file di output;
2. ottimizzare automaticamente alcuni parametri spettrali utilizzati da DAOSPEC nel processo di misura della larghezza equivalente, soprattutto la FWHM;
3. mascherare alcune regioni spettrali (righe telluriche, righe del mezzo interstellare, righe fotosferiche con delle ali Lorentziane prominenti) che possono influenzare la misura corretta dell'EW;
4. fornire degli strumenti grafici idonei che permettano di valutare la qualità delle soluzioni, specialmente dei fit Gaussiani per ogni riga spettrale;
5. creare spettri normalizzati e corretti per velocità radiale.

In Figura 3.3 sono mostrati due esempi di fit Gaussiani delle righe eseguiti da 4DAO. Il fit in rosso indica che la riga è stata riconosciuta dal software e che ne sono state calcolate la RV e l'EW, al contrario il fit in blu indica che la riga è stata scartata.

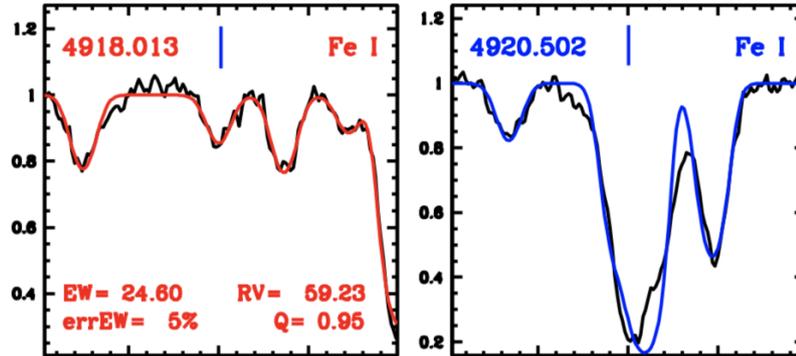


Figura 3.3: Due esempi di fit Gaussiani delle righe dello spettro *low* di #859 eseguiti da 4DAO. Il fit in rosso indica che la riga è stata riconosciuta dal software e che ne sono state calcolate la RV e l'EW, il fit in blu indica invece che la riga è stata scartata.

Incerteze sull'EW

DAOSPEC fornisce diversi tipi di informazioni per caratterizzare le incerteze associate alla misura di ciascuna EW. La prima informazione che viene fornita è l'errore standard, $\sigma(\text{EW})$, ottenuto durante la determinazione dell'EW per ogni riga. Questo è l'intervallo di confidenza al $\sim 68\%$ sul valore trovato dell'EW della riga, il quale deriva dalla deviazione standard dei residui del flusso locale che sono rimasti dopo che il continuo è stato fittato e tutte le righe identificate sono state rimosse dallo spettro osservato. Come l'EW, l'errore standard viene espresso in unità di lunghezza d'onda. L'errore relativo $\sigma(\text{EW})/\text{EW}$ (espresso in percentuale) può essere utilizzato come uno strumento efficace per determinare la bontà delle righe. Le righe più deboli hanno errori relativi via via più grandi, dovuti alla presenza di rumore e sovrapposizioni con altre righe. La seconda informazione che viene fornita è il parametro di qualità Q , che è associato ad ogni singola misura dell'EW. Il parametro Q è definito come il rapporto tra lo scarto quadratico medio dei residui nella regione in cui si trova la riga e lo scarto quadratico medio dei residui dell'intero spettro. Questo parametro indica se la regione in cui è situata la riga è riprodotta meglio ($Q > 1$) o peggio ($Q < 1$) rispetto

al residuo medio dello spettro. Se una data riga ha un valore di Q maggiore rispetto alla media, potrebbe significare o che la riga in questione devia dal profilo gaussiano, ossia il residuo maggiore è conseguenza di una sottrazione effettuata con un profilo errato, oppure che la qualità dello spettro in quella regione è inferiore rispetto a quella media dello spettro e dunque ha un residuo maggiore.

In Figura 3.4 sono mostrati, come esempio, i plot che vengono generati da 4DAO per le righe dello spettro *low* della stella #859. I due pannelli in alto mostrano l'andamento dell'errore relativo (espresso in percentuale) in funzione dell'EW e della lunghezza d'onda. In due pannelli in basso, invece, mostrano l'andamento del parametro Q in funzione dell'EW e della lunghezza d'onda.

3.3 Calcolo delle abbondanze

Ottenute le misure delle EW, sono state ricavate le abbondanze di FeI e FeII.

L'abbondanza chimica può essere calcolata confrontando l'EW osservata con l'EW teorica calcolata attraverso la curva di crescita della riga, ossia una relazione teorica che lega l'EW all'abbondanza dell'elemento chimico che produce la riga. Nella curva di crescita si distinguono 3 regimi.

1. *Regime lineare*, in cui l'EW cresce linearmente con l'abbondanza chimica. In questo regime domina il contributo della zona centrale (core) della riga, ossia la riga diventa più profonda all'aumentare dell'abbondanza, mantenendo un profilo praticamente Gaussiano, fino a quando non raggiunge la saturazione.
2. *Regime piatto*, in cui viene raggiunta la saturazione. In questo regime la profondità della riga varia in maniera non significativa ($EW \propto \sqrt{\log N}$, dove N è il numero di atomi che producono la riga), mentre il contributo delle ali della riga è ancora trascurabile.
3. *Regime di smorzamento*, che viene raggiunto quando il contributo delle ali della riga non è più trascurabile nella stima della EW. In questo regime, il profilo della riga non è più descritto da una Gaussiana ma da una Lorentziana, la quale tiene conto dell'allargamento delle ali, e vale la relazione $EW \propto \sqrt{N}$.

Ogni riga ha la propria curva di crescita, che ne descrive il diverso andamento nei tre regimi. Per avere una stima corretta dell'abbondanza le righe selezionate devono trovarsi nel regime lineare. Le righe negli altri regimi, infatti, essendo poco sensibili alle variazioni dell'abbondanza e avendo

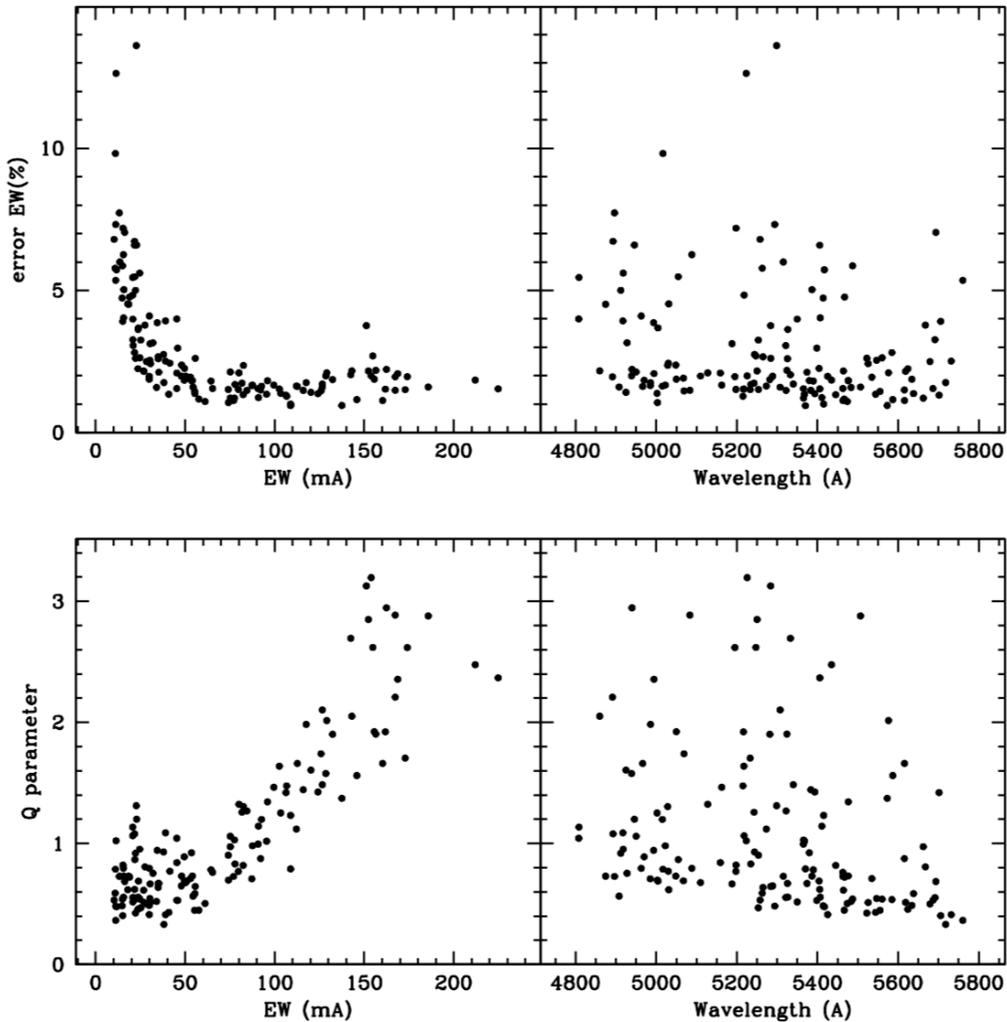


Figura 3.4: Plot di 4DAO delle righe dello spettro *low* della stella #859. Nel pannello superiore: andamento dell'errore relativo (espresso in percentuale) in funzione dell'EW e della lunghezza d'onda. Nel pannello inferiore: andamento del parametro Q in funzione dell'EW e della lunghezza d'onda.

dei profili non riproducibili da una gaussiana, portano ad una stima errata dell'abbondanza.

L'analisi chimica è stata effettuata utilizzando tre diversi approcci per vincolare T_{eff} e $\log g$: (1) metodo spettroscopico (3.3.1), (2) metodo *ibrido* (3.3.2), (3) metodo fotometrico (3.3.3), mentre le ν_t sono state vincolate imponendo che non ci fosse correlazione tra l'abbondanza di ferro e l'intensità della riga, espressa come $\log(\text{EW}/\lambda)$ (EWR). La scelta di utilizzare tre me-

todi distinti per il calcolo delle abbondanze chimiche deriva dal fatto che, teoricamente, se si dispone di spettri ad alta risoluzione ed una fotometria di buona qualità, metodi indipendenti (o semi-indipendenti) dovrebbero fornire risultati consistenti entro le incertezze. Se si ottenessero risultati contrastanti, significherebbe che uno dei metodi utilizzati non è corretto oppure che non è applicabile al caso studiato, ad esempio poiché non vengono soddisfatte le ipotesi per cui quel metodo è valido.

Le abbondanze sono state calcolate utilizzando il codice **GALA** (Mucciarelli et al., 2013). Il software è in grado di derivare automaticamente i parametri atmosferici e le abbondanze delle specie di uno spettro stellare.

3.3.1 Metodo spettroscopico

I principali parametri atmosferici che definiscono il modello di atmosfera, ossia T_{eff} , $\log g$, ν_t e la metallicità globale ($[M/H]^4$), vengono vincolati nel seguente modo.

1. *Temperatura.* Il migliore valore di T_{eff} viene derivato imponendo il così detto equilibrio di eccitazione, richiedendo che non ci sia correlazione tra l'abbondanza e il potenziale di eccitazione (χ) delle righe di ferro neutro. Il numero di elettroni che popolano ciascun livello energetico è fondamentalmente una funzione di T_{eff} , in base all'equazione di Boltzmann. Se si assume una T_{eff} sbagliata nell'analisi di un dato spettro stellare, si ha bisogno di diverse abbondanze per far combaciare il profilo osservato delle transizioni con diversi valori di χ . Per esempio, se si usa un valore di T_{eff} che è troppo alto, questo farà sì che i livelli di bassa energia siano sottopopolati, dunque il profilo teorico per le transizioni di basso χ sarà troppo poco profondo e quindi sarà necessaria un'abbondanza maggiore per uguagliare il profilo della riga. Dall'altro lato, una T_{eff} troppo bassa porterà a profili di riga più profondi per le transizioni di basso χ . Per questa ragione, un valore di T_{eff} troppo alto introdurrà un'anticorrelazione tra le abbondanze e χ e, allo stesso modo, si produrrà una correlazione positiva nel caso in cui si utilizzi un valore troppo basso di T_{eff} .
2. *Gravità superficiale.* Il migliore valore di $\log g$ viene derivato imponendo il così detto equilibrio di ionizzazione, richiedendo che, per una data specie, venga ottenuta la stessa abbondanza (entro le incertezze) dalle righe di due stati di ionizzazione diversi (tipicamente tra lo stato neutro

⁴Si è adottata la notazione tra parentesi classica $[X/H]=A(X)_{\text{stella}} - A(X)_{\odot}$ dove $A(X)=\log N_X/N_H + 12$.

e quello ionizzato una volta). Poiché la gravità è una misura diretta della pressione della fotosfera, ogni variazione di $\log g$ porta a delle variazioni nelle righe ionizzate (le quali sono molto sensibili alla pressione elettronica), mentre le righe neutre sono praticamente insensibili a questo parametro. Il metodo assume implicitamente che i livelli energetici di una data specie siano popolati in base alle equazioni di Boltzmann e Saha (dunque, sotto le condizioni di LTE). Ogni eventuale discostamento da queste assunzioni (le quali sono particolarmente critiche per le stelle metal-poor e/o di bassa gravità) potrebbe alterare le gravità ricavate quando queste vengono derivate dall'equilibrio di ionizzazione, poiché degli effetti di non-LTE influenzano soprattutto le righe neutre (anche se la magnitudine precisa alla quale avviene il discostamento dal LTE per le righe di ferro è ancora materia di dibattito).

3. *Velocità di microturbolenza.* ν_t viene calcolata richiedendo che non ci sia correlazione tra l'abbondanza di ferro e l'intensità della riga. La velocità di microturbolenza influenza prevalentemente le righe di media/forte intensità collocate lungo il regime piatto della curva di crescita, mentre le righe lungo la parte lineare della curva di crescita sono maggiormente sensibili all'abbondanza piuttosto che ai campi di velocità. La necessità di aggiungere la velocità di microturbolenza come un allargamento addizionale (aggiunto in quadratura all'allargamento Doppler) nasce dal fatto che i moti non termici (dovuti fondamentalmente alla convezione nella fotosfera) in genere non sono ben descritti dal modello di atmosfera statico monodimensionale. Citando Kurucz (2005, p. 16) "la velocità di microturbolenza è un parametro che generalmente non viene considerato fisico eccetto nel Sole", poiché nel Sole i campi di velocità possono essere derivati come una funzione della profondità ottica attraverso l'analisi dello spettro di intensità (come è stata svolta da Fontenla et al. (1993)). Per le altre stelle ν_t rappresenta solamente un fattore correttivo che minimizza lo scatter riga per riga per una data specie e compensa (almeno parzialmente) la descrizione incompleta della convezione nel modello di atmosfera monodimensionale.
4. *Metallicità.* $[M/H]$ viene scelto in base al contenuto medio di ferro della stella, assumendo che il $[Fe/H]$ sia un proxy della metallicità globale. In generale, $[Fe/H]$ viene utilizzato come un buon proxy della metallicità a causa del grande numero di righe di ferro disponibili, anche se questo non indica necessariamente che sia la metallicità globale della stella studiata. Di fatto il ferro non è l'elemento più abbondante nelle

stelle; elementi come il C, N e O sarebbero i traccianti migliori per la metallicità stellare, ma sono difficili da misurare.

A causa della sua natura statistica, l'ottimizzazione spettroscopica di tutti i parametri può essere eseguita solo se si hanno un numero sufficiente di righe di Fe, distribuite in un range ampio di EW e χ e in due livelli di ionizzazione.

Interazione tra i parametri

Alla luce del metodo appena descritto, è necessario tenere a mente che i parametri atmosferici sono correlati tra di loro. In Figura 3.5 sono plottate tutte le transizioni nell'intervallo $\lambda = 4000 - 8000 \text{ \AA}$ e con $\chi < 10 \text{ eV}$ nel database di Kurucz/Castelli⁵ nel piano $\log gf - \theta\chi$ ⁶. Ciò che si evince dalla Figura 3.5 è che le transizioni più forti sono tipicamente quelle di basso χ , dunque esiste una correlazione tra χ e l'intensità della riga. Come precedentemente menzionato, T_{eff} e χ sono strettamente connessi ed esiste inoltre una connessione tra ν_t e l'intensità della riga, quindi, a causa della correlazione statistica tra χ e l'intensità della riga, esiste una correlazione tra T_{eff} e ν_t . Inoltre, variazioni di T_{eff} e ν_t portano a delle variazioni nell'abbondanza calcolata e, di conseguenza, nella gravità.

