

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

# **Abbondanze chimiche delle Blue Straggler Stars dell'ammasso aperto NGC 188**

Tesi di laurea

Presentata da:  
Giulia Santucci

Relatore:  
Chiar.mo Prof. Francesco R. Ferraro

Correlatore:  
Prof. Barbara Lanzoni  
Dott. Alessio Mucciarelli





# Indice

<b>Sommario</b>	<b>1</b>
<b>1 Blue Straggler Stars</b>	<b>3</b>
1.1 Meccanismi di formazione . . . . .	4
1.1.1 Collisioni stellari . . . . .	5
1.1.2 Trasferimento di massa . . . . .	5
1.2 Discriminazione fra i due canali di formazione . . . . .	7
1.3 BSS in ammassi aperti . . . . .	10
1.3.1 NGC 188 . . . . .	10
<b>2 Dati utilizzati</b>	<b>13</b>
2.1 Subaru Telescope . . . . .	13
2.1.1 HDS . . . . .	15
2.2 Osservazioni . . . . .	15
2.2.1 Combinazione e normalizzazione degli spettri . . . . .	19
<b>3 Determinazione dei parametri stellari</b>	<b>23</b>
3.1 Determinazione dei parametri dell'ammasso . . . . .	23
3.2 Determinazione parametri stellari - metodo delle isocrone . . . . .	26
3.3 Determinazione parametri stellari - conversione Colore - Temperatura . . . . .	27
3.4 Confronto fra i metodi . . . . .	29
<b>4 Misura delle velocità radiali</b>	<b>31</b>
4.1 Calcolo degli spettri sintetici . . . . .	31
4.2 Velocità radiale . . . . .	32
4.2.1 Misura della velocità radiale . . . . .	32
4.3 Controllo della calibrazione in lunghezza d'onda . . . . .	35
4.4 Velocità radiale della stella di RGB . . . . .	36
4.5 Velocità radiale delle BSSs . . . . .	37
4.6 Errore sulla velocità radiale . . . . .	39

---

<b>5</b>	<b>Analisi delle abbondanze chimiche</b>	<b>43</b>
5.1	Il profilo delle righe spettrali . . . . .	43
5.2	Selezione delle righe . . . . .	48
5.3	Determinazione delle abbondanze chimiche . . . . .	50
5.4	Correzioni NLTE . . . . .	53
5.5	Abbondanze chimiche della stella di RGB . . . . .	53
5.6	Misura delle velocità di rotazione delle BSS . . . . .	56
5.7	Misura delle abbondanze chimiche delle BSS . . . . .	59
5.7.1	Metodo 1 . . . . .	60
5.7.2	Metodo 2 . . . . .	62
5.7.3	Metodo 3 . . . . .	63
5.8	Analisi degli errori . . . . .	64
5.8.1	Velocità rotazionali . . . . .	64
5.8.2	Abbondanze chimiche . . . . .	66
<b>6</b>	<b>Risultati e Conclusioni</b>	<b>71</b>
6.1	Confronto fra i metodi utilizzati . . . . .	71
6.2	Risultati . . . . .	72
6.3	Conclusioni . . . . .	78
	<b>Ringraziamenti</b>	<b>83</b>
	<b>Bibliografia</b>	<b>85</b>

# Abstract

Blue Straggler Stars (BSSs) have been demonstrated to be invaluable probes of globular cluster internal dynamics, but their formation mechanisms are not completely understood yet. Two main scenarios have been proposed so far: stellar mergers induced by collisions (Hills & Day, 1976, ApJ 17, L87), and mass-transfer (MT) activity in a binary system (McCrea et al. 1964, MNRAS 128, 147). While an isolated BSS with chemical properties similar to the other cluster stars is expected in the former case, two crucial characteristics should be observable in the outcome of the MT process:

1. *The photometric signature* – The BSS should be linked in a binary system with a peeled companion, i.e., a white dwarf (WD)
2. *The chemical signature* – Carbon and Oxygen depletion should be observable on the BSS surface (Sarna & De Greve 1996, QJRAS 37,11; Ferraro et al. 2006, ApJ 467, L56)

Evidence of the photometric signature has been recently found in the open cluster NGC 188 (Gosnell et al. 2015, ApJ 814, 163): far-UV HST observations revealed that 7 BSSs have hot WD companions, with cooling ages smaller than 300 Myr.

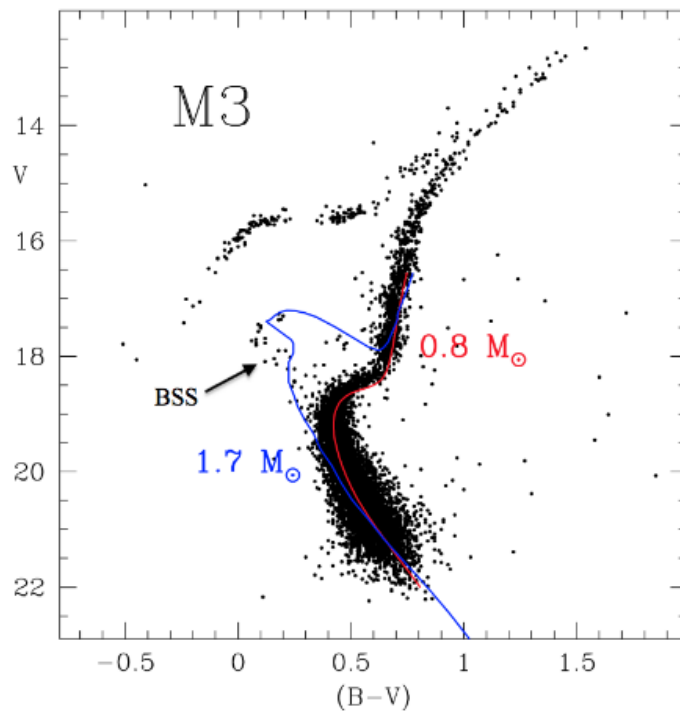
My Thesis work is aimed at searching for evidence of CO-depletion in the atmosphere of these objects. To this end, I am analyzing high-resolution spectra recently acquired with the spectrograph HDS at the Subaru Telescope. The global sample is composed of 5 BSSs with hot WD companions, 3 additional binary BSSs with no a significant far-UV excess, and one “normal” stars (along the RGB star) needed for comparison. The analysis will provide us with the surface chemical abundances (especially of C and O) of the target stars. The final goal is to verify the expected *chemical signature* and put constraints on its characteristic time scale (for instance, a positive detection in the 5 BSSs with hot companions and a non-detection in the other 3 binary BSSs would imply that CO-depletion is a transient phenomenon, lasting  $\approx 300$  Myr only). The analysis will also provide us with the rota-

tional velocities of each target, thus allowing to investigate their kinematical properties and shed new light on their evolutionary path.

# Capitolo 1

## Blue Straggler Stars

Le Blue Straggler Stars (BSSs) sono stelle che, nei diagrammi colore-magnitudine (CMD) in banda ottica, si presentano più blu (quindi più calde) e più luminose del punto di turnoff (TO) della sequenza principale (o main sequence, MS), come mostrato in Figura 1.1.



**Figura 1.1:** CMD V - (B-V) dell'ammasso globulare M3, con la posizione delle BSS indicata dalla freccia. La traccia teorica corrispondente a  $0.8 M_{\odot}$  riproduce bene la Sequenza Principale dell'ammasso, mentre le BSS popolano una regione del CMD dove ci si aspetta di avere stelle, con il bruciamento di idrogeno attivo nel core, di massa fino a  $\sim 1.7 M_{\odot}$  (Buonanno et al. 1994).



Oggigiorno, questi oggetti sono osservati all'interno di qualsiasi tipo di sistema stellare, dagli ammassi globulari (Sandage 1953; Ferraro et al. 1992, 2003; Piotto et al. 2004; Leigh et al. 2007), agli ammassi aperti (Johnson & Sandage 1955; Mathieu & Geller 2009), nel campo Galattico (Preston & Sneden 2000) e nelle galassie sferoidali nane (Momany et al. 2007; Mapelli et al. 2009).

Dal momento che le BSSs si dispongono lungo il prolungamento della sequenza principale, esse appaiono come oggetti più giovani (in quanto con massa più elevata) del resto del sistema. La possibile origine di questi oggetti da eventi di formazione stellare più recenti risulta essere esclusa a causa della completa assenza di gas nei sistemi in cui si trovano.

Dunque, la loro formazione deve essere legata a qualche altro processo in grado di aumentare la massa iniziale di una singola stella (che in generale, per gli ammassi globulari, è dell'ordine di  $0.75 - 0.85 M_{\odot}$ ). Misure spettroscopiche di massa in ammassi globulari confermano che tali stelle sono più massive delle stelle di TO (Shara et al. 1997, Gilliland et al. 1998, De Marco et al. 2004, Fiorentino et al. 2014, Ferraro et al. 2016).

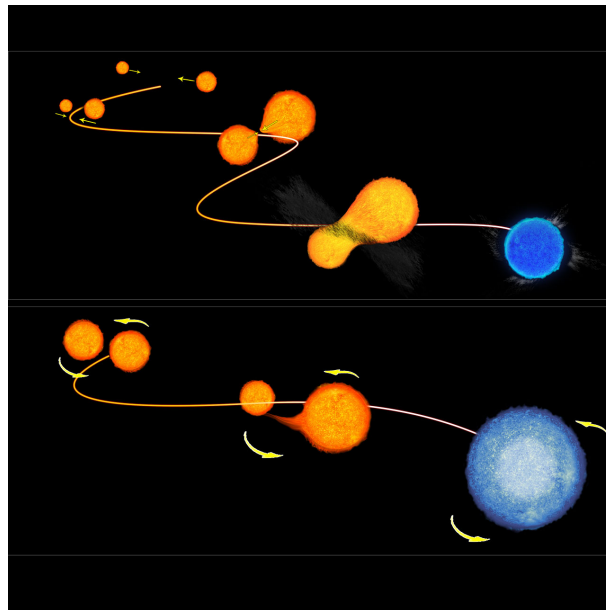
È chiaro, quindi, che le BSS rappresentano un importante collegamento tra l'evoluzione stellare e la dinamica interna dei sistemi che le ospitano. In particolare le BSS forniscono uno strumento unico per misurare empiricamente lo stato di evoluzione dinamica raggiunta dai sistemi stellari (Ferraro et al. 2012).

## 1.1 Meccanismi di formazione

Nonostante la loro importanza, i meccanismi di formazione delle BSS non sono ancora completamente compresi.

Due principali meccanismi (Figura 1.2) sono stati proposti per spiegare la formazione delle BSSs:

- **collisionale** (Hills & Day, 1976), dove i merger stellari sono indotti da collisioni, che possono avvenire sia tra stelle singole, sia con il coinvolgimento di sistemi binari (collisional BSS, COLL-BSS);
- **trasferimento di massa** (McCrea et al, 1964; Zinn & Searle, 1976) attivo tra stelle in un sistema binario (mass-transfer BSS, MT-BSSs).



**Figura 1.2:** Sopra: formazione di una BSS tramite collisione stellare. Sotto: formazione di una BSS in un sistema binario tramite trasferimento di massa.

### 1.1.1 Collisioni stellari

L'ipotesi delle collisioni stellari, come meccanismo all'origine della popolazione di BSS, prevede che due stelle si fondano assieme attraverso una collisione diretta per formare una stella più massiva.

Le alte densità stellari, combinate con le basse velocità stellari che massimizzano le probabilità di interazione, favoriscono questo meccanismo di formazione nelle regioni più dense degli ammassi globulari.

Una volta raggiunte le condizioni necessarie ad un'interazione di questo tipo, le due stelle interessate possono formare un sistema binario stretto che perde rapidamente energia. La perdita di energia provoca l'avvicinamento delle due stelle ed il conseguente restringimento dei rispettivi lobi di Roche; quando questi raggiungono le dimensioni delle atmosfere stellari, si instaura una situazione di *common envelope*, che precede il completo merger dei due oggetti.

La stella risultante avrà, quindi, massa pari alla somma di quelle dei progenitori.

### 1.1.2 Trasferimento di massa

La formazione di BSS tramite il processo di trasferimento di massa necessita di un sistema di massa dove una delle due componenti del sistema binario

accrece materia dalla compagna, aumentando la propria massa.

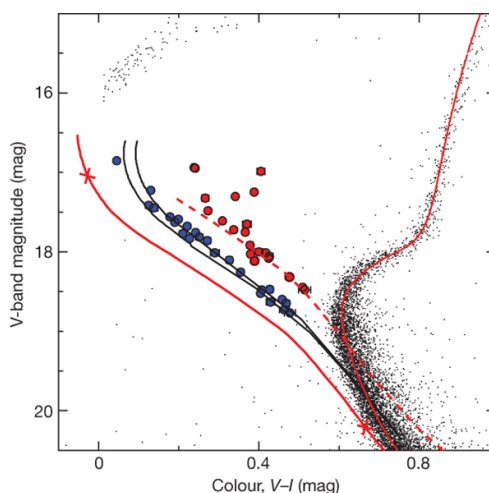
In tale configurazione, la stella compagna potrebbe essere un oggetto con massa maggiore, e quindi con evoluzione più rapida.

In questo modo, essa raggiunge la fase di RGB prima della BSS, aumentando considerevolmente il proprio volume. Se, facendo ciò, essa arriva a riempire il suo lobo di Roche, può verificarsi il trasferimento di materia (attraverso il punto lagrangiano L1), in favore della stella meno massiva.

La stella che accresce materiale aumenterà la propria massa e quindi l'efficienza delle reazioni termonucleari nel proprio nucleo. Questo farà sì che la stella si sposterà in una posizione più luminosa e più blu rispetto al TO dell'ammasso.

Come risultato si potrà avere o un sistema binario formato da BSS + nana bianca (WD) o, se si arriva alla completa coalescenza, la sola BSS.

Il ruolo e la relativa importanza dei due meccanismi di formazione non sono ancora del tutto chiari. Ci si aspetta che le collisioni stellari siano più frequenti negli ambienti con alta densità, mentre il processo di formazione tramite trasferimento di massa dovrebbe essere dominante a basse densità. In ogni caso, si ritiene che entrambi siano plausibili e che possano operare simultaneamente anche in uno stesso ammasso, come, ad esempio, nel caso di M3 (Ferraro et al. 1993, 1997) ed M30 (Ferraro et al. 2009).



**Figura 1.3:** Porzione del CMD di M30. Le linee nere continue corrispondono alle isocrone collisionali di età 1 e 2 Gyr, che riproducono la sequenza più blu delle BSS. Le linee rosse continue corrispondono ad isocrone rispettivamente di 13 Gyr (che riproduce bene la Sequenza Principale dell'ammasso), e di 0.5 Gyr (che rappresenta la Zero-Age Main Sequence (ZAMS) dell'ammasso). Le due croci indicano le rispettive posizioni di una stella di  $0.8 M_{\odot}$  e di una di  $1.6 M_{\odot}$  lungo la ZAMS. La linea rossa tratteggiata corrisponde alla ZAMS spostata di 0.75 mag, in accordo con i modelli di massa transfer per sistemi binari (Ferraro et al. 2009).

In quest'ultimo caso, il CMD di M30 (in Figura 1.3) mostra la presenza di due sequenze parallele e ben separate di BSS. La più blu è riprodotta da isocrone collisionali di età 1-2 Gyr, mentre la sequenza più rossa è in accordo con i modelli di mass transfer.

## 1.2 Discriminazione fra i due canali di formazione

Distinguere i due meccanismi di formazione sulla base delle proprietà osservate è molto difficile.

Tuttavia, le doppie sequenze identificate in M30 sembrano indicare un possibile metodo fotometrico per separare le BSS generate da diversi meccanismi. Anche dal punto di vista spettroscopico sono stati proposti metodi promettenti. Infatti, dall'analisi della composizione chimica delle BSSs, è possibile ricavare informazioni sul processo che ha portato alla sua formazione.

Per le atmosfere delle COL-BSS, ci si aspetta di misurare le stesse proprietà chimiche dell'envelope delle progenitrici, poiché il contributo dei rimescolamenti fra questo e il core interno, dovuti al processo di formazione, sono trascurabili (Lombardi et al. 1995).

Per quanto riguarda le MT-BSS, invece, ci si aspetta di trovare anomalie chimiche (Sarna & De Greve 1996). Simulazioni idrodinamiche, infatti, predicono una *depletion* di carbonio e ossigeno, a causa del fatto che la stella progenitrice accresce dalla compagna materiale che è stato processato nelle regioni più interne della stella attraverso le catene CNO del bruciamento dell'idrogeno.

Alla fine del processo di trasferimento di massa, il core della compagna "pelata" dovrebbe essere osservabile come nana bianca di elio o di CO, a seconda dello stadio evolutivo in cui essa si trovava. La BSS appena formata, d'altra parte, dovrebbe mostrare anomalie chimiche nella sua atmosfera, poiché il materiale sulla sua superficie arriva dalle regioni più interne della compagna, dove è avvenuto il bruciamento dell'idrogeno tramite il ciclo CNO. In particolare ci si aspetta di trovare una minor abbondanza di C e di O ed una sovrabbondanza di N (rispetto a quella del cluster).

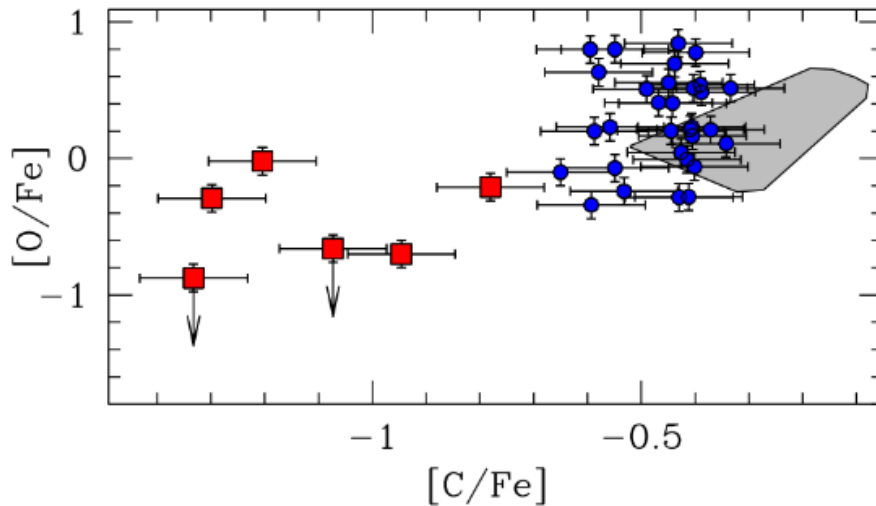
Un altro possibile parametro che, in linea di principio, può fornire indicazioni sul processo di formazione è la misura della velocità di rotazione: sembra, infatti, che le BSS formate tramite trasferimento di massa abbiano tutte, velocità di rotazione molto alte (Sarna & De Greve, 1996), anche se meccanismi di frenamento possono portare ad una diminuzione di essa; per le BSS

formate per collisione, invece, si hanno risultati controversi. Ci sono evidenze sia di rotatori veloci (Benz & Hills, 1987), sia di rotatori lenti (Leonard & Livio, 1995; Sills et al, 2005; Lovisi 2010, 2013a, b).

In questo senso, un caso emblematico è fornito dalla popolazione di BSS di Omega Centauri, che è stato suggerito si sia formata esclusivamente tramite processi di mass-transfer (Ferraro et al. 2006). In tale sistema le BSS mostrano un'ampia distribuzione di velocità rotazionali, da  $\sim 0$  a  $\sim 200$  km/s, con il 40% di esse con velocità maggiori di 40 km/s (Mucciarelli et al. 2014). Per questo motivo la velocità di rotazione non è un parametro affidabile per la discriminazione dei due canali di formazione.

Quindi, teoricamente, nel caso di formazione tramite trasferimento di massa, due principali caratteristiche dovrebbero essere osservabili:

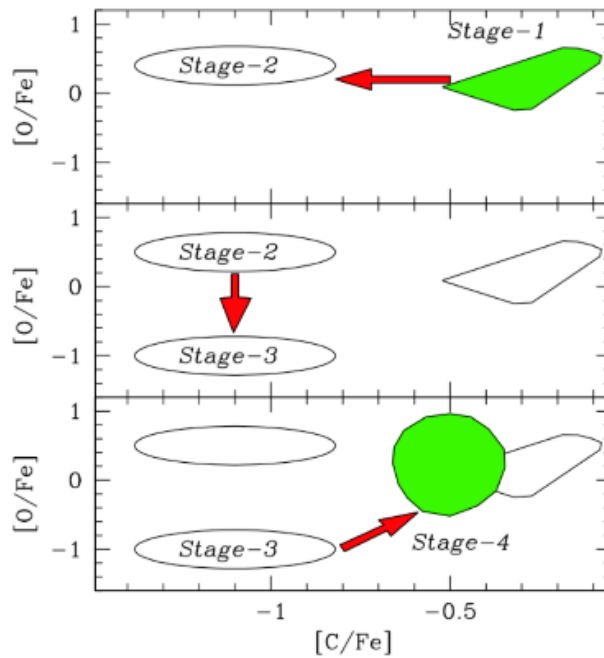
1. **evidenza chimica**, le MT-BSS dovrebbero mostrare una *depletion* di C ed O in superficie;
2. **evidenza fotometrica**, le MT-BSS dovrebbero avere una nana bianca come compagna.



**Figura 1.4:** rapporto  $[O/Fe]$  in funzione di  $[C/Fe]$  per il campione composto da 43 BSS osservato in 47 Tuc (Ferraro et al. 2006). I cerchi blu corrispondono alle BSS che mostrano abbondanze normali di C ed O, mentre i quadrati rossi corrispondono alle BSS che presentano *depletion* di C ed O. La regione grigia corrisponde alla posizione delle 12 stelle di TO analizzate da Carretta et al. 2005.

Per quanto riguarda l'evidenza chimica, essa è stata confermata dall'osservazione in 47 Tucanae (47 Tuc; Ferraro et al. 2006, ApJ 467, L56; Figura 1.4) di un sottocampione di 6 BSS (su 43) che mostrano una significativa

*depletion* di C ed O (fino a 1 dex) rispetto alla popolazione dell'ammasso. Altri studi sulle abbondanze chimiche di BSS in ammassi globulari non hanno identificato altre BSS caratterizzate da bassi valori di C e O (Lovisi et al. 2010, 2012, 2013). È importante notare, comunque, che BSS con temperature superficiali superiori a  $\sim 8000$  K sono affette da fenomeni di levitazione radiativa che modificano la composizione chimica superficiale, rendendo così impossibile determinare la vera composizione chimica di queste stelle (Lovisi 2012, 2013). Questo potrebbe indicare che il fenomeno della *depletion* di CO possa essere un fenomeno transiente e che processi di mixing o di sedimentazione tendano a cancellare questa feature chimica sulla superficie della BSS generata da trasferimento di massa.



**Figura 1.5:** Evoluzione delle BSS nel diagramma  $[O/Fe]$ - $[C/Fe]$  secondo lo scenario in quattro fasi descritto da Ferraro et al. 2006.

Un possibile scenario è stato descritto da Ferraro et al. (2006), Figura 1.5: nelle prime fasi del trasferimento di massa, materiale non processato viene trasferito dalla stella primaria, in questo modo il sistema non presenta anomalie nelle abbondanze di C ed O (Fase 1). Con il continuare del processo, il materiale in accrescimento arriva da regioni più interne della stella compagna, dove è avvenuto il bruciamento tramite ciclo CNO. Quindi, prima il Carbonio e poi sia Carbonio che Ossigeno risulteranno avere abbondanze

inferiori (Fase 2). Alla fine del trasferimento di massa, è quindi osservabile una BSS con *depletion* di C ed O (Fase 3), finchè i processi di rimescolamento interni e rotazionali non riducono, o cancellano, le anomalie chimiche della superficie riportando le abbondanze superficiali a livelli confrontabili con le altre stelle dell'ammasso (Fase 4).

### 1.3 BSS in ammassi aperti

Gli ammassi aperti sono sistemi stellari che popolano il disco Galattico, con masse circa 1-2 ordini di grandezza inferiori a quelle degli ammassi globulari. Tali sistemi coprono un ampio intervallo di età (da  $\sim 10$  Gyr a poche centinaia di milioni di anni) e hanno metallicità maggiori di  $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.5$  dex. Studi riguardanti le correlazioni fra la frequenza delle BSS e la frazione di binarie dell'ammasso (Sollima et al. 2008), la massa del core (Knigge et al. 2009) e la posizione radiale (Ferraro et al. 1997) suggeriscono che il processo di trasferimento di massa nelle stelle binarie domina la produzione di Blue Straggler Stars negli ammassi aperti (Geller & Mathieu, 2011), proprio a causa della loro bassa densità stellare.

Tali sistemi, grazie anche alla loro distanza (e quindi alla luminosità della loro popolazione di BSS), permettono di investigare in dettaglio le proprietà di BSS formatesi quasi esclusivamente da trasferimento di massa ed individuare, così, possibili *signatures* di questo processo.

