

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

---

SCUOLA DI SCIENZE

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

**Ricerca di  
Evolved Blue Straggler Stars in M80**

Tesi di Laurea Magistrale

Presentata da:  
Silvia Leanza

Relatore:  
Prof. Francesco R. Ferraro

Correlatori:  
Prof. Alessio Mucciarelli  
Prof.ssa Barbara Lanzoni

Sessione IV  
Anno Accademico 2017-2018



# Abstract

Questo elaborato di tesi si inserisce nel contesto della ricerca di stelle Evolved Blue Straggler Stars (E-BSS) in ammassi globulari Galattici.

Le BSS sono ritenute essere significativamente più massicce delle stelle che tipicamente popolano un ammasso stellare. Questi oggetti sono facilmente identificabili durante la loro fase di bruciamento dell'idrogeno, al contrario è impossibile distinguerli fotometricamente, in modo certo, dalle altre stelle di minore massa del sistema che li ospita durante le fasi evolutive successive.

In questo lavoro è stato applicato il metodo spettroscopico utilizzato da Ferraro et al. (2016) per identificare una E-BSS nell'ammasso globulare 47 Tuc e basato sul confronto tra le abbondanze chimiche derivate da righe spettrali neutre e ionizzate. Tale metodo permette di ricavare una stima della gravità superficiale e, quindi, della massa stellare. In particolare, sono stati analizzati spettri ad alta risoluzione, acquisiti con lo spettrografo ad alta risoluzione UVES, di un campione 13 stelle candidate E-BSS dell'ammasso globulare M80 situate nella regione del CMD tra l'HB e l'attacco dell'AGB.

I principali risultati di quest'analisi hanno mostrato che nel campione analizzato non vi sono E-BSS particolarmente massicce e, inoltre, hanno evidenziato una sottostima sistematica dell'abbondanza chimica ricavata da righe neutre in tutte le stelle di post-RGB, mentre le righe ionizzate risultano il diagnostico più robusto ed affidabile per derivare le abbondanze chimiche.



# Indice

<b>Introduzione</b>	<b>1</b>
<b>1 Blue Straggler Stars</b>	<b>5</b>
1.1 Meccanismi di formazione . . . . .	5
1.2 Distribuzione radiale . . . . .	10
1.3 Evolved BSS . . . . .	16
1.4 La popolazione di E-BSS in M80 . . . . .	23
<b>2 Strumentazione e dataset</b>	<b>25</b>
2.1 UVES . . . . .	25
2.2 FLAMES . . . . .	27
2.3 Presentazione dei dati . . . . .	28
<b>3 Analisi dei dati</b>	<b>39</b>
3.1 Parametri stellari . . . . .	39
3.2 Velocità radiali . . . . .	45
3.3 Analisi chimica . . . . .	49
3.3.1 Calcolo degli spettri sintetici e selezione delle righe . . . . .	49
3.3.2 Misura delle larghezze equivalenti . . . . .	52
3.3.3 Calcolo delle abbondanze chimiche . . . . .	56
3.3.4 GALA . . . . .	56
3.3.5 Analisi degli spettri di M80 . . . . .	63

---

<b>4</b>	<b>Risultati e Conclusioni</b>	<b>65</b>
4.1	Abbondanze chimiche . . . . .	65
4.2	Risultati del metodo fotometrico . . . . .	66
4.2.1	RGB . . . . .	66
4.2.2	Candidate E-BSS . . . . .	69
4.3	Risultati del metodo ibrido . . . . .	76
4.3.1	RGB . . . . .	76
4.3.2	Candidate E-BSS . . . . .	78
4.4	Confronto tra i due metodi . . . . .	85
4.5	Conclusioni . . . . .	90
4.5.1	Ricerca di E-BSS in M80 . . . . .	90
4.5.2	Risultati dell'analisi chimica . . . . .	92
4.5.3	Sviluppi futuri . . . . .	93
	<b>Bibliografia</b>	<b>94</b>

# Introduzione

Una particolare classe di stelle denominate Blue Straggler Stars (BSS) sono osservate da decenni in ammassi globulari (GC, Sandage 1953; Ferraro et al. 1999), in ammassi aperti (Geller and Mathieu 2011; Gosnell et al. 2014) e anche in galassie sferoidali nane (Mapelli et al. 2009; Fusco et al. 2012). Esse sono ritenute essere significativamente più massicce delle stelle che tipicamente popolano un ammasso stellare. Questi oggetti sono facilmente identificabili durante la loro fase di bruciamento dell'idrogeno, al contrario è impossibile distinguerli fotometricamente, in modo certo, dalle altre stelle di minore massa del sistema che li ospita, durante le fasi evolutive successive.

Sono stati proposti dei metodi fotometrici per la selezione di possibile candidati Evolved Blue Straggler Stars (E-BSS), per esempio Renzini and Fusi Pecci (1988) e Fusi Pecci et al. (1992) suggeriscono di cercare le E-BSS durante la loro fase di bruciamento dell'elio nel nucleo, quando nel diagramma colore magnitudine (CMD) dovrebbero trovarsi in una regione tra il livello del ramo orizzontale (HB) e la base del ramo asintotico delle giganti (AGB).

Sulla base di queste indicazioni sono state selezionati campioni di candidate E-BSS in diversi ammassi, fra cui M3 (Ferraro et al., 1997), M80 (Ferraro et al., 1999) e 47 Tuc (Beccari et al., 2006). Questi campioni costituiscono una buona pre-selezione di possibili candidate E-BSS. Tuttavia, l'identificazione certa richiede necessariamente osservazioni spettroscopiche ad alta risoluzione. La prima E-BSS confermata per via spettroscopica è stata scoperta in 47 Tuc (Ferraro et al., 2016). In Ferraro et al. (2016) viene presentato un potente ed innovativo metodo per identificare in modo esatto le E-BSS basato sul confronto tra le abbondanze chimiche derivate da righe spettrali neutre e ionizzate che permette di ricavare una stima della gravità superficiale e, quindi, della massa stellare.

Il presente elaborato di tesi si inserisce in questo contesto di ricerca. In particolare, in questo lavoro è stato applicato il metodo utilizzato da Ferraro et al. (2016) in 47 Tuc a spettri ad alta risoluzione, acquisiti con lo spettrografo UVES del Very Large Telescope dell'ESO, di un campione di 13 stelle dell'ammasso globulare M80 situate nella regione del CMD tra l'HB e l'attacco dell'AGB.

M80 è il candidato più promettente per la ricerca di E-BSS, ospitando una delle più numerose popolazioni di BSS mai osservate in un ammasso globulare Galattico, e presenta anche un elevato numero di candidate E-BSS nella regione del CMD tra l'HB e l'AGB (Ferraro et al., 1999).

Due campagne osservative (Proposal, ID: 097.D-1017, PI: Ferraro e ID: 101.D-0620, PI: Ferraro) sono state dedicate all'identificazione di E-BSS in M80, acquisendo spettri ad alta risoluzione che permettano di ricavare abbondanze di ferro e titanio sia da righe neutre che ionizzate, in modo tale da poter applicare il confronto tra le abbondanze da specie neutre e ionizzate come tracciante della gravità superficiale della stella. Gli spettri ottenuti sono stati analizzati per la prima volta in questo lavoro.

Riuscire ad identificare il maggior numero di E-BSS in M80 è fondamentale perché dal numero di E-BSS rilevate, rispetto a quello di BSS (in sequenza principale), si potrebbe ottenere la prima stima empirica dei tempi scala caratteristici dell'evoluzione di questi oggetti esotici, la quale potrebbe rappresentare un importante vincolo per lo sviluppo di futuri modelli teorici per queste stelle.

Inoltre, la possibilità di ricercare E-BSS in diversi ammassi globulari Galattici permette di accedere allo studio delle diverse fasi evolutive di oggetti peculiari quali le BSS, ancora del tutto sconosciute.

L'elaborato è articolato nel seguente modo:

- Nel Capitolo 1 vengono presentate le caratteristiche generali delle BSS e più nel dettaglio delle E-BSS.
- Il Capitolo 2 è dedicato alla descrizione degli strumenti utilizzati per acquisire gli spettri analizzati, e alla presentazione dei target spettroscopici.

- Nel Capitolo 3 viene descritta la procedura applicata per l'analisi dei dati e, in particolar modo, quella dell'analisi chimica.
- Nel Capitolo 4 sono presentati i risultati ottenuti dall'analisi degli spettri e la relativa discussione dei risultati.



# Capitolo 1

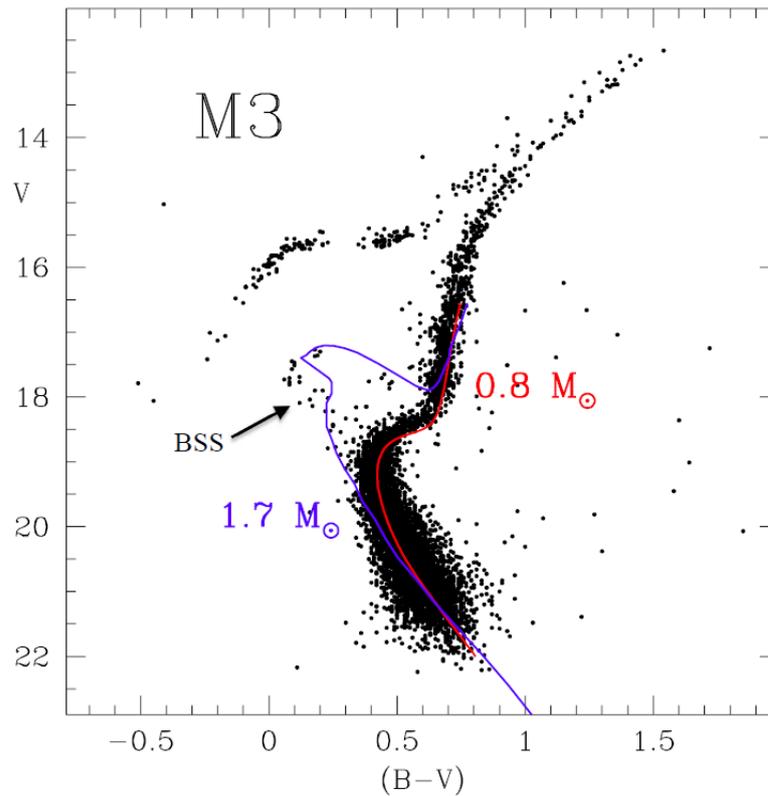
## Blue Straggler Stars

Le Blue Straggler Stars (BSS) sono definite come quella popolazione di stelle situata lungo un prolungamento ideale della sequenza principale (MS) in un diagramma colore-magnitudine (CMD) ottico, come mostrato in Figura 1.1. Questi oggetti si trovano in una regione più luminosa e più blu (più calda) del punto di turnoff (TO) e per questo si distinguono facilmente dalle altre stelle dell'ammasso.

Le BSSs sono state scoperte da A. Sandage nel 1953 nell'ammasso globulare M3 (Sandage, 1953). Dalla posizione che occupano nei CMD si deduce che sono stelle in cui sta avvenendo il bruciamento dell'idrogeno nel nucleo, più massive e più giovani della normale popolazione del sistema ospite. Questo è confermato anche da misure di massa, si veda ad esempio Shara et al. (1997) e Gilliland et al. (1998). Tuttavia, una possibile origine di questi oggetti a partire da formazione stellare recente deve essere necessariamente esclusa perché i GC che li ospitano sono sistemi completamente privi di gas. Quindi, la formazione delle BSSs deve essere ricondotta a fenomeni che non riguardano la normale evoluzione stellare ma a meccanismi in grado di aumentare la massa iniziale di singole stelle con il risultato di “ringiovanirle”.

### 1.1 Meccanismi di formazione

I meccanismi alla base dell'origine delle BSSs non sono ancora del tutto compresi. Attualmente si pensa che si formino a partire da stelle “normali” dell'ammasso che hanno



**Figura 1.1:** CMD ottico dell'ammasso globulare M3; la posizione delle BSS è indicata dalla freccia. La traccia evolutiva teorica per una stella di  $0.8 M_{\odot}$  (in rosso) riproduce bene la MS dell'ammasso, mentre, la posizione delle BSS coincide con quella dalla fase di MS per una stella di  $1.7 M_{\odot}$ . Grafico da Ferraro et al. (2015).

ancora idrogeno disponibile e piccola massa. I due principali scenari di formazione sono:

- scenario del **trasferimento di massa**: si verifica un trasferimento di massa tra due compagne in un sistema binario generando le cosiddette *Mass Transfer Blue Straggler Stars* (MT-BSS) (McCrea 1964; Zinn and Searle 1976);
- scenario **collisionale**: merger di stelle provocato da collisioni dirette che può portare alla formazione delle *Collisional Blue Straggler Stars* (COLL-BSS) (Hills and Day 1976).

Le MT-BSS si formano, dunque, a partire da un sistema binario in cui la stella più massiccia del sistema evolve più in fretta e raggiunge prima le fasi di SGB/RGB e AGB.

In queste fasi la stella si gonfia aumentando il proprio volume e, se le sue dimensioni diventano paragonabili con quelle del suo lobo di Roche, si innesca un trasferimento di materia verso la stella meno massiva. Come conseguenza quest'ultima incrementa la sua massa (diventando così la proto-MT-BSS). Il processo di trasferimento di massa può rimuovere gran parte o anche l'intero envelope dalla stella compagna, lasciando così "scoperto" il suo solo nucleo, oppure può portare alla completa coalescenza del sistema. Secondo questo scenario si può ottenere un sistema binario formato dalla MT-BSS più una nana bianca molto leggera (solitamente  $0.2-0.3 M_{\odot}$ ) e costituita essenzialmente di Elio (He-WD) o, nel caso della completa coalescenza, solo la MT-BSS.

Il canale di formazione collisionale prevede che dalla fusione di due stelle, dovuta ad una collisione diretta, si possa formare una stella più massiva (COLL-BSS). Gli ambienti densi, caratteristici dei nuclei dei GC, possono favorire entrambi i meccanismi di formazione. Infatti, l'alta probabilità di collisione tipica di questi ambienti ad altissima densità di stelle, favorisce le collisioni dirette (si stima che circa il 10% delle stelle del core dell'ammasso possano aver già subito una collisione, Davies 2015) e, ovviamente, incrementa la probabilità di interazione binarie-binarie e binarie-stelle singole. Queste interazioni hanno un effetto importante sulle caratteristiche dei sistemi binari esistenti. Infatti tendono a rompere sistemi binari larghi e favoriscono la formazione di sistemi binari stretti. Quest'ultimi perdono rapidamente energia che comporta il restringimento del sistema stesso e l'avvicinamento dei due oggetti. Questo processo porta le due stelle a fondersi, prima a livello degli involucri (*common envelope*) e in seguito anche a livello del core. Alla fine, si ha il completo merger tra i due oggetti con la formazione di una stella di massa pari alla somma di quelle delle progenitrici.

La probabilità che si verifichi uno dei due scenari dipende da diverse proprietà del GC e anche dalla frazione di sistemi binari (e dalle loro caratteristiche strutturali) presenti nell'ammasso. Per esempio, come già accennato, la formazione di MT-BSS è influenzata dal numero di binarie primordiali del sistema, dall'evoluzione stellare ma anche dal tasso di interazioni/collisioni che possono modificare la struttura delle binarie favorendo così l'inizio dei processi di trasferimento di massa. Pertanto, ci si aspetta che nelle regioni ad alta densità stellare possano coesistere una popolazione puramente collisionale e una di MT-BSS, questa eventualmente favorita dalle collisioni tra binarie. Mentre nelle regioni

esterne dei GC, in cui la probabilità di interazione è minima, ci si aspetta una popolazione essenzialmente formata da MT-BSS.

Risulta quindi evidente che entrambi i canali di formazione possono agire contemporaneamente all'interno dello stesso dell'ammasso, dando origine a popolazioni di BSS anche molto diverse.

Per esempio, alcuni GC a media-bassa densità presentano poche BSSs (esempio di M13), mentre ammassi simili ne ospitano molte di più (M3 e M92). Questa differenza potrebbe essere dovuta a popolazioni di binarie primordiali molto diverse, ipotesi supportata dall'osservazione di un'ampia popolazione di BSS nelle regioni esterne di M3 (Ferraro et al., 1997) in contrasto con l'assenza di BSS all'esterno di M13 (Paltrinieri et al., 1998). Anche i GC più densi possono presentare popolazioni di BSS molto diverse (Ferraro et al., 1995); ad esempio 47 Tuc ed M30 ospitano un numero di BSS significativamente più basso di M80.

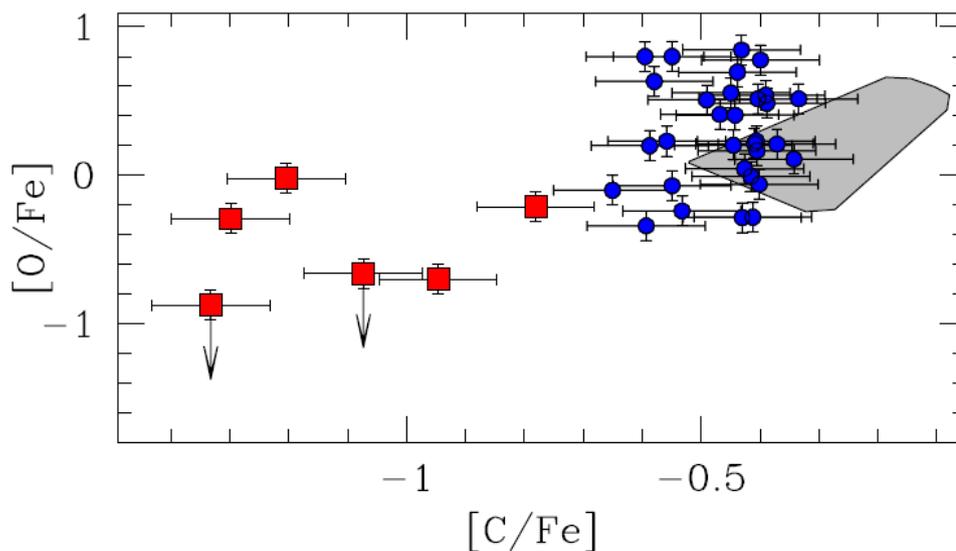
L'identificazione di una caratteristica osservativa che sia in grado di discriminare i diversi processi di formazione delle BSS, è piuttosto complessa. Tuttavia, sulla base delle previsioni dei modelli teorici, ci si aspetta che le COLL-BSS e MT-BSS possano mostrare differenze sostanziali in termini di velocità di rotazione e di abbondanze chimiche.

I modelli sulla rotazione prevedono che le MT-BSS siano tutti rotatori veloci, o almeno che lo siano al momento della loro formazione, a causa del trasferimento di materia e momento angolare durante l'accrescimento (Sarna and De Greve, 1996). Per quanto riguarda le COLL-BSS i modelli sono più complessi: possono avere velocità di rotazione basse (Leonard and Livio 1995; Sills et al. 2005) o elevate (Benz and Hills, 1987) in base al valore dei parametri d'impatto. Inoltre, la rotazione delle COLL-BSS può essere rallentata da meccanismi di frenamento ancora non del tutto compresi; questi possono essere dovuti alla formazione di un disco, che, interagendo con l'envelope, frena la rotazione (*disc locking*), o ad un frenamento di tipo magnetico (*magnetic braking*) (Leonard and Livio 1995; Sills et al. 2005).

Dal punto di vista delle abbondanze chimiche i risultati sono meno controversi. Per le BSS di origine collisionale ci si aspetta la stessa composizione chimica delle altre stelle del GC, perché i modelli collisionali non prevedono un rimescolamento significativo tra il materiale ad alta densità del core e quello a bassa densità dell'envelope durante il

processo di formazione (Lombardi et al., 1995). Al contrario, per le MT-BSS si prevede di osservare delle anomalie chimiche dovute alla presenza di materiale processato sulla superficie di questi oggetti. Durante l'accrescimento, la stella donatrice cede anche del materiale proveniente dai suoi strati più interni, dove è in corso il bruciamento dell'idrogeno tramite il ciclo CNO. Pertanto, sulla superficie della BSS, ci si aspetta di osservare del materiale processato dal ciclo CNO della stella donatrice. Questo processo suggerisce che sulla superficie delle MT-BSS ci si dovrebbe aspettare una carenza di C e O accompagnato da un incremento di N rispetto alla composizione chimica delle altre stelle dell'ammasso (Sarna and De Greve, 1996).

In questo contesto, sono stati ottenuti risultati interessanti nel caso di 47 Tuc (Ferraro et al., 2006), in cui un campione di 6 BSS ha mostrato una carenza di C e in alcuni casi anche di O (vedi Figura 1.2).



**Figura 1.2:** Abbondanza di ossigeno e carbonio rispetto al ferro per il campione di 43 BSS osservato in 47 Tuc (Ferraro et al., 2006). I cerchi blu indicano le BSS che mostrano abbondanze normali di C e O; i quadrati rossi rappresentano le BSS con una carenza di C e O. La regione grigia indica la posizione delle 12 stelle di TO analizzate da Carretta et al. (2005).

## 1.2 Distribuzione radiale

Essendo gli tra oggetti più massivi contenuti all'interno dei GC, le BSSs sono particolarmente soggette a fenomeni dinamici; per questo motivo rappresentano uno strumento molto efficace per studiare l'evoluzione dinamica del sistema che le ospita.

Sia nelle regioni centrali dell'ammasso che in quelle più esterne, le BSSs sono soggette a fenomeni come:

- **interazioni dinamiche e collisioni**, queste sono più frequenti nelle zone ad alta densità, quindi nelle zone centrali del GC;
- **frizione dinamica** (DF), la quale ha l'effetto di portare le stelle più massicce della media a spostarsi verso il centro dell'ammasso, con un'efficienza che diminuisce all'aumentare della distanza radiale.

Questi processi contribuiscono alla *segregazione di massa*: le diverse interazioni portano il sistema in uno stato di equipartizione dell'energia, le stelle più massicce tendono a perdere energia cinetica spostandosi verso il centro dell'ammasso, mentre, le più leggere acquistano energia e si muovono verso le zone più esterne e, in alcuni casi, possono anche fuggire dal sistema (*evaporazione*). Diretta conseguenza della perdita di energia cinetica, dovuta all'evaporazione, è la contrazione del sistema per il Teorema del Viriale<sup>1</sup>, fenomeno noto come *collasso del core* (CC). La contrazione riguarda il core dell'ammasso, mentre l'alone si espande. Questo processo porta ad un aumento delle interazioni nelle zone centrali e, quindi, ad una continua perdita di energia e successiva contrazione, l'esatto opposto accade nell'alone. In questo modo il processo si autoalimenta portando il core a collassare. Per arrestare il collasso bisogna fornire energia al sistema; in questo contesto un ruolo fondamentale è svolto dalle binarie strette. Quando un sistema binario interagisce con una stella singola cede energia e si stringe, rimpiazzando l'energia persa con quella di legame del sistema. La stella singola si allontana con un'energia cinetica maggiore di quella iniziale, contrastando il CC.

I GC che hanno subito il CC si distinguono per avere un profilo di densità radiale diverso

---

<sup>1</sup>Per un sistema di  $N$  corpi in condizioni di equilibrio vale la relazione  $2\bar{T} + \bar{U} = 0$ , dove  $\bar{T}$  e  $\bar{U}$  sono, rispettivamente, l'energia cinetica e l'energia potenziale medie del sistema.

da quello del modello di King <sup>2</sup>, proprio degli ammassi globulari, a causa dell'aumento di densità nelle regioni centrali. In questi casi, il profilo non mostra il tipico andamento piatto nel core, al contrario, presenta una cuspidale nei primi 5''- 10''centrali. In Figura 1.3 è mostrato un esempio di profilo di densità di un ammasso globulare dopo il CC.

È evidente che le BSS grazie alla loro massa e alla relativa facilità con cui possono essere distinte dalle altre stelle dell'ammasso, sulla sua intera estensione, costituiscono una popolazione ideale per esplorare i fenomeni di segregazione di massa e di frizione dinamica. In particolare, studiare la distribuzione radiale di questi oggetti permette di ricavare importanti informazioni sullo stato dinamico del sistema che li ospita.

Un modo efficace per studiare la distribuzione radiale delle BSS è tramite il *rapporto doppio normalizzato* ( $R_{BSS}$ ) (Ferraro et al., 1993), definito come:

$$R_{BSS}(r) = \frac{N_{BSS}(r)/N_{BSS,tot}}{L_{sampled}(r)/L_{sampled,tot}} \quad (1.1)$$

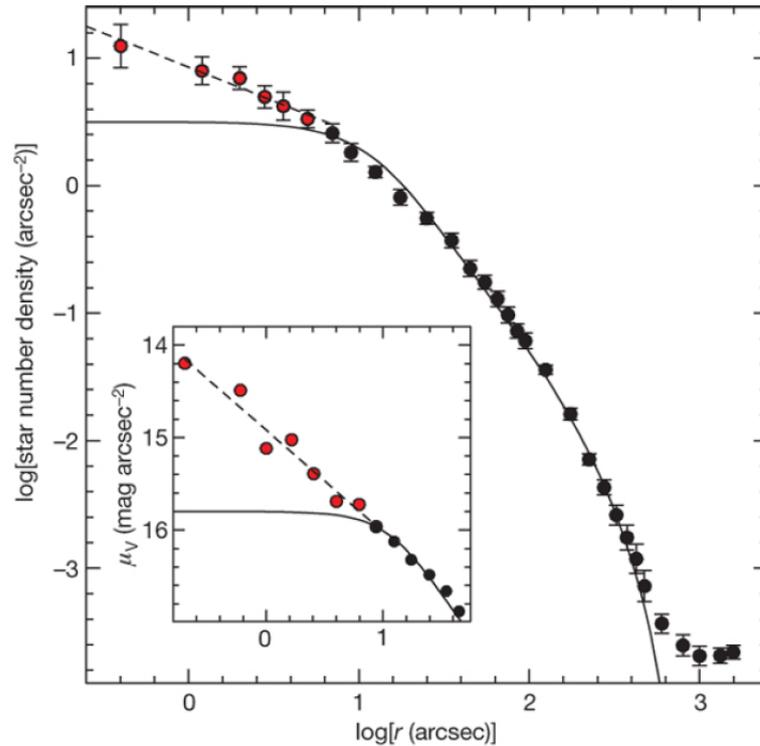
dove,  $N_{BSS}(r)$  rappresenta il numero di BSS campionate in un dato intervallo radiale,  $N_{BSS,tot}$  il numero totale di BSS,  $L_{sampled}(r)$  la luminosità campionata nello stesso intervallo e  $L_{sampled,tot}$  quella totale.

Da Renzini and Buzzoni (1986) è noto che definendo lo stesso rapporto per qualsiasi altra popolazione di post-MS, il suo valore è pari a 1 ad ogni distanza dal centro dell'ammasso; questo poiché ci si aspetta che la frazione di stelle, in una data fase evolutiva, scali esattamente come la frazione di luce campionata. Questo risultato è ampiamente confermato dalle osservazioni, tuttavia le BSS mostrano deviazioni significative da questo andamento. In particolare, nel caso delle BSS è stato osservato, nella maggior parte dei casi, un andamento bimodale con un picco centrale, un minimo e una successiva ricrescita.

Un confronto tra la distribuzione radiale di un campione di BSS e quella di una popolazio-

---

<sup>2</sup>È il modello che meglio approssima la struttura dei GC; è costruito assumendo una distribuzione di velocità maxwelliana troncata al valore della velocità di fuga del sistema. La funzione di distribuzione di un modello di King ha la forma  $f(E) = \begin{cases} C(e^{-E/\sigma^2} - 1) & \text{se } E < 0 \\ 0 & \text{se } E > 0 \end{cases}$  dove,  $C$  è una costante che dipende dalla densità,  $\sigma$  un parametro legato alla dispersione di velocità, ed  $E$  è l'energia totale per unità di massa.

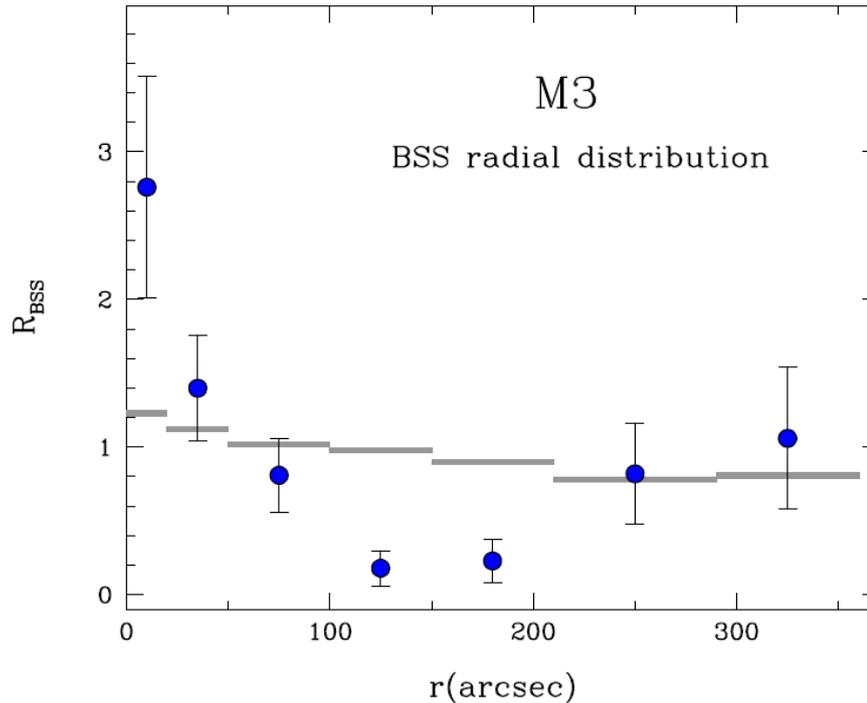


**Figura 1.3:** Profilo di densità dell’ammasso globulare post-CC M30. L’andamento della regione centrale (punti rossi) è ben riprodotto da una legge di potenza, indicata dalla linea tratteggiata; al contrario, il profilo del modello di King, mostrato dalla linea nera continua, si discosta dell’andamento delle zone interne. Grafico da Ferraro et al. (2009)

ne di riferimento, è mostrato in Figura 1.4, dove, i punti blu rappresentano l’andamento bimodale del doppio rapporto normalizzato del campione di BSS di M3, mentre, la parte in grigio mostra la distribuzione piatta di stelle normali di HB.

L’andamento bimodale di  $R_{BSS}$  è stato evidenziato in 47 Tuc (Ferraro et al., 2004), M55 (Zaggia et al. 1997; Lanzoni et al. 2007), M5 (Warren et al. 2006; Lanzoni et al. 2007), NGC6388 (Dalessandro et al. 2008) ed M53 (Beccari et al., 2008). Tra gli ammassi studiati solo due (M79, M75) non presentano una risalita esterna (Lanzoni et al., 2007) e tre ( $\omega$  Centauri, NGC2419 e Palomar 14) mostrano una distribuzione radiale piatta (Mapelli et al. 2006; Dalessandro et al. 2008; Beccari et al. 2011).

