

Scuola di Scienze

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Corso di Laurea magistrale in Astrofisica e Cosmologia

**Abbondanze chimiche di K e Mg
nelle stelle di Omega Centauri**

Tesi di Laurea Magistrale

Presentata da:

Deimer Antonio Alvarez Garay

Relatore:

Prof. Alessio Mucciarelli

Correlatore:

Michele Bellazzini

"Guardate le stelle invece dei vostri piedi. Cercate di dare un senso a ciò che vedete e interrogatevi sull'esistenza dell'universo. Siate curiosi. Per quanto difficile possa essere la vita, c'è sempre qualcosa che è possibile fare e in cui si può riuscire. Quello che conta è non arrendersi"

STEPHEN HAWKING

Abstract

La comprensione delle popolazioni stellari negli ammassi globulari (GCs) è significativamente cambiata negli ultimi vent'anni, passando da uno scenario dove le stelle di un GC non avevano differenze in età e chimica, alla visione attuale dove ogni GC contiene diverse generazioni stellari chimicamente distinte. Queste differenze chimiche riguardano solo gli elementi coinvolti nel ciclo CNO e nelle sue catene secondarie (C, N, O, Na, Mg, Al). Le variazioni chimiche di questi elementi tra le diverse stelle si manifestano sotto forma di correlazioni e anti-correlazioni. L'anti-correlazione più famosa è quella O-Na, osservata in tutti i GCs, e prodotta dal ciclo termonucleare NeNa, che avviene a temperature $T \sim 5 \cdot 10^7$ K. Solo nei GCs più massivi e/o in quelli a più bassa metallicità sono state osservate anche le anti-correlazioni Mg-Al e Mg-Si, dovute al ciclo MgAl, che avviene a $T \sim 7 \cdot 10^7$ K nel primo caso e a $T \sim 8 \cdot 10^7$ K nel secondo.

Tali popolazioni stellari multiple (MP) sono interpretate come il risultato di un processo di auto-arricchimento chimico legato all'elevatissima densità stellare dei GCs e avvenuto nei primi 100-200 Myr di vita dell'ammasso.

Il gas a bassa velocità, espulso da alcune delle stelle della prima generazione del GC, viene trattenuto nella buca di potenziale dell'ammasso, formando nuove generazioni di stelle chimicamente distinte dalle precedenti. L'identificazione delle stelle in grado di produrre queste anomalie chimiche (e quindi formare le successive generazioni) è uno dei problemi aperti nella comprensione della formazione dei GCs. I candidati più promettenti sono stelle di AGB e super-AGB e stelle massive di MS con un'elevata rotazione (FRMS), entrambe in grado di sviluppare i cicli NeNa e MgAl e quindi in grado, col loro gas, di formare le stelle delle nuove generazioni.

Una nuova evidenza riguardo alle MP è stata l'inaspettata scoperta di una estesa anti-correlazione tra le abbondanze di Mg e K nell'ammasso (massivo e metal-poor) NGC2419. Successivamente tale anti-correlazione è stata osservata in altri due ammassi, NGC2808 e NGC4833, anche se con un'estensione inferiore a quella di NGC2419. In particolare, le abbondanze più elevate di K sono presenti solo nelle stelle Mg-poor ($[Mg/Fe] < 0.0$ dex), una categoria di stelle molto rara nei GCs. La variazione di K non è prevista dai modelli teorici di MP, ma il legame tra la sua abbondanza e quella degli altri elementi leggeri coinvolti nelle MP suggerisce che la sovrabbondanza di K sia prodotta dallo stesso processo di auto-arricchimento che genera le altre variazioni chimiche. L'anti-correlazione Mg-K, osservata solo in pochi GCs, potrebbe essere una manifestazione estrema di que-

sto fenomeno. I modelli basati sulle AGB o FRMS forniscono previsioni opposte per quanto riguarda le variazioni di K nei GCs.

I modelli basati sulle AGB prevedono produzione di K attraverso reazioni di cattura protonica sui nuclei di Ar, ma solo aumentando significativamente la sezione d'urto e la temperatura di bruciamento della reazione $^{38}\text{Ar}(p, \gamma)^{39}\text{K}$. Invece i modelli di MP basati sulle FRMS non prevedono la produzione di K in nessuna reazione.

La misura delle abbondanze chimiche di K nei GCs offre quindi un'incredibile opportunità per testare i modelli teorici di MP.

In questo progetto di tesi sono stati analizzati spettri ad alta risoluzione, acquisiti con lo spettrografo FLAMES@VLT, per un campione di 450 stelle giganti membre di ω Centauri. Questo sistema stellare è considerato il nucleo di una galassia nana distrutta dall'interazione con la Via Lattea. Nonostante ciò, in ω Centauri sono presenti estese anti-correlazioni O-Na e Mg-Al: ciò indica che questo sistema ha subito lo stesso processo di auto-arricchimento dei GCs.

I risultati principali di questo lavoro sono:

- in ω Centauri sono presenti due estese anti-correlazioni O-Na e Mg-Al ed una più debole anti-correlazione Mg-Si. Tutte queste evidenze confermano lo scenario di auto-arricchimento chimico avvenuto in questo ammasso. In particolare, le anti-correlazioni Mg-Al e Mg-Si confermano un processo di auto-arricchimento estremo osservato solo negli ammassi più massivi e/o metal-poor;
- ω Centauri presenta una chiara ed evidente anti-correlazione Mg-K, con una estensione intermedia tra quelle misurate in NGC2808 e in NGC2419. Perciò ω Centauri è il terzo sistema dove viene identificata una popolazione con $[Mg/Fe] < 0.0$ dex e K-rich, dopo NGC2419 ed NGC 2808. In particolare, le stelle K-rich ed Mg-poor appartengono alla popolazione metal-poor ($[Fe/H] < -1.75$ dex) di ω Centauri, dove è prevista una maggiore efficienza del processo di auto-arricchimento;
- all'interno di ω Centauri è stata individuata una stella con $[K/Fe] = +1.72$ dex, ~ 1 dex più alto rispetto alle stelle più K-rich dell'ammasso. Inoltre tale stella ha $[Mg/Fe] < 0.0$ dex. Questa potrebbe essere una stella nata direttamente dagli ejecta delle stelle di AGB e super-AGB. In questo scenario è attesa una elevata abbondanza di K, in quanto il gas da cui si è formata la stella non ha subito processi di diluizione con il gas primordiale. Una conferma di questa ipotesi richiede osservazioni più accurate di questa stella, per poter studiare meglio la sua intera composizione chimica.

Indice

1	Ammassi Globulari	1
1.1	Proprietà generali	1
1.1.1	Evoluzione di stelle di piccola massa	4
1.2	Popolazioni multiple negli ammassi globulari	9
1.2.1	Evidenze spettroscopiche	9
1.2.2	Scenari interpretativi	12
1.3	Anti-correlazione Mg-K	15
1.3.1	NGC 2419	15
1.3.2	NGC 2808	16
1.3.3	NGC 4833	17
1.3.4	Evidenze in altri ammassi	18
1.4	Omega Centauri	20
2	Strumentazione e dati	25
2.1	Strumentazione	25
2.1.1	Very Large Telescope	25
2.1.2	FLAMES	26
2.1.3	GIRAFFE	27
2.2	Campione spettroscopico	28
2.3	Riduzione dati	31
3	Velocità radiali	35
4	Analisi chimica	40
4.1	Parametri atmosferici: temperatura	40
4.2	Parametri atmosferici: gravità	44
4.3	Parametri atmosferici: velocità di microturbolenza	46
4.4	Selezione delle righe	46
4.5	Misura delle Equivalent Widths	49
4.5.1	DAOSPEC	49
4.5.2	4DAO	51
4.6	Abbondanze chimiche	52
4.6.1	GALA	53
5	Anomalie chimiche in ω Centauri	60
5.1	Abbondanza di Ferro	61
5.2	Anomalie chimiche "classiche"	63

INDICE

5.2.1	Anti-correlazione O-Na	63
5.2.2	Anti-correlazioni Mg-Al e Mg-Si	65
5.2.3	Correlazioni Na-Al e Si-Al	68
5.3	L'anti-correlazione Mg-K	70
5.4	43241.J10: una stella super K-rich	76
6	Sommario e conclusioni	78
6.1	Prospettive future	84
	Bibliografia	85

Capitolo 1

Ammassi Globulari

All'interno di questo capitolo verranno descritti gli ammassi globulari, con le loro proprietà generali. Verranno dati anche dei brevi cenni sull'evoluzione stellare nel suo complesso, saranno presentati alcuni ammassi con proprietà particolari e infine sarà presentato il target oggetto di questo studio (ω Centauri).

1.1 Proprietà generali

Gli ammassi globulari (GCs) sono sistemi stellari legati gravitazionalmente e molto compatti; infatti, hanno dei raggi di metà luce (cioè il raggio entro cui è contenuta metà della luce di tutto il sistema) che tipicamente variano tra 3 e 5 pc. Sono oggetti brillanti, con magnitudini assolute medie nel visibile $M_V \sim -7$.

Gli ammassi globulari della nostra Galassia sono sistemi vecchi, con età comprese tra i 10 e i 13 Gyr (Marín-Franch et al. 2009) e masse al Turn Off di circa $0.8 M_\odot$. Questo non è strettamente vero per tutte le galassie che ospitano GCs; ad esempio, galassie vicine come la Grande e la Piccola Nube di Magellano, e la galassia nana del Sagittario, presentano GCs con età significativamente più giovani di quelli Galattici.

Tipicamente ospitano $10^5 - 10^6$ stelle con delle densità nelle zone centrali che arrivano a $10^6 \text{ stelle} \cdot \text{pc}^{-3}$. In quanto oggetti molto compatti sono difficili da osservare a grandi distanze, infatti oltre alla via lattea si hanno evidenze di GCs presenti all'interno del Gruppo Locale fino a una distanza massima di 800 kpc nella galassia M31, nota anche come Andromeda. All'interno della nostra Galassia si conta la presenza di poco più di 150 ammassi globulari, tutti presenti nelle zone di Bulge e Alone Galattico (Harris 1996).

Gli ammassi della nostra Galassia sono sistemi caratterizzati da bassa metallicità, con abbondanze di ferro $[Fe/H]^1$ comprese tra -2.5 e -0.5 dex e un valore tipico attorno a -1.5 dex. Inoltre, sono tutti sistemi caratterizzati da valori sopra-solari

¹La metallicità è definita nella seguente maniera:

$$[Fe/H] = \log\left(\frac{Fe}{H}\right)_* - \log\left(\frac{Fe}{H}\right)_\odot$$

Questa formula sta a indicare l'abbondanza di atomi di ferro rispetto a quella di idrogeno in una stella, riferita a sua volta all'abbondanza degli stessi elementi presenti nel sole.

1.1. PROPRIETÀ GENERALI

dei rapporti di abbondanza $[\alpha/Fe]$ relativi agli elementi prodotti da cattura α (Si, Ca, Ti), indicando che questi sistemi sono nati da un gas che non è ancora stato arricchito da supernovae di tipo Ia.

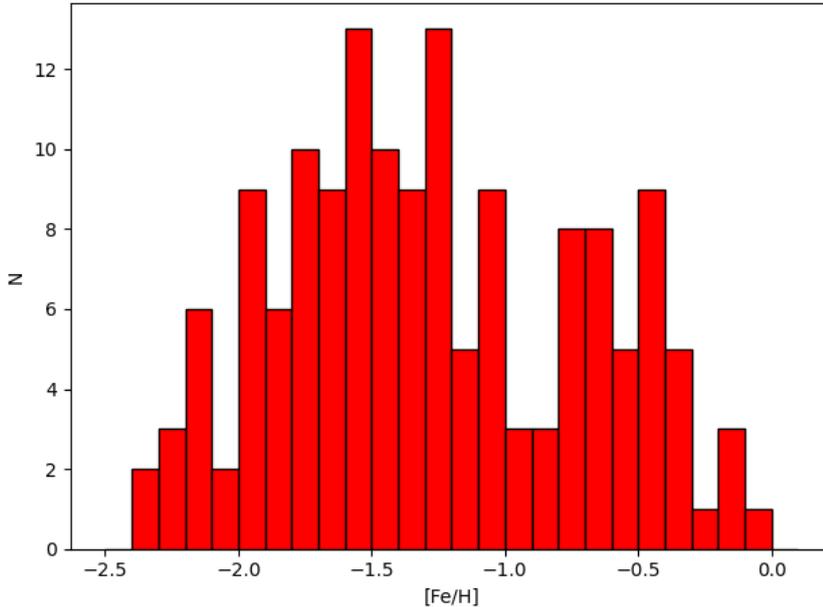


Figura 1.1: Distribuzione di metallicità per i GCs appartenenti alla via lattea (Harris 2010).

Il profilo di brillantezza superficiale, nella maggior parte dei casi, è ben descritto dal profilo di King (King 1966). Questo profilo prevede che la distribuzione di velocità in ogni punto del sistema sia maxwelliana, che corrisponde al modello dinamico di una sfera isoterma. Il problema principale di questo modello è che la massa risulta essere infinita; allora è necessaria la presenza di un raggio di troncamento, dove la distribuzione va a zero, nelle regioni corrispondenti alla velocità di fuga del sistema. Questo profilo è caratterizzato dall'aver le regioni centrali con una brillantezza costante, mentre nelle regioni esterne la brillantezza decresce fino al raggio di troncamento dove va a zero. Si usano i modelli di King per due motivi: il primo è che riproducono molto bene i profili di brillantezza e di densità reali; il secondo motivo riguarda il fatto che sono caratterizzati da un solo parametro: W_0 o c . Il primo è un parametro adimensionale legato al potenziale centrale $\phi(r_0)$, il secondo definisce la concentrazione del sistema.

$$c = \log\left(\frac{r_t}{r_0}\right) \quad (1.1)$$

Come si vede dalla formula questo parametro c ha bisogno di due raggi caratteristici per essere definito: r_t rappresenta il raggio di troncamento, mentre r_0 è il raggio di King o raggio scala del modello. In figura 1.2 viene mostrato come varia la forma del modello in funzione di c .

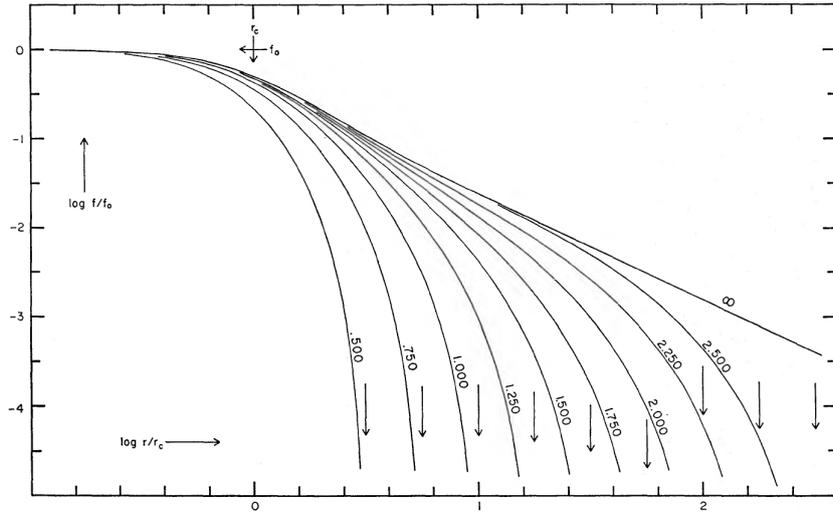


Figura 1.2: Modelli di King in funzione del parametro c , con c che varia tra 0.5 e 2.5. In ascissa è rappresentata la distanza dal centro in unità di r_c , mentre in ordinata la brillantezza superficiale normalizzata al valore centrale. Ogni modello ha un diverso raggio di troncamento (King 1966).

Si nota, infine, che il raggio di King è vicino ma non uguale al raggio di core r_c che è il raggio entro cui la brillantezza superficiale proiettata è pari a metà di quella centrale. Però per W_0 che tende a valori sempre più grandi i due raggi tendono a coincidere.

Storicamente, i GCs sono stati considerati l'esempio più vicino al concetto di Simple Stellar Population (SSP, [Renzini and Buzzoni 1986](#)). Una SSP è una popolazione costituita da stelle con le seguenti proprietà:

- stessa età (nate da un unico burst di formazione stellare);
- stessa composizione chimica poiché nate dalla stessa nube molecolare;
- sono stelle singole.

Le stelle di una SSP si distribuiscono in diversi range di masse in funzione della loro Initial Mass Function (IMF), che tipicamente privilegiano le stelle di massa inferiore. L'IMF più famosa è quella derivata da [Salpeter \(1959\)](#) che ha la seguente formula:

$$\phi(M) = k \cdot M^{-s} \quad (1.2)$$

dove s indica la pendenza di questa funzione e ha un valore $s = 2.35$.

Le SSP sono molto utilizzate, al di fuori degli ammassi globulari, nell'ambito dell'astrofisica extragalattica dato che la distribuzione spettrale di energia delle galassie può essere descritta come combinazione di SSP.

Nonostante i GCs siano la migliore approssimazione in natura di SSP (e quindi siano strumenti fondamentali per testare i modelli di evoluzione stellare e studiare le proprietà di sistemi non risolti), gli ultimi decenni hanno rilevato la presenza di popolazioni stellari al loro interno chimicamente distinte (e che saranno discusse in Sezione 1.2).

1.1.1 Evoluzione di stelle di piccola massa

Per determinare le proprietà fisiche e chimiche di una stella dal nucleo fino alla superficie, una volta fornite la sua massa iniziale e composizione chimica (X, Y, Z), bisogna risolvere le equazioni degli interni stellari. Le soluzioni forniscono un punto sul diagramma Hertzsprung-Russell (HR), che è un diagramma dove nell'ascissa è presente la temperatura superficiale o effettiva e in ordinata la luminosità bolometrica della stella. L'evoluzione temporale di quella data stella definisce sul diagramma HR una traccia, detta traccia evolutiva. Se sul diagramma HR si considerano diverse stelle di diversa massa, ognuna di loro avrà la sua traccia evolutiva; la connessione dei punti, una volta fissato il tempo, appartenenti a diverse tracce evolutive definisce quella che è nota come isocrona.

Nei diagrammi HR, il punto di Turnoff (MS-TO) è il punto più caldo dell'isocrona e separa la fase di bruciamento centrale di idrogeno (sequenza principale) dalle fasi successive. Diversi studi hanno dimostrato che la differenza di massa tra il TO e le fasi evolutive successive sono trascurabili, il che porta a concludere che l'isocrona di una data età e la traccia evolutiva di una stella con massa uguale a quella del MS-TO in quel momento sono praticamente coincidenti nelle fasi seguenti dell'evoluzione.

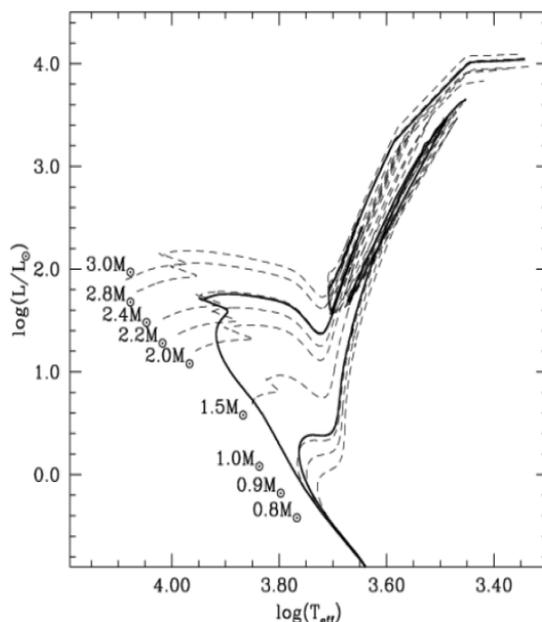


Figura 1.3: Diagramma HR in cui sono rappresentate le tracce evolutive di stelle di diversa massa (linee tratteggiate) e due isocrone a diversi tempi (linee continue). Le due isocrone corrispondono a $t = 700 \text{ Myr}$ per $M_{TO} = 2.4 M_{\odot}$, e a $t = 10 \text{ Gyr}$ per $M_{TO} = 1.0 M_{\odot}$. Credits: M. Salaris and S. Cassisi, *Evolution of stars and stellar populations*.

La morfologia delle isocrone cambia significativamente al cambiare dell'età. In particolare, a fissata metallicità i principali cambiamenti morfologici all'aumentare dell'età sono:

- il TO diventa sempre più freddo e meno luminoso;

- il Sub Giant Branch (SGB) diventa meno esteso in temperatura e meno luminoso;
- il Red Giant Branch (RGB) diventa sviluppato ed esteso dopo circa 1 Gyr;
- la luminosità dell'Horizontal Branch (HB) diventa costante dopo circa 1 Gyr.

Come già detto il TO costituisce il punto dove la stella finisce di bruciare idrogeno nel nucleo, il SGB è la fase durante la quale si innescano le reazioni termonucleari nella shell esterna al nucleo, l'RGB invece è la fase in cui la stella è sostenuta interamente dal bruciamento di idrogeno in shell, mentre l'HB è la fase in cui oltre al bruciamento in shell la stella brucia elio nel nucleo tramite la reazione 3α .

Molto importante da notare è la forma che assume il TO al passare del tempo. Per popolazioni con età inferiore a 3 Gyr il TO ha una forma detta a "uncino", mentre per popolazioni più vecchie il TO si connette in maniera continua con il SGB, come si può vedere dalla figura 1.4. Questo è dovuto alla tipologia di nucleo che possiede la stella.

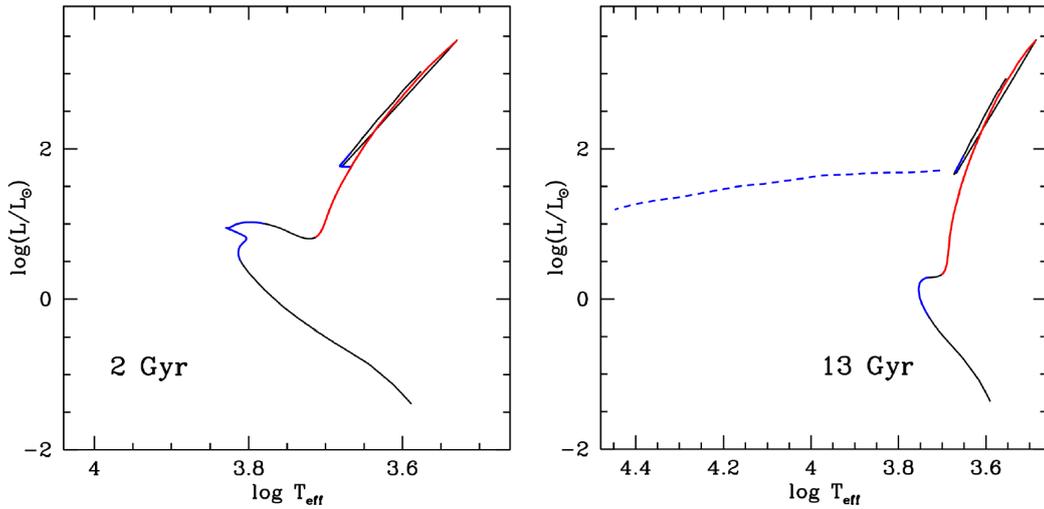


Figura 1.4: Nel pannello di sinistra viene mostrata l'isocrona di una popolazione di 2 Gyr. Si nota il TO a un uncino e l'RGB che comincia a essere sviluppato in luminosità. Nel pannello di destra viene mostrata l'isocrona di una popolazione di 13 Gyr. Si nota l'assenza di uncino e un RGB molto lungo e sviluppato in luminosità.

Stelle con una massa $M > 1.2 M_{\odot}$ bruciano idrogeno tramite il ciclo CNO e questo causa la formazione di un nucleo convettivo, che permette che le regioni centrali vengano rifornite continuamente di idrogeno nuovo proveniente dalle regioni più esterne.

Le stelle che invece hanno una massa $M < 1.2 M_{\odot}$ bruciano idrogeno tramite la catena p-p e questo instaura un nucleo radiativo. Quando queste stelle finiscono di bruciare l'idrogeno presente nel nucleo innescano il bruciamento nella shell esterna immediatamente e in maniera continua.

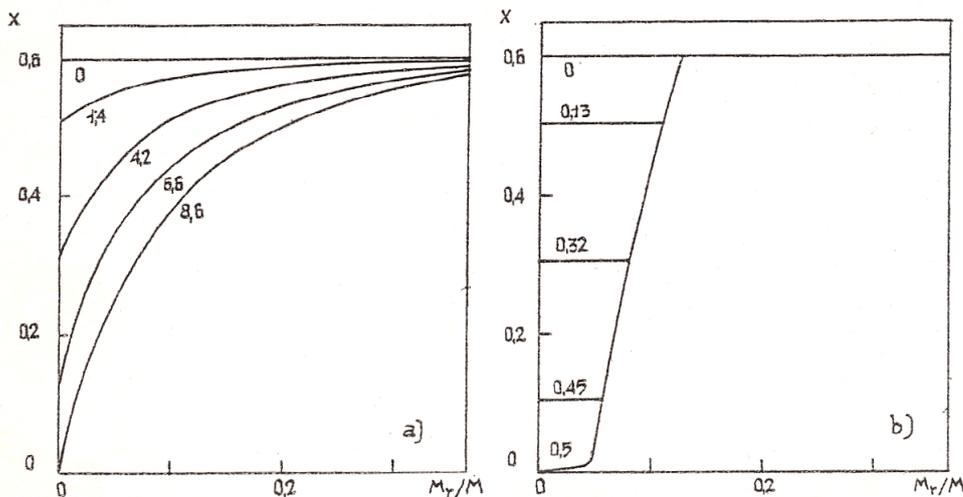


Figura 1.5: Profilo di idrogeno della stella dal nucleo fino alla superficie per due stelle. Quello a sinistra corrisponde a una stella di $0.85 M_{\odot}$ mentre quello a destra a una stella di $2 M_{\odot}$. Nel primo caso il profilo corrisponde a un nucleo radiativo, nel secondo caso a un nucleo convettivo. Le età fornite in figura sono in unità di 10^9 Gyr.

Le stelle che invece hanno un nucleo convettivo, quando finiscono di bruciare idrogeno al loro interno, devono passare attraverso una fase di contrazione prima di innescare il bruciamento in shell; questo succede poiché le shell adiacenti al nucleo sono povere di idrogeno, a seguito dei moti convettivi che lo avevano portato a essere bruciato nel centro. Quindi le shell ricche di idrogeno si trovano relativamente lontane dal centro e sono a temperature inferiori a quelle necessarie per iniziare le reazioni termonucleari; da qui la necessità di una contrazione della stella che fa aumentare la temperatura fino all'innescio delle nuove reazioni che bloccano la contrazione.

La forma a uncino del TO per popolazioni giovani è quindi dovuta a una cessazione improvvisa delle reazioni nel nucleo e a una conseguente contrazione della stella. Le popolazioni con età inferiore a 3 Gyr hanno delle masse al TO superiori a $1.2 M_{\odot}$, mentre per popolazioni più vecchie questa massa è inferiore.

All'aumentare dell'età la massa al TO della popolazione diminuisce; quindi il punto di MS-TO è di cruciale importanza per determinare l'età di una popolazione stellare. La massa di una stella e conseguentemente la sua luminosità sono una funzione dell'età. I modelli di evoluzione stellare forniscono delle relazioni tra età di una popolazione e massa al TO; in particolare, a fissata metallicità, è presente una relazione analitica tra queste due quantità:

$$\log M_{TO}(t) = 7.764 - 1.1338 \log(t) + 0.0558 \log^2(t) \quad (1.3)$$

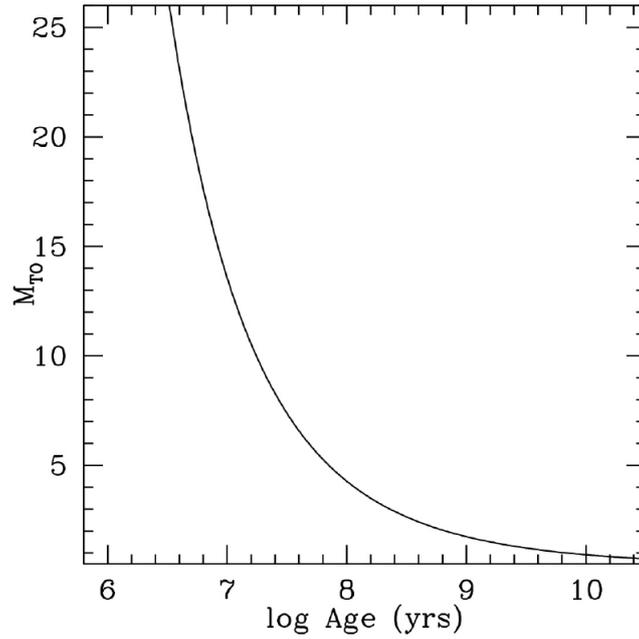


Figura 1.6: Evoluzione della massa al TO in funzione dell'età.

In realtà l'evoluzione temporale è a sua volta una funzione della composizione chimica della stella, che può contribuire a rallentare o accelerare i tempi evolutivi di una determinata stella.

$$\log(t) = -0.52 + 0.37M_V(TO) - 0.43Y - 0.13[Fe/H] \quad (1.4)$$

Si ha quindi una dipendenza sia dall'abbondanza di elio che della metallicità. È importante ricordare che negli interni stellari modificare la composizione chimica significa modificare la quantità di carburante disponibile per le reazioni. Nella struttura, invece, cambia l'atmosfera e l'opacità, quindi cambia l'efficienza del trasporto energetico.

Si illustra brevemente cosa succede se cambia uno di questi due parametri:

- Y costante e Z aumenta, cioè varia la metallicità. L'aumento dei metalli rende più facile la presenza di elettroni liberi all'interno dell'atmosfera stellare; la loro presenza a sua volta facilita la creazione dello ione H^- che è la principale fonte di opacità. La stella irraggia meno energia e risulta meno luminosa e più fredda;
- Z costante e Y aumenta. Questo ha un effetto importante sul peso molecolare medio,² che va ad aumentare. Ma poiché la luminosità $L \propto \mu^7$, un aumento del peso molecolare medio rende la stella più brillante e più calda.

Quindi se la metallicità aumenta l'isocrona tende a diventare più rossa e più debole; viceversa se aumenta la quantità di elio l'isocrona diventa più blu e brillante.

² $\mu = \frac{1}{2X + \frac{3Y}{4} + \frac{Z}{2}}$

1.1. PROPRIETÀ GENERALI

Alte metallicità rallentano i tempi evolutivi, mentre elevati contenuti di elio fanno sì che le stelle evolvano più velocemente e quindi si ha un cambio nella massa al TO a fissata età.

A parità di età una stella più metal-rich avrà una massa al TO maggiore, mentre una stella più helium-rich avrà una massa al TO minore.

Come detto prima, la differenza di massa in una stella tra il TO e le fasi evolutive successive è trascurabile; perciò è molto importante determinare con precisione la massa al TO per una stella, poiché è di vitale importanza per determinare il modo in cui questa evolve nelle fasi successive alla MS. Per esempio la morfologia di HB dipende dalla massa al TO delle stelle (per semplicità si trascurano le perdite di massa lungo l'RGB). Stelle con grandi masse al TO si posizioneranno nella parte più fredda dell'HB, in quanto hanno temperature superficiali minori, mentre stelle con piccola massa si posizioneranno nella parte più calda dell'HB, dato che hanno temperature superficiali maggiori. Questa fase evolutiva è quindi molto estesa in temperatura.

Si ricorda che l'HB si sviluppa solo per stelle con masse $0.5 M_{\odot} < M < 2.2 M_{\odot}$. Le stelle con masse più piccole non riescono a innescare il bruciamento di elio nel nucleo. Nel caso di stelle con masse molto vicine alle $0.5 M_{\odot}$ queste si posizionano sull'extreme HB e vengono denominate AGB manqué in quanto non sviluppano le fasi successive all'HB.

l'HB è di fondamentale importanza in quanto è l'unica fase evolutiva in cui si possono trovare stelle molto calde in popolazioni vecchie.

La fase successiva per queste stelle è il cosiddetto Asymptotic Giant Branch (AGB) in cui la stella smette di bruciare elio nel nucleo e sperimenta la fase di bruciamento alternato in doppia shell, rispettivamente di elio e idrogeno. Alla fine della fase di AGB le stelle espellono tutti i loro strati andando a formare una nebulosa planetaria al cui centro si trova una nana bianca, in inglese White Dwarf (WD).

Tutte le fasi evolutive successive alla MS-TO costituiscono circa il 5% della durata di vita di una stella, che quindi trascorre la maggior parte del suo tempo in Main Sequence.