Uno degli ammassi aperti più studiati per la sua popolazione di BSS è NGC188.

#### 1.3.1 NGC 188

NGC 188 è stato scoperto da John Herschel nel 1831 ed è uno dei più vecchi ammassi aperti conosciuti nella nostra Galassia, situato nel disco, con un età di  $6.2 \pm 0.2$  Gyr (Meibom et al. 2009). Inoltre, la sua relativa vicinanza ( $1770 \pm 75$  pc; Meibom et al. 2009) lo rende facilmente osservabile sia dallo spazio che da terra.

È stato osservato per quasi 20 anni grazie al WYIN Open Cluster Study (Mathieu 2000), ottenendo dati fotometrici (Sarajedini et al. 1999), velocità radiali (Geller et al. 2008), moti propri delle stelle (Platais et al. 2003) e informazioni sulle orbite delle sue stelle binarie (Geller et al. 2009).

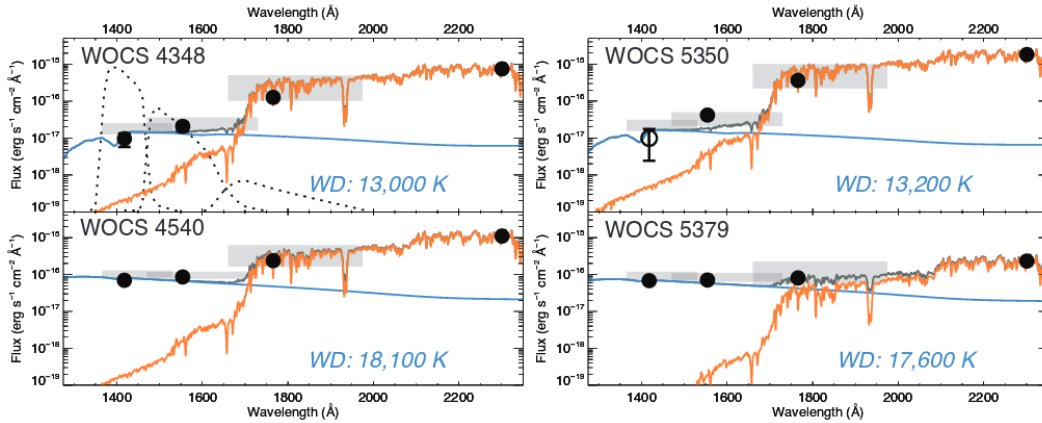
Per quanto riguarda la popolazione delle BSS, NGC 188 risulta averne 21; la

maggior parte di queste (quasi l'80%), sono binarie spettroscopiche (Mathieu & Geller. 2009); quattro BSS non mostrano una significativa variabilità nella velocità radiale, indicando, perciò, che esse hanno compagne con periodi molto lunghi ( $P > 10^6$  giorni) o che sono stelle singole (Geller & Mathieu, 2012).

La velocità radiale dell'ammasso è stata stimata essere di  $-42.36 \pm 0.04$  km/s (Geller et al. 2008).

Inoltre, in questo ammasso, sono state trovate prove della *signature* fotometrica (Gosnell et al, 2015), attraverso l'osservazione di 19 BSS nel far-UV, 7 delle quali hanno mostrato un significativo eccesso UV. Ciò è stato interpretato come la prova che queste 7 BSS hanno come compagne delle nane bianche calde, quindi di formazione recente. Quattro di queste BSS hanno compagne con  $T > 12000$  K (Figura 1.6), mentre per le altre tre si sono stimate temperature fra 11000 e 12000 K. Poiché le nane bianche, invecchiando, si raffreddano, è stato possibile stimare che il processo di trasferimento di massa sia terminato meno di 300000 anni fa.

Per le restanti BSS, poiché non ci sono evidenze di un eccesso UV, è possibile ipotizzare la presenza di compagne più vecchie e quindi fredde.



**Figura 1.6:** Spettri di best fit BSS+WD per le quattro BSS con compagna calda. Lo spettro della WD è mostrato in blu, con segnata la temperatura corrispondente, lo spettro relativo alla BSS è mostrato in arancione, mentre lo spettro combinato BSS+WD è mostrato in grigio scuro.





# Capitolo 2

## Dati utilizzati

In questo lavoro di tesi sono stati analizzati spettri ad alta risoluzione ( $R \sim 40000$ ), acquisiti con lo spettrografo High Dispersion Spectrograph (HDS) del Subaru Telescope per un campione di stelle membre dell'ammasso aperto NGC188.

Il campione include spettri di 8 BSS ed una stella di RGB, osservata come confronto per le abbondanze chimiche. Delle 8 BSS, 5 mostrano evidenze della presenza di una stella compagna calda e le altre 3 un trascurabile eccesso UV (Gosnell et al. 2015).

L'obiettivo è di ottenere un'analisi chimica di queste stelle in modo da verificare l'eventuale presenza di una *signature chimica* relativa al processo di mass transfer (in particolare, significative sotto-abbondanze di O e C) ed eventualmente porre dei limiti ai tempi scala caratteristici di questi fenomeni.

### 2.1 Subaru Telescope

Il Subaru Telescope, completato nel 1998, è uno dei telescopi dell'Osservatorio sulla cima del monte Mauna Kea, nelle Hawaii. Il suo nome deriva dal nome giapponese dell'ammasso aperto a noi noto come Pleiadi.

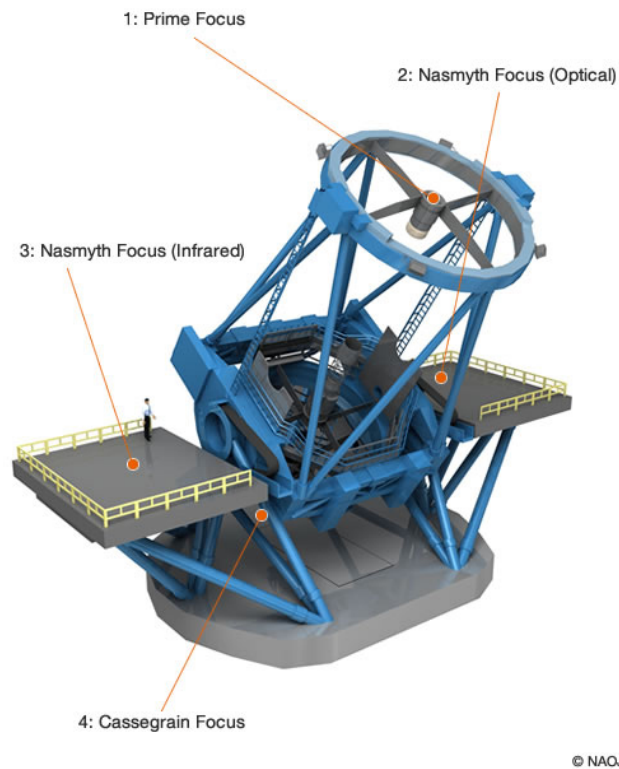
Utilizzato per osservazioni nelle bande ottiche ed infrarosse, il telescopio ha una configurazione ottica Ritchey-Chretien, con uno specchio primario con un diametro di 8.2 m, una lunghezza focale di 15 m ed una montatura altazimutale.

Il piccolo spessore dello specchio (23 cm) lo rende piuttosto flessibile, ed ha permesso l'utilizzo di 261 attuatori che possono modificare la forma dello specchio in modo che esso non sia affetto dalle deformazioni dovute alla gravità. Inoltre, questo sistema di ottiche adattive viene anche utilizzato per

correggere problemi causati dall'atmosfera terrestre.

Per minimizzare la turbolenza dell'aria vicino al telescopio, la cupola che circonda il telescopio Subaru ha una forma cilindrica, invece che emisferica, e ruota insieme al telescopio stesso.

Come si può vedere nella Figura 2.1, il telescopio dispone di quattro posizioni (Fuoco Primario, Fuoco Nasmyth - ottico ed infrarosso, e Fuoco Cassegrain) per osservazioni e/o posizionamento di strumentazione quali, per esempio, spettrografi.



**Figura 2.1:** Schema del telescopio Subaru con la posizione dei quattro fuochi.

Il telescopio è fornito di molti strumenti, che permettono lo studio di un grande range di fenomeni astrofisici, come esopianeti, galassie lontane, energia oscura e materia oscura.

I detector di ogni strumento sono sensibili alle bande ottiche o infrarosse, ma non ad entrambe.

Nella Tabella 2.1 sono mostrati i vari strumenti del telescopio Subaru e la regione spettrale dove lavorano.

	<b>Ottico</b>	<b>Infrarosso</b>
<b>Imaging</b>	HSC Suprime-Cam	HiCIAO
<b>Imaging + Spettroscopia</b>	FOCAS	MOIRCS COMICS IRCS
<b>Spettroscopia</b>	HDS	FMOS

**Tabella 2.1:** Strumentazione disponibile per il Subaru Telescope con i vari range dello spettro coperti.

### 2.1.1 HDS

Lo spettrografo HDS (High Dispersion Spectrograph), collocato sulla piattaforma relativa al Fuoco Ottico Nasmyth, fornisce osservazioni ad altissima risoluzione spettrale, fino a 160000, nelle bande spettrali ottiche (nel range da 3000 a 10000 Å).

Per questo motivo, HDS ha un ruolo importante in molti settori dell'astrofisica, per esempio nell'osservazione di stelle che possano rivelare la presenza di esopianeti o nel misurare l'abbondanza chimica degli elementi in stelle molto vecchie, formatesi all'inizio dell'Universo.

HDS ha due cross-dispersori, uno di 400 *gr/mm* e l'altro di 250 *gr/mm*, ottimizzati rispettivamente per le regioni blu e rossa dello spettro. Il sistema di ottiche è composto da tre lenti corretrici ed uno specchio. Inoltre, un mosaico di 2x1 CCD, ognuno con dimensioni di 2048 x 4096 pixel, viene utilizzato come detector (K. Noguchi et al. 2002).

## 2.2 Osservazioni

I dati a disposizione sono costituiti da una serie di spettri ottenuti nelle notti dal 28 al 30 agosto 2015, utilizzando una slit da 1.0 arcsec (corrispondente ad una risoluzione spettrale di  $\sim 40000$ ).

Ogni osservazione è composta da due spettri, corrispondenti ai due CCD (rosso e blu) di cui si compone lo spettrografo, ciascuno dei quali è suddiviso in diversi ordini, rispettivamente 15 e 10.

In Tabella 2.2 e Tabella 2.3 sono riportati gli intervalli in lunghezza d'onda coperti da ciascun ordine, sia dello spettro blu che di quello rosso.

Spettro Blu		
Ordine	$\lambda_{iniziale}$ [Å]	$\lambda_{finale}$ [Å]
1	8041	8134
2	7934	8026
3	7829	7920
4	7727	7817
5	7628	7717
6	7532	7618
7	7437	7524
8	7345	7431
9	7256	7340
10	7168	7251
11	7083	7165
12	6999	7080
13	6918	6998
14	6838	6918
15	6760	6839

**Tabella 2.2:** Range spettrali degli ordini relativi al CCD blu.

Spettro Rosso		
Ordine	$\lambda_{iniziale}$ [Å]	$\lambda_{finale}$ [Å]
1	9447	9556
2	9299	9407
3	9156	9262
4	9017	9112
5	8882	8985
6	8751	8853
7	8624	8724
8	8501	8599
9	8381	8478
10	8265	8360

**Tabella 2.3:** Range spettrali degli ordini relativi al CCD rosso.

È riportato inoltre, in Tabella 2.4, l'elenco delle osservazioni per ogni target scientifico; gli ID degli oggetti sono quelli relativi al catalogo di Platais 2002.

Target scientifici ed osservazioni		
ID	Notte	N. osservazioni
5894	30-08-2015	2
4306	29-08-2015	2
5671	29-08-2015	2
4581	30-08-2015	2
5379	30-08-2015	2
1888	29-08-2015	2
5350	28-08-2015	1
	29-08-2015	2
4540	28-08-2015	3
4348	28-08-2015	3

**Tabella 2.4:** Numero di osservazioni per ogni notte relative a ciascun target scientifico.

ID	RA	DEC	V	Note
5894	11.624582	+85.1977728	14.052	0
4306	10.585791	+85.2609648	13.347	3 & 4
5671	13.107433	+85.2577443	13.600	3
4581	11.485975	+85.2915745	14.147	3
5379	12.544966	+85.2439130	15.372	1
1888	13.630626	+85.5358643	14.841	2
5350	12.263575	+85.2569983	13.453	1
4540	11.326126	+85.3221842	13.857	1
4348	10.922786	+85.2214657	14.681	1

**Tabella 2.5:** Per ogni stella sono riportati RA & DEC, magnitudine apparente in banda V e classificazione in base all'analisi di Gosnell et al 2015:

0= stella di riferimento,

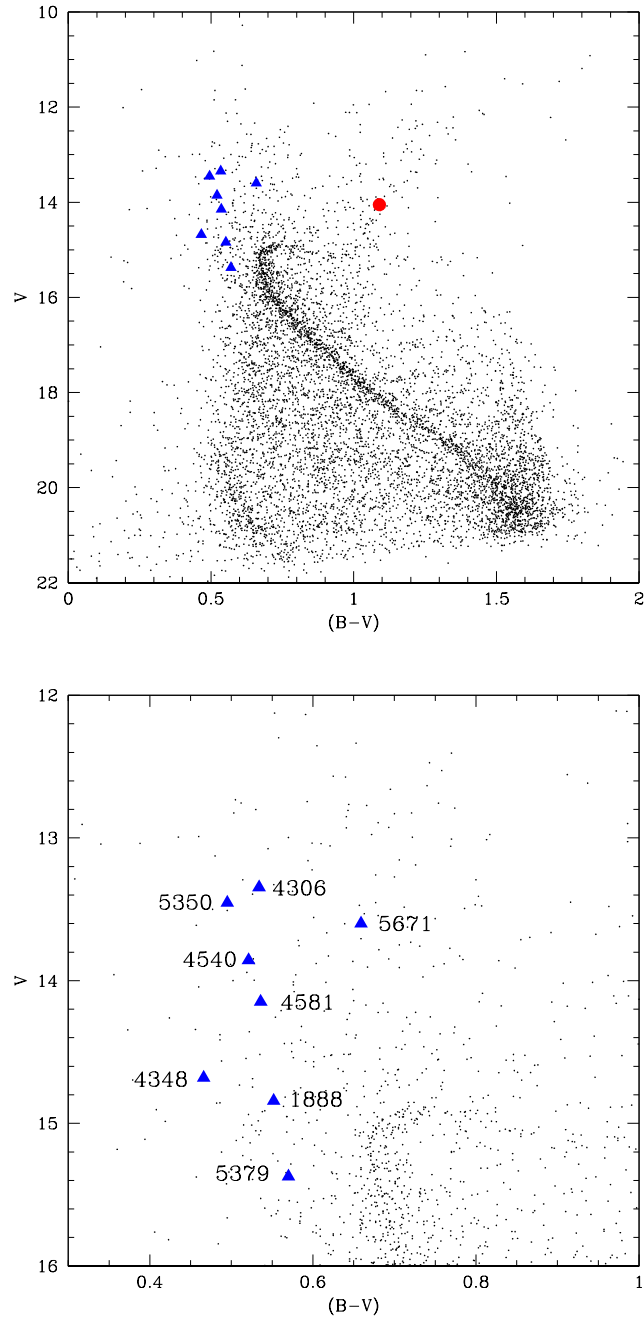
1 = BSS con evidenza di compagna WD calda ( $T > 12000$  K),

2 = BSS con compagna con  $T < 11000$  K,

3 = BSS senza evidenza di eccesso FUV,

4 = BSS con velocità radiale non variabile (quindi senza evidenze di una compagna).

Fra questi, le BSS che presentano un'evidenza fotometrica di una compagna WD calda ( $T > 12000$  K) sono la 5379, 5350, 4540 e 4348; la 1888 ha un eccesso UV interpretato come una compagna con temperatura fra 11000 e 12000 K; le BSS 4306, 5671 e 4581 sono fra quelle che non mostrano eccesso UV e la 5894 è la stella di RGB presa per avere una stella di confronto (vedi **sezione 1.3.1**). In Figura 2.2 è mostrata la posizione dei target osservati nel CMD V - (B-V) ottenuto col catalogo di Platais 2002 ed in Tabella 2.5 le informazioni ad essi relative.



**Figura 2.2:** Sopra: CMD di NGC 188: i triangoli corrispondono alle BSS osservate, il cerchio rosso corrisponde alla gigante rossa, presa come stella di confronto. Sotto: zoom della regione corrispondente alle BSS, con indicati gli ID delle stelle.

### 2.2.1 Combinazione e normalizzazione degli spettri

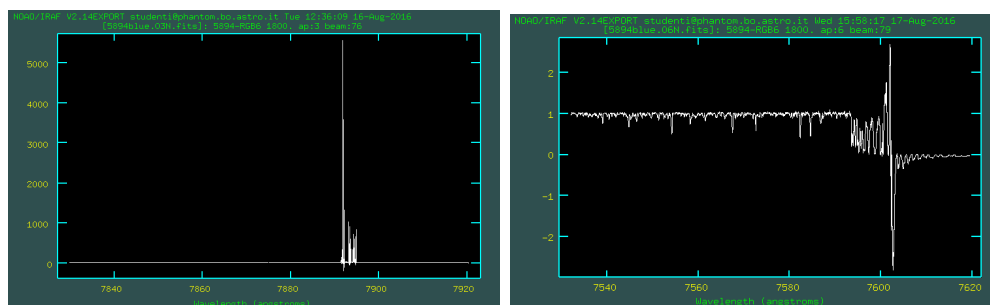
Tutti gli spettri sono stati preridotti utilizzando gli appositi pacchetti IRAF (Image Reduction and Analysis Facility), software sviluppato da NOAO (National Optical Astronomy Observatory), per il calcolo e la sottrazione del bias medio, normalizzazione per il flat-field medio, identificazione degli ordini, estrazione degli spettri mono-dimensionali, calibrazione in lunghezza d'onda.

Una volta preridotti gli spettri, si è effettuato un controllo visivo di tutti gli ordini degli spettri rossi e blu, in modo da individuare possibili regioni da escludere dall'analisi.

La parte finale del primo ordine e quella iniziale dell'ultimo mostrano assenza di segnale poiché gli ordini sono inclinati rispetto al CCD e parte di quelli posti all'estremità cadono quindi fuori dalla regione coperta dal CCD. Inoltre, negli ordini 5 e 6 dello spettro rosso, sono presenti due estese regioni spettrali danneggiate, causati da problemi del CCD, che si estendono rispettivamente nel range 8940 - 8947 Å e 8818 - 8825 Å.

Nello spettro blu, sono state trovate due regioni che presentano problemi (Figura 2.3). La prima si trova nell'ordine 3 e si estende da 7890 a 7894 Å, mentre la seconda si trova nella parte finale dell'ordine 6.

Da queste regioni, perciò, non è stato possibile selezionare nessuno tipo di riga per l'analisi delle abbondanze chimiche.



**Figura 2.3:** A sinistra: ordine 3 dello spettro blu, è ben visibile la regione “problematica” che si estende da 7890 a 7894 Å. A destra: ordine 6 dello spettro rosso con calo di efficienza a partire da circa 7592 Å.

Il passaggio successivo consiste nel combinare assieme spettri relativi alla stessa stella ed acquisiti in diverse esposizioni e poi procedere alla normalizzazione. Entrambe le procedure si effettuano utilizzando IRAF, tramite le task **scombine** e **continuum** del pacchetto **onedspec**.

La prima richiede come input principali la lista con i file fits da combinare, il nome del file di output ed il tipo di operazione da fare per combinare i file, come “media”, “mediana” e “somma”. Utilizzando l'opzione *media*, viene

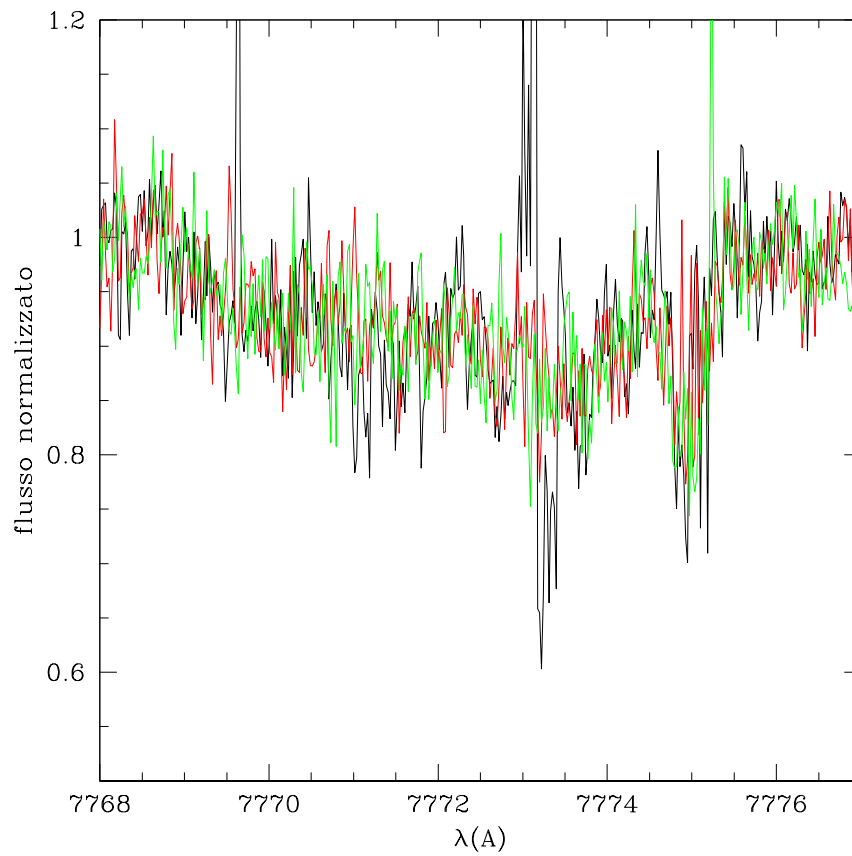


calcolato il valore medio per ogni pixel.

La seconda task, invece, permette di normalizzare uno spettro rispetto al suo continuo, selezionabile automaticamente o manualmente dall'utente. I parametri da tenere in considerazione sono l'immagine (o la lista di immagini) da normalizzare, il nome (o i nomi) del file in uscita, il tipo di file in uscita, la funzione usata per il fit ed il suo ordine. Per la normalizzazione degli spettri combinati si è utilizzato il tipo di output "ratio", che restituisce il rapporto fra lo spettro iniziale ed il fit del continuo, come funzione di fitting "spline3", cioè una funzione spline cubica.

Dopo la procedure di selezione delle righe spettrali per l'analisi chimica (**Sezione 5.2**) si è visto che in pochi casi alcune transizioni di interesse negli spettri combinati risultavano danneggiate dalla presenza di raggi cosmici in una delle singole esposizioni, come mostrato in Figura 2.4 per la riga del tripletto di O, della BSS 4348. Solo per questi casi si è deciso di usare unicamente lo spettro di una singola esposizione che non mostrasse presenza di raggi cosmici vicino alla riga di interesse.

Inoltre, si è scelto di non combinare i vari ordini per ottenere uno spettro unico completo a causa della presenza di gaps di diversi angstroms tra ordini consecutivi (questo dovuto alla mancanza di sovrapposizione tra gli ordini). Gli ordini sono stati quindi analizzati singolarmente, sia per ottenere informazioni cinematiche che chimiche.



**Figura 2.4:** Sovrapposizione delle tre osservazioni della BSS 4348 per il tripletto di O. Lo spettro nero è quello relativo alla prima osservazione, quello rosso alla seconda e quello verde alla terza. Come si può notare, lo spettro nero presenta una spike che altera il profilo della riga, per questo non è stato utilizzato per l'analisi. In questo caso si è scelto di utilizzare lo spettro combinato delle osservazioni 2 e 3.



# Capitolo 3

## Determinazione dei parametri stellari

Prima di poter cominciare ad analizzare gli spettri per ottenere le informazioni su cinematica e composizione chimica, bisogna determinare i parametri stellari (principalmente temperatura e gravità superficiale) dei target scientifici.

Sono stati utilizzati due metodi indipendenti per derivare i parametri atmosferici delle stelle in esame: il primo basato sulla posizione delle stelle nel CMD e il confronto con isocrone teoriche (**sezione 3.2**); il secondo basato su calibrazioni colore-temperatura (**sezione 3.3**).

In entrambi i casi, è necessario prima determinare età, modulo di distanza ed eccesso di colore dell'ammasso, mediante il CMD. A tal proposito, si è utilizzato il catalogo fotometrico di NGC 188 di Platais 2002.

### 3.1 Determinazione dei parametri dell'ammasso

Il CMD è un utile strumento per investigare le principali caratteristiche fisiche delle popolazioni stellari. In esso vengono presentate, per l'insieme delle stelle analizzate, le magnitudini in funzione dell'indice di colore (vale a dire la differenza di magnitudine tra due determinati filtri fotometrici). Esso è quindi l'analogo, nel piano osservativo, del diagramma di Hertzsprung-Russell, che fornisce la luminosità in funzione della temperatura effettiva.