3.3.2 Metodo *ibrido*

Il parametro più difficile da determinare con il metodo spettroscopico è la gravità. Questo è dovuto al fatto che le righe di FeII disponibili sono relativamente poche, nello spettro visibile si possono trovare da poche transizioni fino a ~ 20 righe di ferro ionizzato, ed il loro numero dipende dalla regione spettrale e/o dalla metallicità della stella (ad esempio, alcuni spettri ad alta risoluzione con una copertura in lunghezza d'onda piccola, come GIRAFFE, possono essere completamente privi di righe di FeII). GALA è equipaggiato con diverse opzioni per l'ottimizzazione di $\log g$: l'ottimizzazione spettroscopica, descritta nella sezione 3.3.1, l'ottimizzazione fotometrica e l'ottimizzazione attraverso una relazione quadratica.

Nell'ottimizzazione fotometrica la gravità viene derivata attraverso l'equazione di Stefan-Boltzmann

$$\log g = \epsilon + 4 \log T_{\text{eff}} \quad (3.4)$$

⁵<http://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/linelists.html>

⁶Il termine $\log gf - \theta\chi$ viene utilizzato come proxy teorico dell'intensità della riga, dove $\log gf$ è la forza dell'oscillatore, $\theta = 5040/T_{\text{eff}} \text{ eV}^{-1}$ e χ è il potenziale di eccitazione

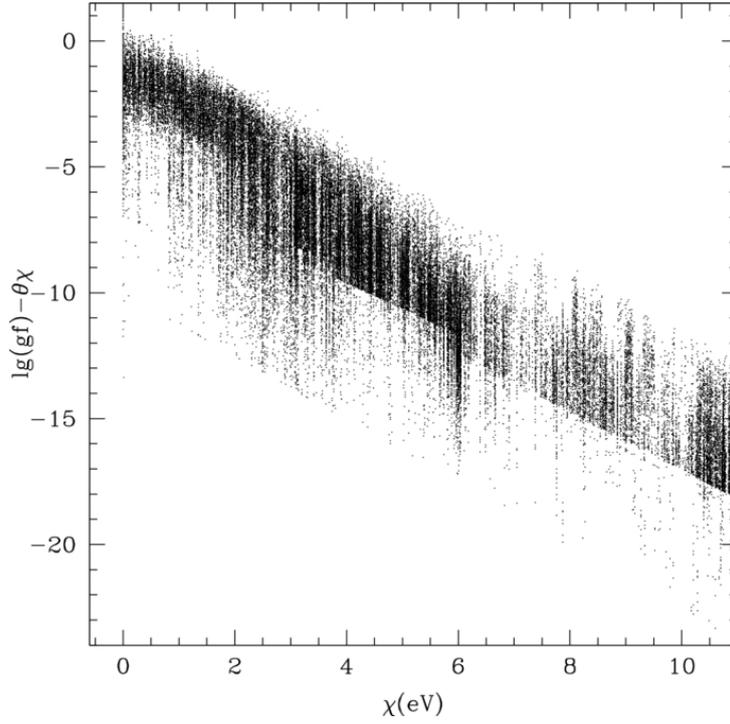


Figura 3.5: Andamento dell'intensità della riga (calcolata assumendo $T_{\text{eff}} = 4500$ K) in funzione del potenziale di eccitazione χ per tutte le transizioni disponibili nella lista di righe di Kurucz/Castelli nell'intervallo di lunghezza d'onda $\lambda = 4000 - 8000$ Å e con $\chi < 10$ eV.

fornendo in input il valore⁷

$$\epsilon = \log \frac{4Gm\pi\sigma}{L} \quad (3.5)$$

dove G è la costante di gravitazione universale, σ è la costante di Boltzmann, ed m e L , rispettivamente, la massa e la luminosità bolometrica della stella. La gravità, durante il processo di ottimizzazione, viene quindi ricalcolata ad ogni iterazione in accordo con il nuovo valore di T_{eff} , che invece viene ricavata spettroscopicamente come descritto nella sezione 3.3.1. Nel metodo appena descritto, gli altri parametri atmosferici (ν_t e $[M/H]$) vengono ricavati come nella sezione 3.3.1.

Il metodo "ibrido" consente quindi di effettuare un'analisi spettroscopica su una stella anche in assenza di righe di FeII, vincolando la gravità alla T_{eff} . Più in generale, questo metodo può risultare utile in tutti i quei casi in cui non

⁷Il metodo utilizzato in questo studio per ricavare il valore di ϵ verrà descritto nella sezione 3.3.3.

sia possibile applicare la condizione di LTE. La presenza di effetti di NLTE, infatti, influenzando prevalentemente le righe neutre, può portare ad una sottostima della gravità superficiale quando questa viene derivata attraverso l'imposizione dell'equilibrio di ionizzazione.

3.3.3 Metodo fotometrico

Nel seguente metodo, il calcolo dei parametri atmosferici per ciascuna stella viene eseguito fissando T_{eff} e $\log g$ ai valori ricavati dalla fotometria, mentre ν_t e $[M/H]$ vengono derivati come descritto in sezione 3.3.1.

La T_{eff} viene derivata dai colori a banda larga attraverso le trasformazioni colore- T_{eff} di Alonso et al. (1999) per le stelle giganti. Queste relazioni empiriche si basano sulle temperature derivate dal metodo del flusso infrarosso (InfraRed Flux Method, IRFM, Blackwell et al. 1990) e sono state ottenute tramite un fit polinomiale che fornisce θ_{eff} (definito come $5040/T_{\text{eff}}$) come funzione del colore e dell'abbondanza di ferro. I coefficienti delle relazioni variano a seconda del colore e della metallicità delle stelle analizzate.

La trasformazione adoperata in questo studio è

$$\begin{aligned} \theta_{\text{eff}} = & 0.6177 + 0.4353(B - V) - 4.025 \cdot 10^{-3}(B - V)^2 \\ & - 5.204 \cdot 10^{-2}(B - V)[\text{Fe}/\text{H}] - 0.1127[\text{Fe}/\text{H}] + -1.385 \cdot 10^{-2}[\text{Fe}/\text{H}]^2 \end{aligned} \quad (3.6)$$

valida nell'intervallo di colore e metallicità ($0.70 \leq (B-V) \leq 1.35$ e $-1.5 \geq [\text{Fe}/\text{H}] > -2.5$) in cui sono compresi i target osservati.

Le gravità superficiali vengono invece derivate a partire dalla definizione

$$g = \frac{Gm}{R_*^2} \quad (3.7)$$

con G costante di gravitazione universale ed m e R_* , rispettivamente, massa e raggio della stella. Il raggio stellare può essere stimato attraverso il flusso ricevuto mediante l'equazione di Stefan-Boltzmann per i corpi neri:

$$\sigma T_{\text{eff}}^4 = \frac{L}{4\pi R_*^2} \quad (3.8)$$

dove σ è la costante di Boltzmann e L la luminosità della stella. Sostituendo R_*^2 , ottenuto dall'equazione 3.8, nell'equazione 3.7 e facendone il logaritmo si ottiene

$$\log g = \log 4G\pi\sigma + \log m - \log L + 4 \log T_{\text{eff}} \quad (3.9)$$

La luminosità della stella viene ricavata a partire dalla magnitudine bolometrica secondo la relazione

$$M_{\text{bol}} - M_{\text{bol}_{\odot}} = -2.5 \log \frac{L}{L_{\odot}} \quad (3.10)$$

dove $M_{\text{bol}_{\odot}}$ e L_{\odot} sono rispettivamente la magnitudine bolometrica e la luminosità solari, con $M_{\text{bol}_{\odot}} = 4.72$. La magnitudine bolometrica, a sua volta, viene ottenuta tramite la relazione

$$M_{\text{bol}} = BC_V + V - 3.12E(B - V) - (m - M)_0 \quad (3.11)$$

dove V è la magnitudine apparente in banda V , $E(B-V)$ è l'eccesso di colore, $(m - M)_0$ è il modulo di distanza vero e BC_V è la correzione bolometrica in banda V . Le correzioni bolometriche utilizzate sono quelle di Alonso et al. (1999), i cui coefficienti dipendono dalla temperatura e dalla metallicità delle stelle analizzate. La trasformazione adoperata in questo studio è

$$BC(V) = \frac{a_1}{X} + a_2 + a_3 X - a_4 X^2 + a_5 X[\text{Fe}/\text{H}] + a_6 [\text{Fe}/\text{H}] + a_7 [\text{Fe}/\text{H}]^2 \quad (3.12)$$

con $X = \log T_{\text{eff}} - 3.52$ e $a_1, a_2, a_3, a_4, a_5, a_6, a_7$ coefficienti che dipendono dalla temperatura e dalla metallicità delle stelle. Il metodo fotometrico permette quindi di avere una stima della T_{eff} e di $\log g$ che sia indipendente dal metodo spettroscopico (3.3.1).

3.3.4 GALA

GALA (Mucciarelli et al. 2013) è un codice Fortran per la derivazione automatica dei parametri atmosferici e delle abbondanze chimiche delle singole specie di uno spettro stellare. Il software è stato progettato per ottenere il modello di atmosfera migliore attraverso l'ottimizzazione della temperatura, della gravità superficiale, della velocità di turbolenza e della metallicità dopo aver rigettato le righe discrepanti. Il codice è in grado di gestire i modelli di atmosfera **ATLAS9** (Castelli and Kurucz, 2004) e **MARCS** (Gustafsson et al., 2008) che sono i modelli più comunemente usati. **GALA** è adatto per analizzare le stelle sia early- che late-type, sotto l'assunzione di equilibrio termodinamico locale (LTE). Le abbondanze chimiche delle righe spettrali vengono derivate da **GALA** attraverso il codice **WIDTH9** sviluppato da R. L. Kurucz (Kurucz, 2005). Il software calcola l'abbondanza chimica della singola riga di assorbimento, assunta essere isolata, confrontandone l'EW misurata con l'intensità teorica ricavata dalla curva di crescita. A partire dai parametri

del modello di atmosfera, inclusa la metallicità, il codice calcola la curva di crescita per una data transizione e confronta l'EW aspettata con l'EW misurata. L'abbondanza dell'elemento viene quindi cambiata iterativamente fino a che l'EW misurata e quella teorica non corrispondono entro un intervallo di convergenza. Il profilo teorico della riga viene generalmente calcolato includendo le sorgenti di opacità del continuo ma trascurando il contributo delle righe vicine (vedi [Castelli 2005](#) per dettagli), perciò per poter utilizzare questa tecnica è necessario assicurarsi che non ci siano sovrapposizioni tra le righe.

Ottimizzazione dei parametri

GALA è stato sviluppato per eseguire l'analisi chimica basata sulle EW in maniera automatica. L'utente può scegliere di eseguire un'ottimizzazione totalmente spettroscopica dei parametri o di ottimizzare solamente alcuni di questi, tenendo gli altri fissi ad un valore specificato in input. L'algoritmo ottimizza un parametro alla volta, verificando continuamente se i nuovi valori di un dato parametro cambino la validità del valore precedentemente trovato. Per ogni parametro atmosferico X (corrispondente a T_{eff} , $\log g$, ν_t e $[M/H]$) è stato adottato uno specifico parametro di ottimizzazione $C(X)$, definito in modo che questo diventi 0 quando viene trovato il miglior valore di X . Perciò, la condizione $C(\tilde{X}) = 0$ identifica $X = \tilde{X}$ come il miglior valore di un dato parametro. Alla fine del processo, la miglior soluzione converge in un set di parametri che verifica simultaneamente i vincoli descritti in sezione [3.3.1](#). Quando i parametri atmosferici sono stati trovati, vengono derivate le abbondanze di tutti gli elementi per le quali sono state fornite le EW.

I valori di $C(X)$ utilizzati sono stati definiti per parametrizzare le condizioni descritte in sezione [3.3.1](#), nel seguente modo.

- Il coefficiente angolare della relazione tra l'abbondanza di ferro e il potenziale di eccitazione (S_χ) per vincolare la T_{eff} .
- Il coefficiente angolare della relazione tra l'abbondanza di ferro e EWR (S_{EWR}) per vincolare la ν_t .
- La differenza dell'abbondanza media ottenuta dalle righe di FeI e FeII per vincolare la gravità.
- L'abbondanza di ferro media per vincolare la metallicità del modello.

Questi parametri vengono utilizzati da **GALA** per eseguire l'ottimizzazione nel blocco di lavoro di analisi. Il blocco di lavoro compie un'ottimizzazione completa partendo dai parametri di input forniti dall'utente.

Viene eseguita la seguente procedura iterativa.

1. Vengono calcolate le abbondanze utilizzando i parametri forniti dall'utente e scartando le righe discrepanti (come vengono scartate le righe verrà discusso nella sezione 3.3.4).
2. Viene rifinito il modello di metallicità in modo che corrisponda all'abbondanza media di ferro.
3. Viene calcolato un nuovo modello con dei valori diversi di T_{eff} in base al segno di S_{χ} del precedente modello (ad esempio, una pendenza negativa indica una sovrastima della T_{eff} e viceversa). Vengono calcolati dei nuovi modelli, variando solo la T_{eff} , fino a che non viene trovata una coppia di S_{χ} positiva/negativa. Dunque, questi due valori di T_{eff} identificano l'intervallo in cui S_{χ} è zero. Viene infine scelta la T_{eff} a cui corrisponde il minimo valore di $|S_{\chi}|$.
4. Viene eseguita la stessa procedura per ν_t . Se il valore finale di ν_t è diverso da quello utilizzato nel loop precedente, **GALA** torna al punto (2), per verificare se, con il nuovo valore di ν_t , il modello necessita di un cambiamento in $[M/H]$ e T_{eff} . Altrimenti, la procedura procede col loop successivo.
5. Viene variata la gravità superficiale finché non viene trovata una coppia ΔFe ($\Delta\text{Fe} = \text{FeI} - \text{FeII}$) positivo/negativo. Se il valore di $\log g$ in output è diverso dal valore di input, **GALA** ritorna al punto (2) con l'ultimo modello di atmosfera ottenuto e l'intera procedura viene ripetuta.
6. Quando viene trovato un modello che soddisfa tutti e quattro i vincoli descritti precedentemente, la procedura termina e viene analizzata la stella successiva.

Esclusione delle righe

L'identificazione e l'esclusione delle righe con abbondanze discrepanti è un aspetto essenziale della procedura. Prima di escludere una riga dalla lista si deve capire l'origine della discrepanza rilevata. Fondamentalmente, le ragioni principali per un'abbondanza discrepante sono:

1. parametri atomici imprecisi (ad esempio, la forza dell'oscillatore) che possono sottostimare o sovrastimare l'abbondanza,
2. sovrapposizioni non riconosciute con altre righe (che producono una sovrastima sistematica dell'abbondanza),

3. inaccuratezza della misura dell'EW.

I primi due casi possono essere parzialmente evitati cercando di includere, durante la costruzione della lista di righe adottata, solamente le transizioni con $\log gf$ preciso e verificando che ogni transizione sia isolata in base ai parametri atmosferici e alla risoluzione spettrale. **GALA** esclude le righe secondo i seguenti criteri.

1. Vengono escluse le righe più deboli o più intense di un certo intervallo di EWR deciso dall'utente. Infatti, le righe deboli possono essere influenzate pesantemente dal rumore mentre le righe intense possono essere troppo sensibili alla ν_t e/o possono avere delle ali troppo prominenti per le quali il fit con un profilo Gaussiano risulta inadeguato.
2. Vengono escluse le righe le cui incertezze sulla misura dell'EW è più grande di un valore di soglia, espresso in percentuale, deciso dall'utente.
3. Vengono escluse le righe in base alla loro distanza dalle rette di best-fit calcolate nei piani A(Fe)- χ e A(Fe)-EWR attraverso un algoritmo di σ -clipping.

In **GALA** l'esclusione delle righe avviene all'inizio di ogni blocco di lavoro e non indipendentemente ad ogni iterazione. In questo modo, permette di utilizzare lo stesso campione di righe durante il processo di ottimizzazione, evitando il rischio di introdurre andamenti spuri durante l'ottimizzazione dei parametri.