I discorsi fatti finora si riferiscono a stelle posizionate nel diagramma HR, che però è un diagramma teorico. Infatti, non si osservano direttamente la temperatura e/o la luminosità di una stella; quello che si fa è osservare in certe combinazioni di filtri che forniscono le magnitudini e i colori delle stelle. Conoscendo le relazioni che esistono tra luminosità e magnitudine, tra temperatura e colore si può passare dal diagramma HR al diagramma colore-magnitudine (CMD).

I CMD sono la controparte osservativa dei diagrammi teorici HR e danno esattamente le stesse informazioni finora discusse. Nel CMD la MS-TO non è più definita come il punto dove la stella smette di bruciare idrogeno nel nucleo, ma come il punto più blu all'interno della MS.

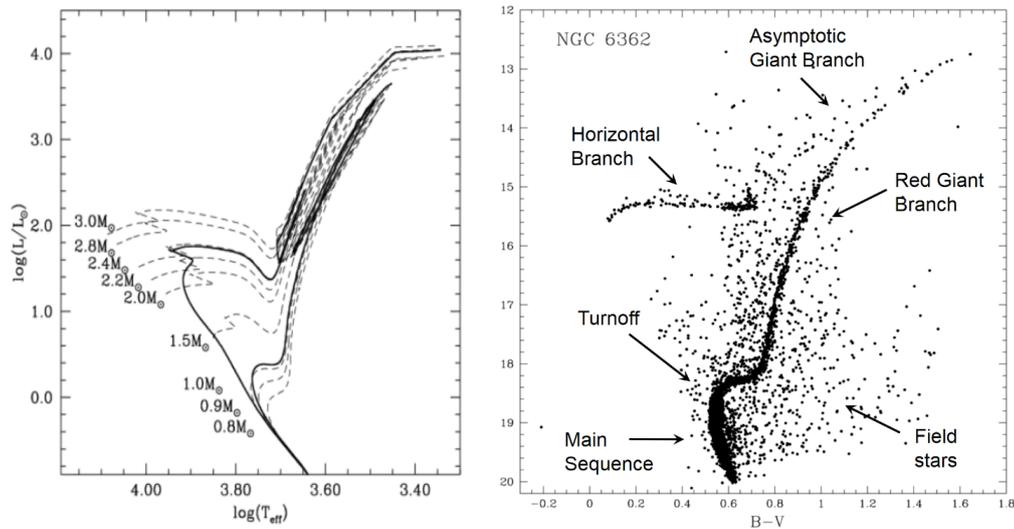


Figura 1.7: Nel pannello di sinistra viene mostrato il diagramma HR con diverse tracce evolutive e isocrone. Credits: M. Salaris and S. Cassisi, *Evolution of stars and stellar populations*. Nel pannello di destra viene mostrato il CMD di NGC6362 in cui sono evidenziate le principali fasi evolutive (Brocato et al. 1999).

1.2 Popolazioni multiple negli ammassi globulari

1.2.1 Evidenze spettroscopiche

Osservazioni fotometriche e spettroscopiche svolte negli ultimi tre decenni hanno dimostrato come i GCs non siano perfettamente assimilabili a SSP, ma siano composti da popolazioni stellari chimicamente distinte, dette popolazioni multiple (MP). Tali popolazioni si manifestano attraverso variazioni, tra le stelle di uno stesso GC, delle abbondanze chimiche degli elementi leggeri, mentre le abbondanze di tutti gli altri elementi risultano coerenti tra le stelle dell'ammasso. Si riassumono le principali evidenze chimiche dell'esistenza di MP nei GCs:

- anti-correlazione C-N;
- anti-correlazione Na-O;
- anti-correlazioni Mg-Al e Mg-Si.

Anti-correlazione C-N

Una delle prime evidenze di non omogeneità chimica all'interno dei GCs è stata quella di Osborn (1971), che ha analizzato due stelle giganti, appartenenti rispettivamente agli ammassi M5 ed M10, in cui le bande di CN a 4216 \AA erano molto forti rispetto a stelle simili di ammasso³.

Successivamente è stato scoperto da Bell and Dickens (1980) che l'intensità delle

³Le bande del CN sono, in prima approssimazione, un tracciate dell'abbondanza di N.

bande di CN anti-correla con quella delle bande di CH (traccianti dell'abbondanza di C) in alcune stelle giganti appartenenti agli ammassi M3, M13 ed NGC6752. Tale evidenza implica quindi la presenza di un'anti-correlazione tra le abbondanze chimiche di C ed N ed è stata successivamente confermata in tutti gli ammassi. Queste evidenze sono state associate inizialmente agli effetti di mixing che avvengono nelle giganti, in particolare all'episodio di mixing associato al Bump dell'RGB; si credeva che l'anti-correlazione N-C fosse legata a materiale processato durante il ciclo CNO che veniva successivamente trasportato in superficie da processi convettivi. Quest'idea è stata presto abbandonata, poiché quest'anomalia è stata individuata anche in stelle di sequenza principale dove la convezione non è ancora penetrata negli strati interni (Cannon et al. 1998).

Anti-correlazione O-Na

Parallelemente alle anomalie di C ed N, a partire dalla fine degli anni '70, sono state individuate anomalie che coinvolgevano abbondanze di altri elementi. Cohen (1978) trova evidenze di variazioni sia di $[O/Fe]$ che di $[Na/Fe]$ in alcune stelle di RGB negli ammassi M3 ed M13. Tali dati suggeriscono per la prima volta la presenza di anti-correlazioni O-Na. Cohen (1978) esclude che tale anti-correlazione sia dovuta ad effetti di mixing e suggerisce che il gas primordiale da cui si sono formate queste stelle non dovesse essere chimicamente omogeneo. Infatti, gli effetti di mixing non possono cambiare in maniera significativa le abbondanze di $[Na/Fe]$.

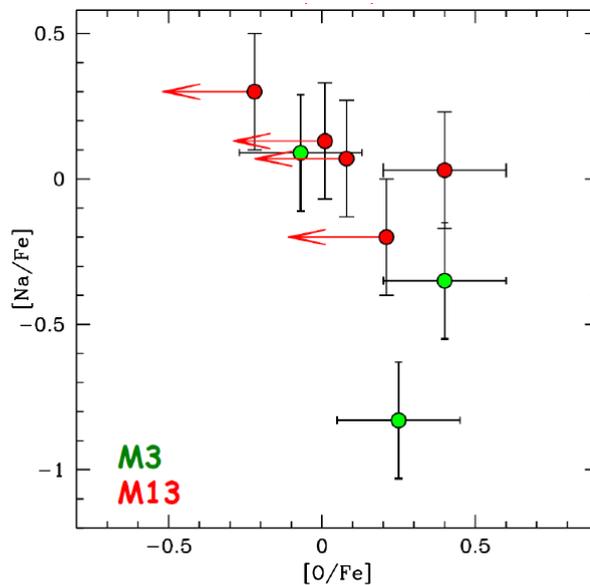


Figura 1.8: Andamento di $[Na/Fe]$ come funzione di $[O/Fe]$ per alcune stelle studiate da Cohen (1978) degli ammassi M3 ed M13. Le frecce rosse indicano degli upper limits sulle stime dell'abbondanza di $[O/Fe]$. Si può notare come, nonostante il campione sia piccolo, l'anti-correlazione O-Na sia evidente.

Successive analisi spettroscopiche ad alta risoluzione hanno rivelato la presenza dell'anti-correlazione O-Na in tutti gli ammassi globulari vecchi della nostra Galassia (Carretta et al. 2009a, 2009b) e in altre galassie del Gruppo Locale (Mucciarelli et al. 2010). Inoltre, tale anti-correlazione è stata osservata in tutte le fasi evolutive (MS-TO (D'Orazi et al. 2010), HB (Marino et al. 2011b) e AGB (Lapenna et al. 2016)), dimostrando che si tratta di un fenomeno "primordiale" e non dovuto a fenomeni evolutivi.

Attualmente, l'anti-correlazione O-Na è considerata una delle caratteristiche distintive degli ammassi globulari e la sua presenza, assieme ad una sostanziale omogeneità in $[Fe/H]$, è stata proposta come un elemento per distinguere un ammasso globulare da altri sistemi stellari, come ammassi aperti o galassie (si veda Carretta et al. 2010).

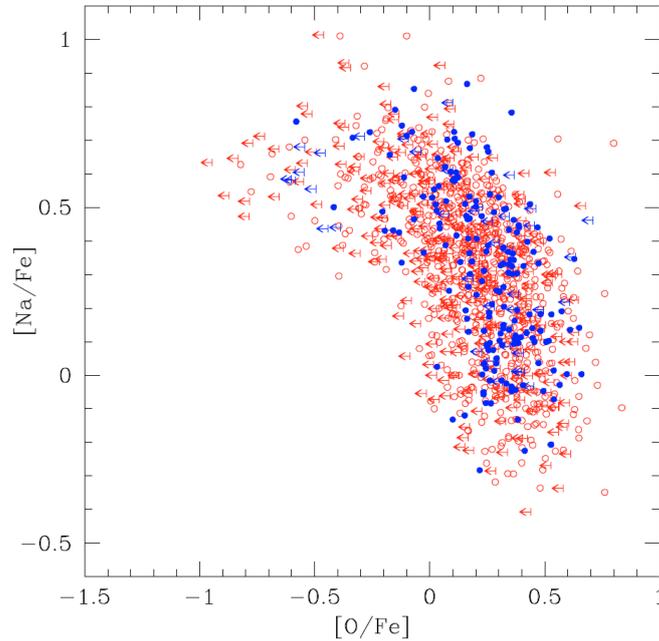


Figura 1.9: Andamento di $[Na/Fe]$ come funzione di $[O/Fe]$ per un campione di 1958 giganti rosse appartenenti a 19 GCs (Carretta et al. 2009b). I cerchi rossi rappresentano le abbondanze ricavate tramite spettri GIRAFFE, mentre quelli blu le abbondanze ricavate da spettri UVES. Le frecce rappresentano upper limits sulle abbondanze di O.

Anti-correlazioni Mg-Al e Mg-Si

Nei sistemi stellari più massivi e/o metal-poor sono state scoperte anche le anti-correlazioni Mg-Al e Mg-Si (Mészáros et al. 2015, Pancino et al. 2017 e Mészáros et al. 2020).

Nella maggior parte degli ammassi, l'abbondanza di $[Mg/Fe]$ risulta costante nelle stelle dell'ammasso a fronte di una grande variazione di $[Al/Fe]$ (Carretta et al. 2009a). Infine, negli ammassi a più alta metallicità, la variazione di $[Al/Fe]$ è ridotta o assente.

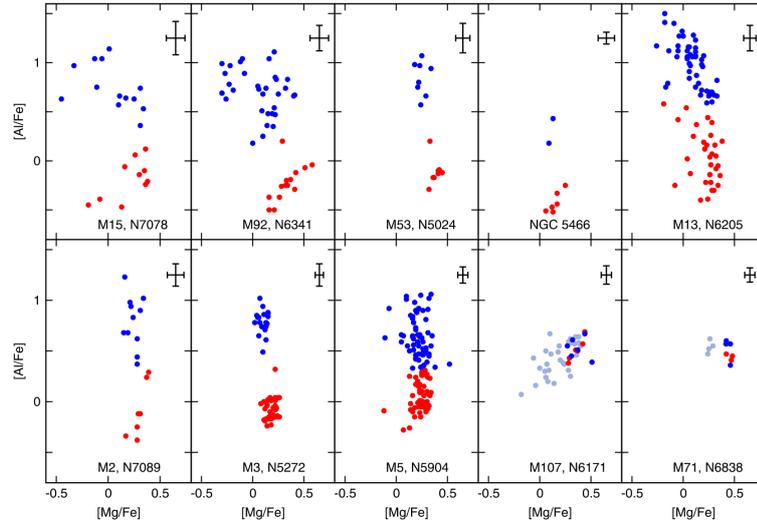


Figura 1.10: Andamento di $[Al/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ per stelle con $T_{eff} < 5400 K$ in alcuni GCs (Mészáros et al. 2015). I punti rossi indicano la prima generazione di stelle, mentre quelli blu la seconda.

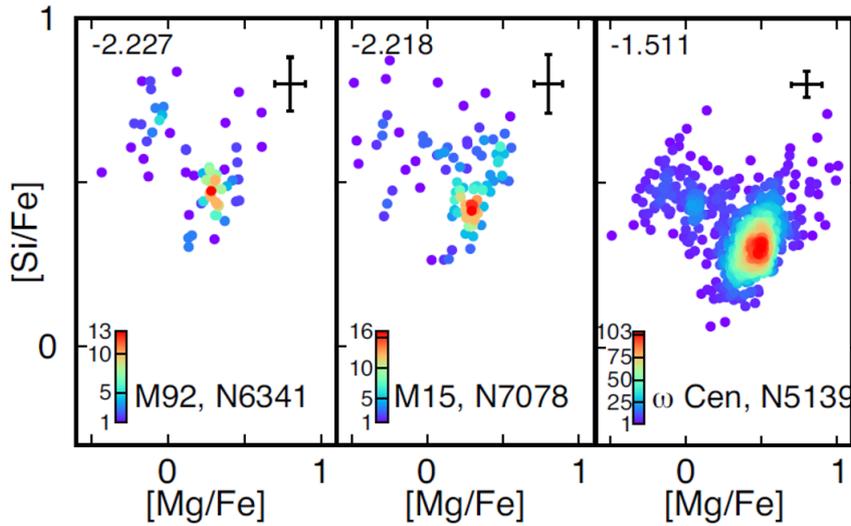


Figura 1.11: Andamento di $[Si/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ in alcune stelle di M15, M92 ed ω Centauri (Mészáros et al. 2020). Tutte le stelle mostrate hanno $SNR > 70$ e $T_{eff} < 5500 K$.

1.2.2 Scenari interpretativi

L'evidenza delle anti-correlazioni discusse precedentemente tra C ed N, Na e O, e Mg-Al e Mg-Si, suggeriscono un ruolo importante del ciclo CNO e delle sue catene secondarie (Langer et al. 1993, Prantzos et al. 2007).

L'anti-correlazione O-Na è legata al ciclo NeNa che avviene a $T \sim 5 \cdot 10^7 K$, mentre quella Mg-Al è legata al ciclo MgAl che avviene a $T \sim 7 \cdot 10^7 K$. L'anti-correlazione Mg-Si è sempre legata al ciclo MgAl, dove si ha una produzione di Si nella reazione $^{26}\text{Al}(p, \gamma)^{27}\text{Si}(e^+, \nu)^{27}\text{Al}(p, \gamma)^{28}\text{Si}$, a temperature di circa $8 \cdot 10^7 K$. Senza questa reazione è attesa una correlazione Mg-Si, in quanto entrambi sono

elementi α .

L'osservazione di tali anti-correlazioni sia in stelle giganti che in stelle nane di sequenza principale esclude che tali anomalie chimiche siano da legare ad effetti evolutivi dovuti a processi di mixing. Inoltre, la presenza di queste variazioni solo negli ammassi globulari e non nelle stelle di campo dell'Alone Galattico e negli ammassi aperti suggerisce che la loro origine deve essere legata all'elevata densità stellare tipica dei GCs.

Queste evidenze hanno portato allo scenario, oggi comunemente accettato, che interpreta le MPs come il risultato di un processo di auto-aricchimento chimico legato all'elevatissima densità stellare dei GCs e avvenuto nei primi 100-200 Myr di vita dell'ammasso.

Il gas a bassa velocità, espulso da alcune delle stelle della prima generazione (polluters) del GC, viene trattenuto nella buca di potenziale dell'ammasso, formando una nuova generazione di stelle chimicamente distinte dalle precedenti.

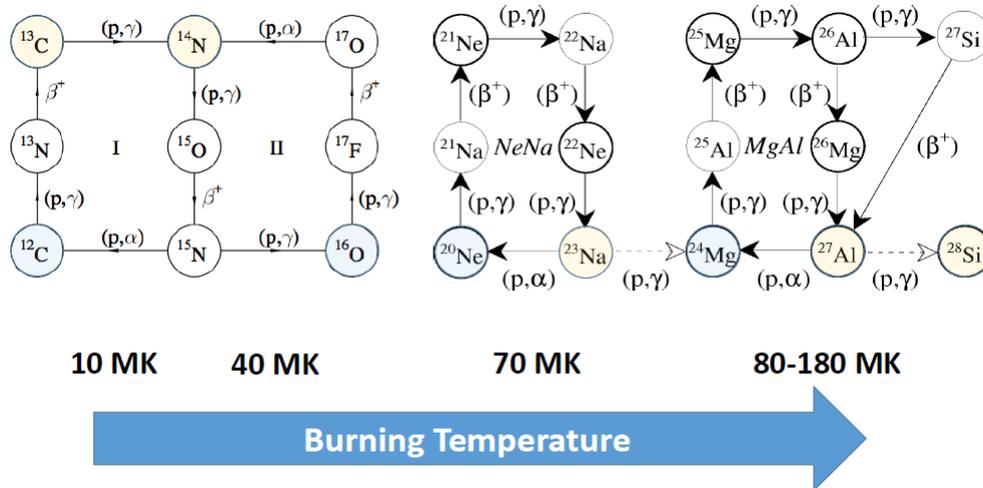


Figura 1.12: Reazioni termonucleari in grado di produrre le anti-correlazioni osservate all'interno dei GCs. Da sinistra a destra sono raffigurati il ciclo CNO, NeNa e MgAl. In azzurro sono rappresentati gli elementi che vengono consumati, mentre in arancione quelli prodotti in ogni ciclo (Gratton et al. 2019).

Sono stati proposti diversi tipi di polluters, in grado di raggiungere le temperature necessarie per attivare le catene secondarie del ciclo CNO (Renzini et al. 2015, Bastian and Lardo 2018):

- **Stelle supermassive**

All'interno di un GC giovane le stelle più massive finiscono nelle zone centrali dell'ammasso a causa dei fenomeni di frizione dinamica; una volta al centro queste iniziano a coalescere tra di loro fino a formare una stella supermassiva con massa $\sim 10^4 M_{\odot}$ (Denissenkov and Hartwick 2014). Un oggetto di questo tipo sarebbe completamente convettivo e avrebbe una luminosità molto vicina alla luminosità di Eddington, quindi avrebbe un rate

di perdita di massa molto elevato. Man mano che evolve, il vento di questa stella sarebbe arricchito progressivamente di He e dei prodotti del ciclo CNO e delle reazioni di cattura protonica. Il problema di questo modello è che la massa richiesta per la stella non deve essere inferiore a $\sim 10^3 M_\odot$ o superiore a $\sim 10^5 M_\odot$, altrimenti le temperature centrali sarebbero troppo basse o alte per produrre gli elementi delle reazioni di cattura protonica nelle abbondanze osservate.

- **Stelle massive con una elevata rotazione (FRMS)**

In questo scenario le stelle di seconda generazione si formerebbero a partire da instabilità dei dischi intorno a stelle massive in forte rotazione (Krause et al. 2013). Se questo processo esiste in natura, non riguarda solo le FRMS all'interno dei GCs, ma tutte quelle esistenti, anche al di fuori dei GCs. Questo porterebbe ad avere stelle con i pattern chimici della seconda generazione sia nei GCs che nelle stelle di Alone Galattico; ciò è in contrasto con le osservazioni.

- **Binarie massive interagenti**

In un sistema binario l'envelope della stella primaria va incontro a fenomeni di rimescolamento che, nel caso raggiungessero lo strato che brucia idrogeno, porterebbero in superficie i prodotti del ciclo CNO e delle reazioni di cattura protonica. Successivamente le due stelle sperimentano una fase di envelope comune; il gas espulso in questa fase va a rifornire il mezzo interstellare. Ci sono due teorie per la formazione della seconda generazione di stelle. Nel primo caso le nuove stelle si formerebbero direttamente da questo gas (de Mink et al. 2009), nel secondo caso l'envelope sarebbe spazzato via da stelle giovani, di piccola massa, e cadrebbe successivamente sulle stelle stesse (Bastian et al. 2013). Questo tipo di scenario prevede una variazione continua nelle abbondanze degli elementi, mentre le MPs si presentano in maniera discreta all'interno dei GCs.

- **Stelle di AGB e super-AGB**

Durante la fase di AGB, stelle in un range di massa tra $\sim 3 - 4 M_\odot$ e $8 M_\odot$ sperimentano il fenomeno di Hot Bottom Burning (HBB) e alla base dell'envelope convettivo possono essere raggiunte temperature molto elevate (fino a $10^8 K$), rendendo i processi di cattura protonica molto efficienti (Ventura et al. 2013). Al di sotto di $3 M_\odot$ il processo di HBB non è efficace e il ramo delle AGB è popolato dalle carbon stars. Il limite superiore, invece, potrebbe essere esteso fino a includere stelle di $\sim 10 M_\odot$, che vengono chiamate super-AGB stars.

Il gas di queste stelle viene espulso a bassa velocità ($\sim 10 km \cdot s^{-1}$) ed è trattenuto all'interno della buca di potenziale dell'ammasso; successivamente,

a partire da questo gas, si formano le nuove generazioni di stelle (D’Ercole et al. 2010).

Uno dei problemi di questo modello è il fatto che è attesa una correlazione O-Na piuttosto che un’anti-correlazione, che per essere riprodotta necessita di una diluizione del gas espulso con gas primordiale presente all’interno dell’ammasso. Tuttavia, le abbondanze dei prodotti delle AGB dipendono da molti parametri, quali la convezione, il mixing e la perdita di massa.

1.3 Anti-correlazione Mg-K

Recentemente, nell’ambito delle MPs, è entrato in gioco anche il potassio (K). In alcuni ammassi (NGC2419, Mucciarelli et al. 2012; NGC2808, Mucciarelli et al. 2015 ed NGC4833, Carretta 2021) è stata individuata una nuova e inaspettata anti-correlazione tra le abbondanze di Mg e K. Simultaneamente K presentava delle correlazioni/anti-correlazioni con gli altri elementi leggeri coinvolti nelle anomalie chimiche (O, Na, Al). Questo suggerisce che le sue significative variazioni siano legate agli stessi meccanismi di auto-arricchimento che producono le anti-correlazioni O-Na ed Mg-Al.

Questa particolare anti-correlazione Mg-K sembra presentarsi in ammassi molto massivi e/o metal poor, come manifestazione estrema del processo di auto-arricchimento che produce le altre anomalie chimiche.

Quindi dalle evidenze osservative sembra che K sia legato al problema della formazione delle popolazioni multiple all’interno dei GCs; perciò il suo studio può porre ulteriori vincoli sui modelli teorici di formazione delle MPs.

1.3.1 NGC 2419

NGC2419 è un ammasso globulare situato a 82.6 kpc dal sole e 89.9 kpc dal centro Galattico, ha una magnitudine assoluta nel visibile $M_V = -9.42$ e una metallicità $[Fe/H] = -2.15$ (Harris 2010). Ha una massa totale di $(9.02 \pm 2.22) \cdot 10^5 M_\odot$ (Baumgardt et al. 2009). Si tratta dell’ammasso più luminoso tra quelli appartenenti alle regioni più esterne dell’Alone Galattico, inoltre possiede un raggio di metà luce molto maggiore di altri clusters di simile luminosità (Mucciarelli et al. 2012). Questo ha portato alcuni autori a concludere che NGC2419 potrebbe in realtà essere il resto di una galassia nana.

Mucciarelli et al. (2012) misurano la composizione chimica di 49 stelle di RGB di NGC2419 utilizzando spettri bassa-risoluzione ($R \sim 8000$) ottenuti con lo spettrografo DEIMOS del Telescopio Keck. Questo campione evidenzia ampie variazioni sia nelle abbondanze di Mg che di K. In particolare, hanno trovato una distribuzione bimodale in $[Mg/Fe]$, con circa il 40% delle stelle con $[Mg/Fe]$ sub-solare, fino a $[Mg/Fe] \sim -1$ dex, che rappresenta un valore di abbondanza molto inusuale per stelle appartenenti a un GC.

Il risultato più sorprendente è la presenza di un’estesa ed evidente anti-correlazione Mg-K, che si può vedere nella figura 1.13.

Un risultato simile è stato trovato anche da Cohen and Kirby (2012), che hanno misurato la composizione chimica di 13 stelle di NGC2419 usando spettri ad alta

1.3. ANTI-CORRELAZIONE MG-K

risoluzione, ottenuti con lo spettrografo HIRES del Telescopio Keck. In questo caso le 5 stelle con $[Mg/Fe] < 0.0$ dex sono quelle dove $[K/Fe]$ è sovrabbondante di circa 0.7 dex rispetto alle stelle con $[Mg/Fe] > 0.0$ dex.

Questi risultati vanno ad ampliare quanto trovato da [Cohen et al. \(2011\)](#), che avevano identificato una stella con abbondanze anomale di Mg e K, rispetto ad altre stelle appartenenti a NGC2419. In particolare questa stelle aveva $[Mg/Fe] = -0.47$ dex e $[K/Fe] = +1.13$ dex.

Una possibile spiegazione per variazioni così significative nell'abbondanza di $[K/Fe]$ è stata avanzata da [Ventura et al. \(2012\)](#). Gli autori hanno proposto le stelle di AGB e super-AGB come origine di tali anomalie nelle abbondanze di K. All'interno di queste stelle si potrebbero avere produzioni significative di K, ma a patto di (1) aumentare la sezione d'urto della reazione $^{38}\text{Ar}(p, \gamma)^{39}\text{K}$ di un fattore 100 o (2) aumentare la temperatura alla base dell'envelope durante la fase di Hot Bottom Burning fino a $1.5 \cdot 10^8$ K. Entrambi questi valori eccedono di molto i valori che si trovano in letteratura.

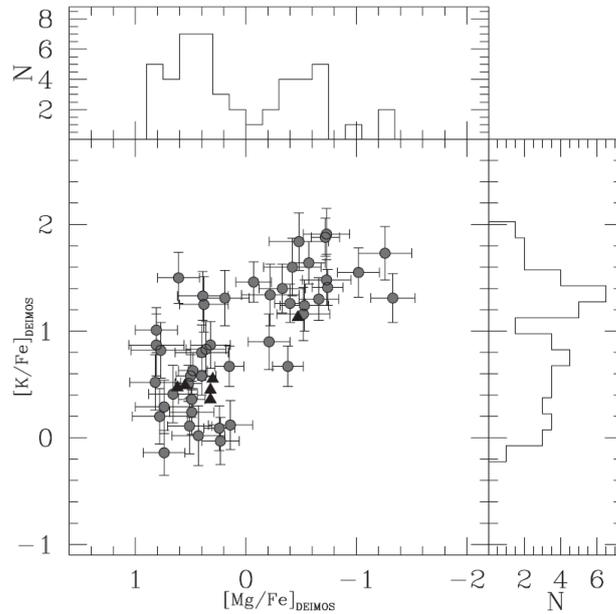


Figura 1.13: Andamento di $[K/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ per il campione di stelle di NGC2419 ([Mucciarelli et al. 2012](#)). I triangoli rappresentano le stelle analizzate da [Cohen et al. \(2011\)](#). In alto e a lato sono plottati gli istogrammi delle distribuzioni di $[Mg/Fe]$ e $[K/Fe]$.

1.3.2 NGC 2808

NGC2808 è un ammasso globulare posto a 9.6 kpc dal sole e a 11.1 kpc dal centro Galattico, ha una magnitudine assoluta nel visibile $M_V = -9.39$ e una metallicità $[Fe/H] = -1.14$ ([Harris 2010](#)). Ha una massa totale di $1.58 \cdot 10^6 M_\odot$ ([Pryor and Meylan 1993](#)). Si tratta di uno degli ammassi più massivi appartenenti alla Via Lattea. NGC2808 presenta una forte anti-correlazione O-Na e ospita alcune stelle Mg-poor ([Carretta 2014](#)). Per questi motivi risultava essere un ottimo candidato per la ricerca di stelle con variazioni significative di K.

Mucciarelli et al. (2015) hanno analizzato un campione di 119 stelle osservate con lo spettrografo ad alta risoluzione FLAMES del Very Large Telescope dell'ESO. Per tutte queste stelle hanno derivato le abbondanze di K, mentre hanno usato le abbondanze di letteratura degli altri elementi (O, Na, Mg, Al, Fe). Dallo studio è emersa un'anti-correlazione Mg-K, visibile in figura 1.14, anche se con un'ampiezza minore rispetto a quella trovata in NGC2419.

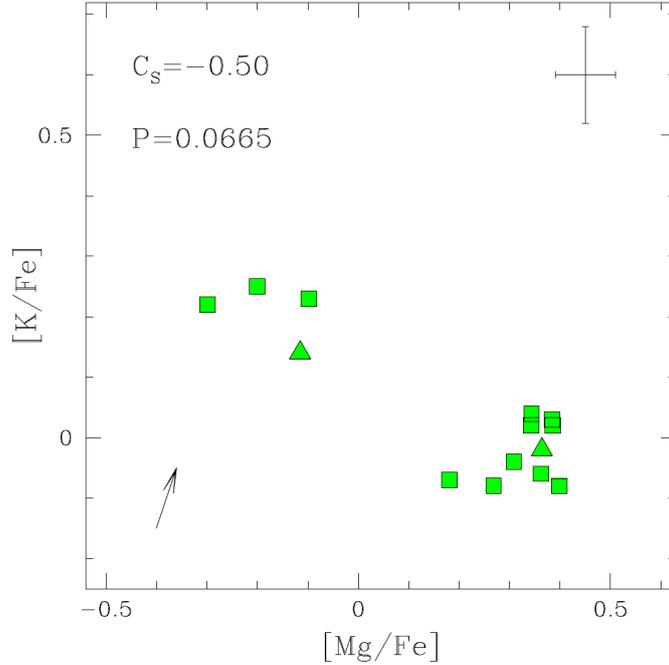


Figura 1.14: Andamento di $[K/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ in NGC2808 (Mucciarelli et al. 2015). I triangoli rappresentano due stelle in comune con lo studio di Carretta (2014).

1.3.3 NGC 4833

NGC4833 è un ammasso globulare situato a 6.6 kpc dal sole e 7.0 kpc dal centro Galattico, ha una magnitudine assoluta nel visibile $M_V = -8.17$ e una metallicità $[Fe/H] = -1.85$ (Harris 2010). Possiede una massa totale pari a $1.2 \cdot 10^5 M_\odot$ (Harris 1996).

Diversi studi spettroscopici sono stati effettuati su questo ammasso. Roederer and Thompson (2015) hanno studiato la composizione chimica di 15 giganti rosse e hanno concluso che forse è presente una debole anti-correlazione Mg-K, che però non è può essere affermata con certezza poiché K non presenta correlazioni significative con altri elementi, quali Na e Al.

Un nuovo studio è stato condotto da Carretta (2021) che ha analizzato la composizione chimica di 59 stelle appartenenti a questo ammasso. In questo caso è emersa una debole anti-correlazione Mg-K e inoltre K presenta delle correlazioni/anti-correlazioni significative con elementi come Na e O.

Questo ha portato alla conclusione che NGC4833 è il terzo sistema dove una evidente anti-correlazione Mg-K è presente.

È importante notare come l'estensione di tale anti-correlazione non sia paragonabile a quelle osservate in NGC2808 e NGC2419, a causa della mancanza di stelle con $[Mg/Fe] < 0.0$ dex dove la sovrabbondanza di $[K/Fe]$ dovrebbe essere più marcata.

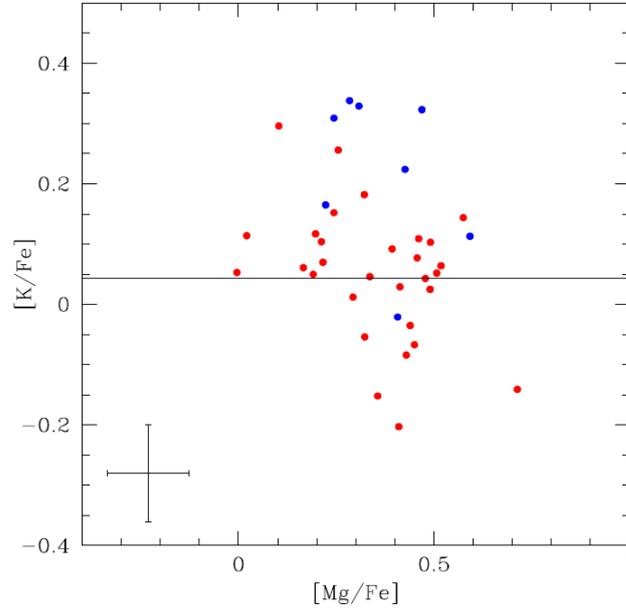


Figura 1.15: Andamento di $[K/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ in NGC4833 (Carretta 2021). L'ampiezza di questa anti-correlazione è simile a quella trovata in NGC2808. I cerchi blu indicano stelle con $SNR < 100$. La linea continua orizzontale indica il valore medio di $[K/Fe]$ derivato dagli spettri a più alto SNR.