In Ferraro et al. (2012) viene, per la prima volta, presentata un’interpretazione di questa varietà di morfologie di distribuzioni radiali in termini di efficienza del fenomeno

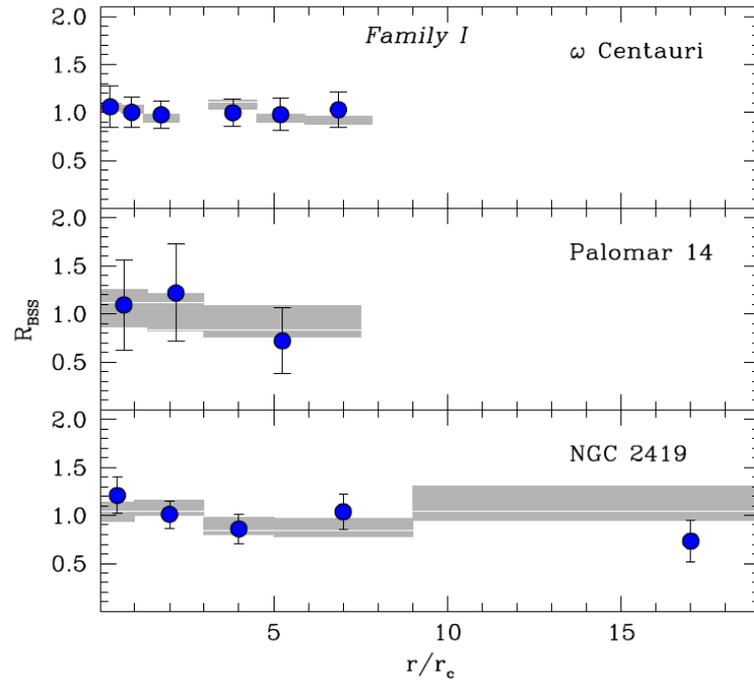


**Figura 1.4:** Distribuzione radiale di un campione di BSS in M3. I punti blu rappresentano il valore di  $R_{BSS}$  in funzione della distanza dal centro, è evidente l'andamento bimodale mostrato dai punti. I segmenti grigi indicano il rapporto doppio normalizzato per per stelle di HB. Grafico da Ferraro et al. (1997)

di frizione dinamica (e quindi di sedimentazione delle BSS verso le regioni centrali) e, pertanto, in termini dell'evoluzione dinamica del sistema. Infatti vengono analizzati 21 GC, i quali sono raggruppati in tre famiglie, in base all'andamento del rapporto doppio normalizzato delle BSS rispetto a quello di una popolazione di riferimento di post-MS:

- **Famiglia I:** GC in cui la distribuzione radiale delle BSS è indistinguibile da quella della popolazione di riferimento (hanno un andamento radiale piatto di  $R_{BSS}$ ).
- **Famiglia II:** ammassi che presentano un andamento bimodale di  $R_{BSS}$  rispetto a quello della popolazione di riferimento, con un massimo centrale, un minimo e una risalita esterna.
- **Famiglia III:** distribuzione delle BSS che si discosta da quella della popolazione di riferimento, ma in questo caso presenta solo il picco centrale senza risalita esterna,

decrecita monotona.

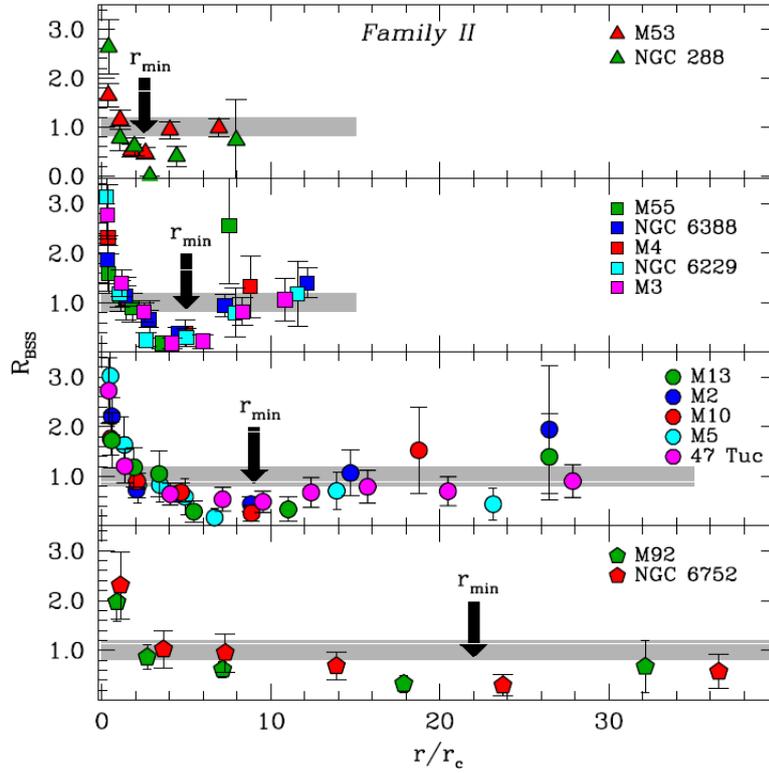


**Figura 1.5:** Distribuzione radiale per GC di Famiglia I. I tre pannelli mostrano, nell'ordine dall'alto verso il basso, l'andamento di  $R_{BSS}$  (punti blu) per  $\omega$  Centauri, Palomar 14 e NGC 2419, rispettivamente. La distribuzione del rapporto doppio normalizzato per stelle di RGB e HB è indicata in grigio. Grafico da Ferraro et al. (2012).

Come si è accennato, in Ferraro et al. (2012) si propone la lettura di queste differenti famiglie in termini di efficacia dell'azione della frizione dinamica. Questa, come già detto, ha effetti sulle stelle più massive e agisce con un tempo caratteristico che dipende in modo inverso dalla densità locale del sistema; dunque ci si aspetta che agisca su tempi scala più rapidi nelle regioni centrali e che al crescere della distanza dal centro dell'ammasso i tempi scala progressivamente si allunghino.

Col passare del tempo, la DF agisce a distanze radiali sempre maggiori, facendo muovere gli oggetti massicci verso il nucleo dell'ammasso. In questo modo si crea un accumulo di oggetti pesanti nelle regioni centrali, corrispondente al picco centrale nella distribuzione del  $R_{BSS}$ ; mentre, il minimo rappresenta la distanza radiale massima entro cui la frizione dinamica ha avuto il tempo di agire, rimuovendo le stelle più pesanti e segregandole nelle

regioni centrali. Man mano che il sistema evolve dinamicamente, la posizione del minimo si sposta a raggi via via maggiori. Un esempio di questo andamento è mostrato in Figura 1.6.



**Figura 1.6:** Distribuzione radiale di BSS osservata per GC di Famiglia II. La distribuzione è chiaramente bimodale e la posizione radiale del minimo (contrassegnata dalla freccia nera ed indicata come  $r_{\min}$ ) si sposta verso l'esterno se si guardano i pannelli dall'alto verso il basso. Le bande grigie mostrano la distribuzione delle popolazioni di riferimento. Grafico da Ferraro et al. (2012).

Seguendo questo scenario, la forma della distribuzione radiale delle BSS rappresenta un valido indicatore dell'età dinamica del GC. In particolare, la posizione del minimo può essere considerata un efficace strumento capace di misurare l'età dinamica degli ammassi globulari che Ferraro et al. (2012) hanno definito “orologio dinamico”. Pertanto, le tre famiglie sopra definite corrispondono a sistemi con età dinamica diversa.

Alla Famiglia I appartengono i GC dinamicamente giovani, in cui la frizione dinamica non ha ancora avuto un ruolo importante, nemmeno nelle regioni più interne. Infatti, come

mostrato in Figura 1.5, la distribuzione radiale di BSS per i tre ammassi è totalmente piatta e consistente con quella della popolazione di riferimento.

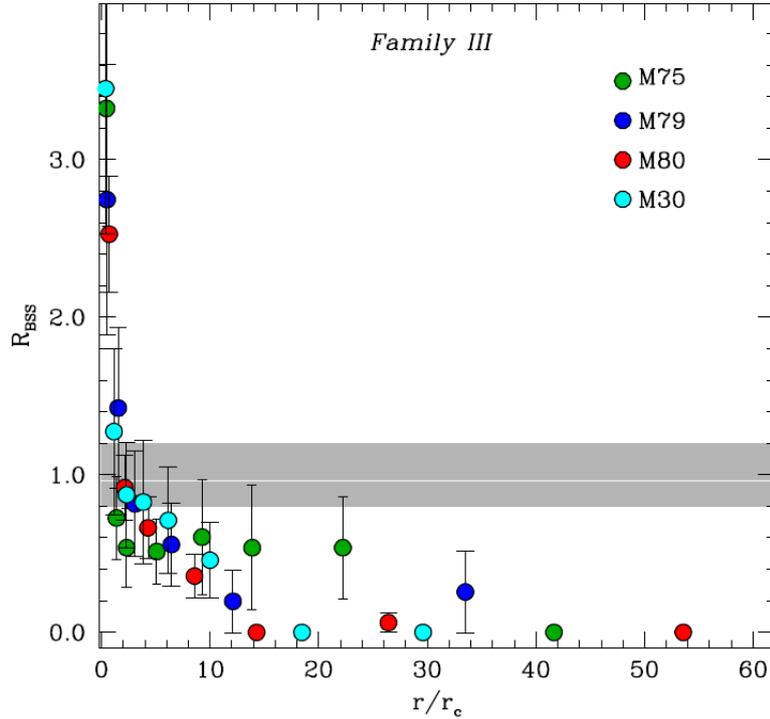
Quelli di Famiglia II sono ammassi in uno stato dinamico intermedio. In questi casi la DF ha agito nelle zone centrali, entro una distanza che è data dalla posizione del minimo. Oltre questo raggio le BSS non hanno ancora subito l'effetto della segregazione di massa e la loro distribuzione torna ad essere analoga a quella di riferimento (risalita esterna nell'andamento di  $R_{BSS}$ ). I quattro pannelli in Figura 1.6 mostrano chiaramente questo effetto; questi sono ordinati in base alla posizione del minimo, che si trova via via in regioni più esterne, e suggerisce che gli ammassi nel pannello in fondo sono più evoluti di quelli nei pannelli superiori.

Gli ammassi della famiglia III sono quelli che hanno raggiunto lo stato dinamico più evoluto, in cui la frizione dinamica è stata efficiente anche nelle regioni più esterne; ad ogni raggio le BSS iniziano a spostarsi verso il centro e, come conseguenza, il ramo crescente nella parte esterna della distribuzione scompare. Un esempio di distribuzione radiale di BSS di ammassi dinamicamente vecchi è mostrato in Figura 1.7.

### 1.3 Evolved BSS

Le BSSs sono state osservate regolarmente per 60 anni, tuttavia sono ancora molte le informazioni mancanti riguardo le loro proprietà fisiche e la loro origine. Inoltre, nonostante i modelli suggeriscano che questi oggetti seguano un'evoluzione di post-MS analoga a quella delle stelle "genuine" dell'ammasso (attraverso le fasi di RGB, HB e AGB), sono scarse le identificazioni certe di BSS evolute (E-BSS) ottenute finora. Questo è dovuto principalmente al fatto che nelle fasi più avanzate della loro evoluzione, le BSS sono fotometricamente indistinguibili dalle altre stelle normali di piccola massa.

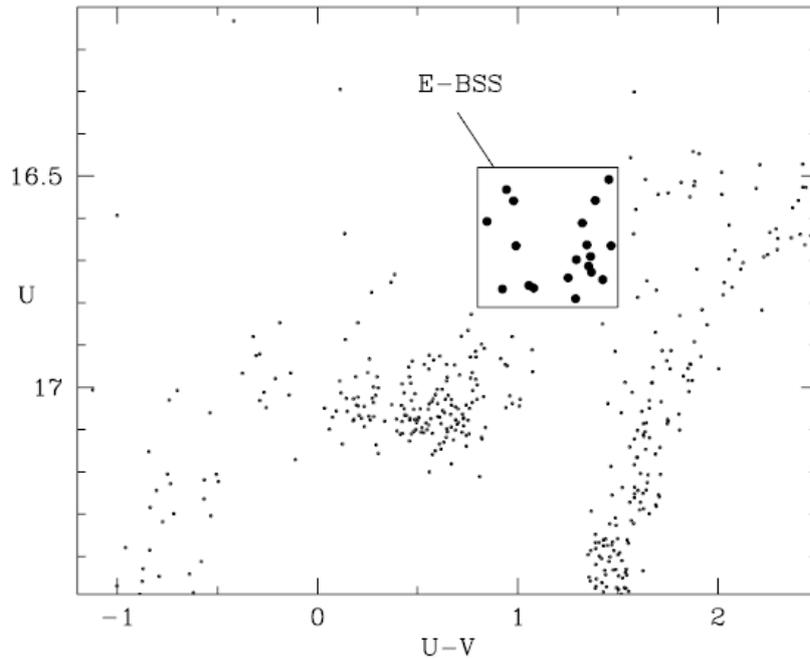
Dal punto di vista fotometrico, Renzini and Fusi Pecci (1988) e Fusi Pecci et al. (1992) hanno proposto di cercare le E-BSS durante la loro fase di bruciamento dell'elio nel core, momento in cui dovrebbero apparire più rosse e luminose delle normali stelle di HB. Andrebbero, quindi, ricercate in una regione del CMD situata tra il livello dell'HB e l'attacco dell'AGB. Seguendo queste indicazioni, sono stati identificati alcuni campioni di candidate E-BSS in M3 (Ferraro et al., 1997), M80 (Ferraro et al., 1999) e 47 Tucanae



**Figura 1.7:** Distribuzione radiale di BSS per GC dinamicamente evoluti (Famiglia III). L'andamento di  $R_{BSS}$  è monotono decrescente, mostra solo un picco centrale senza la risalita esterna. Grafico da Ferraro et al. (2012).

(Beccari et al., 2006). Il CMD con il campione selezionato in M80 da Ferraro et al. (1999) è mostrato in Figura 1.8. La possibilità che i campioni selezionati contengano una frazione non trascurabile di E-BSS è anche supportata dall'andamento della loro distribuzione radiale: le candidate E-BSS hanno una distribuzione radiale che non è compatibile con quelle delle autentiche stelle di AGB o HB, al contrario, è coerente con quella della popolazione di BSS osservata nell'ammasso. Un chiaro esempio di questo risultato è mostrato in Figura 1.9 per l'ammasso globulare M80 (Ferraro et al., 1999).

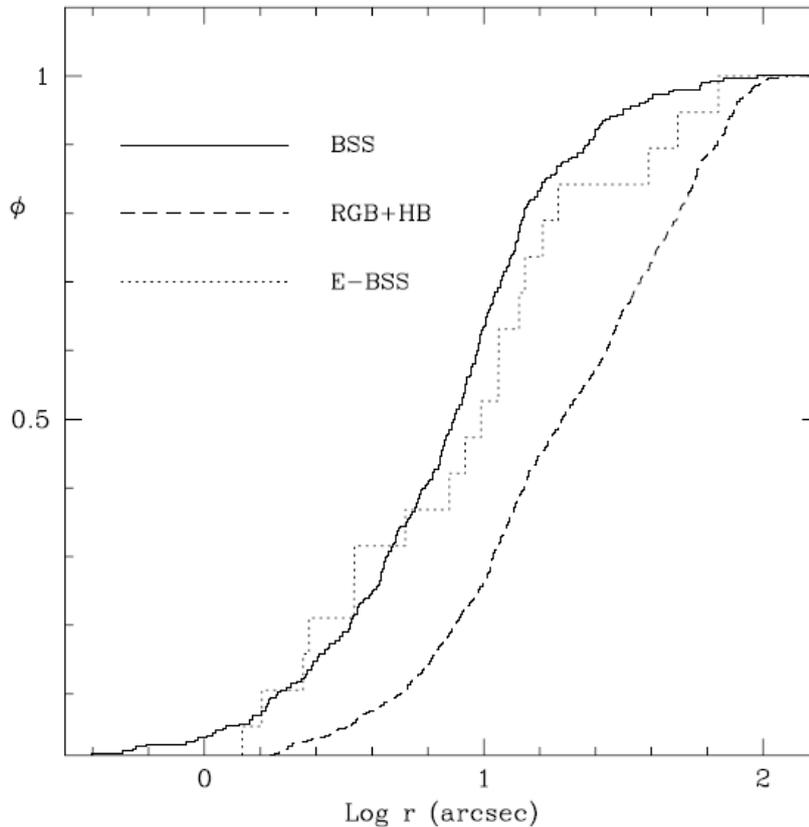
Altri studi (Fusi Pecci et al. 1992, Ferraro et al. 1997) suggeriscono che il rapporto tra il numero di BSS brillanti (b-BSS) e quello di E-BSS sia  $N_{b-BSS}/N_{E-BSS} \approx 6.5$ . Per i GC M3 e M80 è stato ottenuto un valore perfettamente consistente con tale stima. Inoltre, una valutazione approssimativa del rapporto del tempo di vita tra BSS (nella fase evolutiva di MS) e la loro discendenza, può essere ottenuta dal rapporto tra il numero



**Figura 1.8:** Zoom del CMD ( $U, U-V$ ) di M80 nella regione tra HB e AGB. Le candidate E-BSS selezionate sono indicate nel riquadro con i cerchi neri più grandi. Grafico da Ferraro et al. (1999).

totale di BSSs ( $N_{BSS}$ ) e quello di E-BSS ( $N_{E-BSS}$ ). Per M3 e M80 si trova un valore compreso tra 11 e 16, quindi ci si aspetta di trovare una E-BSS ogni 13 BSSs (Ferraro et al. 1997; Ferraro et al. 1999). Queste stime sono in accordo con le previsioni dei recenti modelli teorici per le E-BSS (Sills et al., 2009).

Nonostante sembrano esserci diverse indicazioni di possibili candidate E-BSS, la selezione fotometrica non permette di distinguere le vere E-BSS dalle normali stelle dell'ammasso, poiché esse appaiono completamente indistinguibili dal punto di vista fotometrico. Tuttavia, in linea di principio, uno studio spettroscopico dovrebbe essere in grado di discriminarle. Infatti, causa della loro grande massa, per le E-BSS ci si aspetta dei valori di gravità superficiale superiori rispetto a quelli delle normali stelle di post-MS. Inoltre, analisi spettroscopiche sulle candidate E-BSS sono facilitate perché notevolmente più luminose e più fredde (quindi avranno più righe di assorbimento) delle loro progenitrici. Solo recentemente è stata spettroscopicamente confermata una delle candidate E-BSS nel-



**Figura 1.9:** Distribuzione radiale cumulativa di BSS (linea continua) e E-BSS (linea punteggiata) a confronto con quella di stelle di RGB e HB (linea tratteggiata) in funzione della distanza dal centro, per l’ammasso globulare M80. Le E-BSS seguono la stessa distribuzione delle BSS e sono significativamente più segregate della normale popolazione dell’ammasso. Grafico da Ferraro et al. (1999).

l’ammasso globulare 47-Tucane (Ferraro et al., 2016). È stato possibile ottenere questo risultato grazie all’innovativo metodo di “bilancia spettroscopica”, presentato da Ferraro et al. (2016), che permette di effettuare una stima della gravità superficiale (e quindi della massa) della stella. Tale metodo si basa sul confronto tra le abbondanze chimiche derivate da righe spettrali neutre e ionizzate di uno stesso elemento, e sul fatto che, mentre, le righe ionizzate sono sensibili alla gravità superficiale, quelle neutre non risentono di questo parametro. Infatti, la gravità superficiale è direttamente legata alla pressione della fotosfera, pertanto, le variazioni di gravità influenzano principalmente le righe ionizzate perché quelle più sensibili alla pressione atmosferica.

D'altra parte, ci aspettiamo senz'altro che l'abbondanza di un dato elemento deve avere sempre lo stesso valore se misurata da righe neutre o ionizzate. Quindi, trovare un valore di  $[\text{FeII}/\text{H}]$ <sup>3</sup> significativamente più basso di quello di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  potrebbe indicare una sottostima della massa stellare.

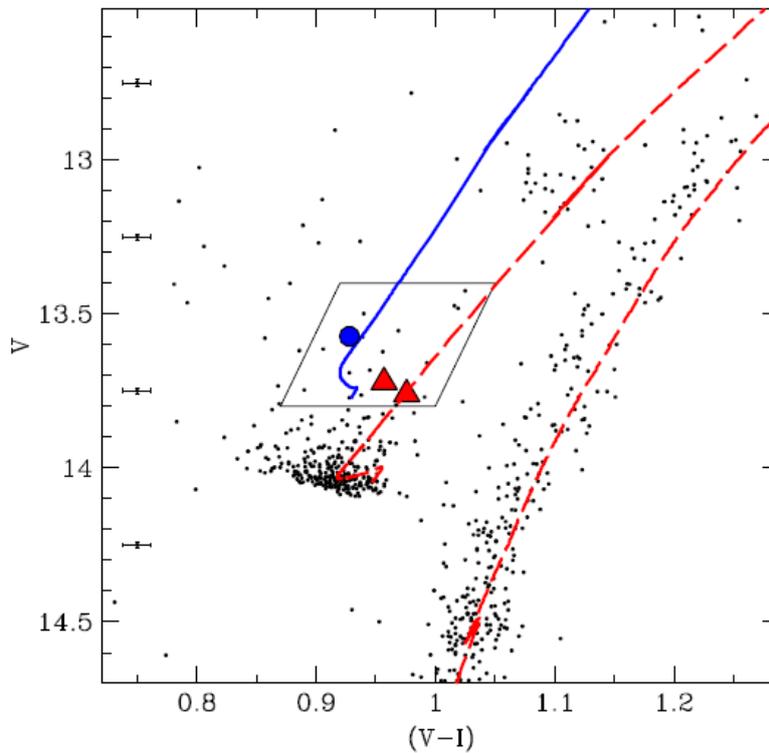
In 47 Tuc (Ferraro et al., 2016) è stata stimata la metallicità di tre stelle candidate E-BSS (mostrate nel CMD in Figura 1.10), da righe di ferro neutre e ionizzate. Per tutte le stelle sono stati trovati valori di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  in accordo con la metallicità media dell'ammasso; al contrario, il valore dell'abbondanza di ferro ricavata dalle righe di FeII si è rivelata in accordo con quella da FeI solo per due oggetti (chiamati bHB1 e bHB2), mentre, per la terza stella (E-BSS1) è stato ottenuto un valore di  $\sim 0.2$  dex più basso. Questa differenza non può essere dovuta a variazioni nell'equilibrio termodinamico locale (LTE) perché quest'ultimo influenza solo le specie neutre, lasciando inalterate le abbondanze ottenute da righe ionizzate (Mashonkina, L. et al., 2011). L'unico modo per ottenere un'abbondanza di FeII coerente con la metallicità del GC è aumentare la gravità superficiale (quindi la massa stellare) adottata per l'analisi.

La Figura 1.11 mostra come le abbondanze di ferro e titanio ricavate dalle righe ionizzate (cerchi blu) cambino al variare della gravità adottata (e dunque della massa della stella). In particolare, la figura mostra come nel caso della E-BSS1 in 47 Tuc sia necessario assumere una massa di  $1.4 M_{\odot}$  per raggiungere un buon accordo con le abbondanze derivate dalle righe neutre (quadrati grigi). Mentre, per le altre due stelle basta adottare una massa di  $0.6 M_{\odot}$  per ottenere abbondanze di FeI e FeII consistenti fra loro. Un risultato analogo è stato ottenuto dalle abbondanze di TiI e TiII (Figura 1.11). Inoltre, in Figura 1.12 è mostrato l'andamento della differenza tra l'abbondanza derivata da righe ionizzate e quella ottenuta da righe neutre, in funzione della massa stellare. Il risultato è mostrato per tutti i target e sia per le abbondanze di ferro che per quelle di titanio.

Le BSSs sono gli unici oggetti conosciuti all'interno dei GC che possono avere masse così elevate; infatti, una massa di  $1.4 M_{\odot}$  è ovviamente troppo grande per essere una normale stella dell'ammasso. Inoltre, la posizione di E-BSS1 nel CMD (vedi Figura

---

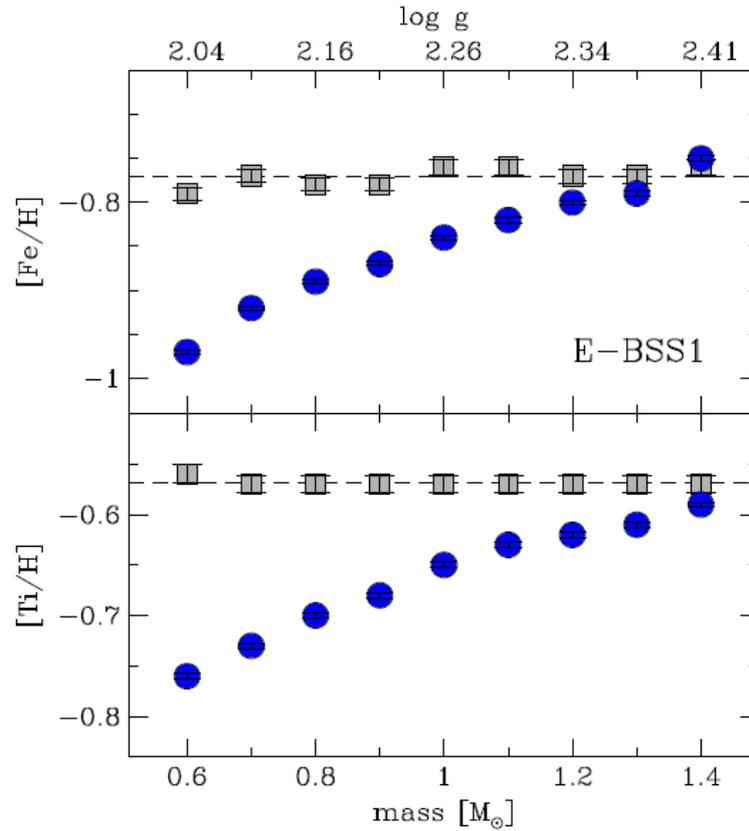
<sup>3</sup>Verrà adottata la classica notazione  $[\text{X}/\text{H}] = \log \left( \frac{\text{X}}{\text{H}} \right)_{\star} - \log \left( \frac{\text{X}}{\text{H}} \right)_{\odot}$ , dove X rappresenta l'abbondanza di una generica specie chimica e H quella dell'idrogeno.



**Figura 1.10:** Zoom del CMD ( $V$ ,  $V-I$ ) di 47 Tuc nella zona dell'HB. Il cerchio blu indica la posizione del target E-BSS1, mentre i due triangoli rossi rappresentano gli altri due target bHB1 e bHB2. La linea rossa tratteggiata è la traccia evolutiva di una stella di  $0.9 M_{\odot}$  e riproduce bene la sequenza evolutiva principale dell'ammasso. La linea blu mostra la traccia evolutiva dall'HB all'AGB per una stella con massa al TO di  $1.5 M_{\odot}$ . Grafico da Ferraro et al. (2016).

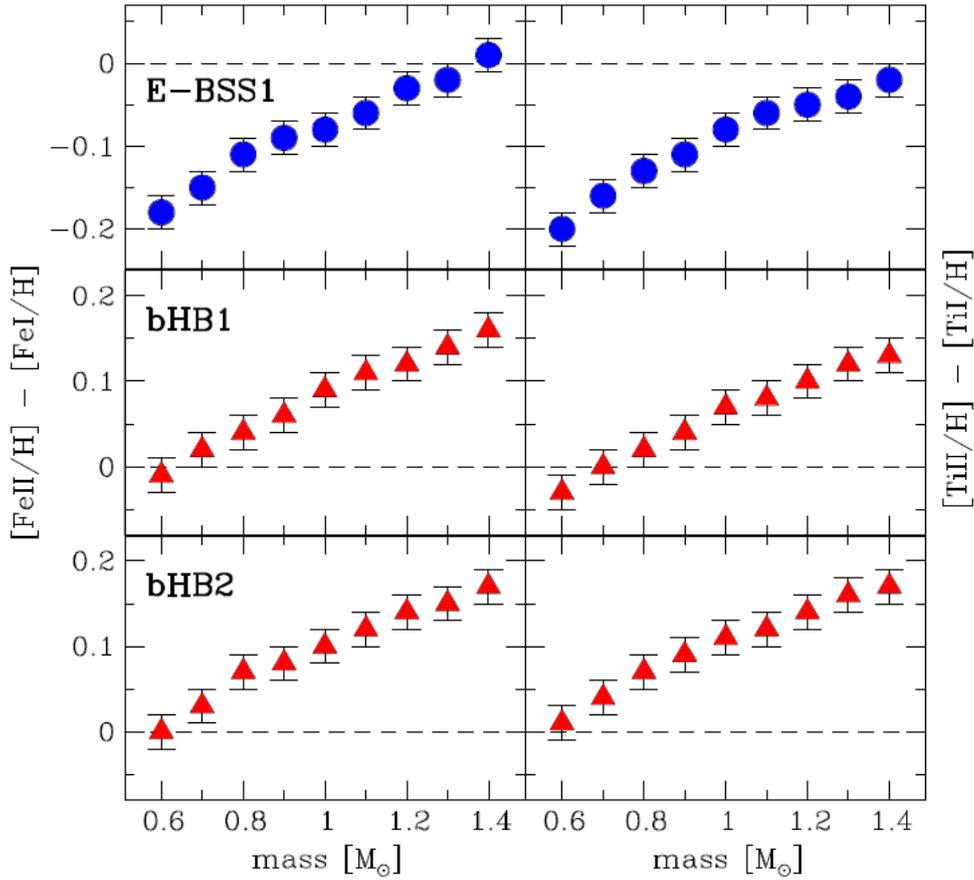
1.10) è ben riprodotta da una traccia evolutiva di una stella con massa al TO di  $1.5 M_{\odot}$ . Questi risultati indicano che la stella in questione è effettivamente una E-BSS nella sua fase evolutiva di bruciamento di elio nel core.

Il metodo proposto da Ferraro et al. (2016) agisce proprio come l'indicatore di una bilancia che rivela il peso giusto della stella affinché le due abbondanze coincidano. Questo metodo apre certamente la strada verso la possibilità di identificare potenzialmente grandi campioni di E-BSS e, quindi, verso una loro più completa caratterizzazione, con la possibilità di avviare la ricerca verso nuove prospettive nell'ambito delle formazione e dell'evoluzione delle BSS. Tuttavia richiede, come si è visto, misure di ab-



**Figura 1.11:** Pannello superiore: abbondanza di ferro del target E-BSS1 ricavata da righe di FeI (quadrati grigi) e da righe di FeII (cerchi blu) in funzione della massa stellare assunta. La linea tratteggiata indica l'abbondanza media di FeI. Nell'asse superiore i valori di gravità superficiale corrispondenti alle varie masse utilizzate. Pannello inferiore: come sopra ma per l'abbondanza di Ti, derivata da righe di TiI (quadrati grigi) e di TiII (cerchi blu). Grafico da Ferraro et al. (2016).

bondanza di altissima precisione, che possono essere ottenute solo attraverso osservazioni spettroscopiche ad alta risoluzione.



**Figura 1.12:** Pannello superiore: a sinistra, differenza tra l’abbondanza di ferro derivata da righe ionizzate e quella ottenuta da righe neutre, in funzione della massa stellare per la E-BSS1; a destra, lo stesso ma per l’abbondanza di titanio. Pannello centrale ed inferiore: come per il quello superiore ma riferiti ai target bHB1 e bHB2, rispettivamente. Grafico da Ferraro et al. (2016).

## 1.4 La popolazione di E-BSS in M80

In questo contesto, il caso dell’ammasso globulare M80 è particolarmente interessante. Utilizzando osservazioni UV HST (Hubble Space Telescope) ad alta risoluzione, Ferraro et al. (1999) hanno mostrato che M80 ospita la più grande popolazione di BSS mai trovata in un GC, hanno, infatti, identificato più di 300 BSS. Inoltre, hanno osservato nel CMD (U,U-V) un gruppo di stelle anomale collocate in una regione, tra l’HB e l’AGB (vedi Figura 1.8), in cui si aspetta di trovare poche stelle sparse. Un risultato interes-

sante è che la distribuzione radiale di queste stelle anomale è pienamente consistente con quella della popolazione di BSS osservata, mentre è significativamente diversa da quella delle normali stelle di M80 (vedi Figura 1.9). Quest'ultimo risultato è in accordo con l'effetto atteso dall'azione della frizione dinamica che agisce principalmente sugli oggetti più massicci della massa stellare media del GC (Ferraro et al., 2012).

Questi risultati sulla distribuzione radiale fanno sperare che in questo campione di stelle, collocato tra l'AGB e l'HB, la maggioranza (60 – 70%) siano E-BSS.

Pertanto, M80 sembra essere un candidato particolarmente promettente per la ricerca di E-BSS. A tale progetto sono state dedicate due campagne osservative allo scopo di acquisire spettri ad alta risoluzione di un campione di stelle selezionate nella regione del CMD dove sono collocate le candidate E-BSS (Proposal, ID: 097.D-1017, PI: Ferraro e ID: 101.D-0620, PI: Ferraro). Le osservazioni sono state acquisite con lo spettrografo ad alta risoluzione UVES, al fine di ottenere spettri di alta qualità che permettano di misurare abbondanze di ferro, da righe di FeI e FeII, e di titanio, da righe di TiI e TiII. In questo modo è possibile applicare il metodo della “bilancia spettroscopica” proposto da Ferraro et al. (2016) che si basa sulla differenza tra le abbondanze ricavate da righe neutre e ionizzate.