Le stelle in fase di bruciamento centrale di idrogeno si posizionano lungo la MS, il cui punto più blu è il punto di TO. A luminosità più alte, troviamo stelle in fasi evolutive avanzate e caratterizzate da diversi bruciamenti nu-

cleari: il braccio delle giganti rosse (RGB), dove il bruciamento dell'idrogeno avviene in una shell sottile circostante il nucleo inerte di He, la fase braccio orizzontale (HB), caratterizzata dal bruciamento centrale di He, e la fase di braccio asintotico delle giganti (AGB), dove il bruciamento di H ed He avviene in due shell. Come visto nel **Capitolo 1**, le BSS si dispongono sul prolungamento della sequenza principale, oltre il TO.

Al fine di misurare alcune proprietà dell'ammasso, è utile confrontare i CMD con un set di isocrone teoriche.

I modelli sono stati ottenuti dal database BaSTI ("A Bag of Stellar Tracks and Isochrones"<sup>1</sup>, Pietrinferni et al. 2004), nei quali si è scelto un modello di popolazione stellare con metallicità prossima a quella dell'ammasso ( $Z=0.0198$ , assumendo una composizione chimica scalata-solare e corrispondente a  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ ).

Tutti i modelli vengono calcolati nel diagramma Temperatura - Luminosità e poi trasformati in quello Colore - Magnitudine.

In ogni caso, prima di utilizzare tali modelli, occorre effettuare una correzione delle magnitudini del catalogo che tenga conto degli effetti dell'arrossamento e della distanza di NGC 188: il primo è un aumento della magnitudine e dell'indice di colore dovuto a fenomeni di scattering tra i fotoni e gas e polveri che si frappongono tra la sorgente e l'osservatore; il secondo è la naturale diminuzione della brillantezza di una sorgente al crescere della sua distanza dall'osservatore.

Pertanto, è possibile trovare la magnitudine ed il colore assoluti applicando le seguenti formule:

$$V = M_V + (m - M)_0 + A_V \quad (3.1)$$

dove  $V$  è la magnitudine apparente (in banda  $V$ ),  $M_V$  quella assoluta,  $(m - M)_0$  è il modulo di distanza vero dell'ammasso e  $A_V$  è il coefficiente di estinzione per il filtro  $V$ , definito come  $A_V = R_V E(B - V)$ , con  $R_V = 3.12$ ;

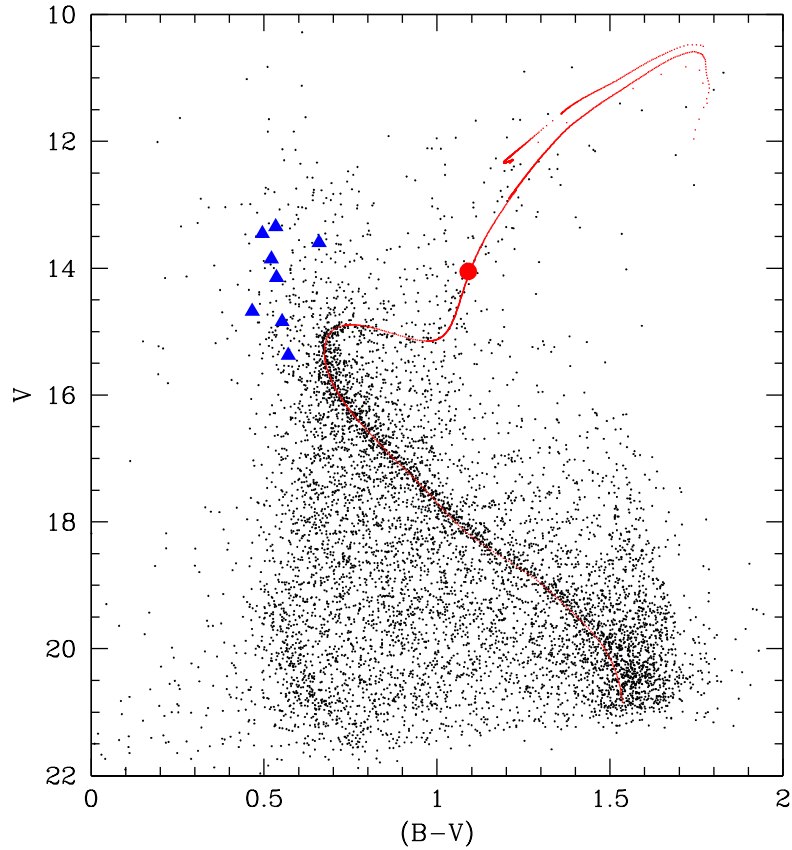
$$(B - V) = (B - V)_0 + E(B - V) \quad (3.2)$$

dove  $(B - V)$  è il colore apparente,  $(B - V)_0$  assoluto e  $E(B - V)$  è l'eccesso di colore (o arrossamento) ed è dato da  $(A_B - A_V)$ .

Una volta trasformate le magnitudini, si sono applicati i modelli al CMD del catalogo fotometrico. Come mostrato in Figura 3.1, il miglior accordo tra dati e modello (il fit è stato effettuato in modo da riprodurre la sequenza principale e la luminosità del punto di TO), si ha considerando una popolazione con età di 6.0 Gyr, eccesso di colore  $E(B - V) = 0.084$  e modulo di

<sup>1</sup><http://basti.oa-teramo.inaf.it/index.html>

distanza  $(m - M)_0 = 11.24$ . Tutti questi valori sono in ottimo accordo con quelli riportati in letteratura (Meibom et al. 2009 e Sarajedini et al. 1999):  $E(B - V) = 0.09 \pm 0.02$ ,  $(m - M)_0 = 11.24 \pm 0.09$ , età:  $6.2 \pm 0.2$  Gyr.



**Figura 3.1:** Sovrapposizione dell'isocrona di best fit ai dati del catalogo fotometrico con i target scientifici messi in evidenza come in Figura 2.2.

Nella Tabella 3.1 sono riportati i valori di magnitudine e colore apparenti ed assoluti per ogni stella.

Ottenute queste informazioni, è possibile passare alla determinazione dei parametri stellari delle BSS in esame.

ID	$V$ [mag]	$(B - V)$ [mag]	$M_V$ [mag]	$(B - V)_0$ [mag]
5894	14.052	1.090	2.550	1.006
4306	13.347	0.534	1.845	0.450
5671	13.600	0.659	2.098	0.575
4581	14.147	0.536	2.645	0.452
5379	15.372	0.570	3.870	0.486
1888	14.841	0.552	3.339	0.468
5350	13.452	0.495	1.951	0.411
4540	13.857	0.521	2.355	0.437
4348	14.681	0.466	3.179	0.382

**Tabella 3.1:** Magnitudine e colore apparenti ed assoluti, relativi ad ogni stella.

## 3.2 Determinazione parametri stellari - metodo delle isocrone

Questo metodo prevede la stima dei parametri di temperatura, massa e luminosità dei target selezionati attraverso il confronto con un set di isocrone di varie età. Il set di isocrone (anche esse tratte dal database BaSTI) sono riportate nel piano osservato utilizzando il modulo di distanza ed arrossamento precedentemente trovati.

Il confronto di ciascun target con le isocrone permette di determinare i valori di temperatura, massa e luminosità attraverso una proiezione in colore sulle isocrone più vicine.

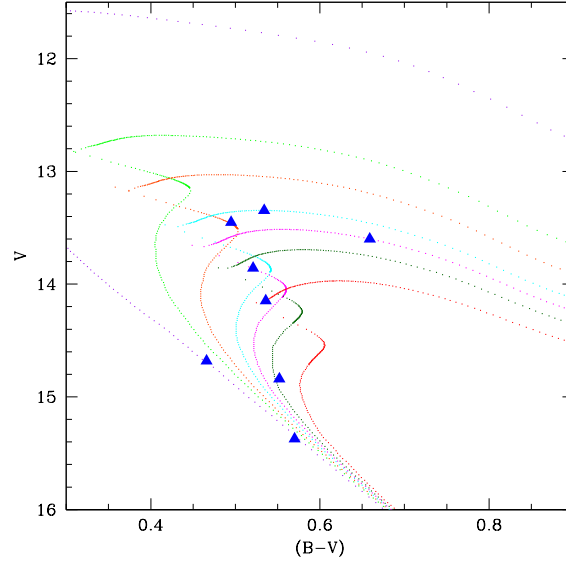
Come primo approccio, si è sovrapposta una griglia di isocrone da 0.5 a 6.5 Gyr, con un intervallo di 0.5 Gyr fra l'una e l'altra. Una volta trovato il range in cui si collocano le BSS (fra 0.5 e 2.5 Gyr), si è affinata la ricerca aumentando il numero delle isocrone in questo intervallo, per trovare quelle che più si avvicinano alla posizione delle stelle in esame. Il risultato è mostrato in Figura 3.2.

Da massa, luminosità e temperatura, è stato calcolato il logaritmo della gravità superficiale, espressa in cgs, tramite la formula:

$$\log g = \log c + \log M + 4 \log T - \log L \quad (3.3)$$

dove  $g$  è la gravità superficiale,  $c$  una costante data da  $4\pi G\sigma$  con  $G \approx 6.67 \cdot 10^{-8} \text{ cm}^3 \text{ g}^{-1} \text{ s}^{-2}$  e  $\sigma \approx 5.67 \cdot 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4}$ ,  $M$  la massa,  $T$  la temperatura superficiale ed  $L$  la luminosità. Inoltre, poiché  $M$  ed  $L$  ricavati dall'isocrona sono in unità solari, è necessario convertirli in cgs prima di effettuare il calcolo.

Nella Tabella 3.2 sono mostrati i parametri stellari d'interesse così trovati, per ogni stella, insieme all'età dell'isocrona relativa.



**Figura 3.2:** Posizione delle BSS nel CMD V - (B-V) con sovrapposte isocrone teoriche calcolate per metallicità solare ed età comprese tra 0.5 e 2.5 Gyr.

ID	Isocrona [Gyr]	$T_{eff}$ [K]	$logg$	Massa [ $M_{\odot}$ ]
5894	6.00	4870	3.21	1.20
4306	1.55	6495	3.70	1.68
5671	1.75	6062	3.65	1.63
4581	2.50	6516	3.95	1.42
5379	0.50	6400	4.35	1.25
1888	2.00	6499	4.19	1.33
5350	1.25	6685	3.82	1.77
4540	1.75	6597	3.90	1.58
4348	0.50	6892	4.26	1.42

**Tabella 3.2:** Valori dei parametri di temperatura e gravità trovati con il metodo della griglia di isocrone, per ogni stella.

### 3.3 Determinazione parametri stellari - conversione Colore - Temperatura

Il secondo metodo per la determinazione dei parametri stellari si basa sull'uso di appropriate calibrazioni colore-temperatura. Ciò è reso possibile dall'utilizzo delle calibrazioni descritte da Alonso et al. 1999.

L'equazione generale

$$\theta_{eff} = a_0 + a_1X + a_2X^2 - a_3X[Fe/H] + a_4[Fe/H] + a_5[Fe/H]^2 \quad (3.4)$$



dove  $\theta_{eff} = 5040/T_{eff}$ , dipende principalmente da  $X$  (il colore) e da  $[Fe/H]$  (nel caso di NGC 188 è stata presa uguale a quella solare). Inoltre i coefficienti ( $a_0$ ,  $a_1$ , ecc...) variano a seconda del range in cui si trova il colore del target in esame e della sua metallicità. Nel caso delle BSS, tutti i valori erano compresi nello stesso range, perciò è stata usata un'unica equazione. Per la stella di RGB, invece, il valore dell'indice di colore cade in un range diverso, per cui il calcolo è stato effettuato utilizzando coefficienti differenti. Una volta trovata la temperatura, per ottenere informazioni sulla gravità dall'equazione 3.3, è necessario convertire la magnitudine in luminosità. Per fare ciò, bisogna prima di tutto trasformare la magnitudine assoluta in magnitudine bolometrica, utilizzando l'appropriata correzione bolometrica ( $BC_V$ ), dopodichè si può calcolare la luminosità dalla formula:

$$M_{bol} = -2.5 \log \frac{L}{L_{\odot}} + 4.72 \quad (3.5)$$

e quindi:

$$\log \frac{L}{L_{\odot}} = \frac{4.72 - M_{bol}}{2.5} \quad (3.6)$$

dove  $M_{bol}$  è la magnitudine bolometrica,  $L$  la luminosità e  $L_{\odot}$  la luminosità solare.

La correzione bolometrica è stata calcolata utilizzando la calibrazione fornita da Alonso et al. 1999. Come per la conversione colore - temperatura, i vari coefficienti di questa relazione dipendono dal range, questa volta in temperatura, in cui sono compresi gli oggetti in esame.

Essendo tutti i valori di temperatura delle diverse stelle compresi nello stesso range, l'equazione utilizzata per la conversione è stata la seguente:

$$BC_V = \frac{-9.930 \cdot 10^{-2}}{X} + 2.887 \cdot 10^{-2} + 2.275X - 4.425X^2 \quad (3.7)$$

dove  $X = \log(T_{eff}) - 3.52$ .

Per quanto riguarda la stima della massa, poiché non è stato possibile ottenerla in altro modo, si è utilizzata quella trovata con il metodo precedente (**Sezione 3.2**).

In Tabella 3.3 sono riportati i valori di gravità dati dall'equazione 3.3, una volta inseriti i dati precedentemente trovati.

ID	$T_{eff}$ [K]	$\log(g)$
5894	4793	3.18
4306	6281	3.63
5671	5846	3.57
4581	6274	3.87
5379	6148	4.27
1888	6214	4.10
5350	6434	3.74
4540	6331	3.82
4348	6553	4.17

**Tabella 3.3:** Valori dei parametri di temperatura e gravità trovati con il metodo della conversione colore - temperatura.

### 3.4 Confronto fra i metodi

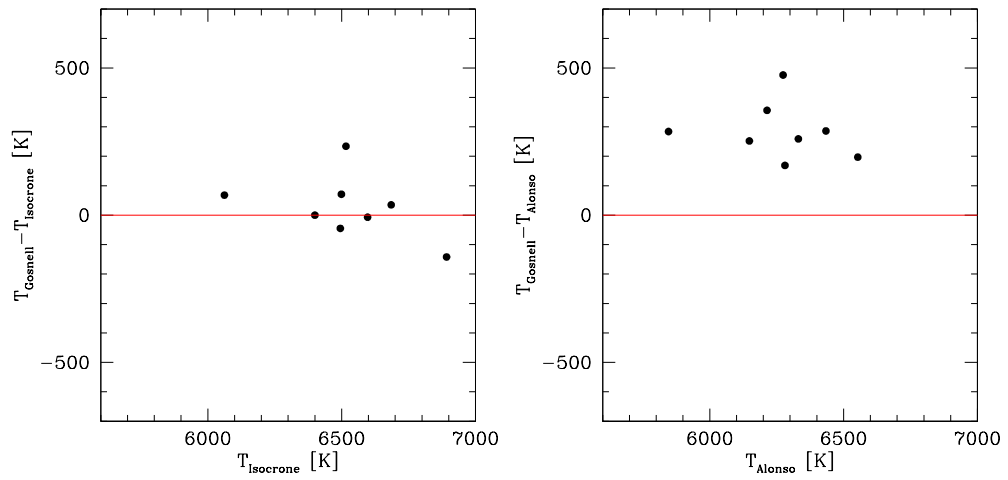
Come si può notare dal confronto fra la Tabella 3.2 e la Tabella 3.3, i valori ottenuti attraverso i due metodi sono piuttosto diversi per le BSS, ma in ottimo accordo per la RGB.

Fra le temperature ottenute per le BSS, infatti, c'è una differenza media di  $258 \pm 40$  K, mentre ci sono meno di 100 K fra quelle ottenute per la stella di RGB.

Ciò, presumibilmente, è dovuto al fatto che le calibrazioni colore-temperatura fornita da Alonso et al. 1999 sono state ottenute utilizzando principalmente stelle giganti e nane di sequenza principale, e non stelle di più elevata massa come le BSS in esame.

Inoltre, come ulteriore test, si sono confrontati i valori di temperatura ottenuti per le BSS con quelli presenti in letteratura (Gosnell et al 2015), determinati usando conversioni colore - temperatura per 4-5 bande fotometriche da Ramírez & Meléndez (2005). Si è trovata, nel caso del primo metodo, una differenza media fra i valori di  $27 \pm 108$  K e di  $295 \pm 96$  K, nel caso del secondo metodo. In Figura 3.3 sono riportate le differenze fra le temperature trovate attraverso i due metodi e quelle determinate da Gosnell et al. 2015.

Di conseguenza si è scelto di utilizzare, per le analisi successive, i valori dei parametri stellari trovati mediante la griglia di isocrone, poiché ritenuti più affidabili ed accurati.



**Figura 3.3:** A sinistra: differenza fra le temperature determinate da Gosnell et al. 2015 e quelle determinate con il primo metodo (griglia di isocrone) vs temperature determinate con il primo metodo. A destra: stesso grafico, ma rispetto alle temperature determinate mediante le relazioni di Alonso et al. 1999.

# Capitolo 4

## Misura delle velocità radiali

### 4.1 Calcolo degli spettri sintetici

Una volta determinati i parametri atmosferici, per effettuare l'analisi chimica e cinematica delle stelle, è necessario l'utilizzo di spettri sintetici di confronto. Tutti gli spettri sintetici utilizzati in questo lavoro sono stati calcolati tramite l'utilizzo dei programmi **SYNTHE** e **ATLAS9** sviluppati da Robert L. Kurucz.

ATLAS9 calcola i modelli atmosferici stellari a partire da alcuni parametri atmosferici che vengono dati in input: temperatura effettiva, gravità superficiale, velocità di microturbolenza, metallicità globale,  $\alpha$  - *enhancement*. Tali modelli riportano le principali quantità termodinamiche (temperatura, pressione...) come funzione della profondità ottica di 72 strati atmosferici piani-paralleli.

A partire da questo modello atmosferico, viene calcolato lo spettro sintetico, attraverso il programma SYNTHE.

Anche esso richiede alcuni parametri in input, come l'intervallo in lunghezza d'onda in cui calcolare lo spettro, la lista della transizioni atomiche e molecolari da includere, la velocità di rotazione e la risoluzione a cui si vuole convolvere lo spettro. Gli spettri, infatti, vengono calcolati ad alta risoluzione ( $R = 600000$ ) e poi degradati ad una risoluzione comparabile a quella degli spettri osservati ( $R \sim 40000$  in questo caso), tramite la convoluzione con un profilo gaussiano, in modo da riprodurre il profilo strumentale.

Gli spettri trovati vengono scritti in tabelle contenenti quattro colonne: lunghezza d'onda (espressa in Å), il flusso dovuto all'assorbimento delle righe atomiche e molecolari, il flusso dovuto all'assorbimento del continuo ed il flusso normalizzato.

Inoltre, è possibile creare anche spettri sintetici che riportano le transizioni di un solo elemento, o molecola, da specificare nei parametri di input. In questo modo è possibile vedere il contributo di un certo elemento ad una data riga, in modo da capire se essa è affidabile per il calcolo dell'abbondanza dell'elemento, oppure contaminata da altre transizioni.

Per tutti gli spettri sintetici calcolati in questo lavoro, metallicità globale e  $\alpha$  – *enhancement* sono stati posti pari a 0, in accordo con le analisi chimiche precedenti per NGC188 (Friel et al. 2010).

## 4.2 Velocità radiale

La velocità radiale è la componente lungo la linea di vista dell'osservatore del vettore velocità di una stella. Per convenzione, essa è definita positiva se la stella si sta allontanando dall'osservatore, negativa se si sta avvicinando. Il moto radiale della stella lungo la linea di vista causa uno spostamento delle lunghezze d'onda delle righe nello spettro rispetto alla loro posizione di laboratorio; tale effetto è chiamato spostamento Doppler. Se la sorgente è in allontanamento, lo spettro sarà spostato a lunghezze d'onda maggiori (redshift); se la sorgente è in avvicinamento, lo spettro sarà spostato verso lunghezze d'onda inferiori (blueshift).

La velocità radiale è data da:

$$v_r = c \frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_e} \quad (4.1)$$

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

Dalla formula dello spostamento Doppler, quindi, si ottengono informazioni esclusivamente sulla proiezione della velocità lungo la linea di vista dell'osservatore.

### 4.2.1 Misura della velocità radiale

Il metodo adottato per la misurazione della velocità radiale dei target è quello della cross-correlazione, utilizzando la task **FXCOR** (Fourier cross-correlation) del pacchetto RV di IRAF.

Questo metodo, sviluppato da Tonry & Davis (1979), consiste nel correlare

uno spettro di velocità radiale sconosciuta, con un altro di riferimento, lo spettro *template*, quest'ultimo con velocità radiale nota.

La task restituisce il valore dello spostamento in pixel (e quindi della velocità radiale) dello spettro per cui la probabilità di correlazione fra questo ed il *template* è massima.

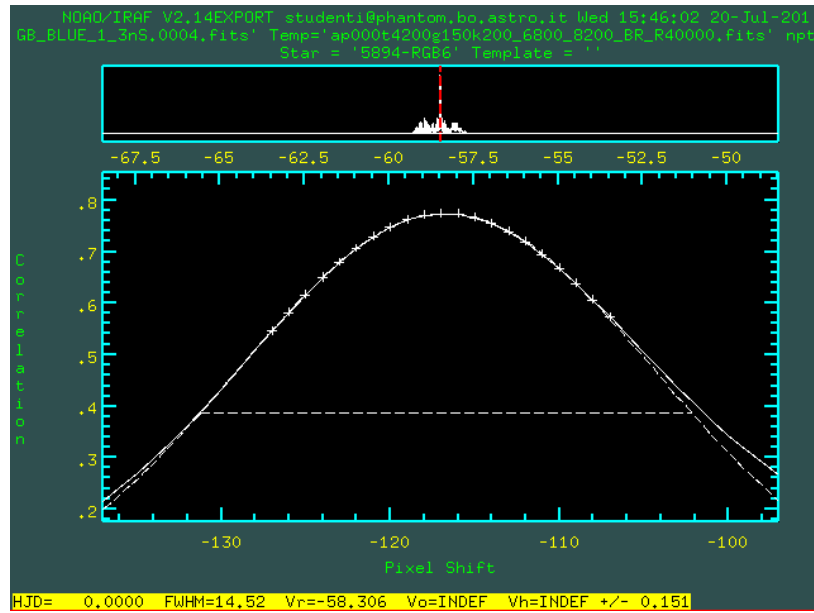
Per ottenere questo valore, il programma applica uno spostamento in pixel allo spettro in esame e calcola la corrispondente probabilità di correlazione con lo spettro di riferimento. In questo modo viene costruita la funzione di cross-correlazione, cioè la probabilità di correlazione fra gli spettri in funzione dello spostamento applicato. Viene eseguito un fit con una funzione gaussiana della regione attorno al massimo principale della funzione, (Figura 4.1) in modo da avere un valore più preciso per il massimo della probabilità. Per finire, lo spostamento in pixel corrispondente a questo massimo viene convertito in velocità radiale. In uscita, inoltre, viene fornito l'errore corrispondente alla velocità calcolata ( $\sigma$ ), derivato dalla FWHM del picco.

Per ottenere un buon risultato è consigliabile che lo spettro in esame e quello di riferimento abbiano una risoluzione spettrale comparabile e che le regioni spettrali selezionate non siano particolarmente contaminate da righe di assorbimento telluriche. Secondo Tonry & Davis (1979), un valore di probabilità al di sopra di 0.8 è ritenuto eccellente, mentre una probabilità maggiore di 0.5 è considerata ancora indice di una buona cross-correlazione.

I parametri principali da definire per la task sono:

- *objects*, cioè lo spettro (o la lista degli spettri) osservato di cui si vuole calcolare la velocità radiale;
- *template*, lo spettro utilizzato come riferimento. Può essere uno spettro osservato o uno spettro sintetico;
- *osample* & *rsample*, le regioni spettrali da correlare, rispettivamente del target osservato e dello spettro di riferimento, date come intervalli in lunghezza d'onda;
- *output* definisce il file di output in cui verrà scritta la velocità radiale trovata dalla procedura.

Il valore di velocità radiale ottenuto deve poi essere corretto per la velocità eliocentrica, deve cioè essere corretto per il moto della Terra intorno al Sole; questa 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.



**Figura 4.1:** Esempio di funzione di cross-correlazione calcolata da **FXCOR**: nel pannello in alto è riportata l'intera funzione di cross-correlazione; in quello in basso si può vedere l'ingrandimento del picco, dove le linee tratteggiate rappresentano il fit gaussiano; mentre nella striscia gialla in fondo sono riportati i risultati relativi al valore di picco. Sull'asse delle y viene riportata la probabilità della correlazione, sull'asse delle x lo shift in pixel.