1.3.4 Evidenze in altri ammassi

La ricerca di variazioni significative nell'abbondanza di K ed una possibile anti-correlazione Mg-K è stata estesa anche ad altri ammassi. Per esempio Carretta et al. (2013) hanno studiato l'abbondanza di K in alcune stelle giganti negli ammassi NGC6752, M4, NGC1904 ed ω Centauri. Lo stesso lavoro è stato fatto da Mucciarelli et al. (2017) per gli ammassi 47Tuc, NGC6752 ed NGC6809.

In tutti questi ammassi non sono state trovate variazioni significative di $[K/Fe]$ e soprattutto non sono state trovate evidenze di anti-correlazioni Mg-K, come si può vedere dalle figure 1.16 e 1.17.

Tutte le stelle studiate hanno abbondanze di $[Mg/Fe]$ sovra-solari, quindi non appartengono alle popolazioni Mg-poor osservate in NGC2419 e NGC2808.

Solo in quegli ammassi dove la statistica è molto robusta sembrano essere confermate delle piccole variazioni di $[K/Fe]$, anche se di entità minore rispetto a quelle presenti in NGC2808.

Una possibile spiegazione per la mancanza dell'anti-correlazione Mg-K deriva dal fatto che questi GCs non sono abbastanza massivi e/o metal-poor per riuscire a sperimentare un fenomeno di auto-arricchimento estremo come avvenuto in NGC2419, NGC2808 ed NGC4833. Quindi in questi ammassi non si è avuta una

catena MgAl così efficiente da portare alla formazione di stelle significativamente povere di Mg e ricche di K.

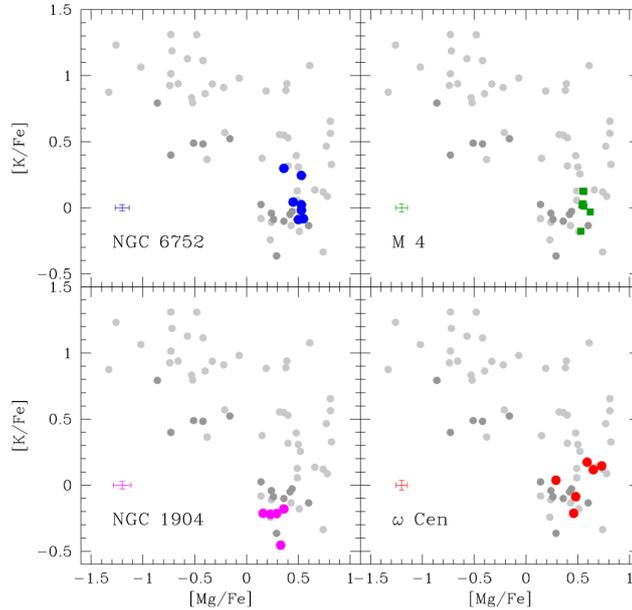


Figura 1.16: Andamento di $[K/Fe]$ in funzione di $[Mg/Fe]$ per gli ammassi NGC6752, M4, NGC1904 ed ω Centauri (Carretta et al. 2013). In tutti i pannelli in grigio scuro sono rappresentate le stelle dello studio di Cohen and Kirby (2012), mentre in grigio chiaro quelle dello studio di Mucciarelli et al. (2012) per NGC2419.

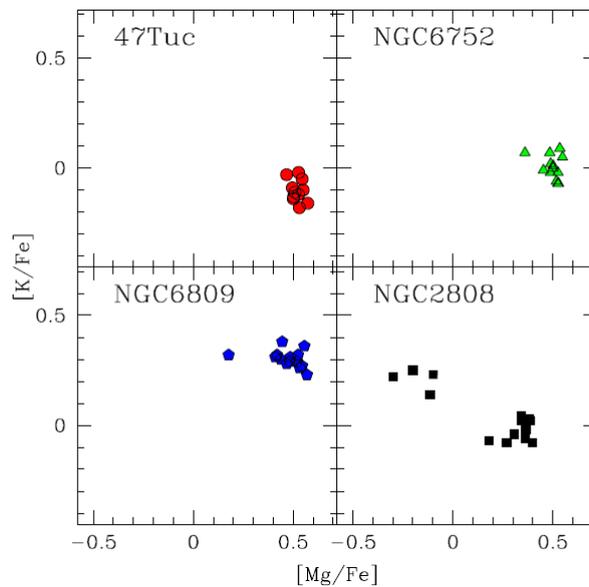


Figura 1.17: Andamento di $[K/Fe]$ in funzione di $[Mg/Fe]$ per gli ammassi 47Tuc, NGC6752, NGC6809 ed NGC2808 (come esempio di anti-correlazione Mg-K) (Mucciarelli et al. 2017). Si nota come, escluso NGC2808, in tutti gli altri 3 ammassi non ci sia indicazione di una anti-correlazione Mg-K.

1.4 Omega Centauri

ω Centauri (NGC5139) è uno sistemi stellari più complessi tra quelli conosciuti. Si trova a 5.2 kpc dal sole e a 6.4 kpc dal centro Galattico e ha una magnitudine assoluta nel visibile $M_V = -10.26$ (Harris 2010). Si tratta dell'ammasso globulare più massivo presente all'interno della Via Lattea, con una massa stimata intorno a $(4.05 \pm 0.10) \cdot 10^6 M_\odot$ (D'Souza and Rix 2013).

Nonostante ω Centauri presenti caratteristiche morfologiche analoghe a quelle dei GCs, la principale caratteristica che rende questo sistema non assimilabile agli altri GCs è la presenza di un'estesa distribuzione di metallicità, che va da circa $[Fe/H] = -2.2$ dex fino a $[Fe/H] = -0.5$ dex con diversi picchi di metallicità. In particolare, Johnson and Pilachowski (2010) hanno trovato 5 picchi di metallicità, che corrispondono alle popolazioni RGB-MP, RGB-Int ed RGB-a identificate da autori come Pancino et al. (2000): $[Fe/H] \sim -1.75, -1.50, -1.15, -1.05$ e -0.75 .

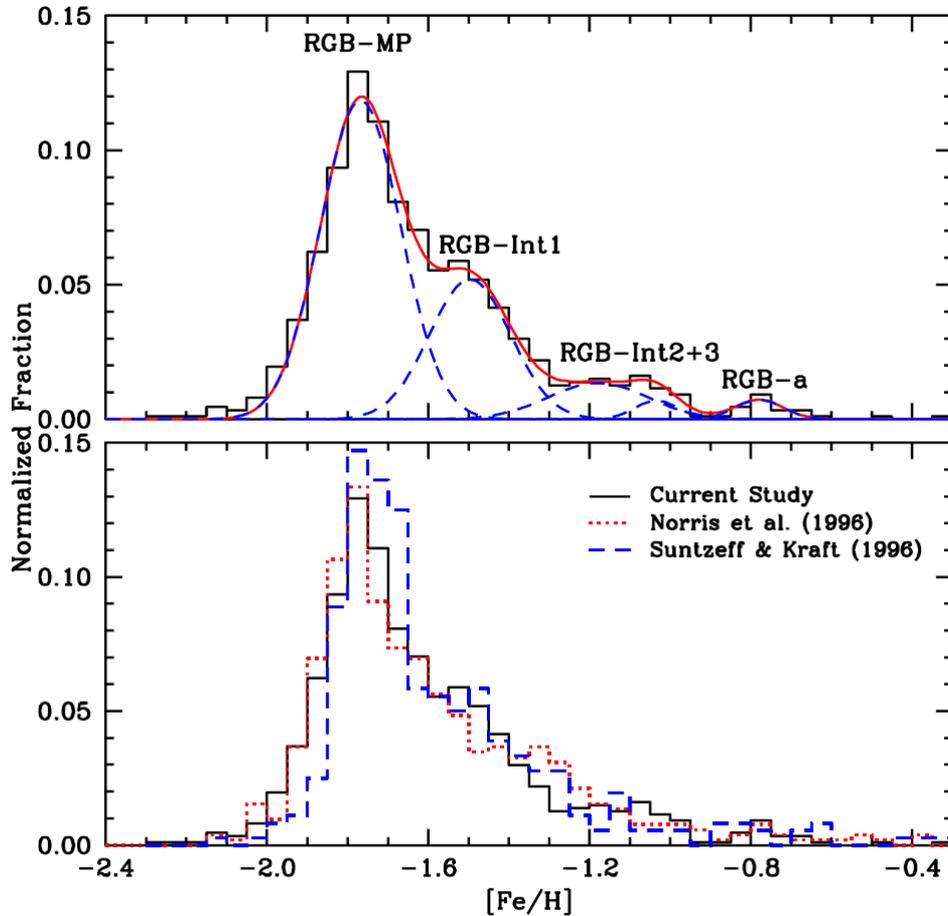


Figura 1.18: Distribuzione di metallicità per le stelle di ω Centauri (Johnson and Pilachowski 2010). Nel pannello in alto, in rosso è mostrata la distribuzione totale, mentre in blu sono mostrate le distribuzioni intorno ai singoli picchi usando 5 gaussiane diverse. In basso sono mostrate le distribuzioni dello studio di Johnson and Pilachowski (2010) (linea continua nera), di Norris et al. (1996) (linea rossa punteggiata) e di Suntzeff and Kraft (1996) (linea blu tratteggiata).

Tale estensione della distribuzione di metallicità indica che il sistema è stato in grado di trattenere il gas espulso dalle supernovae e arricchire in metallicità generazioni successive di stelle. Questa complessità delle popolazioni stellari in ω Centauri è apprezzabile anche nei diagrammi colore-magnitudine che mostrano un RGB complesso.

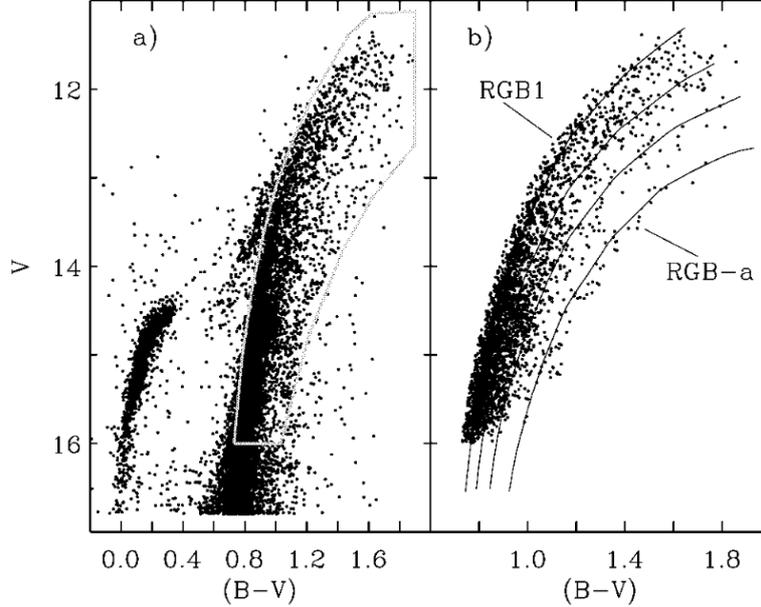


Figura 1.19: CMD di ω Centauri (Platais et al. 2003). Nel pannello di sinistra sono mostrate tutte le stelle con $V < 16.8$, in quello di destra tutte le stelle di RGB con sovrapposte diverse isocrone con un contenuto di metallicità che cresce da sinistra verso destra. Si può notare come l'RGB sia composto da diverse sequenze.

Differenze significative sono state trovate anche nelle proprietà cinematiche tra la popolazione più metal-poor e quella più metal-rich; le diverse popolazioni stellari hanno differenti distribuzioni spaziali. Un'altra caratteristica che distingue ω Centauri dagli altri GCs è il fatto che ha avuto una storia di formazione stellare che è durata qualche Gyr; inoltre possiede un'orbita retrograda rispetto alla rotazione della galassia (Bekki and Freeman 2003).

Tutte queste caratteristiche hanno portato a pensare che ω Centauri in realtà sia il nucleo di una galassia nana nucleata, che in epoca primordiale ha fatto merging con la Via Lattea. Le simulazioni (Bekki and Freeman 2003) hanno mostrato che circa 10 Gyr fa una galassia nana, con una massa totale di circa $1.25 \cdot 10^8 M_{\odot}$, avrebbe potuto interagire con la Via Lattea. La forte interazione avrebbe fatto perdere alla galassia nana il suo envelope e la materia oscura presente al suo interno; invece, il nucleo sarebbe sopravvissuto a causa della sua compattezza. Successivamente, degli inflow di gas su questo nucleo avrebbero dato inizio a un processo di formazione stellare, che avrebbe portato ad un rapido auto-arricchimento chimico a causa delle esplosioni di supernova. In questa maniera le popolazioni stellari successive risultano arricchite in metallicità rispetto alle precedenti.

1.4. OMEGA CENTAURI

A discapito delle sue numerose differenze, ω Centauri condivide alcune caratteristiche con i GCs galattici, in particolare la presenza di estese correlazioni/anti-correlazioni tra gli elementi leggeri. La più importante è l'anti-correlazione O-Na (si veda ad esempio Norris and Da Costa 1995 e Marino et al. 2011a), ma sono presenti anche anti-correlazioni O-Al (Norris and Da Costa 1995), Mg-Al (Smith et al. 2000, Mészáros et al. 2020), Mg-Si (Mészáros et al. 2020) e correlazioni Na-Al (Norris and Da Costa 1995) e Si-Al (Mészáros et al. 2020).

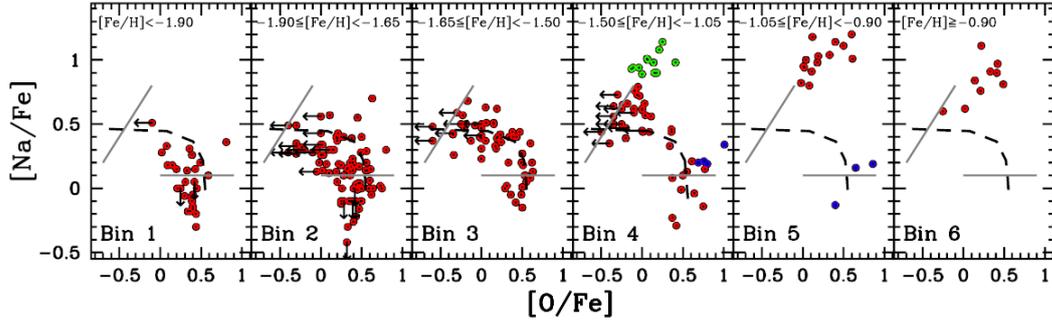


Figura 1.20: Andamento di $[Na/Fe]$ in funzione di $[O/Fe]$ in diversi bin di metallicità (Marino et al. 2011a). Si nota come all'aumentare della metallicità si hanno stelle più Na-rich ed O-poor. A $[Fe/H] > -1.05$ dex la forma dell'anti-correlazione svanisce e si hanno solo stelle Na-rich. Nel quarto e quinto pannello in verde e in blu sono segnate le stelle con abbondanze di O e Na estreme.

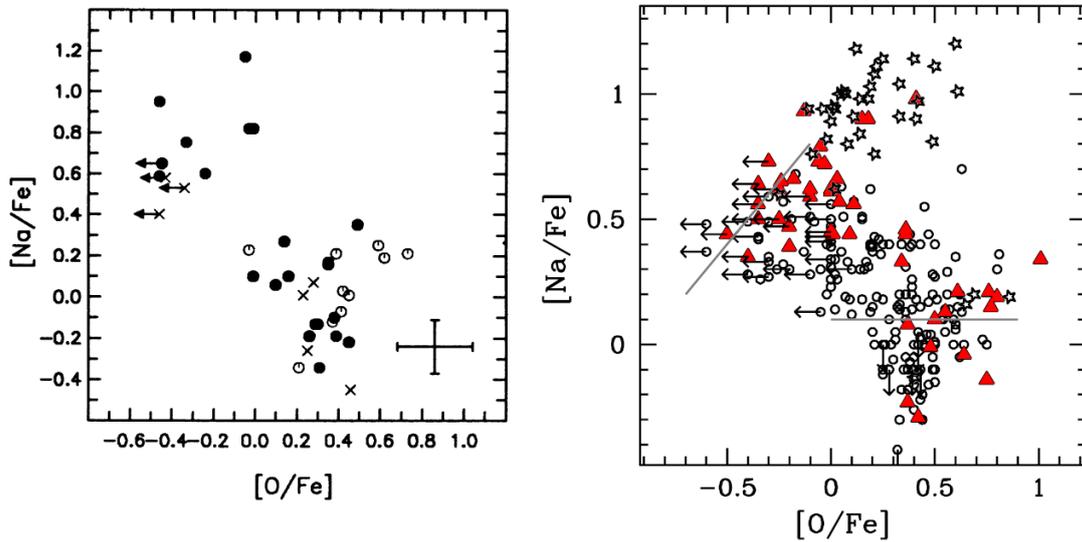


Figura 1.21: Andamento di $[Na/Fe]$ come funzione di $[O/Fe]$ in stelle di ω Centauri. Nel pannello a sinistra viene mostrato lo studio di Norris and Da Costa (1995); i cerchi vuoti e pieni indicano stelle in cui l'abbondanza di CO è forte e debole rispettivamente, le croci indicano stelle il cui CO è sconosciuto. Il pannello a destra mostra lo studio di Marino et al. (2011a); i cerchi vuoti indicano stelle con $[Fe/H] \leq -1.50$ dex, i triangoli rossi stelle con $-1.50 < [Fe/H] \leq -1.20$ dex e le stelle vuote stelle con $[Fe/H] > -1.20$ dex.

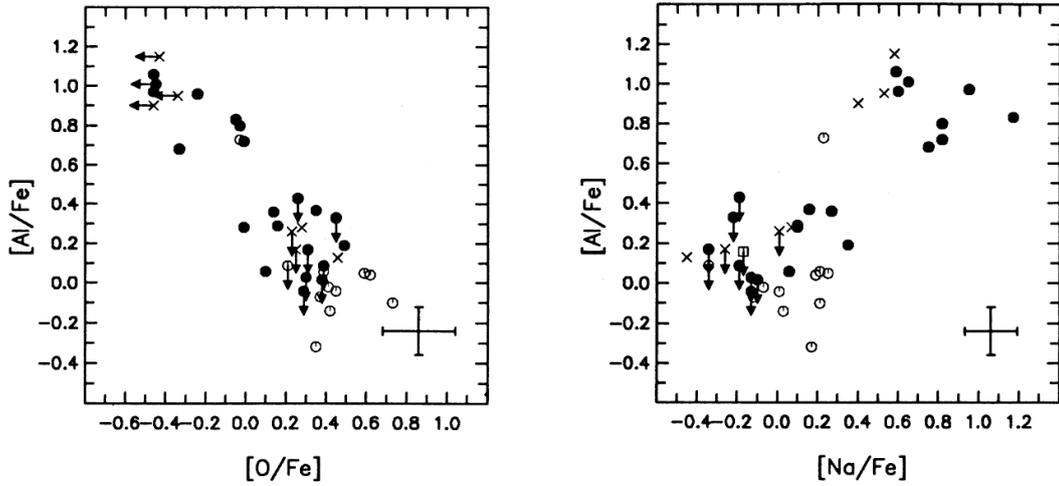


Figura 1.22: Andamento di $[Al/Fe]$ come funzione di $[O/Fe]$ (pannello di sinistra) e di $[Al/Fe]$ come funzione di $[Na/Fe]$ (pannello di destra) in stelle di ω Centauri (Norris and Da Costa 1995). I simboli sono gli stessi utilizzati nel pannello a sinistra nell'immagine 1.21.

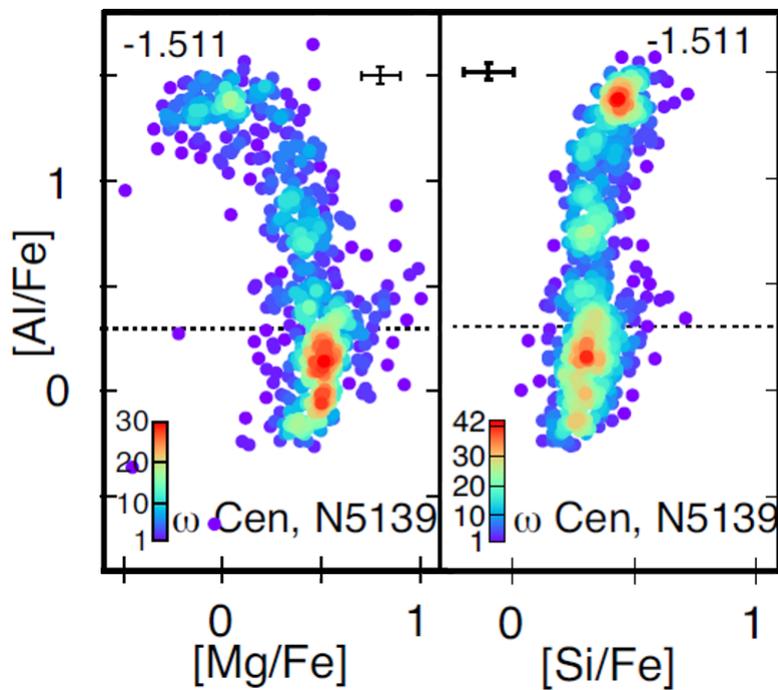


Figura 1.23: Andamento di $[Al/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ (immagine di sinistra) e di $[Al/Fe]$ come funzione di $[Si/Fe]$ (immagine di destra) in stelle di ω Centauri (Mészáros et al. 2020).

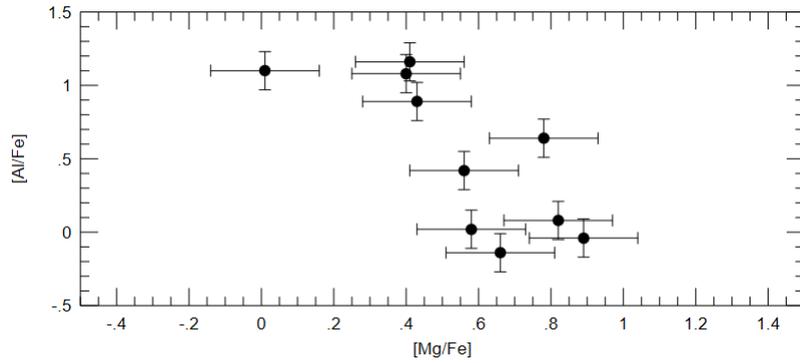


Figura 1.24: Andamento di $[Al/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ in 10 stelle di ω Centauri (Smith et al. 2000).

Quindi la storia di arricchimento chimico di ω Centauri è dovuto ad un'azione combinata delle supernovae di tipo II e delle reazioni di cattura protonica avvenute all'interno di alcune delle stelle della prima generazione. In questo modo è possibile spiegare sia la grande distribuzione in metallicità all'interno di questo ammasso, che la presenza di correlazioni/anti-correlazioni tipiche dei GCs.

Perciò, a causa della sua complessa storia di formazione ed evoluzione, ω Centauri rappresenta uno dei candidati ideali per la ricerca di un'eventuale anti-correlazione Mg-K, che sembra essere la manifestazione estrema dei processi di auto-arricchimento chimico che producono le altre anti-correlazione (O-Na ed Mg-Al), e sembrerebbe essere presente solo negli ammassi più massivi.

Una prima indicazione del fatto che all'interno di ω Centauri potrebbe essere presente una anti-correlazione Mg-K è stata avanzata da Mészáros et al. (2020). Nel loro studio gli autori hanno trovato 7 stelle Mg-poor in cui sembra che $[K/Fe]$ sia arricchito rispetto alle altre stelle; tale risultato si può vedere in figura 1.25. Tuttavia, le righe usate per derivare l'abbondanza di K sono deboli e si trovano in blend con altre righe. Perciò gli autori hanno concluso che la presenza di questa anti-correlazione non può essere affermata con certezza.

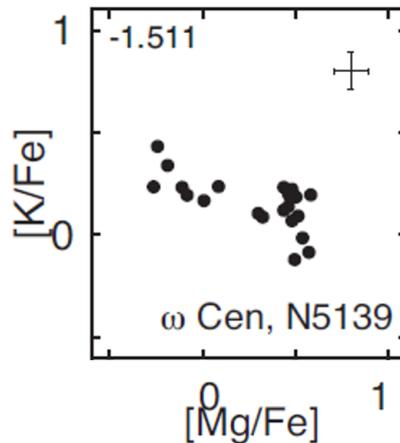


Figura 1.25: Andamento di $[K/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ in alcune stelle di ω Centauri (Mészáros et al. 2020). Tutte le stelle hanno $SNR > 70$, $T_{eff} < 4600 K$ e $[Fe/H] < -1.5$ dex.

Capitolo 2

Strumentazione e dati

In questo capitolo viene descritto lo strumento (FLAMES) utilizzato per effettuare le osservazioni e il campione di targets di ω Centauri selezionati ed osservati per l'analisi chimica.

2.1 Strumentazione

In questo studio è stato analizzato un campione di spettri di 450 stelle giganti rosse, ottenute con lo spettrografo a fibre multi-oggetto ad alta risoluzione GIRAFFE-FLAMES (Pasquini et al. 2002). Tale strumento è montato sul telescopio Unit Telescope 2 (UT2) del Very Large Telescope (VLT) dell'ESO.

Tutti i targets appartengono all'ammasso globulare ω Centauri e sono stati analizzati precedentemente da altri autori. In particolare, 15 stelle sono state selezionate dallo studio di Norris and Da Costa (1995), 85 da Marino et al. (2011a) e 350 da Johnson and Pilachowski (2010).

Le osservazioni sono state effettuate utilizzando due setup differenti¹: per poter osservare la riga di Mg è stato usato il setup HR11, mentre per l'osservazione della riga di K si è usato il setup HR18.

2.1.1 Very Large Telescope

Il Very Large Telescope (VLT) è un telescopio dell'ESO situato sul monte Cerro Paranal (2635 m s.l.m.) in Cile e consiste di quattro telescopi da 8.2 m di diametro ciascuno, chiamati UT (Unit Telescope). A questi sono affiancati altri quattro telescopi minori mobili da 1.8 m l'uno che possono lavorare da soli o in modalità combinata come interferometro. In quest'ultimo caso si comportano come se fossero un unico telescopio da 16 m di diametro.

I quattro telescopi maggiori oltre che singolarmente possono lavorare anch'essi in maniera combinata come un interferometro (VLTI).

La costruzione del VLT è iniziata nel 1991 e le prime osservazioni sono iniziate nel maggio del 1998. Il range di lunghezza d'onda coperto va da 3000 Å (NUV) fino a 24 μm (MIR); la configurazione del VLT è di tipo Ritchey-Chrétien. Ogni

¹<https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/flames/inst/specs1.html>

2.1. STRUMENTAZIONE

telescopio può lavorare in tre diverse configurazioni di fuochi: Cassegrain, Nasmyth o Coudé. La luce proveniente dalla sorgente viene raccolta dallo specchio primario e da qui, grazie all'aiuto di specchi secondari, può essere mandata a uno dei tre fuochi dove sono posti gli strumenti per l'analisi astronomica. Il fuoco Cassegrain si trova sotto lo specchio primario, mentre gli altri due si trovano sulle uscite laterali.

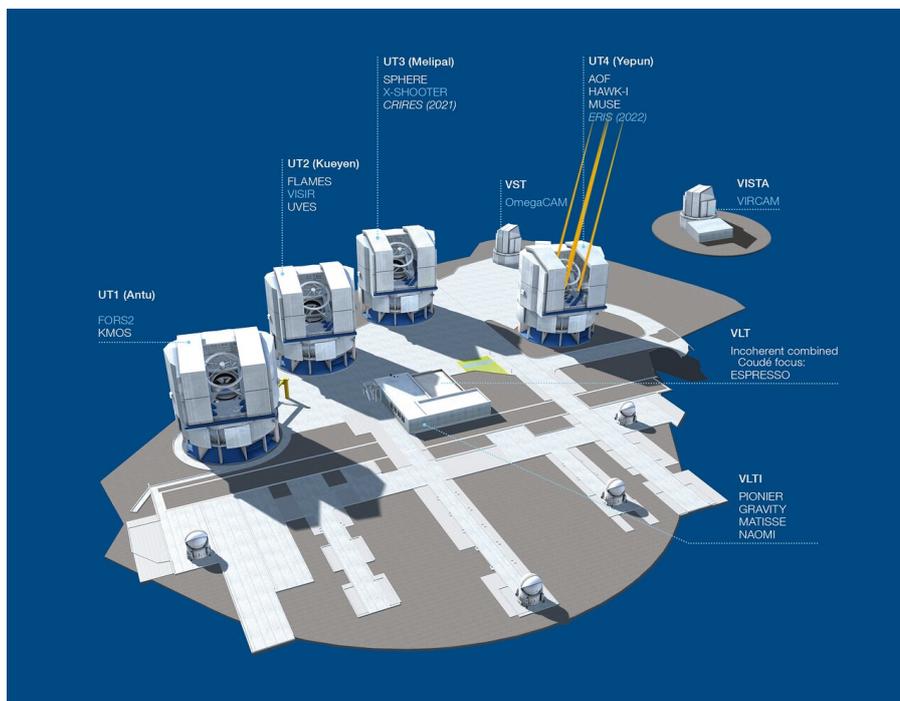


Figura 2.1: Disposizione dei quattro telescopi UT, con i loro nomi nella lingua Mapuche dei nativi (Antu, Kueyen, Melipal, Yepun). Si possono vedere anche gli strumenti con cui è equipaggiato ogni telescopio. Sull'UT2 è montato lo spettrografo FLAMES. Le quattro unità più piccole rappresentano i telescopi ausiliari mobili. Le altre due strutture, VISTA e VST, rappresentano altri due telescopi che si trovano sul Cerro Paranal ma che non fanno parte del VLT. Credits: <https://www.eso.org/public/images/vlt/>.

Tutti gli strumenti montati sul VLT permettono di fare spettroscopia a differenti risoluzioni spettrali, sia single che multi-oggetto, così come imaging ad alta risoluzione. Questi risultati sono possibili anche grazie alla presenza di sistemi di ottiche adattive che permettono di correggere gli effetti dovuti alla turbolenza atmosferica. Tutte queste informazioni sono accessibili sul sito dell'ESO².

2.1.2 FLAMES

FLAMES (Fibre Large Array Multi Element Spectrograph) è uno spettrografo multi-oggetto a medio-alta risoluzione ($R=6000-47000$) installato sul fuoco Nasmyth A dell'UT2 (Kueyen) del VLT (Pasquini et al. 2002). Questo strumento

²<https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/telescopes/ut.html>

offre un campo di vista corretto molto ampio, 25 arcmin di diametro e consiste di diverse componenti:

- un correttore ottico che fornisce una eccellente qualità di immagine su tutto il campo di vista;
- un posizionatore di fibre composto da due plate. Si usano due plate poiché mentre con uno si sta eseguendo l'osservazione sull'altro si posizionano già le fibre per l'osservazione successiva riducendo così i tempi di overhead;
- un collegamento allo spettrografo UVES (Red Arm) attraverso 8 fibre singole per piastra;
- uno spettrografo ottico a medio-alta risoluzione, GIRAFFE, con un sistema di fibre che può lavorare in tre configurazioni diverse: MEDUSA, ARGUS, IFU;
- un software coordinato di osservazione, che permette di osservare simultaneamente sia con UVES che con GIRAFFE.

2.1.3 GIRAFFE

GIRAFFE è uno spettrografo a medio-alta risoluzione ($R=6000-33000$) che copre l'intero range ottico, 3700-9500 Å. È equipaggiato con due sistemi di echelles o gratings per osservazioni a bassa e alta risoluzione (LR ed HR) e fa uso di filtri (o setup) per osservare in un determinato range spettrale; nelle osservazioni a bassa risoluzione ogni filtro copre un range tipico di 600-1000 Å, mentre in quelle ad alta risoluzione il filtro copre un range di 200-400 Å.