Dall'analisi di questo campione si conta di identificare una buona frazione di E-BSS. Questo permetterebbe di ottenere, innanzitutto, nuovi risultati per quanto riguarda la misura dei tempi scala caratteristici dell'evoluzione di questi oggetti, i quali potrebbero essere stimati dal numero di E-BSS identificate, rispetto a quello di BSS in MS.

Inoltre, una più accurata analisi spettroscopica potrebbe fornire informazioni anche riguardo al canale di formazione che ha dato origine alla stella. In effetti, alcuni indicatori caratteristici del processo di formazione potrebbero ancora essere visibili in questa fase evolutiva avanzata. Ad esempio trovare una carenza di C o O sarebbe una forte indicazione del processo di trasferimento di massa che questi oggetti possono aver sperimentato. Si confida che i risultati ottenuti dall'analisi di questi spettri possano aprire la strada verso una migliore comprensione di questi oggetti, della loro evoluzione e formazione, e verso una loro più completa modellizzazione.

# Capitolo 2

## Strumentazione e dataset

In questo lavoro di tesi sono stati analizzati spettri ottenuti con gli spettrografi ad alta risoluzione e UVES-FLAMES montati al Very Large Telescope (VLT) dell'European Southern Observatory (ESO). Il campione analizzato comprende spettri di stelle dell'ammasso globulare M80 (NGC 6093), di cui 13 candidate E-BSS, selezionate nella regione del CMD tra il livello dell'HB e l'attacco dell'AGB, e 14 stelle di RGB che verranno usate come riferimento per le abbondanze chimiche.

### 2.1 UVES

UVES (Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph) è lo spettrografo ottico ad alta risoluzione del VLT sito all'Osservatorio del Paranal. È montato su un piano di acciaio fissato alla base della piattaforma Nasmyth B dell'UT2 (Unit Telescopes 2)<sup>1</sup>. UVES è uno spettrografo echelle a due bracci che coprono un intervallo di lunghezze d'onda di 3000 - 5000 Å (Blue Arm) e 4200 - 11000 Å (Red Arm), questi possono essere azionati separatamente o in parallelo tramite l'utilizzo di filtri dicroici. La risoluzione spettrale per una slit di 1 arcsec è di circa 40000. Inoltre, la risoluzione massima che può essere raggiunta è di circa 80000 per il Blue Arm e di 110000 per il Red Arm. Il rilevatore del braccio rosso è un mosaico di due CCDs di 4096 × 2048 pixel, mentre, il braccio

---

<sup>1</sup>Per una trattazione completa si rimanda al sito:  
<https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/uves.html>

blu è dotato di un singolo CCD di  $2048 \times 4096$  pixel. Ogni braccio ha due grating cross-dispersori (CD) che forniscono una separazione degli ordini superiore a 10 arcsec ad ogni lunghezza d'onda nell'intervallo 3000 - 11000 Å. La direzione della dispersione spettrale (ordini dell'echelle) è lungo la dimensione più grande del CCD. Sono presenti anche componenti ausiliari che includono: lampade per la calibrazione, una cella di assorbimento dello iodio per studi di velocità radiale ad alta precisione, un depolarizzatore, un compensatore di dispersione atmosferica (ADC) e diversi filtri. Tutti i componenti dello strumento UVES sono collocati all'interno di un involucro passivo che fornisce isolamento dalla luce dell'ambiente esterno, termico e anche protezione dalla polvere.

	Blu Arm	Red Arm
Intervallo in $\lambda$	3000-5000 Å	4200-11000 Å
Risoluzione massima	$\sim 80000$ (0.4'' slit)	$\sim 110000$ (0.3'' slit)
Magnitudine limite (1.5 h di integrazione, S/N=10, seeing 0.7'')	18.0 in U	19.5 in V
Detective Quantum Efficiency (DQE)	12% a 4000 Å	14% a 6000 Å
Echelle	41.59 g/mm, R4 mosaic	31.6 g/mm, R4 mosaic
Cross-dispersers	#1: 1000 g/mm, 360 nm #2: 660 g/mm, 460 nm	#3: 600 g/mm, 560 nm #4: 312 g/mm, 770 nm
Tipico $\lambda$ range/frame [CD#1(#2) e CD#3(#4)]	850(1260) Å in 33(31) ordini	2000(4030) Å in 37(33) ordini
Separazione degli ordini minima	10'' o 40 pixels	12'' o 70 pixels

**Tabella 2.1:** Caratteristiche e prestazioni dello strumento UVES.

## 2.2 FLAMES

FLAMES (Fibre Large Array Multi Element Spectrograph) è lo spettrografo multi-oggetto ad intermedia ed alta risoluzione del VLT. È montato sulla piattaforma Nasmyth dell'UT2, e copre un campo di vista di 25 arcmin di diametro<sup>2</sup>. FLAMES alimenta due spettrografi che coprono l'intera gamma dello spettro visibile, ed è composto da tre componenti principali:

- un posizionatore di fibre che ospita due plate su cui sono disposte le fibre. Mentre uno dei due plate è in fase di osservazione, sull'altro vengono posizionate le fibre per l'osservazione successiva, in questo modo il tempo morto tra un'osservazione e l'altra è limitato a meno di 15 minuti.
- lo spettrografo ottico GIRAFFE a medio-alta risoluzione (da  $R=7000$  a  $R=30000$ ), il quale è dotato di 132 fibre di apertura  $1.2''$  per l'osservazione contemporanea di altrettanti oggetti, e consente di eseguire spettroscopia a campo integrale. GIRAFFE è dotato di tre tipi di sistemi di fibre ottiche: MEDUSA, IFU (Integral Field Unit) e ARGUS. Inoltre, FLAMES possiede un collegamento allo spettrografo ad alta risoluzione UVES (Red Arm) ma tramite solo 8 fibre.
- un software dedicato al coordinamento dei diversi strumenti, permettendo anche osservazioni simultanee con UVES e GIRAFFE. Per le osservazioni combinate i tempi di esposizione per UVES e GIRAFFE non devono essere necessariamente uguali, ma non è possibile osservare contemporaneamente lo stesso target con i due spettrografi. In Tabella 2.2 sono elencate le diverse modalità di osservazione degli spettrografi di FLAMES, e le loro principali caratteristiche.

Come descritto nella sezione 2.1, UVES è uno spettrografo a slit singola, grazie a delle piccole modifiche è stata aggiunta al Red Arm una modalità a fibre, le quali vengono inserite appena prima della slit attraverso un proiettore. Al Red Arm sono collegate 8 fibre per ogni plate con un'apertura di  $1''$ , per un potere risolutivo di  $R=47000$ . Sono disponibili solo tre configurazioni standard, con  $\lambda$  centrali di 520 nm, 580 nm e 860 nm.

---

<sup>2</sup>Per una trattazione completa si rimanda al sito:  
<https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/flames.html>

Oltre alle 8 fibre per plate, è disponibile una fibra extra per la calibrazione simultanea. Questa fibra viene utilizzata per ottenere stime di velocità radiali molto precise. Le osservazioni FALMES richiedono un'esatta conoscenza della posizione astrometrica dei target, mentre, la separazione minima consentita tra due target è di  $11''$ . Il posizionatore di fibre è in grado di collocare le fibre con una precisione superiore a  $0.1''$ .

Spettrografo	Modalità	N. Oggetti	Apertura (arcsec)	Potere Risoluto (R)	Banda Spettrale [nm]
UVES	Red Arm	8	1.0	47000	200
UVES	Red Arm	7 + 1 calib	1.0	47000	200
GIRAFFE	MEDUSA	130	1.2	12000-24000	$\lambda/12 - \lambda/24$
GIRAFFE	MEDUSA	130	1.2	7000	$\lambda/9.5$
GIRAFFE	IFU	15 (+15 sky)	$2 \times 3$	19000-39000	$\lambda/12 - \lambda/24$
GIRAFFE	IFU	15 (+15 sky)	$2 \times 3$	11000	$\lambda/9.5$
GIRAFFE	ARGUS	1	$11.5 \times 7.3$ o $6.6 \times 4.2$	19000-39000	$\lambda/12 - \lambda/24$
GIRAFFE	ARGUS	1	$11.5 \times 7.3$ o $6.6 \times 4.2$	11000	$\lambda/9.5$

**Tabella 2.2:** Caratteristiche principali delle diverse modalità d'osservazione disponibili con gli strumenti di FLAMES.

### 2.3 Presentazione dei dati

Gli spettri analizzati delle candidate E-BSS sono stati acquisiti con lo spettrografo UVES, utilizzando il Red Arm CD3 580 ( $\lambda = 4760 - 6840 \text{ \AA}$ ) con una slit di  $1'' \times 12''$  (fornendo una risoluzione spettrale  $R = 40000$ ). Le osservazioni sono state acquisite durante due campagne osservative dedicate a questo progetto: tra Aprile, Giugno e Settembre 2016 (ID Proposal: 097.D-1017, PI: Ferraro) e nelle notti tra il 7 e il 9 Giugno 2018 (ID Proposal: 101.D-0620, PI: Ferraro).

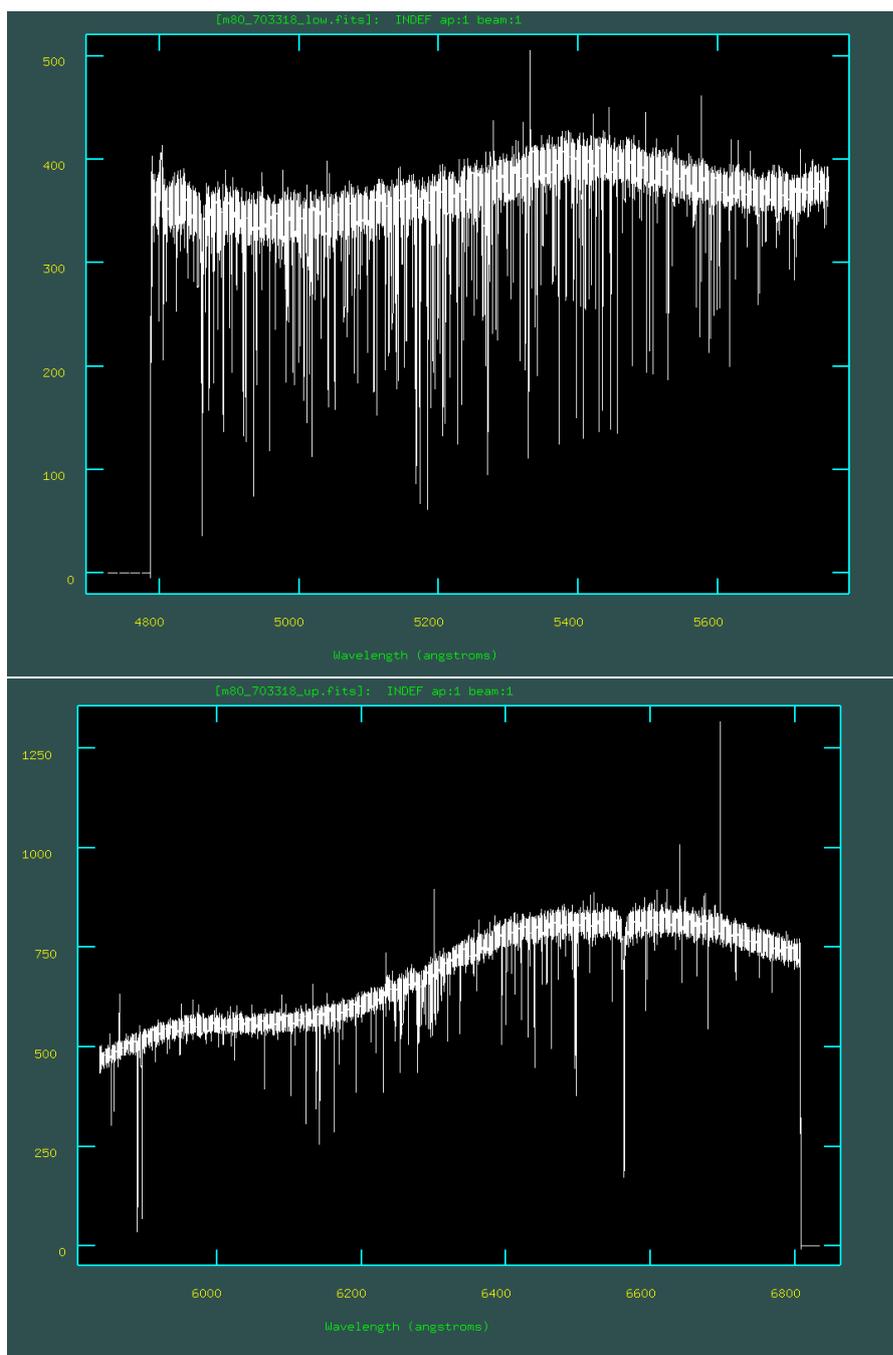
L'osservazione di ogni stella con UVES o con UVES-FLAMES include due spettri, corri-

spondenti ai due chip di cui si compone il detector del setup Red Arm CD3, uno spettro *low* (4780 - 5760 Å) e uno spettro *up* (5830 - 6810 Å) (vedi Figura 2.1). Gli spettri di due esposizioni appartenenti alla medesima stella (vedi Tabella 2.3) sono stati combinati assieme tramite la task `scombine` di IRAF; utilizzando l'opzione "media" è stato calcolato il valore medio per ogni pixel.

ID	Notte	N. esposizioni
13121	09-06-2018	2
13137	09-06-2018	2
13247	09-06-2018	2
55217	22-04-2016	1
78320	08-06-2018	2
79897	08-06-2018	2
84010	08-06-2018	2
85010	08-06-2018	2
87505	08-06-2018	2
91632	08-06-2018	1
701278	22-07-2016	2
701663	22-07-2016	1
703318	22-07-2016 23-08-2016	2

**Tabella 2.3:** Data e numero di esposizioni per ogni target del campione di candidate E-BSS.

Tutti gli spettri sono stati preridotti utilizzando la pipeline ESO sviluppata per UVES e UVES-FLAMES. Per gli spettri echelle la riduzione consiste in sottrazione del bias, sottrazione del background nei diversi ordini, correzione del flatfield, estrazione degli ordini, sottrazione del cielo, calibrazione in lunghezza d'onda e unione degli ordini. Ognuno dei tre rilevatori (uno del Blue Arm e due del mosaico del Red Arm) viene trattato indipendentemente.



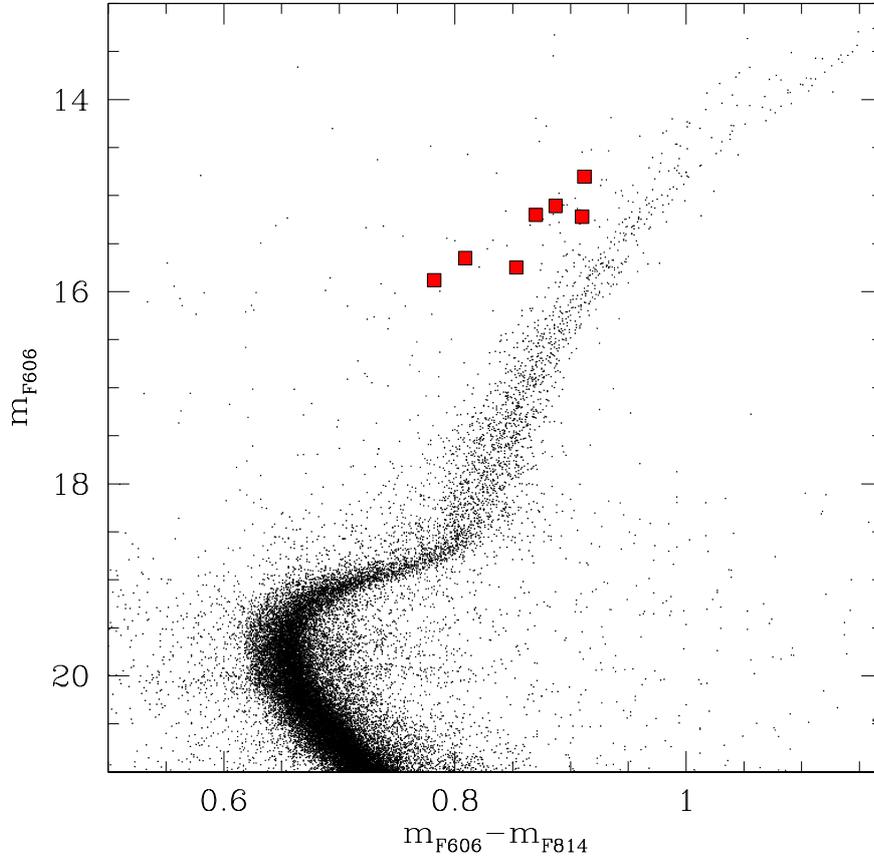
**Figura 2.1:** Esempio di spettri *low* (pannello in alto) e *up* (pannello in basso) per la stella candidata E-BSS con identificativo #703318, acquisito con lo spettrografo UVES.

I dati fotometrici per le candidate E-BSS sono stati ottenuti da tre differenti cataloghi: 7 target sono stati selezionati da un catalogo basato su osservazioni HST-ACS (Hubble Space Telescope-Advanced Camera for Surveys), 3 da un catalogo HST-WFC3 (Hubble Space Telescope-Wide Field Camera 3) e 3 target da un catalogo basato su osservazioni WFI (Wide-Field Imager) del telescopio MPG-ESO da 2.2 m (La Silla).

In Figura 2.2 - 2.3 - 2.4 è mostrata la posizione dei target nei CMD dei rispettivi cataloghi. Le coordinate, la magnitudine e il colore dei target spettroscopici mostrati in Figura 2.2 - 2.3 - 2.4, sono elencati in Tabella 2.4 - 2.5 - 2.6, mentre, in Figura 2.5 è mostrata la posizione dei target nel piano RA Dec.

In base alla loro posizione nei CMD, è possibile fare delle ipotesi riguardo la fase evolutiva che i vari target stanno attraversando. Dalla Figura 2.2, ad esempio, si può presumere che i 4 target più luminosi siano candidate E-BSS nella fase di AGB, che 2 i due più caldi si trovino sull'HB, mentre l'ultimo sta in mezzo, probabilmente all'inizio dell'attacco dell'AGB. Per quanto riguarda le candidate E-BSS del catalogo HST/WFC3 (Figura 2.3), è ragionevole ipotizzare che le due stelle più calde siano nella fase di HB, e che l'altra sia una possibile stella di AGB. Infine, dalla posizione delle candidate E-BSS nel CMD del catalogo WFI in Figura 2.4, si può supporre che i tre target stiano attraversando la fase di AGB.

Insieme alle candidate E-BSS, sono state analizzate 14 stelle di RGB. Queste sono state osservate con lo spettrografo UVES-FLAMES (Red Arm, con range spettrale da 4800 a 6800 Å e  $R = 47000$ ), mentre i dati fotometrici sono stati estratti dal catalogo WFI sopra descritto. La loro posizione nel CMD è mostrata in Figura 2.4. Tra i target di questo campione sono state identificate 5 stelle di AGB, ipotesi supportata anche dalla loro posizione nel CMD rispetto ad un'isocrona di riferimento (vedi Figura 2.6).

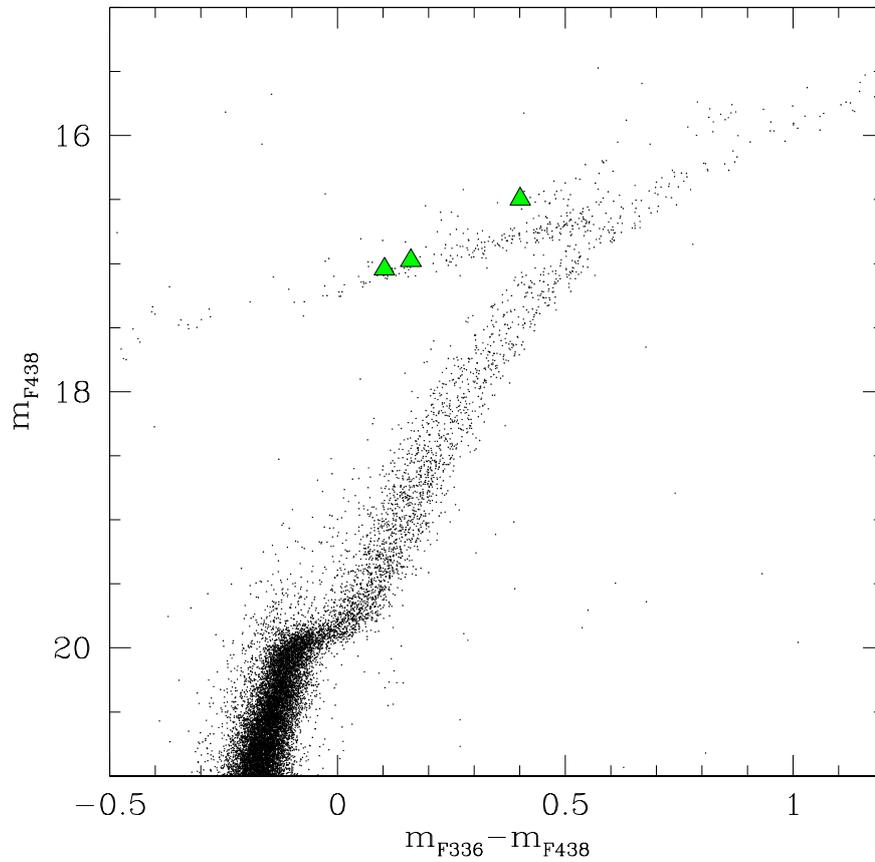


**Figura 2.2:** CMD ( $m_{F606} - m_{F814}$ ,  $m_{F606}$ ) del catalogo HST/ACS di M80. I quadrati rossi rappresentano i 9 target spettroscopici, candidati E-BSS, selezionati da questo catalogo.

Tutti i cataloghi contengono le magnitudini apparenti. È fondamentale poter passare in un sistema colore-magnitudine assoluto ricavando la magnitudine assoluta tramite la relazione:

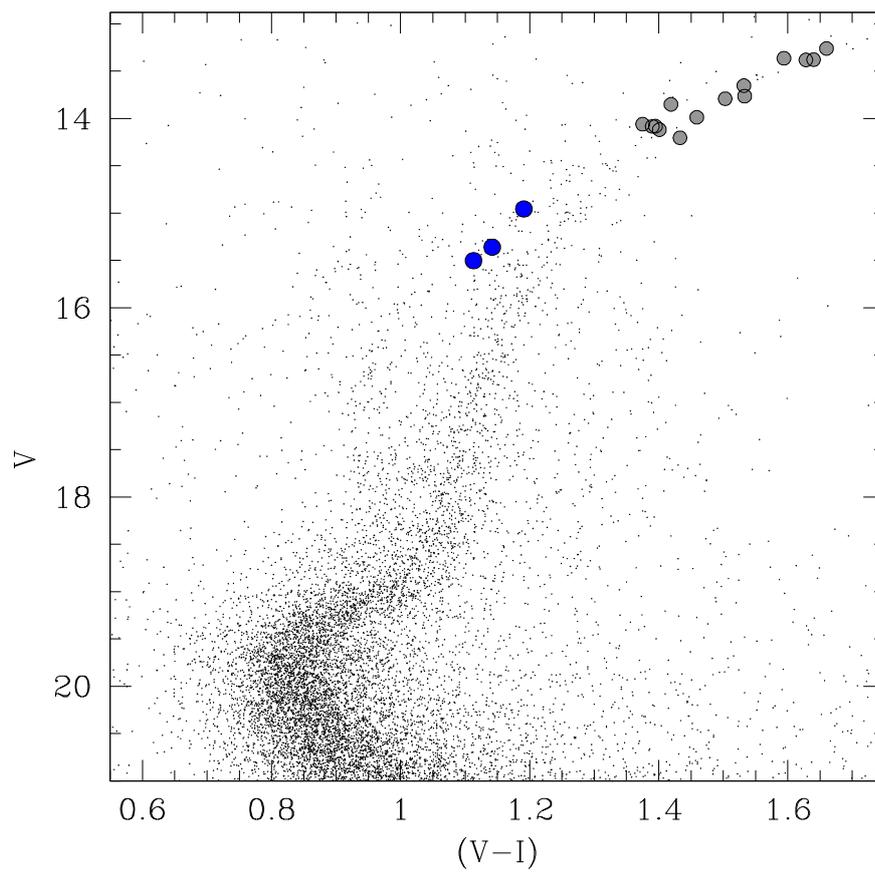
$$m_{\lambda} = M_{\lambda,0} + (m - M)_0 + A_{\lambda} \quad (2.1)$$

dove  $m_{\lambda}$  è la magnitudine apparente nella banda fotometrica  $\lambda$ ,  $M_{\lambda,0}$  quella assoluta,  $(m - M)_0$  rappresenta il modulo di distanza vero ( $DM_0$ ) e  $A_{\lambda}$  è il coefficiente di estinzione, definito come  $A_{\lambda} = R_{\lambda} E(B - V)$ , in cui  $R_V$  è un parametro che lega i diversi coefficienti di estinzione (McCall, 2004) e  $E(B - V)$  è l'eccesso di colore o arrossamento. I valori di modulo di distanza in banda V ( $DM_V$ ) e di eccesso di colore ( $E(B - V)$ ) per l'ammasso



**Figura 2.3:** CMD ( $m_{F336} - m_{F438}$ ,  $m_{F336}$ ) del catalogo HST/WFC3 di M80. I triangoli verdi indicano i 3 target spettroscopici, candidati E-BSS, selezionati da questo catalogo.

globulare M80 sono riportati da Harris (1996). In questo lavoro di tesi si è deciso di eseguire una nuova stima di questi parametri per ogni catalogo fotometrico, adattando al CMD un'isocrona teorica e scegliendo i valori di  $DM_v$  e  $E(B - V)$  con cui si ottiene il miglior fit in grado di riprodurre la sequenza principale e la luminosità del punto di turn-off.



**Figura 2.4:** CMD ( $V - I$ ,  $V$ ) del catalogo WFI di M80. I cerchi blu rappresentano i 3 target spettroscopici, candidati E-BSS, selezionati da questo catalogo; i cerchi grigi indicano le 14 stelle di RGB analizzate.

ID	RA	Dec	$m_{F606}$	$m_{F606} - m_{F814}$
55217	244.2535971	-22.9778895	15.20	0.87
78320	244.2744989	-22.9715427	15.11	0.89
79897	244.2723505	-22.9734170	15.88	0.78
84010	244.2677779	-22.9676321	15.65	0.81
85010	244.2665322	-22.9693995	15.22	0.91
87505	244.2642841	-22.9713719	15.75	0.85
91632	244.2609500	-22.9647990	14.80	0.91

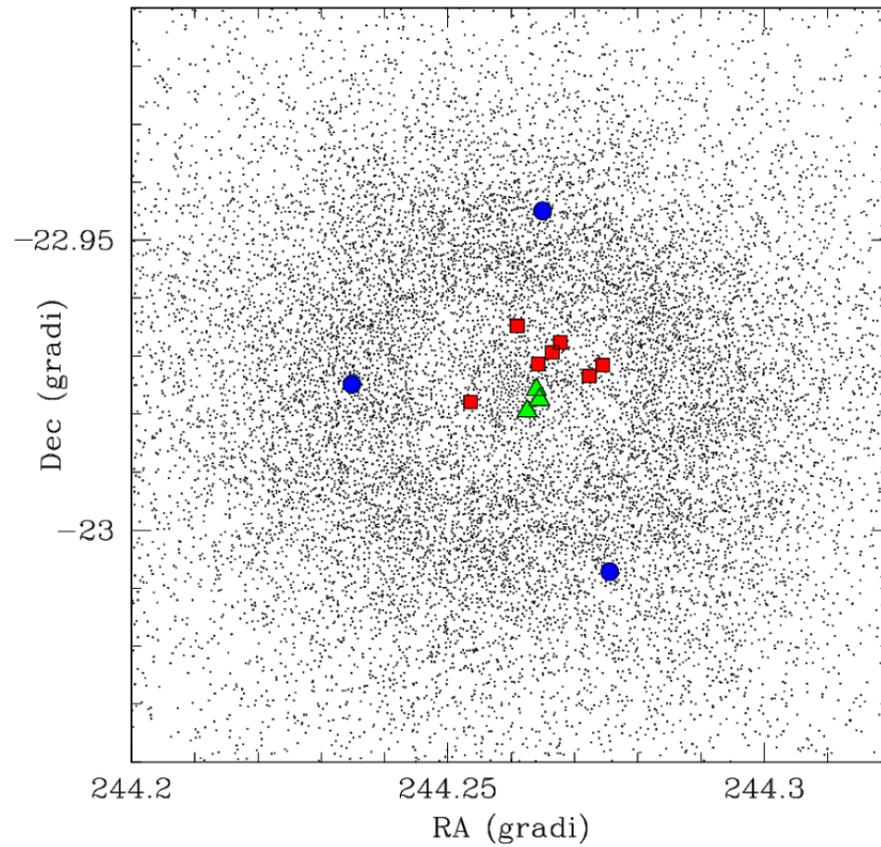
**Tabella 2.4:** Coordinate RA e Dec (in gradi), magnitudine nel filtro F606 e colore (F606-F814) per le stelle del catalogo HST/ACS.

ID	RA	Dec	$m_{F438}$	$m_{F336} - m_{F438}$
13121	244.26252900	-22.97948000	16.50	0.40
13137	244.26448670	-22.97750180	17.04	0.10
13247	244.26400110	-22.97576800	16.98	0.16

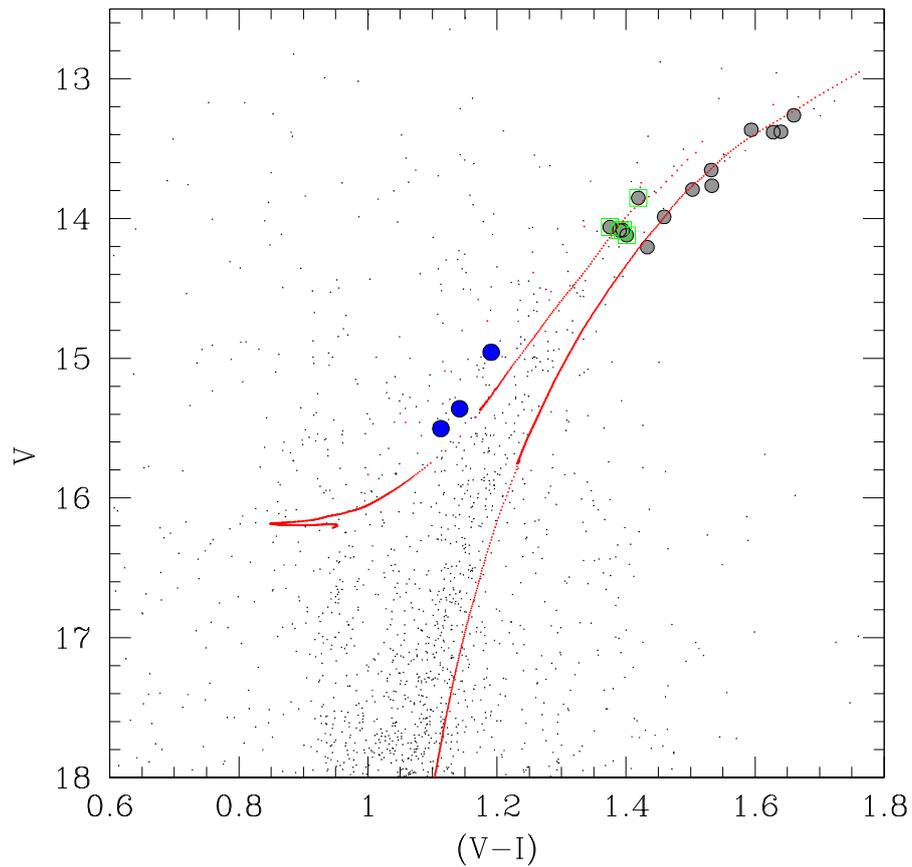
**Tabella 2.5:** Coordinate RA e Dec (in gradi), magnitudine nel filtro F438 e colore (F336-F438) per le stelle del catalogo HST/WPC3.