In Figura 3.6 sono riportati i plot forniti da **GALA** per il calcolo dell'abbondanza di ferro con il metodo totalmente spettroscopico della stella #859. I primi tre pannelli mostrano il comportamento delle abbondanze di ferro in funzione dell'EWR, di χ e di λ ; i pannelli inferiori corrispondenti mostrano il comportamento dell'errore dell'EW in funzione dell'EWR, di χ e di λ . Le rette in blu sono i fit lineari ottenuti per ciascun pannello. L'ultimo pannello mostra la curva di crescita ottenuta considerando le EWR in funzione della EW teorica, definita come $EWT = \log gf - \theta\chi$. I cerchi neri sono le righe di FeI utilizzate per ottimizzare T_{eff} e ν_t , mentre i cerchi rossi sono le righe di FeII. I cerchi vuoti sono le righe che sono state scartate durante l'analisi. In aggiunta, **GALA** permette di visualizzare le curve di crescita per ogni riga analizzata (assieme alla posizione della riga osservata in termini di EWR e dell'abbondanza), come mostrato in Figura 3.7.

Incetnze sulle abbondanze

La determinazione delle abbondanze chimiche può essere influenzata da diverse sorgenti di errore, prevalentemente le incetnze dovute alle misure

delle EW, ai log gf utilizzati e a quelle incertezze che derivano dalla scelta dei parametri atmosferici.

L'incertezza statistica sull'abbondanza di ciascun elemento viene calcolata considerando solo le righe che non sono state escluse. Quando l'incertezza sull'EW viene fornita per ogni singola riga, l'abbondanza media viene calcolata pesando l'abbondanza di ogni riga per il suo stesso errore. L'errore statistico finale sui rapporti delle abbondanze è definito come $\sigma/\sqrt{N_{\text{righe}}}$.

Le incertezze sull'abbondanza che derivano dai parametri atmosferici vengono comunemente valutate ricalcolando ogni volta le abbondanze, variando un solo parametro e tenendo fissi gli altri alle loro migliori stime. Infine, le variazioni nelle abbondanze vengono sommate in quadratura. Questo approccio è il più conservativo poiché trascura i termini di covarianza che nascono dalle interazioni tra i parametri, fornendo solamente un limite maggiore al bilancio dell'errore totale.

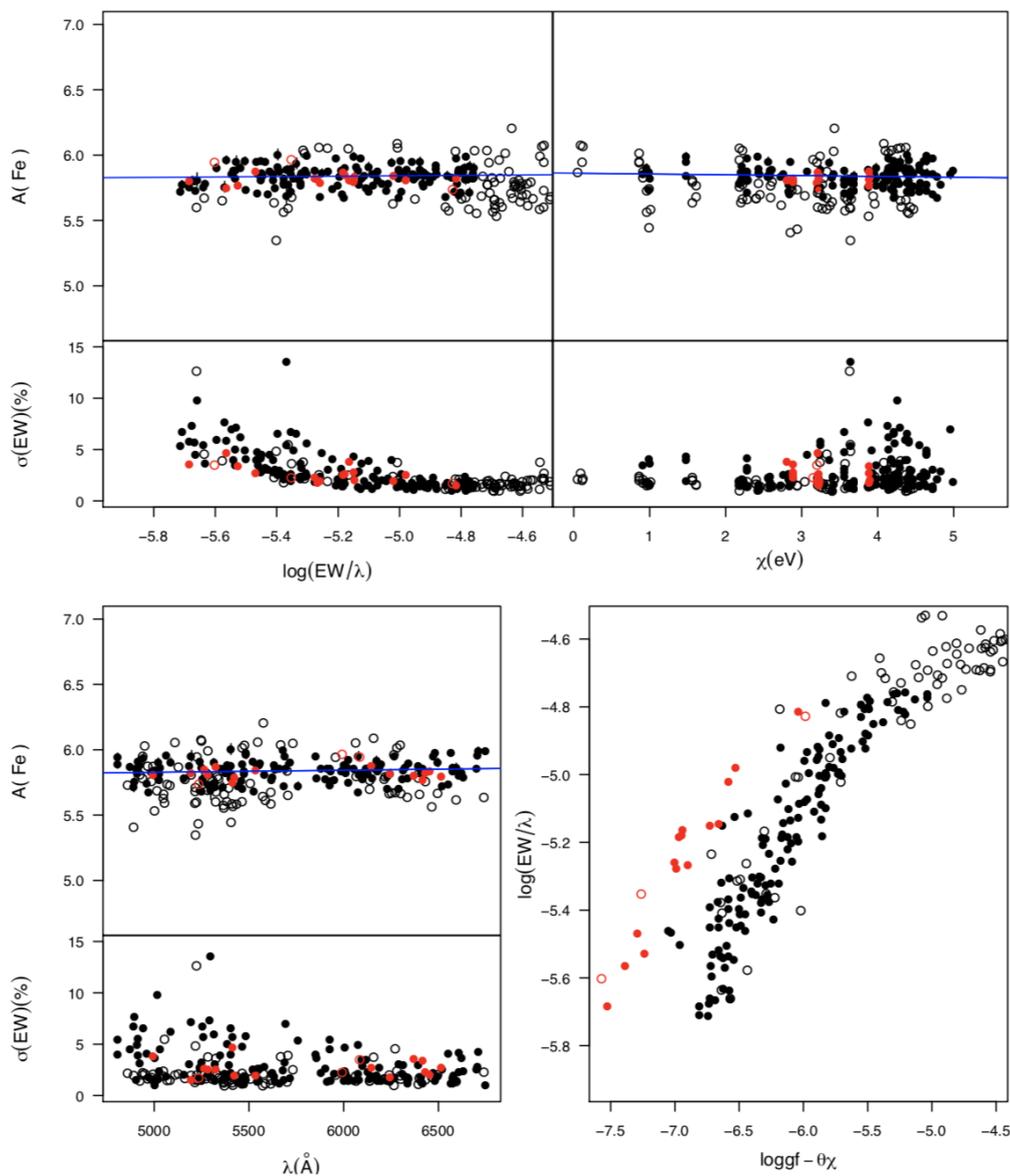


Figura 3.6: Plot generato da GALA per la stella #859. Il pannello in alto a sinistra mostra l'andamento delle abbondanze in funzione dell'EW (mentre il pannello immediatamente sottostante mostra l'andamento dell'errore sull'EW in funzione dell'EW). Il pannello in alto a destra e quello in basso a sinistra mostrano l'andamento delle abbondanze in funzione di χ e della lunghezza d'onda, rispettivamente (mentre i pannelli più piccoli mostrano l'andamento dell'errore sull'EW in funzione di questi due parametri). Il pannello in basso a destra invece mostra una curva di crescita empirica. In tutti i pannelli, i punti sono le righe utilizzate mentre i cerchi vuoti sono le righe escluse dell'analisi. I simboli in nero sono le righe di FeI utilizzate per l'ottimizzazione di T_{eff} e ν_t , mentre i simboli in rosso sono le righe di FeII. Le linee blu sono le rette di best-fit.

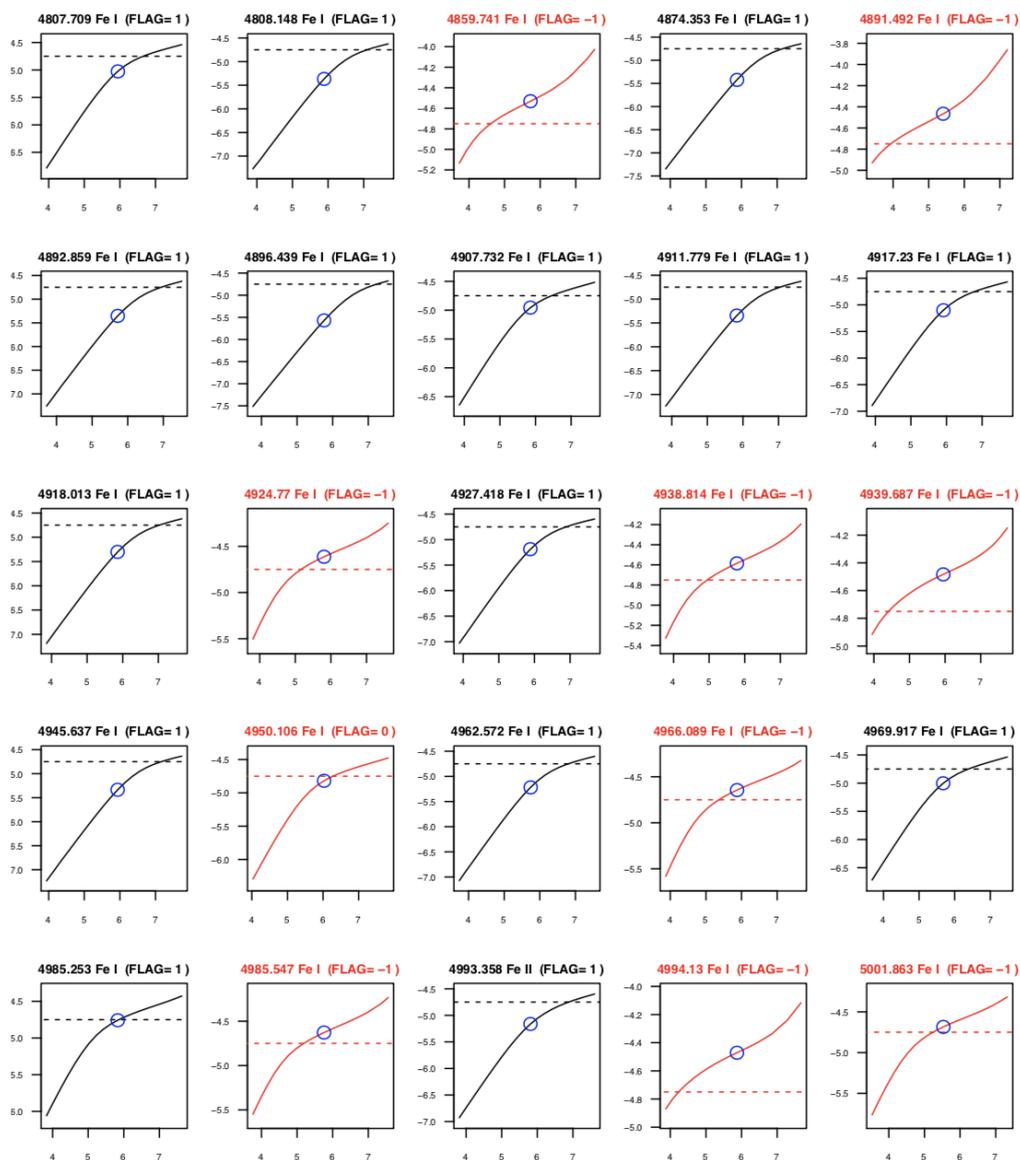


Figura 3.7: Parte del plot generato da *GALA* per l'analisi della stella #859, che mostra le curve di crescita per tutte le righe misurate (EWR in funzione delle abbondanze). I cerchi blu vuoti mostrano i valori misurati di EWR e la corrispondente abbondanza misurate da *GALA*. Assieme alle lunghezze d'onda e al codice dell'elemento, viene riportato anche il codice che indica il tipo di flag che è stato applicato alla riga. Le righe colorate in rosso sono quelle che sono state escluse dall'analisi. La linea orizzontale tratteggiata rappresenta il valore massimo di EW selezionato dall'utente.

Capitolo 4

L'abbondanza di Ferro di NGC 5286

4.1 NGC 5286

I parametri atmosferici iniziali utilizzati per l'analisi spettroscopica sono stati ricavati dalla fotometria. La T_{eff} è stata ricavata utilizzando le trasformazioni colore- T_{eff} di Alonso et al. (1999), mentre le gravità superficiali sono state derivate utilizzando la relazione di Stefan-Boltzmann, assumendo la T_{eff} fotometrica. Eccetto la stella #859 che ha una temperatura ~ 400 K più bassa degli altri, i target hanno un'estensione molto ridotta nello spazio dei parametri: $\delta T_{\text{eff}} \sim 90$ K e $\delta \log g \sim 0.3$ dex. Per questa ragione si è costruita una lista di righe per tutte le stelle utilizzando un unico spettro sintetico calcolato con un modello di atmosfera con i parametri $(T_{\text{eff}}, \log g, \nu_t, [M/H]) = (4600, 1.2, 1.9, -1.9)$ e includendo solo le transizioni isolate e rilevabili nello spettro osservato. Per la #859, invece, è stato utilizzato uno spettro sintetico calcolato con un modello di atmosfera con i parametri $(T_{\text{eff}}, \log g, \nu_t, [M/H]) = (4300, 0.85, 2, -1.7)$. La lista di righe è stata quindi rifinita iterativamente: dopo una prima analisi, le transizioni selezionate sono state verificate con uno spettro sintetico calcolato con i nuovi parametri e includendo la metallicità di ogni stella ottenuta dall'analisi. Per quelle stelle che presentavano un'abbondanza di ferro maggiore (che per comodità verranno denominate *metal-rich*) rispetto alle altre (*metal-poor*) è stata quindi definita una seconda lista di righe a partire dalla prima. Il valore di riferimento solare adottato per l'abbondanza di ferro è di 7.50 (Grevesse and Sauval, 1998). Le abbondanze di ferro sono state derivate da 150-200 righe di Fe I e 15-20 righe di Fe II, portando ad un'incertezza interna dell'ordine di 0.01 dex (o meno) per il Fe I e 0.01-0.02 dex per il Fe II. Tale incertezza

deriva dalle misure dell'EW (stimata come lo scatter riga per riga diviso per la radice quadrata del numero di righe usate).

L'analisi chimica è stata effettuata utilizzando tre diversi approcci per vincolare T_{eff} e $\log g$, mentre le velocità di microturbolenza ν_t sono state vincolate imponendo che non ci fosse correlazione tra l'abbondanza di ferro e l'intensità della riga, espressa come $\log(\text{EW}/\lambda)$. L'incertezza totale nell'abbondanza chimica è stata calcolata sommando in quadratura l'incertezza interna e quella derivante dai parametri atmosferici, quest'ultima stimata in accordo con il diverso metodo utilizzato. In Tabella 4.1 sono riportate le abbondanze medie $[\text{FeI}/\text{H}]$ e $[\text{FeII}/\text{H}]$ ottenute con i diversi metodi per il campione di stelle analizzato, assieme alla dispersione osservata (σ_{obs}). Per poter valutare se la dispersione osservata è compatibile con una dispersione intrinseca, si è utilizzato un algoritmo di *Maximum Likelihood* (ML), descritto da Mucciarelli et al. (2012), il quale fornisce la dispersione intrinseca σ_{int} delle distribuzioni di metallicità tenendo in considerazione le incertezze di ogni singola stella. Come si vede dai valori in tabella, i tre metodi portano a conclusioni discordanti. I paragrafi successivi sono dedicati ad una discussione dettagliata dei risultati.

	$[\text{FeI}/\text{H}]$ (dex)	σ_{obs} (dex)	σ_{int} (dex)	$[\text{FeII}/\text{H}]$ (dex)	σ_{obs} (dex)	σ_{int} (dex)
Metodo 1	-1.71 ± 0.05	0.13	0.10 ± 0.03	-1.71 ± 0.04	0.11	0.08 ± 0.03
Metodo 2	-1.71 ± 0.05	0.12	0.09 ± 0.03	-1.62 ± 0.02	0.06	0.00 ± 0.03
Metodo 3	-1.66 ± 0.03	0.08	0.04 ± 0.03	-1.63 ± 0.03	0.07	0.03 ± 0.03

Tabella 4.1: Abbondanze medie e dispersioni osservate e intrinseche per $[\text{FeI}/\text{H}]$ e $[\text{FeII}/\text{H}]$ derivate dai tre metodi descritti e dall'algoritmo ML.