Tale correzione si può trovare tramite la task **rvcorrect**, del pacchetto IRAF, fornendo in input l'id dell'osservatorio, data e ora (in formato UT) e coordinate (RA e DEC) di osservazione.

Heliocentric Julian Day [HJD]	$V_{\text{Helio}}$ [km/s]
28-08-2015	+ 12.2
29-08-2015	+ 12.1
30-08-2015	+ 12.1

**Tabella 4.1:** Correzioni eliocentriche relative ai giorni di osservazione.

Le correzioni eliocentriche così ottenute andranno poi sommate a quelle trovate dalla cross-correlazione, in modo da trovare la velocità radiale degli oggetti osservati.

## 4.3 Controllo della calibrazione in lunghezza d'onda

Il metodo della cross-correlazione è stato anche utilizzato per verificare la correttezza della calibrazione in lunghezza d'onda.

Questa verifica è stata effettuata in due passaggi. Per prima cosa, sono state selezionate righe di emissione del cielo presenti nei vari ordini spettrali. Tali righe sono per definizione ad una lunghezza d'onda a riposo (poiché prodotte dall'atmosfera terrestre). Le lunghezze d'onda osservate sono state confrontate con quelle presenti in due atlanti (Osterbrock et al. 1996 e Osterbrock et al. 1997).

Da questo controllo è risultato che le lunghezze d'onda delle righe del cielo osservate corrispondono a quelle degli atlanti, con differenze inferiori al decimo di Å, compatibili con gli errori di misura.

Questo test assicura riguardo l'assenza di offset significativi nello zero-point della calibrazione in lunghezza d'onda.

Come secondo step, sono state misurate righe telluriche di assorbimento. Per fare ciò è stato utilizzato, come spettro di riferimento, un profilo di trasmittanza atmosferica sintetico, calcolato per i giorni di osservazione degli oggetti di interesse, utilizzando il tool online TAPAS (Bertaux et al. 2014)<sup>1</sup>. Come spettri da cross-correlare sono state selezionate particolari regioni con grande presenza di righe telluriche di assorbimento, in particolare nell'ordine 5 dello spettro blu e nell'ordine 4 dello spettro rosso.

In Tabella 4.2 sono riportati i valori ottenuti da FXCOR per questi due ordini, per ogni stella.

Come si può notare, le stelle 4581, 5379 e 5894 (RGB) (tutte con osservazioni avvenute nella terza notte) mostrano uno shift di  $\sim -2$  km/s; mentre per tutte le altre, lo shift è  $< 1$  km/s.

Questi offset sono probabilmente dovuti ad inaccurately nel centraggio della sorgente nella slit e non ad inaccurately nella calibrazione in lunghezza d'onda. Tutte le RV delle stelle osservate sono state corrette in accordo con gli offset misurati dalle righe telluriche.

---

<sup>1</sup><http://ether.ipsl.jussieu.fr/tapas/>



ID Stella	$V_r$ (Blu - ordine 5) [km/s]	$V_r$ (Rosso - ordine 4) [km/s]
5894	- 2.2	- 2.3
4306	- 0.7	- 0.8
5671	- 0.7	- 0.9
4581	- 2.1	- 2.2
5379	- 2.0	- 2.1
1888	- 0.5	- 0.7
5350	- 0.5	- 0.6
4540	- 0.2	- 0.3
4348	- 0.2	- 0.4

**Tabella 4.2:** Valori di velocità radiale calcolate per righe di assorbimento telluriche rispetto alla trasmittanza del cielo, per ogni stella nell'ordine 5 del blu e nell'ordine 4 del rosso.

## 4.4 Velocità radiale della stella di RGB

Applicando il metodo della cross-correlazione sono state calcolate le velocità radiali per ogni ordine dello spettro della stella di RGB 5894.

Per gli ordini 5 e 15 dello spettro blu e gli ordini 1, 2 e 4 dello spettro rosso non è stato possibile trovare un valore di velocità radiale affidabile, a causa della presenza di molte righe telluriche e quindi la mancanza di righe fotosferiche non contaminate. Per questi ordini è stata, perciò, assunta come velocità radiale la media fra le velocità misurate per gli altri ordini.

I valori ottenuti, corretti per la velocità eliocentrica e per lo shift misurato in base alle righe di assorbimento telluriche, sono riportati nella Tabella 4.3 e nella Tabella 4.4.

La velocità radiale media ottenuta è:  $-43.1 \pm 0.2$  km/s. Questo valore è in ottimo accordo con la misura fornita da Geller et al. 2008 per la stessa stella ( $-43.2 \pm 0.1$  km/s) e conferma che tale stella è membra dell'ammasso (che ha una  $V_r$  media di  $-42.36$  km/s, Geller et al. 2008).

Ordine	$V_r$ [km/s]
1	- 43.0
2	- 42.2
3	- 42.1
4	- 44.0
5	/
6	- 43.4
7	- 43.9
8	- 43.4
9	- 43.3
10	- 42.3
11	- 43.4
12	- 42.6
13	- 43.3
14	- 44.1
15	/

**Tabella 4.3:** Tabella delle velocità radiali calcolate per ogni ordine dello spettro blu della stella di RGB.

Ordine	$V_r$ [km/s]
1	/
2	/
3	- 42.2
4	/
5	- 45.1
6	- 44.2
7	- 43.0
8	- 42.2
9	- 42.4
10	- 42.5

**Tabella 4.4:** Tabella delle velocità radiali calcolate per ogni ordine dello spettro rosso della stella di RGB.

## 4.5 Velocità radiale delle BSSs

L'analisi è stata fatta in diversi passaggi, due dei quali tramite l'utilizzo della procedura descritta nella **sezione 4.2.1**. Inoltre si è preferito utilizzare, come spettro in esame, l'ordine 4 del blu, poiché contiene il tripletto dell'ossigeno, facilmente individuabile e molto intenso in tutte le stelle analizzate, anche in caso di elevata rotazione (**sezione 5.6**), anche per la mancanza di righe telluriche in questo intervallo di lunghezza d'onda.

Per prima cosa, si è ottenuta una stima preliminare delle velocità di rotazione delle stelle, confrontando gli spettri dell'ordine 4 del chip blu nella regione del tripletto dell'ossigeno con una griglia di spettri sintetici calcolati a diversi valore di  $V \sin i$ . La regione spettrale attorno al tripletto dell'ossigeno è ideale per questo scopo perchè tali righe rimangono visibili anche in casi di alta velocità rotazionale (a differenza di righe più deboli). Si è così trovata la velocità rotazionale che meglio riproduceva, ad occhio, il profilo del tripletto.

Successivamente, è stata fatta una stima delle velocità radiali delle BSSs mediante l'utilizzo di FXCOR, usando come "template" di riferimento lo spettro sintetico con la velocità di rotazione precedentemente trovata per ogni stella. I valori ottenuti sono riportati di seguito, nella Tabella 4.5:

ID Stella	$V_r$ [km/s]
4306	- 41.9
5671	- 42.0
4581	- 46.1
5379	- 48.3
1888	- 37.1
5350	- 37.7
4540	- 35.9
4348	- 40.4

**Tabella 4.5:** Tabella delle velocità radiali misurate tramite la task FXCOR, usando il tripletto dell'ossigeno.

Come terzo step, è stato nuovamente utilizzata la task FXCOR per raffinare la misura delle velocità radiali utilizzando, come spettro di riferimento, un sintetico calcolato con la  $V \sin i$  finale, misurata secondo la procedura descritta nella **sezione 5.6**.

In conclusione, le velocità radiali ricavate per ogni stella, corrette per la velocità eliocentrica e per lo shift dovuto alla calibrazione sono quelle riportate nella Tabella 4.6, con i relativi errori calcolati come descritto nella **sezione 4.6**; a fianco sono state riportate anche le  $V_r$  medie presenti in letteratura (Geller et al. 2009).

Le differenze fra i valori possono essere dovute al fatto che le BSS analizzate fanno parte di un sistema binario, per cui mostrano variabilità di velocità radiale.

ID Stella	$V_r$ [km/s]	$\sigma$ [km/s]	$V_r$ Geller+09 [km/s]
4306	- 41.2	0.1	
5671	- 41.4	0.1	$-41.5 \pm 5.7$
4581	- 44.0	0.1	$-41.9 \pm 8.4$
5379	- 45.6	0.1	$-42.8 \pm 8.1$
1888	- 40.5	0.4	$-41.4 \pm 6.4$
5350	- 38.8	0.4	$-41.6 \pm 2.5$
4540	- 41.2	0.8	$-40.4 \pm 5.0$
4348	- 48.7	0.8	$-40.7 \pm 6.7$

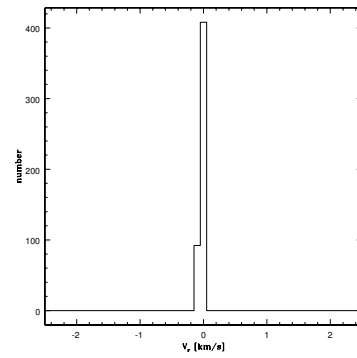
**Tabella 4.6:** Tabella delle velocità radiali misurate per ogni stella, confrontate con quelle presenti in letteratura.

## 4.6 Errore sulla velocità radiale

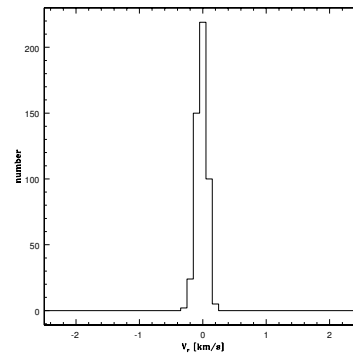
Le principali sorgenti di incertezza nella misura delle velocità radiali delle BSS sono il rapporto segnale-rumore dello spettro e la presenza di rotazione (vedi **Sezione 5.8.1**), che allarga il profilo delle righe spettrali rendendo meno accurata la misura della velocità.

Per stimare al meglio queste incertezze, sono stati utilizzati tre spettri sintetici nella regione del tripletto dell'ossigeno, rappresentativi delle BSS in esame, con tre diversi valori di  $V \sin i$  (10 km/s, 30 km/s e 50 km/s) ed uno con  $V \sin i = 0$  km/s, rappresentativo della stella di RGB. Utilizzando il software NOISESPEC sono stati generati, con il metodo Monte Carlo, 500 duplicati di ognuno dei 4 sintetici, ai quali è stato aggiunto un rumore gaussiano in modo da simulare un SNR di 40, valore tipico per gli spettri in esame. Per ogni valore di rotazione gli spettri saranno quindi tutti diversi ma con lo stesso valore di SNR.

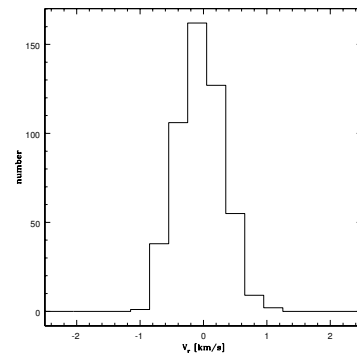
Attraverso la task FXCOR, ogni gruppo di 500 spettri è stato cross-correlato utilizzando come template il proprio sintetico di partenza. Il valore medio delle velocità radiali ottenute da FXCOR è, per tutti e quattro i gruppi, sempre intorno a 0, poiché i sintetici sono stati confrontati nel sistema di riferimento di laboratorio. Gli istogrammi delle distribuzioni delle velocità radiali misurate da FXCOR per ogni gruppo di sintetici con diversa  $V \sin i$  sono mostrati in Figura 4.2. Si sono quindi utilizzate le dispersioni sui valori medi di ogni distribuzione come incertezze rappresentative degli errori sulla velocità radiale dovuti al SNR e al valore di  $V \sin i$  (in Tabella 4.7). In Figura 4.3, è presente l'andamento dell'incertezza sulla  $V_r$  in funzione della  $V \sin i$ , fittato con una funzione spline.



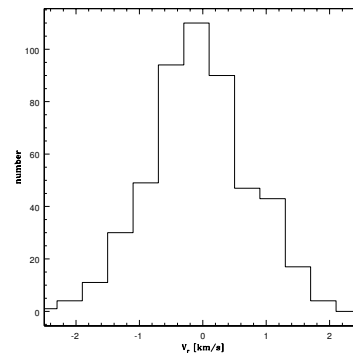
(a)  $V \sin i = 0 \text{ km/s}$ ,  $\sigma = 0.03 \text{ km/s}$ .



(b)  $V \sin i = 10 \text{ km/s}$ ,  $\sigma = 0.08 \text{ km/s}$ .



(c)  $V \sin i = 30 \text{ km/s}$ ,  $\sigma = 0.35 \text{ km/s}$ .

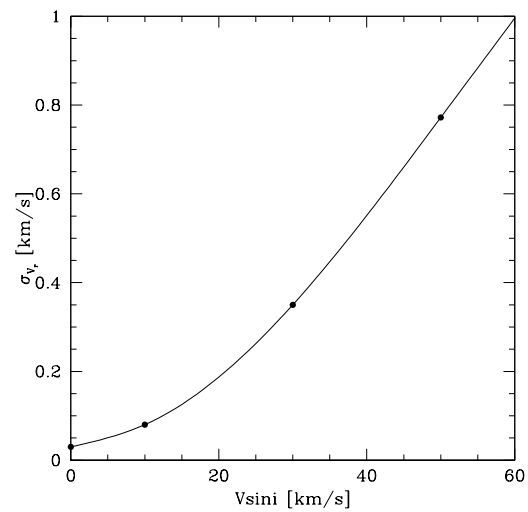


(d)  $V \sin i = 50 \text{ km/s}$ ,  $\sigma = 0.77 \text{ km/s}$ .

**Figura 4.2:** Distribuzione delle velocità radiali misurate tramite la task FXCOR per 500 sintetici con  $V \sin i$  pari a 0 (a) e bassa(b), media (c) ed alta (d) velocità di rotazione.

$V \sin i$ [km/s]	$\sigma$ [km/s]
0	0.03
10	0.08
30	0.35
50	0.77

**Tabella 4.7:** Valori di dispersione delle diverse distribuzioni prese come rappresentative degli errori sulla velocità radiale dovuti al SNR.



**Figura 4.3:** Andamento dell'incertezza sulla velocità radiale in funzione della velocità di rotazione delle stelle. Il fit è stato effettuato con una funzione spline cubica.



# Capitolo 5

## Analisi delle abbondanze chimiche

### 5.1 Il profilo delle righe spettrali

L'analisi delle abbondanze viene ottenuta mediante il confronto tra gli spettri osservati e spettri sintetici che riproducano il profilo delle righe in base alle caratteristiche dell'atmosfera e alla composizione chimica. Questi ultimi vengono calcolati dando alcuni parametri iniziali, quali temperatura effettiva e gravità superficiale delle stelle in esame, come precedentemente descritto nella **sezione 4.1**. Sono questi parametri che determinano principalmente, insieme all'abbondanza chimica, la forma e la profondità delle righe.

Alcuni parametri utili per definire l'intensità e la larghezza della riga sono la **larghezza equivalente** (EW) e la **larghezza a metà altezza**, o FWHM (Full Width at Half Maximum). La prima è definita come la larghezza, in Å, che la riga avrebbe se avesse un profilo rettangolare di altezza unitaria e di area equivalente a quella sottesa dalla riga rispetto al continuo:

$$EW = \int \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (5.1)$$

dove  $F_c$  è il flusso relativo al continuo e  $F_\lambda$  quello della riga. La FWHM, invece, è definita come :

$$(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}} = \frac{F_c - F_\lambda}{F_c - F_{\lambda_0}} \quad (5.2)$$

con  $F_{\lambda_0}$  flusso della riga corrispondente alla lunghezza d'onda centrale  $\lambda_0$ . In corrispondenza della lunghezza d'onda  $\lambda_0$  si trova la parte centrale della riga,



o **core**, mentre le regioni adiacenti vengono chiamate **ali** e possono essere più o meno allargate a causa di diversi effetti.

I processi che contribuiscono all'allargamento delle righe spettrali sono diversi. In particolare, i tre principali sono:

- allargamento intrinseco;
- allargamento Doppler;
- allargamento collisionale

L'allargamento intrinseco è una diretta conseguenza del principio di indeterminazione di Heisenberg:

$$\Delta E \Delta t \approx \hbar \quad (5.3)$$

Infatti, poiché le righe di assorbimento sono transizioni elettroniche che coinvolgono stati eccitati, il tempo di permanenza dell'elettrone su un livello eccitato è finito e molto piccolo; perciò, la differenza di energia tra i due livelli energetici corrispondenti al salto è necessariamente diversa da 0. Quindi, la riga osservata non può essere infinitamente sottile (con un profilo a  $\delta$  di Dirac), ma con un profilo lorentziano, e i fotoni che la generano possono essere considerati come composti da un numero discreto di frequenze, collocate attorno alla frequenza centrale.

In questo caso, la FWHM può essere descritta dalla seguente equazione:

$$(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}} = \frac{\lambda^2}{\pi c \Delta t_0} \quad (5.4)$$

dove  $\Delta t_0$  è il tempo necessario affinché avvenga una transizione.

L'ordine di grandezza dell'allargamento dovuto a questo effetto, presente sempre, è di  $10^{-4} \text{Å}$ , perciò molto piccolo.

L'allargamento Doppler è un effetto che può derivare dall'agitazione termica dei singoli atomi che compongono il gas o da moti del gas su larga scala, che possono essere altamente ordinati, come la rotazione stellare, o con un alto grado di casualità, come nel caso della turbolenza.

Per quanto riguarda l'allargamento termico, esso è causato dal moto caotico degli atomi; in condizioni di equilibrio termico la distribuzione di velocità degli atomi è descritta dall'equazione di Maxwell-Boltzmann, dalla quale si ottiene che, per questo particolare caso, la FWHM è data da:

$$(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}} = \frac{2\lambda}{c} \sqrt{\frac{2kT \ln 2}{m}} \quad (5.5)$$

dove  $k$  è la costante di Boltzmann,  $T$  è la temperatura e  $m$  è la massa di un atomo.

L'ordine di grandezza di questo tipo di allargamento è di  $10^{-1}\text{\AA}$ . Sebbene questo effetto sia molto maggiore di quello dell'allargamento intrinseco, il suo contributo decresce in modo esponenziale allontanandosi dalla lunghezza d'onda centrale  $\lambda_0$ . Questo è dovuto alla forma della distribuzione di Maxwell che presenta un declino esponenziale per le alte velocità.

L'effetto dovuto alla rotazione di un sistema può essere visto come un *redshift* e un *blueshift* localizzati agli opposti della riga stessa; la parte in avvicinamento sarà quella alle lunghezze d'onda più blu, mentre quella in allontanamento corrisponde alle lunghezze d'onda più rosse. Per velocità di rotazione elevate, inoltre, il profilo della riga viene allargato e schiacciato a tal punto da non poter più essere approssimabile con una gaussiana.

In aggiunta ai moti termici, gli atomi delle atmosfere stellari possono essere soggetti a moti dovuti alla turbolenza. Per semplicità si assume, anche in questo caso, una distribuzione maxwelliana, avente però una velocità caratteristica diversa da quella puramente termica. La FWHM è quindi ottenibile dall'equazione 5.5 con l'aggiunta di un termine di velocità microturbolenza,  $v_{turb}$ :

$$(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}} = \frac{2\lambda}{c} \sqrt{\left(\frac{2kT}{m} + v_{turb}^2\right) \ln 2} \quad (5.6)$$

questo effetto diventa particolarmente importante nei profili di righe di giganti e supergiganti.

L'allargamento collisionale è dato, invece, dall'interazione degli atomi con le particelle circostanti; infatti, gli orbitali di un atomo possono essere perturbati dalle collisioni con altri atomi o ioni. Il risultato delle singole collisioni è chiamato allargamento collisionale, mentre l'effetto statistico di un certo numero di perturbazioni dovuto a campi elettrici di ioni o atomi è chiamato allargamento di pressione. Definendo  $\Delta t_0$  l'intervallo fra due collisioni consecutive, la FWHM risultante è:

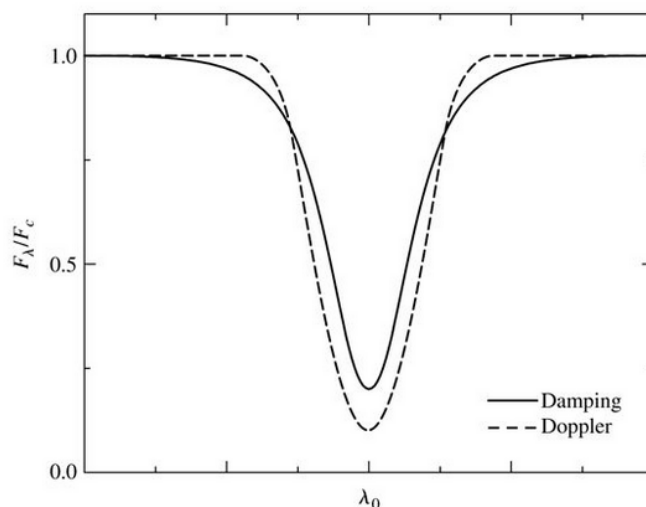
$$(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}} = \frac{\lambda^2}{\pi c} n\sigma \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (5.7)$$

con  $\sigma$  sezione d'urto ed  $n$  densità atomica. Si può notare che la formula è molto simile a quella dell'allargamento intrinseco (equazione 5.4) come anche l'ordine di grandezza di questo effetto, che è di  $10^{-4}\text{\AA}$ .

Infatti, entrambi gli effetti (quello dovuto alle collisioni e quello dovuto al principio di indeterminazione) producono, un profilo di riga simile, che viene spesso indicato come **profilo di smorzamento**, o *damping profile*.

L'effetto doppler domina sull'allargamento del core della riga, ne allarga il profilo e lo saturo. Una volta che esso è completamente saturato, sono le ali che iniziano ad allargarsi, tale effetto è dominato dall'allargamento di "smorzamento". Il profilo complessivo ottenuto dal contributo di tutti i processi di allargamento è chiamato **profilo di Voigt**.

In Figura 5.1 sono mostrati gli effetti dei due contributi sul profilo della riga.



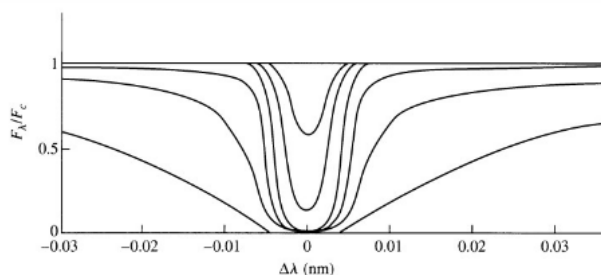
**Figura 5.1:** La riga tratteggiata mostra la deformazione della riga dovuto all'allargamento Doppler; come si può notare, esso influenza principalmente il core. La riga continua, invece, corrisponde all'allargamento di smorzamento, damping, che contribuisce all'allargamento delle ali.

Le condizioni fisiche (temperatura e densità) della fotosfera (mezzo che genera le righe) determinano l'importanza dei due effetti, Doppler e damping. Inoltre, esse determinano anche il numero di atomi che sono nella condizione di generare una data transizione elettronica.

É quindi possibile calcolare la frazione di atomi ( $N_a$ , espressa come densità di colonna) di una determinata specie in grado di fare una certa transizione elettronica. Per fare ciò, bisogna vedere come si modifica il profilo della riga spettrale al variare dell'abbondanza di un determinato elemento. É necessario anche tenere conto del fatto che non tutte le transizioni atomiche che partono da uno stesso livello energetico sono equiprobabili. Questo fattore di probabilità è parametrizzato da  $f$ . Esso esprime, perciò, l'effettiva percentuale di elettroni, di un dato atomo, che partecipano ad una precisa transizione.

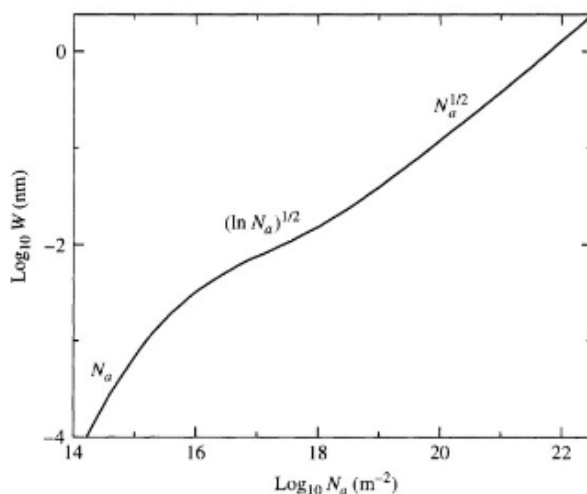
In questo modo,  $fN_a$  corrisponde al numero di atomi nella fotosfera (per  $cm^{-2}$ ) che sono attivamente coinvolti nel produrre una determinata riga spet-

trale.