ID	RA	Dec	V	(V - I)
701278	244.2755833	-23.0071944	15.50	1.11
701663	244.2649583	-22.9449722	14.96	1.19
703318	244.2348333	-22.9748333	15.36	1.14

**Tabella 2.6:** Coordinate RA e Dec (in gradi), magnitudine in banda V e colore (V-I) per le stelle del catalogo WFI.



**Figura 2.5:** Posizione delle stelle nel catalogo WFI (punti neri) con indicate le candidate E-BSS: i quadrati rossi sono i target del catalogo HST/ACS, i triangoli verdi quelli del catalogo HST/WPC3 e i cerchi blu le stelle del catalogo WFI.



**Figura 2.6:** Zoom del CMD ( $V - I$ ,  $V$ ) del catalogo WFI di M80. La curva rossa è un'isocrona teorica del BaSTi Database (Pietrinferni et al. 2006; Cassisi et al. 2006) calcolata con età 13 Gyr e  $Z=0.0006$ ; i cerchi grigi sono le 14 stelle di RGB analizzate, di cui quelle nei riquadri verdi sono le 5 AGB; i cerchi blu rappresentano i 3 target spettroscopici, candidati E-BSS, selezionati da questo catalogo.



# Capitolo 3

## Analisi dei dati

In questa sezione viene descritta la procedura adottata per il calcolo delle abbondanze chimiche di tutti i target, candidate E-BSS e stelle di RGB.

Vengono prima presentati alcuni parametri stellari, quali temperatura effettiva ( $T_{\text{eff}}$ ) e gravità superficiale ( $\log g$ ), e i valori di velocità radiale (RV) determinati per ogni target.

### 3.1 Parametri stellari

La temperatura effettiva è stata determinata dalla relazione colore-temperatura di Alonso et al. (1999) usando il colore  $(V - I)_0$ . Per le correzioni di modulo di distanza e arrossamento sono stati adottati i valori di  $DM_v = 15.75$  e  $E(B - V) = 0.2$ , ottenuti dal fit del CMD con un'isocrona del BaSti Database (Pietrinferni et al. 2006; Cassisi et al. (2006)) calcolata con un'età di 13 Gyr, una metallicità  $Z = 0.0006$  e composizione chimica  $\alpha$ -enhanced (corrispondente ad un'abbondanza di ferro  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.84$  dex).

La relazione di calibrazione colore-temperatura di Alonso et al. (vedi Equazione 3.1), in cui  $\theta_{\text{eff}} = 5040/T_{\text{eff}}$ , dipende dal colore  $X$  e dalla metallicità  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , inoltre, il valore dei coefficienti ( $a_0, a_1$ , ecc...) varia in base all'intervallo di colore e metallicità della stella in esame.

$$\theta_{\text{eff}} = a_0 + a_1 X + a_2 X^2 + a_3 X [\text{Fe}/\text{H}] + a_4 [\text{Fe}/\text{H}] + a_5 [\text{Fe}/\text{H}]^2 \quad (3.1)$$

In particolare, nel caso del colore  $(V - I)_0$  è fornita un'unica equazione di calibrazione valida in diversi range di colore e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Pertanto, in questo caso, è stato possibile utilizzare la stessa equazione sia per le stelle di RGB che per le candidate E-BSS. Come metallicità è stato assunto un valore di  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.8$ , in accordo con l'analisi di Carretta et al. (2015).

Nel caso del catalogo HST/ACS, per poter applicare le relazioni Alonso et al., è stato necessario trasformare le magnitudini HST  $m_{F606}$  e  $m_{F814}$  in magnitudini V e I del sistema Johnson, tramite le trasformazioni tra i sistemi fotometrici fornite da Sirianni et al. (2005).

Per determinare la gravità superficiale servono una stima della massa e del raggio stellare secondo l'equazione:

$$g = \frac{G M}{R^2} \quad (3.2)$$

dove M è la massa, G la costante di gravitazione universale e R il raggio stellare. Quest'ultimo si ricava dall'equazione di Stefan-Boltzmann per un corpo nero:

$$\sigma T_{eff}^4 = \frac{L}{4 \pi R^2} \quad (3.3)$$

in cui  $\sigma$  è la costante di Boltzmann,  $T_{eff}$  è la temperatura ricavata dalla 3.1 e  $L$  la luminosità del target. Quest'ultima si ottiene dalla relazione:

$$M_{bol} = -2.5 \log \frac{L}{L_{\odot}} + 4.72 \quad (3.4)$$

dove  $L_{\odot}$  è la luminosità solare e  $M_{bol}$  è la magnitudine bolometrica.  $M_{bol}$  è stata calcolata utilizzando la correzione bolometrica ( $BC_V$ ) ricavata dall'apposita calibrazione riportata in Alonso et al. (1999). Infine, per la massa si è assunto un valore di  $0.75 M_{\odot}$ , in accordo al valore previsto dall'isocrona di best-fit.

In Tabella 3.1 sono riportati i valori di  $T_{eff}$  e  $\log g$  ottenuti per le candidate E-BSS dei cataloghi HST/ACS e WFI, mentre, in Tabella 3.2 sono elencati i valori ottenuti per le stelle di RGB.

Per quanto riguarda il catalogo HST/WFC3, questo aveva a disposizione solo le magnitudini nei filtri F336 e F438, che in un sistema Johnson corrispondono rispettivamente ai fil-

ID	$T_{\text{eff}}$ [K]	$\log g$ [dex]
701278	5109	1.95
701663	4912	1.64
703318	5034	1.86
55217	5109	1.92
78320	5049	1.86
79897	5440	2.32
84010	5334	2.19
85010	4976	1.88
87505	5169	2.17
91632	4968	1.71

**Tabella 3.1:** Temperatura effettiva e gravità superficiale per le stelle candidate E-BSS dei cataloghi WFI e HST/ACS, ricavati dalle relazioni di Alonso et al. (1999).

tri U e B. Sfortunatamente Alonso et al. non forniscono una relazione colore-temperatura a partire dal colore ( $U - B$ ). Pertanto, solo per i 4 target di questo catalogo è stato necessario eseguire una procedura alternativa per la stima della temperatura effettiva e della gravità superficiale. In questo caso,  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  sono stati ricavati dall'isocrona teorica di best-fit. In questo modo, una volta ricavati dall'isocrona i valori di luminosità, massa e temperatura, è possibile determinare il valore della gravità superficiale combinando la 3.2 con l'equazione di Stefan-Boltzmann 3.3.

Al fine di eseguire al meglio questa procedura è stato scelto come best-fit quello con un'isocrona del database PARSEC dell'Osservatorio Astronomico di Padova (Nanni et al., 2012), calcolata con un'età di 13 Gyr e  $Z=0,0006$ , e adattata ai dati fissando  $DM_v = 15.7$  e  $E(B - V) = 0.23$ .

Per confermare la validità di tale metodo e determinare eventuali offset, rispetto ai valori stimati dalle relazioni di Alonso et al., questa procedura è stata applicata anche a tutti gli altri target. Nel tentativo di essere più consistenti possibile, anche per gli altri due cataloghi (HST/ACS e WFI) sono state usate isocrone del database PARSEC (con età 13 Gyr e  $Z=0,0006$ ) che fornisce isocrone teoriche in diversi sistemi fotometrici (come quelli dei cataloghi a disposizione). Inoltre, è stato necessario riadattare le isocrone cambiando il valore dell'eccesso di colore:  $E(B - V) = 0.19$  e  $E(B - V) = 0.21$  per i cataloghi WFI

ID	$T_{\text{eff}}$ [K]	$\log g$ [dex]
13475	4252	0.78
13987	4415	1.06
14148	4483	1.06
14656	4371	0.95
15308	4254	0.74
16271	4299	0.82
17085	4472	1.06
17491	4440	0.94
17874	4117	0.53
17886	4076	0.44
17897	4101	0.51
17987	4492	1.06
18071	4520	1.07
18992	4163	0.55

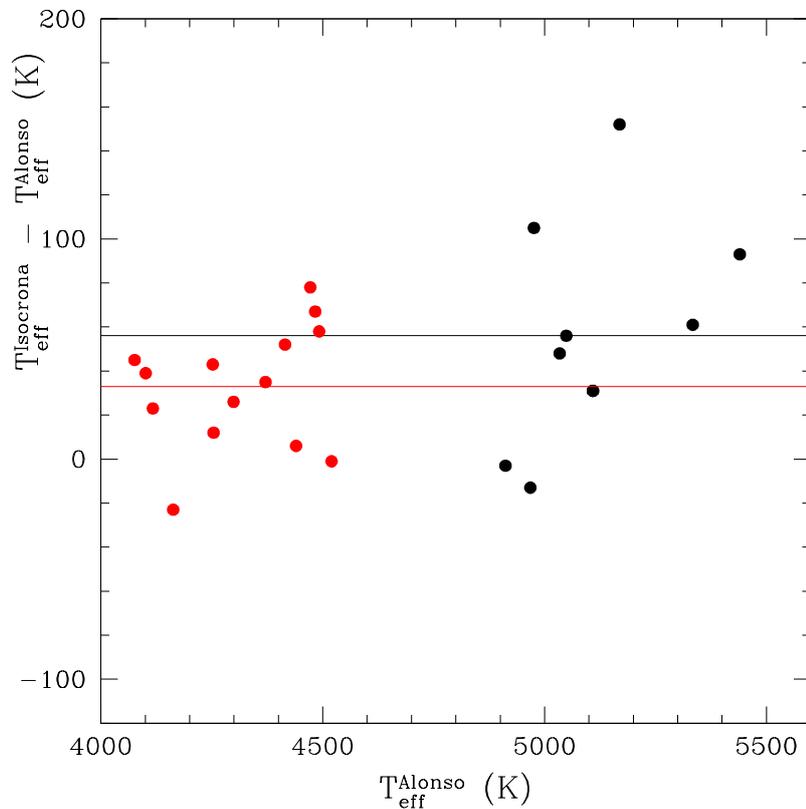
**Tabella 3.2:** Temperatura effettiva e gravità superficiale per le stelle di RGB del catalogo WFI, ricavati dalle relazioni di Alonso et al. (1999).

e HST/ACS rispettivamente.

Dal confronto tra i valori di  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  ricavati con i due metodi (relazioni di Alonso e proiezione sull'isocrona) per le stelle di RGB e per le candidate E-BSS dei cataloghi HST/ACS e WFI, è stato trovato che la temperatura effettiva ottenuta dalla proiezione sull'isocrona è in media consistente con quella stimata tramite Alonso et al.. Questo risultato è mostrato in Figura 3.1, dove viene rappresentata la differenza tra le temperature ricavate coi due metodi, in funzione della  $T_{\text{eff}}$  calcolata dalle relazioni di Alonso et al.. Si nota un offset di circa 30 - 50 K tra i valori ottenuti coi due metodi, che in rapporto ai valori di temperatura può essere ragionevolmente trascurato. Pertanto, i valori di  $T_{\text{eff}}$  ottenuti dal fit con l'isocrona sono stati ritenuti consistenti con quelli della calibrazione di Alonso.

Infine, la gravità superficiale è stata determinata dalla 3.2 e dell'equazione di Stefan-Boltzmann, utilizzando la nuova stima di  $T_{\text{eff}}$ , e massa e luminosità dalla proiezione sull'isocrona. I valori ottenuti sono riportati in Tabella 3.3.

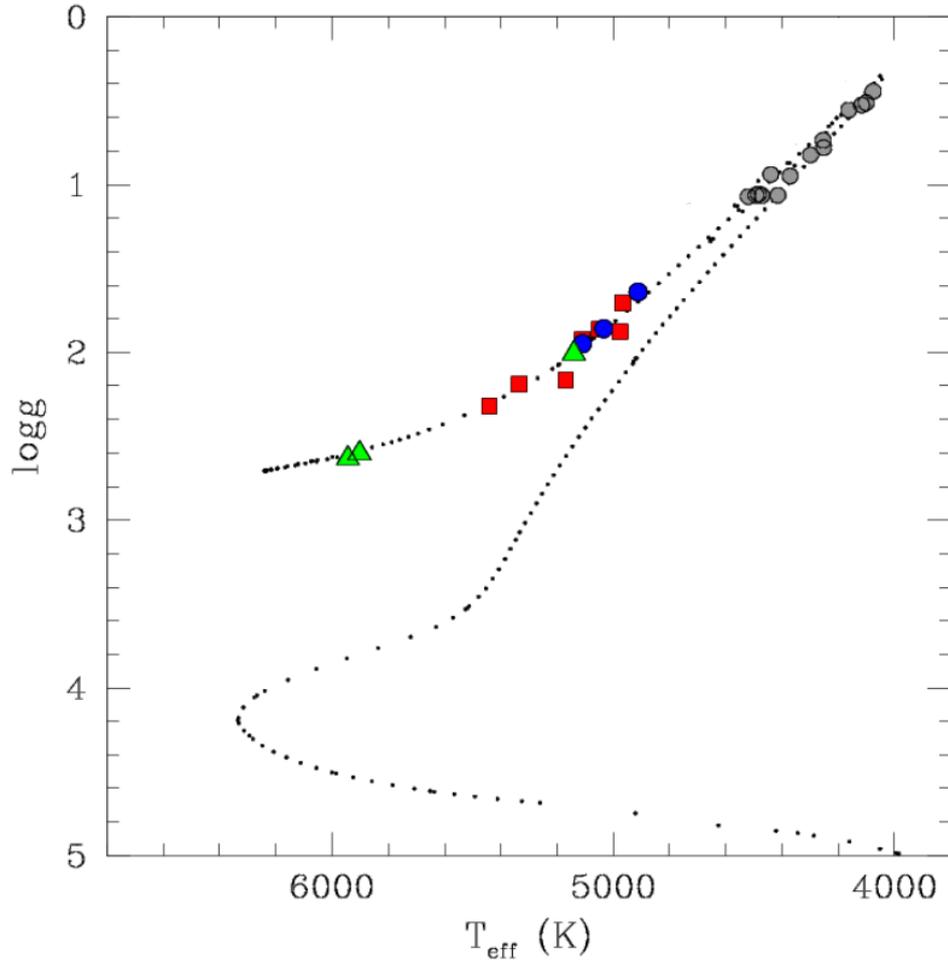
In Figura 3.2 viene mostrata la posizione di tutti i target in un piano  $T_{\text{eff}} - \log g$  con sovrapposta un'isocrona di riferimento del database PARSEC.



**Figura 3.1:** Differenza tra la  $T_{\text{eff}}$  ricavata dall'isocrona e quella calcolata tramite le relazioni di Alonso et al. (2009), in funzione della  $T_{\text{eff}}$  ottenuta tramite Alonso et al. (1999). I cerchi neri rappresentano le candidate E-BSS dei cataloghi HST/ACS e WFI, quelli rossi le stelle di RGB. La linea nera indica il valore medio della differenza tra le due temperature per le E-BSS, quella rossa il valore medio per le RGB.

ID	$T_{\text{eff}}$ [K]	$\log g$ [dex]
13121	5140	2.00
13137	5943	2.63
13247	5902	2.60

**Tabella 3.3:** Temperatura effettiva e gravità superficiale per le stelle del catalogo HST/WFC3 ricavati col metodo della proiezione sull'isocrona.



**Figura 3.2:** Posizione dei target nel piano  $T_{\text{eff}} - \log g$ . I punti neri indicano l'isocrona del PARSEC database (età 13 Gyr,  $Z = 0.0006$ ); i quadrati rossi rappresentano le stelle candidate E-BSS del catalogo HST/ACS; i triangoli verdi quelle del catalogo HST-WFC3; i cerchi blu sono i target candidati E-BSS del catalogo WFI, mentre i cerchi grigi rappresentano le stelle di RGB. Per ogni target, i valori indicati di  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  sono quelli riportati in Tabella 3.1 - 3.3 - 3.2 e determinati con le procedure descritte.

## 3.2 Velocità radiali

La velocità radiale (RV) di una stella è la componente lungo la linea di vista dell'osservatore del suo vettore velocità. Per convenzione, viene definita positiva se l'oggetto si sta allontanando, negativa se si sta avvicinando all'osservatore.

La RV si misura dallo spostamento per effetto Doppler che produce nelle righe dello spettro stellare, quindi, sulla base dalla differenza tra la lunghezza d'onda di laboratorio e quella delle righe osservate. È definita dalla relazione:

$$V_r = c \frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_e} \quad (3.5)$$

dove  $c$  è la velocità della luce,  $\lambda_o$  la lunghezza d'onda osservata e  $\lambda_e$  la lunghezza d'onda a riposo della riga.

Lo spostamento prodotto nello spettro sarà verso lunghezze d'onda maggiori (*redshift*) o minori (*blueshift*) se la sorgente è rispettivamente in allontanamento o avvicinamento.

Le RV sono state determinate con il codice DAOSPEC (Stetson and Pancino, 2008) in base alla posizione delle righe di Fe e Ti selezionate per l'analisi chimica (vedi sezione 3.3.2), per un totale di più di 200 righe per le stelle di RGB e più di 100 righe per le candidate E-BSS. DAOSPEC calcola la RV, come media delle RV ricavate da ogni singola riga dello spettro, e la relativa dispersione ( $\sigma$ ). Inoltre, ad ogni RV media associa un errore stimato come  $\sigma/\sqrt{(N-1)}$ , dove  $N$  è il numero di righe utilizzate. DAOSPEC restituisce due valori di RV per ogni target, uno per lo spettro *low* e uno per l'*up*. Come RV finale è stato assunto il valore medio fra i due, dopo aver verificato che le due RV fossero consistenti tra di loro entro le incertezze.

Le velocità radiali ottenute da DAOSPEC devono poi essere corrette per la velocità eliocentrica. Quest'ultima tiene conto del moto della Terra intorno al Sole e dipende dalla posizione della sorgente osservata, dalla posizione della Terra rispetto al Sole nel momento dell'osservazione e dal luogo da cui la sorgente viene osservata.

Gli spettri analizzati per le di RGB erano già corretti per la velocità eliocentrica, al contrario, non lo erano gli spettri delle candidate E-BSS; in questo caso sono state aggiunte le opportune correzioni eliocentriche ai valori di RV ottenuti da DAOSPEC. Solo per una

stella (#703318), per cui le due esposizioni sono state prese in momenti diversi, è stato necessario effettuare la correzione direttamente sui singoli spettri di ogni esposizione, tramite la task `dopcor` di IRAF. I valori delle correzioni eliocentriche applicate ad ogni target sono riportati in Tabella 3.4.

In Tabella 3.5 sono elencati i valori medi di RV già corretti per la velocità eliocentrica ottenuti per le candidate E-BSS e in Tabella 3.6 quelli ottenuti per le stelle di RGB.

ID	$C_{helio}$ [km s <sup>-1</sup> ]
13121	-5.4
13137	-5.4
13247	-5.4
55217	+17.3
78320	-5.6
79897	-5.4
84010	-5.4
85010	-5.1
87505	-5.0
91632	-4.9
701278	-23.7
701663	-23.7
703318	-29.6 exp 1 -28.9 exp 2

**Tabella 3.4:** Correzioni eliocentriche utilizzate per correggere gli spettri delle candidate E-BSS. Il target #703318 ha due correzioni diverse per gli spettri delle due esposizioni.

La stima di RV fornisce indicazioni sull'appartenenza dei target all'ammasso, permettendo di discriminare le stelle membre da quelle di campo.

Il valore medio di RV riportato in letteratura per l'ammasso globulare M80 è  $\langle RV \rangle = 11.2 \pm 0.4$  km s<sup>-1</sup> con una dispersione di velocità pari a  $\sigma_0 = 9.5$  km s<sup>-1</sup> (Baumgardt and Hilker, 2018).

Per il campione di stelle di RGB si ottiene una RV media pari a  $\langle RV_{RGB} \rangle = 10.0 \pm 1.6$  km s<sup>-1</sup> e una dispersione  $\sigma_{RGB} = 6.2$  km s<sup>-1</sup> in buon ac-

ID	RV [km s <sup>-1</sup> ]
13121	-0.53 ± 0.20
13137	-8.86 ± 0.03
13247	-8.21 ± 0.03
55217	19.05 ± 0.02
78320	19.15 ± 0.05
79897	-0.76 ± 0.40
84010	17.88 ± 0.30
85010	7.32 ± 0.01
87505	19.31 ± 0.40
91632	7.55 ± 0.02
701278	10.78 ± 0.03
701663	17.22 ± 0.04
703318	10.13 ± 0.01

**Tabella 3.5:** Valori medi di RV ricavati per i target candidati E-BSS. Gli errori sono stati stimati come dispersione tra i valori medi di RV degli spettri *low* e *up* diviso radice di 2.

cordo con i valori di Baumgardt and Hilker (2018).

I valori di RV delle candidate E-BSS (Tabella 3.5) sono compresi entro  $3\sigma_0$  del valore medio di RV riportato in letteratura; pertanto, è ragionevole ritenere che tutti i target siano effettivamente stelle appartenenti ad M80. Anche per le candidate E-BSS sono state stimate la RV media e la sua dispersione, ottenendo i valori  $\langle RV_{E-BSS} \rangle = 8.46 \pm 2.8 \text{ km s}^{-1}$  e  $\sigma_{E-BSS} = 10.26 \text{ km s}^{-1}$ .

ID	RV [km s <sup>-1</sup> ]
13475	6.72 ± 0.01
13987	2.65 ± 0.01
14148	15.46 ± 0.01
14656	16.28 ± 0.07
15308	2.41 ± 0.04
16271	8.77 ± 0.04
17085	14.17 ± 0.08
17491	24.08 ± 0.01
17874	3.58 ± 0.06
17886	10.60 ± 0.05
17897	9.47 ± 0.01
17987	3.83 ± 0.05
18071	9.55 ± 0.06
18992	12.58 ± 0.01

**Tabella 3.6:** Valori medi di RV ottenuti per le stelle di RGB. Gli errori sono stati stimati come dispersione tra i valori medi di RV degli spettri *low* e *up* diviso radice di 2.

## 3.3 Analisi chimica

Le abbondanze di Fe e Ti delle stelle analizzate sono state ottenute attraverso la misura della larghezza equivalente (EW) di righe “unblended”, cioè righe non contaminate da altre transizioni metalliche. La selezione di liste di righe unblended è stata eseguita confrontando spettri osservati con spettri sintetici rappresentativi dei diversi tipi di stelle analizzate (RGB e candidate eBSS).

### 3.3.1 Calcolo degli spettri sintetici e selezione delle righe

Gli spettri sintetici utilizzati in questo lavoro sono stati calcolati con il tool **AUTO-KUR** che permette di gestire i codici **ATLAS9** e **SYNTHE** sviluppati da R. L. Kurucz e F. Castelli (Kurucz, 2005).

**ATLAS9** calcola modelli di atmosfera stellare sotto le assunzioni di equilibrio termodinamico locale (LTE) e di geometria monodimensionale a strati piani-paralleli. Tali modelli vengono calcolati a partire da alcuni parametri atmosferici impostati in input: temperatura effettiva (espressa in K), gravità superficiale, velocità di microturbolenza ( $v_t$  in km/s), metallicità complessiva ( $[M/H]$ ) e composizione chimica solar-scaled o  $\alpha$ -enhanced. Il risultato è un modello di atmosfera stellare che descrive i principali parametri termodinamici (pressione, temperatura, ecc.) in funzione della profondità ottica. A partire dai modelli atmosferici ottenuti da **ATLAS9**, vengono calcolati gli spettri sintetici tramite il codice **SYNTHE**.

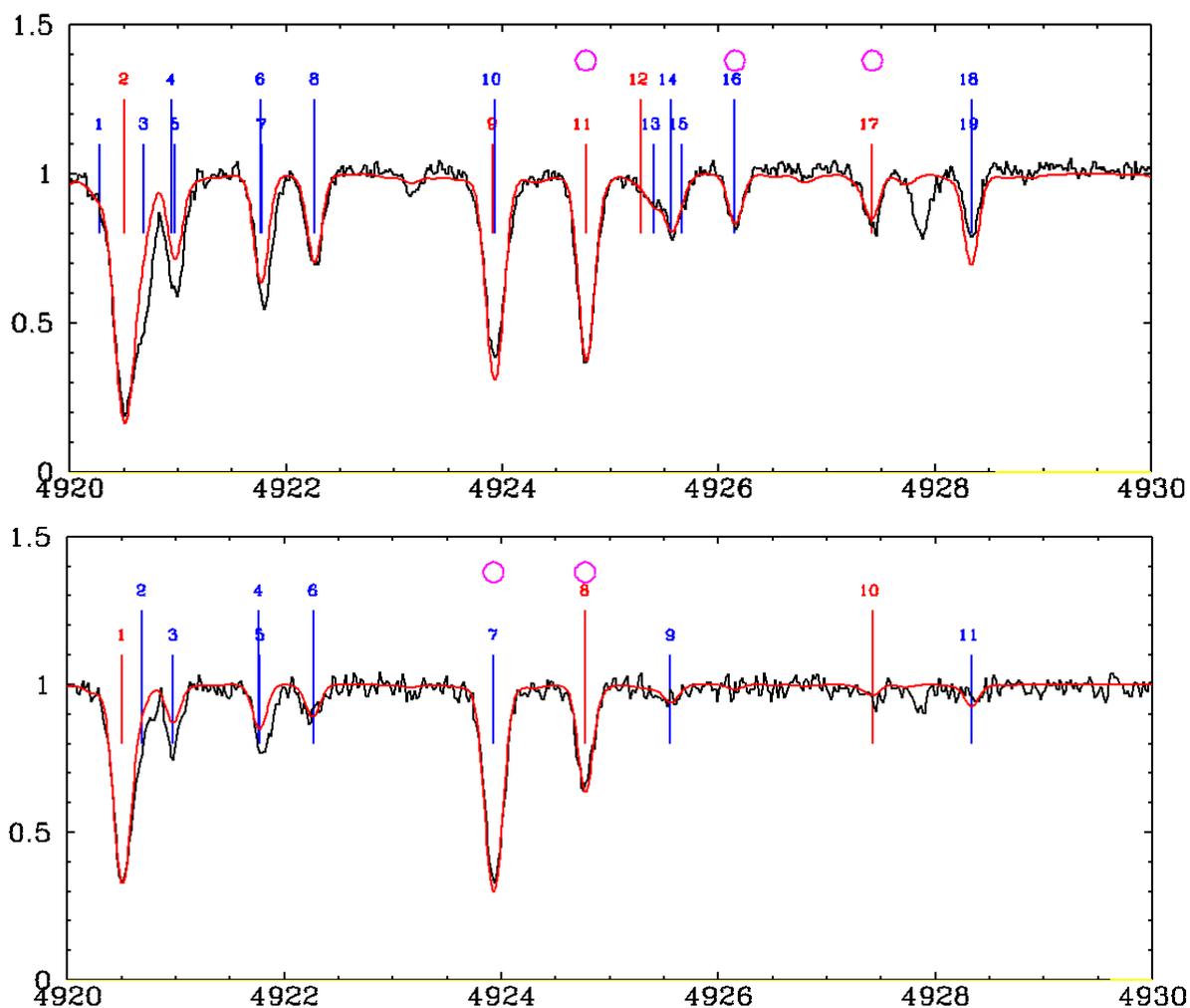
Per calcolare uno spettro sintetico sono necessari il modello di atmosfera **ATLAS9** (calcolato coi parametri della stella) e la lista completa delle transizioni atomiche e molecolari da includere nell'intervallo spettrale d'interesse. Ogni sintetico viene calcolato con un risoluzione  $R=600,000$ , quindi è necessario convolverlo con una funzione gaussiana per riprodurre il profilo strumentale e ottenere una risoluzione confrontabile a quella dello spettro osservato. Come output si ottengono gli spettri, prima e dopo la convoluzione con la gaussiana, e le rispettive liste delle transizioni usate per il calcolo. I file degli spettri contengono quattro colonne in cui sono riportati la lunghezza d'onda espressa in Å, il flusso delle righe, il flusso dovuto al continuo e il flusso normalizzato.

Gli spettri sintetici per le stelle di RGB sono stati calcolati assumendo  $T_{\text{eff}} = 4300$  K,  $\log g = 1.0$  dex,  $v_t = 2.0$  km/s,  $[M/H] = -1.8$  dex,  $\alpha$ -enhanced e  $R=36000$ ; mentre per le stelle candidate E-BSS come parametri in input sono stati fissati i seguenti valori:  $T_{\text{eff}} = 5000$  K,  $\log g = 1.5$  dex,  $v_t = 2.0$  km/s,  $[M/H] = -1.8$  dex,  $\alpha$ -enhanced e  $R=36000$ .

La selezione delle righe è stata effettuata con il tool **sline**. Questo permette di visualizzare, in una finestra grafica, lo spettro osservato, precedentemente normalizzato, sovrapposto a uno o più spettri sintetici. Inoltre, consente di selezionare la soglia dell'intensità residua delle righe da visualizzare, di indicare una specie chimica per la quale marcare le righe nello spettro e di applicare uno shift, in km/s, allo spettro in esame se questo non è ancora stato corretto per l'effetto Doppler. Il tool sline numera tutte le righe presenti nello spettro visualizzato e per ognuna di esse riporta su terminale la lunghezza d'onda, il numero atomico dell'elemento che ha prodotto la riga e alcuni parametri legati alla transizione atomica ( $\log(gf)$ <sup>1</sup>, potenziale di eccitazione, referenza del  $\log(gf)$  ed intensità residua). Dal confronto visivo con il sintetico e tramite i comandi di sline, viene effettuare una selezione accurata delle righe facendo attenzione a scegliere quelle non contaminate da altre righe, non sature e non troppo deboli. Un esempio grafico di questa procedura è mostrato in Figura 3.3 per una stella di RGB e una candidata eBSS, dove, in entrambi i pannelli, in nero è indicato lo spettro del target, in rosso quello del sintetico e le righe selezionate sono segnate con dei cerchi magenta. Ogni riga selezionata viene automaticamente salvata su file insieme ai rispettivi parametri prima elencati. Nel caso delle stelle di RGB il campione selezionato comprende 164 righe di Fe (148 di FeI e 16 di FeII) e 58 di Ti (45 di TiI e 13 di TiII). Per le candidate E-BSS, invece, è stato selezionato un campione di 125 righe di Fe (110 di FeI e 15 di FeII) e 26 di Ti (12 di TiI e 14 di TiII).

---

<sup>1</sup>forza dell'oscillatore, rappresenta il peso statistico della transizione; importante perché funzione lineare dell'abbondanza della specie chimica a cui fa riferimento.



**Figura 3.3:** I due pannelli mostrano un esempio della finestra grafica del tool **sline**. In alto, un esempio di selezione delle righe su una porzione di spettro di una stella di RGB; in basso, lo stesso esempio per una stella candidata E-BSS. Lo spettro del target è rappresentato in nero e quello in rosso è lo spettro sintetico. Tutte le righe presenti nel sintetico sono numerate ed indicate in blu, solo quelle di FeI (elemento scelto dall'utente in questo caso) sono indicate in rosso, i cerchi magenta indicano le righe selezionate. In questo esempio, in alto (stella di RGB) sono state selezionate due righe di FeI (11 e 17) e una di FeII (16); in basso (candidata eBSS) una di FeI (8) e una di FeII (7).