Il sistema di fibre che alimenta GIRAFFE è costituito dalle seguenti componenti:

- un set di fibre MEDUSA per ogni piastra; ogni set permette di osservare fino a un massimo di 132 oggetti diversi in maniera simultanea, incluse le fibre dedicate all'osservazione del cielo. Ogni fibra ha un'apertura di 1.2 arcsec in cielo;
- un set di slits IFU (Integral Field Unit) per ogni piastra; ogni IFU consiste di un array di 20 microlenti rettangolari con un'apertura di circa 3x2 arcsec. Per ciascuna piastra ci sono 15 IFU dedicati all'osservazione di oggetti e altre 15 IFU dedicati al cielo;
- una slit ARGUS; l'unità integrale consiste di una array rettangolare di 22x14 microlenti. questa unità è fissata al centro di una delle due piastre. Sono possibili due scale diverse: una con un campionamento di 0.52 arcsec/microlente e un'apertura totale di 12x7 arcsec, l'altra con un campionamento di 0.3 arcsec/microlente e un'apertura totale di 6.6x4.2 arcsec. Infine, sono disponibili 15 fibre ARGUS dedicate al cielo.

GIRAFFE opera con 30 setup diversi, 22 per le osservazioni ad alta risoluzione (HR) e i restanti 8 per quella a bassa risoluzione (LR).

2.2. CAMPIONE SPETTROSCOPICO

Per questo lavoro si è fatto uso di GIRAFFE-FLAMES in quanto è l'unico strumento multi-oggetto in grado di coprire il range di magnitudini richiesto e allo stesso tempo fornire la risoluzione spettrale e il SNR necessari per misurare in maniera accurata l'abbondanza di potassio per tutte le stelle.

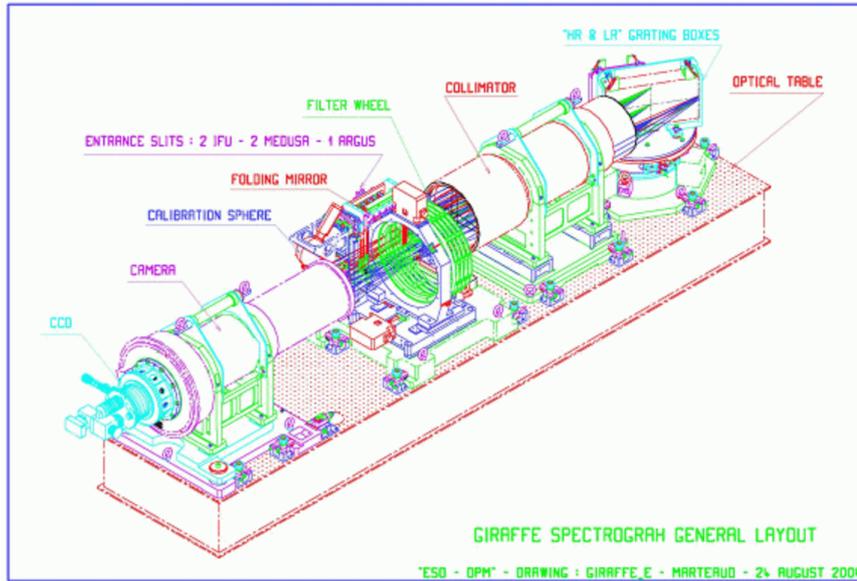


Figura 2.2: Configurazione generale dello spettrografo GIRAFFE-FLAMES. Credits: <https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/flames/inst/Giraffe.html>.

2.2 Campione spettroscopico

Nelle regioni spettrali ottiche sono presenti solo due transizioni di K, a 7665 e 7699 Å. La prima transizione è localizzata in una regione fortemente contaminata dalle righe telluriche della banda Fraunhofer A, quindi è quasi sempre inutilizzabile. Perciò l'unica transizione di K disponibile è quella a 7699 Å.

Tutti i targets sono stati osservati con il setup HR18 ($7468 \text{ \AA} < \lambda < 7889 \text{ \AA}$ ed $R = 20150$) e con il setup HR11 ($5597 \text{ \AA} < \lambda < 5840 \text{ \AA}$ ed $R = 29500$). Il primo setup permette di misurare la transizione di K a 7699 Å ed il doppietto di Al a 7535 e 7536 Å, il secondo la transizione di Mg a 5711 Å ed il doppietto di Na a 5682 e 5688 Å. Inoltre entrambi i setup permettono di osservare diverse righe di Fe per stimare la metallicità dei targets.

I tempi di esposizione sono stati scelti per ottenere sempre spettri con $\text{SNR} > 50$, in modo da avere una precisione sulle abbondanze di K minori di 0.1 dex.

Per poter osservare tutte le stelle sono state pianificate quattro configurazioni diverse, ognuna effettuata con il setup HR11 e HR18. Dal momento che le stelle più deboli hanno una magnitudine $V \sim 14$ erano sufficienti due esposizioni da 300 s l'una e due da 1300 s l'una rispettivamente per raggiungere il SNR richiesto per HR18 e HR11. Ogni configurazione è stata divisa in due osservazioni diverse per permettere di eliminare gli effetti spuri e legati ai raggi cosmici. Il tempo totale di osservazione, tenendo conto anche dei tempi di overhead di circa 15 minuti, è

pari a 5.5 ore.

Le osservazioni sono state effettuate durante il programma di osservazione 095.D-0539.

Le 450 stelle erano divise nelle 4 configurazioni nella seguente maniera:

- 112 stelle nella prima configurazione;
- 111 stelle nella seconda configurazione;
- 114 stelle nella terza configurazione;
- 113 stelle nella quarta configurazione.

Le osservazioni sono state effettuate tra il 22/04/2015 e il 03/06/2015, durante 3 notti di osservazioni diverse. In tabella 2.1 vengono riportate le principali informazioni per ogni singola esposizione (data, configurazione, tempo di esposizione, setup).

Data di osservazione <i>gg/mm/aaaa</i>	Configurazione #	t_{exp} <i>s</i>	Setup <i>HR</i>
22/04/2015	2	1700	11
02/06/2015	1	700	18
02/06/2015	1	700	18
02/06/2015	2	700	18
02/06/2015	2	700	18
03/06/2015	1	1700	11
03/06/2015	3	1800	11
03/06/2015	4	1800	11
03/06/2015	3	700	18
03/06/2015	3	700	18
03/06/2015	4	700	18
03/06/2015	4	700	18

Tabella 2.1: Notti di osservazione e tempi di esposizione per i targets scelti.

I dati fotometrici invece sono stati ottenuti dalla early Data Release 3 della missione GAIA (GAIA/eDR3) dell’ESA (Gaia Collaboration et al. 2016, Gaia Collaboration et al. 2021); per i targets si avevano a disposizione le magnitudini nei tre filtri GAIA: G, BP ed RP con gli errori associati.

Oltre a questi dati sono disponibili i cataloghi dei tre studi (Norris and Da Costa 1995, Johnson and Pilachowski 2010 e Marino et al. 2011a) da cui sono state selezionate le stelle con le informazioni fotometriche e le abbondanze di alcuni elementi (Fe, O, Na, Al, ecc.).

In figura 2.3 viene mostrato il CMD di ω Centauri e vengono evidenziate le stelle selezionate per questo studio, mentre in figura 2.4 viene mostrata la loro posizione all’interno dell’ammasso.

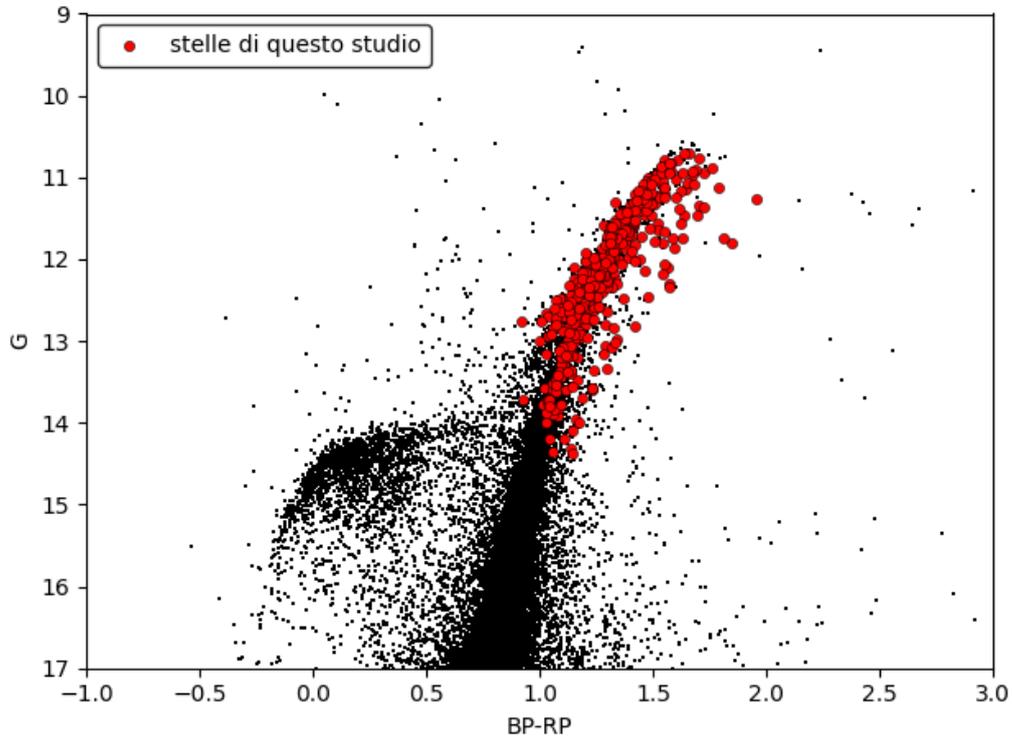


Figura 2.3: Diagramma colore-magnitudine G-(BP-RP) di ω Centauri ottenuto con i dati GAIA/eDR3. In rosso sono evidenziate le stelle selezionate per questo studio e osservate con lo spettrografo GIRAFFE-FLAMES.

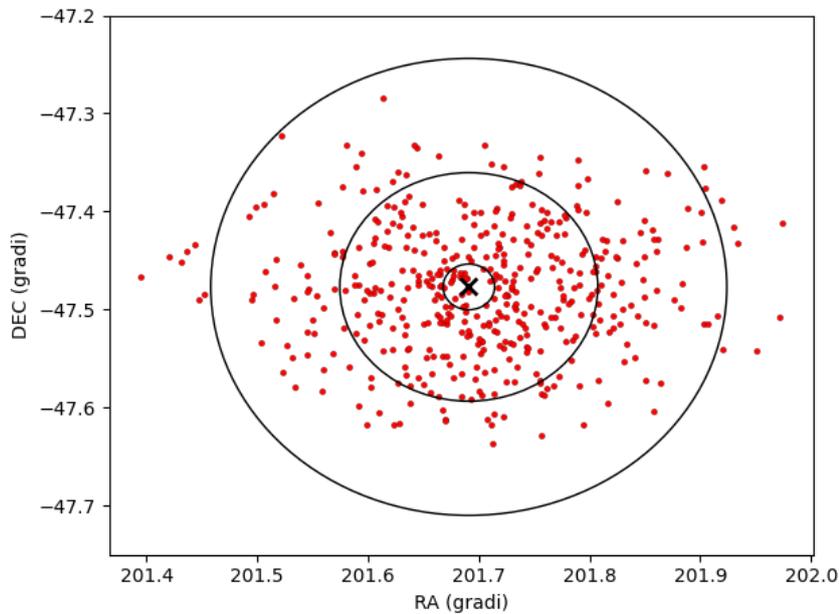


Figura 2.4: Coordinate delle stelle osservate. La croce identifica il centro dell'ammasso (201.6910, -47.4769), come definito da [van Leeuwen et al. \(2000\)](#). I cerchi neri rappresentano circonferenze corrispondenti a uno, cinque e dieci raggi di core, pari a 1'.40 ([Harris 1996](#), [Harris 2010](#)).

Gli spettri sono stati ridotti con la pipeline dell'ESO dedicata a GIRAFFE. Questa consiste in una serie di passaggi che permettono di passare dallo spettro bi-dimensionale, ottenuto dallo strumento, allo spettro monodimensionale calibrato in lunghezza d'onda. I passaggi principali sono:

- sottrazione del bias;
- correzione per il flat field;
- estrazione dello spettro monodimensionale;
- calibrazione in lunghezza d'onda.

2.3 Riduzione dati

Gli spettri ottenuti dalla pipeline ESO non possono ancora essere utilizzati per l'analisi scientifica poiché includono il contributo del background o del cielo. Negli spettri a fibra la luce delle sorgenti presenti nella fibra stessa viene omogeneizzata e non è possibile distinguere e separare il contributo della sorgente e del background, a differenza di uno spettro a fenditura.

Per ogni configurazione sono stati osservati diversi spettri di cielo, ottenuti posizionando alcune fibre (10-20 solitamente) su zone vuote del cielo. Questi spettri sono stati combinati in un unico spettro (detto *mastersky*) ottenuto calcolando la mediana dei conteggi delle singole esposizioni per ogni pixel. Quest'operazione è stata eseguita tramite la task *scombine* del pacchetto **onedspec** del programma IRAF³.

Dopo aver calcolato il *mastersky* per ogni configurazione, questo è stato sottratto agli spettri delle stelle attraverso la task *sarith*, che esegue operazioni aritmetiche tra spettri.

Nel setup HR18 si avevano due spettri per ogni stella, per poter raggiungere il SNR richiesto. Quindi dopo aver sottratto il *mastersky* a tutti gli spettri, per ogni stella questi sono stati combinati in uno solo grazie alla task *scombine*.

Gli spettri ottenuti con il setup HR11 hanno un SNR in un range compreso tra 25 e 180 circa, mentre per quelli ottenuti con il setup HR18 il SNR è compreso tra 40 e 300.

I targets osservati inizialmente erano 450, ma alcuni sono stati scartati dall'analisi chimica.

- 4 stelle (179_NDC, 201_NDC, 37024_J10 e 48099_J10) sono state scartate poiché i loro spettri erano contaminati dalla presenza delle bande molecolari di TiO. Questo fenomeno si verifica in spettri di stelle molto fredde, con $T < 3900$ K;

³<http://ast.noao.edu/data/software>.

IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) è un insieme di software scritti al National Optical Astronomy Observatory (NOAO, Stati Uniti) che permette la riduzione dati di immagini astronomiche ottenute con detectors come i CCD; è organizzato in pacchetti che a loro volta contengono una serie di comandi chiamati task che permettono di effettuare una determinata operazione di analisi astronomica.

2.3. RIDUZIONE DATI

- 1 stella (371_NDC) è stata scartata perché aveva un rapporto segnale rumore (SNR) estremamente basso (< 15). Questo può essere dovuto ad un elevato moto proprio della stella, la cui posizione attuale differisce da quella J2000 usata per posizionare la fibra, col risultato che la stella risulta parzialmente fuori dalla fibra, riducendo il SNR;
- 1 stella (253743_M10) è stata scartata perché il suo spettro è fortemente contaminato dalla presenza di numerose righe di CN che indicano una composizione chimica anomala. La misura delle righe di K e di altri metalli è quindi estremamente difficoltosa a causa dell'elevata contaminazione da righe di CN;
- 2 stelle (232173_M10 e 28084_J10) sono state scartate poiché erano state osservate solo con il setup HR11 e perciò non era possibile ottenere l'abbondanza di K.

Nelle seguenti figure vengono mostrati, nell'ordine, uno spettro di buona qualità a $\text{SNR} \sim 130$ e alcuni esempi di spettri di stelle che sono state scartate dall'analisi.

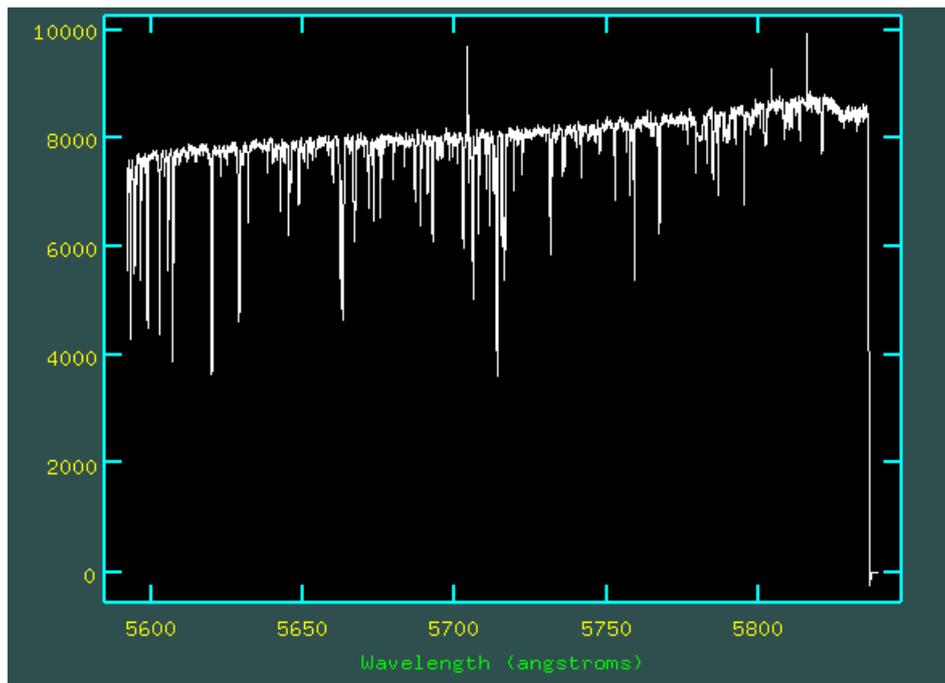


Figura 2.5: Spettro della stella 48_NDC nel setup HR11. Questo è uno spettro ad alto segnale rumore e assente dai problemi descritti.

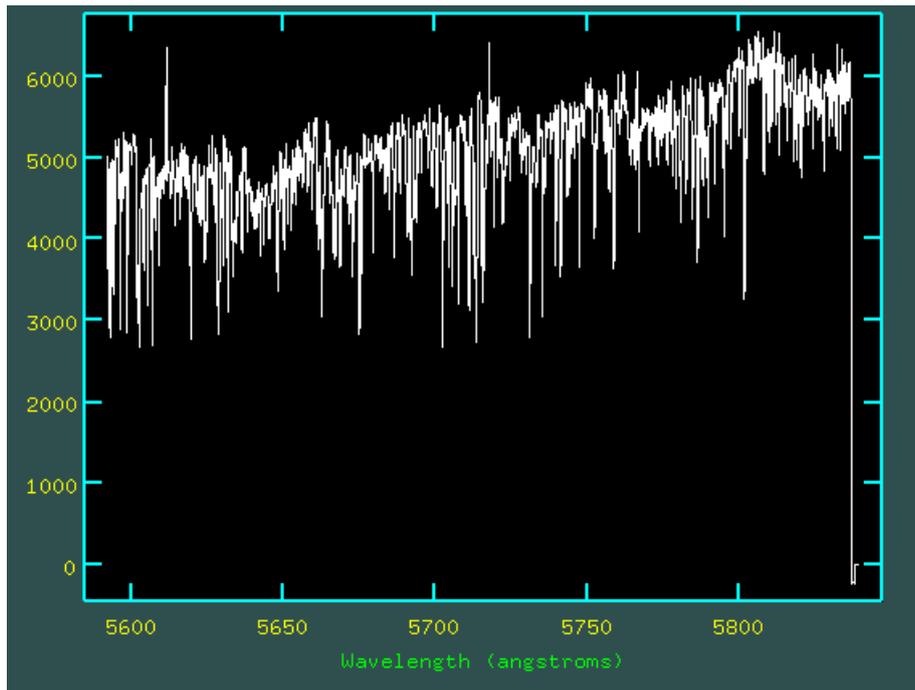


Figura 2.6: Spettro della stella 201_NDC nel setup HR11. Sono visibili forti assorbimenti molecolari dovuti al TiO.

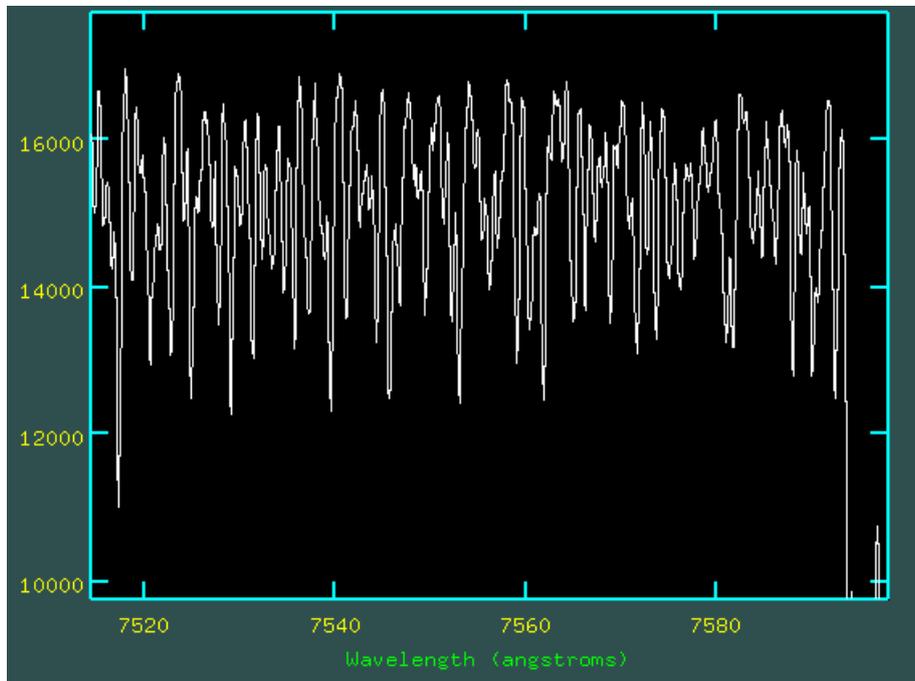


Figura 2.7: Dettaglio dello spettro della stella 253743_M10 nel setup HR18 tra circa 7520 e 7590 Å. La presenza di un gran numero di piccole righe è dovuto alla molecola CN.

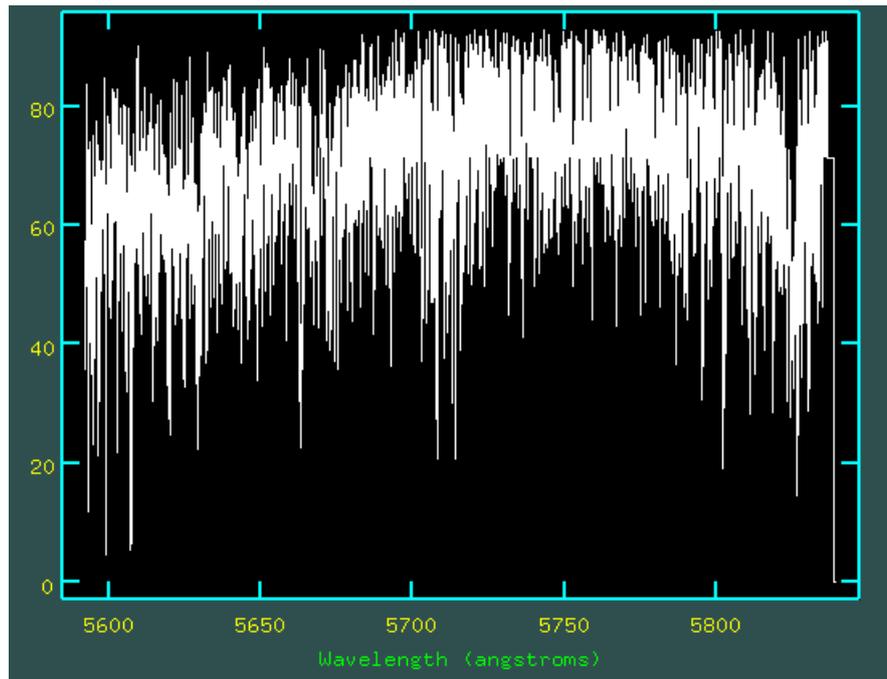


Figura 2.8: Spettro della stella 371_NDC nel setup HR11. Si può notare come questo spettro abbia pochi conteggi rispetto a quelli previsti data l'elevata magnitudine della stella, poiché durante l'osservazione era parzialmente fuori dalla fibra.

In questa maniera di 450 stelle iniziali sono rimaste 442 di cui calcolare l'abbondanza chimica. Di queste 442 stelle per 3 si hanno gli spettri solo nel setup HR18, ma è stato deciso di non scartarle in quanto le loro abbondanze di K possono essere comparate con l'abbondanza di altri elementi presenti in letteratura. Infine, sono presenti 2 stelle (55121_J10 e 318705_M10) di cui si hanno gli spettri in entrambi i setup, ma la loro riga di Mg è rovinata dalla presenza di una spike. Perciò, per queste due stelle è stato possibile misurare solo l'abbondanza di K.

Capitolo 3

Velocità radiali

Il primo passaggio dell'analisi è la misura delle velocità radiali (RVs) per tutte le stelle osservate. Queste sono tutte membre di ω Centauri in base ai lavori di letteratura, anche se le loro RVs non sono state pubblicate. La misura delle RVs è quindi fondamentale per poter riconoscere le righe metalliche di interesse.

Per tutti i targets, la RV è stata misurata indipendentemente in entrambi i setup; questi due valori sono stati confrontati tra loro per identificare possibili sistemi binari. La RV media ottenuta dalla media delle misure dei due setup è stata poi confrontata con la velocità sistemica di ω Centauri ($232.7 \pm 0.2 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, $\sigma = 17.6 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, [Baumgardt and Hilker 2018](#)) per confermare l'appartenenza dei targets al sistema.

Per ogni configurazione, le velocità radiali sono state ricavate tramite la task *fxcor* all'interno del pacchetto **rv** di IRAF. Tale pacchetto permette di fare diverse analisi sulle velocità radiali delle stelle; una delle task presenti al suo interno, *fxcor*, permette di calcolare la velocità radiale di uno spettro applicando la tecnica di cross-correlazione sviluppata da [Tonry and Davis \(1979\)](#).

Per poter funzionare correttamente questa task ha bisogno dello spettro di cui si vuole calcolare la velocità e di uno spettro di riferimento (template) rispetto a cui calcolarla. La velocità che si ottiene è relativa al template; se questo si trova a una velocità nulla la velocità ottenuta per la stella è assoluta.

Il programma calcola la probabilità di correlazione tra due spettri applicando ogni volta uno shift di un pixel allo spettro osservato. Viene così costruita la funzione di cross-correlazione, cioè la probabilità di correlazione in funzione dello shift applicato. Il picco principale corrisponde allo shift in pixel che fornisce il miglior accordo tra la posizione delle righe dei due spettri. Viene quindi eseguito un fit gaussiano solo della regione del picco per ottenere un valore preciso su scale sub-pixel.

Lo spettro template deve avere le seguenti caratteristiche per garantire un buon risultato:

- la RV deve essere nota;
- il SNR deve essere alto, in modo da ridurre l'effetto della qualità spettrale del template sulla funzione di cross-correlazione;

- lo spettro deve essere simile in termini di classe spettrale (temperatura) a quello osservato, in modo che le righe presenti siano le stesse;
- la risoluzione spettrale deve essere simile a quella dello spettro osservato, per evitare che effetti di blending tra le righe possano portare a falsi match tra i due spettri.

Una volta stimato lo shift in pixel questo viene trasformato in spostamento in λ sapendo il campionamento dello strumento. Nel caso di GIRAFFE-FLAMES, 1 pixel corrisponde a 0.05 \AA . Dalla formula dell'effetto Doppler viene calcolata la velocità radiale della stella.

In figura 3.1 viene mostrato l'output grafico di *fxcor* per la stella RGB272_M10 osservata col setup HR18. Nell'asse x viene mostrato in basso lo shift in pixel e in alto la RV espressa in $km \cdot s^{-1}$, mentre in y è data la probabilità di correlazione. Probabilità di correlazione al di sotto di 0.4-0.5 possono indicare misure non affidabili (ad esempio mismatch tra spettro osservato e template) o riflettere la bassa qualità degli spettri (quindi RV con errori elevati).

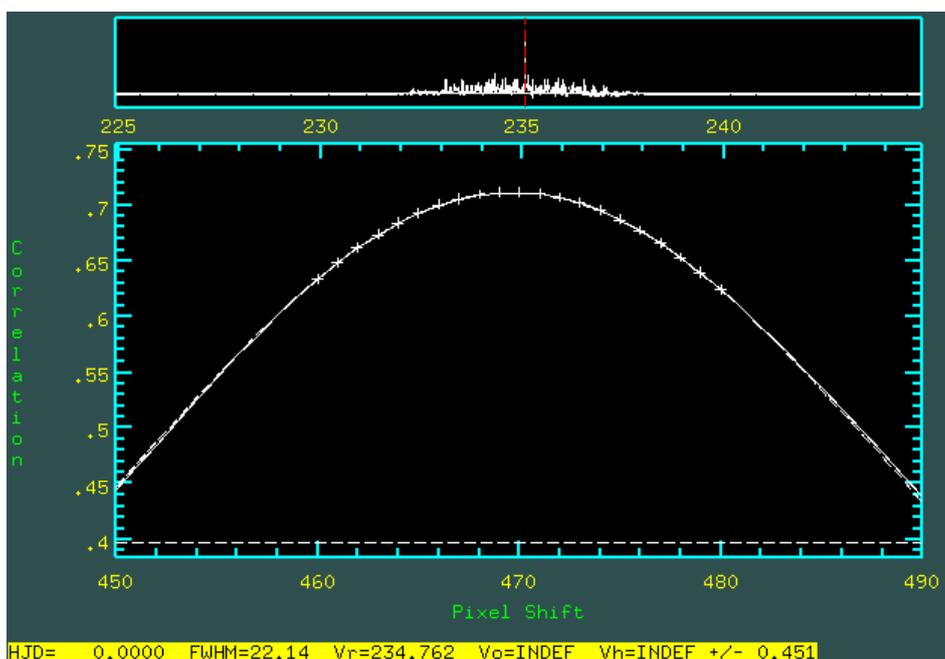


Figura 3.1: Esempio di funzione di cross-correlazione attorno al picco principale tra lo spettro osservato e lo spettro template.

Tutte le misure di RV ottenute hanno probabilità di correlazione maggiori di 0.4, in particolare la maggior parte di esse ha probabilità maggiori di 0.8. Si tratta quindi di misure affidabili.

La figura 3.2 mostra come esempio la distribuzione delle probabilità di correlazioni ottenute per le stelle della configurazione 1, osservate con il setup HR11.

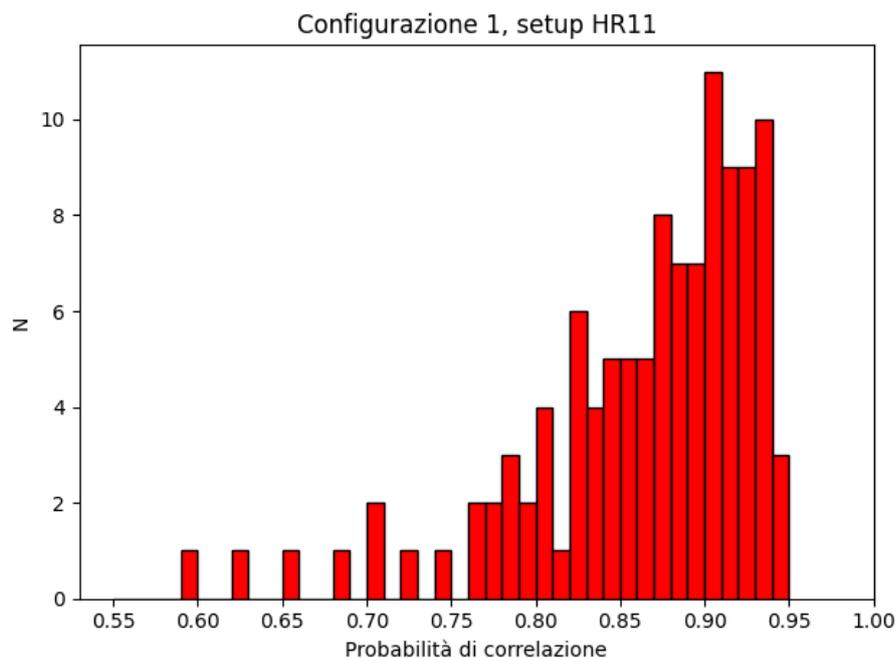


Figura 3.2: Esempio di distribuzione della probabilità di cross-correlazione per le RVs. In figura viene mostrato l'istogramma per le stelle della configurazione 1, osservate con il setup HR11.

Dopo aver calcolato la RV di una stella bisogna applicare la correzione eliocentrica che è una correzione dovuta alla rotazione della terra intorno al sole, al suo movimento attorno al baricentro terra-luna e al movimento del baricentro intorno al sole. Questa operazione viene fatta tramite la task *rvcorrect* dentro al pacchetto **rv**.