**Figura 5.2:** Deformazione del profilo della riga all'aumentare del numero di atomi assorbenti.

In Figura 5.2 è mostrato come varia il profilo della riga al variare di  $N_a$ . Come si può vedere, con l'aumentare del numero di atomi, la riga si deforma ed aumenta la sua larghezza equivalente; continuando ad aumentare il numero di atomi assorbenti, il core del profilo della riga diventa sempre più profondo, fino a diventare completamente saturo, mentre il contributo delle ali continua ad essere trascurabile e l'aggiunta di nuovi atomi aumenta di poco la larghezza equivalente della riga. Se si continua a far aumentare  $N_a$ , il contributo delle ali inizia a diventare importante e la larghezza equivalente riprende a crescere.



**Figura 5.3:** Curva di crescita della larghezza equivalente delle righe spettrali. Inizialmente EW aumenta linearmente con il numero di atomi assorbenti; una volta raggiunta la saturazione del core, il valore di EW resta all'incirca costante, per poi ricominciare a crescere con l'allargamento delle ali.

Questo andamento dato della larghezza equivalente con l'aumentare della

densità di colonna degli atomi assorbenti è chiamato **curva di crescita** (Figura 5.3) ed è definito da tre regimi:

- *regime lineare*,  $EW$  aumenta linearmente con  $N_a$  ( $EW \propto N_a$ ). Domina il contributo del core del profilo della riga (allargamento Doppler);
- *regime piatto*, o di saturazione,  $EW \propto \sqrt{\log N_a}$ .  $EW$  cresce molto lentamente, il core della riga è saturo ed il contributo delle ali è ancora trascurabile;
- *regime di smorzamento*,  $EW \propto \sqrt{N_a}$ .  $EW$  torna ad essere più sensibile al variare di  $N_a$ . L'incremento di  $EW$  è determinato dalle ali (per il contributo dell'allargamento collisionale).

I metodi per misurare abbondanze chimiche da spettri stellari si basano proprio sull'uso di programmi in grado di riprodurre il profilo di una o più transizioni atomiche o molecolari, la cui intensità (parametrizzata ad esempio attraverso l' $EW$ ) aumenta con l'aumentare dell'abbondanza chimica della specie che produce la transizione.

Due metodi principali sono stati sviluppati:

1. *metodo dell' $EW$* : consiste nell'ottenere l'abbondanza chimica di una riga considerata isolata confrontando la sue  $EW$  con una curva di crescita teorica. Questo metodo è molto utilizzato, soprattutto per la sua velocità, ma funziona solo sotto l'assunzione che le righe siano non contaminate, che non vi siano sottostrutture (quindi righe perfettamente simmetriche) e che il blanketing non affligga particolarmente il posizionamento del continuo;
2. *metodo della spettrosintesi*: le abbondanze sono ottenute confrontando gli spettri osservati (attorno a singole righe o a regioni spettrali più ampie) con spettri sintetici che includano tutte le transizioni atomiche e/o molecolari. Questo metodo permette di poter trattare in maniera adeguata ogni tipo di transizione (incluse righe con profili asimmetrici) e posizionare correttamente il continuo (cruciale soprattutto a metallicità solari o sovrasolari) ma richiede un tempo di calcolo maggiore perché l'intera regione spettrale in esame deve essere sintetizzata (a differenza del metodo precedente dove viene calcolato il profilo solo di una singola riga).

## 5.2 Selezione delle righe

Il campione di righe sul quale è stata fatta l'analisi è stato selezionato tramite il tool **sline**, che permette di visualizzare, in una finestra grafica, lo spettro

in esame sovrapponendo uno o più spettri sintetici, in questo modo risulta più facile identificare le righe e selezionare quelle “pulite”, confrontandole con quelle presenti nei sintetici.

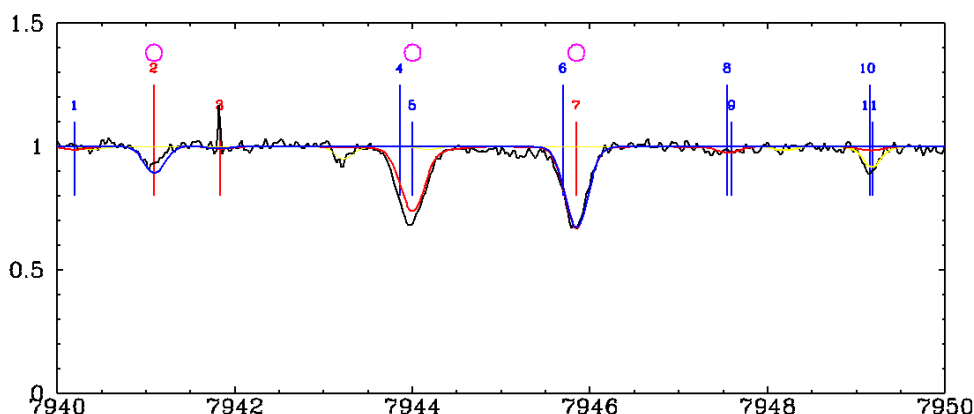
Per fare ciò, è necessario fornire alcuni input, fra i quali i principali sono:

- il nome del file contenente lo spettro, precedentemente normalizzato, in formato “fits”;
- lo spettro sintetico o la lista di sintetici da sovrapporre. Infatti, come descritto nella **sezione 4.1**, è possibile creare anche sintetici di un solo elemento, o una sola molecola, in modo da vedere il contributo di un certo elemento ad una data riga, per questo è utile sovrapporre, oltre al sintetico contenente tutte le transizioni, anche uno o più sintetici con transizioni di singoli elementi;
- la lunghezza d’onda di partenza e lo “step”, cioè la dimensione, in lunghezza d’onda, della finestra in cui sarà visualizzato lo spettro;
- l’intensità minima delle righe da visualizzare. Per esempio, impostando 0.98, non verranno mostrate righe la cui profondità è superiore a questo valore e quindi non saranno prese in considerazione per l’analisi delle abbondanze.
- lo shift, in km/s che si vuole applicare allo spettro in esame, se non è stata applicata la correzione Doppler.

Inoltre è possibile aggiungere anche un file contenente una lista di righe, in genere precedentemente selezionate, che verranno marcate nello spettro visualizzato e scegliere un elemento da mettere in evidenza, le cui righe saranno segnalate in rosso; è anche possibile dare in input uno spettro della trasmittività atmosferica, in modo da sovrapporlo allo spettro in esame, così da poter riconoscere le righe di assorbimento telluriche ed eventuali loro contributi alle righe atmosferiche.

La Figura 5.4 mostra un esempio dell’output grafico del programma.

Inoltre, per ogni finestra di spettro visualizzata, è presente, sul terminale, la lista delle righe presenti. Per ognuna, indicata con il numero corrispondente, vengono dati lunghezza d’onda, potenziale di ionizzazione,  $\log(gf)$  (parametro che determina la probabilità della transizione), referenza e flusso dovuto all’assorbimento. Inoltre, se la riga è priva di contaminazione da parte di altri elementi, essa viene indicata come CLEAN.



**Figura 5.4:** Esempio di finestra di visualizzazione del programma *sline*. Lo spettro nero è quello del target in esame, quello rosso è il sintetico comprensivo di tutte le transizioni, quello blu è quello relativo alle sole transizioni di Fe e quello giallo è il profilo di trasmittanza atmosferica. Le righe segnate con un cerchietto fucsia sono quelle presenti nel file dato in input, mentre le righe in rosso sono quelle relative al ferro, elemento scelto da mettere in evidenza.

Utilizzando questo tool è stato eseguito un controllo visuale di tutti gli spettri a disposizione, in modo da definire, per ogni stella, una lista di transizioni che fossero non contaminate da altre righe o da righe telluriche.

Per la stella di RGB, il campione di righe selezionate comprende circa 130 righe, di cui 48 relative a transizioni di Fe. Nel caso delle BSS, le righe che sono state selezionate variano molto a seconda della velocità di rotazione della stella (si va da un campione di quasi 170 righe per la stella 4306 ad uno di 12 per la 4348); per stelle con elevata velocità rotazionale, infatti, è stato possibile individuare solo poche righe sulle quali effettuare l'analisi. Inoltre, avendo parametri atmosferici piuttosto diversi rispetto alla stella di RGB, molte righe presenti nello spettro di questa, non sono presenti negli spettri delle BSS, e viceversa. Le conseguenze di ciò per l'analisi delle abbondanze degli elementi verranno discusse meglio nella **sezione 5.7**.

### 5.3 Determinazione delle abbondanze chimiche

La determinazione delle abbondanze chimiche è stata effettuata attraverso l'utilizzo del programma *salvador*, che deriva l'abbondanza chimica di una data riga spettrale: viene preso lo spettro osservato in una finestra, intorno alla riga in analisi, e viene fatto un  $\chi^2$  con una griglia di sintetici che vengono calcolati tenendo fissi i parametri atmosferici e facendo variare solo l'abbondanza dell'elemento della riga selezionata. Come risultato viene riportato il

valore dell'abbondanza corrispondente al sintetico per il quale si ha il miglior  $\chi^2$ .

Anche in questo caso sono richieste diverse informazioni in input, quali gli spettri della stella da analizzare, il metodo per normalizzarli e la dimensione, in Å, della finestra da utilizzare. Inoltre è anche possibile scegliere se si preferisce che l'analisi venga effettuata in modo interattivo, mostrando passo passo i risultati del test del  $\chi^2$  per ogni riga, con la possibilità di intervenire nella procedura di fit, o in modo automatico.

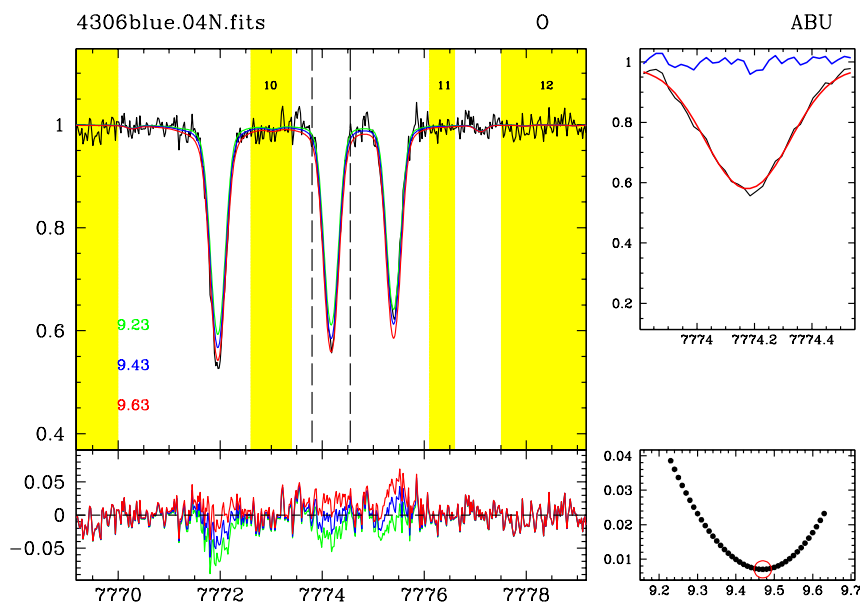
Nel file contenente gli spettri da analizzare devono anche essere inseriti i parametri relativi ad ognuno di essi (temperatura, gravità, metallicità, velocità di microturbolenza,  $\alpha$  - *enhancement*, velocità radiale e velocità di rotazione) ed il file contenente la lista di righe da analizzare; quest'ultima contiene il comando dell'operazione da eseguire (per la misura delle abbondanze, questo comando è **ABU**), la lunghezza d'onda centrale della riga, la specie atomica corrispondente alla transizione, l'eventuale offset per l'abbondanza e la risoluzione spettrale. Il programma calcola automaticamente il range in lunghezza d'onda, a partire dalla  $\lambda$  centrale, in cui è inclusa la riga, ma è anche possibile inserire manualmente le  $\lambda$  di inizio e di fine della finestra di selezione.

Per quanto riguarda la normalizzazione, sono possibili tre opzioni: non effettuare nessuna modifica sullo spettro (se già normalizzato), effettuare uno spostamento rigido utilizzando il valore mediano del continuo, oppure normalizzarlo tramite delle finestre di continuo preselezionate. Gli spettri dei target scientifici a disposizione sono stati precedentemente normalizzati tramite la procedura descritta nella **sezione 2.2.1**; per raffinare e migliorare il posizionamento del continuo, dato il grande impatto che esso ha nel calcolo delle abbondanze, gli spettri sono stati rinormalizzati utilizzando l'ultima opzione. Per prima cosa, per ogni stella sono state individuate determinate finestre spettrali in cui non sono presenti righe, dopodichè, il programma calcola una spline sui valori medi delle finestre di continuo dello spettro e rinormalizza sia lo spettro osservato che quello sintetico, in modo da ottenere una normalizzazione omogenea per entrambi.

Alla fine dell'analisi vengono creati, per ogni spettro, tre file: un *pdf* con l'output grafico della soluzione di best-fit per ogni riga analizzata, il valore di abbondanza trovato ed il  $\chi^2$  del fit migliore (un esempio è mostrato in Figura 5.5), un file *.best* contenente i valori di flusso, per ogni lunghezza d'onda, del sintetico di best fit e dello spettro osservato, ed un file *.fit* contenente, per ogni riga analizzata, i valori trovati (fra i quali abbondanza dell'elemento e larghezza equivalente).

Sono disponibili altri comandi, oltre ad ABU, per l'analisi delle righe, tra





**Figura 5.5:** Esempio del file grafico di output prodotto da salvador alla fine dell'analisi di una riga. In alto vengono riportati nome del file contenente lo spettro, l'elemento corrispondente alla transizione analizzata ed il comando relativo (in questo caso ABU). Nel pannello a sinistra si può vedere la finestra per la quale viene effettuato il  $\chi^2$  fra lo spettro osservato (in nero) e la griglia di sintetici (verde, rosso e blu), con i corrispondenti valori di abbondanza. La riga esaminata è delimitata dalle due linee tratteggiate, mentre le strisce gialle evidenziano le zone di continuo selezionate per la rinormalizzazione. Sotto di esso è presente la deviazione di ogni sintetico dallo spettro osservato. Nel pannello in alto a destra è mostrato il sintetico di best fit sovrapposto al profilo della riga; in quello in basso, invece, sono presenti i valori di  $\chi^2$  relativi ad ogni abbondanza, con cerchiato il valore corrispondente al fit ottimale ( $\chi^2$  minore).

i quali ABU2, ROTAT ed ABROT. Il primo permette di misurare l'abbondanza dalle ali delle righe più intense, per cui il core è saturo e solo le ali mostrano variazioni dovute all'abbondanza, come le righe del tripletto di Ca, utilizzate per misurare l'abbondanza del calcio, presenti nello spettro rosso negli ordini 7, a  $\lambda \approx 8662\text{\AA}$ , e 8, a  $\lambda \approx 8542\text{\AA}$ .

Il secondo utilizza il metodo del  $\chi^2$  per trovare la velocità di rotazione, proiettata lungo la linea di vista, della stella in esame. Come con ABU, lo spettro osservato viene confrontato con una griglia di sintetici dove, in questo caso, non è l'abbondanza a variare, ma la velocità di rotazione. Un corretto fit del profilo della riga dipenderà sia dall'abbondanza (che cambia la profondità della riga a fissata FWHM), sia dalla velocità di rotazione (che modifica l'intero profilo). Questo comando, quindi, è utile quando già si conosce l'abbondanza dell'elemento relativo alla riga in esame.

Un'opzione alternativa è fornita dal comando ABROT, il quale determina

simultaneamente sia l'abbondanza che la velocità di rotazione, tramite un processo iterativo: calcola prima la velocità di rotazione, dopodichè, tenendo fisso questo valore, calcola l'abbondanza; una volta trovata questa, rieffettua la misura della velocità di rotazione e così via finché i valori non convergono.

## 5.4 Correzioni NLTE

Per quanto riguarda le abbondanze di Ossigeno e Carbonio, è necessario applicare ai valori trovati dall'analisi le correzioni per tenere in conto gli effetti di NLTE (Non - Local Thermodynamic Equilibrium), come previsto da Gratton et al. 1999. Tutte le abbondanze chimiche sono state infatti calcolate sotto l'assunzione di LTE per tutti gli elementi; tale assunzione non è sempre verificata, dipendendo dai parametri stellari e dal tipo di elementi e/o transizioni in esame.

Per il Carbonio, queste correzioni sono state calcolate attraverso la seguente formula (Ferraro et al. 2006):

$$C_{NLTE} - C_{LTE} = - 1.228 \cdot 10^{-4} T + 5.9082 \cdot 10^{-2} \log g + 2.552 \cdot 10^{-3} EW - 2.125 \cdot 10^{-5} EW^2 + 0.345 \quad (5.8)$$

dove  $C_{NLTE}$  è l'abbondanza del carbonio nelle condizione di NLTE,  $C_{LTE}$  è l'abbondanza in condizioni di LTE,  $T$  la temperatura,  $g$  la gravità superficiale ed  $EW$  la larghezza equivalente della riga.

Per calcolare le correzioni da apportare alle abbondanze dell'Ossigeno, è stato utilizzato il tool online, disponibile al sito web <http://inspect.coolstars19.com/>, inserendo, per ogni BSS, i parametri richiesti (temperatura, gravità, metallicità e velocità di microturbolenza).

Tali correzioni saranno applicate per le abbondanze ottenute sia per le BSS che per la stella di RGB, anche se in questo caso la correzione del valore del Carbonio viene estrapolata, poiché l'equazione 5.8 è stata ottenuta per stelle calde.

## 5.5 Abbondanze chimiche della stella di RGB

Per l'analisi della stella di RGB sono stati utilizzati i parametri di temperatura e gravità trovati nei capitoli precedenti, mentre l'unico valore non definito

è la velocità di microturbolenza.

Tale parametro non ha un vero significato fisico ma è un fattore di correzione che compensa il fatto che i modelli di atmosfera a disposizione forniscono solo una descrizione parziale dei moti convettivi. Per alcune righe rappresentative è stata misurata la velocità di rotazione utilizzando il comando ABROT di salvador e trovando, per tutte le transizioni, valori di  $V \sin i$  compatibili con zero. Tale risultato è in accordo con il fatto che stelle giganti sono caratterizzate da velocità di rotazioni trascurabili. Per la stella di RGB, le abbondanze sono state quindi misurate con l'opzione ABU assumendo  $V \sin i = 0$  km/s.

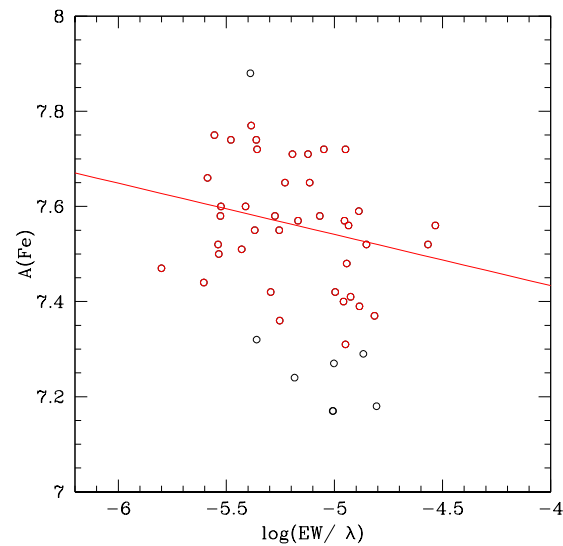
È stata prima effettuata un'analisi preliminare del campione di righe, dando una valore di  $v_{turb}$  di 1.5 km/s, valore rappresentativo per stelle di RGB.

Una volta ottenute le misure delle abbondanze per ogni riga, sono state selezionate quelle relative al ferro ed è stato studiato il plot delle abbondanze delle righe di Fe come funzione del logaritmo della larghezza equivalente normalizzata alla lunghezza d'onda, in modo da evidenziare eventuali trend tra le due grandezze (indice di una microturbolenza non ottimale).

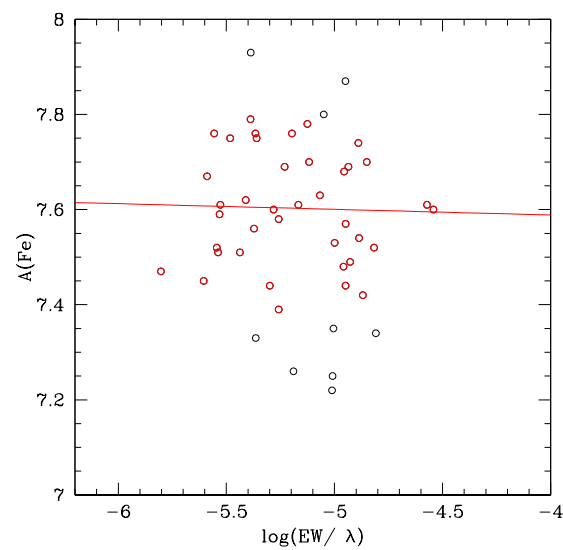
Viene effettuato un fit lineare dei valori e poi vengono escluse le righe con distanza dalla retta di best-fit maggiore di  $2.5\sigma$  (con  $\sigma$  dispersione dal valore medio delle distanze). Ciò viene fatto in modo da escludere valori molto discordanti che potrebbero avere varie cause, tra cui una non precisa normalizzazione dello spettro, contaminazioni residue da parte di altre transizioni, o un valore non affidabile del parametro  $\log(gf)$ . Il procedimento viene quindi ripetuto nuovamente e dai dati restanti si trova la retta finale di best fit. Poiché l'abbondanza dovrebbe essere sempre la stessa, indipendentemente dalla larghezza equivalente, la pendenza della retta dovrebbe essere compatibile con 0.

In realtà, la microturbolenza ha un peso maggiore sulle righe più saturate (quindi quelle con larghezza equivalente maggiore), perciò si ha che nelle righe più grandi si misura un'abbondanza minore rispetto che in quelle più piccole, come mostrato in Figura 5.6.

Abbassando la microturbolenza, quindi, si ha un innalzamento delle abbondanze misurate nelle righe più forti. L'analisi è stata ripetuta per valori diversi di  $v_{turb}$  e si è trovato per interpolazione il valore di  $V_{turb}$  che forniva una pendenza nulla nel piano  $A(Fe)$  vs  $\log(EW/\lambda)$ . Per l'analisi finale è stato quindi utilizzato questo valore ottimizzato, che per la stella di RGB è risultato essere 1.2 km/s (Figura 5.7).



**Figura 5.6:** Grafico dell'abbondanza di Fe della stella di RGB in funzione del logaritmo della larghezza equivalente normalizzata, per  $v_{turb} = 1.5$  km/s. I punti neri sono quelli che sono stati scartati dal processo di esclusione, mentre quelli rossi sono i punti finali sui quali viene costruita la retta di best fit. Si può notare che i punti corrispondenti a righe con larghezza equivalente maggiore hanno una misura di abbondanza di Fe minore. La pendenza della retta di best fit è di -0.11.



**Figura 5.7:** Grafico dell'abbondanza di Fe della stella di RGB in funzione del logaritmo della larghezza equivalente normalizzata, per  $v_{turb} = 1.2$  km/s. I punti neri sono quelli che sono stati scartati dal processo di esclusione, mentre quelli rossi sono i punti finali sui quali viene costruita la retta di best fit. Come si può notare, in questo caso il valore dell'abbondanza non cambia al variare della larghezza equivalente. La pendenza della retta di best fit è di -0.01.

I valori medi ed le relative dispersioni delle abbondanze di ogni elemento, misurate per la stella di RGB dall'analisi finale, sono riportati in Tabella 5.1:

Elemento	$\log(N_a/N_H) + 12$	$\sigma_{el}$	N. righe
Fe	7.60	0.11	39
Si	7.89	0.16	8
Mg	7.44	0.06	4
Al	6.75	0.13	4
Ca	6.36	0.06	2
O	8.83	0.27	3
C	8.54	0.22	2

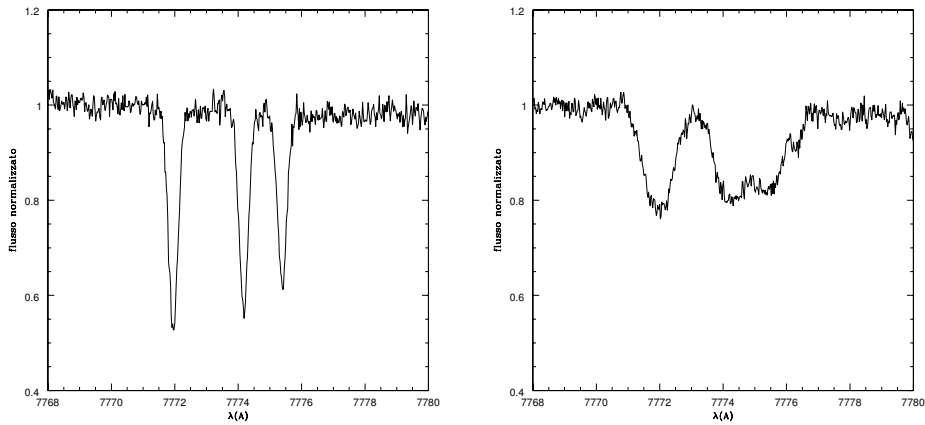
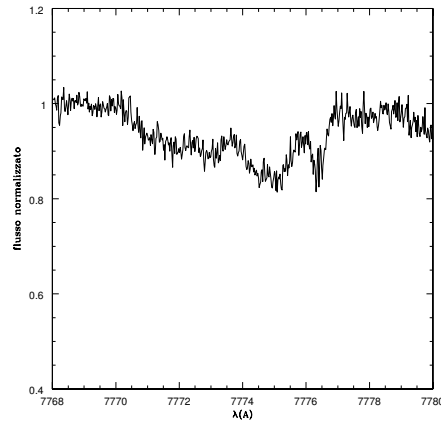
**Tabella 5.1:** Tabella delle abbondanze in densità numerica degli elementi analizzati, ottenuti dall'analisi con  $v_{turb}$  ottimizzata a 1.2 km/s, per la stella di RGB. Nelle colonne centrali sono riportati i valori medi delle abbondanze dei singoli elementi e la dispersione dalla media ( $\sigma_{el}$ ), a destra il numero di righe utilizzate per il calcolo della media.