### 3.3.2 Misura delle larghezze equivalenti

L'EW è definita come la larghezza, in unità di lunghezza d'onda, che la riga avrebbe se avesse un profilo rettangolare, di altezza unitaria e di area pari a quella sottesa dalla riga rispetto al continuo:

$$EW = \int \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (3.6)$$

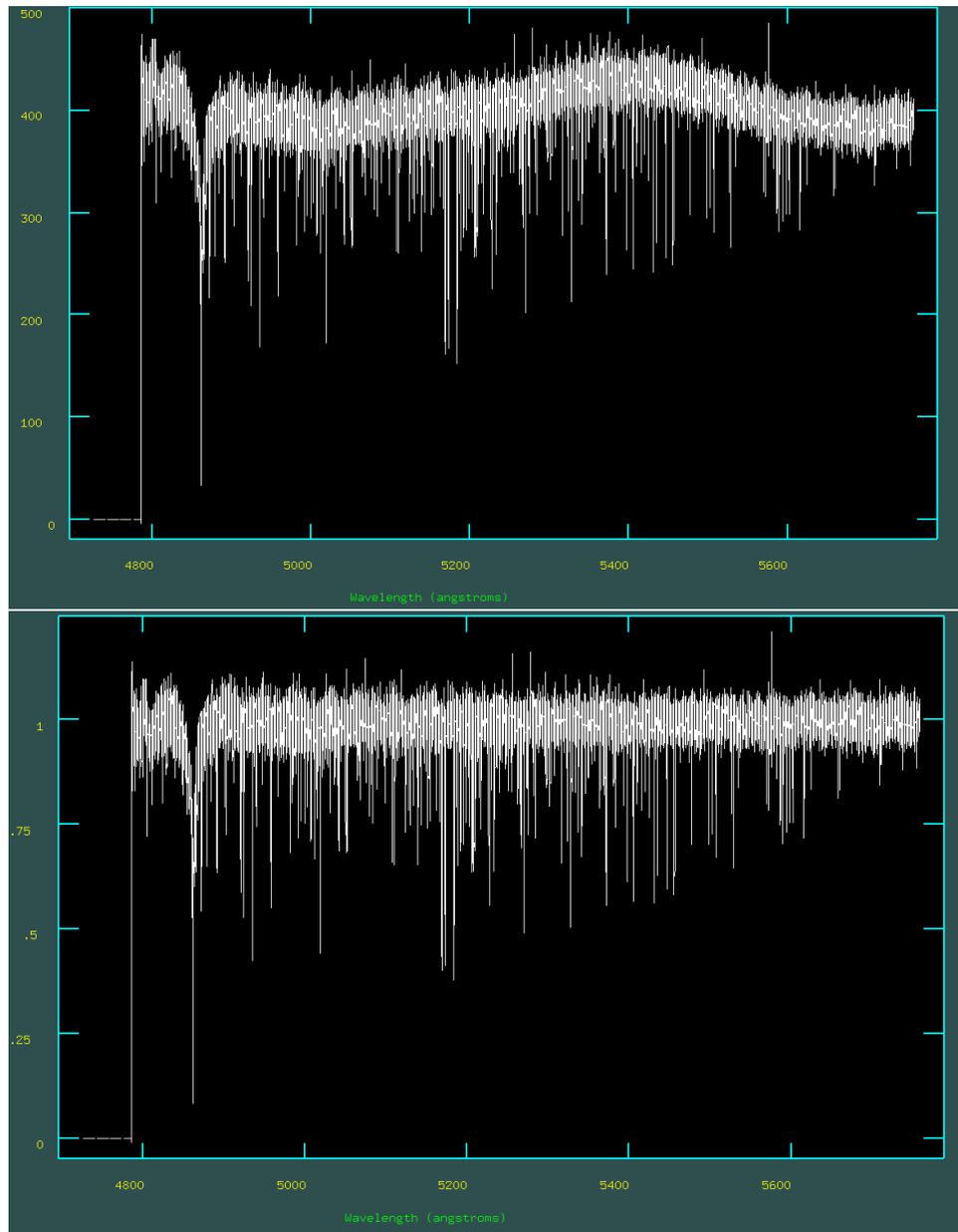
dove  $F_c$  è il flusso relativo al continuo e  $F_\lambda$  quello della riga.

In questo lavoro, l'EW è stata misurata con il codice **DAOSPEC** (Stetson and Pancino, 2008) lanciato automaticamente tramite il pacchetto **4DAO** (Mucciarelli, 2013). DAOSPEC identifica le righe in assorbimento dello spettro dato in input, normalizza lo spettro utilizzando un polinomio di Legendre di grado specificato dall'utente e, tramite un processo iterativo, misura l'EW e la RV di tutte le righe identificate tra quelle presenti in un file dato in input, il quale contiene la lista delle righe da analizzare. Per la misura di EW, DAOSPEC adotta una funzione gaussiana per il fit delle singole righe e usa per tutte la stessa larghezza a metà altezza (o Full Width at Half Maximum, FWHM).

Il pacchetto 4DAO consente di eseguire l'analisi di DAOSPEC a cascata su un grande campione di spettri dato in input; inoltre, fornisce strumenti grafici utili per valutare visivamente la qualità del fit gaussiano eseguito su ogni singola riga spettrale e produce spettri finali normalizzati e a RV nulla. In Figura 3.4 è mostrato l'esempio di uno spettro prima e dopo la normalizzazione e la correzione in RV.

Oltre al file con gli spettri da analizzare e a quello contenente la lista di righe, è necessario dare in input altri importanti parametri fra cui l'ordine del polinomio di Legendre, un valore iniziale di FWHM (dato in pixel), un intervallo di valori (minimo e massimo) in cui ricercare la RV e, inoltre, è possibile fissare o far stimare iterativamente al programma il valore di FWHM.

L'analisi di DAOSPEC inizia con un primo fit polinomiale del continuo, eseguito utilizzando l'ordine del polinomio di Legendre scelto dall'utente, e con una prima identificazione delle righe, che viene effettuata utilizzando come FWHM iniziale il valore specificato in input. Segue un ciclo iterativo che esegue la sottrazione delle righe identificate e ridefinisce il continuo, alla fine viene ricavata una migliore stima di FWHM e il continuo viene normalizzato.



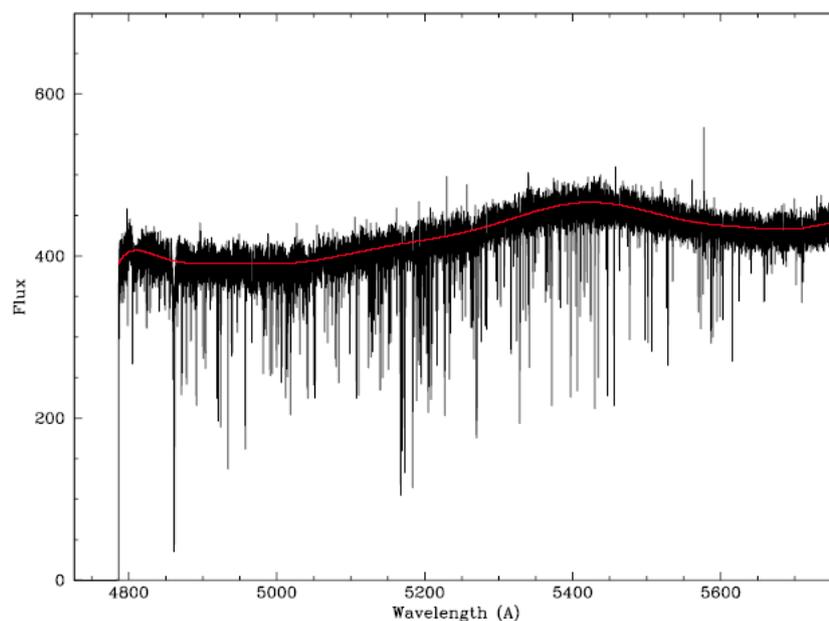
**Figura 3.4:** Spettro UVES (lower chip) per la stella #84010 del campione di candidate E-BSS. Nel pannello in alto è mostrato lo spettro non normalizzato e non corretto per la RV. Il pannello in basso mostra lo spettro della stessa stelle normalizzato e corretto per la RV da DAOSPEC.

La sottrazione delle righe viene effettuata mediante il fit gaussiano, pertanto le righe nel regime di smorzamento della curva di crescita (vedi sezione 3.3.3) vengono scartate perché hanno un profilo dominato dalle ali. Mentre, il continuo viene stimato dallo spettro dei residui, questo è un passaggio molto importante perché il valore di EW viene calcolato rispetto a questo continuo.

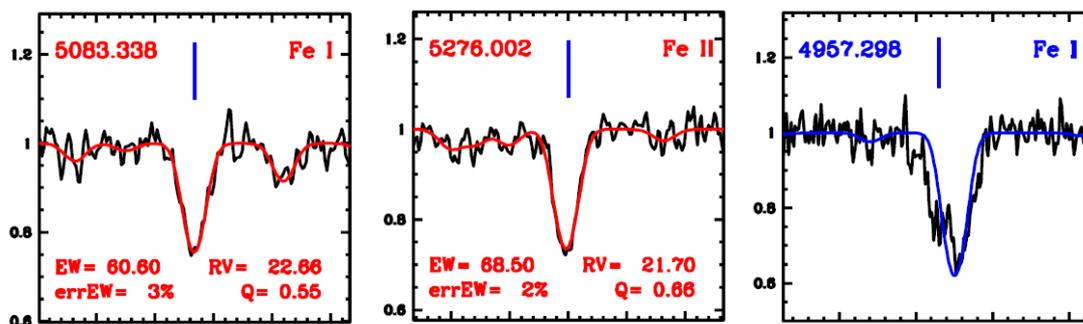
Il ciclo si interrompe quando il valore di FWHM converge o si raggiunge il numero massimo di iterazioni (impostato dall'utente). Ad ogni iterazione viene ottimizzato anche il valore medio di RV stimato dalla cross-correlazione tra le righe identificate e quelle presenti nella lista data in input.

Come risultato si ottiene la stima finale di FWHM (espressa in pixel), il valore di RV (in km/s), ottenuto come media delle velocità radiali ricavate delle singole righe, e il valore di EW (espresso in mÅ) di ogni riga. Inoltre, DAOSPEC associa alla misura di RV un errore stimato dalla dispersione ( $\sigma$ ) e dal numero di righe ( $N$ ) come  $\sigma/\sqrt{N-1}$ , e per ogni riga fornisce un parametro di qualità  $Q$  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 ricavato considerando l'intero spettro.

Per ogni spettro analizzato, come file di output vengono prodotti: lo spettro normalizzato e corretto per la RV, il file contenente tutte le informazioni sulle righe identificate e sulle misure di EW, il quale verrà utilizzato come input per il successivo calcolo delle abbondanze, e un file che include diversi grafici, fra cui il fit del continuo ottenuto da DAOSPEC, il fit di ogni singola riga e diversi plot che riguardano l'andamento della RV e dell'errore sull'EW. Degli esempi di alcuni di questi output grafici sono mostrati in Figura 3.5 e 3.6. Inoltre, 4DAO produce un file riassuntivo di tutti i parametri ricavati da 4DAO per ogni spettro: FWHM finale (in pixel), RV media (in km/s) con la sua dispersione, numero di righe identificate, flusso residuo (in percentuale).



**Figura 3.5:** Esempio del fit polinomiale eseguito da DAOSPEC sullo spettro di una delle stelle candidate E-BSS.



**Figura 3.6:** Tre esempi di fit gaussiano eseguito da DAOSPEC. Il pannello a sinistra e quello centrale, in cui il fit e i parametri sono rappresentati in rosso, mostrano due esempi di righe che sono state correttamente identificate ed utilizzate per il calcolo delle abbondanze; in questi casi nei pannelli sono riportati la lunghezza d'onda, la specie chimica, il valore di EW ricavato e il suo errore in percentuale, la stima di RV ottenuta dalla riga e il valore del parametro Q. Il pannello a destra, al contrario, è un esempio di riga non identificata; in questi casi è indicato in blu il fit gaussiano.

### 3.3.3 Calcolo delle abbondanze chimiche

Le abbondanze degli elementi chimici vengono ricavate col metodo delle EW. La relazione tra l'EW di una riga e l'abbondanza dell'elemento che l'ha prodotta è descritta dalla curva di crescita. Quest'ultima rappresenta l'andamento, in scala logaritmica, tra la larghezza equivalente della riga e il numero di atomi assorbitori espresso come densità di colonna ( $N_a$ ).

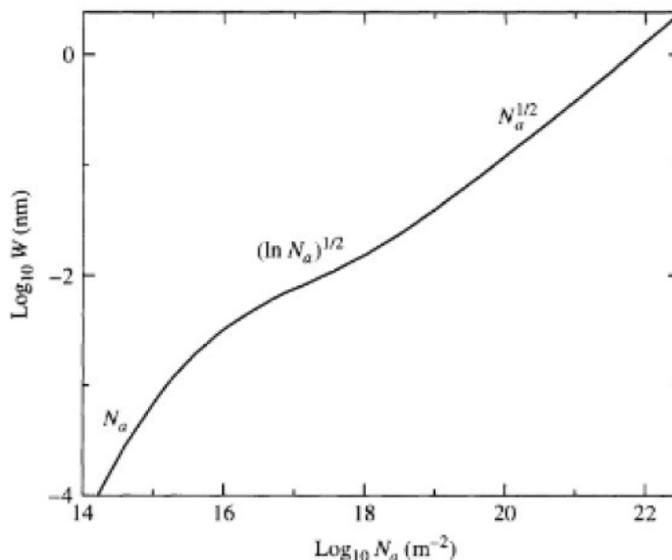
Coma mostrato in Figura 3.7, la relazione tra l'EW e l'abbondanza dell'elemento che genera la riga presenta tre regimi:

1. regime lineare, in cui l'EW aumenta linearmente con l'abbondanza ( $EW \propto N_a$ ); in questa fase domina il contributo della zona centrale (*core*) della riga.
2. regime piatto, corrisponde alla saturazione della riga; l'EW cresce molto lentamente ( $EW \propto \sqrt{\log N_a}$ ) perché il core inizia a saturare, mentre, il contributo delle ali è ancora trascurabile.
3. regime di smorzamento, l'EW risente del contributo delle ali e la relazione diventa  $EW \propto \sqrt{N_a}$ ; a causa dell'allargamento delle ali, queste righe non sono più approssimate da un profilo gaussiano ma lorenziano.

La misura delle abbondanze chimiche si basa sul confronto tra l'EW calcolata da DAOSPEC e una curva di crescita riprodotta a partire da un modello teorico. L'abbondanza della specie chimica della riga in esame viene variata finché l'EW teorica, predetta sulla base del modello di atmosfera, non coincide con quella osservata.

### 3.3.4 GALA

In questo studio, le abbondanze di ferro e titanio sono state derivate con il codice **GALA** (Mucciarelli et al., 2013). GALA calcola in modo automatico l'abbondanza di singole specie chimiche usando il classico metodo del confronto tra le EW misurate dalle righe spettrali e quelle ricavate da un modello teorico; in particolare, GALA adotta modelli atmosferici ATLAS9. Inoltre, deriva alcuni parametri atmosferici (temperatura,



**Figura 3.7:** Curva di crescita della larghezza equivalente. Si distinguono tre andamenti: inizialmente l'EW aumenta linearmente con il numero di atomi assorbitori, segue un andamento in cui l'EW cresce molto lentamente che corrisponde alla fase di saturazione della riga, infine, ricominciare a crescere con l'allargamento delle ali.

gravità superficiale, velocità di microturbolenza e metallicità globale) utilizzando indicatori spettroscopici sensibili ad ognuno dei parametri in questione. Il codice ricerca il miglior modello di atmosfera ottimizzando temperatura, gravità superficiale, velocità di microturbolenza e metallicità globale; inoltre, esegue un calcolo accurato degli errori interni per ogni parametro atmosferico e abbondanza, e fornisce grafici e quantità statistiche che permettono all'utente di valutare la qualità della soluzione finale.

Per quanto riguarda il calcolo dell'abbondanza, GALA seleziona le righe nel regime lineare della curva di crescita in base al valore di EW dato in input. Per le righe selezionate, confronta l'EW misurata con quella teorica della riga variando l'abbondanza finché i due valori non convergono all'interno di un intervallo prestabilito. Il profilo di riga teorico è calcolato trascurando il contributo delle righe vicine, quindi, è fondamentale che le righe da analizzare siano state selezionate accuratamente, prestando particolare attenzione ai blending.

La scelta del miglior modello di atmosfera prevede il calcolo dei parametri atmosferici, i

quali possono essere ottenuti spettroscopicamente sfruttando le misure di EW delle righe metalliche; in particolare, temperatura, gravità superficiale, velocità di microturbolenza e metallicità globale sono determinati come segue.

1. La temperatura efficace viene ricavata imponendo l'equilibrio di eccitazione, il quale richiede che non vi sia alcuna correlazione tra l'abbondanza e il potenziale di eccitazione ( $\chi$ ) delle righe di ferro neutro. Dato che il numero di elettroni che popolano ogni livello energetico è principalmente funzione di  $T_{\text{eff}}$ , secondo l'equazione di Boltzmann, se si assume una  $T_{\text{eff}}$  troppo grande, rispetto al valore reale, si introduce un'anticorrelazione tra l'abbondanza di FeI e  $\chi$ , al contrario, se è troppo bassa si avrà una correlazione positiva.
2. Il valore di gravità superficiale è derivato col metodo dell'equilibrio di ionizzazione, il quale impone che, per una data specie chimica, righe di diversa ionizzazione (ad esempio FeI e FeII) forniscano in media la stessa abbondanza. La gravità è una misura diretta della pressione della fotosfera, quindi, variazioni del  $\log g$  comportano variazioni nelle righe ionizzate (più sensibili alla pressione elettronica), mentre, quelle neutre risultano insensibili a questo parametro. Questo metodo sfrutta le equazioni di Boltzmann e Saha, per la popolazione dei livelli elettronici, assumendo la condizione ideale di equilibrio termodinamico locale (LTE). La deviazione dall'assunzione di LTE (che interessa soprattutto le stelle metal-poor, molto calde e/o a bassa gravità superficiale) colpisce principalmente le righe neutre abbassandone l'abbondanza; pertanto, gli effetti del non-LTE (NLTE) possono alterare il valore di  $\log g$  derivato imponendo l'uguaglianza tra le abbondanze da righe neutre e ionizzate. In condizioni di LTE, se la differenza tra l'abbondanza da righe neutre e ionizzate è positiva significa che la gravità superficiale è stata sottostimata, al contrario, il valore di  $\log g$  è troppo alto se la differenza è negativa.
3. La velocità di microturbolenza rappresenta un allargamento aggiuntivo della riga che tiene conto di effetti non termici, come la convezione, che i modelli di atmosfera non riescono a descrivere in maniera corretta. Viene calcolata dall'ipotesi che non ci sia correlazione tra l'abbondanza di ferro e la profondità delle righe. Le righe più forti (localizzate nella parte piatta della curva di crescita) sono quelle che risentono

maggiormente degli effetti di  $v_t$ , invece, le righe deboli (parte lineare della curva di crescita) sono più sensibili all'abbondanza.  $v_t$  viene determinata dalla pendenza della relazione tra l'abbondanza di ferro e l'EW ridotta<sup>2</sup> (EWR); la pendenza è nulla se il valore di  $v_t$  assunto è corretto, negativa se è troppo grande e positiva se, al contrario, è stato adottato un valore di  $v_t$  troppo piccolo.

4. Il valore di metallicità globale  $[M/H]$  viene calcolato sulla base dell'abbondanza media di ferro. Generalmente, il valore di  $[Fe/H]$  viene assunto come indicatore della metallicità globale perché possiede un gran numero di righe disponibili.

GALA permette all'utente di scegliere di eseguire un'ottimizzazione totalmente spettroscopica di tutti i parametri o di ottimizzarne solo alcuni, lasciando gli altri fissati ai rispettivi valori in input.

In caso di parametri atmosferici fissati, si adottano i valori ottenuti dai dati fotometrici e GALA calcola le abbondanze da ogni singola riga utilizzando il modello di atmosfera calcolato con ATLAS9 utilizzando i parametri forniti in input.

Nel caso totalmente spettroscopico, l'algoritmo ottimizza un parametro alla volta, partendo dal valore dato in input e verificando continuamente se il nuovo valore migliora il modello. Come primo step viene stimata l'abbondanza da ogni riga spettrale usando i parametri dati in input e, eventualmente, la metallicità globale del modello viene riaggiustata in base al valore medio di abbondanza di ferro trovato. Dopo questo passaggio, il programma ottimizza la temperatura; il valore iniziale di  $T_{\text{eff}}$  viene variato fino a quando il coefficiente angolare della relazione tra l'abbondanza di ferro e il potenziale di eccitazione non sia confrontabile con zero. In seguito, GALA assume il nuovo valore di  $T_{\text{eff}}$  per ottimizzare la velocità di microturbolenza che, come prima, viene fissata quando la pendenza della relazione tra l'abbondanza di ferro e l'EW ridotta è consistente con zero. In fine, adottando i nuovi valori di  $T_{\text{eff}}$  e  $v_t$ , viene ricercato il valore di  $\log g$  che annulla la differenza tra l'abbondanza media ricavata da FeI e FeII. Quando tutti i parametri atmosferici sono stati determinati, viene ricavata l'abbondanza di tutti gli elementi per i quali è stata fornita la misura di EW.

GALA, inoltre, dispone di diverse opzioni per ottimizzare la gravità. Infatti, oltre alla

---

<sup>2</sup> L'EW ridotta è definita come  $EWR = \log(EW/\lambda)$ .

normale ottimizzazione spettroscopica (descritta sopra), offre la possibilità di calcolare il  $\log g$  dall'equazione di Stefan-Boltzman. Con questo metodo la temperatura viene ottimizzata spettroscopicamente, mentre, la gravità viene ricalcolata ad ogni iterazione dall'equazione di Stefan-Boltzman utilizzando il nuovo valore di  $T_{\text{eff}}$ . Questo metodo offre il vantaggio di slegare il calcolo della gravità superficiale dall'abbondanza di FeII, quindi, è utile nei casi in cui si hanno a disposizione poche o nessuna riga di ferro ionizzato, o nei casi in cui la determinazione spettroscopica di  $\log g$  potrebbe essere affetta da altri effetti (come possibili deviazioni dalla condizione di LTE).

I principali file da fornire in input a GALA sono la lista di stelle da analizzare e dei rispettivi parametri atmosferici iniziali ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $[M/H]$ ,  $v_t$ ) e un file per ogni stella con la lista delle righe selezionate (precedente con DAOSPEC), delle loro EW e dei loro parametri atomici. Inoltre, settando un opportuno parametro, è possibile scegliere un modello di atmosfera ATLAS9 con composizione chimica  $\alpha$ -enhanced.

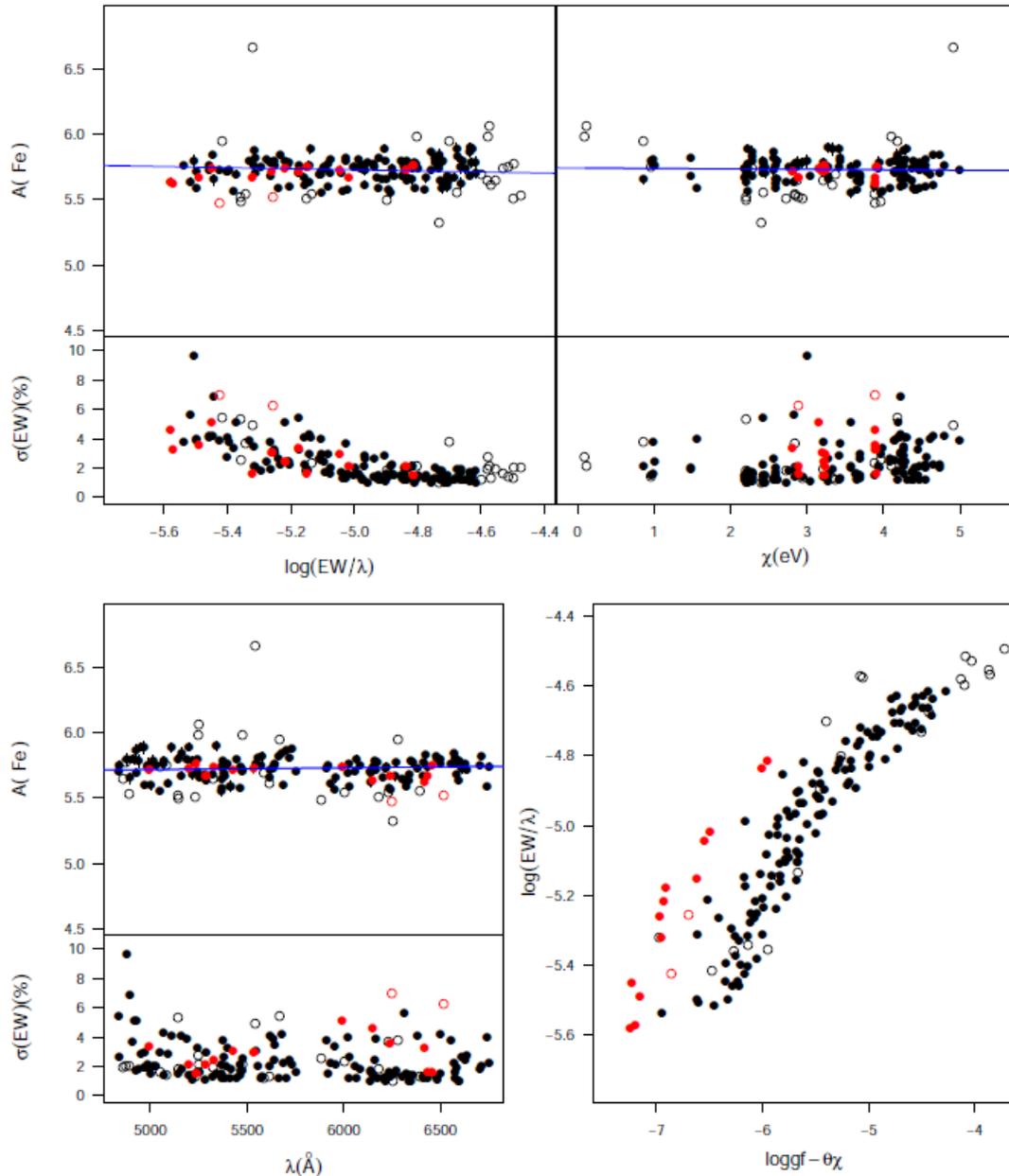
Infine, un ulteriore file include i parametri base da configurare per impostare il tipo di analisi che si desidera effettuare con GALA. Scegliendo opportunamente i parametri presenti nel file, si sceglie se fissare o ottimizzare i parametri atmosferici e, in tal caso, anche il tipo di ottimizzazione per  $\log g$ . In aggiunta, è possibile abilitare il calcolo delle incertezze sulle abbondanze chimiche, dovute all'effetto dei singoli parametri atmosferici. Infatti, GALA permette di valutare l'incidenza che ogni parametro ha, singolarmente, sul valore di abbondanza, calcolando la variazione di quest'ultimo al variare (di una quantità impostata dall'utente) dei valori dei parametri atmosferici, separatamente. Inoltre, l'utente può impostare, tramite opportuni parametri, i valori dei limiti di EWR (minimo e massimo) e dell'errore percentuale sull'EW in base ai quali il programma selezionerà le righe da utilizzare per l'analisi delle abbondanze. Questo permette di escludere righe troppo deboli o troppo forti, infatti, quelle deboli possono essere affette dal rumore, mentre, quelle forti, vicine alla saturazione, sono molto sensibili alla velocità di micro-turbolenza ma poco sensibili all'abbondanza.

Per ogni stella analizzata, GALA crea tre file di output: il primo contiene le slope delle relazioni trovate per ricavare i parametri atmosferici e le relative incertezze, i valori dei parametri atmosferici, le abbondanze medie calcolate e la loro dispersione, e eventualmente gli errori sulle abbondanze dovuti ai parametri atmosferici; il secondo include le

principali informazioni sulle transizioni di ogni singola riga; infine, un file in cui vengono mostrati graficamente i principali risultati. Un esempio di quest'ultimo output è mostrato in Figura 3.8. I primi tre pannelli mostrano l'andamento dell'abbondanza dell'elemento selezionato in funzione dell'EWR, del potenziale di eccitazione e della lunghezza d'onda; il pannello piccolo in basso nel primo grafico rappresenta l'errore sull'EW (in percentuale) in funzione di EWR, mentre, le linee blu indicano il best-fit lineare ottenuto per le tre relazioni. L'ultimo grafico mostra la curva di crescita ottenuta rappresentando l'EWR come funzione dell'EW teorica <sup>3</sup>. In ogni pannello, i cerchi neri sono le righe nello stato neutro, quelli rossi le righe dello stesso elemento nel primo stato ionizzato e i cerchi vuoti le righe scartate durante l'analisi.

---

<sup>3</sup>Definita come  $EWT = \log gf - \theta \chi$ , dove  $\log gf$  è la forza dell'oscillatore e  $\theta = \frac{5040}{T_{eff}}$  eV<sup>-1</sup>.



**Figura 3.8:** Esempio di output grafico di GALA. Il pannello in alto a sinistra mostra l'andamento dell'abbondanza di ferro in funzione dell'EW (il pannello piccolo mostra l'errore sull'EW in funzione dell'EW). I pannelli in alto a destra e in basso a sinistra mostrano l'andamento dell'abbondanza in funzione di  $\chi$  e della lunghezza d'onda, rispettivamente. Il pannello in basso a destra rappresenta la curva di crescita empirica. In ogni plot i punti pieni sono le righe utilizzate per l'analisi, quelli vuoti le righe scartate. In particolare, i punti neri indicano le righe di FeI e quelli rossi le righe di FeII. La righe blu rappresentano il best-fit lineare.

### 3.3.5 Analisi degli spettri di M80

In questo studio, l'analisi chimica dei target è stata eseguita vincolando  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  con due differenti approcci: fissando entrambi i parametri ai valori fotometrici, ricavati come descritto in Sezione 3.1 ed elencati in Tabella 3.1 - 3.3 - 3.2, e utilizzando il metodo ibrido, in cui  $T_{\text{eff}}$  viene derivata spettroscopicamente e  $\log g$  dall'equazione di Stefan-Boltzman. Per quanto riguarda gli altri due parametri,  $v_t$  è stata sempre ottimizzata spettroscopicamente, mentre, la metallicità globale è stata fissata a  $[M/H] = -1.8$  dex. In questo caso, non è stato utilizzato il metodo totalmente spettroscopico perché lo scopo del lavoro è di evidenziare delle eventuali differenze tra l'abbondanza ricavata da righe di FeI e FeII, dalle quali è possibile dedurre possibili masse stellari elevate, come previsto nel caso di E-BSS (si veda Ferraro et al. 2016). Infatti, l'approccio spettroscopico deriva la gravità imponendo l'equilibrio di ionizzazione forzando l'abbondanza di FeII a coincidere con quella di FeI, in questo modo delle eventuali differenze tra le due abbondanze non verrebbero rilevate.

Di conseguenza, è stato necessario vincolare la gravità superficiale con metodi non spettroscopici. Per questo motivo, l'analisi chimica è stata eseguita sia fissando  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  ai valori fotometrici che con l'approccio ibrido. Infatti, diversamente della gravità, si suppone che la stima spettroscopica della temperatura sia attendibile, quindi, è stato ritenuto lecito utilizzare anche il metodo ibrido, il quale deriva spettroscopicamente la temperatura e, soprattutto, ha il vantaggio di ricavare la gravità senza passare per l'equilibrio di ionizzazione.

Quello fotometrico e quello ibrido sono due metodi alternativi ed indipendenti per ricavare  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ ; entrambi i metodi presentano limiti ed incertezze diversi, pertanto, confrontare i risultati dell'analisi chimica ottenuta con i due differenti approcci consente di ricavare informazioni sulla validità dei due metodi e di valutare la qualità delle rispettive stime dei parametri atmosferici.

Nel caso trattato, si dispone di spettri ad alta risoluzione e di una buona fotometria, per cui, ci si aspetta che i due metodi utilizzati per il calcolo delle abbondanze forniscano dei risultati che siano tra loro consistenti entro le incertezze.

Infine, per ogni stella analizzata, una volta calcolate le abbondanze e controllati i risultati grafici, sono stati corretti i valori dei limiti di EWR, impostati in input, in base all'an-

damento delle singole righe mostrato nel primo pannello dell'output grafico di GALA (Figura 3.8). Infatti, si cerca di scartare le righe che si discostano troppo dalla relazione trovata tra l'abbondanza e l'EWR. Una volta settati i nuovi limiti, l'analisi è stata ripetuta. Inoltre, si è deciso di scartare anche le righe con un errore sulla misura di EW maggiore del 15%.

# Capitolo 4

## Risultati e Conclusioni

### 4.1 Abbondanze chimiche

In questa sezione verranno presentati i risultati dell'analisi chimica eseguita su tutti i target, candidate E-BSS e stelle di RGB. Come visto nella sezione precedente, il calcolo delle abbondanze è stato effettuato utilizzando due differenti approcci: metodo fotometrico e metodo ibrido. I risultati dei due approcci saranno prima presentati separatamente e poi messi a confronto.