4.1.1 Metodo (1): T_{eff} e $\log g$ spettroscopiche

I valori di T_{eff} sono stati ricavati imponendo l'equilibrio di eccitazione, ossia richiedendo che non ci fosse alcuna correlazione tra l'abbondanza di ferro e il potenziale di eccitazione χ delle righe di ferro neutro, mentre i valori di $\log g$ sono stati derivati imponendo l'equilibrio di ionizzazione, richiedendo che venga ottenuta la stessa abbondanza (entro le incertezze) dalle righe di FeI e FeII. Grazie al grande numero di righe di FeI ben distribuite lungo un ampio intervallo di valori di χ , le T_{eff} spettroscopiche sono state determinate con un'incertezza interna di circa 50 K, mentre le incertezze interne su $\log g$ sono ~ 0.1 dex. Le incertezze su ν_t , invece, sono circa 0.1 km s^{-1} (questo valore è valido anche per gli altri metodi dove è stato utilizzato lo stesso approccio per ricavare ν_t). Si assume un'incertezza tipica di ± 0.05 dex nella

metallicità $[M/H]$ del modello di atmosfera; questo ha un impatto trascurabile su $[FeI/H]$, ma porta ad una variazione di $\pm 0.02-0.03$ dex in $[FeII/H]$.

I parametri atmosferici e i rapporti tra le abbondanze di ferro derivati con questo metodo sono riportati in Tabella 4.2. Le distribuzioni di $[Fe/H]$ derivate dalle righe neutre e ionizzate una volta sono mostrate in Figura 4.1. Le due distribuzioni sono, per costruzione, simili tra loro (a causa del metodo utilizzato per determinare $\log g$) e larghe ~ 0.4 dex, con un valor medio di $[Fe/H] = -1.71 \pm 0.05$ dex per entrambe ($\sigma = 0.13$ dex per $[FeI/H]$; $\sigma = 0.11$ dex per $[FeII/H]$). Entrambe le distribuzioni hanno una dispersione non nulla, con $\sigma = 0.10 \pm 0.03$ dex per $[FeI/H]$ e $\sigma = 0.08 \pm 0.03$ dex per $[FeII/H]$. Questo risultato è quantitativamente simile a quello trovato da Marino et al. (2015), i quali hanno ottenuto una dispersione in ferro adottando lo stesso approccio per la derivazione dei parametri atmosferici (Figura 4.2).

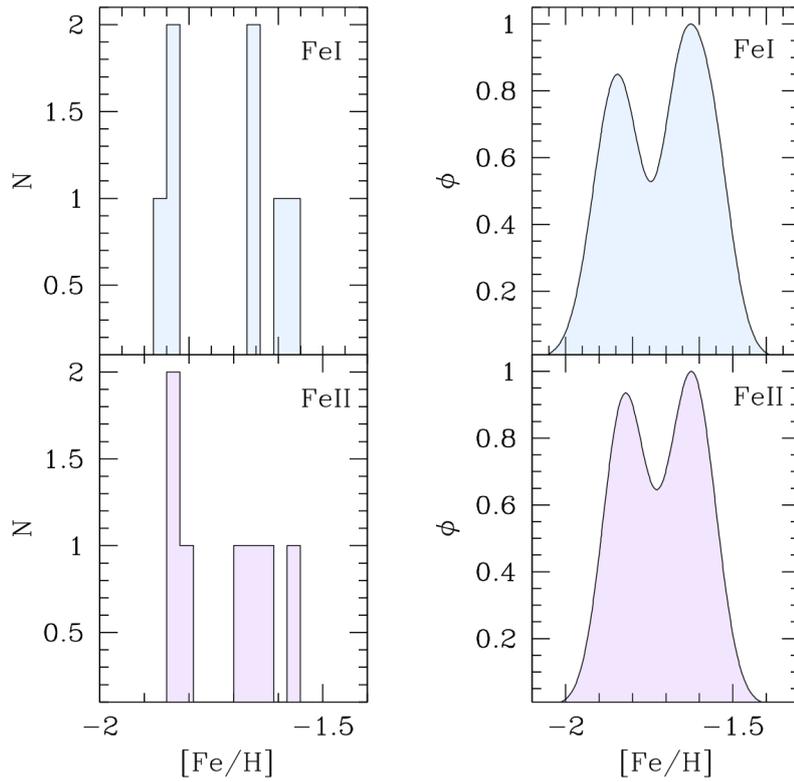


Figura 4.1: A sinistra: istogrammi per $[FeI/H]$ (in alto) e $[FeII/H]$ (in basso) ottenuti dall'analisi effettuata con il metodo (1). A destra: istogrammi generalizzati per le medesime quantità.

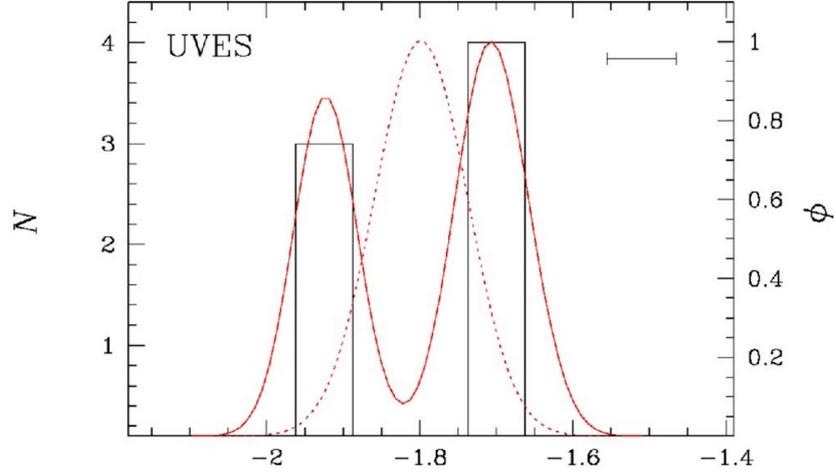


Figura 4.2: Istogramma della distribuzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$ per lo stesso campione di stelle ottenuto da Marino et al. (2015) con il metodo (1). La linea rossa mostra le due gaussiane che meglio fittano la distribuzione di metallicità osservata. La linea rossa punteggiata è una gaussiana centrata sul valor medio delle misure e con dispersione pari all'errore medio sulle abbondanze. Grafico da Marino et al. (2015).

Stella	T_{eff} (K)	$\log g$ (dex)	ν_t (km s^{-1})	$[\text{FeI}/\text{H}]$ (dex)	$[\text{FeII}/\text{H}]$ (dex)
177	4555	1.16	1.50	-1.85 ± 0.07	-1.84 ± 0.06
859	4265	0.91	1.90	-1.66 ± 0.05	-1.68 ± 0.08
1309	4681	1.56	1.50	-1.65 ± 0.07	-1.64 ± 0.06
579	4555	1.25	1.40	-1.84 ± 0.07	-1.80 ± 0.06
1219	4555	1.23	1.50	-1.85 ± 0.07	-1.84 ± 0.06
1439	4790	1.83	1.50	-1.59 ± 0.06	-1.62 ± 0.06
1339	4630	1.51	1.40	-1.55 ± 0.06	-1.58 ± 0.06

Tabella 4.2: Parametri atmosferici e abbondanze $[\text{FeI}/\text{H}]$ e $[\text{FeII}/\text{H}]$ per i target spettroscopici di NGC 5286 ricavati con il metodo (1).

4.1.2 Metodo (2): T_{eff} spettroscopica e $\log g$ fotometrica

I valori di T_{eff} sono stati derivati spettroscopicamente, come nel metodo (1), mentre i valori di $\log g$ sono stati derivati attraverso l'equazione di Stefan-Boltzmann (si veda la sezione 3.3.2 per maggiori dettagli). Nel calcolo di $\log g$ sono stati utilizzati il modulo di distanza, le masse stellari, l'eccesso

di colore e le correzioni bolometriche utilizzate per i parametri fotometrici iniziali, assieme alla T_{eff} spettroscopica. Gli errori sul modulo di distanza e sull'eccesso di colore sono stati trascurati in quanto essi impattano sistematicamente su tutte le stelle, mentre nel seguente studio si è interessati alla variazione dei parametri da stella a stella.

I parametri atmosferici e i rapporti delle abbondanze $[\text{FeI}/\text{H}]$ e $[\text{FeII}/\text{H}]$ derivati con questo metodo sono elencati in Tabella 4.3. Adottando questo metodo, che, a differenza del precedente, non impone l'equilibrio di ionizzazione, si è trovato che per la maggior parte dei target è presente una differenza dell'ordine di $\sim 0.1\text{-}0.2$ dex tra $[\text{FeI}/\text{H}]$ e $[\text{FeII}/\text{H}]$. Le distribuzioni di $[\text{FeI}/\text{H}]$ e $[\text{FeII}/\text{H}]$ sono mostrate in Figura 4.3. Come ben evidenziano gli istogrammi generalizzati (pannelli di destra), la distribuzione di $[\text{FeI}/\text{H}]$ copre un intervallo di ~ 0.4 dex, con un valore medio di -1.71 ± 0.05 dex ($\sigma = 0.12$ dex) e la presenza di due picchi, mentre la distribuzione di $[\text{FeII}/\text{H}]$ è più stretta e simmetrica, con un valor medio di -1.62 ± 0.02 dex ($\sigma = 0.06$ dex). L'algoritmo ML fornisce una dispersione intrinseca di $\sigma = 0.09 \pm 0.03$ dex per la distribuzione di $[\text{FeI}/\text{H}]$, mentre la distribuzione di $[\text{FeII}/\text{H}]$ è compatibile con una dispersione intrinseca nulla ($\sigma = 0.00 \pm 0.03$ dex).

Per illustrare la differenza tra $[\text{FeI}/\text{H}]$ e $[\text{FeII}/\text{H}]$, in Figura 4.4 sono riportate alcune righe di FeI e FeII negli spettri delle stelle #1219 (dove $[\text{FeI}/\text{H}]$ è 0.19 dex inferiore rispetto a $[\text{FeII}/\text{H}]$) e #1439 (dove $[\text{FeI}/\text{H}]$ e $[\text{FeII}/\text{H}]$ differiscono solo di 0.02 dex). Nel primo caso, lo spettro sintetico calcolato con l'abbondanza media derivata dalle righe di FeII (curva in rosso) non è in grado di riprodurre le righe di FeI. Queste ultime sono sempre più deboli delle rispettive righe dello spettro sintetico, suggerendo che la discrepanza non sia dovuta all'inaccuratezza della T_{eff} e/o della ν_t (altrimenti si sarebbe dovuto osservare un maggior accordo per le righe di alto χ , meno sensibili alla T_{eff} , e/o per le righe deboli, meno sensibili alle ν_t). D'altronde, lo spettro sintetico calcolato con l'abbondanza $[\text{FeI}/\text{H}]$ (curva blu tratteggiata) non fitta con la riga di FeII, che è chiaramente più profonda di quella predetta dallo spettro sintetico. Nel caso della stella #1439 la situazione è differente e un'unica abbondanza di ferro è in grado di riprodurre le righe sia di FeI che di FeII.

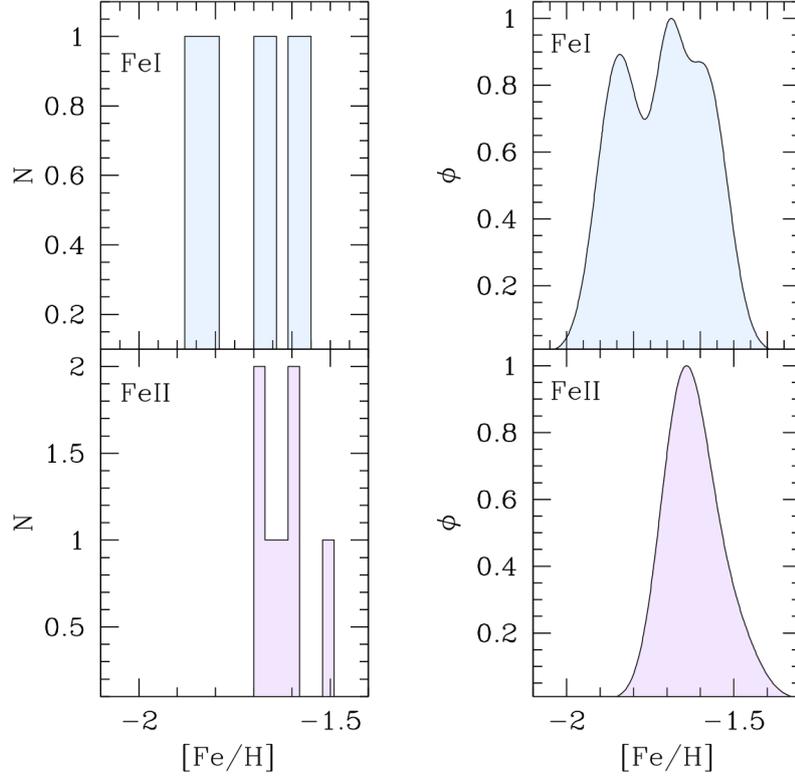


Figura 4.3: A sinistra: istogrammi per $[\text{FeI}/\text{H}]$ (in alto) e $[\text{FeII}/\text{H}]$ (in basso) ottenuti dall'analisi effettuata con il metodo (2). A destra: istogrammi generalizzati per le medesime quantità.

Stella	T_{eff} (K)	$\log g$ (dex)	ν_t (km s^{-1})	$[\text{FeI}/\text{H}]$ (dex)	$[\text{FeII}/\text{H}]$ (dex)
177	4555	1.51	1.40	-1.85 ± 0.06	-1.68 ± 0.06
859	4215	0.99	1.90	-1.70 ± 0.04	-1.59 ± 0.08
1309	4681	1.64	1.50	-1.65 ± 0.07	-1.61 ± 0.06
579	4605	1.61	1.40	-1.79 ± 0.07	-1.67 ± 0.06
1219	4555	1.59	1.50	-1.87 ± 0.06	-1.68 ± 0.06
1439	4790	1.85	1.50	-1.59 ± 0.06	-1.60 ± 0.06
1339	4630	1.69	1.40	-1.56 ± 0.06	-1.50 ± 0.07

Tabella 4.3: Parametri atmosferici e abbondanze $[\text{FeI}/\text{H}]$ e $[\text{FeII}/\text{H}]$ per i target spettroscopici di NGC 5286 ricavati con il metodo (2).

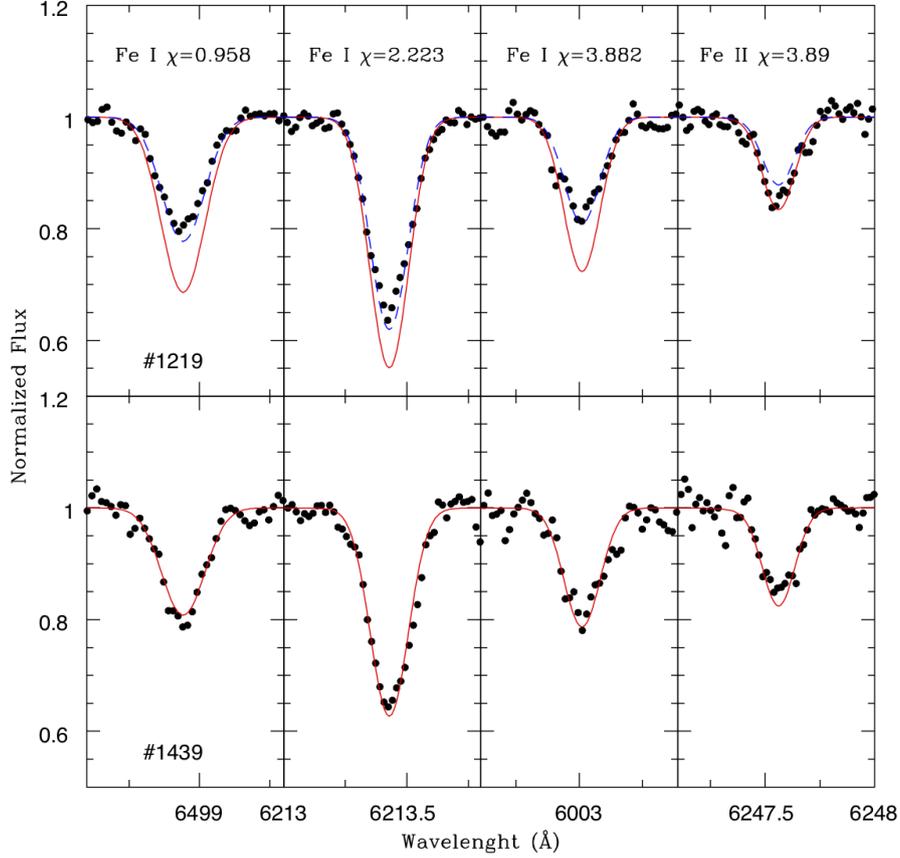


Figura 4.4: Regioni spettrali attorno a tre righe di FeI con differenti potenziali d'eccitazione e ad una riga di FeII per le stelle #1219 (pannelli superiori) e #1439 (pannelli inferiori). Le curve rosse sono gli spettri sintetici calcolati con i parametri atmosferici di ciascuna stella e adottando l'abbondanza media derivata dalle righe di FeII. La curva blu tratteggiata mostrata nel pannello superiore è lo spettro sintetico calcolato con l'abbondanza di ferro derivata dalle righe di FeI.