Negli spettri osservati con il setup HR18 tra 7590 e 7700 Å sono presenti una serie di doppietti di assorbimenti dovuti all'O₂ (Fraunhofer A), che sono assorbimenti dell'atmosfera terrestre, quindi posizionati ad una RV diversa da quella della stella. Per questi spettri la RV si calcola usando solo una parte di tutto lo spettro, a sinistra o a destra della Fraunhofer A.

Dopo aver calcolato le velocità e aver applicato la correzione eliocentrica si nota che ci sono alcune stelle che presentano dei problemi:

- 1 stella (57067_J10) ha una velocità di $238.1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e $222.7 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ rispettivamente nel setup HR11 e HR18. Questa differenza di velocità si può imputare a una possibile binarietà di questa stella. Per questo motivo è stata esclusa dalla successiva parte dell'analisi sulle velocità, ma non dalle analisi chimiche;
- 2 stelle (248374_M10 e 28044_J10) hanno dei valori di velocità nel setup HR18 pari a 38.7 e $24.3 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, in contrasto con i valori medi di velocità delle altre stelle. Per questi valori le probabilità di cross-correlazione erano inferiori a 0.5 e quindi poco affidabili come misura di RV; per questo motivo sono state escluse.

Inoltre, ci sono alcune stelle che compaiono solo in un setup, 2 in HR11 e 3 in HR18, e perciò non vengono incluse. Questo è dovuto al fatto che GIRAFFE è costituito da due plate indipendenti dove sono distribuiti due set di fibre e le osservazioni di una configurazione non sono necessariamente fatte con lo stesso plate. Quando si cambia plate ci possono essere alcune fibre che non sono operative e quindi alcune stelle che sono state osservate con un setup non vengono osservate con l'altro.

La figura 3.3 mostra il confronto tra le RVs ottenute dai due setup per le stelle di ogni configurazione.

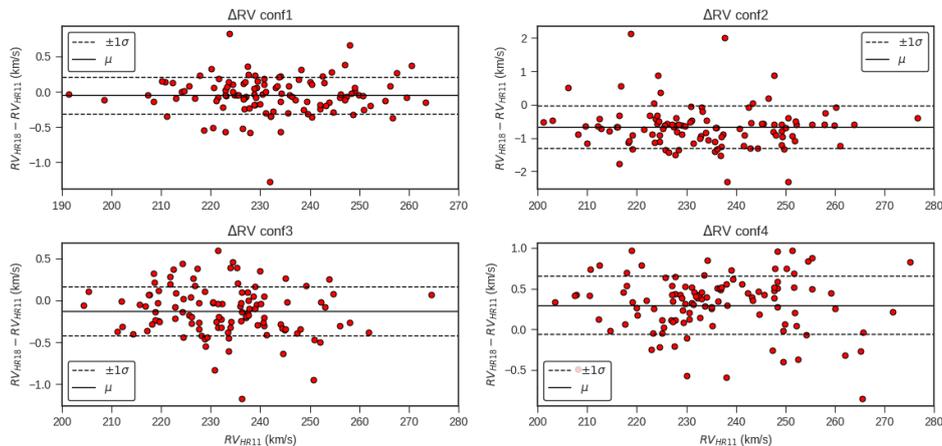


Figura 3.3: Grafico delle differenze di velocità tra il setup HR11 e HR18 per le stelle nelle 4 configurazioni. Per la configurazione 1 si hanno 112 stelle su 112, la media è $-0.05 \pm 0.26 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$; per la configurazione 2 si hanno 107 stelle su 111, la media è $-0.67 \pm 0.65 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$; per la configurazione 3 si hanno 111 stelle su 114, la media è $-0.12 \pm 0.29 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$; per la configurazione 4 si hanno 112 stelle su 113, la media è $0.30 \pm 0.36 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$

Dato che le stelle osservate sono le stesse in ogni setup, ci si aspetta che la media delle differenze di velocità sia $0 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ (entro le incertezze).

Per evitare di includere eventuali zero-point dovuti alla calibrazione in lunghezza d'onda, gli spettri di entrambi i setup sono stati corretti per i valori delle velocità dei rispettivi mastersky, che in linea teorica dovrebbero essere esattamente a $0 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

È stata calcolata la RV del mastersky in HR18, che è l'unico che presenta delle righe di emissione del cielo. Si nota che in HR18 uno shift di un pixel corrisponde a $1.95 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ alla lunghezza d'onda centrale, mentre in HR11 corrisponde a $2.62 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Per ogni configurazione è stata calcolata la velocità del mastersky in HR18, usando come template uno spettro di cielo esattamente a $0 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. La velocità dei mastersky non era $0 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, ma presentava offset di circa $-1.3 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ in tutte e 4 le configurazioni. Queste velocità sono state applicate con il segno opposto a tutte quelle degli spettri osservati in HR18 per correggere gli offset in calibrazione in lunghezza d'onda in questo setup.

Dopo aver fatto questo lavoro è stata misurata la differenza delle velocità tra

HR18 e HR11 ed è stata calcolata la media. Il valore risultante si può assumere che sia dovuto a un offset nella calibrazione degli spettri nel setup HR11 ed è stato applicato, sempre con il segno opposto, a tutte le velocità degli spettri in HR11. Questo è un modo indiretto per correggere gli offset di calibrazione in lunghezza d'onda in HR11 poiché i mastersky in questo setup non presentano righe in emissione con cui calcolare le RVs.

In questa maniera la media delle differenze di velocità tra HR18 e HR11 risulta $0 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

Nella tabella 3.1 viene mostrata la RV media di ω Centauri, ottenuta per ogni configurazione e per ogni setup; nell'ultima riga viene mostrato, per confronto, il valore ottenuto da [Baumgardt and Hilker \(2018\)](#).

Configurazione #	Setup <i>HR</i>	RV $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$	σ $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$
1	11	233.5 ± 1.27	13.4
	18	233.5 ± 1.27	13.4
2	11	234.0 ± 1.39	14.6
	18	234.0 ± 1.38	14.5
3	11	234.1 ± 1.15	12.3
	18	234.1 ± 1.14	12.2
4	11	236.8 ± 1.42	15.1
	18	236.8 ± 1.42	15.1
#	#	232.7 ± 0.20	17.6

Tabella 3.1: Media delle RVs per ogni configurazione sia nel setup HR11 che HR18. Nell'ultima riga viene mostrato il valore medio ottenuto da [Baumgardt and Hilker \(2018\)](#).

Con questo lavoro è stato verificato che tutte le stelle selezionate per questo studio sono appartenenti a ω Centauri e sono state applicate le correzioni, in maniera diretta e indiretta, dovute a offset nella calibrazione in lunghezza d'onda. Anche le 8 stelle non incluse in questi grafici sono appartenenti all'ammasso poiché le loro RVs sono in accordo con il valore medio di ω Centauri; a queste sono state applicate le correzioni sulle RVs ricavate nei passaggi precedenti.

Capitolo 4

Analisi chimica

In questo capitolo verranno discussi tutti i passaggi dell'analisi chimica delle selezionate per questo studio. Il primo passaggio è stato il calcolo degli spettri sintetici, necessari per fare la selezione delle righe da analizzare; quest'operazione è stata fatta tramite il codice SYNTH (Sbordone et al. 2004, Kurucz 2005). I modelli di atmosfera utilizzati per il calcolo degli spettri sintetici sono stati calcolati grazie al codice ATLAS9. La selezione delle righe è stata fatta con il programma SLINE, attraverso il confronto tra alcuni spettri dei targets e i sintetici calcolati con i parametri atmosferici (T_{eff} , $\log g$, etc) rappresentativi degli spettri in questione.

Una volta selezionate le righe sono state calcolate le loro equivalent widths (EWs) tramite DAOSPEC (Stetson and Pancino 2008). Il calcolo è stato eseguito attraverso il wrapper 4DAO (Mucciarelli 2013) che esegue in maniera automatica DAOSPEC.

Infine, le abbondanze chimiche degli elementi sono state ricavate dal confronto delle EWs osservate con quelle teoriche; questo passaggio è stato eseguito tramite il codice GALA (Mucciarelli et al. 2013).

4.1 Parametri atmosferici: temperatura

Uno dei parametri fisici fondamentali per l'analisi è la temperatura superficiale o effettiva di una stella (T_{eff}). Questa è stata derivata dalla relazione colore-temperatura di Mucciarelli et al. (2021); questa relazione si basa sull'InfraRed Flux Method (Blackwell et al. 1990, González Hernández and Bonifacio 2009) che è stato esteso ai colori GAIA e GAIA-2MASS ($BP - RP$)₀, ($BP - G$)₀, ($G - RP$)₀, ($G - K_s$)₀, ($BP - K_s$)₀ e ($RP - K_s$)₀.

Il valore di eccesso di colore o reddening è necessario per calcolare il colore dearrossato; è stato usato $E(B - V) = 0.12$ (Harris 2010).

La temperatura si ottiene dalla relazione polinomiale che lega il colore al parametro θ_{eff} , definito come $5040/T_{eff}$. Tali relazioni hanno una dipendenza dalla metallicità $[Fe/H]$.

$$\theta_{eff} = b_0 + b_1 \cdot C + b_2 \cdot C^2 + b_3 \cdot [Fe/H] + b_4 \cdot [Fe/H]^2 + b_5 \cdot [Fe/H] \cdot C \quad (4.1)$$

C rappresenta il colore scelto per il calcolo della temperatura, mentre i b_i sono i coefficienti della relazione e variano in base al colore C e alla tipologia di stella studiata, gigante o nana. In questo caso le stelle studiate sono tutte giganti rosse. I parametri per i diversi colori GAIA sono riportati in tabella 4.1

	b_0	b_1	b_2	b_3	b_4	b_5
$(BP - RP)_0$	0.5323	0.4775	-0.0344	-0.0110	-0.0020	-0.0009
$(BP - G)_0$	0.5701	1.1188	-0.3710	-0.0236	-0.0039	0.0070
$(G - RP)_0$	0.5472	0.5914	0.2347	-0.0119	-0.0012	0.0060
$(BP - K_s)_0$	0.5668	0.1890	-0.0017	0.0065	-0.0008	-0.0045
$(RP - K_s)_0$	0.5774	0.3637	-0.0226	0.0346	0.0007	-0.0221
$(G - K_s)_0$	0.5569	0.2436	-0.0035	0.0211	0.0007	-0.0089

Tabella 4.1: Coefficienti b_i utilizzati per derivare θ_{eff} per ogni colore GAIA e GAIA-2MASS (Mucciarelli et al. 2021).

L'obiettivo è determinare il colore che fornisce la miglior temperatura possibile; per questo motivo sono state calcolate le temperature con tutti e 6 i colori a disposizione e tra queste si è scelta la migliore.

Prima di procedere al calcolo delle temperature le magnitudini osservate sono state corrette per l'estinzione, che tiene conto della quantità di polvere presente lungo la linea di vista.

I coefficienti di estinzione per correggere le magnitudini GAIA sono stati calcolati utilizzando la procedura iterativa descritta da Gaia Collaboration et al. (2018), calcolando per ogni magnitudine Gaia X il termine:

$$k_X = c_1 + c_2 \cdot (BP - RP)_0 + c_3 \cdot (BP - RP)_0^2 + c_4 \cdot (BP - RP)_0^3 + c_5 \cdot A_0 + c_6 \cdot A_0^2 + c_7 \cdot (BP - RP)_0 \cdot A_0 \quad (4.2)$$

dove i c_i sono i coefficienti della correzione e variano in base alla magnitudine, $A_0 = 3.1 \cdot E(B - V)$ e $(BP - RP)_0$ è il colore dearrossato. Quindi la correzione si ottiene tramite un processo iterativo dove nel primo passaggio viene assunto come intrinseco il colore osservato.

Solitamente in meno di 10 iterazioni si converge al valore di correzione.

	c_1	c_2	c_3	c_4	c_5	c_6	c_7
k_G	0.9761	-0.1704	0.0086	0.0011	-0.0438	0.0013	0.0099
k_{BP}	1.1517	-0.0871	-0.0333	0.0173	-0.0230	0.0006	0.0043
k_{RP}	0.6104	-0.0170	-0.0026	-0.0017	-0.0078	0.00005	0.0006

Tabella 4.2: Parametri usati per derivare i coefficienti di estinzione GAIA per ognuna delle magnitudini (Gaia Collaboration et al. 2018).

Una volta derivati i coefficienti di estinzione le magnitudini dearrossate sono state calcolate come segue:

$$X_0^{GAIA} = X^{GAIA} - k_X 3.1 E(B - V) \quad (4.3)$$

4.1. PARAMETRI ATMOSFERICI: TEMPERATURA

Per quanto riguarda la magnitudine K_s questa è stata corretta attraverso la seguente formula:

$$K_0 = K_s - A_K = K_s - R_K \cdot E(B - V) \quad (4.4)$$

dove $R_K = 0.350$ rappresenta il rapporto tra estinzione totale e selettiva (McCall 2004) ed è noto anche come coefficiente di estinzione.

Una volta corrette le magnitudini sono stati calcolati i colori intrinseci delle stelle e dall'equazione 4.1 sono state calcolate le temperature. Si è scelto di usare la temperatura ricavata dal colore $(BP - RP)_0$, ma sono stati fatti dei controlli sulle temperature derivate dagli altri colori e sugli errori fotometrici per verificare che quella scelta fosse la temperatura più stabile.

Come riferimento è stata scelta la temperatura ricavata da un colore GAIA puro che risulta essere più precisa rispetto a quella ricavata da un colore misto GAIA-2MASS, vista l'ottima qualità fotometrica delle magnitudini GAIA. La magnitudine K è infatti meno accurata rispetto a quelle GAIA dato che è stata ottenuta usando telescopi da terra. Tra i 3 colori GAIA a disposizione è stato usato $(BP - RP)_0$ in quanto è quello con la baseline maggiore e quindi dovrebbe essere quello più stabile.

Una volta calcolate le temperature, sono stati fatti i grafici delle differenze tra la temperatura ricavata da ogni colore e quella di riferimento, come si può vedere dalla figura 4.1.

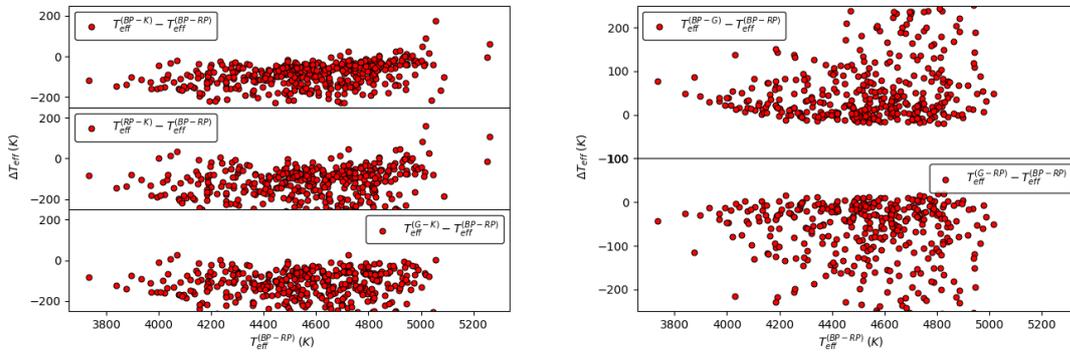


Figura 4.1: Differenze tra la temperatura ricavata dai diversi colori e quella ricavata dal colore $(BP - RP)_0$.

I valori assoluti delle differenze mediane tra le diverse temperature sono rispettivamente:

- 48 K per $T_{eff}^{(BP-G)} - T_{eff}^{(BP-RP)}$;
- 69 K per $T_{eff}^{(G-RP)} - T_{eff}^{(BP-RP)}$;
- 79 K per $T_{eff}^{(BP-K)} - T_{eff}^{(BP-RP)}$;
- 114 K per $T_{eff}^{(RP-K)} - T_{eff}^{(BP-RP)}$;

- 119 K per $T_{eff}^{(G-K)} - T_{eff}^{(BP-RP)}$.

Solo per poche stelle le temperature da diversi colori hanno differenze maggiori di 500 K, indicando errori in magnitudini di alcune stelle individuali.

Il generale accordo tra le temperature ricavate da diversi colori indica come i differenti diagnostici forniscano risultati consistenti.

Dopo aver calcolato gli errori sui colori come somma in quadratura degli errori sulle magnitudini sono state calcolate nuovamente le temperature usando come colore:

$$colore_{nuovo} = colore_{vecchio} + \sigma$$

Una volta fatta questa operazione sono stati ricavati i grafici delle differenze tra la temperatura ricavata con il nuovo colore e quella ricavata con il colore iniziale.

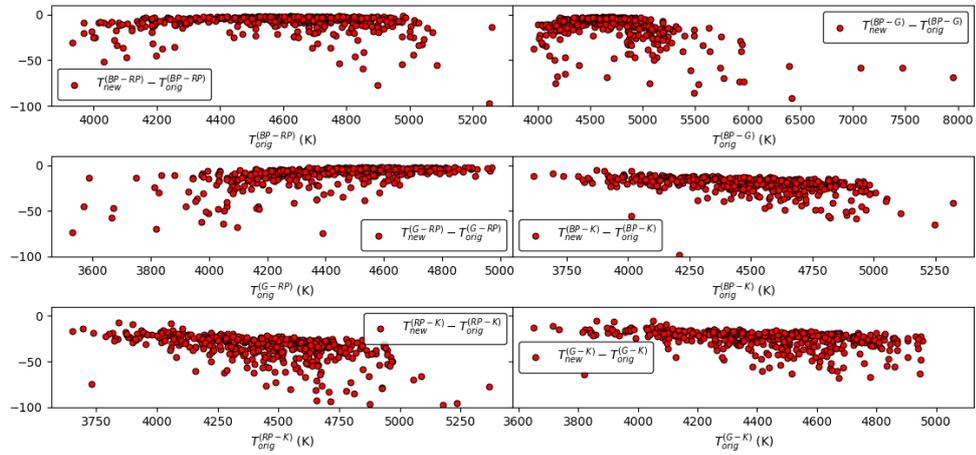


Figura 4.2: Differenza tra le temperature ottenute dal colore nuovo e quello iniziale.

Come si può notare dalla figura 4.2 la temperatura migliore sembra essere quella ottenuta dal colore $(BP - RP)_0$ in quanto non presenta trend in funzione della temperatura; inoltre, tra tutte è quella più accurata a livello fotometrico, cioè è quella che presenta l'errore più piccolo. C'è da notare però che anche le altre temperature hanno degli errori fotometrici piccoli, confermando la validità di tutti i diagnostici. I valori assoluti medi della differenza tra la temperatura ottenuta con il nuovo colore e quella ottenuta con il colore iniziale sono:

- 5 K per $T_{new}^{(BP-RP)} - T_{orig}^{(BP-RP)}$;
- 6 K per $T_{new}^{(G-RP)} - T_{orig}^{(G-RP)}$;
- 8 K per $T_{new}^{(BP-G)} - T_{orig}^{(BP-G)}$;
- 18 K per $T_{new}^{(BP-K)} - T_{orig}^{(BP-K)}$;
- 22 K per $T_{new}^{(G-K)} - T_{orig}^{(G-K)}$.

- 30 K per $T_{new}^{(RP-K)} - T_{orig}^{(RP-K)}$;

Questi test confermano la validità della scelta della temperatura ricavata dal colore $(BP - RP)_0$.

4.2 Parametri atmosferici: gravità

Un altro parametro stellare molto importante nell'analisi delle abbondanze chimiche è la gravità superficiale. Per calcolare la gravità si parte dalla seguente formula:

$$g = \frac{GM_\star}{R_\star^2} \quad (4.5)$$

dove G è la costante di gravitazione universale, M_\star è la massa della stella ed R_\star il suo raggio. Come valore di massa è stato assunto $0.8 M_\odot$ che è il valore tipico di massa al Turn-Off per gli ammassi globulari vecchi. Il raggio è stato ricavato dall'equazione di Stefan-Boltzmann:

$$\frac{1}{R_\star^2} = \frac{4\pi\sigma T^4}{L_\star} \quad (4.6)$$

dove σ è la costante di Stefan-Boltzmann ed L la luminosità bolometrica della stella, che può essere ricavata a sua volta dalla magnitudine bolometrica:

$$M_\star^{bol} - M_\odot^{bol} = -2.5 \log\left(\frac{L_\star}{L_\odot}\right) \quad (4.7)$$

dove $M_\odot^{bol} = 4.74$ è la magnitudine bolometrica del sole ed $L_\odot = 3.823 \cdot 10^{33} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}$ la sua luminosità. Per quanto riguarda M_\star^{bol} questa può essere ottenuta dalla seguente formula:

$$M_{bol} = M_i + BC_i \quad (4.8)$$

dove BC_i è la correzione bolometrica per una data banda di osservazione ed M_i la magnitudine assoluta in quella data banda; questa a sua volta è uguale :

$$M_i = m_i - DM_0 \quad (4.9)$$

dove m_i è la magnitudine apparente in quella banda e DM_0 il modulo di distanza vero. Per ω Centauri $DM_0 = 13.70 \pm 0.06$ (Del Principe et al. 2006). Si ottiene quindi:

$$M_{bol} = m_i - DM_0 + BC_i \quad (4.10)$$

dall'equazione 4.7 si può ricavare $\log L_\star$:

$$\log L_\star = -0.4(m_i - DM_0 + BC_i - 2.5 \log L_\odot - M_\odot^{bol}) \quad (4.11)$$

ritornando all'equazione 4.5, facendone il logaritmo e sostituendo per le equazioni che sono state ricavate, si ottiene:

$$\begin{aligned} \log g = \log\left(\frac{4\pi\sigma GT^4 M_\star}{L_\star}\right) &= \log(4\pi\sigma G) + \log M_\star + 4 \log T - \log L_\star = \\ &C + \log M_\star + 4 \log T + 0.4(m_i - DM_0 + BC_i - B) \end{aligned} \quad (4.12)$$

dove $C = \log(4\pi\sigma G)$ e $B = 2.5 \log L_{\odot} + M_{\odot}^{bol}$. Per calcolare $\log g$ è stato deciso di usare le magnitudini in banda G.

La correzione bolometrica per la banda G dipende dalla temperatura della stella e ha la seguente formula (Andrae et al. 2018):

$$BC_G(T_{eff}) = \sum_{i=0}^4 a_i (T_{eff} - T_{eff,\odot})^i \quad (4.13)$$

i coefficienti a_i variano in base alla temperatura considerata e sono riportati in tabella 4.3.

	BC_G	BC_G
	3300-4000 K	4000-8000 K
a_0	1.749	$6.000 \cdot 10^{-2}$
a_1	$1.977 \cdot 10^{-3}$	$6.731 \cdot 10^{-5}$
a_2	$3.737 \cdot 10^{-7}$	$-6.647 \cdot 10^{-8}$
a_3	$-8.966 \cdot 10^{-11}$	$2.859 \cdot 10^{-11}$
a_4	$-4.183 \cdot 10^{-14}$	$-7.197 \cdot 10^{-15}$

Tabella 4.3: Coefficienti a_i utilizzati per calcolare la correzione bolometrica per la magnitudine GAIA G (Andrae et al. 2018).

La figura 4.3 mostra la disposizione dei targets nel diagramma $T_{eff} - \log g$ e che sono stati utilizzati per la successiva analisi chimica.

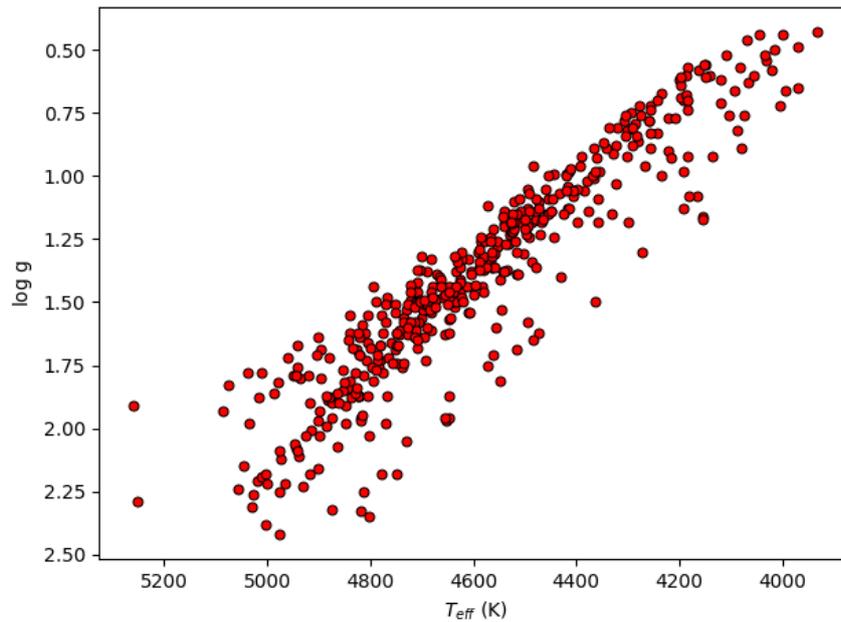


Figura 4.3: Diagramma del logaritmo della gravità superficiale delle stelle analizzate in funzione della loro temperatura effettiva.

4.3 Parametri atmosferici: velocità di microturbolenza

Un altro parametro importante ai fini dell'analisi è la velocità di microturbolenza. Questa velocità viene aggiunta in quadratura alla velocità Doppler e serve per spiegare l'allargamento delle righe di forte intensità. Si era visto, infatti, che la curva di crescita teorica nella parte piatta era sempre più bassa di quella osservata. Quindi alle righe intense mancava un allargamento dovuto alla trattazione limitata che si ha della convezione, che viene trattata tramite modelli monodimensionali e statici quando in realtà è un meccanismo tridimensionale e dipendente dal tempo. Si è deciso allora di aggiungere un fattore correttivo per tenere conto di questo allargamento che la teoria non era in grado di spiegare. Per le giganti solitamente $v_t \sim 1.5 - 2 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, mentre per stelle nane $v_t \sim 1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

Il metodo generale per calcolare la velocità di microturbolenza consiste nel determinare la slope tra le abbondanze delle righe di Fe (in quanto è l'elemento per cui si hanno più transizioni) e l'equivalent width ridotta (EWR) definita come $EWR = \log(EW/\lambda)$. Una slope nulla è indice di una buona stima di v_t , una slope positiva indica che il valore scelto di v_t è troppo basso, mentre una slope negativa indica che il valore scelto è troppo elevato. Per poter effettuare questo tipo di stima è necessario un elevato numero di righe di Fe (almeno 40-50), distribuite su un grande range di EWs.

Dato che in questo studio il numero di righe di Fe era inferiore a 40 si è deciso di non utilizzare questo metodo, per evitare che i valori di v_t fossero soggetti a fluttuazioni dovute al basso numero di righe di Fe disponibili, ma di usare una relazione empirica che lega $\log g$ a v_t (Kirby et al. 2009). Tale relazione è stata ottenuta per stelle la cui v_t era stata ricavata precedentemente con il metodo classico.

$$v_t = (2.13 \pm 0.05) - (0.23 \pm 0.03) \cdot \log g \quad (4.14)$$

4.4 Selezione delle righe

Il passaggio successivo è stato quello della selezione di una lista di righe di assorbimento che non risentissero di contaminazione da altre righe e che fossero quindi adeguate per derivare le abbondanze chimiche. Le righe sono state selezionate grazie al programma SLINE attraverso il confronto tra alcuni spettri osservati e alcuni spettri sintetici, calcolati con i parametri atmosferici rappresentativi delle stelle scelte.

Le righe scelte devono essere isolate o comunque in blend dove una delle righe è molto più forte dell'altra, poiché la presenza di blend non ben risolti non permette una corretta stima dell'abbondanza chimica; inoltre, queste devono trovarsi in una parte della curva di crescita dove la riga non è satura, poiché righe sature sono meno sensibili (o talvolta totalmente insensibili) alle variazioni dell'abbondanza chimica.

Per calcolare gli spettri sintetici è stato usato il programma SYNTH (Sbordone

et al. 2004, Kurucz 2005) che calcola il flusso emergente dalla fotosfera adottando un modello di atmosfera che descriva le proprietà termodinamiche del gas fotosferico e considerando tutte le transizioni atomiche e molecolari che possono assorbire il flusso del continuo. I modelli di atmosfera sono stati ottenuti col codice ATLAS9 (Castelli and Kurucz 2003), assumendo l'equilibrio termodinamico locale, usando una composizione α enhanced ($[\alpha/Fe] = +0.4$ dex) per le funzioni di distribuzione di opacità (ODF), una struttura a strati piani paralleli con l'opacità di Rosseland $\log \tau_{Ross}$ che va da -6.875 fino a +2.000 a step di $\Delta \log \tau_{Ross} = 0.125$.

Gli input principali necessari al codice SYNTHÈ per poter creare uno spettro sintetico sono i seguenti:

- temperatura e logaritmo della gravità superficiale della stella;
- mistura chimica, ovvero l'abbondanza $[X/H]$ dove con X si indicano i singoli metalli;
- un parametro che indica se il sintetico calcolato è α solare (1) o enhanced (2). Nel caso venga fornito il valore 2 tutti gli elementi α avranno un'abbondanza $[\alpha/Fe] = +0.4$;
- la velocità di microturbolenza;
- un file contenente l'elenco di tutti i file con le liste di righe atomiche e molecolari¹;
- gli estremi in cui calcolare lo spettro sintetico e la risoluzione spettrale;
- una eventuale velocità di rotazione della stella.

Per le osservazioni sono stati calcolati 9 spettri sintetici per poter fare la selezione delle righe nella maniera più corretta possibile. Il livello di blending tra le righe dipende principalmente da temperatura e metallicità. Inizialmente sono stati calcolati 3 spettri sintetici in 3 range di temperatura: la lista ottenuta dal primo spettro sintetico è stata associata a tutte le stelle con $T_{eff} < 4250 K$, quella ottenuta dal secondo a tutte le stelle con $4250 K < T_{eff} < 4750 K$ e quella ottenuta dall'ultimo alle stelle con $T_{eff} > 4750 K$.

Dopo aver ottenuto una prima stima della metallicità, le liste di righe sono state rifinite ulteriormente, calcolando 3 spettri sintetici con 3 diverse metallicità all'interno di ogni range di temperatura. In questo modo è stata associata ad ogni stella una corretta lista di righe, in funzione della sua temperatura e metallicità. Le liste di righe ottenute contengono alcune informazioni riguardanti le transizioni come la loro lunghezza d'onda a riposo, $\log gf$ (valore della forza dell'oscillatore armonico), potenziale di eccitazione e il numero atomico dell'elemento.

In figura 4.4 viene mostrato il funzionamento di SLINE per l'identificazione delle righe tramite il confronto di uno spettro sintetico e quello di uno dei targets scelti

¹I dati relativi a tutte le transizioni possibili sono stati presi dal database di Kurucz/Castelli e sono consultabili al seguente sito: <https://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/linelists.html>

4.4. SELEZIONE DELLE RIGHE

per questo studio. In nero è mostrato lo spettro di una stella, in rosso lo spettro sintetico calcolato usando tutte le transizioni atomiche e molecolari note.

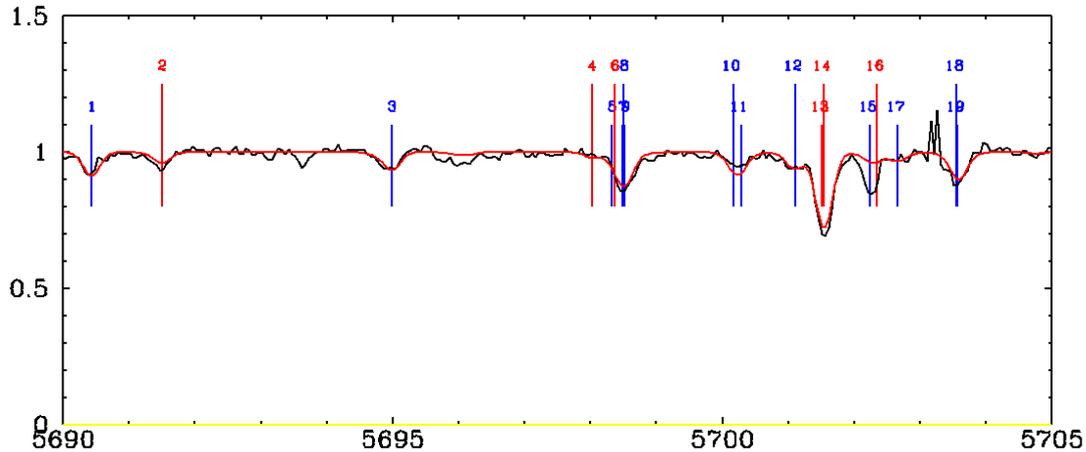


Figura 4.4: Funzionamento di SLINE. In nero è mostrato lo spettro della stella, mentre in rosso quello sintetico. I numeri indicano le diverse righe individuate in quella finestra spettrale; in rosso sono indicate le righe di FeI, in blu tutte le altre.