## 5.6 Misura delle velocità di rotazione delle BSS

Mediante l'utilizzo di salvador, è stato possibile effettuare una misura accurata delle velocità di rotazione delle BSS, mediante il comando ABROT. In realtà, il valore di velocità ottenuto mediante l'utilizzo di ABROT non è la velocità di rotazione della stella, ma la sua componente proiettata lungo la linea di vista dell'osservatore (cioè  $V \sin i$ ).

Anche in questo caso, come per la misura della abbondanze delle righe, non essendo possibile stimare la velocità di microturbolenza attraverso altri metodi, è stata prima fatta un'analisi preliminare delle abbondanze (utilizzando la prima stima di velocità di rotazione trovata con FXCOR, **sezione 4.5**) per ottenere, tramite la procedura descritta nella **sezione 5.5**, un valore ottimizzato della  $V_{turb}$ . Questo non è stato possibile per le stelle 4540 e 4348, a causa del ristretto campione di righe a disposizione, si è quindi scelto di adottare come valore di microturbolenza per l'analisi delle velocità di rotazione, una  $V_{turb}$  media ricavata dalle altre stelle.

Per l'analisi di ABROT è stato utilizzato un sottocampione di righe, comprendente righe molto intense e prive di contaminazioni da parte di altre transizioni, come per esempio quelle del tripletto dell'ossigeno. In Figura 5.8

(a) *Stella 4306*,  $V \sin i = 4 \text{ km/s}$ .(b) *Stella 5350*,  $V \sin i = 30 \text{ km/s}$ .(c) *Stella 4540*,  $V \sin i = 4 \text{ km/s}$ .**Figura 5.8:** Regione del tripletto dell'ossigeno per stella con velocità di rotazione di 4 km/s (a), 30 km/s (b) e 50 km/s (c).

è mostrato il cambiamento del profilo delle righe del tripletto di O, al variare della velocità di rotazione.

Per ogni stella è stata studiata la distribuzione di  $V \sin i$  ottenute da diverse righe, prendendo il valore intero più vicino al valore mediano come valore finale (questo poiché le incertezze tipiche in  $V \sin i$  sono dell'ordine 1-2 km/s per basse rotazioni e 5-7 km/s per rotatori più elevati).

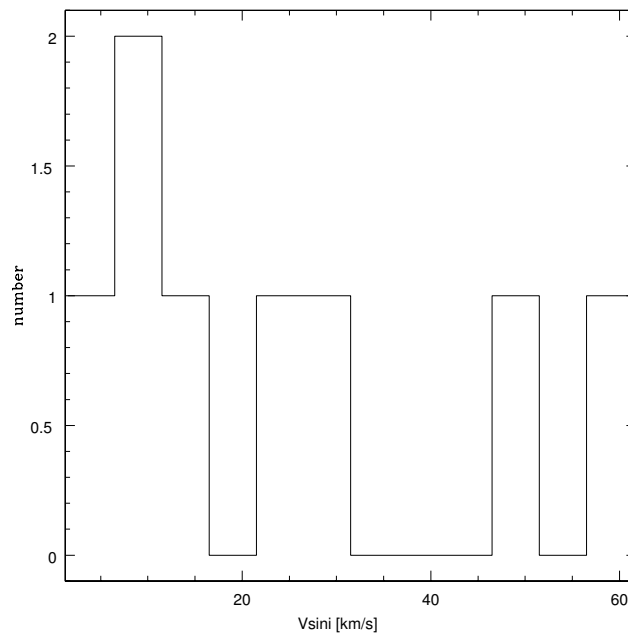
Per quanto riguarda stelle con velocità di rotazione maggiore, poiché le righe disponibili per l'analisi erano poche e non molto intense, si è preferito utilizzare le due righe del tripletto di Ca (presenti nell'ordine 7 ed 8 del CCD rosso), molto intense anche in caso di alte rotazioni, per ottenere un valore

di  $V \sin i$  più affidabile.

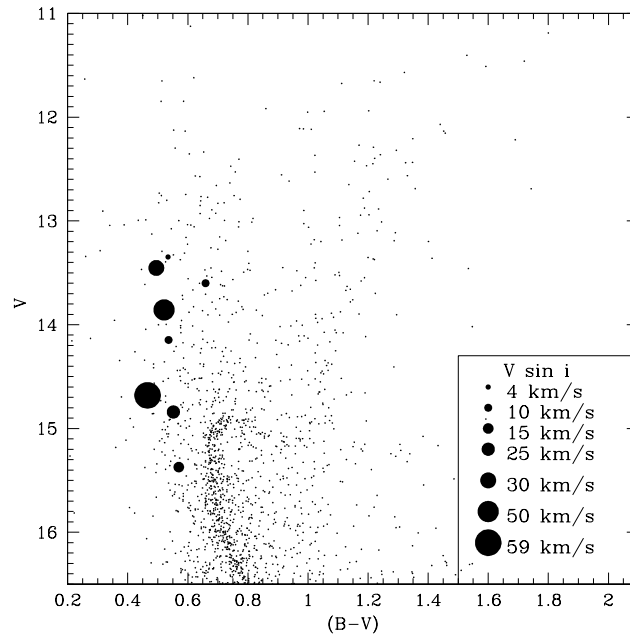
In Tabella 5.2 ed in Figura 5.9 sono mostrate le velocità rotazionali trovate dall'analisi delle righe (gli errori sono calcolati come descritto nella **sezione 5.8.1**). Inoltre, in Figura 5.10, è presente il CMD con le diverse velocità di rotazione trovate per le BSS.

ID BSS	$V \sin i$ [km/s]	$\sigma$ [km/s]
4306	4.0	0.7
5671	10.0	0.7
4581	9.0	0.7
5379	15.0	0.7
1888	25.0	1.1
5350	30.0	1.1
4540	50.0	1.7
4348	59.0	1.7

**Tabella 5.2:** Velocità rotazionali misurate per ogni target scientifico. Per le stelle 4540 e 4348 l'analisi è stata effettuata utilizzando esclusivamente le due righe del tripletto di Ca presenti nell'ordine 7 ed 8 del CCD rosso.



**Figura 5.9:** Distribuzione delle velocità di rotazione delle otto BSS.



**Figura 5.10:** Posizione delle BSS nel CMD  $V - (B-V)$ , le dimensioni dei cerchi corrispondono alle diverse velocità rotazionali ( $V \sin i$ ) delle BSS.

## 5.7 Misura delle abbondanze chimiche delle BSS

Una volta ottenuto un valore affidabile di  $V \sin i$ , è stata effettuata l'analisi delle abbondanze del campione di righe di ogni stella.

Con l'aumentare della velocità rotazionale, le righe diventano man mano più larghe, diminuendo di profondità, col risultato che righe deboli, misurabili in spettri a bassa rotazione, diventano non visibili. Per stelle con alta rotazione vi è, quindi, un basso numero di righe a disposizione, rendendo perciò difficile la procedura di ottimizzazione della microturbolenza.

Per ottenere una misura affidabile delle abbondanze chimiche ed investigare l'impatto che la microturbolenza può avere su di esse, sono stati adottati tre differenti metodi di analisi.

- *metodo 1*: le abbondanze sono state misurate utilizzando tutte le righe a disposizione per ogni stella, ottimizzando  $V_{turb}$  per tutte le stelle, a prescindere dal numero di righe;
- *metodo 2*: la  $V_{turb}$  è stata ottenuta in modo da avere, per tutti i target, lo stesso valore di abbondanza di Fe ottenuta dalla stella di RGB;



- *metodo 3*: è stato utilizzato un sottocampione della lista di righe contenente solo le righe in comune con la stella di RGB, con  $V_{turb}$  forzata per avere circa la stessa abbondanza di Fe in tutti i target.

### 5.7.1 Metodo 1

Come primo approccio di analisi, per tutte le BSS la velocità di microturbolenza è stata ottenuta usando lo stesso approccio descritto in **sezione 5.5** per la stella di RGB.

Per stelle con bassa velocità di rotazione, il valore così trovato risulta essere piuttosto affidabile poiché basato su di un numero significativo di righe (oltre 50) e perché, per basse rotazioni, il profilo della riga è ancora gaussiano.

Per stelle con velocità di rotazione maggiore (come le due stelle con  $V \sin i > 50$  km/s) risulta difficile trovare un valore affidabile di  $V_{turb}$ . Adottando il metodo utilizzato per le altre stelle, infatti, per la BSS 4540 si trova che la  $V_{turb}$  ha un valore di 4.9 km/s (basandosi solo su 5 righe di Fe), mentre per la stella 4348 è stato impossibile convergere ad un valore ottimale di microturbolenza (il fit è stato fatto avendo a disposizione 3 righe di Fe).

Per questo motivo si è deciso di utilizzare, per queste due stelle, il valore medio delle  $V_{turb}$  trovate per le altre stelle, cioè 1.8 km/s. Per trovare i valori medi delle abbondanze degli elementi di queste stelle, inoltre, non si è utilizzato il metodo della *rejection* a  $2.5\sigma$  dalla retta di best fit, come per le altre BSS, ma si è fatta una *rejection* dal valore medio, date le poche righe a disposizione.

I valori di  $V_{turb}$  e  $V \sin i$  utilizzati per questo tipo di analisi sono mostrati in Tabella 5.3.

ID BSS	$V_{turb}$ [km/s]	$V \sin i$ [km/s]
4306	1.7	4
5671	1.6	10
4581	1.6	9
5379	2.4	15
1888	1.8	25
5350	2.3	30
4540	1.8	50
4348	1.8	59

**Tabella 5.3:** Velocità di microturbolenza e di rotazione rispetto alla linea di vista, per ogni stella, utilizzate per la misura delle abbondanze del campione completo delle righe a disposizione. Le  $V_{turb}$  relative alle stelle 4540 e 4348 sono state assunte, utilizzando la media delle  $V_{turb}$  delle altre.

Sono riportati in Tabella 5.4 i valori medi di abbondanze degli elementi principali ottenute con questo metodo:

ID BSS	Fe	$\sigma_{Fe}$	Si	$\sigma_{Si}$	Mg	$\sigma_{Mg}$	Al	$\sigma_{Al}$	Ca	$\sigma_{Ca}$
4306	7.59	0.06	7.79	0.04	7.63	0.05	6.54	0.05	6.41	0.06
5671	7.54	0.06	7.75	0.05	7.73	0.05	6.54	0.05	6.32	0.04
4581	7.59	0.06	7.83	0.05	7.70	0.04	6.52	0.07	6.33	0.05
5379	7.49	0.06	7.90	0.06	7.73	0.07	6.54	0.18	6.22	0.06
1888	7.62	0.07	7.83	0.06	7.78	0.07	6.57	0.09	6.27	0.06
5350	7.52	0.06	7.78	0.06	7.64	0.05	6.52	0.06	6.29	0.04
4540	7.89	0.17	7.90	0.20	7.56	0.07	6.34	0.12	6.31	0.06
4348	7.95	0.17	7.79	0.07	7.85	0.07			6.30	0.10

**Tabella 5.4:** Tabella abbondanze in densità numerica degli elementi analizzati, ottenuti dall'analisi con  $V_{turb}$  ottimizzata, per le BSS. Per la stella 4348 sono disponibili le abbondanze solo di alcuni elementi poiché non erano presenti righe individuabili.

Poiché non è stato possibile ottenere l'abbondanza di C per le stelle altamente rotanti, si è cercato di ottenere un upper limit. Ciò è stato ottenuto confrontando la regione spettrale dove sono presenti le righe di C più intense, con una griglia di sintetici in cui è stata fatta variare l'abbondanza di Carbonio con un passo di 0.2. In questo modo è stato possibile trovare l'abbondanza minima per la quale una fissata riga di Carbonio risulta visibile con la rotazione considerata.

Per la BSS 4540, il limite massimo per il valore dell'abbondanza in densità numerica di C è di 8.70, mentre per la 4348 è di 9.10. I valori delle abbondanze medie di Ossigeno e Carbonio, con apportate le correzioni per il NLTE, sono presentati in Tabella 5.5.

ID BSS	O	$\sigma_O$	C	$\sigma_C$
4306	8.68	0.25	8.20	0.08
5671	8.76	0.24	8.48	0.08
4581	8.94	0.24	8.49	0.07
5379	8.99	0.24	8.50	0.18
1888	8.72	0.24	8.59	0.10
5350	9.09	0.24	8.40	0.08
4540	8.94	0.24	<8.70	
4348	9.01	0.24	<9.10	

**Tabella 5.5:** Abbondanze in densità numerica di Ossigeno e Carbonio, corrette per gli effetti di NLTE, per le BSS. Per le stelle altamente rotanti non è stato possibile ottenere l'abbondanza di C, ma solo un upper limit, poiché non erano presenti righe individuabili.

### 5.7.2 Metodo 2

Come detto in precedenza, il problema del metodo 1 è che, all'aumentare della velocità di rotazione, la stima della velocità di microturbolenza diventa sempre meno affidabile. Inoltre, poiché tutte le stelle appartengono alla stessa popolazione, l'abbondanza di Fe misurata dovrebbe essere uguale per tutte.

Per questo motivo si è deciso di ripetere l'analisi provando a “forzare” l'abbondanza di Ferro prendendo il valore della stella di RGB come riferimento. Ciò è stato fatto trovando, per ogni stella, la velocità di microturbolenza per la quale l'abbondanza numerica di Fe è pari a  $7.60 \pm 0.02$  ed effettuando l'analisi su tutte le righe con questo valore.

Anche questa volta, le abbondanze medie sono state calcolate tramite la procedura con la rejection a  $2.5 \sigma$  dalla retta di best fit e sono presentate in Tabella 5.6 e Tabella 5.7. Alle abbondanze di Carbonio ed Ossigeno sono già state applicate le correzioni per le condizioni di NLTE.

ID BSS	$V_{\text{turb}}$ [km/s]	Fe	$\sigma_{Fe}$	Si	$\sigma_{Si}$	Mg	$\sigma_{Mg}$	Al	$\sigma_{Al}$	Ca	$\sigma_{Ca}$
4306	1.6	7.60	0.06	7.79	0.04	7.63	0.05	6.55	0.04	6.41	0.06
5671	1.3	7.61	0.06	7.79	0.06	7.72	0.05	6.57	0.06	6.32	0.04
4581	1.5	7.61	0.06	7.83	0.05	7.70	0.04	6.53	0.07	6.33	0.04
5379	1.9	7.59	0.07	7.92	0.07	7.75	0.07	6.56	0.18	6.22	0.04
1888	1.9	7.59	0.07	7.82	0.06	7.77	0.07	6.56	0.09	6.27	0.06
5350	2.0	7.59	0.06	7.82	0.08	7.67	0.07	6.54	0.07	6.29	0.04
4540	2.6	7.62	0.13	7.76	0.18	7.43	0.07	6.31	0.10	6.30	0.06
4348	2.5	7.61	0.12	7.69	0.07	7.77	0.07			6.29	0.10

**Tabella 5.6:** Abbondanze in densità numerica degli elementi analizzati, ottenuti dall'analisi con  $V_{\text{turb}}$  forzata per avere un'abbondanza di Fe di circa 7.60, per le BSS. Per la stella 4348 sono disponibili le abbondanze solo di alcuni elementi poiché non erano presenti righe individuabili.

ID BSS	O	$\sigma_O$	C	$\sigma_C$
4306	8.68	0.25	8.20	0.08
5671	8.76	0.24	8.48	0.08
4581	8.94	0.24	8.51	0.08
5379	9.11	0.24	8.53	0.18
1888	8.71	0.24	8.59	0.10
5350	9.16	0.24	8.42	0.09
4540	8.80	0.24	<8.70	
4348	8.88	0.24	<9.10	

**Tabella 5.7:** Abbondanze in densità numerica di Ossigeno e Carbonio, corrette per gli effetti di NLTE, per le BSS, con  $V_{\text{turb}}$  forzata per ottenere un'abbondanza di Fe di circa 7.60. Per le stelle altamente rotanti non è stato possibile ottenere l'abbondanza di C, ma solo un upper limit, poiché non è erano presenti righe individuabili.

### 5.7.3 Metodo 3

Un altro possibile problema, però, consiste nel fatto che le abbondanze relative alle BSS e alla stella di RGB potrebbero non essere comparabili, poiché esse vengono misurate da righe diverse. La lista di righe utilizzata per la gigante rossa, infatti, non comprende necessariamente le stesse righe presenti nei campioni delle altre stelle, questo perché, dati i diversi parametri atmosferici, non sono sempre presenti le stesse transizioni e spesso le condizioni di blending con altre righe sono differenti.

Dunque, come ulteriore test, è stata effettuata l'analisi di un sottocampione di righe delle BSS, selezionando solo quelle in comune con la stella di RGB (circa il 30%), anche in questo caso utilizzando una velocità di microturbolenza che permettesse di avere un'abbondanza di Fe pari a 7.60.

Per quanto riguarda le due stelle altamente rotanti, non è stato possibile selezionare un sottocampione significativo di righe in comune con la gigante, a causa delle poche righe a disposizione. Si è provato quindi ad effettuare l'analisi utilizzando come  $V_{turb}$  il valore medio fra quelli trovati con questo metodo per le altre stelle (1.5 km/s), utilizzando comunque tutte le righe disponibili.

Vista la piccola quantità di righe a disposizione, per calcolare le abbondanze medie è stata utilizzata una rejection a  $2.5 \sigma$  dal valore medio, invece che dalla distanza dalla retta di best fit; i risultati ottenuti sono riportati in Tabella 5.8 e in Tabella 5.9, dove ai valori di Ossigeno e Carbonio sono state applicate le correzioni dovute alle condizioni di NLTE.

ID BSS	$V_{turb}$ [km/s]	Fe	$\sigma_{Fe}$	Si	$\sigma_{Si}$	Mg	$\sigma_{Mg}$	Al	$\sigma_{Al}$	Ca	$\sigma_{Ca}$
4306	1.0	7.60	0.07	7.79	0.06	7.70	0.07	6.57	0.05	6.41	0.06
5671	0.9	7.60	0.08	7.80	0.07	7.69	0.07	6.60	0.06	6.32	0.04
4581	1.4	7.59	0.07	7.76	0.07	7.71	0.06	6.52	0.07	6.33	0.05
5379	1.9	7.60	0.09	7.84	0.20	7.73	0.12	6.56	0.18	6.22	0.05
1888	1.9	7.61	0.08	7.75	0.05	7.72	0.05	6.55	0.09	6.26	0.06
5350	1.3	7.60	0.13	7.91	0.09	7.87	0.07	6.58	0.09	6.29	0.04
4540	1.5	8.02	0.18	7.94	0.20	7.60	0.07	6.36	0.12	6.31	0.06
4348	1.5	8.09	0.17	7.83	0.07	7.87	0.07			6.30	0.10

**Tabella 5.8:** Abbondanze in densità numerica degli elementi analizzati, ottenuti dall'analisi con  $V_{turb}$  forzata per avere un'abbondanza di Fe di circa 7.60, effettuata con le righe in comune per le BSS, tranne che per la 4540 e 4348. Per la stella 4348 sono disponibili le abbondanze solo di alcuni elementi poiché non erano presenti righe individuabili.

ID BSS	O	$\sigma_O$	C	$\sigma_C$
4306	8.65	0.25	8.27	0.08
5671	8.78	0.24	8.50	0.08
4581	8.98	0.24	8.46	0.08
5379	9.11	0.24	8.53	0.18
1888	8.71	0.24	8.61	0.10
5350	9.20	0.24	8.51	0.10
4540	8.94	0.24	<8.70	
4348	8.99	0.24	<9.10	

**Tabella 5.9:** Abbondanze in densità numerica di Ossigeno e Carbonio, corrette per gli effetti di NLTE, per le BSS, con  $V_{turb}$  forzata per ottenere un'abbondanza di Fe di circa 7.60 e righe in comune con la stella di RGB. Per le stelle altamente rotanti non è stato possibile ottenere l'abbondanza di C, ma solo un upper limit, poiché non erano presenti righe individuabili. Inoltre l'analisi è stata effettuata con il campione totale di righe.

## 5.8 Analisi degli errori

### 5.8.1 Velocità rotazionali

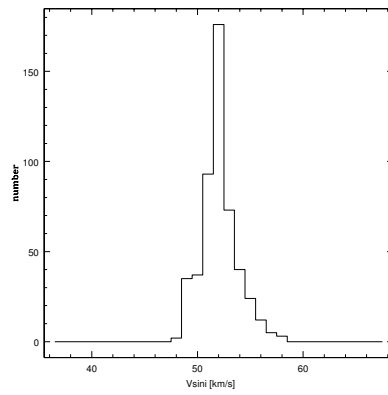
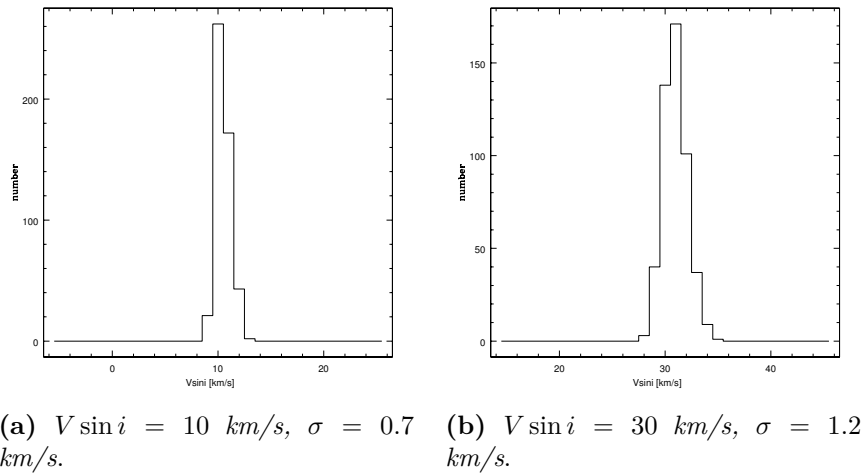
L'errore relativo alle velocità di rotazione misurate è stato stimato tramite simulazioni Montecarlo effettuate nella regione del tripletto dell'Ossigeno, per tre diverse velocità di rotazione: 10, 30 e 50 km/s. Per ognuna di queste velocità sono stati creati 500 spettri sintetici, ai quali è stato aggiunto del rumore gaussiano in modo da riprodurre il  $SNR$  tipico degli spettri analizzati (come descritto nella **sezione 4.6**). Su questi spettri è stata effettuata l'analisi per la misura di  $V \sin i$ , tramite l'opzione ABROT del programma salvador, sulle righe del tripletto di O.

Le ditribuzioni dei valori trovati sono mostrate in Figura 5.11.

Per ogni range di velocità di rotazione viene assunto come errore la dispersione dal valore medio delle velocità ottenute dall'analisi effettuata sui sintetici (Tabella 5.10).

$V \sin i_{sintetico}$ [km/s]	$V \sin i_{medio}$ [km/s]	$\sigma$ [km/s]
10	10.5	0.7
30	31.0	1.2
50	52.0	1.7

**Tabella 5.10:** Valore medio e dispersione delle  $V \sin i$  misurate tramite l'opzione ABROT del programma salvador per i 500 sintetici relativi ad ogni velocità di rotazione.



**Figura 5.11:** Distribuzione delle velocità di rotazione misurate tramite l'opzione ABROT del programma salvador per 500 sintetici con bassa(a), media (b) ed alta (c) velocità di rotazione.

### 5.8.2 Abbondanze chimiche

Ad ogni misura di abbondanza chimica è stato associato un errore dato dal contributo di errori statistici ed errori dovuti ai parametri atmosferici secondo la seguente formula:

$$\sigma_{el} = \sqrt{(\sigma_{el}^{stat})^2 + (\sigma_{el}^{par})^2} \quad (5.9)$$

dove  $\sigma_{el}$  è l'errore associato ad un determinato elemento,  $\sigma_{el}^{stat}$  è il suo errore statistico e  $\sigma_{el}^{par}$  quello dovuto ai parametri atmosferici.