4.1.3 Metodo (3): T_{eff} e $\log g$ fotometriche

Come ulteriore verifica, l'analisi è stata effettuata mantenendo T_{eff} e $\log g$ fissati ai valori iniziali derivati dalla fotometria e ottimizzando spettroscopicamente solo ν_t (si veda la sezione 3.3.3 per maggiori dettagli). I parametri atmosferici e i valori di $[\text{FeI}/\text{H}]$ e $[\text{FeII}/\text{H}]$ derivati con questo metodo sono riportati in Tabella 4.4. In Figura 4.5 sono riportate le distribuzioni delle abbondanze di ferro ottenute con i parametri fotometrici. In questo caso,

le due distribuzioni di $[\text{FeI}/\text{H}]$ e $[\text{FeII}/\text{H}]$ hanno un singolo picco e sono più strette rispetto a quelle trovate con i metodi precedenti, con dei valori medi di -1.66 ± 0.03 dex ($\sigma = 0.08$ dex) per $[\text{FeI}/\text{H}]$ e -1.63 ± 0.03 dex ($\sigma = 0.07$ dex) per $[\text{FeII}/\text{H}]$. Per queste distribuzioni, l'algoritmo ML fornisce una dispersione intrinseca di 0.04 ± 0.03 dex per $[\text{FeI}/\text{H}]$ e di 0.03 ± 0.03 dex per $[\text{FeII}/\text{H}]$. La dispersione intrinseca in $[\text{FeII}/\text{H}]$ è compatibile con una dispersione nulla, mentre la piccola dispersione ottenuta per $[\text{FeI}/\text{H}]$ è solo marginalmente significativa.

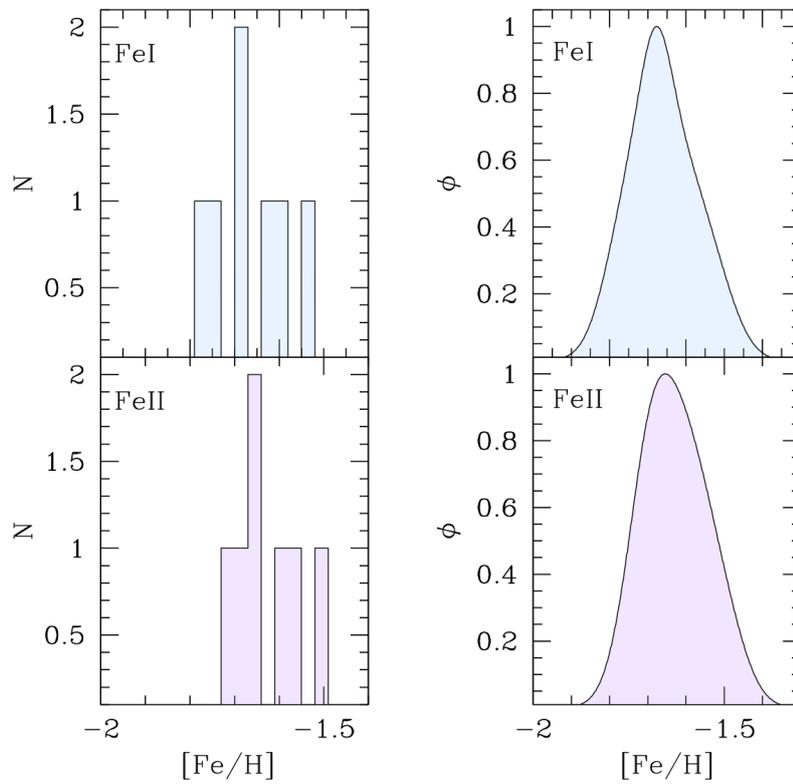


Figura 4.5: A sinistra: istogrammi per $[\text{FeI}/\text{H}]$ (in alto) e $[\text{FeII}/\text{H}]$ (in basso) ottenuti dall'analisi effettuata con il metodo (3). A destra: istogrammi generalizzati per le medesime quantità

Stella	T_{eff} (K)	$\log g$ (dex)	ν_t (km s ⁻¹)	[FeI/H] (dex)	[FeII/H] (dex)
177	4655	1.55	1.40	-1.73 ± 0.06	-1.69 ± 0.06
859	4265	1.01	2.00	-1.68 ± 0.04	-1.65 ± 0.08
1309	4730	1.66	1.50	-1.60 ± 0.06	-1.60 ± 0.06
579	4705	1.65	1.40	-1.68 ± 0.06	-1.67 ± 0.06
1219	4655	1.63	1.50	-1.76 ± 0.06	-1.71 ± 0.06
1439	4740	1.83	1.40	-1.63 ± 0.06	-1.58 ± 0.06
1339	4680	1.71	1.50	-1.53 ± 0.06	-1.50 ± 0.06

Tabella 4.4: Parametri atmosferici e abbondanze [FeI/H] e [FeII/H] per i target spettroscopici di NGC 5286 ricavati con il metodo (3).

4.2 Calibratori

Per verificare la validità dei risultati di ciascun metodo si è deciso di ripetere l’analisi su altri due GC ampiamente studiati e privi di evidenze di dispersione in ferro. Questo approccio consente di rimuovere ogni sistematico dovuto ai dati atomici adoperati, ai valori di riferimento solari, ai modelli di atmosfera, ai metodi utilizzati per la misura dell’EW e per derivare i parametri atmosferici.

In NGC 6752 i target hanno dei parametri fotometrici simili tra loro, dunque si è deciso di utilizzare una sola lista per tutte le stelle. La lista di righe utilizzata è stata rifinita a partire dalla lista utilizzata per le stelle metal-rich di NGC 5286. Un procedimento analogo è stato effettuato per costruire la lista di righe per i target di NGC 6809, con la differenza che per questi si è utilizzata la lista di righe precedentemente costruita per le stelle metal-poor di NGC 5286. Anche in questo caso si è deciso di utilizzare una sola lista per tutte le stelle analizzate.

Le abbondanze di ferro derivate per NGC 6752 e NGC 6809 con i tre metodi precedentemente descritti sono riportate nelle Tabelle A.1 e A.2 in Appendice. Per quanto riguarda NGC 6752, i valori trovati sono in buon accordo con le precedenti stime disponibili in letteratura. In questo caso, le distribuzioni di [FeI/H] e [FeII/H] (si vedano le Figure A.1, A.2, A.3 in Appendice) hanno delle dispersioni osservate piccole, tutte compatibili con una dispersione nulla entro le incertezze. Le distribuzioni ottenute con il metodo (2) sono inoltre compatibili tra loro nella forma, al contrario di quanto ottenuto per NGC 5286. Questo dimostra che nei GC ”standard” le distribuzioni di [FeI/H] e [FeII/H] non sono significativamente differenti tra loro. Per NGC 6809 si trova un risultato analogo. Le distribuzioni di [FeI/H] e

[FeII/H] (si vedano le Figure A.4, A.5, A.6 in Appendice) hanno dispersioni osservate piccole, compatibili con una dispersione nulla entro le incertezze, ma differiscono nel valore medio trovato con i diversi metodi. Utilizzando il metodo (2), le distribuzioni di [FeI/H] e [FeII/H] sono compatibili tra loro nella forma, ma con un valore medio di -1.95 ± 0.01 dex ($\sigma = 0.03$ dex) per [FeI/H] e -1.77 ± 0.01 dex ($\sigma = 0.03$ dex) per [FeII/H]. Questa differenza di quasi 0.2 dex tra i valori medi di [FeI/H] e [FeII/H] si attenua notevolmente utilizzando le temperature fotometriche (metodo (3)), diventando ~ 0.04 dex. Il fatto che si siano trovate dispersioni intrinseche compatibili con zero per questi due ammassi monometallici dimostra che i tre metodi adottati sono qualitativamente equivalenti.

4.3 Discussione

La nuova analisi sul campione di stelle giganti di NGC 5286 precedentemente discusse da Marino et al. (2015) ha portato a tre risultati diversi a seconda del metodo usato per stimare T_{eff} e $\log g$.

- Quando viene utilizzato un approccio spettroscopico per derivare la temperatura e si adotta il FeI come indicatore dell'abbondanza di ferro totale, si trova una dispersione intrinseca di questo elemento, indipendentemente dall'utilizzo di gravità spettroscopiche (pannelli in alto in Figura 4.1) o fotometriche (pannelli in alto in Figura 4.3). La dispersione tuttavia scompare totalmente quando vengono utilizzate le gravità fotometriche e l'abbondanza di ferro totale viene derivata dalle righe di FeII (pannelli in basso nelle Figure 4.3, 4.5). Questo effetto può essere giustificato considerando che, nel caso delle gravità derivate spettroscopicamente, l'abbondanza delle righe di FeII viene forzata ad essere consistente con quella delle righe di FeI, producendo quindi una distribuzione di [FeII/H] allargata (pannello in basso in Figura 4.1).
- Quando la temperatura viene, invece, derivata fotometricamente, la distribuzione dell'abbondanza di FeI (pannelli in alto in Figura 4.5) risulta più stretta rispetto al caso spettroscopico (pannelli in alto in Figura 4.3), sebbene la sua dispersione non risulti completamente consistente con una dispersione nulla.

Poiché i tre metodi danno risultati discordanti, è naturale domandarsi quale di questi sia l'approccio più affidabile.

I metodi (1) e (3), sebbene diano entrambi risultati in cui le abbondanze di ferro derivate da FeI e FeII sono compatibili tra loro, mostrano situazioni

opposte. Il metodo (1), infatti, suggerisce che, nel GC, sia effettivamente presente una dispersione intrinseca di ferro con la presenza di due sottopopolazioni (Figura 4.1), mentre il metodo (3) suggerisce la presenza di una popolazione monometallica (Figura 4.5).

Il metodo (2), a differenza degli altri metodi, dà un risultato in cui l'abbondanza di ferro risulta essere diversa se derivata dalle righe di FeI o da quelle di FeII, come mostrato in Figura 4.3. L'abbondanza di ferro totale, per definizione, è data dal contributo di tutti gli atomi di ferro nell'atmosfera stellare, indipendentemente dallo stato di ionizzazione. Il metodo (2), dunque, pone il problema di dover scegliere quale, tra i due indicatori di Fe, sia il più affidabile.

La Figura 4.6 mostra i diagrammi temperatura-gravità per i target analizzati ottenuti con i diversi metodi (in alto a sinistra: metodo (1), in alto a destra: metodo (2), in basso: metodo (3)). I cerchi blu sono quelle stelle che, dal metodo (1), risultano avere metallicità minore, precedentemente definite metal-poor, mentre i cerchi rossi sono le stelle a metallicità maggiore (metal-rich). Per ciascun target sono riportati gli errori sulla T_{eff} e $\log g$. Le curve mostrate sono due isocrone DSEP calcolate con un'età di 13 Gyr, con una composizione chimica α -enhanced e con metallicità $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.60$ dex (curva rossa) e $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.90$ dex (curva blu).

Osservando la disposizione delle stelle nei diagrammi temperatura-gravità si può notare che: quando si utilizza il metodo (1), le stelle si distribuiscono su due relazioni $T_{\text{eff}}\text{-}\log g$ distinte, con le stelle a più bassa metallicità caratterizzate da gravità più basse rispetto a quelle attese per stelle metal-rich di uguale temperatura superficiale, mentre quando si utilizza il metodo (3), la separazione scompare e tutte le stelle seguono un'unica relazione $T_{\text{eff}}\text{-}\log g$. Per le stelle metal-poor, la differenza tra le $\log g$ fotometriche e quelle spettroscopiche è ~ 0.4 dex. Come si può spiegare una tale differenza in $\log g$?

La gravità superficiale è funzione di tre parametri (si veda Eq. 3.9): la massa, la T_{eff} e la luminosità. A parità di T_{eff} , quindi, un diverso valore di $\log g$ può essere dovuto ad una diversa massa o ad una diversa luminosità. Utilizzando isocrone teoriche con simile età ma differenza di metallicità di 0.3 dex, risulta che la differenza in massa di stelle di RGB è dell'ordine di 0.01-0.02 M_{\odot} , non sufficienti a spiegare la differenza in $\log g$. L'unico parametro che può essere responsabile della differenza osservata, quindi, è la luminosità. In particolare, poiché la gravità fotometrica ($\log g_f$) è stata determinata utilizzando le magnitudini osservate, essa è sicuramente consistente con i dati fotometrici. Stimiamo allora che magnitudine deve avere una stella di pari T_{eff} e massa per mostrare una gravità superficiale 0.4 dex più bassa, cioè uguale a quella determinata spettroscopicamente ($\log g_s$). A questo scopo

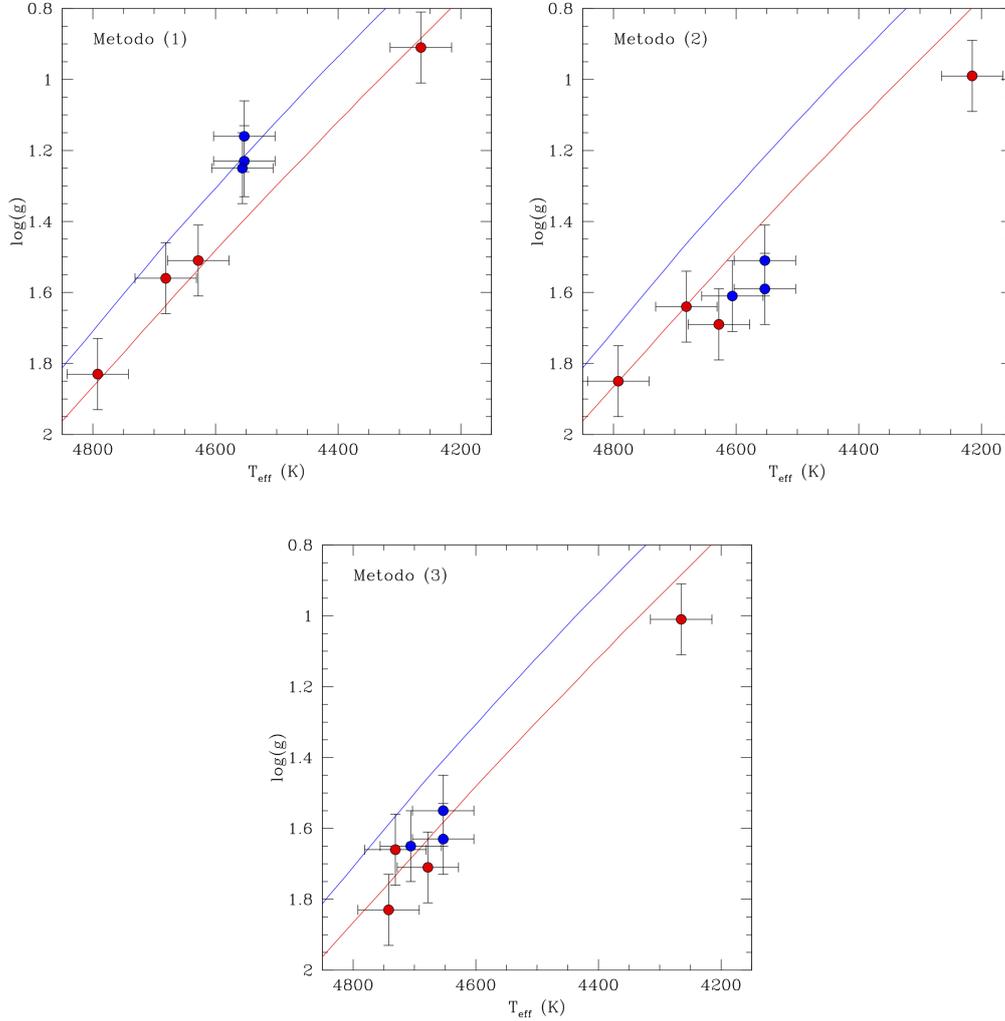


Figura 4.6: Diagrammi temperatura-gravità per i target analizzati. In alto a sinistra: risultati ottenuti con il metodo (1). In alto a destra: risultati ottenuti con il metodo (2). In basso: risultati ottenuti con il metodo (3). I cerchi blu rappresentano quelle stelle che, dal metodo (1), risultano avere metallicità minore (metal-poor), mentre i cerchi rossi rappresentano le stelle a metallicità maggiore (metal-rich). Per ciascun target sono riportati gli errori sulla T_{eff} e $\log g$. Le curve mostrate sono due isocrone DSEP calcolate con un'età di 13 Gyr, con una composizione chimica α -enhanced e con metallicità $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.60$ dex (curva rossa) e $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.90$ dex (curva blu).

utilizziamo l'equazione 4.9, da cui si ottiene:

$$\Delta \log g = \log g_f - \log g_s = -\log L_f + \log L_s = \log \frac{L_s}{L_f} \quad (4.1)$$

dove L_s e L_f sono le luminosità delle due stelle.