Durante la selezione delle righe è stato notato che nelle liste di righe l'assorbimento di K non è dovuto ad una singola transizione, ma ad una serie di transizioni iperfini. Facendo un confronto tra spettri sintetici calcolati rispettivamente con una lista di righe, dove l'assorbimento di K è generato da una singola transizione, e una seconda lista dove invece la riga è dovuta alla somma delle transizioni iperfini si nota che il profilo della riga non cambia significativamente. È presente solo un piccolo offset nel baricentro della riga che però è totalmente trascurabile. Questo permette di ignorare la struttura iperfine e di trattare la riga come se fosse generata da una singola transizione, semplificando la procedura di calcolo delle abbondanze chimiche. In questa maniera il calcolo delle abbondanze si può eseguire attraverso l'analisi dell'EW, evitando di passare attraverso la spettrosintesi che da un punto di vista computazionale porta via un maggiore quantitativo di tempo.

In figura 4.5 vengono mostrati diversi spettri sintetici calcolati con liste dove la riga di K è generata da una sola transizione (in rosso) e dove invece è dovuta alla struttura iperfine (in nero).

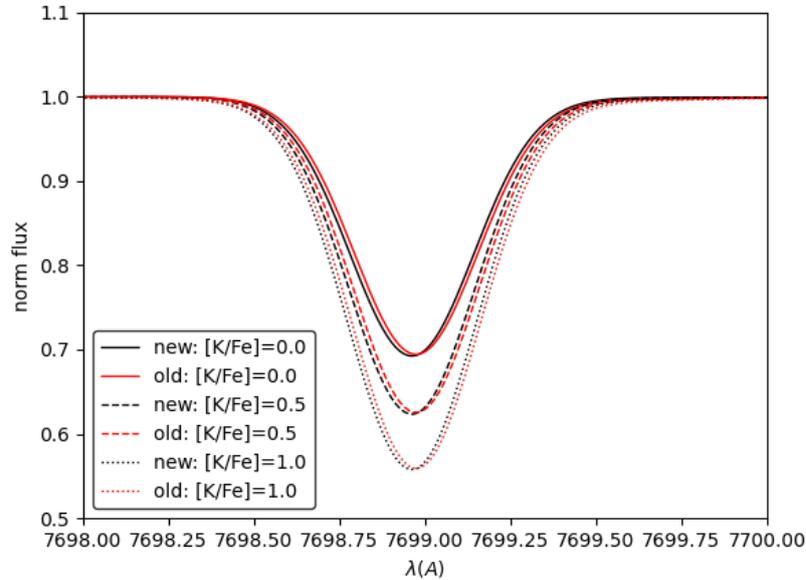


Figura 4.5: Spettri sintetici calcolati attorno alla riga di K. Dalla linea continua a quella punteggiata l'abbondanza $[K/Fe]$ aumenta da 0.0 a +1.0 dex.

Lo stesso discorso è stato applicato alle transizioni di Na a 5682 Å e 5688 Å. Anche in questo caso le transizioni iperfini che generano le righe si possono trascurare e si può assumere che le righe siano generate da una sola transizione.

4.5 Misura delle Equivalent Widths

Una volta create tutte le liste di righe sono state calcolate le loro EWs. L'EW indica l'intensità di una riga di assorbimento e si definisce come la larghezza, espressa in Å, di un rettangolo che ha la stessa area della riga considerata. A livello teorico si calcola nella seguente maniera:

$$W_\lambda = \int_{-\infty}^{+\infty} \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (4.15)$$

dove F_c è il flusso del continuo, normalizzato a 1, ed F_λ il flusso della riga. Per calcolare le EWs è stato usato DAOSPEC (Stetson and Pancino 2008), eseguito attraverso il wrapper 4DAO (Mucciarelli 2013). Questo programma normalizza lo spettro grazie a un fit fatto con un polinomio di Legendre, identifica automaticamente tutte le righe di assorbimento presenti nello spettro, calcola le loro EWs e RVs e infine identifica le righe presenti nella lista fornita in input.

4.5.1 DAOSPEC

DAOSPEC è un codice FORTRAN sviluppato per misurare le EWs delle righe di assorbimento presenti negli spettri delle stelle (Stetson and Pancino 2008). Per poter funzionare correttamente il programma ha bisogno di (1) uno spettro, (2)

una lista di righe associata a quest'ultimo e (3) una serie di parametri di configurazione come il range di lunghezze d'onda di interesse, il valore della FWHM che può essere fissata all'inizio dell'esecuzione del programma o può variare in base ai residui dello spettro, e l'ordine del polinomio necessario per la normalizzazione del continuo.

Il programma lavora nella seguente maniera:

- viene effettuata una prima determinazione del continuo attraverso un fit con l'aiuto del polinomio di Legendre, il cui ordine è stato scelto all'inizio. Vengono poi identificate tutte le righe di assorbimento presenti nello spettro, attraverso un fit gaussiano;
- viene fatta una prima correlazione tra le righe identificate e quelle presenti nella lista fornita in input con le lunghezze d'onda di laboratorio, in modo da fornire una stima preliminare della velocità radiale. Quest'ultima è calcolata tramite l'effetto Doppler, prendendo lo spostamento in λ che corrisponde al maggior numero di righe riconosciute;
- viene eseguito il loop principale:
 - le righe riconosciute vengono sottratte provvisoriamente dallo spettro e i residui rimanenti sono usati per rifinire la normalizzazione del continuo;
 - con il nuovo spettro normalizzato vengono rideterminati i centroidi e le intensità di ogni riga, così come il valore della FWHM;
 - il processo è ripetuto 5 volte.
- alla fine del loop, viene fatto un confronto tra le righe presenti nello spettro e quelle presenti nella lista di input, e per ogni riga è determinata la RV e la sua deviazione standard. Successivamente, attraverso un algoritmo di σ -clipping viene determinata la RV finale della stella e vengono rigettate le righe con una RV discrepante;
- le EWs sono calcolate attraverso i parametri delle righe identificate e le incertezze vengono determinate dai residui rimanenti nello spettro;
- gli output del codice sono dei file contenenti il valore della FWHM, la RV stimata per la stella e l'errore associato, il numero di righe usate per calcolare la RV e i valori delle EWs per ogni riga identificata. In maniera opzionale, è possibile ottenere 2 spettri, uno contenente il modello del continuo usato per normalizzare lo spettro e l'altro contenente lo spettro dei residui.

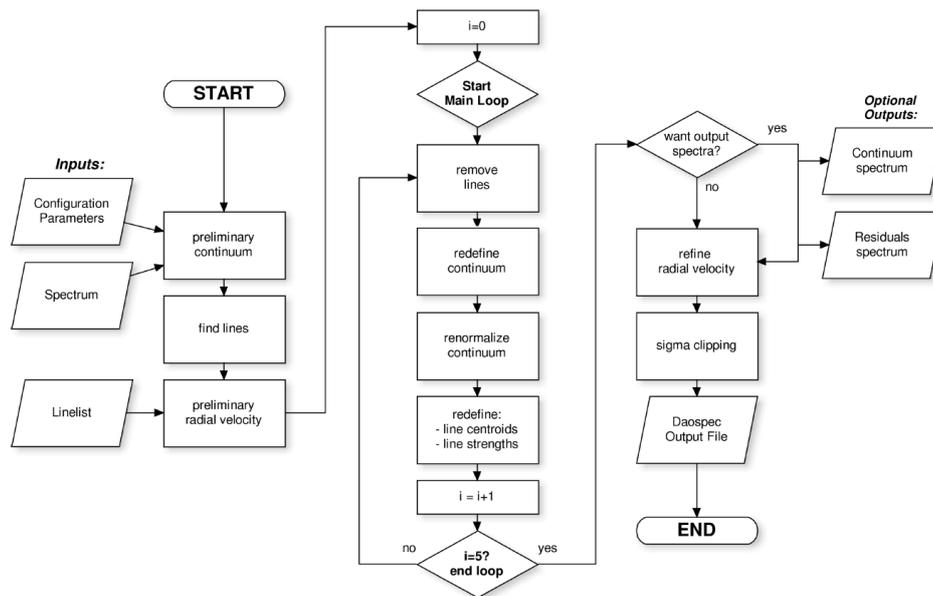


Figura 4.6: Diagramma di flusso per il funzionamento di Daospec (Stetson and Pancino 2008).

4.5.2 4DAO

4DAO è un codice FORTRAN sviluppato per eseguire in maniera automatica DAOSPEC, per un grande numero di spettri (Mucciarelli 2013). Gli obiettivi principali di 4DAO sono:

- permettere un'analisi a cascata di una lista di spettri forniti in input, scrivendo in modo automatico gli input necessari a DAOSPEC e gestendo i suoi file di output;
- ottimizzare alcuni parametri spettrali usati da DAOSPEC durante la misura delle EWs, in particolare la FWHM;
- mascherare alcune regioni spettrali (bande telluriche, righe del mezzo interstellare, ecc.) che possono introdurre degli errori durante la misurazione delle EWs;
- fornire gli strumenti grafici adatti per valutare la correttezza delle soluzioni, in particolar modo dei fit gaussiani di ogni riga;
- fornire gli spettri normalizzati e corretti per le velocità radiali.

La figura 4.7 mostra due fit gaussiani calcolati da 4DAO. In rosso è mostrata una riga che è stata identificata dal programma e per la quale sono state calcolate RV ed EW, in blu è mostrata una riga rigettata dal programma.

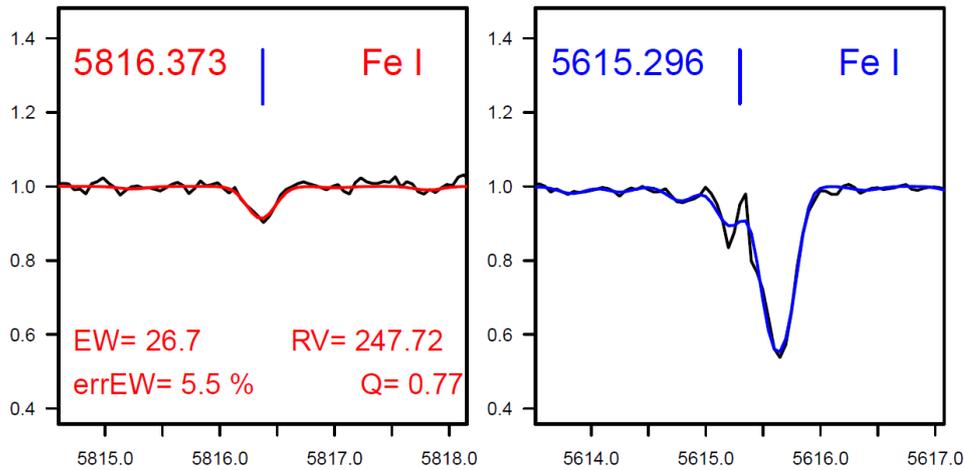


Figura 4.7: Fit gaussiani di due righe per la stella 31141_J10. In rosso è indicata la riga riconosciuta dal programma, mentre in blu quella rigettata.

4.6 Abbondanze chimiche

Una volta calcolate le EWs delle righe selezionate vengono derivate le abbondanze chimiche degli elementi. Come accennato a inizio capitolo, le abbondanze sono state ricavate dal confronto tra le EWs misurate e quelle teoriche, che vengono calcolate tramite integrazione su un profilo teorico ottenuto assumendo una certa abbondanza chimica. L'abbondanza chimica viene successivamente variata fino ad ottenere un buon accordo tra l'EW misurata e quella teorica.

Si ricorda che l'EW di una transizione è direttamente legata all'abbondanza chimica della specie che crea tale riga. Tale relazione è detta curva di crescita (cog). In una cog sono presenti 3 regimi:

- regime lineare: in questa fase l'EW cresce linearmente con l'abbondanza dell'elemento. In questo regime il core della riga domina e si ha che all'aumentare dell'abbondanza la riga diventa più profonda, mantenendo un profilo pressoché gaussiano fino alla saturazione della riga.

$$EW \propto N_a \quad \text{con } N_a \text{ numero di atomi che producono la riga}$$

- regime piatto: in questa fase il core della riga è saturo e il contributo delle ali è trascurabile; perciò, all'aumentare dell'abbondanza la sua EW aumenta molto lentamente.

$$EW \propto \sqrt{\log N_a}$$

- regime di smorzamento: in questa fase il contributo delle ali non è più trascurabile. In questo regime il profilo della riga è descritto dal profilo di Voigt, che tiene conto del contributo gaussiano del core e lorentziano delle ali.

$$EW \propto N_a^{1/2}$$

Quindi per poter avere una corretta stima dell'abbondanza di un dato elemento chimico, le sue righe devono trovarsi nella parte lineare della sua cog. Le abbondanze chimiche sono state calcolate grazie al codice GALA (Mucciarelli et al. 2013).

4.6.1 GALA

GALA è un codice FORTRAN sviluppato per derivare in maniera automatica i parametri atmosferici (temperatura, gravità, velocità di microturbolenza e metallicità globale) e le abbondanze chimiche di ogni singola specie all'interno di uno spettro, usando le EWs delle righe metalliche.

Le abbondanze delle righe spettrali sono calcolate usando il codice WIDTH9 (Kurucz 2005). GALA è pensato per ottenere il miglior modello di atmosfera attraverso l'ottimizzazione di tutti i parametri atmosferici, dopo aver rigettato le righe discrepanti. Il codice è in grado di lavorare con i modelli di atmosfera ATLAS9 (Castelli and Kurucz 2003) e MARCS (Gustafsson et al. 2008) che sono i modelli più popolari.

GALA calcola l'abbondanza di ogni riga di assorbimento, che si assume essere isolata, attraverso il confronto dell'EW misurata e quella teorica ricavata dalla curva di crescita di quell'elemento. L'abbondanza chimica viene variata in modo iterativo, finché l'EW misurata e quella teorica non coincidono entro un certo intervallo di convergenza.

Per poter lavorare correttamente GALA ha bisogno di alcuni file in input:

- un file di configurazione dei parametri, che viene usato da GALA per eseguire le analisi;
- una lista di stelle da analizzare, con i loro parametri atmosferici di input e alcuni criteri per l'esclusione delle righe (opzionale);
- un file per ogni stella, contenente la lista delle righe misurate, i loro parametri atmosferici e le EWs con l'errore associato. Tale file è prodotto da 4DAO in un formato .in.

Esclusione delle righe discrepanti

L'identificazione e l'esclusione delle righe con abbondanze discrepanti sono punti cruciali della procedura di analisi. I motivi per cui una riga può dare un'abbondanza discrepante sono i seguenti:

- dati atomici imprecisi (ad esempio la forza dell'oscillatore) possono portare a stime inaccurate dell'abbondanza;
- blend non riconosciuti con altre righe portano ad una sovrastima sistematica dell'abbondanza;
- misure inaccurate dell'EW.

I primi due casi possono essere parzialmente risolti, cercando di includere solo le transizioni con un $\log gf$ accurato e verificando che in ogni transizione non ci siano blend, in base ai parametri atmosferici e alla risoluzione spettrale, come è stato descritto in sezione 4.4.

GALA esclude possibili righe discrepanti secondo i seguenti criteri:

- le righe più forti o più deboli di un certo valore di EWR fornito in input vengono rigettate. Le righe troppo deboli possono essere influenzate dal rumore, mentre le righe troppo forti possono essere troppo sensibili alle variazioni di v_t o avere profili non gaussiani a causa dell'allargamento sulle ali;
- le righe la cui incertezza, espressa in percentuale, sulla misura dell'EW è maggiore di un certo valore di input vengono escluse;
- le righe sono escluse in base alla loro distanza dalla linea di best fit, calcolata sui piani $A(Fe) - \chi$ e $A(Fe) - EWR$, attraverso un algoritmo di σ rejection.

Un punto importante sull'esclusione delle righe è che questa non viene fatta in modo indipendente a ogni iterazione del codice, ma solo all'inizio di ogni blocco di lavoro. Questo permette di usare lo stesso campione di righe durante il processo di ottimizzazione, evitando il rischio di introdurre trend spuri nel comportamento dell'ottimizzazione di un dato parametro.

Approccio di lavoro

GALA è stato sviluppato per effettuare, in maniera automatica, una analisi chimica basata sulle EWs. È possibile scegliere se eseguire un'ottimizzazione totalmente spettroscopica dei parametri atmosferici o se ottimizzare solo alcuni di essi, mantenendo gli altri fissi ai valori di input.

In questa analisi i valori di T_{eff} e $\log g$ sono stati calcolati in maniera fotometrica, come descritto nelle sezioni 4.1 e 4.2. La velocità di microturbolenza è stata derivata dalla relazione di Kirby et al. (2009). Perciò, durante l'analisi effettuata con GALA, l'unico parametro atmosferico lasciato libero per essere ottimizzato è stato $[M/H]$.

Per $X = [M/H]$ viene considerato un parametro di ottimizzazione $C(X)$ che diventa 0 quando il miglior valore di X viene trovato. In questo modo $C(\tilde{X}) = 0$ identifica $\tilde{X} = X$ come il miglior valore per $[M/H]$.

I primi 3 parametri atmosferici sono stati fissati dalla fotometria e dalla relazione empirica per due motivi principali. Il primo motivo riguarda il fatto che i dati fotometrici a disposizione sono di elevata qualità e precisione, il secondo è legato invece alla presenza di poche righe di Fe. Questo può portare a stimare una slope sbagliata nei piani $A(Fe) - \chi$ e $A(Fe) - EWR$ (usati per stimare T_{eff} e v_t rispettivamente). Questa situazione è particolarmente evidente nella figura 4.8.

Dopo aver eseguito l'analisi per ogni stella, GALA fornisce in output anche la curva di crescita per ognuna delle righe analizzate, come mostrato in figura 4.9.

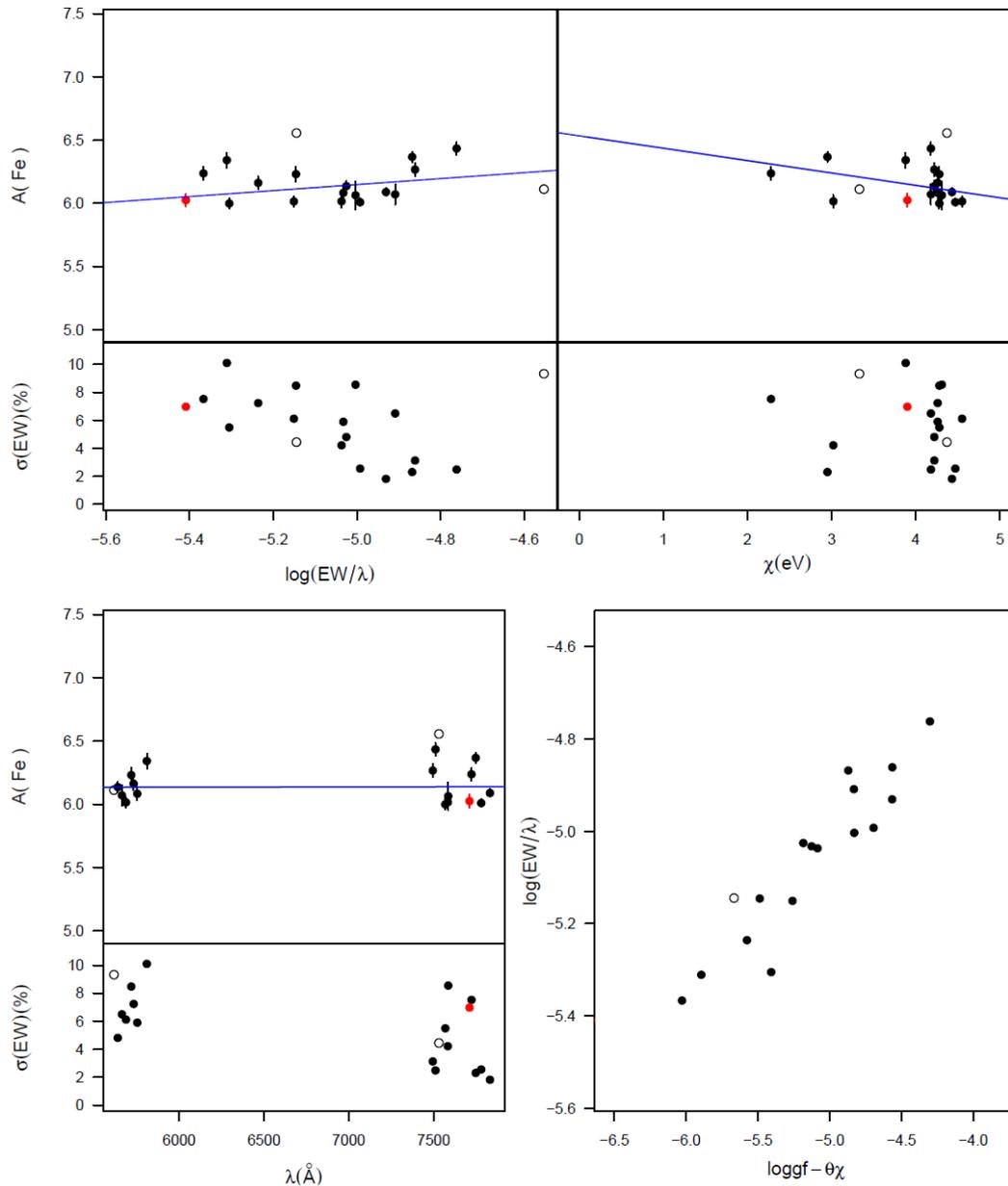


Figura 4.8: Output GALA per la stella 35124_J10. Nei due grafici in alto e in quello in basso a sinistra sono mostrati l'andamento dell'abbondanza di Fe in funzione di EWR, χ e λ rispettivamente. Nei grafici piccoli, invece, sono mostrati gli andamenti dell'errore sull'EW in funzione degli stessi parametri. In basso a destra è mostrata la curva di crescita empirica.

Le linee blu sono le linee di best fit, i punti neri rappresentano le righe utilizzate, quelli vuoti le righe escluse, mentre quelli rossi le righe di FeII.

4.6. ABBONDANZE CHIMICHE

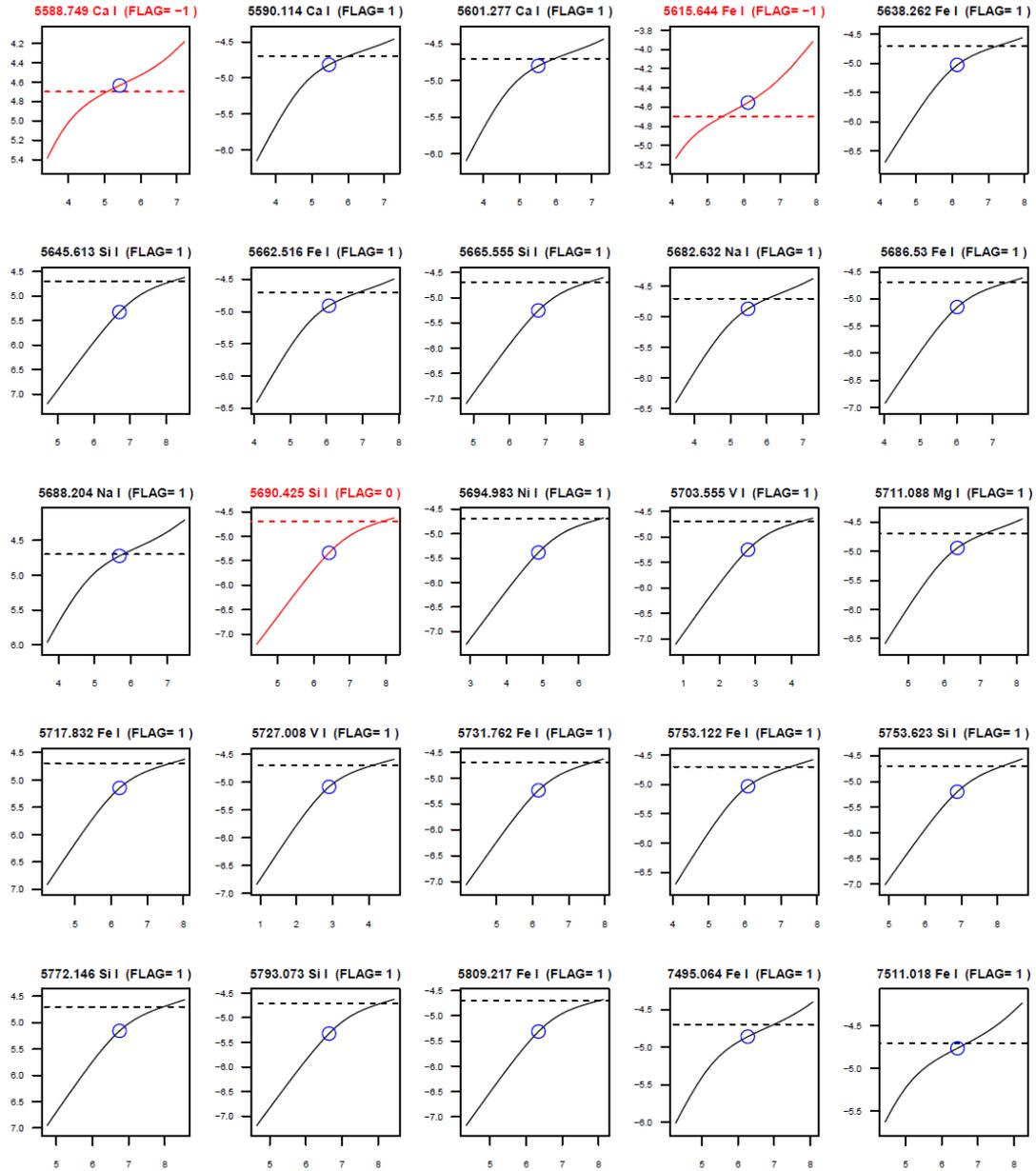


Figura 4.9: Output GALA per la stella 35124_J10. Ogni pannello rappresenta la curva di crescita di ogni riga analizzata. Le linee tratteggiate rappresentano il limite superiore di EWR scelto per l'esclusione delle righe. I cerchi blu vuoti rappresentano i valori di EWR e abbondanza. Le linee rosse rappresentano righe escluse dall'analisi per uno dei motivi descritti nella sezione 4.6.1.

Errori statistici sulle abbondanze

Diverse fonti di errore possono influenzare la stima dell'abbondanza chimica; principalmente sono l'incertezza sulla misura dell'EW, sul $\log gf$ usato e sui parametri atmosferici utilizzati.

L'errore statistico sull'abbondanza di ogni elemento è calcolato considerando solo le righe che restano dopo il processo di esclusione. Quando viene fornita l'incertezza sull'EW per ogni riga, l'abbondanza media è calcolata pesando l'abbondanza ricavata da ogni riga per il suo errore. L'errore statistico finale sui rapporti di abbondanza è definito come $\sigma/\sqrt{N_{lines}}$.

Invece, per gli elementi per cui è presente una sola riga, l'errore sull'abbondanza è ottenuto variando l'EW di $1\sigma_{EW}$ (cioè l'errore sull'EW fornito da DAOSPEC).

Errori sulle abbondanze dovuti ai parametri atmosferici

Gli errori dovuti ai parametri atmosferici sono complessi da calcolare. Sono stati proposti diversi metodi per calcolarli. Il metodo più comunemente usato consiste nel ricalcolare le abbondanze, variando ogni volta un solo parametro e tenendo fissi gli altri alla loro miglior stima. Alla fine, tutte le variazioni sono sommate in quadratura.

Questo approccio è il più conservativo, poiché non tiene conto dei termini di covarianza derivanti dall'interazione dei parametri, e fornisce solo un limite superiore all'errore totale. In realtà, le covarianze tra temperatura e $\log g$ e tra $\log g$ e v_t hanno un impatto estremamente piccolo sulle abbondanze (0.01 dex o meno) e possono essere tranquillamente ignorate.

In questo studio l'errore sulla temperatura è stato calcolato come somma in quadratura degli errori dovuti alla fotometria, al reddening e alla relazione (80 K). Per tutte le stelle, escluse 3, gli errori sono compresi tra 85 e 115 K. Per queste 3 stelle gli errori sono di 124, 142 e 147 K; questi errori sono dovuti a errori fotometrici elevati.

Per la gravità e la velocità di microturbolenza si è scelto, in maniera conservativa, di associare a tutte le stelle un errore di 0.1 [cgs] in $\log g$ e 0.2 $km \cdot s^{-1}$ in v_t .

Poiché le abbondanze si esprimono come rapporti di abbondanza gli errori si calcolano nella seguente maniera:

$$\sigma_{[Fe/H]} = \sqrt{\frac{\sigma_{Fe}^2}{N_{Fe}} + (\delta_{Fe}^{T_{eff}})^2 + (\delta_{Fe}^{\log g})^2 + (\delta_{Fe}^{v_t})^2} \quad (4.16)$$

$$\sigma_{[X/Fe]} = \sqrt{\frac{\sigma_X^2}{N_X} + \frac{\sigma_{Fe}^2}{N_{Fe}} + (\delta_X^{T_{eff}} - \delta_{Fe}^{T_{eff}})^2 + (\delta_X^{\log g} - \delta_{Fe}^{\log g})^2 + (\delta_X^{v_t} - \delta_{Fe}^{v_t})^2} \quad (4.17)$$

Di seguito vengono mostrate le distribuzioni degli errori sui rapporti di abbondanza per gli elementi analizzati, che verranno discussi nel capitolo 5.

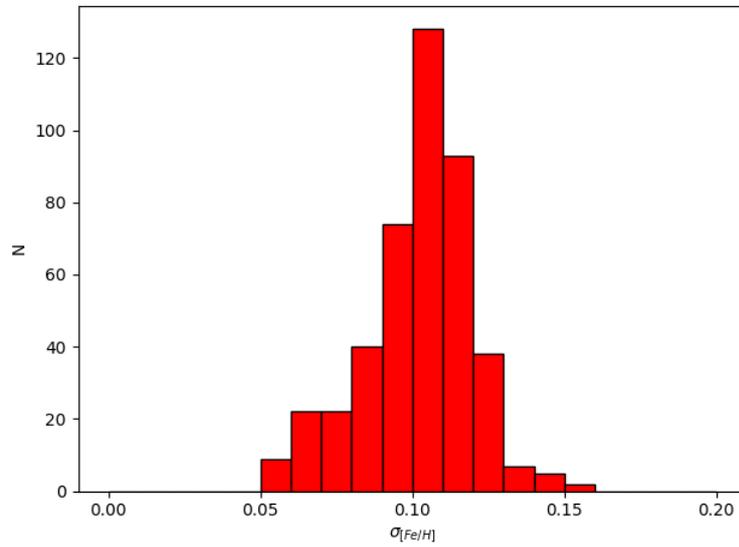


Figura 4.10: Distribuzione degli errori di $[Fe/H]$ per le stelle analizzate in questo studio.

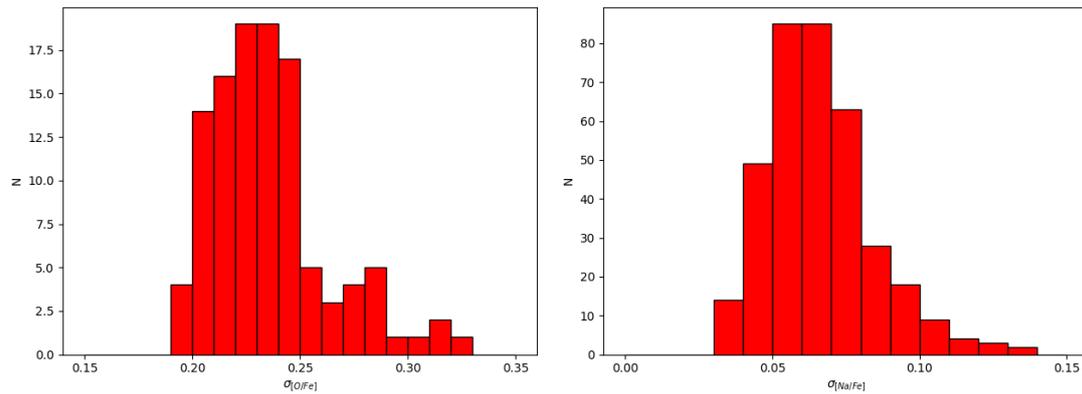


Figura 4.11: Nel pannello a sinistra viene mostrata la distribuzione degli errori di $[O/Fe]$, in quello a destra la distribuzione degli errori di $[Na/Fe]$ per le stelle analizzate in questo studio.