Le abbondanze calcolate da GALA per una generica specie chimica  $X$ , sono espresse come il numero di atomi della specie  $X$  ( $N_X$ ) rispetto al numero di atomi di idrogeno ( $N_H$ ):

$$A(X) = \log \frac{N_X}{N_H} + 12 \quad (4.1)$$

Quindi con  $A(\text{Fe})$  e  $A(\text{Ti})$  verranno indicate rispettivamente le abbondanza di ferro e titanio secondo la 4.1. In questo lavoro le abbondanze di ferro saranno riportate in unità solari con la classica notazione data dalla relazione:

$$\left[ \frac{\text{Fe}}{\text{H}} \right] = A(\text{Fe})_{star} - A(\text{Fe})_{\odot} \quad (4.2)$$

dove  $A(\text{Fe})_{\odot} = 7.50$ , fornito da Grevesse and Sauval (1998).

Le abbondanze di titanio verranno riportate come  $\left[\frac{\text{Ti}}{\text{Fe}}\right]$  secondo la relazione:

$$\left[\frac{\text{Ti}}{\text{Fe}}\right] = \left[\frac{\text{Ti}}{\text{H}}\right] - \left[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}\right] = A(\text{Ti})_{star} - A(\text{Ti})_{\odot} - A(\text{Fe})_{star} + A(\text{Fe})_{\odot} \quad (4.3)$$

con  $A(\text{Ti})_{\odot} = 5.02$ .

Gli errori sulle abbondanze sono stati determinati come somma in quadratura dell'errore sull'abbondanza media fornito da GALA  $\sigma/\sqrt{N}$  (con  $\sigma$  dispersione tra le abbondanze ottenute dalle diverse righe della stessa specie, e  $N$  numero di righe) e degli errori dovuti all'effetto dei singoli parametri atmosferici, assumendo delle variazioni di  $T_{\text{eff}} = \pm 50$  K,  $\log g = \pm 0.1$  dex,  $v_t = \pm 0.1$  km/s e  $[\text{M}/\text{H}] = \pm 0.1$  dex.

## 4.2 Risultati del metodo fotometrico

Per questo metodo i parametri atmosferici  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  sono stati fissati ai valori ricavati dalla fotometria, riportati in Tabella 3.1 e 3.3 per le candidate E-BSS e in Tabella 3.2 per le stelle di RGB. Ricordiamo che  $v_t$  è stata sempre ottimizzata spettroscopicamente e la metallicità del modello di atmosfera fissata a  $[\text{M}/\text{H}] = -1.8$  dex.

Presentiamo per primi i risultati delle stelle di RGB che verranno utilizzate come riferimento per le abbondanze chimiche di Fe e Ti dell'ammasso e dopo quelli relativi alle candidate E-BSS.

### 4.2.1 RGB

Quello che ci aspettiamo di trovare per le stelle di RGB è un'abbondanza di FeI consistente con quella di FeII e slope tra FeI e  $\chi$  consistenti con zero (indicazione che le temperature fotometriche e spettroscopiche sono consistenti tra loro).

In tabella 4.1 sono elencati i valori di abbondanza di ferro ricavati da righe di FeI e FeII, le relative incertezze e, infine, il valore della differenza tra le due abbondanze ( $[\text{FeI}] - [\text{FeII}]$ ). Lo stesso è riportato in Tabella 4.2 per il titanio.

ID	[FeI/H] (dex)	$\sigma$ (dex)	[FeII/H] (dex)	$\sigma$ (dex)	$\Delta\text{Fe}$ (dex)
13475	-1.80	0.06	-1.76	0.07	-0.04
13987	-1.77	0.07	-1.76	0.07	-0.01
14148*	-1.87	0.07	-1.76	0.06	-0.11
14656	-1.76	0.07	-1.82	0.07	0.06
15308	-1.74	0.06	-1.82	0.07	0.08
16271	-1.77	0.06	-1.80	0.07	0.03
17085*	-1.85	0.07	-1.76	0.06	-0.08
17491*	-1.77	0.07	-1.77	0.06	0.00
17874	-1.80	0.05	-1.82	0.08	0.02
17886	-1.77	0.05	-1.82	0.08	0.06
17897	-1.82	0.05	-1.80	0.09	-0.02
17987*	-1.83	0.07	-1.77	0.06	-0.06
18071*	-1.85	0.07	-1.81	0.06	-0.04
18992	-1.72	0.06	-1.79	0.08	0.07

**Tabella 4.1:** [FeI/H], [FeII/H] e le rispettive incertezze per le stelle di RGB, con il simbolo \* sono indicate le AGB. Risultati ricavati da GALA con il il metodo fotometrico.

Le abbondanze di ferro ottenute per le diverse stelle di RGB sono consistenti tra loro, inoltre, il valore di [FeI/H] è consistente entro gli errori con quello di [FeII/H]. Il valore medio dell'abbondanza di Fe dalle righe neutre è [FeI/H] =  $-1.79 \pm 0.01$  dex con associata la sua dispersione  $\sigma_{\text{FeI}} = 0.04$  dex, mentre quello da righe di FeII è [FeII/H] =  $-1.79 \pm 0.01$  dex con  $\sigma_{\text{FeII}} = 0.02$  dex.

Questi valori, chiaramente consistenti tra loro, sono in accordo coi risultati dell'analisi di Carretta et al. (2015) effettuata sulle medesime stelle e che fornisce abbondanze medie di [FeI/H] =  $-1.79 \pm 0.01$  dex ( $\sigma_{\text{FeII}} = 0.02$  dex) e [FeII/H] =  $-1.79 \pm 0.01$  dex ( $\sigma_{\text{FeII}} = 0.02$  dex).

Tra i 5 target le cui posizioni nel CMD (Figura 2.4) sono compatibili con quelle di possibili AGB, solo per due (#14148 e #17085) si trovano dei risultati a favore di tale ipotesi. Recenti studi (Ivans et al. 2001; Lapenna et al. 2014; Mucciarelli et al. 2015; Mucciarelli et al. 2019) hanno trovato che nelle stelle di AGB esiste una discrepanza tra [FeI/H] e [FeII/H] non osservata nelle stelle di RGB. I due target in questione, infatti, mostrano

ID	[TiI/Fe] (dex)	$\sigma$ (dex)	[TiII/Fe] (dex)	$\sigma$ (dex)	$\Delta\text{Ti}$ (dex)
13475	0.10	0.05	0.34	0.05	-0.24
13987	0.10	0.05	0.40	0.05	-0.30
14148*	0.08	0.04	0.34	0.04	-0.26
14656	0.20	0.04	0.32	0.04	-0.12
15308	0.16	0.05	0.39	0.04	-0.23
16271	0.10	0.05	0.34	0.05	-0.24
17085*	0.08	0.04	0.30	0.04	-0.22
17491*	0.11	0.04	0.31	0.05	-0.20
17874	0.18	0.07	0.31	0.05	-0.13
17886	0.19	0.07	0.36	0.05	-0.17
17897	0.15	0.07	0.32	0.05	-0.17
17987*	0.09	0.04	0.27	0.04	-0.18
18071*	0.08	0.03	0.35	0.05	-0.27
18992	0.16	0.06	0.38	0.06	-0.22

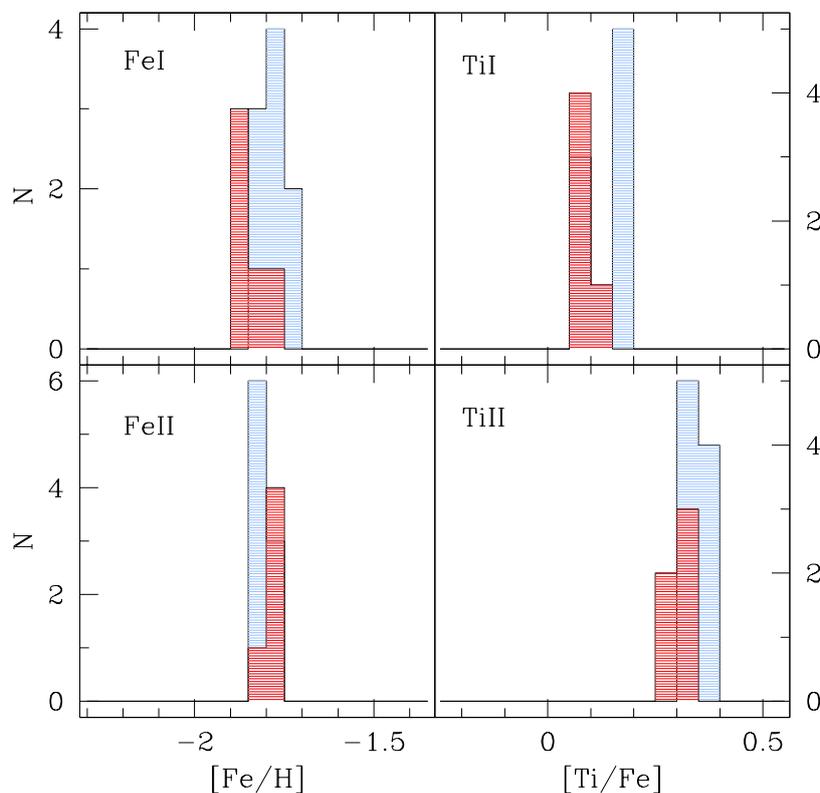
**Tabella 4.2:** [TiI/Fe], [TiII/Fe] e le rispettive incertezze per le stelle di RGB, con il simbolo \* sono indicate le AGB. Risultati ottenuti da GALA col metodo fotometrico.

un'abbondanza di FeI più bassa di  $\sim 0.1$  dex rispetto a quella di FeII.

Per quanto riguarda l'abbondanza di titanio, i risultati mostrano un andamento diverso: il valore di [TiI/Fe] è sistematicamente più basso di  $\sim 0.2$  dex rispetto a quello di [TiII/Fe], per tutti i target. I valori medi ottenuti sono [TiI/Fe] =  $0.13 \pm 0.01$  dex con  $\sigma_{\text{TiI}} = 0.04$  dex, e [TiII/Fe] =  $0.34 \pm 0.01$  dex con  $\sigma_{\text{TiII}} = 0.04$  dex. È da notare che in questo caso le righe di TiII forniscono un risultato consistente con le abbondanze di elementi alpha usualmente misurate negli ammassi globulari Galattici, cioè rapporti di abbondanza dell'ordine di  $+0.3/ +0.4$  dex.

I risultati appena descritti sono mostrati graficamente negli istogrammi in Figura 4.1, in cui vengono rappresentate le distribuzioni di [FeI/H], [FeII/H], [TiI/Fe] e [TiII/Fe]. In questi plot le distribuzioni delle abbondanze ricavate per le AGB sono rappresentate in rosso, mentre in blu quelle delle RGB. Nei pannelli a destra è evidente la differenza tra le abbondanze di TiI (pannello in alto a destra) e TiII (pannello in basso a destra). Nel pannello con la distribuzione di FeI (in alto a sinistra) le AGB (in rosso) si distinguono

per il valore di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  più basso del picco della distribuzione, mentre, per gli altri target la distribuzione di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  coincide con quella di  $[\text{FeII}/\text{H}]$  (pannello in basso a sinistra).



**Figura 4.1:** Distribuzione delle abbondanze di ferro e titanio ottenute per le stelle di RGB (in blu) e di AGB in rosso (in rosso) con il metodo fotometrico. Pannelli a sinistra: in alto la distribuzione di  $[\text{FeI}/\text{H}]$ , in basso quella di  $[\text{FeII}/\text{H}]$ . Pannelli a destra: in alto distribuzione di  $[\text{TiI}/\text{Fe}]$ , in basso quella di  $[\text{TiII}/\text{Fe}]$ .

### 4.2.2 Candidate E-BSS

Presentiamo ora i risultati del calcolo dell'abbondanza con il metodo fotometrico per le stelle candidate E-BSS.

Come prima, riportiamo in Tabella 4.3 e 4.4 i valori di abbondanza, rispettivamente di ferro e titanio ricavati da righe neutre e ionizzate.

ID	[FeI/H] (dex)	$\sigma$ (dex)	[FeII/H] (dex)	$\sigma$ (dex)	$\Delta\text{Fe}$ (dex)
701278	-1.95	0.05	-1.81	0.05	-0.14
701663	-1.88	0.06	-1.87	0.04	-0.01
703318	-1.91	0.06	-1.79	0.04	-0.12
84010	-1.87	0.05	-1.81	0.05	-0.06
87505	-2.38	0.06	-1.83	0.09	-0.55
85010	-1.95	0.06	-1.79	0.04	-0.16
91632	-1.86	0.06	-1.82	0.04	-0.04
55217	-1.80	0.06	-1.71	0.04	-0.09
78320	-1.98	0.06	-1.82	0.04	-0.16
79897	-1.83	0.05	-1.77	0.05	-0.06
13121	-2.07	0.06	-1.88	0.04	-0.18
13137	-1.45	0.05	-1.70	0.04	0.25
13247	-1.54	0.04	-1.76	0.05	0.23

**Tabella 4.3:** [FeI/H], [FeII/H] e le rispettive incertezze per le stelle candidate E-BSS. Risultati ricavati da GALA con il metodo fotometrico.

Per quanto riguarda l'abbondanza di ferro, i valori medi delle di [FeI/H] e [FeII/H] ottenuti dalla 13 stelle analizzate, sono rispettivamente  $[\text{FeI}/\text{H}] = -1.89 \pm 0.06$  dex con  $\sigma_{\text{FeI}} = 0.23$  dex, e  $[\text{FeII}/\text{H}] = -1.80 \pm 0.02$  dex con  $\sigma_{\text{FeII}} = 0.06$  dex. Il valore di [FeI/H] è sottostimato per quasi tutti i target, al contrario quello di [FeII/H] è consistente entro gli errori con il valore di ferro ottenuto dal campione di RGB. Fanno eccezione due stelle, #13137 e #13247, per cui i risultati sono evidentemente errati; infatti, al contrario degli altri target, presentano un'abbondanza di FeI troppo alta, mentre quella di FeII è più consistente con il valore medio trovato per le stelle di RGB. In particolare, quelli in questione sono i target più caldi del campione di candidate E-BSS, che, presumibilmente, stanno attraversando la fase di HB (vedi CMD in Figura 2.3). I problemi presenti in questi due target sono evidenti anche nei plot di GALA, nel pannello a destra in Figura 4.2 è mostrata l'abbondanza di Fe in funzione del potenziale di eccitazione per il target #13137. È chiaramente evidente una slope negativa nella relazione tra i due parametri. Anche per le altre stelle del campione di E-BSS, i risultati di GALA mostrano una slope negativa tra abbondanza di FeI e  $\chi$  (pannello a sinistra in

ID	[TiI/Fe] (dex)	$\sigma$ (dex)	[TiII/Fe] (dex)	$\sigma$ (dex)	$\Delta$ Ti (dex)
701278	0.07	0.03	0.25	0.04	-0.18
701663	0.17	0.03	0.32	0.04	-0.16
703318	0.04	0.03	0.25	0.03	-0.21
84010	0.17	0.02	0.24	0.04	-0.07
87505	-0.31	0.04	-0.06	0.09	-0.25
85010	-0.04	0.03	0.22	0.04	-0.25
91632	0.15	0.02	0.28	0.04	-0.13
55217	0.11	0.03	0.17	0.05	-0.12
78320	0.01	0.03	0.13	0.03	-0.20
79897	0.02	0.03	0.22	0.04	-0.18
13121	0.14	0.03	0.32	0.04	-0.21
13137	0.62	0.03	0.38	0.06	0.24
13247	0.63	0.03	0.41	0.05	0.23

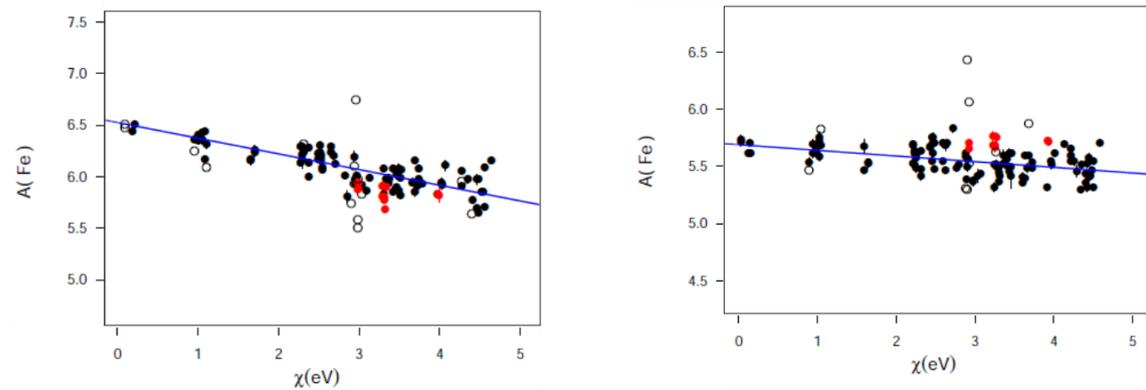
**Tabella 4.4:** [TiI/Fe], [TiII/Fe] e le rispettive incertezze per le stelle candidate E-BSS. Risultati ricavati da GALA con il metodo fotometrico.

Figura 4.2), anche se non marcata come per i target #13137 e #13247. Questo risultato indica che, probabilmente, il metodo fotometrico non riesce a soddisfare l'equilibrio di eccitazione per questo campione di stelle.

Risultati analoghi si ottengono per le abbondanze di titanio (Tabella 4.4). Anche in questo caso il valore di [TiI/Fe] è sottostimato rispetto a quello di [TiII/Fe], risultato trovato anche per le stelle di RGB. I valori medi di abbondanza sono [TiI/Fe] =  $0.13 \pm 0.07$  dex con  $\sigma_{\text{TiI}} = 0.25$  dex, e [TiII/Fe] =  $0.24 \pm 0.03$  dex con  $\sigma_{\text{TiII}} = 0.12$  dex. I target #13137 e #13247 mostrano lo stesso andamento riscontrato per l'abbondanza di ferro.

In Figura 4.3 sono mostrate le distribuzioni delle abbondanze di FeI, FeII, TiI e TiII ottenute per le stelle candidate E-BSS. È evidente la differenza tra l'abbondanza media ricavata da specie neutre (pannelli in alto) e quella ottenuta da righe ionizzate (pannelli in basso).

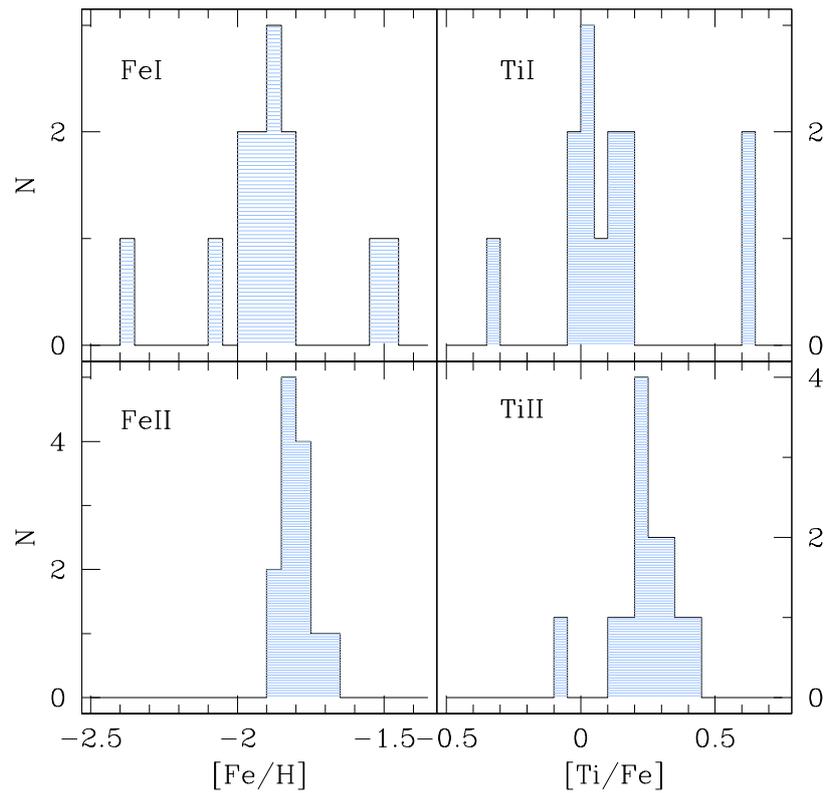
Come ulteriore risultato, in Figura 4.4 mostriamo le distribuzioni di [FeI/H] e [FeII/H] ottenute per le candidate E-BSS, a confronto con quelle delle stelle di RGB e di AGB (in rosso). Questi istogrammi mettono in evidenza il fatto che, mentre i valori di [FeII/H]



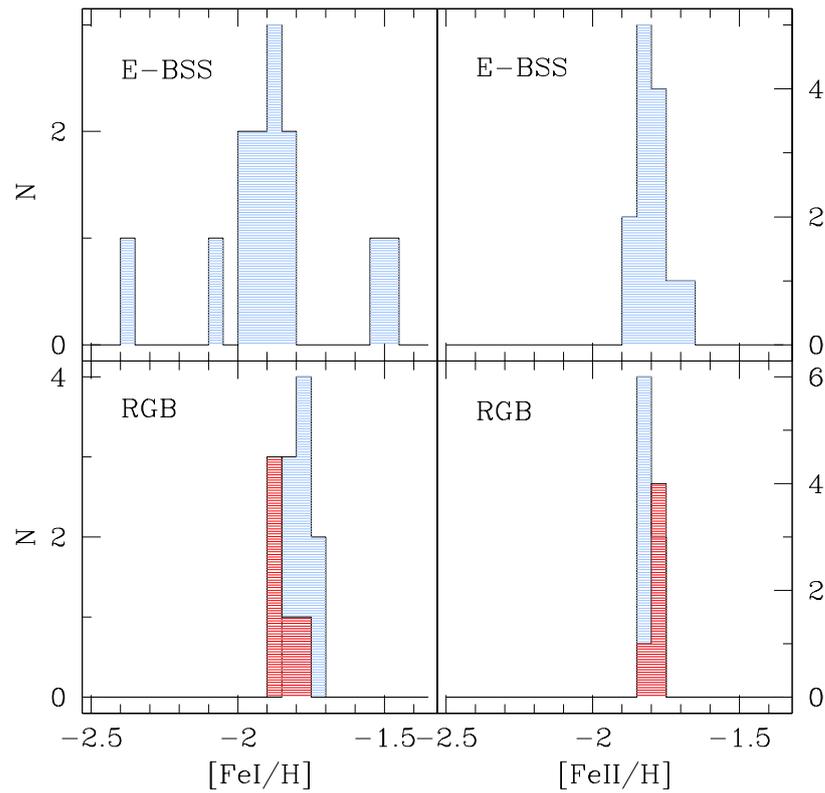
**Figura 4.2:** Abbondanza di ferro in funzione del potenziale di eccitazione per la stella #13137 (pannello a sinistra) e #78320 (pannello a destra). I cerchi neri sono le righe di FeI, quelli rossi di FeII, la riga blu è il fit lineare e i cerchi vuoti sono le righe scartate durante l'analisi.

sono consistenti tra candidate E-BSS ed RGB, al contrario, quelli di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  per le candidate E-BSS sono sottostimati di  $\sim 0.1$  dex rispetto al valore ottenuto per le stelle di RGB. Pertanto, nel caso delle E-BSS la stima di  $[\text{FeII}/\text{H}]$  è un tracciante più affidabile dell'abbondanza di ferro, rispetto a quella di  $[\text{FeI}/\text{H}]$ .

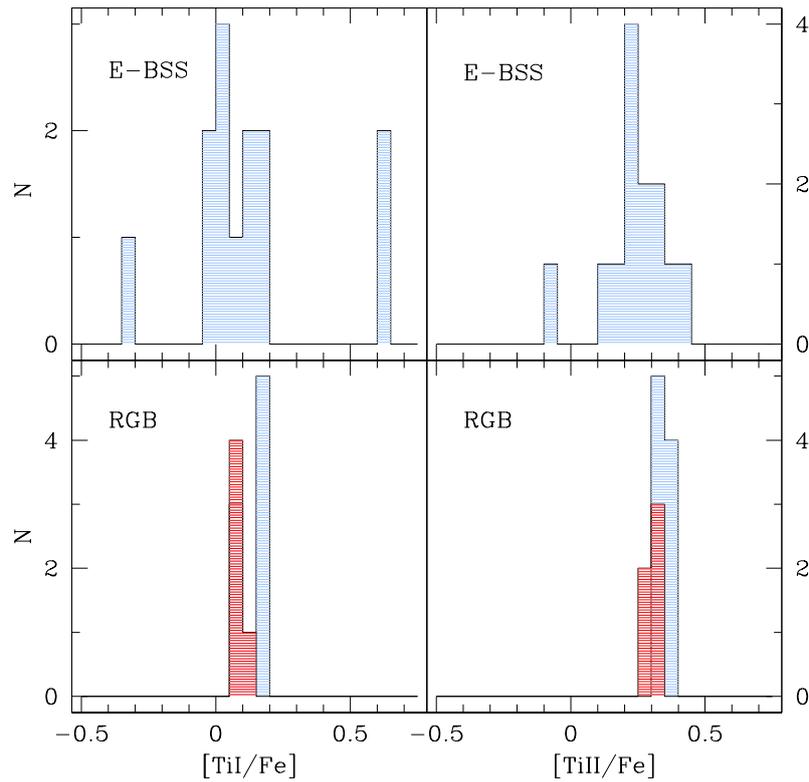
Lo stesso plot ma per le abbondanze di titanio è riportato in Figura 4.5. In questo caso, sia per le candidate E-BSS che per le stelle di RGB, si trova una sottostima del valore di  $[\text{TiI}/\text{Fe}]$ , e quindi anche per l'abbondanza di titanio l'unico tracciante affidabile è quello dato dalle righe ionizzate.



**Figura 4.3:** Distribuzione delle abbondanze di ferro e titanio ottenute per le candidate E-BSS con il metodo fotometrico. Pannelli a sinistra: in alto la distribuzione di  $[\text{FeI}/\text{H}]$ , in basso quella di  $[\text{FeII}/\text{H}]$ . Pannelli a destra: in alto distribuzione di  $[\text{TiI}/\text{Fe}]$ , in basso quella di  $[\text{TiII}/\text{Fe}]$ .



**Figura 4.4:** Distribuzione delle abbondanze di ferro ottenute col metodo fotometrico per E-BSS, RGB ed AGB. Nei pannelli in alto sono mostrate le distribuzioni di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  (a sinistra) e  $[\text{FeII}/\text{H}]$  (a destra) per le candidate E-BSS, a confronto con quelle delle RGB mostrate nei pannelli in basso. In rosso sono riportate le distribuzioni ottenute per le stelle di AGB. Le abbondanze di FeII sono in accordo nei due casi, mentre si nota una sottostima nel valore di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  per le E-BSS.



**Figura 4.5:** Distribuzione delle abbondanze di titanio ottenute col metodo fotometrico per E-BSS ed RGB. Confronto tra le distribuzioni delle abbondanze di titanio ( $[\text{TiI}/\text{Fe}]$  a sinistra e  $[\text{TiII}/\text{Fe}]$  a destra) dalle candidate E-BSS (pannelli in alto) e quelle delle RGB (pannelli in basso). In rosso sono rappresentate le stelle di AGB. Le abbondanze di TiI sono in entrambi i casi sottostimate rispetto al valore di  $[\text{TiII}/\text{Fe}]$ .

### 4.3 Risultati del metodo ibrido

Il metodo ibrido ottimizza spettroscopicamente il valore di temperatura imponendo l'equilibrio di eccitazione e calcola il valore di  $\log g$  attraverso l'equazione di Stefan-Boltzmann adottando il valore spettroscopico di  $T_{eff}$ . L'equilibrio di eccitazione annulla ogni correlazione tra l'abbondanza di FeI e il potenziale di eccitazione delle righe, pertanto, se col metodo fotometrico si trovavano delle slope non nulle nella relazione tra l'abbondanza e il potenziale di eccitazione, con questo approccio tutte le slope vengono appiattite. Anche in questo caso  $v_t$  è stata ottimizzata spettroscopicamente e la metallicità fissata a  $[M/H] = -1.8$  dex.

Seguendo la stessa linea dell'approccio fotometrico, presentiamo prima i risultati per le stelle di RGB e dopo quelli ottenuti per le candidate E-BSS.

#### 4.3.1 RGB

In Tabella 4.5 sono riportati i valori di  $[FeI/H]$  e  $[FeII/H]$  ricavati per le stelle di RGB, mentre in Tabella 4.6 quelli di  $[TiI/Fe]$  e  $[TiII/Fe]$ .

In questo caso la discrepanza tra  $[FeI/H]$  e  $[FeII/H]$  nelle stelle di AGB è molto più marcata che nel metodo fotometrico, mentre, per gli altri target le due stime continuano ad essere consistenti entro gli errori.

I valori medi sono  $[FeI/H] = -1.83 \pm 0.02$  dex con  $\sigma_{FeI} = 0.06$  dex e  $[FeII/H] = -1.76 \pm 0.01$  dex con  $\sigma_{FeII} = 0.05$  dex. Questi valori non sono perfettamente in accordo con quelli del metodo fotometrico perché il valore più basso di  $[FeI/H]$  ottenuto per le AGB fa abbassare l'abbondanza media. Escludendo questi 5 target (#14148, #17085, #17491, #17987 e #18071) e ripetendo il calcolo, si ottengono i seguenti valori  $[FeI/H] = -1.79 \pm 0.01$  dex con  $\sigma_{FeI} = 0.03$  dex e  $[FeII/H] = -1.77 \pm 0.02$  dex con  $\sigma_{FeII} = 0.05$  dex, chiaramente più consistenti tra loro e con le stime del metodo fotometrico. Mentre, le abbondanze medie per i soli 5 target di AGB sono  $[FeI/H] = -1.89 \pm 0.02$  dex con  $\sigma_{FeI} = 0.04$  dex e  $[FeII/H] = -1.76 \pm 0.02$  dex con  $\sigma_{FeII} = 0.05$  dex. Quindi, nelle AGB si trova una discrepanza tra  $[FeI/H]$  e  $[FeII/H]$  di  $\sim 0.13$  dex che le RGB non mostrano. Questa discrepanza tra le abbondanze da righe neutre e ionizzate osservata nelle AGB è ben

ID	[FeI/H] (dex)	$\sigma$ (dex)	[FeII/H] (dex)	$\sigma$ (dex)	$\Delta\text{Fe}$ (dex)
13475	-1.77	0.06	-1.81	0.07	0.04
13987	-1.77	0.07	-1.75	0.07	-0.02
14148*	-1.93	0.07	-1.72	0.06	-0.22
14656	-1.82	0.06	-1.78	0.07	-0.03
15308	-1.76	0.06	-1.85	0.07	0.09
16271	-1.77	0.06	-1.79	0.07	0.02
17085*	-1.91	0.07	-1.73	0.07	-0.18
17491*	-1.83	0.07	-1.73	0.07	-0.11
17874	-1.80	0.05	-1.72	0.10	-0.08
17886	-1.83	0.04	-1.71	0.10	-0.12
17897	-1.81	0.05	-1.78	0.09	-0.03
17987*	-1.88	0.07	-1.85	0.06	-0.03
18071*	-1.92	0.07	-1.77	0.06	-0.15
18992	-1.77	0.05	-1.73	0.09	-0.04

**Tabella 4.5:** [FeI/H], [FeII/H] e le rispettive incertezze per le stelle di RGB, con il simbolo \* sono indicate le AGB. Risultati ricavati da GALA con il il metodo ibrido.

visibile in Figura 4.6, dove le abbondanze delle AGB sono rappresentate in rosso e quelle delle RGB in blu.