Dall'equazione 3.10 sappiamo che

$$\text{mag}_s - \text{mag}_f = -2.5 \log \frac{L_s}{L_f} \quad (4.2)$$

dove mag_s e mag_f sono le magnitudini bolometriche delle due stelle.

Dalle equazioni 4.1 e 4.2 si ottiene infine:

$$\Delta \text{mag} = \text{mag}_s - \text{mag}_f = -2.5 \log \frac{L_s}{L_f} = -2.5 \Delta \log g \quad (4.3)$$

Questo implica che, per avere una gravità 0.4 dex più bassa, una stella deve essere 1 magnitudine più brillante rispetto ad un'altra sorgente di ugual massa e temperatura. Di conseguenza, se il valore spettroscopico della gravità delle tre stelle metal-poor fosse realistico, queste sorgenti dovrebbero essere 1 magnitudine più brillanti di quanto osservato.

Ciò porta a considerare i parametri spettroscopici non affidabili. Infatti, a differenza del FeI, il FeII dipende fortemente dal valore di $\log g$ adottato (l'abbondanza di FeII aumenta all'aumentare della gravità), dunque basse gravità implicano valori di $[\text{FeII}/\text{H}]$ bassi. Il metodo (1), quindi, forzando l'abbondanza di FeII ad essere uguale a quella di FeI, porta a sottostimare le gravità superficiali.

Un altro modo di mettere in risalto questo problema è quello di analizzare le masse stellari corrispondenti ai valori di $\log g$ spettroscopici. Le masse stellari possono essere stimate invertendo la relazione di Stefan-Boltzmann e assumendo i valori di $\log g$ derivati spettroscopicamente con il metodo (1). Le masse così derivate variano da 0.37 a 0.76 M_\odot con una massa media di 0.51 M_\odot e una dispersione di 0.15 M_\odot . Si noti che 5 stelle su 7 hanno una massa inferiore a 0.6 M_\odot . Questi valori così bassi, così come l'ampia dispersione nella distribuzione di massa, sono improbabili per un campione dominato da stelle di RGB, dove ci si aspetterebbero delle masse nell'intervallo 0.75-0.8 M_\odot . In particolare, 4 target hanno delle $\log g$ che richiedono delle masse inferiori a 0.5 M_\odot , dunque più piccole della massa tipica del nucleo di He delle stelle giganti con luminosità consistente con quelle dei target. Queste masse così piccole non possono essere giustificate nemmeno considerando le incertezze nel tasso di perdita di massa (Origlia et al., 2014). Si ottiene una dispersione simile delle masse anche considerando i parametri atmosferici ricavati da Marino et al. (2015), che portano ad un intervallo di masse tra 0.24 e 0.59 M_\odot .

In Figura 4.7 è mostrato il comportamento della differenza $[\text{FeI}/\text{H}] - [\text{FeII}/\text{H}]$, derivata con il metodo (2), in funzione della massa stellare, derivata dalle

gravità spettroscopiche come nel metodo (1). La regione delimitata da linee tratteggiate è l'intervallo di massa aspettato per le stelle di RGB con luminosità consistenti con quelle dei target spettroscopici.

Osservando la Figura 4.7 si nota un chiaro trend tra la differenza $[\text{FeI}/\text{H}] - [\text{FeII}/\text{H}]$ e la massa stellare. Le stelle con le differenze maggiori sono anche quelle in cui $\log g$ richiede una massa stellare irrealistica, e il trend è dovuto proprio al metodo con cui si derivano le gravità spettroscopiche. Questo dimostra che le gravità spettroscopiche che forzano l'abbondanza di $[\text{FeII}/\text{H}]$ ad essere compatibile con la coda a basse metallicità della distribuzione di $[\text{FeI}/\text{H}]$ portano a delle masse inaffidabili.

Il metodo più affidabile, quindi, risulta essere il metodo (3), in cui la temperatura e le gravità superficiali vengono determinate dalla fotometria. La distribuzione in ferro trovata risulta essere compatibile con una popolazione monometallica (Figura 4.5), con una dispersione intrinseca di 0.03 ± 0.03 dex.

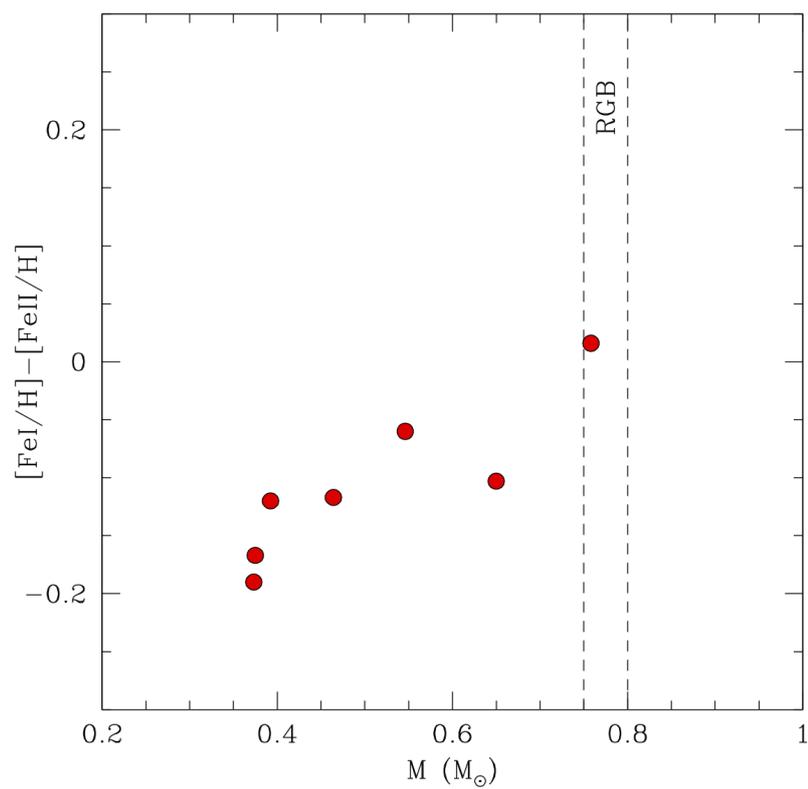


Figura 4.7: Comportamento della differenza $[\text{FeI}/\text{H}] - [\text{FeII}/\text{H}]$, derivata con il metodo (2), in funzione della massa stellare, derivata dalle gravità spettroscopiche come nel metodo (1). La regione delimitata da linee tratteggiate è l'intervallo di massa aspettato per le stelle di RGB.

Sommario e Conclusioni

Questo lavoro presenta l'analisi di un campione di spettri ad alta risoluzione di 7 stelle giganti nell'ammasso globulare NGC 5286 ottenuti con lo spettrografo UVES-FLAMES del Very Large Telescope. La precedente analisi dello stesso campione di spettri presentata da [Marino et al. \(2015\)](#) suggerisce la presenza di due popolazioni stellari con una differenza in $[\text{Fe}/\text{H}]$ di circa 0.2 dex.

Gli spettri sono stati analizzati con tre diverse metodologie per derivare i parametri atmosferici e confrontando le distribuzioni di metallicità ottenute da righe di FeI e FeII. Tali metodi sono di fatto equivalenti e dovrebbero fornire la stessa distribuzione di metallicità (come dimostrato dall'analisi dei due ammassi di calibrazione NGC 6752 e NGC 6809).

Nel caso di NGC 5286 i tre metodi forniscono, invece, risultati differenti:

1. quando T_{eff} e $\log g$ vengono derivati spettroscopicamente, le distribuzioni di metallicità sia da righe di FeI che da righe di FeII sono bimodali, confermando il risultato di [Marino et al. \(2015\)](#), i quali adottano la stessa metodologia;
2. quando T_{eff} e $\log g$ vengono derivati fotometricamente, le distribuzioni di metallicità da righe di FeI e FeII sono entrambe unimodali con dispersioni osservate compatibili con l'assenza di una dispersione intrinseca in $[\text{Fe}/\text{H}]$;
3. quando si adotta il metodo ibrido (T_{eff} spettroscopica e $\log g$ fotometrica) le righe di FeI forniscono una distribuzione bimodale e quelle di FeII unimodale.

Le conclusioni di questo lavoro sono le seguenti:

- Dall'analisi dei diversi metodi abbiamo notato che le gravità derivate spettroscopicamente tendono a sottostimare le masse stellari soprattutto per le stelle che mostrano un'abbondanza minore di $[\text{FeI}/\text{H}]$, fornendo valori fino a $\sim 0.4 M_{\odot}$, non compatibili con la massa di stelle di RGB in

ammassi globulari vecchi. La stessa inconsistenza la si può evidenziare da un punto di vista alternativo: assumendo, in accordo con i modelli di evoluzione stellare, che tutte le stelle analizzate abbiano la stessa massa ($\sim 0.75 M_{\odot}$), le gravità spettroscopiche implicano che le stelle metal-poor dovrebbero essere più luminose di circa una magnitudine rispetto a quello che osserviamo. Queste considerazioni indicano che le gravità spettroscopiche non sono affidabili, almeno per le stelle che risultano metal-poor.

- L'analisi basata sui parametri fotometrici indica che NGC 5286 è un ammasso monometallico, con una metallicità media di $[Fe/H] = -1.66 \pm 0.03$ dex ($\sigma = 0.08$ dex), e che la dispersione trovata da [Marino et al. \(2015\)](#) è in realtà dovuta ad una sottostima dell'abbondanza di FeI in alcune stelle causata dall'uso di gravità spettroscopiche. Quando vengono utilizzate le gravità fotometriche, le righe di FeII forniscono la stessa abbondanza per tutte le stelle, indipendentemente dal metodo utilizzato per stimare le T_{eff} .
- L'omogeneità del suo contenuto di ferro suggerisce che NGC 5286 non sia stato in grado di trattenere il materiale espulso dalle supernovae nella sua buca di potenziale. La distribuzione unimodale osservata esclude l'ipotesi che NGC 5286 possa essere il residuo di una galassia nana distrutta (come proposto da [Marino et al. 2015](#)), poiché questi sistemi sono caratterizzati da un ampio intervallo di metallicità, dovuto all'attività di formazione stellare prolungata.
- La differenza tra $[FeI/H]$ e $[FeII/H]$ è qualitativamente consistente con la presenza di effetti di NLTE. Questi effetti influenzano prevalentemente le specie meno abbondanti, come il FeI, mentre hanno un impatto trascurabile/nullo sulle specie dominanti, come il FeII. Sotto condizioni di NLTE, le righe neutre sono più deboli che nel caso di LTE. Dunque, quando la profondità della riga viene calcolata in condizioni di LTE (come nell'analisi presentata in questo lavoro), l'abbondanza risultante delle righe neutre sarà corrispondentemente più bassa. Nel caso di NGC 5286, solo le righe di FeI forniscono una distribuzione di $[Fe/H]$ bimodale, in accordo con una sottostima sistematica dell'abbondanza di FeI ottenuta quando delle righe affette da sovraionizzazione vengono analizzate in condizioni di LTE. Le righe di FeII, invece, non sono influenzate dal NLTE e forniscono (quando le gravità vengono derivate fotometricamente) le corrette abbondanze, portando ad una distribuzione consistente con un unico valore di metallicità, come osservato per la maggior parte (se non per la totalità) degli ammassi globulari.

Appendice A

Abbondanza di Ferro dei calibratori

Di seguito sono riportati i risultati ottenuti per il calcolo delle abbondanze dei calibratori NGC 5286 e NGC 6809. Nelle Tabelle A.1 e A.2 sono riassunte le abbondanza medie e le dispersioni osservate ed intrinseche di [FeI/H] e [FeII/H] derivate dai tre metodi descritti e dall’algoritmo ML per NGC 6752 e 6809 rispettivamente. Nelle Figure A.1,A.2,A.3 e A.4,A.5,A.6 sono riportati gli istogrammi discreti e generalizzati di [FeI/H] e [FeII/H] ottenuti dall’analisi effettuate con i diversi metodi.

	[FeI/H] (dex)	σ_{obs} (dex)	σ_{int} (dex)	[FeII/H] (dex)	σ_{obs} (dex)	σ_{int} (dex)
Metodo 1	-1.62 ± 0.01	0.03	0.00 ± 0.02	-1.62 ± 0.01	0.04	0.00 ± 0.02
Metodo 2	-1.61 ± 0.01	0.03	0.00 ± 0.01	-1.57 ± 0.01	0.04	0.00 ± 0.02
Metodo 3	-1.58 ± 0.01	0.03	0.00 ± 0.01	-1.59 ± 0.01	0.03	0.00 ± 0.02

Tabella A.1: Abbondanze medie e dispersioni osservate e intrinseche di [FeI/H] e [FeII/H] per NGC 6752 derivate dai tre metodi descritti e dall’algoritmo ML.

	[FeI/H] (dex)	σ_{obs} (dex)	σ_{int} (dex)	[FeII/H] (dex)	σ_{obs} (dex)	σ_{int} (dex)
Metodo 1	-1.91 ± 0.01	0.03	0.00 ± 0.02	-1.92 ± 0.01	0.03	0.00 ± 0.01
Metodo 2	-1.95 ± 0.01	0.03	0.00 ± 0.02	-1.77 ± 0.01	0.03	0.00 ± 0.01
Metodo 3	-1.83 ± 0.01	0.02	0.00 ± 0.02	-1.78 ± 0.01	0.02	0.00 ± 0.01

Tabella A.2: Abbondanze medie e dispersioni osservate e intrinseche di [FeI/H] e [FeII/H] per NGC 6809 derivate dai tre metodi descritti e dall’algoritmo ML.

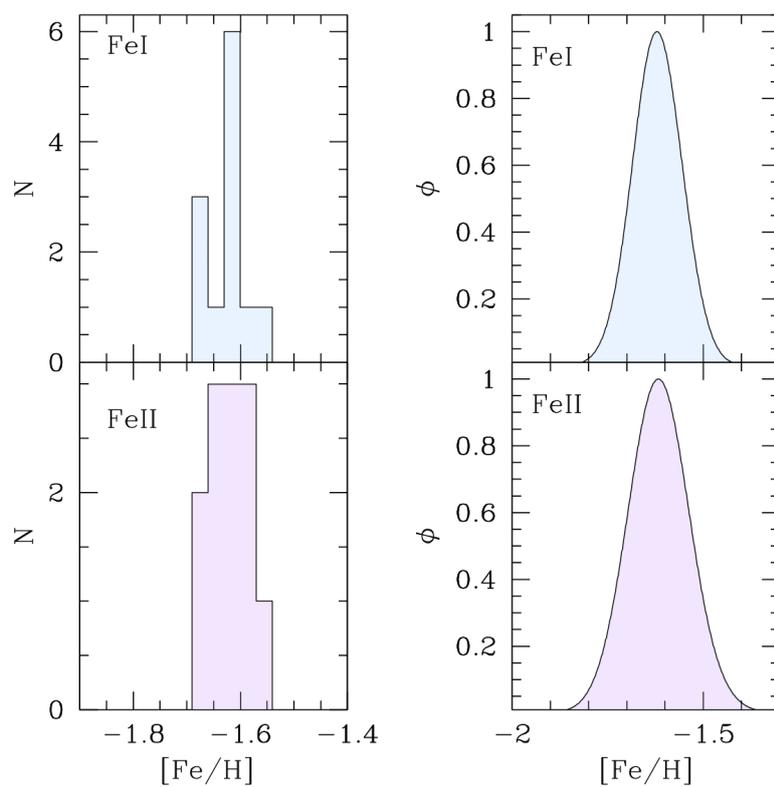


Figura A.1: A sinistra: istogrammi per $[\text{FeI}/\text{H}]$ (in alto) e $[\text{FeII}/\text{H}]$ (in basso) ottenuto dall'analisi effettuata con il metodo (1) per NGC 6752. A destra: istogrammi generalizzati per le medesime quantità.