Inoltre, poiché le abbondanze chimiche sono state espresse come rapporto di abbondanza rispetto al Fe (**sezione 6.2**), anche gli errori andranno calcolati di conseguenza:

$$\sigma_{[el/Fe]} = \sqrt{(\sigma_{el}^{stat})^2 + (\sigma_{Fe}^{stat})^2 + (\sigma_{el}^{par} - \sigma_{Fe}^{par})^2} \quad (5.10)$$

#### Errore statistico

Assumendo una distribuzione gaussiana dei valori, l'errore statistico si trova dalla formula:

$$\sigma_{el}^{stat} = \frac{\sigma}{\sqrt{N}} \quad (5.11)$$

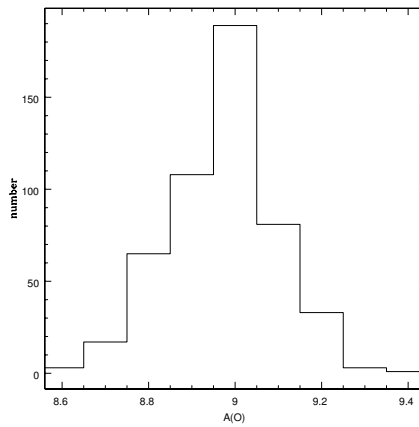
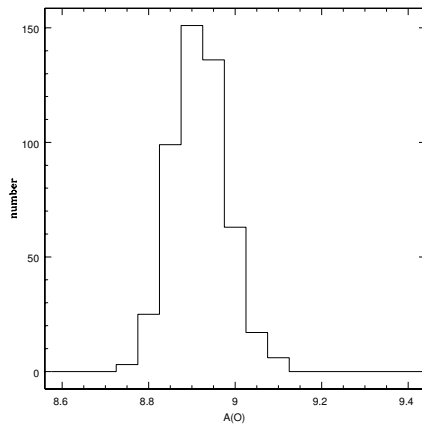
dove  $\sigma$  è la dispersione dal valore medio dell'abbondanza di ogni elemento ed  $N$  il numero di righe utilizzate per la misura.

Nel caso di abbondanze misurate da un'unica riga (o da più righe blendate, come il tripletto dell'Ossigeno nei rotatori veloci), è stato assunto come errore statistico l'incertezza calcolata in base alle simulazioni di eventi Monte Carlo.

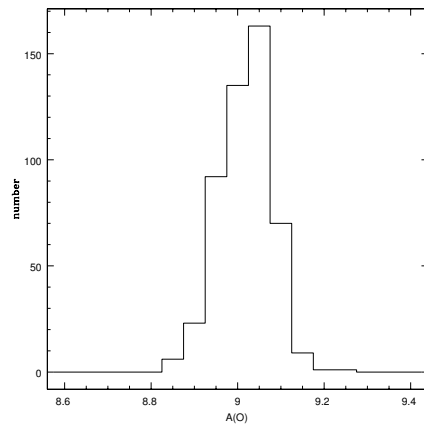
Su ognuno di essi è stata effettuata la misura dell'abbondanza dell'Ossigeno tramite l'opzione ABROT del programma salvador. In Figura 5.12 ed in Tabella 5.11 sono mostrati rispettivamente la distribuzione delle abbondanze ed i valori di media e dispersione trovati per ogni velocità di rotazione.

$V \sin i$ [km/s]	$\log(N_a/N_H) + 12$	$\sigma$
10	8.92	0.06
30	8.97	0.12
50	9.02	0.06

**Tabella 5.11:** Valore medio e dispersione delle abbondanze di Ossigeno misurate tramite l'opzione ABROT del programma salvador per i 500 sintetici relativi ad ogni velocità di rotazione.



(a)  $V \sin i = 10 \text{ km/s}$ ,  $\sigma = 0.06 \text{ km/s}$ . (b)  $V \sin i = 30 \text{ km/s}$ ,  $\sigma = 0.12 \text{ km/s}$ .



(c)  $V \sin i = 50 \text{ km/s}$ ,  $\sigma = 0.06 \text{ km/s}$ .

**Figura 5.12:** Distribuzione delle abbondanze di Ossigeno misurate tramite l'opzione ABROT del programma salvador per 500 sintetici con bassa(a), media (b) ed alta (c) velocità di rotazione.



### Errore dovuto ai parametri atmosferici

Per trovare la variazione nella misura delle abbondanze dovuta ad eventuali errori nella determinazione dei parametri atmosferici, si è effettuata l'analisi su di una BSS, la 4306, con velocità di rotazione più bassa, modificando la temperatura, la gravità e la velocità di microturbolenza. Una volta trovate le abbondanze misurate con questi nuovi parametri, si sono confrontate con quelle trovate nell'analisi finale della stella.

Per prima cosa, l'analisi è stata fatta aumentando la temperatura di 100 K, dopodichè, è stato provato aumentando il logaritmo della gravità superficiale aumentato di 0.2 (tornando al valore iniziale di temperatura), e per finire l'analisi è stata ripetuta aumentando solo la velocità di microturbolenza di 0.2 km/s.

Le differenze fra le abbondanze in densità numerica trovate con la prima analisi e quest'ultime sono mostrate in Tabella 5.12.

Elemento	$\Delta[T + 100 \text{ K}]$	$\Delta[\log(g) + 0.2]$	$\Delta[V_{\text{turb}} + 0.2 \text{ km/s}]$
Fe	-0.04	0.00	0.04
Si	-0.03	0.01	0.02
Mg	-0.03	0.01	0.01
Al	-0.04	0.00	0.00
Ca	-0.04	-0.01	0.00
O	0.05	-0.23	0.01
C	0.05	-0.06	0.00

**Tabella 5.12:** Differenze fra le abbondanze in densità numerica degli elementi analizzati con i parametri variati e quelle misurate dall'analisi finale della BSS 4306. Nella seconda colonna sono riportate le differenze calcolate con le abbondanze trovate aumentando la temperatura di 100 K, nella terza aumentando il logaritmo della gravità superficiale di 0.2 e nella quarta aumentando la velocità di microturbolenza di 0.2 km/s.

Per calcolare l'errore dovuto ai parametri, per ogni elemento, le singole variazioni sono state sommate in quadratura nel modo seguente:

$$\sigma_{el}^{par} = \sqrt{\Delta_{[T+100K]}^2 + \Delta_{[\log(g)+0.2]}^2 + \Delta_{[V_{turb}+0.2km/s]}^2} \quad (5.12)$$

dove i diversi  $\Delta$  sono le differenze fra le abbondanze degli elementi trovate variando T,  $\log(g)$  e  $V_{turb}$ .

Queste variazioni, e quindi gli errori ad esse associati, sono state assunte essere le stesse per tutte le BSS prese in esame.

Lo stesso procedimento è stato ripetuto anche per la stella di RGB; gli errori trovati per la gigante e per la BSS 4306 sono riportati in Tabella 5.13.

Elemento	5894	4306
Fe	0.06	0.06
Si	0.11	0.04
Mg	0.05	0.03
Al	0.07	0.04
Ca	0.02	0.04
O	0.21	0.24
C	0.20	0.07

**Tabella 5.13:** Errori dovuti ai parametri per ogni elemento, per la stella di RGB 5894 e per la stella 4306, presa come rappresentativa delle BSS.



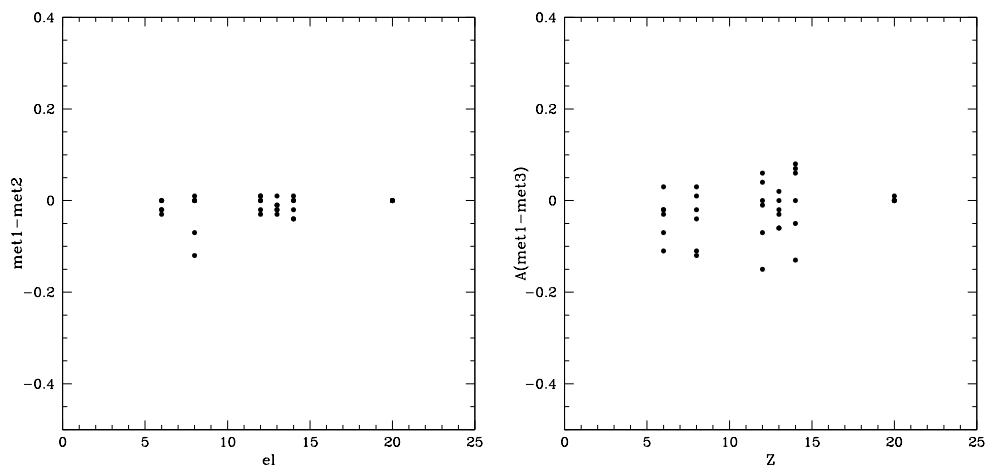
# Capitolo 6

## Risultati e Conclusioni

### 6.1 Confronto fra i metodi utilizzati

Come spiegato nel **Capitolo 5**, tre differenti approcci sono stati adottati nell'analisi chimica delle BSS per tenere in conto le difficoltà relative alla determinazione della microturbolenza.

In Figura 6.1 sono mostrate le differenze tra il metodo 1 e il metodo 2 (pannello di sinistra) e tra il metodo 1 ed il metodo 3 (pannello di destra), come funzione del numero atomico degli elementi analizzati per le 5 stelle con  $v_{\text{tani}} < 50$  km/s.



**Figura 6.1:** A sinistra: Differenze fra i valori delle abbondanze misurate attraverso il primo ed il secondo metodo in funzione del numero atomico. Ogni punto corrisponde ad una stella. Per alcuni elementi sono presenti meno punti delle BSS considerate, poiché sovrapposti. A destra: stesso grafico, ma con le differenze fra le abbondanze misurate attraverso il primo ed il terzo metodo.

I metodi 1 e 2 mostrano differenze vicine a zero, indicando che i due approcci per calcolare la microturbolenza (ottimizzandola direttamente per ogni stella o solo forzando le righe di Fe a fornire l'abbondanza della stella di RGB) forniscono valori compatibili e che queste differenze non hanno un impatto cruciale sulle abbondanze chimiche.

Il confronto tra il metodo 1 e 3 (nel quale sono state usate solo righe in comune tra BSS e RGB) mostra una dispersione maggiore ma sempre con un valore medio compatibile con zero. La maggiore dispersione è chiaramente dovuta al fatto che le abbondanze ottenute col metodo 3 sono basate spesso su di un numero inferiore di righe, perciò l'incertezza di queste abbondanze aumenta.

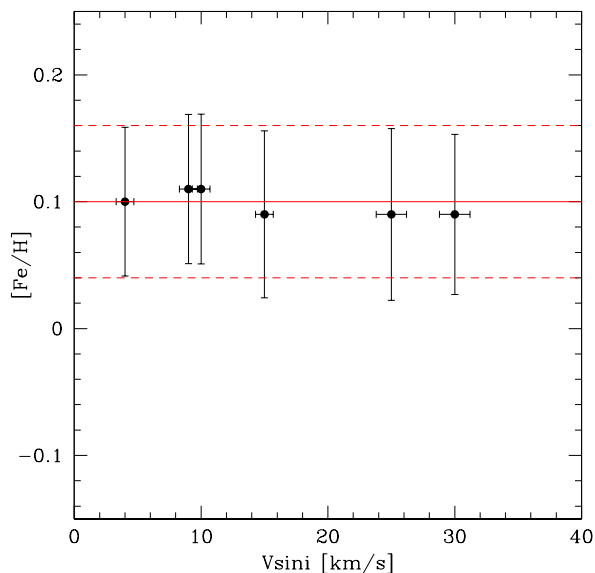
Alla luce di questi confronti possiamo concludere che i diversi approcci non comportano risultati significativamente differenti. Si è deciso di adottare nella discussione le abbondanze ottenute col metodo 2, poiché questo approccio riduce le incertezze dovute al basso numero di righe che possono affliggere la determinazione della microturbolenza.

## 6.2 Risultati

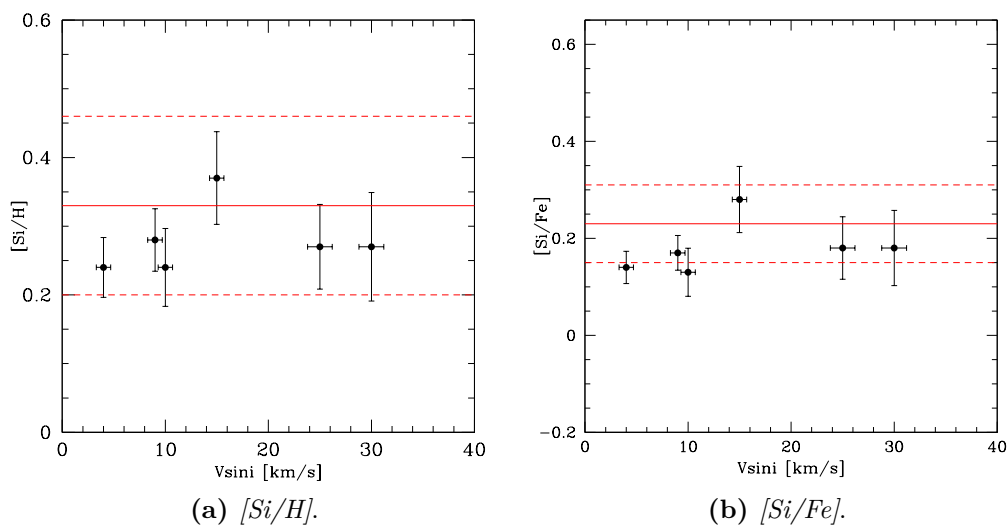
Le abbondanze trovate, in funzione della velocità di rotazione, sono mostrate da Figura 6.2 a Figura 6.8. In questi grafici non sono state riportate le abbondanze relative alle stelle 4540 e 4348 (a parte O e C), perchè a causa dell'alta velocità di rotazione le righe osservate non sono state ritenute affidabili. È stato invece possibile misurare l'abbondanza di Ossigeno poiché il tripletto ha una struttura ancora riconoscibile, nonostante gli effetti dovuti alla rotazione. Per quanto riguarda il Carbonio, come detto nella **sezione 5.7**, è stato riportato solo il valore di upper limit.

Si può notare che le abbondanze misurate per le BSS non mostrano particolari deviazioni da quelle della stella di RGB (presa come rappresentativa dell'ammasso), tranne che nel caso di Al e Mg. Poiché questi elementi non sono coinvolti in nessun tipo di bruciamento termonucleare, l'offset misurato tra le abbondanze di BSS ed RGB deve avere un'origine relativa all'analisi. Poiché le righe utilizzate sono le stesse in tutte le stelle, la spiegazione più probabile per questa differenza è che tali transizioni siano affette in maniera differente da deviazioni dalla condizione di LTE. A parte per C e O, tutte le altre abbondanze non sono state corrette per NLTE, in quanto non sono disponibili in letteratura correzioni per queste righe. Questi risultati sembrano quindi suggerire come nuove griglie di correzioni NLTE per Mg e Al siano

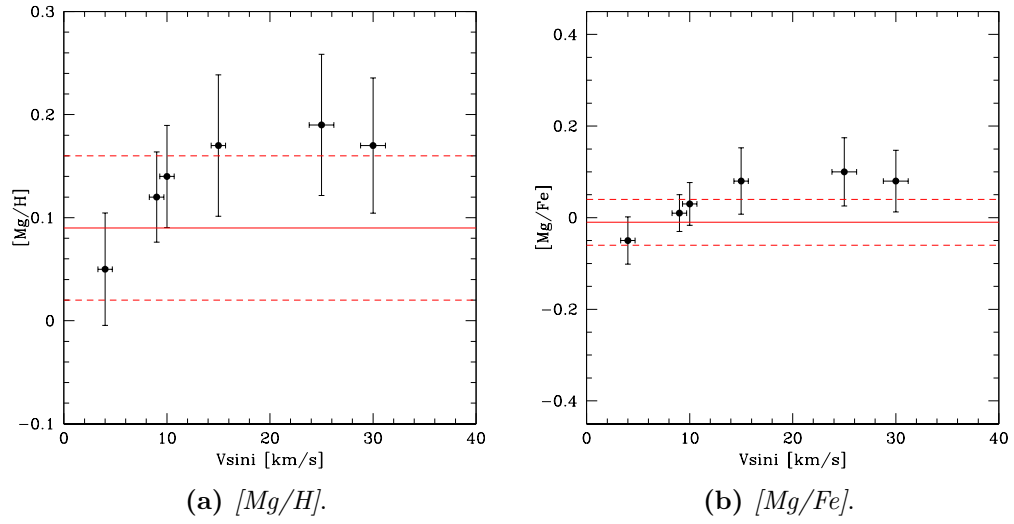
necessarie per studiare accuratamente le abbondanze di questi elementi nelle BSS.



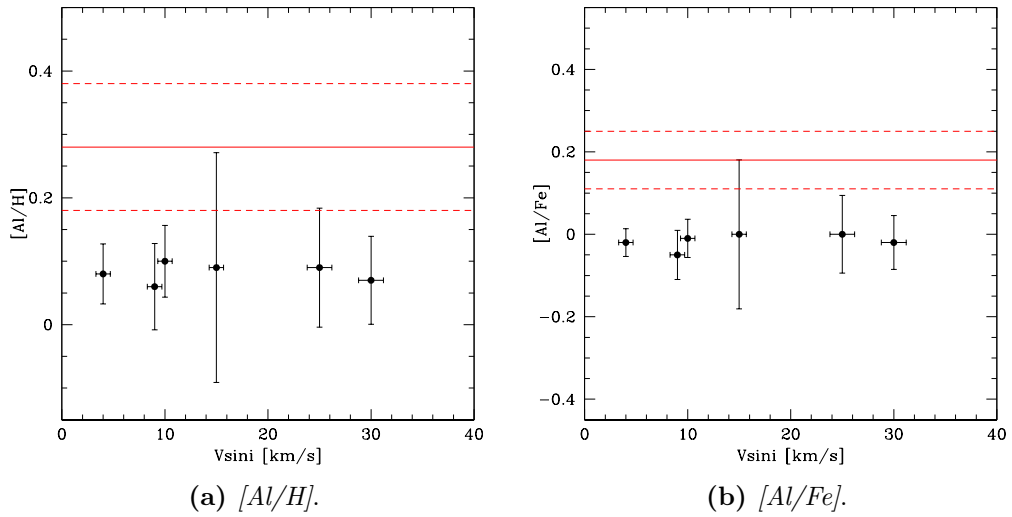
**Figura 6.2:** Grafico dell'abbondanze di  $[Fe/H]$ , in funzione di  $V \sin i$ . I punti corrispondono ai valori misurati per le BSS, con i relativi errori; la linea rossa continua corrisponde all'abbondanza di  $[Fe/H]$  della stella di RGB, le linee tratteggiate delimitano il range definito dall'errore.



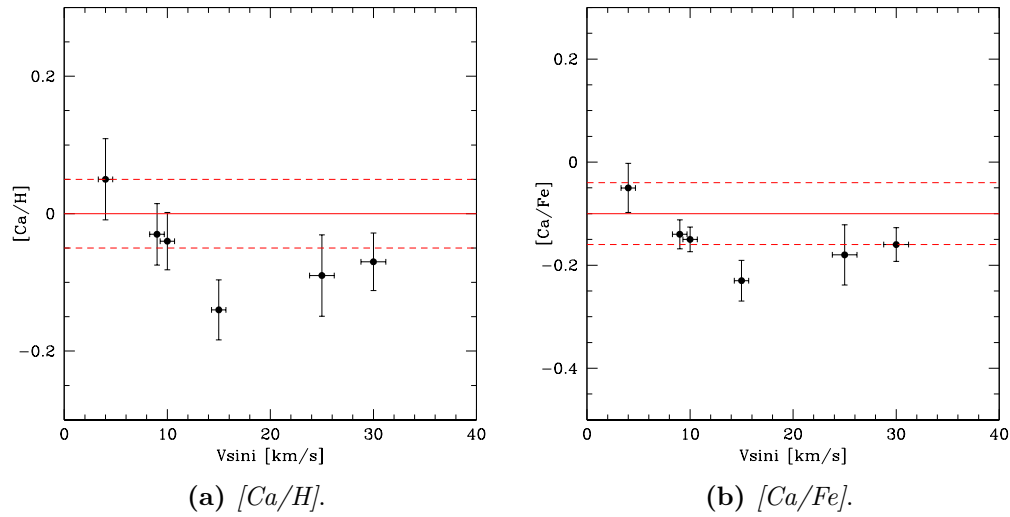
**Figura 6.3:** Grafico delle abbondanze di  $[Si/H]$  (a) e di  $[Si/Fe]$  (b) in funzione di  $V \sin i$ . I punti corrispondono ai valori misurati per le BSS, con i relativi errori; la linea rossa continua corrisponde all'abbondanza di Si della stella di RGB, le linee tratteggiate delimitano il range definito dall'errore.



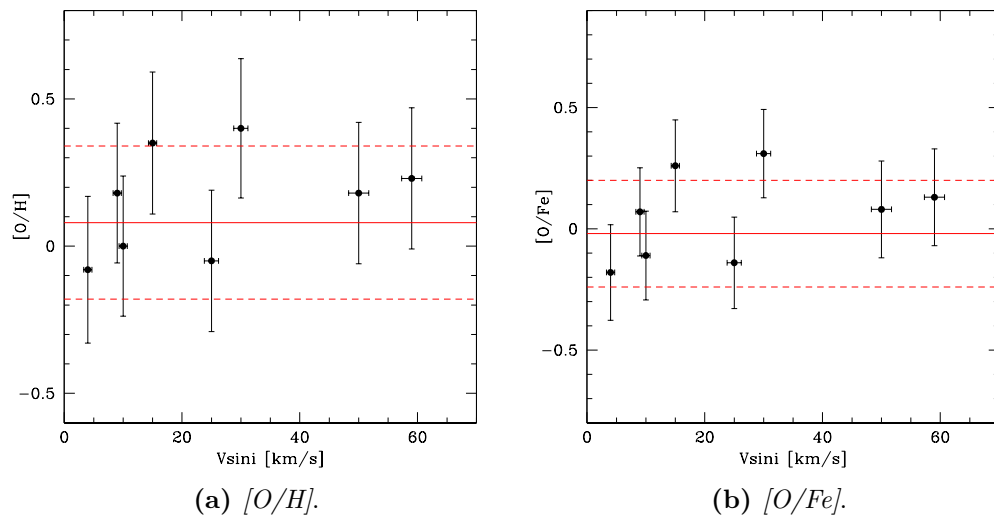
**Figura 6.4:** Grafico delle abbondanze di  $[Mg/H]$  (a) e di  $[Mg/Fe]$  (b) in funzione di  $V \sin i$ . I punti corrispondono ai valori misurati per le BSS, con i relativi errori; la linea rossa continua corrisponde all'abbondanza di Mg della stella di RGB, le linee tratteggiate delimitano il range definito dall'errore.



**Figura 6.5:** Grafico delle abbondanze di  $[Al/H]$  (a) e di  $[Al/Fe]$  (b) in funzione di  $V \sin i$ . I punti corrispondono ai valori misurati per le BSS, con i relativi errori; la linea rossa continua corrisponde all'abbondanza di Al della stella di RGB, le linee tratteggiate delimitano il range definito dall'errore.

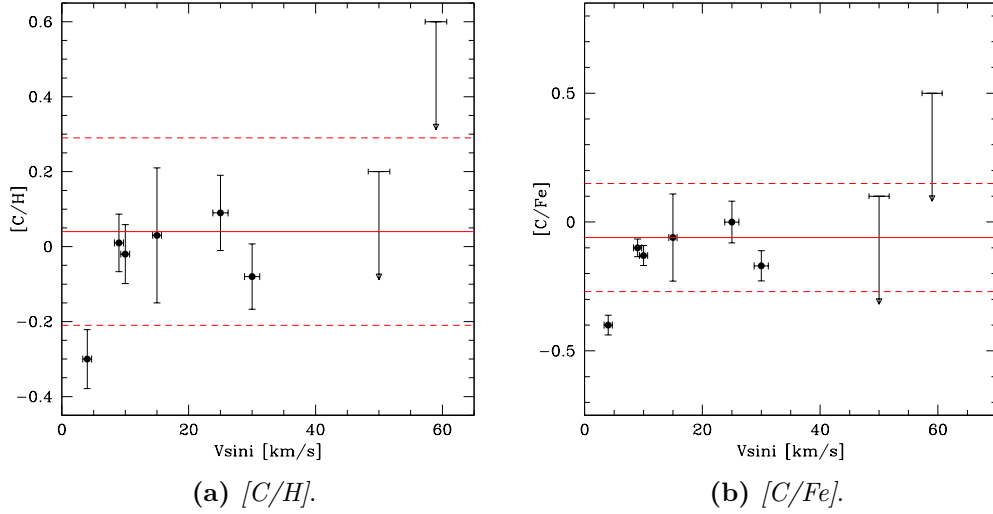


**Figura 6.6:** Grafico delle abbondanze di  $[Ca/H]$  (a) e di  $[Ca/Fe]$  (b) in funzione di  $V \sin i$ . I punti corrispondono ai valori misurati per le BSS, con i relativi errori; la linea rossa continua corrisponde all'abbondanza di Ca della stella di RGB, le linee tratteggiate delimitano il range definito dall'errore.