Per quanto riguarda l'abbondanza di titanio, è evidente che la sottostima di [TiI/Fe] risulta ancora più marcata che nel caso del metodo fotometrico. I valori medi sono [TiI/Fe]=  $0.03 \pm 0.03$  dex con  $\sigma_{\text{TiI}} = 0.13$  dex e [TiII/Fe]=  $0.32 \pm 0.01$  dex con  $\sigma_{\text{TiII}} = 0.04$  dex. Il valore di [TiI/Fe] è estremamente basso ma è un effetto in parte dovuto al contributo delle AGB, infatti, escludendo i soliti 5 target i valori diventano [TiI/Fe]=  $0.10 \pm 0.03$  dex con  $\sigma_{\text{TiI}} = 0.09$  dex e [TiII/Fe]=  $0.33 \pm 0.01$  dex con  $\sigma_{\text{TiII}} = 0.04$  dex. Mentre, per le sole stelle di AGB [TiI/Fe]=  $-0.09 \pm 0.03$  dex con  $\sigma_{\text{TiI}} = 0.08$  dex e [TiII/Fe]=  $0.29 \pm 0.01$  dex con  $\sigma_{\text{TiII}} = 0.02$  dex.

Pertanto, anche non tenendo conto delle stelle di AGB, si ottiene una sottostima del valore di [TiI/Fe] rispetto a quello di [TiII/Fe], andamento trovato anche per l'abbondanza di titanio ottenuta con l'approccio fotometrico. Al contrario, il valore di [TiII/Fe] è consistente entro gli errori con quello trovato con il metodo fotometrico, e con quanto

ID	[TiI/Fe] (dex)	$\sigma$ (dex)	[TiII/Fe] (dex)	$\sigma$ (dex)	$\Delta$ Ti (dex)
13475	0.20	0.05	0.36	0.04	-0.16
13987	0.07	0.05	0.39	0.05	-0.32
14148*	-0.17	0.04	0.31	0.04	-0.49
14656	0.12	0.05	0.30	0.04	-0.19
15308	0.25	0.05	0.38	0.04	-0.13
16271	0.12	0.05	0.34	0.05	-0.22
17085*	-0.15	0.04	0.29	0.04	-0.44
17491*	-0.05	0.04	0.28	0.04	-0.34
17874	0.02	0.07	0.29	0.06	-0.27
17886	-0.07	0.08	0.28	0.06	-0.35
17897	0.11	0.07	0.31	0.05	-0.21
17987*	0.03	0.04	0.26	0.04	-0.24
18071*	-0.09	0.03	0.32	0.05	-0.41
18992	0.08	0.07	0.34	0.06	-0.27

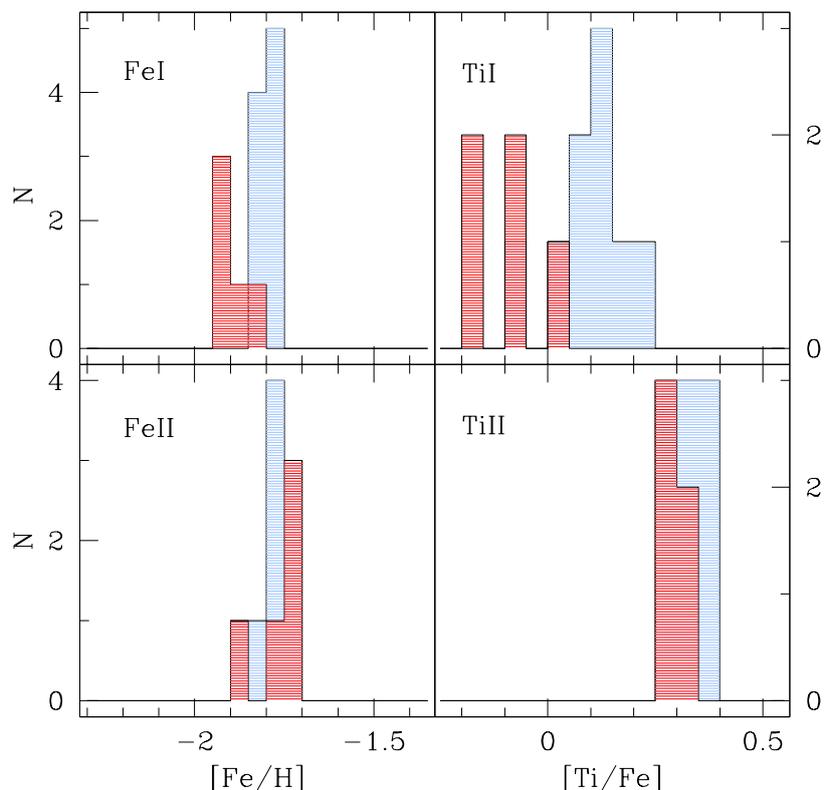
**Tabella 4.6:** [TiI/Fe], [TiII/Fe] e le rispettive incertezze per le stelle di RGB, con il simbolo \* sono indicate le AGB. Risultati ricavati da GALA con il metodo ibrido.

atteso per sistemi di questo tipo. Questi risultati sono mostrati nei pannelli a destra in Figura 4.6, in cui è chiaramente evidente la discrepanza tra [TiI/Fe] e [TiII/Fe].

### 4.3.2 Candidate E-BSS

Presentiamo ora i risultati dell'analisi ibrida per le stelle candidate E-BSS. Per quanto riguarda l'abbondanza di ferro, i risultati sono riportati in Tabella 4.7, mentre in Tabella 4.8 riportiamo quelli per il titanio.

I valori medi ottenuti per le abbondanze di FeI e FeII sono rispettivamente  $[\text{FeI}/\text{H}] = -2.06 \pm 0.04$  dex con  $\sigma_{\text{FeI}} = 0.13$  dex e  $[\text{FeII}/\text{H}] = -1.76 \pm 0.02$  dex con  $\sigma_{\text{FeII}} = 0.06$  dex. Come per le AGB, questo approccio porta ad un aumento della discrepanza tra [FeI/H] e [FeII/H], che in questo caso diventa dell'ordine di  $\sim 0.3$  dex. Solo il valore di [FeII/H] si mantiene in accordo entro gli errori con quello trovato per le RGB. Inoltre, i target #13137 e #13247 non presentano più una sovrabbondanza di FeI, come nel caso fotometrico, ma, al contrario, mostrano un valore di [FeI/H] sottostimato, come



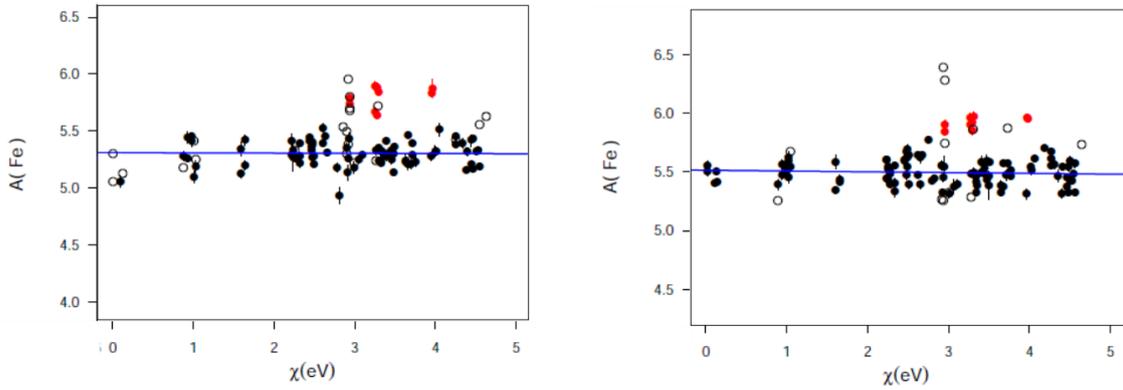
**Figura 4.6:** Distribuzione delle abbondanze di ferro e titanio ottenute per le stelle di RGB (in blu) di AGB (in rosso) con il metodo ibrido. Pannelli a sinistra, in alto la distribuzione di  $[\text{FeI}/\text{H}]$ , in basso quella di  $[\text{FeII}/\text{H}]$ . Pannelli a destra: in alto distribuzione di  $[\text{TiI}/\text{Fe}]$ , in basso quella di  $[\text{TiII}/\text{Fe}]$ .

per tutti gli altri target. Questo cambiamento è dovuto all'effetto dell'approccio ibrido che adotta temperature spettroscopiche. Per questi due target le  $T_{eff}$  fotometriche fornivano una slope negativa: la temperatura spettroscopica risulterà, quindi, inferiore a quella fotometrica, comportando una diminuzione dell'abbondanza di FeI. Al contrario, le righe ionizzate, poco sensibili a variazioni di  $T_{eff}$  in stelle così calde, mostrano sempre la stessa abbondanza. Come mostrato in Figura 4.7, i risultati di questo metodo non mostrano più le pendenze negative tra  $[\text{FeI}/\text{H}]$  e il potenziale di eccitazione che si trovavano col metodo fotometrico (vedi Figura 4.2). Al contrario, la discrepanza tra l'abbondanza di ferro da righe neutre e ionizzate è aumentata.

Le abbondanze di titanio per le candidate E-BSS ricavate col metodo ibrido, presen-

ID	[FeI/H] (dex)	$\sigma$ (dex)	[FeII/H] (dex)	$\sigma$ (dex)	$\Delta\text{Fe}$ (dex)
701278	-2.16	0.06	-1.81	0.05	-0.35
701663	-2.09	0.06	-1.69	0.06	-0.40
703318	-2.12	0.06	-1.75	0.05	-0.37
84010	-1.89	0.06	-1.86	0.05	-0.03
87505	-1.98	0.06	-1.80	0.05	-0.18
85010	-2.01	0.06	-1.78	0.10	-0.23
91632	-2.12	0.07	-1.72	0.05	-0.40
55217	-1.75	0.06	-1.69	0.04	-0.06
78320	-2.19	0.06	-1.78	0.05	-0.41
79897	-1.96	0.05	-1.78	0.05	-0.18
13121	-2.13	0.06	-1.87	0.05	-0.26
13137	-2.22	0.06	-1.74	0.05	-0.48
13247	-2.11	0.05	-1.67	0.04	-0.44

**Tabella 4.7:** [FeI/H], [FeII/H] e le rispettive incertezze per le candidate E-BSS. Risultati ricavati da GALA con il metodo ibrido.



**Figura 4.7:** Abbondanza di ferro in funzione del potenziale di eccitazione, nel caso del metodo ibrido, per la stella #13137 (pannello a sinistra) e #78320 (pannello a destra). I cerchi neri sono le righe di FeI, quelli rossi di FeII, la riga blu è il fit lineare e i cerchi vuoti sono le righe scartate durante l'analisi. Le slope sono piatte in entrambi i casi, mentre è molto evidente la discrepanza tra l'abbondanza di ferro da righe neutre e ionizzate.

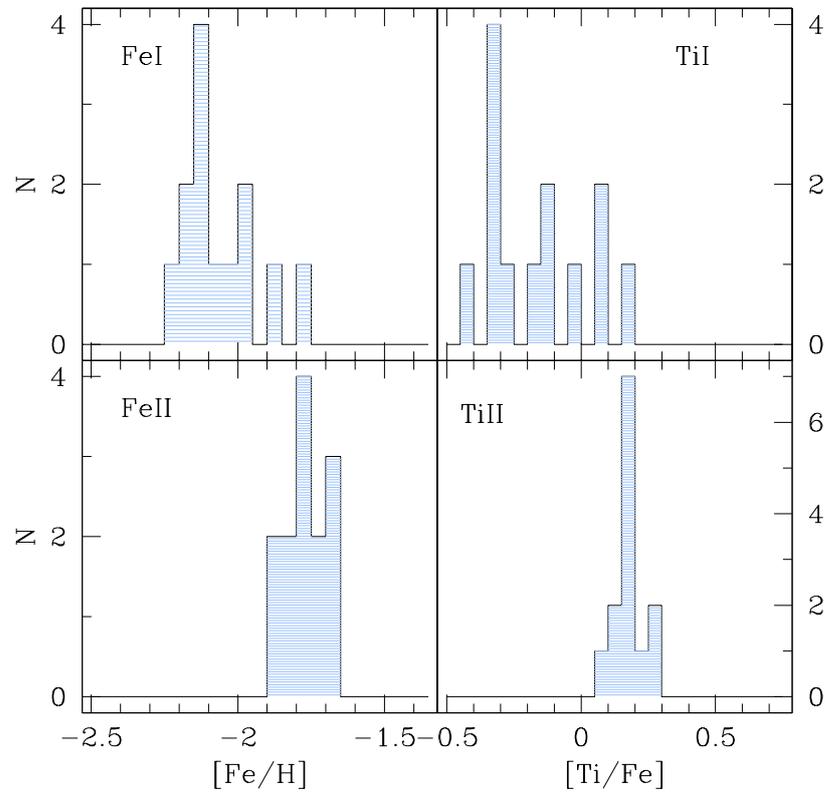
ID	[TiI/Fe] (dex)	$\sigma$ (dex)	[TiII/Fe] (dex)	$\sigma$ (dex)	$\Delta$ Ti (dex)
701278	-0.18	0.03	0.20	0.04	-0.38
701663	-0.32	0.03	0.28	0.05	-0.60
703318	-0.27	0.03	0.19	0.03	-0.46
84010	0.20	0.02	0.25	0.04	-0.05
87505	0.08	0.03	0.06	0.09	0.01
85010	-0.11	0.02	0.20	0.04	-0.31
91632	-0.31	0.04	0.17	0.03	-0.48
55217	0.06	0.06	0.14	0.04	-0.08
78320	-0.31	0.06	0.16	0.05	-0.47
79897	-0.01	0.03	0.26	0.04	-0.27
13121	-0.11	0.03	0.17	0.04	-0.28
13137	-0.43	0.03	0.13	0.04	-0.56
13247	-0.32	0.03	0.20	0.04	-0.52

**Tabella 4.8:** [TiI/Fe], [TiII/Fe] e le rispettive incertezze per le stelle candidate E-BSS. Risultati ricavati da GALA con il il metodo ibrido.

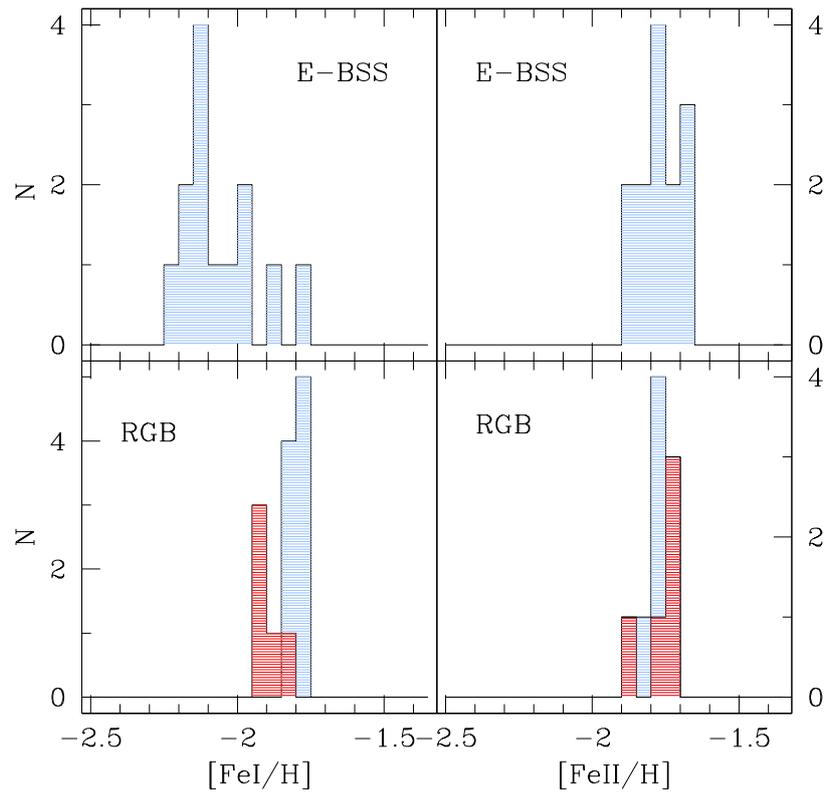
tano una sottostima sia nei valori di [TiI/Fe] che in quelli di [TiII/Fe], rispetto ai valori trovati per le RGB. Le abbondanze medie sono infatti [TiI/Fe] =  $-0.16 \pm 0.05$  dex con  $\sigma_{\text{TiI}} = 0.19$  dex e [TiII/Fe] =  $0.19 \pm 0.02$  dex con  $\sigma_{\text{TiII}} = 0.06$  dex. In questo caso anche il valore di [TiII/Fe] è sottostimato rispetto a quello di riferimento delle RGB.

Come per gli altri casi, riportiamo in Figura 4.8 gli istogrammi con le distribuzioni di [FeI/H] e [FeII/H] (pannelli in alto e in basso a sinistra, rispettivamente) e di [TiI/Fe] e [TiII/Fe] (pannelli in alto e in basso a sinistra, rispettivamente). Questi plot mostrano chiaramente che le abbondanze delle specie neutre ottenute col metodo ibrido, sono sottostimate rispetto quelle ricavate da righe ionizzate.

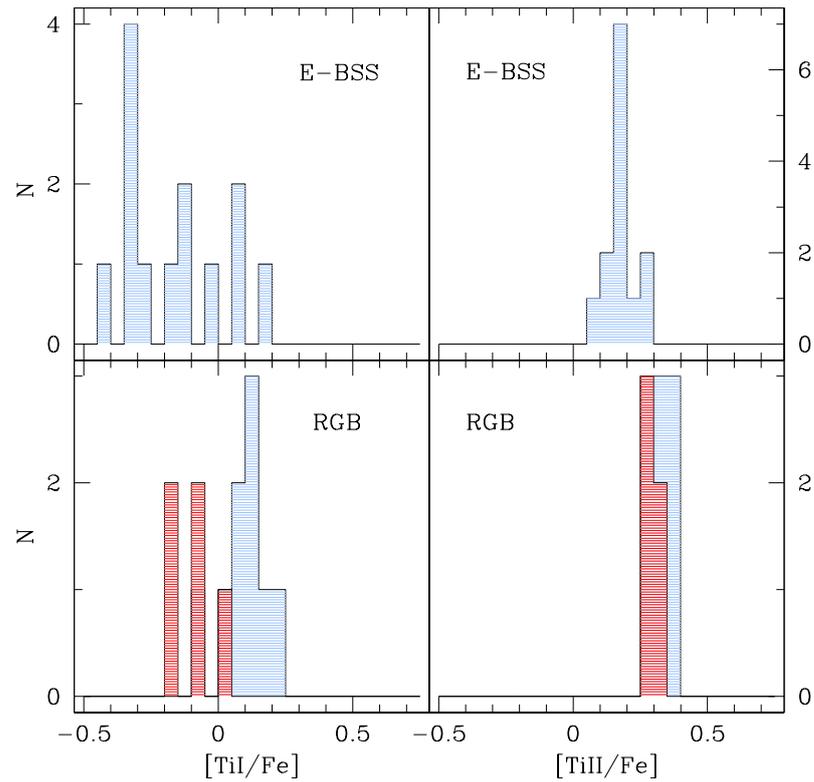
Inoltre, in Figura 4.9 sono messe a confronto le distribuzioni di [FeI/H] e [FeII/H] per candidate E-BSS, con quelle delle stelle di RGB, ottenute col metodo ibrido. Qui viene evidenziato, ancora una volta, che il valore di [FeI/H] delle candidate E-BSS non è consistente con l'abbondanza di ferro ottenuta dalle RGB, al contrario di quello di [FeII/H]. Infine, in Figura 4.10 sono riportati degli istogrammi analoghi per le distribuzioni di [TiI/Fe] e [TiII/Fe].



**Figura 4.8:** Distribuzioni delle abbondanze di ferro e titanio ottenute per le candidate E-BSS con il metodo ibrido. Pannelli a sinistra: in alto la distribuzione di  $[\text{FeI}/\text{H}]$ , in basso quella di  $[\text{FeII}/\text{H}]$ . Pannelli a destra: in alto distribuzione di  $[\text{TiI}/\text{Fe}]$ , in basso quella di  $[\text{TiII}/\text{Fe}]$ .



**Figura 4.9:** Distribuzioni delle abbondanze di ferro ottenute col metodo ibrido per candidate E-BSS ed RGB. Nei pannelli in alto sono mostrate le distribuzioni di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  (a sinistra) e  $[\text{FeII}/\text{H}]$  (a destra) per le candidate E-BSS, a confronto con quella delle RGB mostrata nei pannelli in basso. Quelle in rosso sono le distribuzioni delle stelle di AGB. Le abbondanze di FeII sono in accordo nei due casi, mentre si nota una sottostima nel valore di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  per le E-BSS.



**Figura 4.10:** Distribuzione delle abbondanze di titanio ottenute col metodo ibrido per E-BSS ed RGB. Confronto tra le distribuzioni delle abbondanze di titanio ( $[\text{TiI}/\text{Fe}]$  a sinistra e  $[\text{TiII}/\text{Fe}]$  a destra) dalle candidate E-BSS (pannelli in alto) e quelle delle RGB (pannelli in basso). In rosso sono rappresentate le stelle di AGB. Le abbondanze di TiI sono in entrambi i casi sottostimate rispetto al valore di  $[\text{TiII}/\text{Fe}]$ .

## 4.4 Confronto tra i due metodi

In questa sezione mettiamo a confronto i risultati ottenuti col metodo fotometrico e quelli ricavati dall'approccio ibrido.

Per riassumere i risultati ottenuti coi due metodi, in Tabella 4.9 e 4.10 riportiamo i valori medi delle abbondanze, rispettivamente di ferro e titanio, ricavati per stelle di RGB e candidate E-BSS con entrambi i metodi.

Metodo	[FeI/H] (dex)	$\sigma_{\text{FeI}}$ (dex)	[FeII/H] (dex)	$\sigma_{\text{FeII}}$ (dex)
RGB				
Fotometrico	$-1.79 \pm 0.01$	0.04	$-1.79 \pm 0.01$	0.02
Ibrido	$-1.83 \pm 0.02$	0.06	$-1.76 \pm 0.01$	0.05
E-BSS				
Fotometrico	$-1.89 \pm 0.06$	0.23	$-1.80 \pm 0.02$	0.06
Ibrido	$-2.06 \pm 0.04$	0.13	$-1.76 \pm 0.02$	0.06

**Tabella 4.9:** Abbondanze di FeI e FeII per RGB e candidate E-BSS, ricavate col metodo fotometrico e col metodo ibrido.

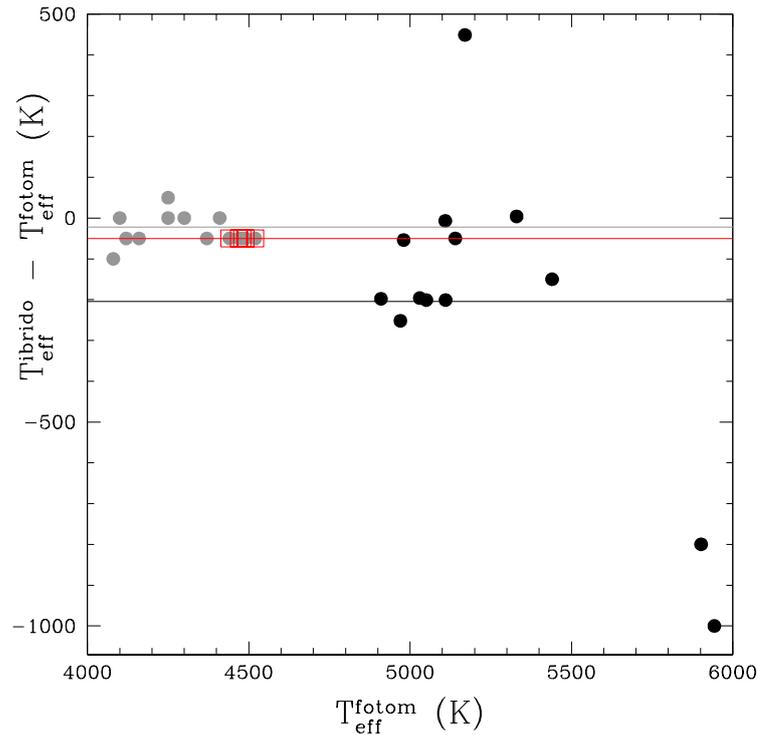
Metodo	[TiI/Fe] (dex)	$\sigma_{\text{TiI}}$ (dex)	[TiII/Fe] (dex)	$\sigma_{\text{TiII}}$ (dex)
RGB				
Fotometrico	$0.13 \pm 0.01$	0.04	$0.34 \pm 0.01$	0.04
Ibrido	$0.03 \pm 0.03$	0.13	$0.32 \pm 0.01$	0.04
E-BSS				
Fotometrico	$0.13 \pm 0.07$	0.25	$0.24 \pm 0.03$	0.12
Ibrido	$-0.16 \pm 0.05$	0.19	$0.19 \pm 0.02$	0.06

**Tabella 4.10:** Abbondanze di TiI e TiII per RGB e candidate E-BSS, ricavate col metodo fotometrico e col metodo ibrido.

In primo luogo, i due metodi si basano su una diversa stima di  $T_{\text{eff}}$ . Dal confronto tra le due scale di temperatura si ottiene che, mentre per le RGB la differenza è dell'ordine di  $\sim 30$  K,  $\sim 50$  K, mentre, la differenza è più marcata per le E-BSS ( $\sim 200$  K) (vedi Figura

4.11). Infatti, per le E-BSS le temperature fotometriche non soddisfano l'equilibrio di eccitazione, fornendo in quasi tutte le stelle slope negative tra FeI e  $\chi$  (vedi Figura 4.2). L'uso di temperature spettroscopiche (adottate nel metodo ibrido) annulla queste slope, abbassando la temperatura e, di conseguenza, il valore di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  (vedi Figura 4.7).

Per quanto riguarda l'abbondanza di ferro, il metodo fotometrico riduce la discrepanza



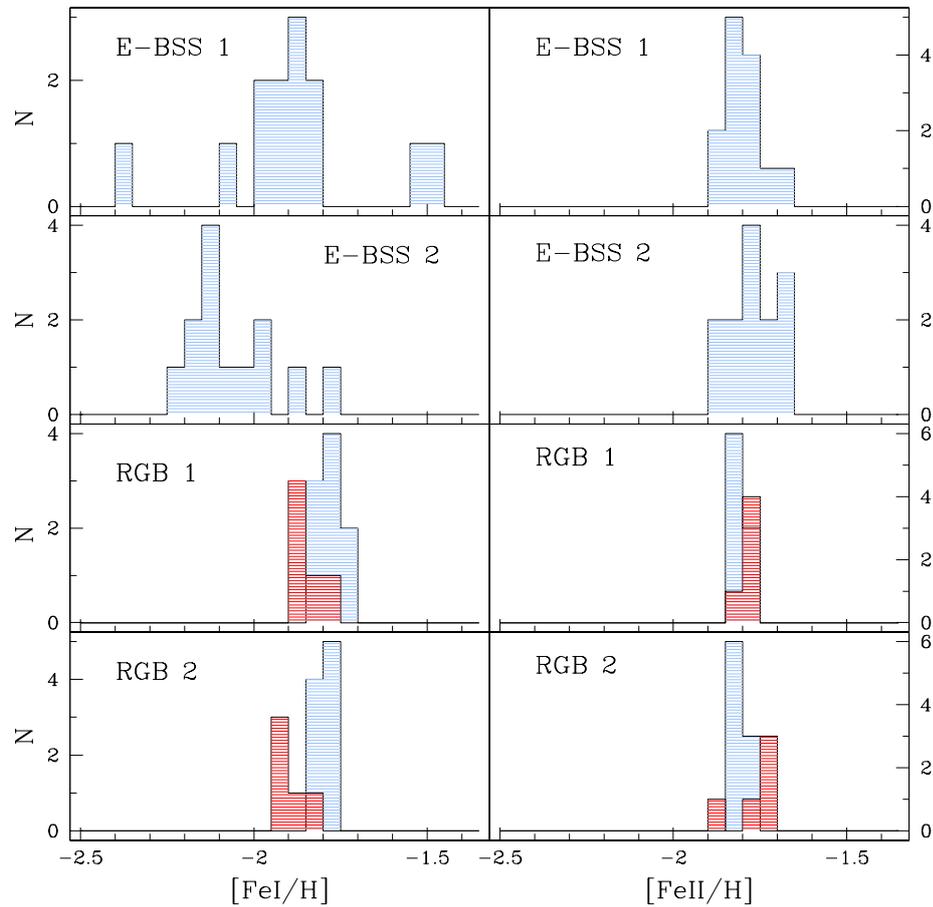
**Figura 4.11:** Differenza tra la temperatura spettroscopica e quella fotometrica, in funzione della temperatura fotometrica. I punti grigi sono le RGB, le AGB sono indicate coi riquadri rossi, e i punti neri rappresentano le candidate E-BSS. Le righe indicano i valori medi della differenza tra le due scale, in grigio per le RGB, in rosso per le AGB e in nero per le EBSS.

tra le  $[\text{FeI}/\text{H}]$  e  $[\text{FeII}/\text{H}]$  presente nelle AGB e nelle candidate E-BSS. Infatti, col metodo fotometrico, la discrepanza nelle AGB è visibile solo in 2 casi su 5, al contrario, diventa evidente per tutte e 5 nel caso dell'approccio ibrido. Lo stesso per le candidate E-BSS, per cui la discrepanza tra  $[\text{FeI}/\text{H}]$  e  $[\text{FeII}/\text{H}]$  passa da essere  $\sim 0.1$  dex col metodo fotometrico, a  $\sim 0.3$  dex nel caso del metodo ibrido. Mentre, per le RGB certe questa differenza non è mai presente nel caso dell'abbondanza di ferro (vedi tabella 4.9).

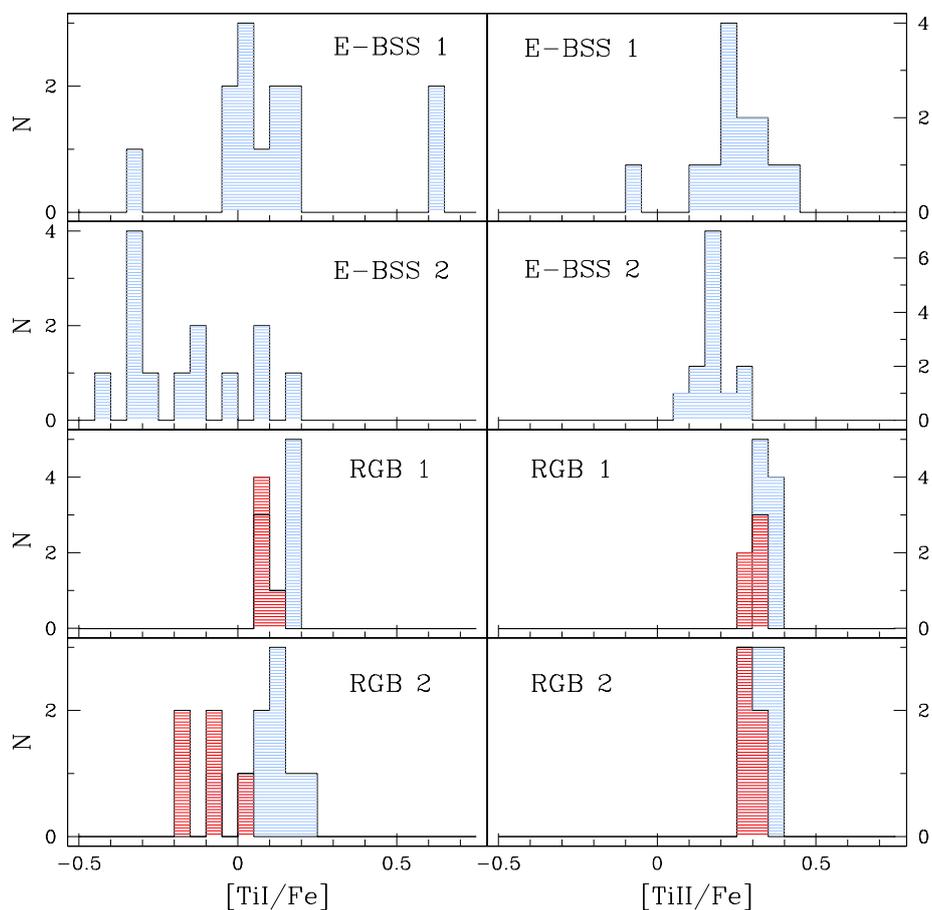
Questo risultato è ben visibile in Figura 4.12, in cui è mostrato un confronto tra le distribuzioni di FeI e FeII ottenute coi due metodi (il metodo fotometrico è indicato col numero 1, quello ibrido col 2) sia per le candidate E-BSS che per le RGB (in rosso sono indicate le AGB). È evidente che la distribuzione di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  delle E-BSS ottenuta col metodo ibrido (secondo pannello a sinistra, a partire dall'alto) è piccata intorno ad un valore di abbondanza più basso rispetto a tutte le altre distribuzioni; mentre, il pannello denominato RGB 2 (in fondo a sinistra) mostra come il valore di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  delle AGB (in rosso) sia sottostimato rispetto a quello delle RGB (in blu). I pannelli a destra, al contrario, mostrano dei valori di  $[\text{FeII}/\text{H}]$  sempre consistenti tra loro.