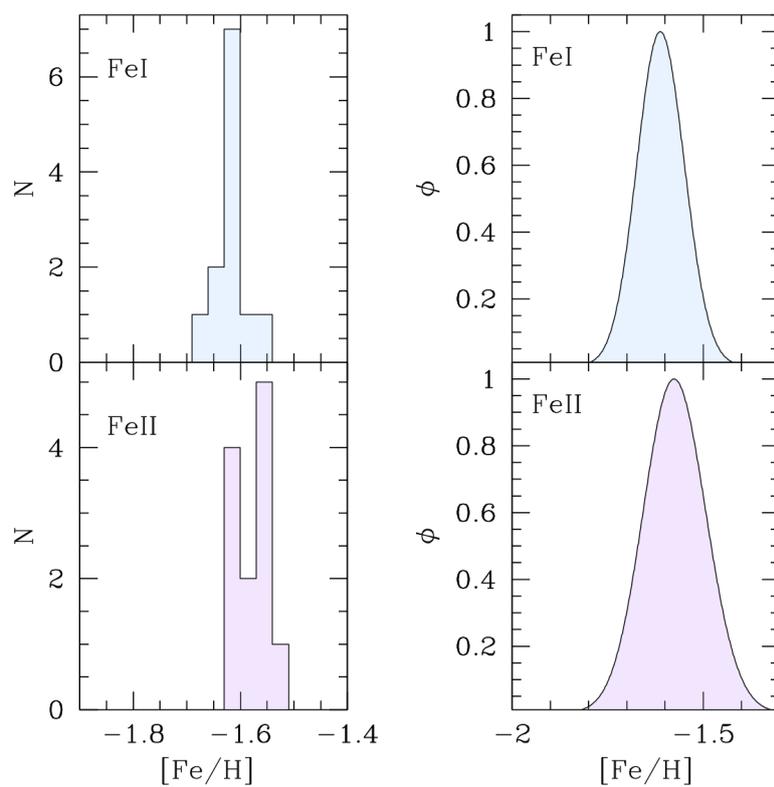


Figura A.2: A sinistra: istogrammi per $[\text{FeI}/\text{H}]$ (in alto) e $[\text{FeII}/\text{H}]$ (in basso) ottenuto dall'analisi effettuata con il metodo (2) per NGC 6752. A destra: istogrammi generalizzati per le medesime quantità.

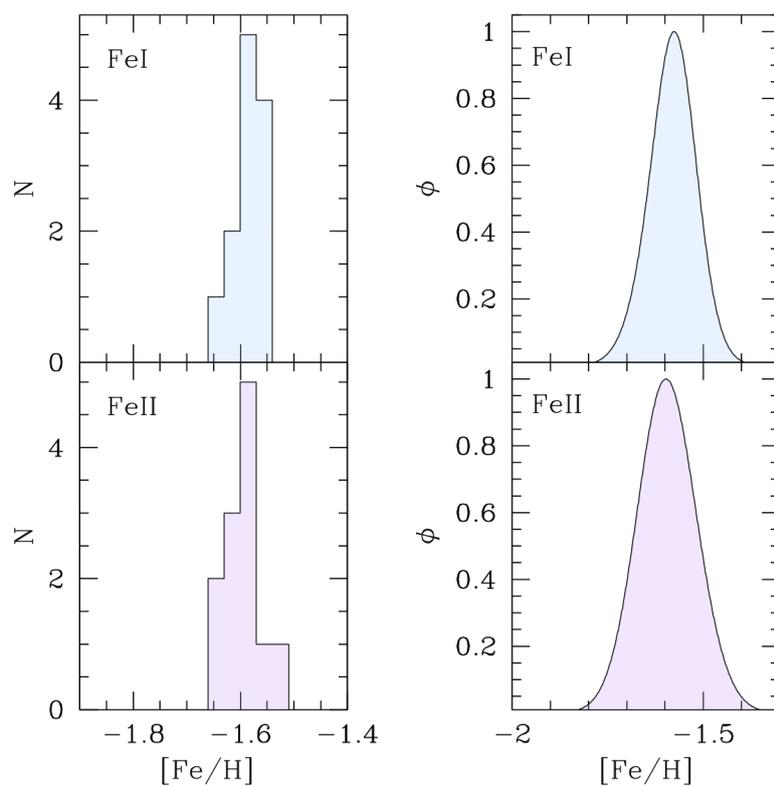


Figura A.3: A sinistra: istogrammi per $[\text{FeI}/\text{H}]$ (in alto) e $[\text{FeII}/\text{H}]$ (in basso) ottenuto dall'analisi effettuata con il metodo (3) per NGC 6752. A destra: istogrammi generalizzati per le medesime quantità.

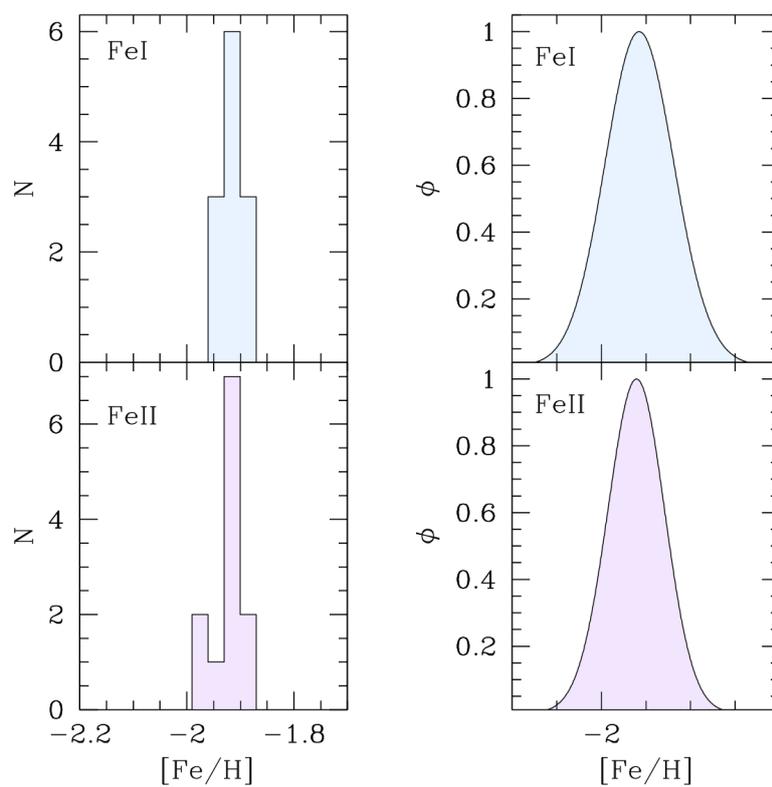


Figura A.4: A sinistra: istogrammi per $[\text{FeI}/\text{H}]$ (in alto) e $[\text{FeII}/\text{H}]$ (in basso) ottenuto dall'analisi effettuata con il metodo (1) per NGC 6809. A destra: istogrammi generalizzati per le medesime quantità.

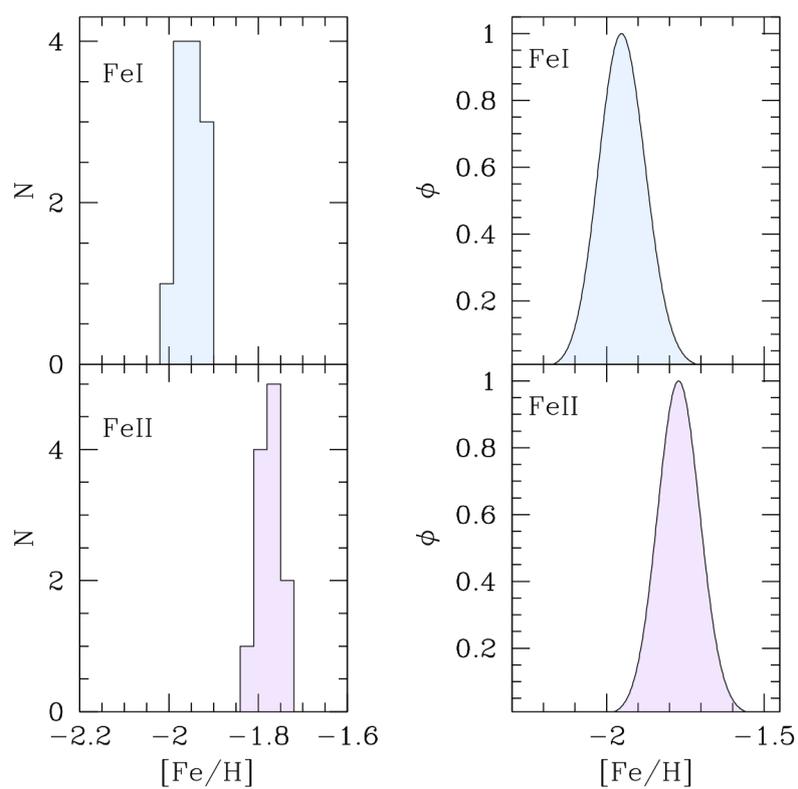


Figura A.5: A sinistra: istogrammi per $[\text{FeI}/\text{H}]$ (in alto) e $[\text{FeII}/\text{H}]$ (in basso) ottenuto dall'analisi effettuata con il metodo (2) per NGC 6809. A destra: istogrammi generalizzati per le medesime quantità.

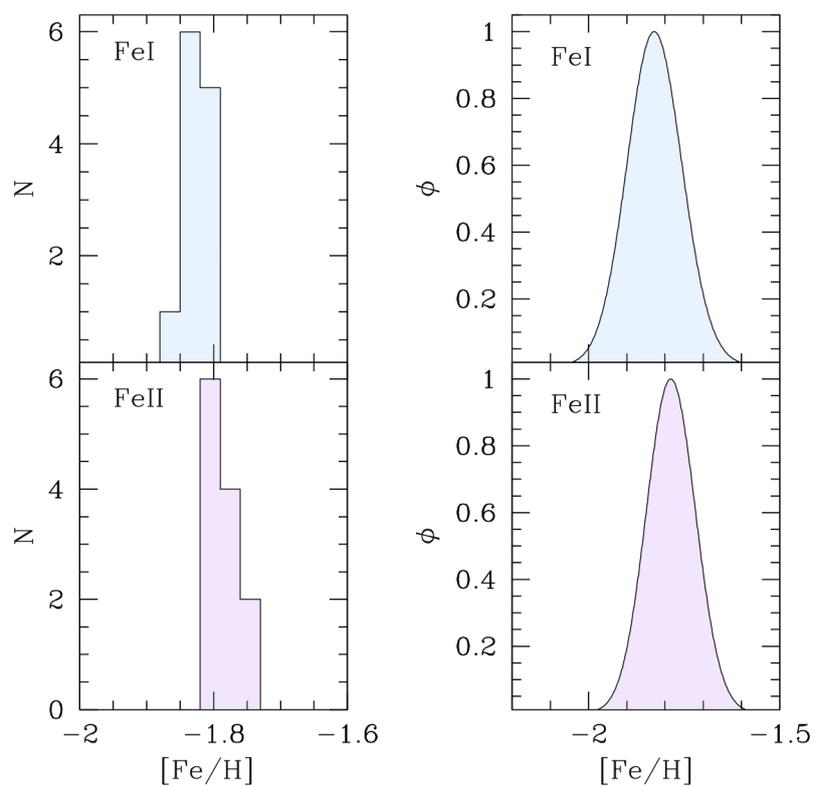


Figura A.6: A sinistra: istogrammi per $[\text{FeI}/\text{H}]$ (in alto) e $[\text{FeII}/\text{H}]$ (in basso) ottenuto dall'analisi effettuata con il metodo (3) per NGC 6809. A destra: istogrammi generalizzati per le medesime quantità.

Bibliografia

- A. Alonso, S. Arribas, and C. Martínez-Roger. The effective temperature scale of giant stars (F0-K5). I. The effective temperature determination by means of the IRFM. *Astron. Astrophys. Suppl.*, 139:335–358, Oct. 1999. doi: 10.1051/aas:1999506.
- N. Bastian and C. Lardo. Globular cluster mass-loss in the context of multiple populations. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 453:357–364, Oct. 2015. doi: 10.1093/mnras/stv1661.
- K. Bekki and K. C. Freeman. Formation of ω Centauri from an ancient nucleated dwarf galaxy in the young Galactic disc. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 346:L11–L15, Dec. 2003. doi: 10.1046/j.1365-2966.2003.07275.x.
- M. Bellazzini, R. A. Ibata, S. C. Chapman, A. D. Mackey, L. Monaco, M. J. Irwin, N. F. Martin, G. F. Lewis, and E. Dalessandro. The Nucleus of the Sagittarius Dwarf Galaxy and M54: a Window on the Process of Galaxy Nucleation. *Astron. J.*, 136:1147–1170, Sept. 2008. doi: 10.1088/0004-6256/136/3/1147.
- D. E. Blackwell, A. D. Petford, S. Arribas, D. J. Haddock, and M. J. Selby. Determination of temperatures and angular diameters of 114 F-M stars using the infrared flux method (IRFM). *Astron. Astrophys.*, 232:396–410, June 1990.
- E. Carretta, A. Bragaglia, R. Gratton, V. D’Orazi, and S. Lucatello. Intrinsic iron spread and a new metallicity scale for globular clusters. *Astron. Astrophys.*, 508:695–706, Dec. 2009a. doi: 10.1051/0004-6361/200913003.
- E. Carretta, A. Bragaglia, R. Gratton, and S. Lucatello. Na-O anticorrelation and HB. VIII. Proton-capture elements and metallicities in 17 globular clusters from UVES spectra. *Astron. Astrophys.*, 505:139–155, Oct. 2009b. doi: 10.1051/0004-6361/200912097.

- E. Carretta, A. Bragaglia, R. G. Gratton, S. Lucatello, G. Catanzaro, F. Leone, M. Bellazzini, R. Claudi, V. D’Orazi, Y. Momany, S. Ortolani, E. Pancino, G. Piotto, A. Recio-Blanco, and E. Sabbi. Na-O anticorrelation and HB. VII. The chemical composition of first and second-generation stars in 15 globular clusters from GIRAFFE spectra. *Astron. Astrophys.*, 505: 117–138, Oct. 2009c. doi: 10.1051/0004-6361/200912096.
- E. Carretta, A. Bragaglia, R. G. Gratton, S. Lucatello, M. Bellazzini, G. Catanzaro, F. Leone, Y. Momany, G. Piotto, and V. D’Orazi. M54 + Sagittarius = ω Centauri. *Astrophys. J. Lett.*, 714:L7–L11, May 2010. doi: 10.1088/2041-8205/714/1/L7.
- S. Cassisi, M. Salaris, A. Pietrinferni, G. Piotto, A. P. Milone, L. R. Bedin, and J. Anderson. The Double Subgiant Branch of NGC 1851: The Role of the CNO Abundance. *Astrophys. J. Lett.*, 672:L115, Jan. 2008. doi: 10.1086/527035.
- F. Castelli. Kurucz’s WIDTH code and INPWIDTH. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 8:44, 2005.
- F. Castelli and R. L. Kurucz. New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres. *arXiv Astrophysics e-prints*, May 2004.
- G. S. Da Costa, E. V. Held, and I. Saviane. NGC 5824: a luminous outer halo globular cluster with an intrinsic abundance spread. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 438:3507–3520, Mar. 2014. doi: 10.1093/mnras/stt2467.
- H. Dekker, S. D’Odorico, A. Kaufer, B. Delabre, and H. Kozlowski. Design, construction, and performance of UVES, the echelle spectrograph for the UT2 Kueyen Telescope at the ESO Paranal Observatory. In M. Iye and A. F. Moorwood, editors, *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, volume 4008 of *Proc. SPIE*, pages 534–545, Aug. 2000. doi: 10.1117/12.395512.
- A. Dotter, B. Chaboyer, D. Jevremović, V. Kostov, E. Baron, and J. W. Ferguson. The Dartmouth Stellar Evolution Database. *Astrophys. J. Suppl.*, 178:89–101, Sept. 2008. doi: 10.1086/589654.
- A. Dotter, A. Sarajedini, J. Anderson, A. Aparicio, L. R. Bedin, B. Chaboyer, S. Majewski, A. Marín-Franch, A. Milone, N. Paust, G. Piotto, I. N. Reid, A. Rosenberg, and M. Siegel. The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. IX. Horizontal Branch Morphology and the Second Parameter Phenomenon. *Astrophys. J.*, 708:698–716, Jan. 2010. doi: 10.1088/0004-637X/708/1/698.