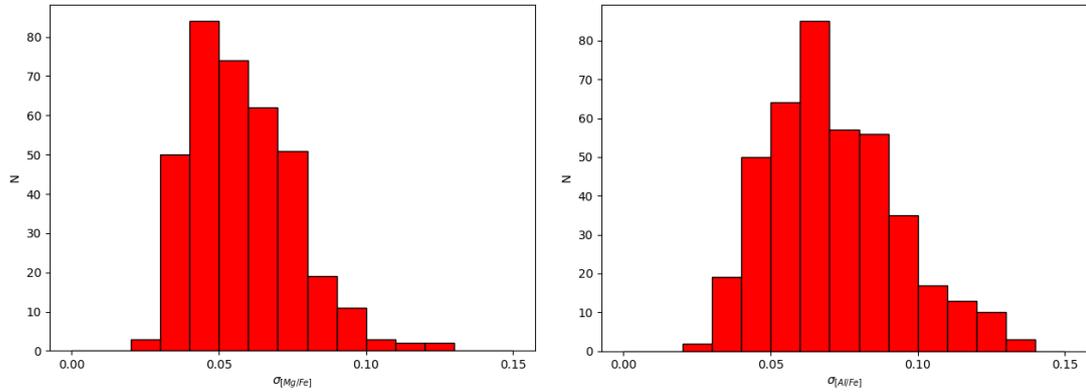


Figura 4.12: Nel pannello a sinistra viene mostrata la distribuzione degli errori di $[Mg/Fe]$, in quello a destra la distribuzione degli errori di $[Al/Fe]$ per le stelle analizzate in questo studio.

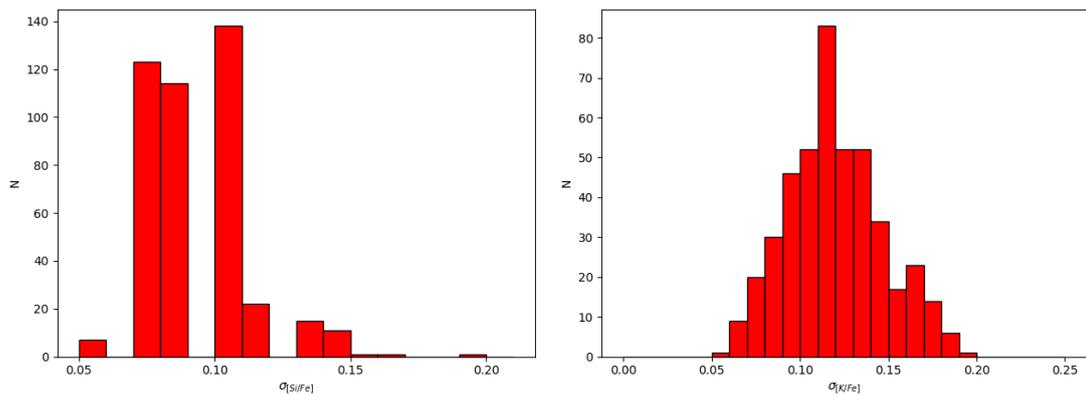


Figura 4.13: Nel pannello a sinistra viene mostrata la distribuzione degli errori di $[Si/Fe]$, in quello a destra la distribuzione degli errori di $[K/Fe]$ per le stelle analizzate in questo studio.

Capitolo 5

Anomalie chimiche in ω Centauri

In questo studio sono state calcolate le abbondanze chimiche di Fe e di alcuni elementi leggeri (O, Na, Mg, Al, Si e K) in stelle giganti appartenenti al sistema stellare ω Centauri. L'obiettivo principale di quest'analisi è la ricerca di variazioni nell'abbondanza di K e una sua eventuale anti-correlazione con l'abbondanza di Mg, in analogia con le evidenze ottenute in NGC2419 e NGC2808. Il dataset spettroscopico analizzato permette inoltre di calcolare le abbondanze anche di altri elementi coinvolti nelle anomalie chimiche. Tali abbondanze sono state utilizzate per studiare gli eventuali legami tra le abbondanze di K e quelle di questi elementi e per fornire un riferimento sulle diverse sotto-popolazioni classificate in base alle loro anomalie chimiche.

L'anti-correlazione O-Na in ω Centauri è stata osservata precedentemente in diversi studi, ad esempio [Johnson and Pilachowski \(2010\)](#) e [Marino et al. \(2011a\)](#). L'anti-correlazione Mg-Al, invece, è stata osservata su un campione di 10 giganti rosse da [Smith et al. \(2000\)](#) e su un campione più grande da [Mészáros et al. \(2020\)](#) e [Mészáros et al. \(2021\)](#). Anche l'anti-correlazione Mg-Si è stata osservata precedentemente da [Mészáros et al. \(2020\)](#) e [Mészáros et al. \(2021\)](#).

Dopo aver effettuato le analisi, GALA fornisce le abbondanze degli elementi nella seguente maniera:

$$A(X) = \log\left(\frac{N_X}{N_H}\right) + 12 \quad (5.1)$$

dove X è l'elemento considerato, N_X il numero di atomi che generano la riga ed N_H il numero di atomi di idrogeno. Le abbondanze chimiche dei metalli sono usualmente espresse in riferimento a quelle solari:

$$[X/H] = A(X)_* - A(X)_\odot \quad (5.2)$$

Solitamente, le abbondanze chimiche dei metalli vengono riferite a quella del ferro, usando il rapporto di abbondanza:

$$[X/Fe] = [X/H] - [Fe/H] = A(X)_* - A(X)_\odot - A(Fe)_* + A(Fe)_\odot \quad (5.3)$$

I valori delle abbondanze solari adottati durante quest'analisi provengono dallo studio di [Grevesse and Sauval \(1998\)](#). Nella tabella 5.1 sono indicati i valori utilizzati.

Elemento (X)	Abbondanza A(X)
Fe	7.50
O	8.83
Na	6.33
Mg	7.58
Al	6.47
Si	7.55
K	5.12

Tabella 5.1: Valori delle abbondanze A(X) solari (Grevesse and Sauval 1998).

5.1 Abbondanza di Ferro

Le abbondanze di Fe per le stelle osservate in questo studio sono state ottenute dalla misura di 10-30 righe di FeI (il numero di righe misurabili dipende dai parametri stellari e della metallicità).

ω Centauri è caratterizzato da un'ampia dispersione di metallicità, evidenziata in diversi studi. Johnson and Pilachowski (2010) presentano il più ampio campione di stelle di ω Centauri analizzato con spettri ad alta risoluzione. Gli autori hanno analizzato un campione di 855 stelle giganti e hanno trovato una distribuzione di metallicità $[Fe/H]$ che va da -2.26 dex fino a -0.32 dex e dominata da una componente a bassa metallicità con picco a $[Fe/H] \sim -1.75$ dex (figura 5.1).

Come si può vedere dalla figura 5.2, le abbondanze di $[Fe/H]$ trovate in questo campione sono distribuite da $[Fe/H] = -2.20$ dex fino a $[Fe/H] = -0.57$ dex.

Il valore medio di metallicità trovato da Johnson and Pilachowski (2010) è $[Fe/H] = -1.61$ dex, con una dispersione $\sigma = 0.27$ dex; il picco principale di metallicità si trova invece a $[Fe/H] = -1.75$ dex. Nel campione qui analizzato il valore medio di metallicità è $[Fe/H] = -1.57$ dex, con una dispersione $\sigma = 0.32$ dex e un picco principale $[Fe/H] = -1.80$ dex.

Johnson and Pilachowski (2010) descrivono la loro distribuzione di metallicità come composizione di quattro componenti gaussiane, adottando la nomenclatura di Sollima et al. (2005) basata sui diversi RGB fotometrici individuabili nel CMD di ω Centauri: RGB-MP con $[Fe/H] \leq -1.6$, RGB-Int1 con $-1.6 < [Fe/H] \leq -1.3$, RGB-Int2+3 con $-1.3 < [Fe/H] \leq -0.9$ ed RGB-a con $[Fe/H] > -0.9$. Anche in questo studio si evidenziano diversi picchi di metallicità, che qualitativamente sono simili a quelli di Johnson and Pilachowski (2010), anche se questi autori hanno quasi il doppio delle stelle rispetto a questo studio. Quindi la loro distribuzione risulta meglio definita.

In questo lavoro è stata individuato un picco metal poor dominante, un secondo picco molto largo che costituisce l'RGB-Int1 e poi due picchi secondari a metallicità più elevate.

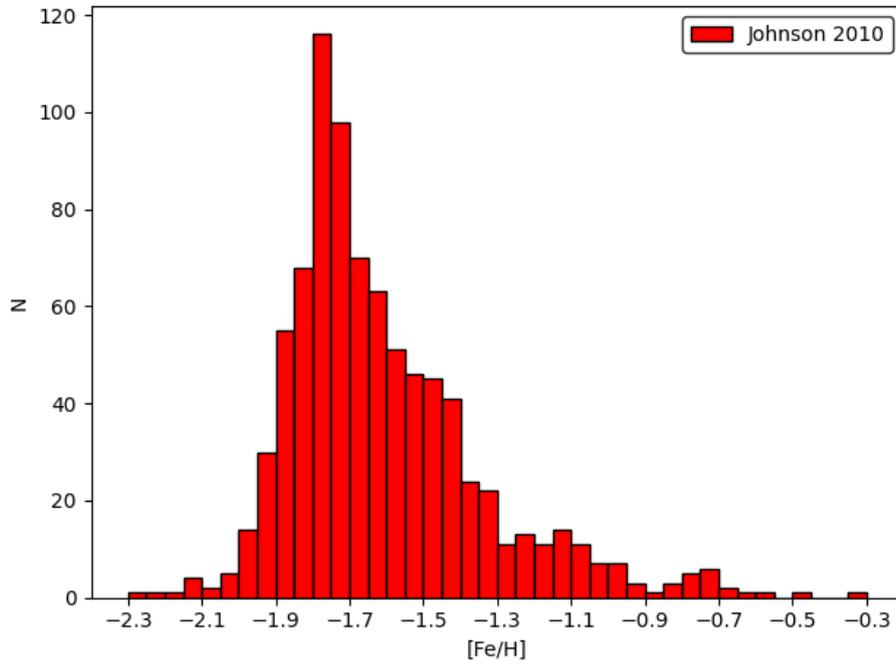


Figura 5.1: Distribuzione di $[Fe/H]$ per le 855 stelle di Omega Centauri analizzate da Johnson and Pilachowski (2010).

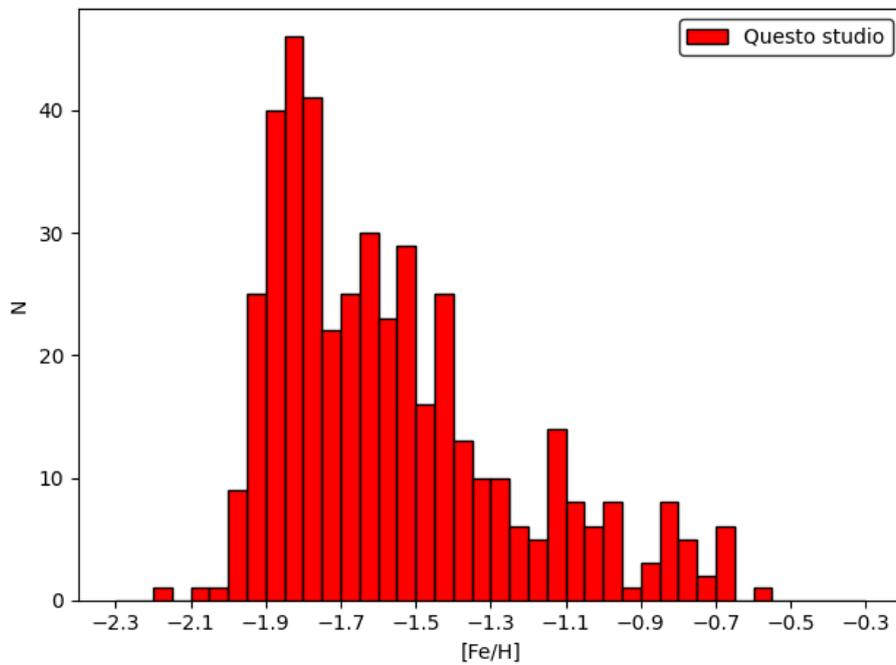


Figura 5.2: Distribuzione di $[Fe/H]$ per le 440 stelle di ω Centauri analizzate in questo studio.

Si è deciso di dividere la distribuzione di metallicità di questo studio in 4 sottocampioni differenti: la prima è composta da tutte le stelle con $[Fe/H] \leq -1.75$ dex, la seconda da tutte quelle con $-1.75 < [Fe/H] \leq -1.3$ dex, la terza da tutte quelle con $-1.3 < [Fe/H] \leq -0.9$ dex e l'ultima da tutte quelle con $[Fe/H] > -0.9$ dex. Si ottiene che la popolazione stellare in ω Centauri è distribuita nella seguente maniera:

- circa il 39% delle stelle, cioè 171 su 440 appartengono alla prima popolazione;
- circa il 42% delle stelle, cioè 188 su 440 appartengono alla seconda popolazione;
- circa il 13% delle stelle, cioè 56 su 440 appartengono alla terza popolazione;
- circa il 6% delle stelle, cioè 25 su 440 appartengono alla quarta popolazione.

Le percentuali ottenute da [Johnson and Pilachowski \(2010\)](#) sono rispettivamente il 61%, il 27%, il 10% e il 2% per le stelle appartenenti alla popolazione RGB-MP, RGB-Int1, RGB-Int2+3 ed RGB-a.

Si nota che c'è una differenza netta nelle percentuali delle prime due popolazioni. Questo può essere dovuto al fatto che in questo studio il picco principale si trova ad una metallicità più bassa di 0.05 dex; perciò nella divisione si è scelta una popolazione RGB-MP meno estesa rispetto a quella di [Johnson and Pilachowski \(2010\)](#) ed una popolazione RGB-Int1 più estesa.

Invece le altre due popolazioni hanno percentuali confrontabili.

5.2 Anomalie chimiche "classiche"

5.2.1 Anti-correlazione O-Na

In questo studio sono state derivate le abbondanze di Na e O per 359 e 110 stelle rispettivamente. Per Na è stato usato il doppietto di righe a 5682 e 5688 Å, mentre per O è stato usato il tripletto di righe a 7772, 7774 e 7775 Å. È da notare che l'intensità delle righe del tripletto dell'ossigeno decresce diminuendo la temperatura, quindi tali righe sono via via più deboli per stelle più brillanti e sono misurabili solo in un sotto campione di stelle.

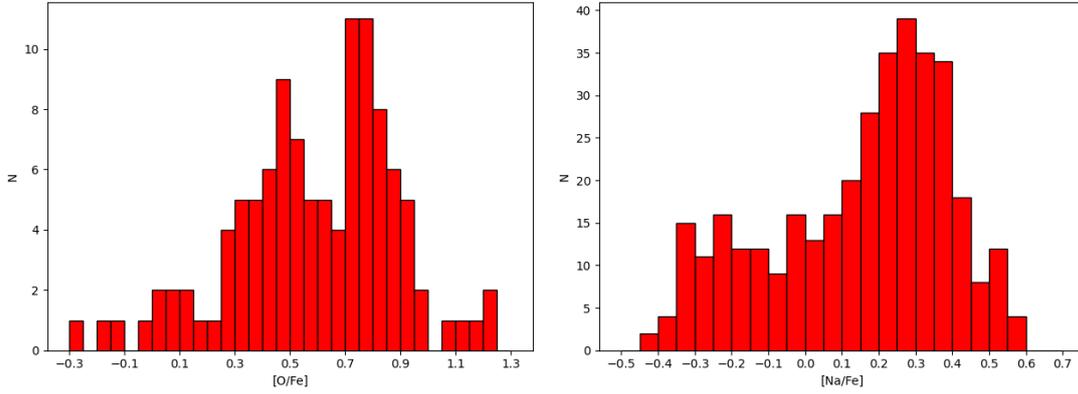


Figura 5.3: Nel pannello a sinistra viene mostrata la distribuzione di $[O/Fe]$ per 110 stelle. Nel pannello a destra è mostrata la distribuzione di $[Na/Fe]$ per 359 stelle.

Questi valori sono stati ottenuti dopo aver corretto le abbondanze di entrambi gli elementi per gli effetti di Non-Local Thermodynamic Equilibrium (NLTE). Per l'ossigeno sono state applicate le correzioni NLTE calcolate da [Sitnova et al. \(2013\)](#), mentre per il sodio sono state applicate le correzioni calcolate da [Lind et al. \(2011\)](#). In quest'ultimo caso le griglie per poter calcolare le correzioni si estendevano fino a 4000 K e $\log g = 1$ come limiti inferiori. In questo studio sono presenti alcune stelle con valori di temperatura e $\log g$ inferiori ai limiti delle griglie, perciò per queste stelle le correzioni NLTE sono state calcolate, in maniera conservativa, ponendo $T = 4000\text{ K}$ e $\log g = 1$. In questo modo si è evitato di estrapolare, rischiando di assumere dei valori di correzione NLTE sbagliati. Le correzioni NLTE per le abbondanze di O sono comprese tra -0.23 dex e -0.08 dex , mentre quelle per le abbondanze di Na tra -0.23 dex e -0.03 dex . Le correzioni sono sempre negative, indice del fatto che le abbondanze calcolate in regime LTE sono sempre sovrastimate.

Le abbondanze di Na sono distribuite da $[Na/Fe] = -0.42\text{ dex}$ fino a $[Na/Fe] = +0.59\text{ dex}$. Escludendo il valore minimo e quello massimo¹, la distribuzione ha un valore medio $[Na/Fe] = +0.14\text{ dex}$ e una dispersione $\sigma = 0.24\text{ dex}$.

Le abbondanze di O, invece, sono distribuite da $[O/Fe] = -0.28\text{ dex}$ fino a $[O/Fe] = +1.22\text{ dex}$, con un valore medio $[O/Fe] = +0.59\text{ dex}$ e una dispersione $\sigma = 0.28\text{ dex}$.

Per 97 stelle si hanno a disposizione le abbondanze di O e Na contemporaneamente. In questo campione è stata trovata una evidente anti-correlazione O-Na, come si può vedere dalla figura 5.4, già evidenziata in altri studi (ad esempio [Norris and Da Costa 1995](#) e [Marino et al. 2011a](#)).

¹Questo approccio verrà applicato anche a tutti gli altri elementi (O, Mg, Al, Si e K) sia per il calcolo del valore medio di abbondanza che per il calcolo della dispersione σ . In questa maniera si evita di essere soggetti a pochi valori estremi che potrebbero essere significativamente diversi da quelli della distribuzione.

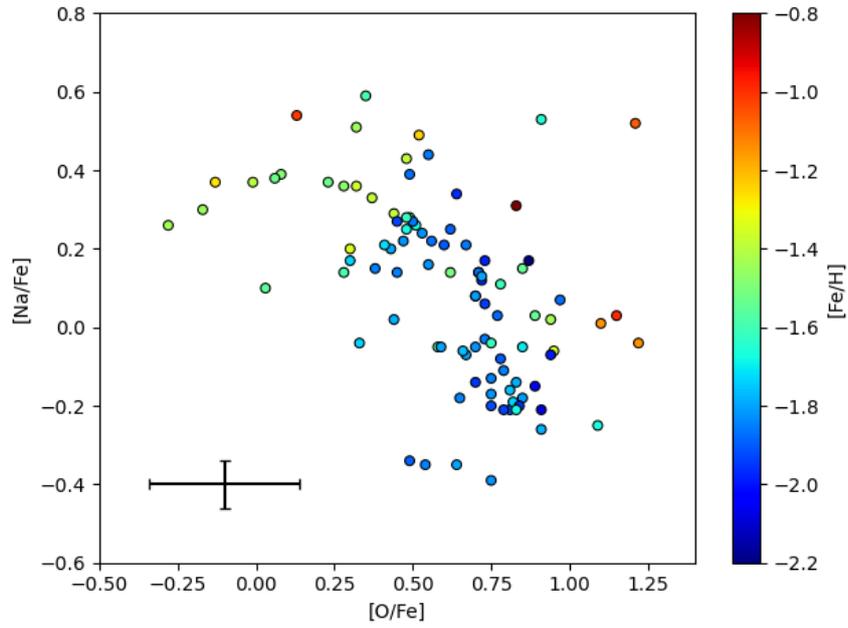


Figura 5.4: Andamento di $[Na/Fe]$ come funzione di $[O/Fe]$ per le 97 stelle di cui si hanno contemporaneamente le abbondanze di questi due elementi. Le singole stelle sono colorate in accordo al valore di $[Fe/H]$ (la scala in colore e la corrispondenza con $[Fe/H]$ è mostrata a destra). La barra di errore mostra le incertezze tipiche di questi due rapporti di abbondanza.

Si può notare come le stelle più metal poor abbiano una composizione chimica simile alle stelle di alone galattico, cioè siano generalmente O-rich ed Na-poor. All'aumentare della metallicità questo trend cambia e si hanno più stelle O-poor ed Na-rich; questo porta alla formazione di una chiara anti-correlazione tra questi due elementi.

5.2.2 Anti-correlazioni Mg-Al e Mg-Si

Le abbondanze di Mg, Al e Si sono state derivate per 358, 400 e 433 stelle rispettivamente; per Mg è stata utilizzata la riga a 5711 Å, mentre per Al il doppietto a 7835 e 7836 Å. Per Si sono state utilizzate diverse righe (al massimo 5) presenti negli spettri ottenuti sia con il setup HR11 che HR18.

L'abbondanza di Mg è distribuita da $[Mg/Fe] = -0.43$ dex fino a $[Mg/Fe] = +0.77$ dex, con un valore medio $[Mg/Fe] = +0.25$ dex ed una dispersione $\sigma = 0.23$ dex.

Per quanto riguarda Al, la sua abbondanza varia da $[Al/Fe] = +0.19$ dex fino a $[Al/Fe] = +1.80$ dex con un valore medio $[Al/Fe] = +1.12$ dex e una dispersione $\sigma = 0.37$ dex.

Infine, l'abbondanza di Si varia da $[Si/Fe] = +0.08$ dex fino a $[Si/Fe] = +0.80$ dex con un valor medio $[Si/Fe] = +0.47$ dex ed una dispersione $\sigma = 0.11$ dex.

Tutte le distribuzioni sono mostrate nelle figure 5.5, 5.6 e 5.7

5.2. ANOMALIE CHIMICHE "CLASSICHE"

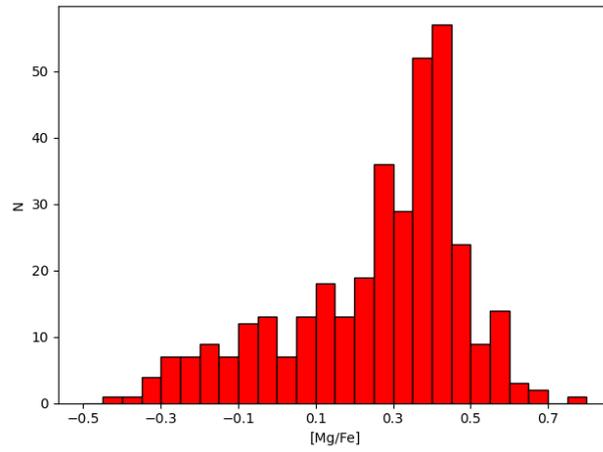


Figura 5.5: Distribuzione di $[Mg/Fe]$ per le 358 stelle di cui è stata ricavata l'abbondanza.

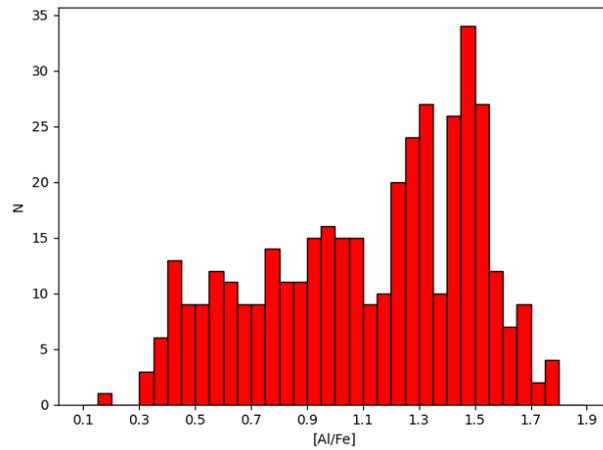


Figura 5.6: Distribuzione di $[Al/Fe]$ per le 400 stelle di cui è stata ricavata l'abbondanza.

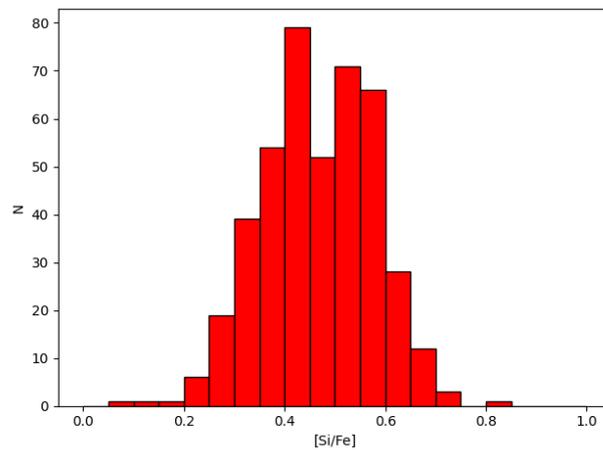


Figura 5.7: Distribuzione di $[Si/Fe]$ per le 433 stelle di cui è stata ricavata l'abbondanza.

Per 323 stelle le abbondanze di Mg e Al sono disponibili contemporaneamente; in questo campione è stata trovata una estesa anti-correlazione Mg-Al, come si può vedere dalla figura 5.8. La presenza di tale anti-correlazione è stata evidenziata per la prima volta, in un campione di 10 giganti rosse, da [Smith et al. \(2000\)](#), e in anni più recenti da [Mészáros et al. \(2020\)](#) su un campione di 702 giganti.

La distribuzione delle stelle nel piano $[Mg/Fe]$ vs $[Al/Fe]$ presenta una struttura complessa e discreta. Le stelle più metal-poor ($[Fe/H] < -1.75$ dex) mostrano una chiara anti-correlazione con la presenza di stelle con simili valori di $[Mg/Fe]$ e un ampio range di $[Al/Fe]$: in aggiunta, in questo regime di metallicità si trova una frazione significativa (19%) di stelle con $[Mg/Fe] < 0.0$ dex e valori molto simili di $[Al/Fe]$ ($\sim +1.3$ dex). Questi due gruppi di stelle sono ben separati da una sorta di gap in $[Mg/Fe]$ tra $+0.1$ e -0.1 dex.

Stelle a metallicità maggiore (principalmente tra -1.5 e -1.3 dex) mostrano un'anti-correlazione Mg-Al dominata da stelle arricchite e che raggiungono valori di $[Al/Fe] \sim +1.5$ dex.

Infine, le stelle a più alta metallicità (per quanto si tratti di un campione piccolo di stelle) sembrano essere quasi tutte arricchite in $[Al/Fe]$ e in $[Mg/Fe]$.

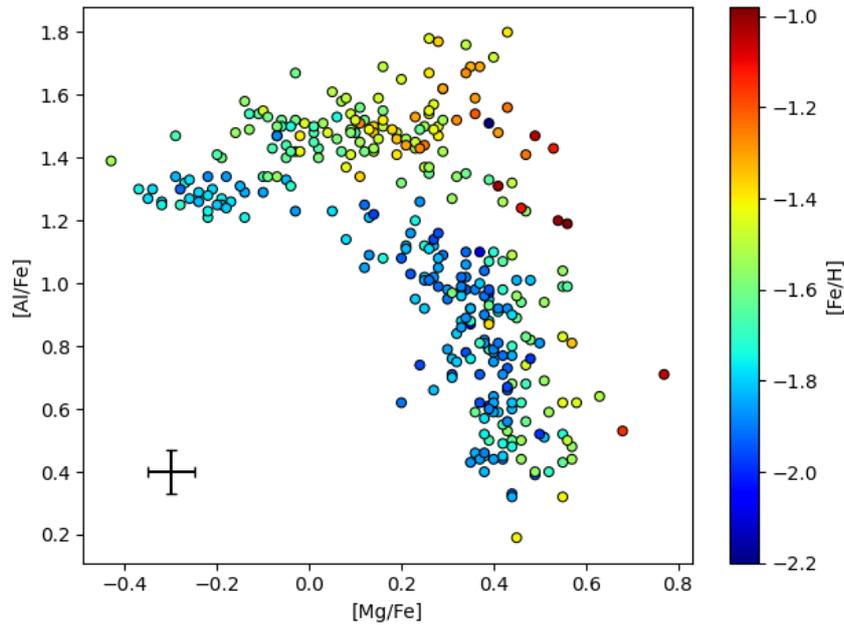


Figura 5.8: Andamento di $[Al/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ per le 323 stelle di cui si hanno contemporaneamente le abbondanze di questi due elementi. Le singole stelle sono colorate in accordo al valore di $[Fe/H]$ (la scala in colore e la corrispondenza con $[Fe/H]$ è mostrata a destra). La barra di errore mostra le incertezze tipiche di questi due rapporti di abbondanza.

Per quanto riguarda Mg e Si si hanno simultaneamente le abbondanze di questi due elementi in 353 stelle. In questo caso dai dati è emersa una anti-correlazione Mg-Si (figura 5.9), osservata precedentemente ad esempio da [Mészáros et al. \(2020\)](#). Questa anti-correlazione è più debole rispetto a quella Mg-Al; in particolare, si nota come nella componente più metal-poor del campione, le stelle con $[Mg/Fe] < 0.0$ dex (e che sono arricchite in $[Al/Fe]$, si veda figura 5.8) hanno $[Si/Fe]$ circa 0.2 dex più alto di quello misurato nelle stelle metal-poor con $[Mg/Fe]$ più alto.

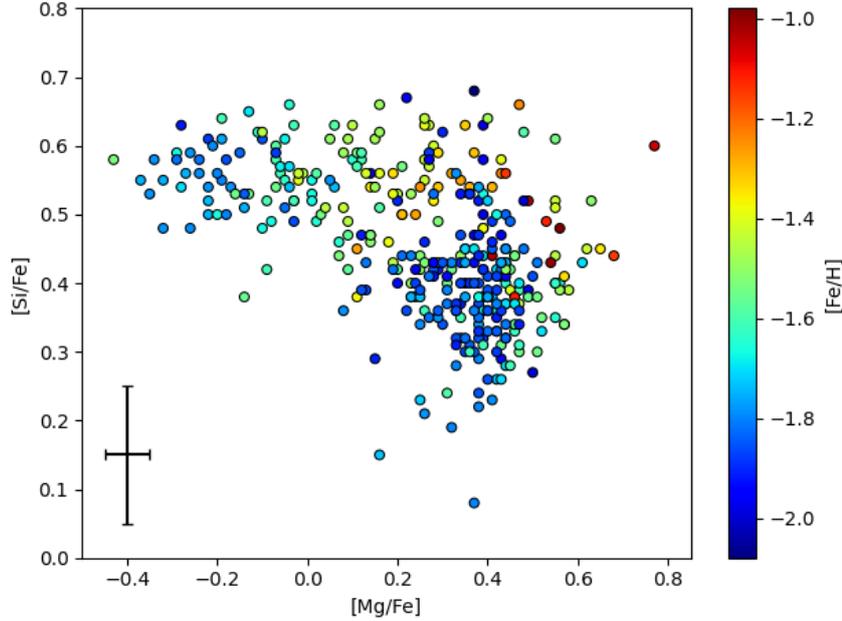


Figura 5.9: Andamento di $[Si/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ per le 353 stelle di cui si hanno contemporaneamente le abbondanze di questi due elementi. Le singole stelle sono colorate in accordo al valore di $[Fe/H]$ (la scala in colore e la corrispondenza con $[Fe/H]$ è mostrata a destra). La barra di errore mostra le incertezze tipiche di questi due rapporti di abbondanza.

5.2.3 Correlazioni Na-Al e Si-Al

In ω Centauri sono presenti delle correlazioni tra gli elementi coinvolti nelle anomalie chimiche. La più importante è la correlazione Na-Al. In questo caso per 323 stelle si hanno contemporaneamente le abbondanze di questi due elementi, da cui è emersa una correlazione come si può vedere dalla figura 5.10. Tale correlazione è stata evidenziata per la prima volta da [Norris and Da Costa \(1995\)](#).