Alla luce di questi risultati, possiamo riassumere che, da un lato il metodo fotometrico fallisce nel riprodurre l'equilibrio di eccitazione nel caso delle E-BSS, mentre, dall'altro, il metodo ibrido abbassa la  $T_{\text{eff}}$  e aumenta la discrepanza tra  $[\text{FeI}/\text{H}]$  e  $[\text{FeII}/\text{H}]$ , questo perché la variazione di temperatura ha effetti soprattutto sulle righe neutre, abbassandone l'abbondanza. Inoltre, è evidente che solo le righe di FeII sono un tracciante affidabile della metallicità delle stelle candidate E-BSS analizzate.

Per quanto riguarda l'abbondanza di titanio, si trovano risultati analoghi ma con una sostanziale differenza: la discrepanza tra  $[\text{TiI}/\text{Fe}]$  e  $[\text{TiII}/\text{Fe}]$  è sempre presente, sia per le RGB che per le candidate E-BSS, e si ottiene con entrambi i metodi di analisi. In Figura 4.13, sono mostrate le distribuzioni di TiI e TiII ottenute coi due metodi (anche in questo caso il metodo fotometrico è indicato col numero 1 e quello ibrido col 2) sia per le candidate E-BSS che per le RGB. Dagli istogrammi si nota che, anche nel caso del titanio, il metodo ibrido ha l'effetto di aumentare la discrepanza tra le abbondanze da righe neutre e ionizzate, sia nel caso delle E-BSS che nel caso delle 5 AGB (indicate in rosso). La differenza è che in tutti i casi si trova una sottostima di  $[\text{TiI}/\text{Fe}]$  rispetto al valore di  $[\text{TiII}/\text{Fe}]$ . Quest'ultimo, al contrario, presenta dei valori consistenti tra loro entro gli errori, sia per le candidate E-BSS che per le RGB. Pertanto, ancora una volta, solo le righe ionizzate possono essere considerate dei buoni indicatori di abbondanza.



**Figura 4.12:** Confronto tra le distribuzioni di ferro ottenute per candidate E-BSS ed RGB (tra cui le AGB indicate in rosso) coi due metodi applicati: fotometrico (1) e ibrido (2). Nei pannelli a sinistra sono mostrate le distribuzioni di  $[\text{FeI}/\text{H}]$ , mentre a destra quelle di  $[\text{FeII}/\text{H}]$ . Le abbondanze da righe ionizzate sono in tutti i casi consistenti tra loro, mentre nel caso delle E-BSS i valori di  $[\text{FeI}/\text{H}]$  sono sottostimati, soprattutto col metodo ibrido.



**Figura 4.13:** Confronto tra le distribuzioni di titanio ottenute per candidate E-BSS ed RGB (tra cui le AGB indicate in rosso) coi due metodi applicati: fotometrico (1) e ibrido (2). Nei pannelli a sinistra sono mostrate le distribuzioni di  $[\text{TiI}/\text{Fe}]$ , mentre a destra quelle di  $[\text{TiII}/\text{Fe}]$ . Le abbondanze di TiI sono in tutti i casi sottostimate rispetto quelle di TiII, in particolar modo nel caso delle E-BSS con in metodo ibrido. I valori di  $[\text{TiII}/\text{Fe}]$  sono quasi tutti in accordo tra loro, si evidenzia una lieve sottostima solo nel caso delle E-BSS col metodo ibrido.

## 4.5 Conclusioni

L'analisi chimica effettuata sul campione di stelle analizzate, composto da 13 candidate E-BSS (localizzate tra l'HB e l'inizio dell'AGB) e da 14 stelle localizzate nella parte più brillante dei rami delle giganti, ha evidenziato differenze significative tra i due campioni di stelle. I risultati principali sono:

- le 9 stelle di RGB di M80 forniscono abbondanze di Fe da righe neutre e ionizzate consistenti tra di loro con entrambi i metodi utilizzati per stimare i parametri atmosferici.
- 5 stelle localizzate nella parte brillante dell'AGB mostrano una discrepanza tra FeI e FeII (con  $[\text{FeI}/\text{H}]$  sistematicamente inferiore a  $[\text{FeII}/\text{H}]$  di  $\sim 0.1$  dex) che diventa più marcata con l'uso di temperature spettroscopiche.
- Entrambi i metodi adottati forniscono per queste stelle di riferimento un'abbondanza di  $[\text{Ti}/\text{H}]$  troppo bassa per un ammasso globulare Galattico della metallicità di M80, mentre le righe ionizzate di Ti forniscono abbondanze consistenti con quelle aspettate per un elemento alpha.
- Tra le candidate E-BSS si evidenzia una generale sottostima dell'abbondanza da righe di FeI, indipendentemente dal metodo impiegato per stimare i parametri atmosferici. Al contrario, le righe di FeII forniscono un'abbondanza compatibile con quella misurata nelle RGB dell'ammasso.

### 4.5.1 Ricerca di E-BSS in M80

Lo scopo primario di questo lavoro, e che ha portato all'osservazione del campione di spettri analizzati, è la ricerca di possibili E-BSS nell'ammasso globulare M80. Come strumento d'indagine è stato utilizzato il metodo della "bilancia spettroscopica" proposto da Ferraro et al. (2016) e che ha permesso l'identificazione di una E-BSS nell'ammasso globulare 47 Tuc.

Come descritto nel Capitolo 1, tale metodo prevede di derivare una stima della massa di una stella dal "bilanciamento" delle abbondanze ottenute dall'analisi delle righe neutre e

ionizzate di un dato elemento, dal momento che l'abbondanza ottenuta dalle righe neutre non dipende dalla gravità (e quindi dalla massa) adottata, mentre, quella derivata dalle righe ionizzate è molto sensibile a questo parametro (l'abbondanza di FeII cresce al crescere della gravità assunta, vedi Figura 1.11).

In accordo con quanto trovato nel caso di 47 Tuc, una candidata E-BSS dovrebbe dunque mostrare un valore di  $[\text{FeII}/\text{H}]$  sistematicamente inferiore a quello di  $[\text{FeI}/\text{H}]$ , segnalando così un valore inadeguato (sottostimato) della sua gravità (massa).

Il caso di M80 sembra molto più complesso. In primo luogo, è da evidenziare che in 47 Tuc l'abbondanza di FeI misurata nelle candidate E-BSS era in perfetto accordo con i valori di letteratura, nel caso di M80, invece, le righe neutre, delle candidate E-BSS, forniscono abbondanze sistematicamente sottostimate, segnalando probabilmente un problema di inadeguatezza dei modelli standard di atmosfera. Inoltre, nel campione analizzato nessun target evidenzia una sottostima significativa di  $[\text{FeII}/\text{H}]$ , al contrario, è stata trovata una distribuzione di  $[\text{FeII}/\text{H}]$  sempre consistente entro gli errori con quella ottenuta dalle stelle di RGB (vedi Figura 4.12).

Considerando la distribuzione di  $[\text{FeII}/\text{H}]$  osservata per le candidate E-BSS (con valore medio  $[\text{FeII}/\text{H}] = -1.80 \pm 0.02$  dex) e considerando che l'errore ottenuto sull'abbondanza di ferro per queste stelle è dell'ordine di  $\sim 0.05$  dex (vedi Tabella 4.3), possiamo ragionevolmente supporre che un'abbondanza inferiore di almeno  $3\sigma$  indichi una differenza significativa. Quindi, stelle con  $[\text{FeII}/\text{H}]$  inferiore a  $-1.95$  dex potrebbero essere delle promettenti candidate E-BSS.

In questo caso, considerando la massa al TO di M80 ( $\sim 0.8 M_{\odot}$ ) ci aspettiamo delle E-BSS con una massa al massimo di  $1.6 M_{\odot}$ . Assumere una tale massa per un'ipotetica E-BSS, con valori indicativi di  $T_{\text{eff}}$ ,  $L$  e  $\log g$ , scelti come media di quelli ottenuti per il campione di candidate E-BSS analizzato, comporta un aumento di  $\log g$  di  $\sim 0.4$  dex e un'abbondanza di  $[\text{FeII}/\text{H}] = -1.96$  dex ( $\pm 0.1$  dex in  $\log g$  si traducono in una variazione di circa  $\pm 0.04$  dex in  $[\text{FeII}/\text{H}]$ ).

Quindi, è evidente che nel campione analizzato non sono stati trovati target che presentano una tale sottostima di  $[\text{FeII}/\text{H}]$ , di conseguenza possiamo ragionevolmente escludere la presenza di E-BSS molto massicce, almeno tra le 13 stelle analizzate.

Tuttavia, considerando la massa al TO delle stelle normali di M80 ( $\sim 0.8 M_{\odot}$ ), per una

tipica popolazione di E-BSS ci si aspetterebbe di osservare una distribuzione di stelle con massa piccata intorno a  $1.2 M_{\odot}$ . Questa corrisponde ad una variazione di 0.25 dex in  $\log g$  e di 0.1 dex in  $[\text{FeII}/\text{H}]$ , che però può essere un valore ancora compatibile con la distribuzione osservata di  $[\text{FeII}/\text{H}]$ .

D'altra parte l'evidenza che per le candidate E-BSS (come per le altre stelle di AGB) l'abbondanza di FeI sia sottostimata rispetto ai valori di letteratura pone un problema più generale sulla capacità degli attuali modelli di riprodurre in maniera appropriata le caratteristiche della struttura atmosferica delle stelle in stadi evolutivi avanzati.

Quindi, la prima conclusione conservativa, per quanto riguarda l'identificazione di possibili E-BSS nel campione considerato, è che, mentre possiamo escludere con ragionevole certezza la presenza di E-BSS particolarmente massicce, esiste ancora la possibilità che nel campione vi siano E-BSS di massa inferiore.

#### 4.5.2 Risultati dell'analisi chimica

Come già accennato, un aspetto interessante che emerge da questa analisi è l'anomala discrepanza osservata tra le abbondanze di FeI e FeII per le stelle di AGB in M80.

Questa evidenza non è un caso isolato ma sembra essere una caratteristica comune a diversi GC, infatti, discrepanze dell'ordine di  $\sim 0.15 - 0.25$  dex sono state misurate in stelle di AGB di M5 (Ivans et al., 2001), 47 Tuc (Lapenna et al., 2014), M22 (Mucciarelli et al., 2015) e NGC 6752 (Mucciarelli et al., 2019). In questi GC le stelle di AGB mostrano un'abbondanza di ferro da righe neutre sempre sottostimata rispetto a quella delle stelle di RGB, al contrario dell'abbondanza misurata da righe ionizzate che è compatibile con quella delle RGB.

Una spiegazione qualitativa di questa discrepanza era stata proposta inizialmente da Ivans et al. (2001), secondo cui la differenza tra le abbondanze di FeI e FeII è legata alla possibile presenza di effetti di NLTE che potrebbero presentarsi più marcati in stelle in fasi evolutive successive a quella di RGB.

Tuttavia, questa interpretazione non è completamente soddisfacente perché gli attuali modelli teorici prevedono che per stelle di AGB e di RGB di simile metallicità le correzioni di NLTE siano simili (Lind et al. 2012; Bergemann et al. 2012).

Confrontando i risultati ottenuti per le candidate E-BSS e per le stelle AGB, si è visto

che le temperature fotometriche riducono la discrepanza tra FeI e FeII ma non soddisfano adeguatamente l'equilibrio di eccitazione. D'altra parte, l'uso di temperature spettroscopiche (che per definizione soddisfano l'equilibrio di eccitazione) aumenta la differenza tra abbondanze da righe neutre e ionizzate.

Pertanto, entrambi i metodi falliscono nell'analisi chimica di stelle evolute nelle fasi di HB o di AGB, mentre sono validi nel caso di stelle di RGB.

L'analisi eseguita su queste stelle suggerisce che i modelli di atmosfera standard, basati su assunzioni di LTE e di geometria 1D non sono in grado di descrivere adeguatamente la struttura termica delle stelle in fasi evolutive successive all'RGB (si veda la discussione in Mucciarelli et al. 2019 per l'ammasso globulare NGC 6752).

Dunque, se da una parte possiamo concludere che per queste stelle le righe ionizzate rappresentano il diagnostico più robusto ed affidabile per derivare le abbondanze chimiche, dall'altra, il loro studio sistematico ad alta risoluzione spettrale sta rivelando una seria limitatezza della nostra comprensione della struttura delle stelle di piccola massa durante le ultime fasi di evoluzione.

### 4.5.3 Sviluppi futuri

In questo lavoro di tesi abbiamo applicato il metodo della “bilancia spettroscopica” proposto da Ferraro et al. (2016) nel tentativo di identificare candidate E-BSS nell'ammasso M80. L'analisi ha permesso di escludere che il campione contenesse E-BSS particolarmente massicce, mentre rimane la possibilità che nel campione possano essere presenti E-BSS di massa più piccola di  $1.2 M_{\odot}$ .

Sarebbe interessante eseguire una supplementare e più completa analisi chimica per evidenziare eventuali anomalie dovute, ad esempio, ai diversi canali di formazione delle candidate E-BSS. Per esempio, una significativa carenza di carbonio e ossigeno potrebbe indicare un'origine da trasferimento di massa, o comunque una diversa anomalia chimica potrebbe dare informazioni sul tipo di evoluzione sperimentato da queste stelle.

In generale, un'analisi che fornisca l'intero modello chimico di una E-BSS potrebbe rappresentare un importante passo in avanti verso una più completa caratterizzazione dell'evoluzione di questi oggetti esotici.

Pertanto, è fondamentale continuare la ricerca di nuove E-BSS, sviluppando anche di-

versi metodi di indagini, oltre quello applicato in 47 Tuc, nel tentativo di aumentare il numero di E-BSS identificate. In questo modo si potranno ottenere delle importanti informazioni, utili alla costruzione di nuovi modelli teorici per le BSS e alla comprensione dei percorsi evolutivi e dei processi di formazione ancora non del tutto compresi.

# Bibliografia

- A. Alonso, S. Arribas, and C. Martínez-Roger. The effective temperature scale of giant stars (F0-K5). II. Empirical calibration of  $T_{eff}$  versus colours and [Fe/H]. , 140: 261–277, December 1999. doi: 10.1051/aas:1999521.
- H Baumgardt and M Hilker. A catalogue of masses, structural parameters, and velocity dispersion profiles of 112 Milky Way globular clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 478(2):1520–1557, 05 2018. ISSN 0035-8711. doi: 10.1093/mnras/sty1057. URL <https://dx.doi.org/10.1093/mnras/sty1057>.
- G. Beccari, B. Lanzoni, F. R. Ferraro, L. Pulone, M. Bellazzini, F. Fusi Pecci, R. T. Rood, E. Giallongo, R. Ragazzoni, A. Grazian, A. Baruffolo, N. Bouche, P. Buschkamp, C. De Santis, E. Diolaiti, A. Di Paola, J. Farinato, A. Fontana, S. Gallozzi, F. Gasparo, G. Gentile, F. Pasian, F. Pedichini, R. Smareglia, R. Speziali, V. Testa, and E. Vernet. The blue straggler population in the globular cluster m53 (NGC 5024): A CombinedHST, LBT, and CFHT study1. *The Astrophysical Journal*, 679(1):712–719, may 2008. doi: 10.1086/587689. URL <https://doi.org/10.1086%2F587689>.
- Giacomo Beccari, Francesco R. Ferraro, Barbara Lanzoni, and Michele Bellazzini. A population of binaries in the asymptotic giant branch of 47 tucanae? *The Astrophysical Journal*, 652(2):L121–L124, nov 2006. doi: 10.1086/510019. URL <https://doi.org/10.1086%2F510019>.
- Giacomo Beccari, Antonio Sollima, Francesco R. Ferraro, Barbara Lanzoni, Michele Bellazzini, Guido De Marchi, David Valls-Gabaud, and Robert T. Rood. THE NON-SEGREGATED POPULATION OF BLUE STRAGGLER STARS IN THE REMOTE GLOBULAR CLUSTER PALOMAR 14. *The Astrophysical Journal*, 737(1):

- L3, jul 2011. doi: 10.1088/2041-8205/737/1/l3. URL <https://doi.org/10.1088/2041-8205/737/1/l3>.
- W. Benz and J. G. Hills. Three-dimensional hydrodynamical simulations of stellar collisions. I - Equal-mass main-sequence stars. , 323:614–628, December 1987. doi: 10.1086/165857.
- M. Bergemann, K. Lind, and M. Asplund. Non-LTE line formation of Fe in late-type stars â II. 1D spectroscopic stellar parameters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 427(1):50–60, 11 2012. ISSN 0035-8711. doi: 10.1111/j.1365-2966.2012.21686.x. URL <https://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21686.x>.
- E. Carretta, R. G. Gratton, S. Lucatello, A. Bragaglia, and P. Bonifacio. Abundances of C, N, O in slightly evolved stars in the globular clusters NGC 6397, NGC 6752 and 47 Tuc. *A&A*, 433:597–611, Apr 2005. doi: 10.1051/0004-6361:20041892.
- E. Carretta, A. Bragaglia, R. G. Gratton, V. D’Orazi, S. Lucatello, A. Sollima, Y. Momany, G. Catanzaro, and F. Leone. The normal chemistry of multiple stellar populations in the dense globular cluster NGC 6093 (M 80). *A&A*, 578:A116, June 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201525951.
- S. Cassisi, A. Pietrinferni, M. Salaris, F. Castelli, D. Cordier, and M. Castellani. BASTI: an interactive database of updated stellar evolution models. , 77:71, 2006.
- E. Dalessandro, B. Lanzoni, F. R. Ferraro, R. T. Rood, A. Milone, G. Piotto, and E. Valenti. Blue Straggler Stars in the Unusual Globular Cluster NGC 6388. , 677:1069–1079, April 2008. doi: 10.1086/529028.
- E. Dalessandro, B. Lanzoni, F. R. Ferraro, F. Vespe, M. Bellazzini, and R. T. Rood. Another nonsegregated blue straggler population in a globular cluster: the case of NGC 2419. *The Astrophysical Journal*, 681(1):311–319, jul 2008. doi: 10.1086/588462. URL <https://doi.org/10.1086/588462>.
- Melvyn B. Davies. *Formation Channels for Blue Straggler Stars*, pages 203–223. Springer Berlin Heidelberg, Berlin, Heidelberg, 2015. ISBN 978-3-662-44434-4. doi: 10.1007/978-3-662-44434-4\_9. URL [https://doi.org/10.1007/978-3-662-44434-4\\_9](https://doi.org/10.1007/978-3-662-44434-4_9).

- F. R. Ferraro, F. F. Pecci, C. Cacciari, C. Corsi, R. Buonanno, G. G. Fahlman, and H. B. Richer. Blue Stragglers in the Galactic globular clusters M3: Evidence for two populations. , 106:2324–2334, December 1993. doi: 10.1086/116804.
- F. R. Ferraro, F. Fusi Pecci, and M. Bellazzini. Blue stragglers in Galactic globular clusters: playing with specific quantities. *A&A*, 294:80–88, Feb 1995.
- F. R. Ferraro, B. Paltrinieri, F. Fusi Pecci, C. Cacciari, B. Dorman, R. T. Rood, R. Buonanno, C. E. Corsi, D. Burgarella, and M. Laget. HST observations of blue Straggler stars in the core of the globular cluster M 3. *A&A*, 324:915–928, August 1997.
- F. R. Ferraro, G. Beccari, E. Dalessandro, B. Lanzoni, A. Sills, R. T. Rood, F. F. Pecci, A. I. Karakas, P. Miocchi, and S. Bovinelli. Two distinct sequences of blue straggler stars in the globular cluster M 30. , 462:1028–1031, December 2009. doi: 10.1038/nature08607.
- F. R. Ferraro, B. Lanzoni, E. Dalessandro, G. Beccari, M. Pasquato, P. Miocchi, R. T. Rood, S. Sigurdsson, A. Sills, E. Vesperini, M. Mapelli, R. Contreras, N. Sanna, and A. Mucciarelli. Dynamical age differences among coeval star clusters as revealed by blue stragglers. , 492:393–395, December 2012. doi: 10.1038/nature11686.
- F. R. Ferraro, B. Lanzoni, E. Dalessandro, A. Mucciarelli, and L. Lovisi. *Blue Straggler Stars in Globular Clusters: A Powerful Tool to Probe the Internal Dynamical Evolution of Stellar Systems*, page 99. 2015. doi: 10.1007/978-3-662-44434-4\_5.
- F. R. Ferraro, E. Lapenna, A. Mucciarelli, B. Lanzoni, E. Dalessandro, C. Pallanca, and D. Massari. Weighing Stars: The Identification of an Evolved Blue Straggler Star in the Globular Cluster 47 Tucanae. , 816:70, January 2016. doi: 10.3847/0004-637X/816/2/70.
- Francesco R. Ferraro, Barbara Paltrinieri, Robert T. Rood, and Ben Dorman. Blue straggler stars: The spectacular population in m80. *The Astrophysical Journal*, 522(2): 983–990, sep 1999. doi: 10.1086/307700. URL <https://doi.org/10.1086%2F307700>.
- Francesco R. Ferraro, Giacomo Beccari, Robert T. Rood, Michele Bellazzini, Alison Sills, and Elena Sabbi. Discovery of another peculiar radial distribution of blue stragglers in

- globular clusters: The case of 47 tucanae. *The Astrophysical Journal*, 603(1):127–134, mar 2004. doi: 10.1086/381229. URL <https://doi.org/10.1086%2F381229>.
- F. Fusco, R. Buonanno, G. Bono, S. Cassisi, M. Monelli, and A. Pietrinferni. Distance and reddening of the Local Group dwarf irregular galaxy NGC 6822. *A&A*, 548:A129, Dec 2012. doi: 10.1051/0004-6361/201220554.
- F. Fusi Pecci, F. R. Ferraro, C. E. Corsi, C. Cacciari, and R. Buonanno. On the blue stragglers and horizontal branch morphology in Galactic globular clusters - Some speculations and a new working scenario. , 104:1831–1849, November 1992. doi: 10.1086/116361.
- A. M. Geller and R. D. Mathieu. A mass transfer origin for blue stragglers in NGC 188 as revealed by half-solar-mass companions. , 478:356–359, October 2011. doi: 10.1038/nature10512.
- Ronald L. Gilliland, Giuseppe Bono, Peter D. Edmonds, Filippina Caputo, Santi Cassisi, Larry D. Petro, Abhijit Saha, and Michael M. Shara. Oscillating blue stragglers in the core of 47 tucanae. *The Astrophysical Journal*, 507(2):818–845, nov 1998. doi: 10.1086/306363. URL <https://doi.org/10.1086%2F306363>.
- Natalie M. Gosnell, Robert D. Mathieu, Aaron M. Geller, Alison Sills, Nathan Leigh, and Christian Knigge. DETECTION OF WHITE DWARF COMPANIONS TO BLUE STRAGGLERS IN THE OPEN CLUSTER NGC 188: DIRECT EVIDENCE FOR RECENT MASS TRANSFER. *The Astrophysical Journal*, 783(1):L8, feb 2014. doi: 10.1088/2041-8205/783/1/L8. URL <https://doi.org/10.1088%2F2041-8205%2F783%2F1%2FL8>.
- N. Grevesse and A.J. Sauval. Standard solar composition. *Space Science Reviews*, 85(1): 161–174, May 1998. ISSN 1572-9672. doi: 10.1023/A:1005161325181. URL <https://doi.org/10.1023/A:1005161325181>.
- W. E. Harris. VizieR Online Data Catalog: Globular Clusters in the Milky Way (Harris, 1996). *VizieR Online Data Catalog*, 7195, November 1996.

- J. G. Hills and C. A. Day. Stellar Collisions in Globular Clusters. , 17:87, February 1976.
- 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. , 122:1438–1463, September 2001. doi: 10.1086/322108.
- R. L. Kurucz. ATLAS12, SYNTHÉ, ATLAS9, WIDTH9, et cetera. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 8:14, 2005.
- B. Lanzoni, E. Dalessandro, S. Perina, F. R. Ferraro, R. T. Rood, and A. Sollima. The surprising external upturn of the blue straggler radial distribution in m55. *The Astrophysical Journal*, 670(2):1065–1073, dec 2007. doi:10.1086/522301. URL <https://doi.org/10.1086%2F522301>.
- 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. , 797:124, December 2014. doi: 10.1088/0004-637X/797/2/124.
- Peter J. T. Leonard and Mario Livio. The rotational rates of blue stragglers produced by physical stellar collisions. *The Astrophysical Journal*, 447(2), jul 1995. doi: 10.1086/309581. URL <https://doi.org/10.1086%2F309581>.
- K. Lind, M. Asplund, R. Collet, Z. Magic, and Maria Bergemann. Non-LTE line formation of Fe in late-type stars â I. Standard stars with 1D and ã3Dã model atmospheres. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 427(1):27–49, 11 2012. ISSN 0035-8711. doi: 10.1111/j.1365-2966.2012.21687.x. URL <https://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21687.x>.
- C. Jr. Lombardi, James, Frederic A. Rasio, and Stuart L. Shapiro. On Blue Straggler Formation by Direct Collisions of Main-Sequence Stars. , 445:L117, Jun 1995. doi: 10.1086/187903.

- M. Mapelli, S. Sigurdsson, F. R. Ferraro, M. Colpi, A. Possenti, and B. Lanzoni. The radial distribution of blue straggler stars and the nature of their progenitors. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 373(1):361–368, 10 2006. ISSN 0035-8711. doi: 10.1111/j.1365-2966.2006.11038.x. URL <https://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.11038.x>.
- M. Mapelli, M. Colpi, and L. Zampieri. Low metallicity and ultra-luminous X-ray sources in the Cartwheel galaxy. , 395:L71–L75, May 2009. doi: 10.1111/j.1745-3933.2009.00645.x.
- Mashonkina, L., Gehren, T., Shi, J.-R., Korn, A. J., and Grupp, F. A non-lte study of neutral and singly-ionized iron line spectra in 1d models of the sun and selected late-type stars. *A&A*, 528:A87, 2011. doi: 10.1051/0004-6361/201015336. URL <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201015336>.
- M. L. McCall. On Determining Extinction from Reddening. , 128:2144–2169, November 2004. doi: 10.1086/424933.
- W. H. McCrea. Extended Main-Sequence of Some Stellar Clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 128(2):147–155, 07 1964. ISSN 0035-8711. doi: 10.1093/mnras/128.2.147. URL <https://dx.doi.org/10.1093/mnras/128.2.147>.
- A. Mucciarelli. 4DAO Cookbook. *arXiv e-prints*, November 2013.
- A. Mucciarelli, E. Lapenna, D. Massari, E. Pancino, P. B. Stetson, F. R. Ferraro, B. Lanzoni, and C. Lardo. A CHEMICAL TROMPE-L'OEIL: NO IRON SPREAD IN THE GLOBULAR CLUSTER m22. *The Astrophysical Journal*, 809(2):128, aug 2015. doi: 10.1088/0004-637x/809/2/128. URL <https://doi.org/10.1088/0004-637x/809/2/128>.
- A. Mucciarelli, E. Lapenna, C. Lardo, P. Bonifacio, F. R. Ferraro, and B. Lanzoni. Confirming the Presence of Second-population Stars and the Iron Discrepancy along the AGB of the Globular Cluster NGC 6752. , 870:124, January 2019. doi: 10.3847/1538-4357/aaf3a4.

- Alessio Mucciarelli, Elena Pancino, Loredana Lovisi, Francesco R. Ferraro, and Emilio Lapenna. GALA: AN AUTOMATIC TOOL FOR THE ABUNDANCE ANALYSIS OF STELLAR SPECTRA. *The Astrophysical Journal*, 766(2):78, mar 2013. doi: 10.1088/0004-637x/766/2/78. URL <https://doi.org/10.1088/0004-637x/766/2/78>.
- Ambra Nanni, Bernardo Salasnich, Claudia Dal Cero, L  o Girardi, Paola Marigo, Stefano Rubele, and Alessandro Bressan. PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 427(1):127–145, 11 2012. ISSN 0035-8711. doi: 10.1111/j.1365-2966.2012.21948.x. URL <https://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21948.x>.
- Barbara Paltrinieri, Francesco R. Ferraro, Flavio Fusi Pecci, and Eugenio Carretta. CCD photometry of the Galactic globular cluster M13. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 293(4):434–442, 02 1998. ISSN 0035-8711. doi: 10.1046/j.1365-8711.1998.01175.x. URL <https://dx.doi.org/10.1046/j.1365-8711.1998.01175.x>.
- 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  $\alpha$ -enhanced Metal Distribution. , 642:797–812, May 2006. doi: 10.1086/501344.
- A. Renzini and F. Fusi Pecci. Tests of evolutionary sequences using color-magnitude diagrams of globular clusters. , 26:199–244, 1988. doi: 10.1146/annurev.aa.26.090188.001215.
- Alvio Renzini and Alberto Buzzoni. Global properties of stellar populations and the spectral evolution of galaxies. In Cesare Chiosi and Alvio Renzini, editors, *Spectral Evolution of Galaxies*, pages 195–235, Dordrecht, 1986. Springer Netherlands. ISBN 978-94-009-4598-2.
- A. R. Sandage. The color-magnitude diagram for the globular cluster M 3. , 58:61–75, 1953. doi: 10.1086/106822.
- M. J. Sarna and J.-P. De Greve. Chemical Evolution of Algols. , 37:11, March 1996.

- Michael M. Shara, Rex A. Saffer, and Mario Livio. The first direct measurement of the mass of a blue straggler in the core of a globular cluster: BSS 19 in 47 tucanae. *The Astrophysical Journal*, 489(1):L59–L62, nov 1997. doi: 10.1086/310952. URL <https://doi.org/10.1086%2F310952>.
- Alison Sills, Tim Adams, and Melvyn B. Davies. Blue stragglers as stellar collision products: the angular momentum question. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 358(3):716–725, 04 2005. ISSN 0035-8711. doi: 10.1111/j.1365-2966.2005.08809.x. URL <https://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.08809.x>.
- Alison Sills, Amanda Karakas, and John Lattanzio. BLUE STRAGGLERS AFTER THE MAIN SEQUENCE. *The Astrophysical Journal*, 692(2):1411–1420, feb 2009. doi: 10.1088/0004-637x/692/2/1411. URL <https://doi.org/10.1088%2F0004-637x%2F692%2F2%2F1411>.
- M. Sirianni, M. J. Jee, N. Benítez, J. P. Blakeslee, A. R. Martel, G. Meurer, M. Clampin, G. De Marchi, H. C. Ford, R. Gilliland, G. F. Hartig, G. D. Illingworth, J. Mack, and W. J. McCann. The photometric performance and calibration of the Hubble space Telescope Advanced camera for surveys. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 117(836):1049–1112, oct 2005. doi: 10.1086/444553. URL <https://doi.org/10.1086%2F444553>.
- Peter B. Stetson and Elena Pancino. DAOSPEC: An automatic code for measuring equivalent widths in high-resolution stellar spectra. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 120(874):1332–1354, dec 2008. doi: 10.1086/596126. URL <https://doi.org/10.1086%2F596126>.
- S. R. Warren, E. L. Sandquist, and M. Bolte. The Blue Straggler Population of the Globular Cluster M5: Comparison with M3. , 648:1026–1036, September 2006. doi: 10.1086/505481.
- Simone R. Zaggia, Giampaolo Piotto, and Massimo Capaccioli. The stellar distribution of the globular cluster M 55. *A&A*, 327:1004–1016, Nov 1997.

R. Zinn and L. Searle. The masses of the anomalous cepheids in the Draco system. , 209:734–747, November 1976. doi: 10.1086/154772.