**Figura 6.7:** Grafico delle abbondanze di  $[O/H]$  (a) e di  $[O/Fe]$  (b) in funzione di  $V \sin i$ . I punti corrispondono ai valori misurati per le BSS, con i relativi errori; la linea rossa continua corrisponde all'abbondanza di O della stella di RGB, le linee tratteggiate delimitano il range definito dall'errore.





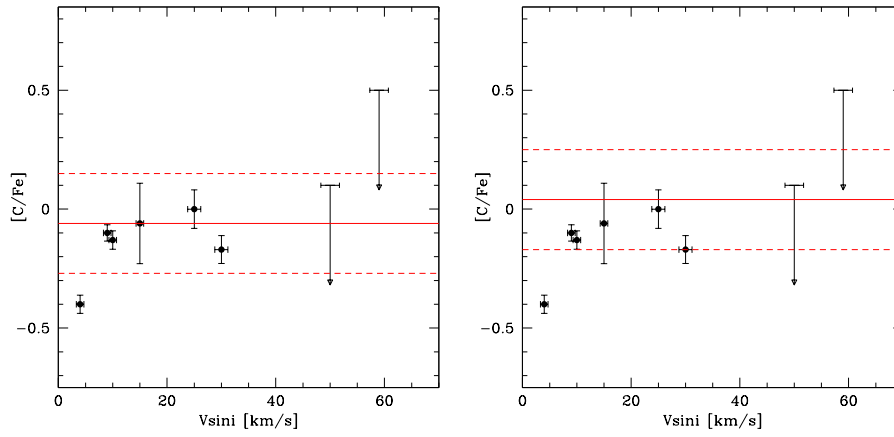
**Figura 6.8:** Grafico delle abbondanze di  $[C/H]$  (a) e di  $[C/Fe]$  (b) in funzione di  $V \sin i$ . I punti corrispondono ai valori misurati per le BSS, con i relativi errori, per le stelle 4540 e 4348 sono presenti solo gli upper limit; la linea rossa continua corrisponde all'abbondanza di C della stella di RGB, le linee tratteggiate delimitano il range definito dall'errore.

È importante notare come possibili mixing dovuti allo stato evolutivo della RGB non rappresentano un problema in tale confronto, per quanto riguarda C e O. Infatti, le abbondanze degli elementi leggeri delle stelle di RGB possono differire a causa degli effetti di mixing dovuti al primo dredge-up (Gratton et al. 2000). Per l'Ossigeno queste variazioni sono trascurabili, per il Carbonio, invece, si ha che, dopo il primo dredge-up, l'abbondanza ha una variazione di circa  $+0.1$ .

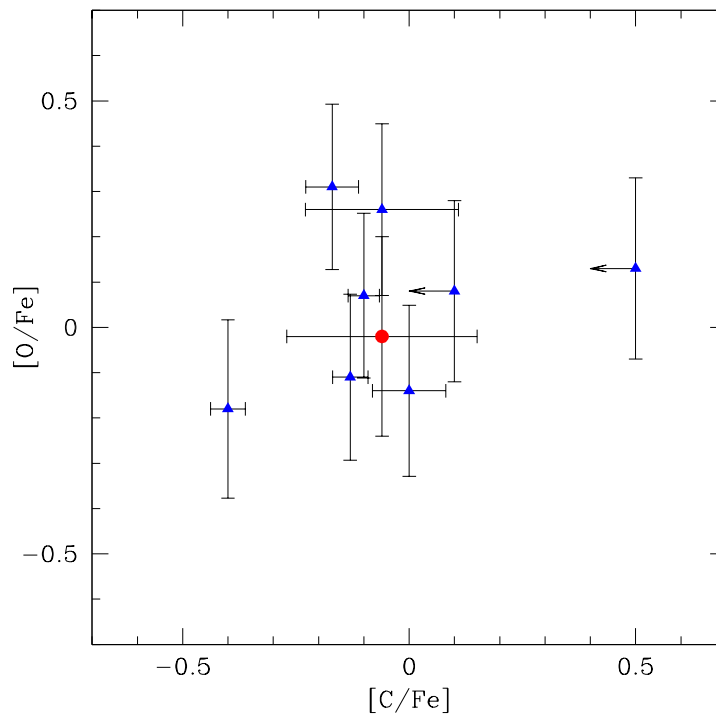
Anche considerando questo effetto (Figura 6.9), non si hanno evidenze di una *C-O depletion* di entità simili a quelle osservate in 47 Tuc, (comprese fra 0.5 e 1, Ferraro et al 2006) come si può vedere in Figura 6.10.

Inoltre, le abbondanze della stella di RGB sono state confrontate, in Tabella 6.1, con quelle relative all'ammasso, presenti in letteratura (Friel et al. 2010; Jacobson et al. 2011).

Da questo confronto si osserva che le abbondanze misurate in questo lavoro di tesi sono consistenti con quelle trovate da precedenti lavori, tranne che nel caso del Magnesio, che mostra valori molto diversi a seconda delle analisi. Tale differenza potrebbe essere ancora una volta spiegata in termini di correzioni NLTE che affliggono diverse righe dello stesso elemento in maniera differente.



**Figura 6.9:** A sinistra: grafico dell'abbondanza di  $[C/Fe]$  in funzione di  $V \sin i$ . I punti corrispondono ai valori misurati per le BSS, con i relativi errori; la linea rossa continua corrisponde all'abbondanza di  $[C/Fe]$  della stella di RGB, le linee tratteggiate delimitano il range definito dall'errore. A destra: stesso grafico ma con il valore di abbondanza di  $[C/Fe]$  della stella di RGB corretto per gli effetti di mixing dovuti al primo dredge-up.



**Figura 6.10:** Grafico del rapporto  $[O/Fe]$  in funzione di  $[C/Fe]$ . I triangoli blu corrispondono ai valori misurati per le BSS, con i relativi errori, mentre il cerchio rosso rappresenta la stella di RGB.

Elemento	5894	Friel+10	Jacobson+11
[Fe/H]	+0.10 ± 0.06	+0.12 ± 0.02	-0.03 ± 0.04
[Si/Fe]	+0.23 ± 0.08	+0.17 ± 0.08	+0.25 ± 0.05
[Mg/Fe]	-0.01 ± 0.05	+0.15 ± 0.10	+0.26 ± 0.05
[Al/Fe]	+0.18 ± 0.07	+0.20 ± 0.03	
[Ca/Fe]	-0.10 ± 0.06	-0.03 ± 0.06	-0.04 ± 0.06
[O/Fe]	-0.02 ± 0.22	-0.04 ± 0.10	

**Tabella 6.1:** Abbondanze degli elementi misurati dall'analisi chimica dello spettro della stella di RGB 5894, confrontati con i valori medi relativi all'ammasso trovati da Friel et al. 2010 e Jacobson et al 2011.

### 6.3 Conclusioni

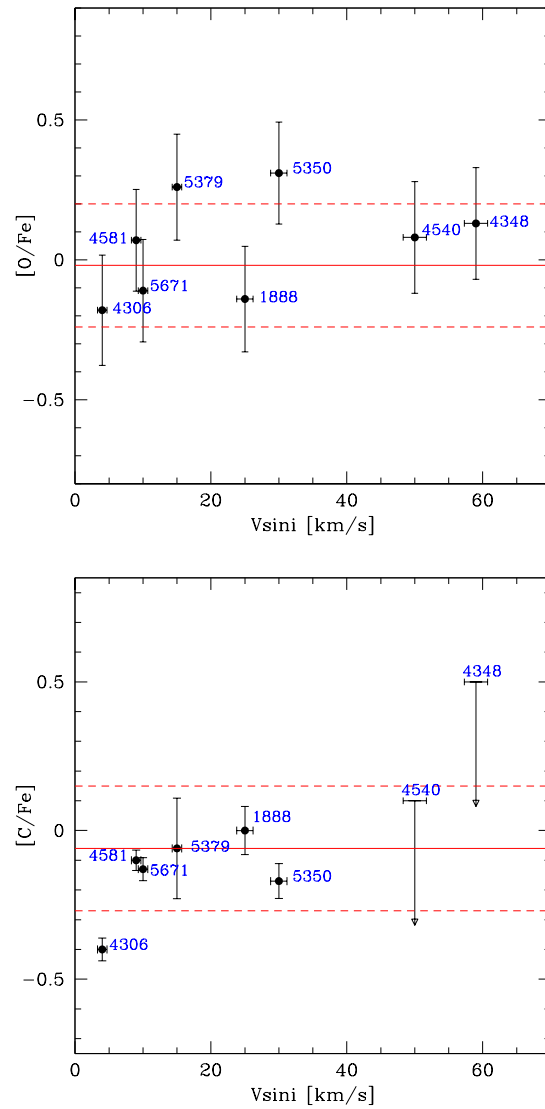
L'analisi di spettri ad alta-risoluzione di 8 BSS membre dell'ammasso aperto NGC188, incluse BSS con evidenze fotometriche della presenza di una compagna WD, ha fornito i seguenti risultati:

- le BSS coprono un ampio intervallo di velocità rotazionali, da  $\sim 10$  a  $\sim 50$  km/s;
- le abbondanze di [C/Fe] e [O/Fe], che potrebbero mostrare variazioni dovute al processo di mass transfer, mostrano valori compatibili, entro le incertezze, con quelle misurate nella stella di RGB usata come riferimento dell'abbondanza originale dell'ammasso (vedi Figura 6.11);
- le abbondanze degli elementi misurati non mostrano trend particolari con la velocità di rotazione delle BSS, indicando che non vi è in atto nessun processo di rimescolamento indotto da rotazione e tale da modificare le abbondanze superficiali delle BSS per quegli elementi non coinvolti nel bruciamento dell'idrogeno.

La presenza di una significativa rotazione in molte BSS è consistente con un'origine da mass transfer per queste stelle, poiché durante il processo di trasferimento di massa vi è anche trasferimento di momento angolare, che quindi accelera la stella (stelle nane di piccola massa o scarsamente evolute hanno velocità rotazionale inferiori a 3-5 km/s). L'elevata velocità rotazionale è una caratteristica comune alle BSS negli ammassi globulari, che spesso possono raggiungere velocità di rotazione fino a  $\sim 200$  km/s (come nel caso delle BSS di Omega Centauri, Mucciarelli et al.2014).

La presenza di BSS a bassa rotazione anche in ambienti poco densi, dove quindi il mass transfer è il canale di formazione prevalente, suggerisce che la BSS inizialmente rotante venga successivamente rallentata da fenomeni di frenamento. Tuttavia tali processi sono ancora poco conosciuti e compresi

da un punto di vista teorico.



**Figura 6.11:** Sopra: grafico del rapporto  $[O/Fe]$  in funzione di  $v_{\text{sin}i}$ . I punti corrispondono ai valori misurati per le BSS, con i relativi errori e con indicati i nomi; la linea rossa continua corrisponde all'abbondanza di  $[O/Fe]$  della stella di RGB, le linee tratteggiate delimitano il range definito dall'errore. Sotto: stesso grafico ma relativo a  $[C/Fe]$ .

Tuttavia, in queste stelle (ad eccezione della 4306) non si sono osservate *depletion* significative di C o O. Questo potrebbe essere dovuto a due possibili cause:

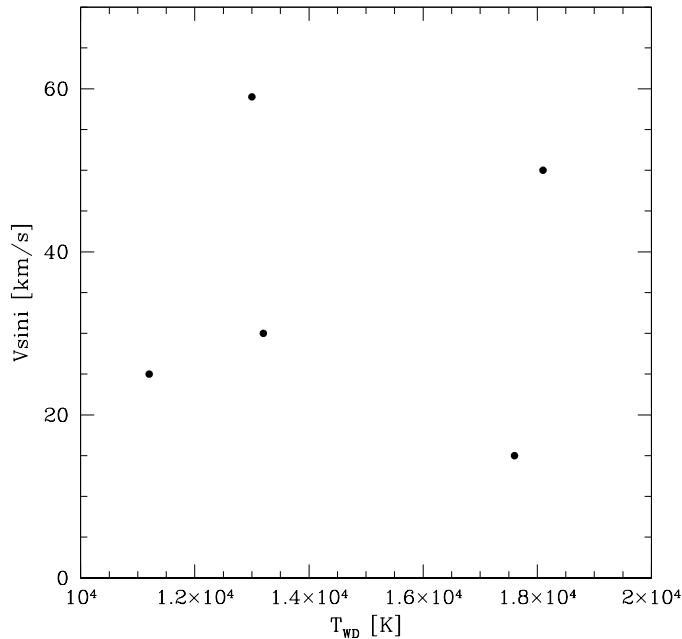
1. le sottoabbondanze di C e O dovute al processo di mass transfer sono già state cancellate da processi di mixing alla superficie delle BSS. Le variazioni chimiche alla superficie delle BSS prodotte da mass transfer potrebbero infatti essere fenomeni transienti, come proposto da Ferraro et al.(2006) per spiegare la bassa ragione di CO-depleted BSS in 47 Tucanae. Il materiale povero di C e O, proveniente dalle regioni più interne della stella compagna (regioni dove avviene il bruciamento di idrogeno tramite il ciclo CNO), rimane sulla superficie della BSS per un tempo limitato. In seguito tali anomalie chimiche possono essere ridotte (diventando eventualmente non osservabili entro le incertezze delle misure) o totalmente cancellate da fenomeni di rimescolamento interno o indotto da rotazione che ristabiliscono in superficie la composizione chimica originale della stella.
2. il processo di mass transfer ha accresciuto materia dalla stella compagna ma senza raggiungere le zone dove avviene il bruciamento dell'idrogeno. In questo maniera, il materiale accresciuto risulta avere la stessa composizione chimica (in termini di C e O) della stella che accresce materia, quindi non è prevista alcuna anomalia chimica significativa per questi elementi, avendo le due stelle la stessa composizione chimica (in quanto entrambe stelle membre dello stesso ammasso aperto).

I risultati sulle 8 BSS di NGC188 discussi in questo lavoro di tesi non permettono ancora di discriminare tra i due possibili scenari. Se il primo scenario è corretto, l'assenza di CO-depletion permette comunque di porre dei vincoli al tempo-scala su cui le *signatures* chimiche sopravvivono e vengono poi cancellate da processi successivi.

Gosnell et al. 2014 stima per le BSS di NGC188 con una compagna WD calda che questa debba essersi formata negli ultimi 300 Myr, non avendo avuto tempo sufficiente per raffreddarsi al di sotto dei 12000 K. Questo implicherebbe, quindi, che i processi capaci di cancellare le anomalie chimiche in C e O avvengono su tempi scala inferiori. Un tempo di sopravvivenza così breve per tali anomalie sarebbe anche in accordo con la bassa frazione di BSS C-O depleted trovate in 47 Tucanae (Ferraro et al.2006) e l'assenza di tali stelle in altri ammassi per cui campioni più piccoli sono stati studiati (M4, Lovisi et al.2010; M30, Lovisi et al.2013a; NGC6752, Lovisi et al.2013b).

È interessante sottolineare come 3 delle 4 BSS con compagna WD più calda di 12000 K e la BSS con compagna WD tra 10000 e 12000 K hanno le velocità di rotazioni maggiori del campione ( $V \sin i > 25$  km/s), mentre le 3 stelle con un debole (ma non significativo) eccesso UV hanno  $v \sin i < 10$  km/s. Questa evidenza sembra essere consistente con la possibilità che gli

effetti di rotazione stellare possano indurre processi di rimescolamento capaci di cancellare le *signatures* chimiche del mass transfer e ripristinare la composizione chimica originale. Inoltre, non è presente alcuna correlazione evidente tra la temperatura stimata delle compagne WD e la loro velocità rotazionale (Figura 6.12).



**Figura 6.12:** Velocità di rotazione delle BSS con evidenze di compagna WD in funzione della temperatura stimata per la compagna da Gosnell et al. 2015.

D'altra parte, non si può nemmeno escludere che la massa accresciuta per formare le BSS osservate provenga da regioni stellari processate dal ciclo CNO. Le stelle al TO di NGC188 hanno una massa tipica di  $1.1 M_{\odot}$ , mentre le BSS osservate hanno masse tra  $1.2$  e  $1.8 M_{\odot}$ . Un confronto futuro con adeguati modelli stellari per comprendere a quale profondità avvenga il bruciamento del ciclo CNO in stelle come quelle di NGC188 è quindi necessario per discriminare tra le due possibili spiegazioni dell'assenza di anomalie chimiche in queste BSS.



# Ringraziamenti

Ora che sono alla fine vorrei ringraziare tutte quelle persone che mi sono state vicine, mi hanno aiutato (e sgridato!), mi hanno dato il loro sostegno ed aiuto...di certo senza di loro non sarei mai arrivata qua.

Per prima cosa, un grazie a chi mi ha seguito ed aiutato durante questo progetto di tesi: la professoressa Barbara Lanzoni, il Professor Francesco Ferraro ed in particolare il Dott. Alessio Mucciarelli, per avermi guidato dall'inizio alla fine, per essere sempre stato disponibile, sia di sera che nei week-end, e per l'infinita pazienza nella correzione di questa tesi.

Vorrei anche ringraziare il professor Cristian Vignali ed il professor Filippo Fraternali per la grande disponibilità e per l'aiuto nella ricerca di un possibile dottorato.

Un grazie va a tutta la mia famiglia, che mi ha sempre supportato ed ha creduto in me, ai miei genitori, che non mi hanno mai fatto mancare nulla, nonostante io spesso li faccia impazzire, ai miei zii ed ai miei nonni, che anche da lontano credevano in me, e a mia sorella, che nonostante la lontananza resta sempre il mio punto fisso, la persona che è sempre al mio fianco e dalla mia parte, qualsiasi cosa accada, unica ed insostituibile.

Grazie a tutti gli amici che ho conosciuto in questi indimenticabili anni: Marina e Marco, che sono con me dal primo anno, amici e coinquilini fantastici. Sarà strano vivere senza di voi. A Raffaella, Davide, Fabiola e Francesca, con i quali ho condiviso gli anni della triennale. E a tutti gli amici fantastici che ho incontrato questi due anni durante la Laurea Magistrale, in particolare Chiara, Lara e Daniele, che hanno condiviso con me pause pranzo, ore di studio, ma anche momenti indimenticabili, da pigiama party a serate in compagnia a mangiare passatelli. Non avete idea di quanto mi mancherete. Grazie anche a Silvia, che ha condiviso con me ansie e preoccupazioni per la tesi, soprattutto in questi ultimi giorni. Ad Alessia, che è stata la mia prima amica quando ancora non conoscevo nessuno, a Valentina, per la sua infinita



allegria e simpatia, e a tutti voi che avete condiviso con me questo percorso. Per ultimo, un grazie a Riccardo, senza di lui non credo che sarei mai riuscita a finire così velocemente. Mi ha aiutato, spronato, a volte costretto a studiare (e sgridato quando non mi davo da fare!), ha creduto in me ed è riuscito a farmi impegnare per ottenere ciò che volevo. Non smetterò mai di ringraziarlo per questo, né per essermi sempre stato vicino, da vero amico.

E come non ringraziare i miei amici del gruppo di scherma? Dario, che ha sopportato pazientemente tutti i miei momenti di delirio e di stress, portandomi della cioccolata o del gelato quando ne avevo più bisogno, Dimi, Mattia, e ora anche Lucia, Enrica, Jimmy e Simone, con i quali ho passato momenti fantastici fra risate, serata con waffle e giochi da tavolo e rievocazioni.

Per ultime, ma non certo per importanza, vorrei ringraziare le mie amiche “sparse per l’Italia”, anche se ci vediamo poco, per me siete davvero importanti: Giuli, la mia più grande amica, quella che mi conosce meglio e della quale posso sempre fidarmi, lo sai che senza di te non saprei come fare; Marta, metterti nel gruppo di scherma mi sembrava restrittivo, grazie per tutte le fantastiche serate disney, i libri e le chiacchierate a notte fonda! Nikki, anche se ultimamente non riusciamo mai a vederci, mi mancano le nostre chiacchierate/passeggiate nel parco. Ed Anna, una delle persone più fantastiche che conosco, sempre allegra, gentile e disponibile, conoscerti è stata una vera fortuna! Infine, anche se non è una ragazza, un grazie a Christian, che anche da lontano mi ha incoraggiato ed ha sopportato i miei momenti di crisi ed ansia, insegnandomi che basta poco per rilassarsi ed essere felici e che non bisogna aver paura ad allontanarsi e seguire i propri sogni.

# Bibliografia

- [1] Hills, J.G. & Day, C.A., 1976, ApJ 17, L87.
- [2] McCrea, W.H., 1964, MNRAS 128, 147.
- [3] Sarna, M.J. & De Greve, J.-P., 1996, QJRAS 37,11.
- [4] Ferraro; F.R. et al. 2006, ApJ 467, L56.
- [5] Gosnell, N.M. et al. 2015, ApJ 814, 163.
- [6] Sandage, A.R., 1953, AJ, 58, 61S.
- [7] Ferraro, F.R. et al. 1992, MNRAS 256, 376F.
- [8] Ferraro, F.R. et al. 2003, ApJ 588, 464.
- [9] Piotto, G. et al. 2004, APJ 604, L69.
- [10] Leigh,N. et al. 2007, APJ 661, 210.
- [11] Mucciarelli et al. 2014, ApJ 797, 43.
- [12] Johnson,H.L. & Sandage, A.R., 1955; ApJ 121, 616.
- [13] Mathieu R.D. & Geller A.M. 2009, Nature 462, 1032.
- [14] Preston, G.W. & Sneden, C., 2000, AJ 120, 1014.
- [15] Momany, Y. et al. 2007, A&A 468, 973.
- [16] Mapelli, M. et al. 2009, MNRAS 396, 1771.
- [17] Shara, M.M. et al. 1997, ApJ 489, L59.
- [18] Gilliland, R.L. et al. 1998, ApJ 507, 818.
- [19] De Marco, O. et al. 2004, ApJ 606, L151.

- 
- [20] Fiorentino, G. et al. 2014, ApJ 783, 34
- [21] Ferraro, F.R. et al. 2016, ApJ 816, 70
- [22] Ferraro, F.R. et al. 2012, Nature 492, 393.
- [23] Zinn, R. & Searle, L., 1976 ApJ 209, 734.
- [24] Ferraro, F.R. et al. 1993, AJ 106, 2324.
- [25] Ferraro, F.R. et al. 1997, A&A 324, 915.
- [26] Ferraro, F.R. et al. 2009, Nature 462, 1028.
- [27] Ferraro, F.R., 2016, AUS 312, 171.
- [28] Leonard, P.J.T. & Livio, M., 1995, ApJ 447, L121.
- [29] Sills, A. et al. 2005, MNRAS 358, 716.
- [30] Benz, W. & Hills, J. G., 1987, ApJ 323, 614.
- [31] Lovisi, L. et al. 2010, ApJ 719, L125.
- [32] Lovisi, L. et al. 2012, ApJ 754, 91.
- [33] Lovisi, L. et al. 2013, ApJ 772, 148.
- [34] Lovisi, L. et al. 2013, ApJ 778, 64.
- [35] Knigge, C. et al. 2009, Nature 457, 288.
- [36] Geller, A.M. & Mathieu, R.D., 2011, Nature 478, 356.
- [37] Meibom, S. et al. 2009, AJ 137, 5086.
- [38] Sarajedini, A. et al. 1999, AJ 118, 2894.
- [39] Mathieu, R.D. 2000, ASPC 198, 517.
- [40] Platais, I. et al. 2003, AJ 126, 2922.
- [41] Geller A.M. et al. 2008, AJ 135, 2264.
- [42] Geller, A.M. et al. 2009, AJ 137, 3743.
- [43] Ferraro, F.R. et al. 2006, ApJ 638, 433
- [44] Noguchi, K. et al 2002, PASJ 54, 855.

- 
- [45] Pietrinferni, A. et al. 2004, ApJ 612, 168.
- [46] Alonso, A et al. 1999, A&AS 140, 261.
- [47] Ramírez, I. & Meléndez, J., 2005, ApJ 626, 465.
- [48] Friel, E.D. et al. 2010, AJ 139, 1942.
- [49] Tonry, J. & Davis, M. 1979, AJ 84, 1511.
- [50] Osterbrock, D.E. et al. 1996, PASP 108, 2770.
- [51] Osterbrock, D.E. et al. 1997, PASP 109, 6140.
- [52] Bertaux, J.L. et al. 2014, A&A 564, A46.
- [53] Gratton, R.G. et al. 1999, A&A 350, 955.
- [54] Gratton, R.G. et al. 2000, A&A 354, 169.
- [55] Jacobson, H.R. et al. 2011, AJ 142, 59.
- [56] Sollima, A. et al. 2008, A&A 481, 701.
- [57] Buonanno, R. et al. 1994, A&A 290, 69.
- [58] Lombardi, J. C. Jr. et al. 1995, ApJ 445, L117.