- F. R. Ferraro, E. Dalessandro, A. Mucciarelli, G. Beccari, R. M. Rich, L. Origlia, B. Lanzoni, R. T. Rood, E. Valenti, M. Bellazzini, S. M. Ransom, and G. Cocozza. The cluster Terzan 5 as a remnant of a primordial building block of the Galactic bulge. *Nature*, 462:483–486, Nov. 2009. doi: 10.1038/nature08581.
- F. R. Ferraro, D. Massari, E. Dalessandro, B. Lanzoni, L. Origlia, R. M. Rich, and A. Mucciarelli. The Age of the Young Bulge-like Population in the Stellar System Terzan 5: Linking the Galactic Bulge to the High- z Universe. *Astrophys. J.*, 828:75, Sept. 2016. doi: 10.3847/0004-637X/828/2/75.
- J. M. Fontenla, E. H. Avrett, and R. Loeser. Energy balance in the solar transition region. III - Helium emission in hydrostatic, constant-abundance models with diffusion. *Astrophys. J.*, 406:319–345, Mar. 1993. doi: 10.1086/172443.
- N. Grevesse and A. J. Sauval. Standard Solar Composition. *Space Sci. Rev.*, 85:161–174, May 1998. doi: 10.1023/A:1005161325181.
- B. Gustafsson, B. Edvardsson, K. Eriksson, U. G. Jørgensen, Å. Nordlund, and B. Plez. A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars. I. Methods and general properties. *Astron. Astrophys.*, 486:951–970, Aug. 2008. doi: 10.1051/0004-6361:200809724.
- W. E. Harris. A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way. *Astron. J.*, 112:1487, Oct. 1996. doi: 10.1086/118116.
- I. I. Ivans, R. P. Kraft, C. Sneden, G. H. Smith, R. M. Rich, and M. Shetrone. New Analyses of Star-to-Star Abundance Variations among Bright Giants in the Mildly Metal-poor Globular Cluster M5. *Astron. J.*, 122:1438–1463, Sept. 2001. doi: 10.1086/322108.
- C. I. Johnson and C. A. Pilachowski. Chemical Abundances for 855 Giants in the Globular Cluster Omega Centauri (NGC 5139). *Astrophys. J.*, 722:1373–1410, Oct. 2010. doi: 10.1088/0004-637X/722/2/1373.
- C. I. Johnson, C. A. Pilachowski, J. Simmerer, and D. Schwenk. Fe and Al Abundances for 180 Red Giants in the Globular Cluster Omega Centauri (NGC 5139). *Astrophys. J.*, 681:1505–1523, July 2008. doi: 10.1086/588634.
- C. I. Johnson, C. A. Pilachowski, R. Michael Rich, and J. P. Fulbright. A Large Sample Study of Red Giants in the Globular Cluster Omega Centauri

- (NGC 5139). *Astrophys. J.*, 698:2048–2065, June 2009. doi: 10.1088/0004-637X/698/2/2048.
- C. I. Johnson, R. M. Rich, C. A. Pilachowski, N. Caldwell, M. Mateo, J. I. Bailey, III, and J. D. Crane. A Spectroscopic Analysis of the Galactic Globular Cluster NGC 6273 (M19). *Astron. J.*, 150:63, Aug. 2015. doi: 10.1088/0004-6256/150/2/63.
- R. L. Kurucz. ATLAS12, SYNTHE, ATLAS9, WIDTH9, et cetera. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 8:14, 2005.
- E. Lapenna, A. Mucciarelli, B. Lanzoni, F. R. Ferraro, E. Dalessandro, L. Origlia, and D. Massari. Non-local Thermodynamical Equilibrium Effects on the Iron Abundance of Asymptotic Giant Branch Stars in 47 Tucanae. *Astrophys. J.*, 797:124, Dec. 2014. doi: 10.1088/0004-637X/797/2/124.
- C. Lardo, A. Mucciarelli, and N. Bastian. The iron dispersion of the globular cluster M2, revised. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 457:51–63, Mar. 2016. doi: 10.1093/mnras/stv2802.
- J.-W. Lee. On the Metallicity Distribution of the Peculiar Globular Cluster M22. *Astrophys. J. Suppl.*, 226:16, Oct. 2016. doi: 10.3847/0067-0049/226/2/16.
- A. Marín-Franch, A. Aparicio, G. Piotto, A. Rosenberg, B. Chaboyer, A. Sarajedini, M. Siegel, J. Anderson, L. R. Bedin, A. Dotter, M. Hempel, I. King, S. Majewski, A. P. Milone, N. Paust, and I. N. Reid. The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. VII. Relative Ages. *Astrophys. J.*, 694:1498–1516, Apr. 2009. doi: 10.1088/0004-637X/694/2/1498.
- A. F. Marino, A. P. Milone, G. Piotto, S. Villanova, L. R. Bedin, A. Bellini, and A. Renzini. A double stellar generation in the globular cluster NGC 6656 (M 22). Two stellar groups with different iron and s-process element abundances. *Astron. Astrophys.*, 505:1099–1113, Oct. 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200911827.
- A. F. Marino, A. P. Milone, G. Piotto, S. Villanova, R. Gratton, F. D’Antona, J. Anderson, L. R. Bedin, A. Bellini, S. Cassisi, D. Geisler, A. Renzini, and M. Zoccali. Sodium-Oxygen Anticorrelation and Neutron-capture Elements in Omega Centauri Stellar Populations. *Astrophys. J.*, 731:64, Apr. 2011. doi: 10.1088/0004-637X/731/1/64.
- A. F. Marino, A. P. Milone, C. Sneden, M. Bergemann, R. P. Kraft, G. Wallerstein, S. Cassisi, A. Aparicio, M. Asplund, R. L. Bedin, M. Hilker,

- K. Lind, Y. Momany, G. Piotto, I. U. Roederer, P. B. Stetson, and M. Zoccali. The double sub-giant branch of NGC 6656 (M 22): a chemical characterization. *Astron. Astrophys.*, 541:A15, May 2012. doi: 10.1051/0004-6361/201118381.
- A. F. Marino, A. P. Milone, A. I. Karakas, L. Casagrande, D. Yong, L. Shingles, G. Da Costa, J. E. Norris, P. B. Stetson, K. Lind, M. Asplund, R. Collet, H. Jerjen, L. Sbordone, A. Aparicio, and S. Cassisi. Iron and s-elements abundance variations in NGC 5286: comparison with ‘anomalous’ globular clusters and Milky Way satellites. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 450:815–845, June 2015. doi: 10.1093/mnras/stv420.
- G. A. Martin, J. R. Fuhr, and W. L. Wiese. *Atomic transition probabilities. Scandium through Manganese*. New York: American Institute of Physics (AIP) and American Chemical Society, 1988.
- D. Massari, A. Mucciarelli, F. R. Ferraro, L. Origlia, R. M. Rich, B. Lanzoni, E. Dalessandro, E. Valenti, R. Ibata, L. Lovisi, M. Bellazzini, and D. Reitzel. Ceci N’est Pas a Globular Cluster: The Metallicity Distribution of the Stellar System Terzan 5. *Astrophys. J.*, 795:22, Nov. 2014. doi: 10.1088/0004-637X/795/1/22.
- D. E. McLaughlin and R. P. van der Marel. Resolved Massive Star Clusters in the Milky Way and Its Satellites: Brightness Profiles and a Catalog of Fundamental Parameters. *Astrophys. J. Suppl.*, 161:304–360, Dec. 2005. doi: 10.1086/497429.
- J. Meléndez and B. Barbuy. Both accurate and precise gf-values for Fe II lines. *Astron. Astrophys.*, 497:611–617, Apr. 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200811508.
- S. Mészáros, S. L. Martell, M. Shetrone, S. Lucatello, N. W. Troup, J. Bovy, K. Cunha, D. A. García-Hernández, J. C. Overbeek, C. Allende Prieto, T. C. Beers, P. M. Frinchaboy, A. E. García Pérez, F. R. Hearty, J. Holtzman, S. R. Majewski, D. L. Nidever, R. P. Schiavon, D. P. Schneider, J. S. Sobeck, V. V. Smith, O. Zamora, and G. Zasowski. Exploring Anticorrelations and Light Element Variations in Northern Globular Clusters Observed by the APOGEE Survey. *Astron. J.*, 149:153, May 2015. doi: 10.1088/0004-6256/149/5/153.
- A. Mucciarelli. 4DAO Cookbook. *arXiv e-prints*, Nov. 2013.

- A. Mucciarelli, M. Bellazzini, R. Ibata, T. Merle, S. C. Chapman, E. Dalessandro, and A. Sollima. News from the Galactic suburbia: the chemical composition of the remote globular cluster NGC 2419. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 426:2889–2900, Nov. 2012. doi: 10.1111/j.1365-2966.2012.21847.x.
- A. Mucciarelli, E. Pancino, L. Lovisi, F. R. Ferraro, and E. Lapenna. GALA: An Automatic Tool for the Abundance Analysis of Stellar Spectra. *Astrophys. J.*, 766:78, Apr. 2013. doi: 10.1088/0004-637X/766/2/78.
- A. Mucciarelli, E. Lapenna, D. Massari, F. R. Ferraro, and B. Lanzoni. The Origin of the Spurious Iron Spread in the Globular Cluster NGC 3201. *Astrophys. J.*, 801:69, Mar. 2015. doi: 10.1088/0004-637X/801/1/69.
- A. Mucciarelli, E. Lapenna, D. Massari, E. Pancino, P. Stetson, F. R. Ferraro, B. Lanzoni, and C. Lardo. A chemical trompe-l’œil: No iron spread in the globular cluster m22. *The Astrophysical Journal*, 809, 07 2015. doi: 10.1088/0004-637X/809/2/128.
- J. E. Norris, K. C. Freeman, and K. J. Mighell. The Giant Branch of omega Centauri. V. The Calcium Abundance Distribution. *Astrophys. J.*, 462: 241, May 1996. doi: 10.1086/177145.
- L. Origlia, F. R. Ferraro, M. Bellazzini, and E. Pancino. A Near-Infrared Spectroscopic Screening of the Red Giant Populations in ω Centauri. *Astrophys. J.*, 591:916–924, July 2003. doi: 10.1086/375363.
- L. Origlia, R. M. Rich, F. R. Ferraro, B. Lanzoni, M. Bellazzini, E. Dalessandro, A. Mucciarelli, E. Valenti, and G. Beccari. Spectroscopy Unveils the Complex Nature of Terzan 5. *Astrophys. J. Lett.*, 726:L20, Jan. 2011. doi: 10.1088/2041-8205/726/2/L20.
- L. Origlia, D. Massari, R. M. Rich, A. Mucciarelli, F. R. Ferraro, E. Dalessandro, and B. Lanzoni. The Terzan 5 Puzzle: Discovery of a Third, Metal-poor Component. *Astrophys. J. Lett.*, 779:L5, Dec. 2013. doi: 10.1088/2041-8205/779/1/L5.
- L. Origlia, F. R. Ferraro, S. Fabbri, F. Fusi Pecci, E. Dalessandro, R. M. Rich, and E. Valenti. An empirical mass-loss law for Population II giants from the Spitzer-IRAC survey of Galactic globular clusters. *Astron. Astrophys.*, 564:A136, Apr. 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201423617.

- E. Pancino, A. Mucciarelli, L. Sbordone, M. Bellazzini, L. Pasquini, L. Monaco, and F. R. Ferraro. The subgiant branch of ω Centauri seen through high-resolution spectroscopy. I. The first stellar generation in ω Cen? *Astron. Astrophys.*, 527:A18, Mar. 2011. doi: 10.1051/0004-6361/201016024.
- E. Pancino, D. Romano, B. Tang, G. Tautvaišienė, A. R. Casey, P. Gruyters, D. Geisler, I. San Roman, S. Randich, E. J. Alfaro, A. Bragaglia, E. Flaccomio, A. J. Korn, A. Recio-Blanco, R. Smiljanic, G. Carraro, A. Bayo, M. T. Costado, F. Damiani, P. Jofré, C. Lardo, P. de Laverny, L. Monaco, L. Morbidelli, L. Sbordone, S. G. Sousa, and S. Villanova. The Gaia-ESO Survey. Mg-Al anti-correlation in iDR4 globular clusters. *Astron. Astrophys.*, 601:A112, May 2017. doi: 10.1051/0004-6361/201730474.
- L. Pasquini, G. Avila, A. Blecha, C. Cacciari, V. Cayatte, M. Colless, F. Damiani, R. de Propris, H. Dekker, P. di Marcantonio, T. Farrell, P. Gillingham, I. Guinouard, F. Hammer, A. Kaufer, V. Hill, M. Marteau, A. Modigliani, G. Mulas, P. North, D. Popovic, E. Rossetti, F. Royer, P. Santin, R. Schmutzer, G. Simond, P. Vola, L. Waller, and M. Zoccali. Installation and commissioning of FLAMES, the VLT Multifibre Facility. *The Messenger*, 110:1–9, Dec. 2002.
- A. Pietrinferni, S. Cassisi, M. Salaris, and F. Castelli. A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. II. Stellar Models and Isochrones for an α -enhanced Metal Distribution. *Astrophys. J.*, 642:797–812, May 2006. doi: 10.1086/501344.
- A. Renzini and A. Buzzoni. Global properties of stellar populations and the spectral evolution of galaxies. In C. Chiosi and A. Renzini, editors, *Spectral Evolution of Galaxies*, volume 122 of *Astrophysics and Space Science Library*, pages 195–231, 1986. doi: 10.1007/978-94-009-4598-2_19.
- A. Renzini, F. D’Antona, S. Cassisi, I. R. King, A. P. Milone, P. Ventura, J. Anderson, L. R. Bedin, A. Bellini, T. M. Brown, G. Piotto, R. P. van der Marel, B. Barbuy, E. Dalessandro, S. Hidalgo, A. F. Marino, S. Ortolani, M. Salaris, and A. Sarajedini. The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters - V. Constraints on formation scenarios. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 454:4197–4207, Dec. 2015. doi: 10.1093/mnras/stv2268.
- L. Sbordone, P. Bonifacio, F. Castelli, and R. L. Kurucz. ATLAS and SYNTHE under Linux. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 5:93, Jan. 2004.

- J. Simmerer, I. I. Ivans, D. Filler, P. Francois, C. Charbonnel, R. Monier, and G. James. Star-to-star Iron Abundance Variations in Red Giant Branch Stars in the Galactic Globular Cluster NGC 3201. *Astrophys. J. Lett.*, 764:L7, Feb. 2013. doi: 10.1088/2041-8205/764/1/L7.
- P. B. Stetson and E. Pancino. DAOSPEC: An Automatic Code for Measuring Equivalent Widths in High-Resolution Stellar Spectra. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 120:1332, Dec. 2008. doi: 10.1086/596126.
- N. B. Suntzeff and R. P. Kraft. The Abundance Spread Among Giants and Subgiants in the Globular Cluster Omega Centauri. *Astron. J.*, 111:1913, May 1996. doi: 10.1086/117930.
- B. Willman and J. Strader. “Galaxy,” Defined. *Astron. J.*, 144:76, Sept. 2012. doi: 10.1088/0004-6256/144/3/76.
- D. Yong, I. U. Roederer, F. Grundahl, G. S. Da Costa, A. I. Karakas, J. E. Norris, W. Aoki, C. K. Fishlock, A. F. Marino, A. P. Milone, and L. J. Shingles. Iron and neutron-capture element abundance variations in the globular cluster M2 (NGC 7089). *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 441:3396–3416, July 2014. doi: 10.1093/mnras/stu806.