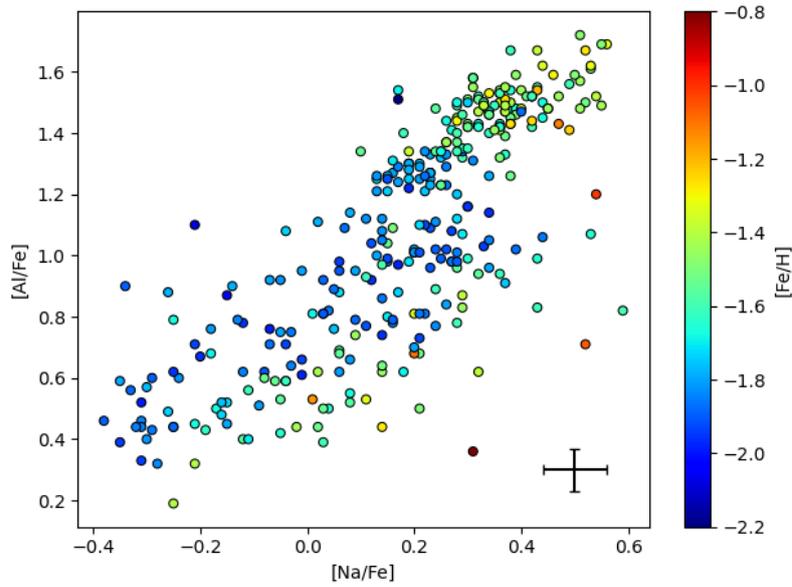


Figura 5.10: Andamento di $[Al/Fe]$ come funzione di $[Na/Fe]$ per le 323 stelle di cui si hanno contemporaneamente le abbondanze di questi due elementi. Le singole stelle sono colorate in accordo al valore di $[Fe/H]$ (la scala in colore e la corrispondenza con $[Fe/H]$ è mostrata a destra). La barra di errore mostra le incertezze tipiche di questi due rapporti di abbondanza.

Oltre a questa è presente anche una correlazione, già evidenziata da [Mészáros et al. \(2020\)](#) e [Mészáros et al. \(2021\)](#), Si-Al in 396 stelle.

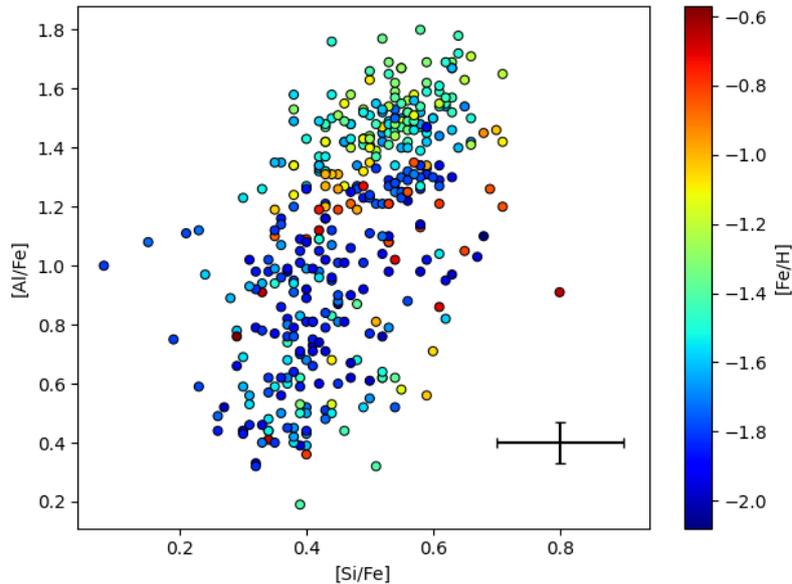


Figura 5.11: Andamento di $[Al/Fe]$ come funzione di $[Si/Fe]$ per le 396 stelle di cui si hanno contemporaneamente le abbondanze di questi due elementi. Le singole stelle sono colorate in accordo al valore di $[Fe/H]$ (la scala in colore e la corrispondenza con $[Fe/H]$ è mostrata a destra). La barra di errore mostra le incertezze tipiche di questi due rapporti di abbondanza.

5.3 L'anti-correlazione Mg-K

L'obiettivo principale di questo lavoro di tesi è la ricerca di variazioni significative nell'abbondanza di K, una eventuale anti-correlazione Mg-K e un legame tra K e gli altri elementi leggeri coinvolti nelle anomalie chimiche all'interno di ω Centauri.

Le abbondanze di K sono state ricavate tramite analisi dell'EW della riga presente a 7699 Å. L'abbondanza di K a questa lunghezza d'onda soffre degli effetti di NLTE, così come O e Na. Le correzioni NLTE dipendono dai parametri atmosferici della stella (T_{eff} e $\log g$), ma anche dal valore stesso dell'abbondanza di K, come si può vedere dalla figura 5.12. Un'ulteriore fonte di incertezza sulle correzioni NLTE deriva dalla fotoionizzazione e dalle collisioni tra atomi di idrogeno.

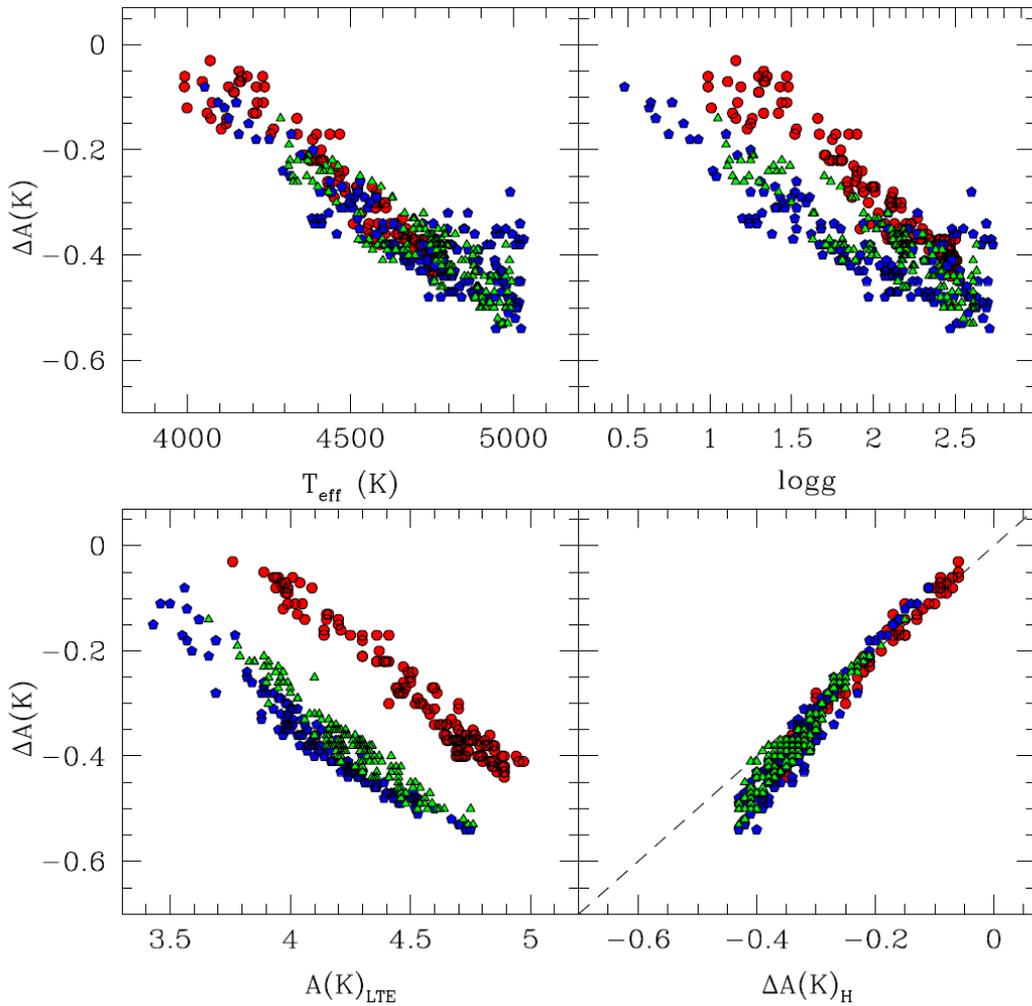


Figura 5.12: Differenze tra le abbondanze NLTE ed LTE per K in funzione di T_{eff} , $\log g$ e $A(K)_{LTE}$ (Mucciarelli et al. 2017). Nel pannello in basso a destra sono mostrate le differenze tra le correzioni NLTE, con e senza l'inclusione delle collisioni tra H. I cerchi rossi rappresentano le stelle di NGC104, i triangoli verdi quelle di NGC6752 ed i pentagoni blu quelle di NGC6809.

Poiché non esistono interpolatori online che permettono di calcolare le correzioni NLTE per K, in questo studio è stata applicata una correzione NLTE dipendente solo da T_{eff} . La correzione si ottiene da una relazione polinomiale, fittata sui dati di [Mucciarelli et al. \(2017\)](#) e ha la seguente formula:

$$\Delta[K/Fe] = 5.581 - 2.17 \cdot 10^{-3} \cdot T_{eff} + 1.922 \cdot 10^{-7} \cdot T_{eff}^2 \quad (5.4)$$

Le correzioni ottenute, esclusa una stella, sono tutte negative, il che significa che le abbondanze di K calcolate in condizioni LTE sono quasi sempre sovrastimate. In quest'analisi le correzioni sulle abbondanze sono comprese tra -0.52 dex e +0.02 dex.

È stato possibile misurare l'abbondanza di K per 440 stelle ed è emerso che $[K/Fe]$ ha una distribuzione estremamente larga, con valori che vanno da $[K/Fe] = -0.22$ dex fino a $[K/Fe] = +1.72$ dex, con un valore medio $[K/Fe] = +0.47$ dex ed una dispersione $\sigma = 0.18$ dex.

Tale dispersione è più grande degli errori in $[K/Fe]$, che hanno un valore medio di ~ 0.1 dex (si veda il pannello destro della figura 4.13), confermando che la dispersione osservata nella distribuzione in $[K/Fe]$ è intrinseca e non totalmente spiegabile con gli errori.

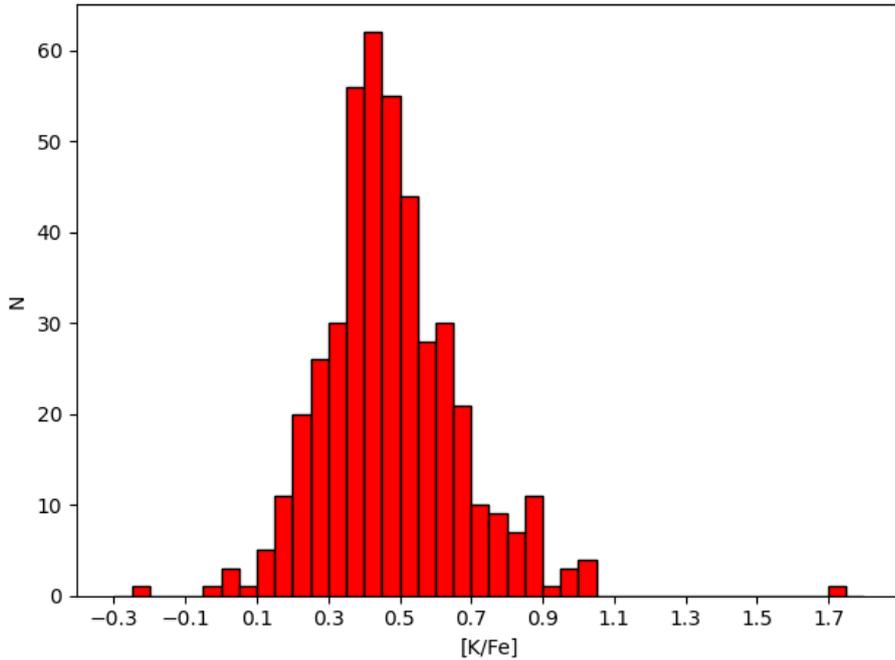


Figura 5.13: Distribuzione dell'abbondanza di $[K/Fe]$ per le 440 stelle analizzate in questo studio.

Una stella del campione presenta un valore significativamente più alto del resto della distribuzione ($[K/Fe] = +1.72$ dex, ~ 0.7 dex più alta delle stelle più K-rich della distribuzione). Questa stella peculiare viene discussa nella sezione 5.4.

5.3. L'ANTI-CORRELAZIONE MG-K

Per 358 stelle in questo studio si hanno a disposizione le abbondanze di Mg e K contemporaneamente. Da questo campione è emersa una chiara anti-correlazione Mg-K, come si può vedere dalla figura 5.14.

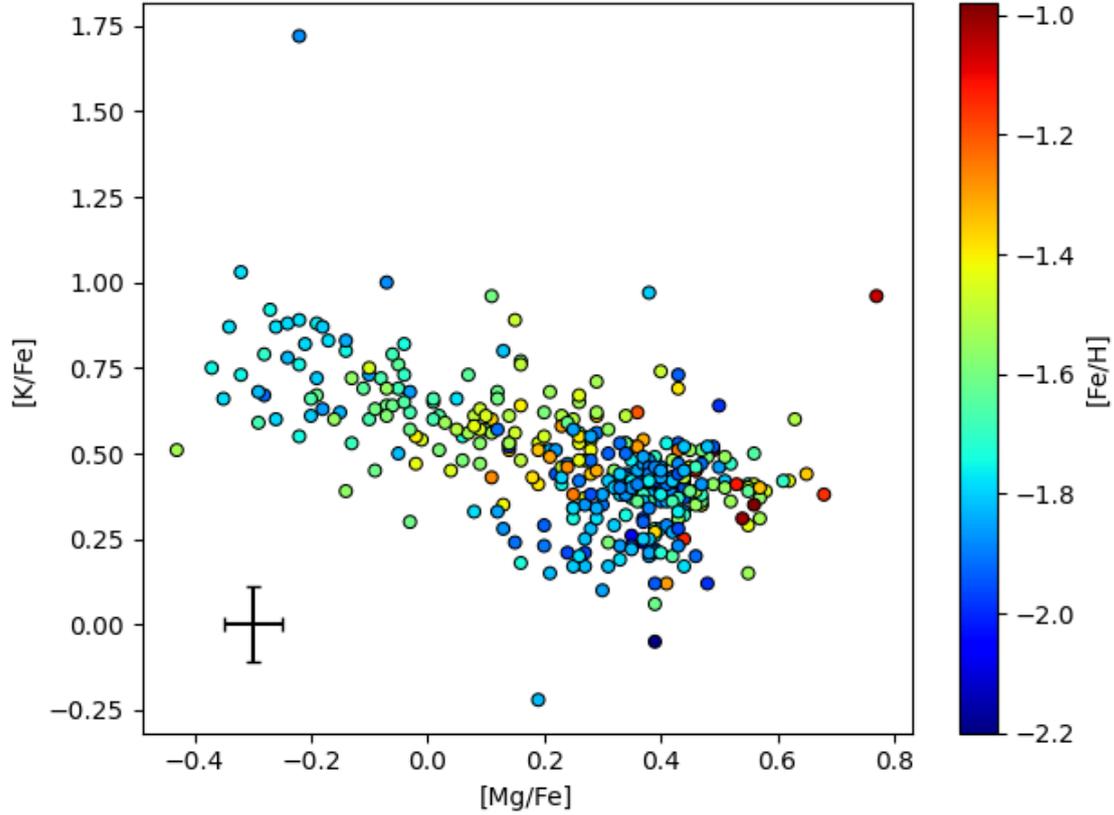


Figura 5.14: Andamento di $[K/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ per le 358 stelle di cui si hanno contemporaneamente le abbondanze di questi due elementi. Le singole stelle sono colorate in accordo al valore di $[Fe/H]$ (la scala in colore e la corrispondenza con $[Fe/H]$ è mostrata a destra). La barra di errore mostra le incertezze tipiche di questi due rapporti di abbondanza.

Una prima indicazione del fatto che in ω Centauri fosse presente una anti-correlazione Mg-K è stata avanzata da Mészáros et al. (2020) e Mészáros et al. (2021) che hanno trovato 7 stelle con $[Mg/Fe] < 0.0$ dex in cui K sembra essere arricchito rispetto alle altre stelle, come si può vedere dalla figura 5.15.

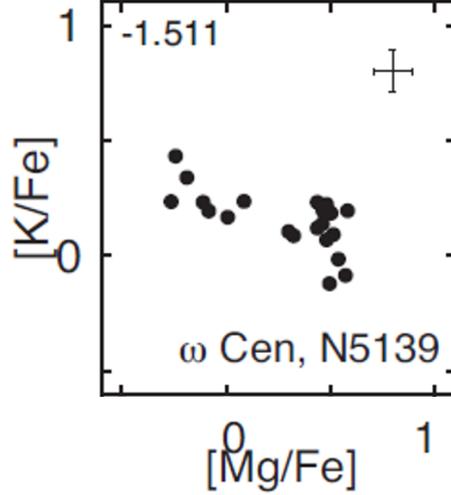


Figura 5.15: Anti-correlazione Mg-K in ω Centauri (Mészáros et al. 2020). Tutte le stelle hanno $SNR > 70$, $T_{eff} < 4600$ K e $[Fe/H] < -1.5$.

Tuttavia, le righe utilizzate per derivare le abbondanze di K, che si trovano nella banda H , sono deboli e si trovano in blend con altre righe, quindi gli autori hanno concluso che non è possibile affermare con certezza che le stelle Mg-poor siano allo stesso tempo K-rich.

Il presente studio, grazie all'ampia statistica del campione e all'uso di diagnostici delle abbondanze di Mg e K robusti e non affetti da blending, permette di rivelare per la prima volta in maniera sicura la presenza di un'estesa anti-correlazione Mg-K in ω Centauri. In particolare, in questo lavoro di tesi sono presenti 61 stelle con $[Mg/Fe] < 0.00$ dex. Per queste stelle il valore medio dell'abbondanza di K è $\langle [K/Fe] \rangle = +0.71$ dex, mentre $\langle [Mg/Fe] \rangle = -0.16$ dex.

Invece le stelle con $[Mg/Fe] > 0.00$ dex sono 297 e per queste il valore medio dell'abbondanza di K è $\langle [K/Fe] \rangle = +0.43$ dex, mentre $\langle [Mg/Fe] \rangle = +0.34$ dex. Quindi si può affermare che in ω Centauri le stelle Mg-poor sono anche quelle K-rich.

Perciò ω Centauri è il terzo sistema dove viene identificata una popolazione con $[Mg/Fe] < 0.0$ dex e K-rich, dopo NGC2419 (Mucciarelli et al. 2012) ed NGC 2808 (Mucciarelli et al. 2015), come si può vedere dalla figura 5.16.

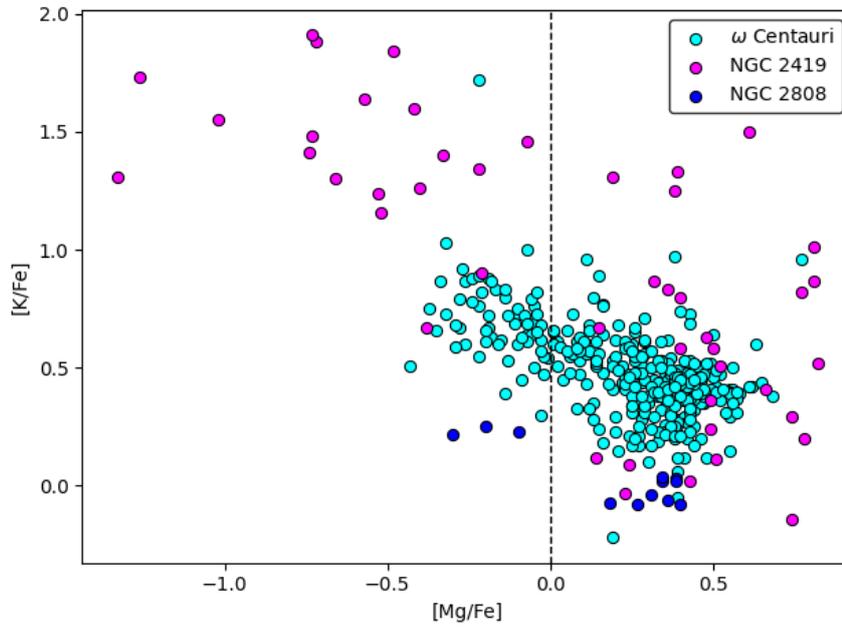


Figura 5.16: Anti-correlazione Mg-K per NGC 2419 (46 stelle), NGC 2808 (12 stelle) e ω Centauri (358 stelle). La linea tratteggiata verticale individua un valore di abbondanza $[Mg/Fe] = 0.0$ dex.

Se si considera come limite tra stelle Mg-poor e Mg-rich il valore $[Mg/Fe] = 0.0$ dex, in NGC2419 ed NGC2808 il numero di stelle e la media delle abbondanze di $[Mg/Fe]$ e $[K/Fe]$ sono distribuite nella seguente maniera:

- NGC 2419, 46 stelle totali:
 - stelle Mg-poor ($[Mg/Fe] < 0.00$ dex): 19 stelle, $\langle [Mg/Fe] \rangle = -0.60$ dex e $\langle [K/Fe] \rangle = +1.43$ dex;
 - stelle Mg-rich ($[Mg/Fe] > 0.00$ dex): 27 stelle, $\langle [Mg/Fe] \rangle = +0.49$ dex e $\langle [K/Fe] \rangle = +0.58$ dex.
- NGC 2808, 12 stelle totali:
 - stelle Mg-poor ($[Mg/Fe] < 0.00$ dex): 3 stelle, $\langle [Mg/Fe] \rangle = -0.20$ dex e $\langle [K/Fe] \rangle = +0.23$ dex;
 - stelle Mg-rich ($[Mg/Fe] > 0.00$ dex): 9 stelle, $\langle [Mg/Fe] \rangle = +0.33$ dex e $\langle [K/Fe] \rangle = -0.02$ dex.

In questi ammassi si nota come le stelle Mg-poor corrispondano a quelle K-rich.

Nel caso di NGC4833, per cui Carretta (2021) suggerisce una possibile anti-correlazione Mg-K, è da notare come tale ammasso non presenti stelle con $[Mg/Fe] < 0.0$ a differenza di NGC2419, NGC2808 e ω Centauri.

Da questo studio sono emerse anche delle correlazioni Na-K e Al-K, come si può vedere dalle figure 5.17 e 5.18.

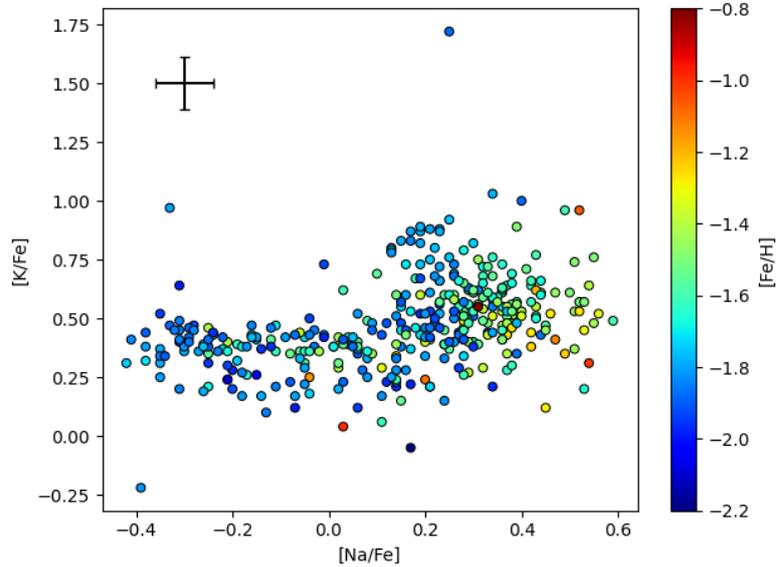


Figura 5.17: Andamento di $[K/Fe]$ come funzione di $[Na/Fe]$ per le 359 stelle di cui si hanno contemporaneamente le abbondanze di questi due elementi. Le singole stelle sono colorate in accordo al valore di $[Fe/H]$ (la scala in colore e la corrispondenza con $[Fe/H]$ è mostrata a destra). La barra di errore mostra le incertezze tipiche di questi due rapporti di abbondanza.

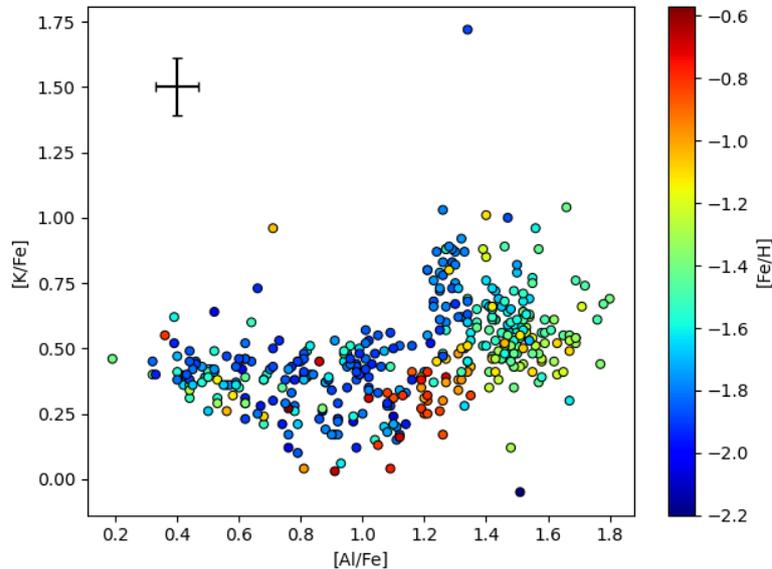


Figura 5.18: Andamento di $[K/Fe]$ come funzione di $[Al/Fe]$ per le 400 stelle di cui si hanno contemporaneamente le abbondanze di questi due elementi. Le singole stelle sono colorate in accordo al valore di $[Fe/H]$ (la scala in colore e la corrispondenza con $[Fe/H]$ è mostrata a destra). La barra di errore mostra le incertezze tipiche di questi due rapporti di abbondanza.

5.4 43241_J10: una stella super K-rich

Sono stati fatti diversi controlli per verificare che l'abbondanza estremamente alta di questa stella non fosse dovuta ad un errore nella misura o nei parametri adottati. Per prima cosa sono state controllate le singole esposizioni nel setup HR18 per verificare che la riga in uno dei due spettri non fosse corrotta (ad esempio da un raggio cosmico). È stato trovato che la riga nei due spettri è identica e non è corrotta in alcun modo.

Dopo aver fatto questo lavoro è stata confrontata la riga di questa stella con quella di una stella con simili parametri fisici (T_{eff} e $[Fe/H]$). La stella scelta per il confronto ha una EW pari a $190.3 m\text{\AA}$, che si traduce in un'abbondanza $[K/Fe] = +0.67$ dex; invece la stella 43241_J10 ha una EW pari a $292.9 m\text{\AA}$ che si traduce in $[K/Fe] = +1.72$ dex. Questo risultato si vede sia dal confronto dei fit della riga fatti da 4DAO, che dal confronto diretto degli spettri fatto con IRAF. In questo caso si nota come la stella K rich abbia una riga più profonda rispetto all'altra stella.

Infine, si è controllato che la temperatura adottata fosse consistente con quella misurata da [Johnson and Pilachowski \(2010\)](#) che trovano $T_{eff} = 4000 K$. Il valore adottato in questa tesi è $T_{eff} = 4185 K$. La differenza tra questi due valori di T_{eff} è legata alle differenti relazioni colore-temperatura utilizzate. In ogni caso la sola differenza di temperatura non può spiegare un valore di $[K/Fe]$ maggiore di ~ 1 dex rispetto alla distribuzione di tutte le altre stelle.

Quindi l'abbondanza più elevata di questa stella rispetto a tutte le altre è un effetto reale e non dovuto ad errori fatti durante l'analisi.

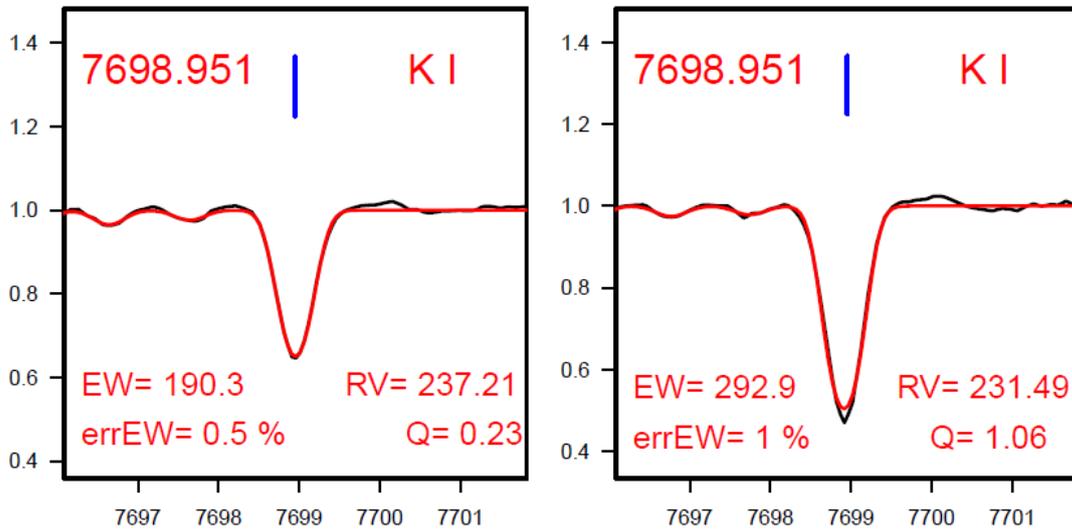


Figura 5.19: A sinistra è mostrata l'EW della riga di K per la stella 41375_J10, mentre a destra quella della stella 43241_J10 che è l'outlier. Si possono vedere i due valori molto diversi de EW tra le due stelle.

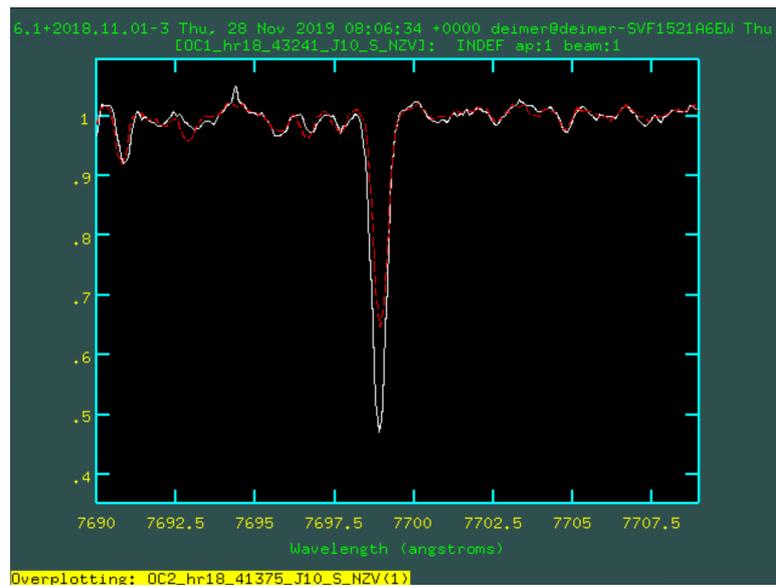


Figura 5.20: Confronto tra gli spettri della stella 43241_J10 (linea continua bianca) e 41375_J10 (linea tratteggiata rossa) intorno alla riga di K. Si nota come la riga della stella 43241_J10 sia più profonda.

Capitolo 6

Sommario e conclusioni

In questo lavoro di tesi sono state analizzate 450 stelle appartenenti al sistema stellare ω Centauri, attraverso spettri ad alta risoluzione ottenuti con lo spettrografo multi-oggetto GIRAFFE-FLAMES, montato sull'UT2 del Very Large Telescope dell'ESO.

Le stelle sono state selezionate da 3 studi precedenti (Norris and Da Costa 1995, Johnson and Pilachowski 2010 e Marino et al. 2011a). Dopo aver misurato le loro RVs, sono state calcolate le abbondanze chimiche di Fe, O, Na, Mg, Al, Si e K. L'obiettivo principale era la ricerca di variazioni significative nell'abbondanza di K ed una sua eventuale relazione con le abbondanze chimiche degli altri elementi leggeri coinvolti nelle anomalie chimiche già note, per verificare se questo elemento è realmente legato al fenomeno delle popolazioni multiple all'interno degli ammassi globulari.

I risultati principali di questo lavoro sono i seguenti:

1. Distribuzione di metallicità

ω Centauri possiede una distribuzione in $[Fe/H]$ molto ampia, con $[Fe/H]$ che va da -2.2 dex fino a -0.57 dex. Questo risultato era stato già evidenziato da studi precedenti; per esempio Johnson and Pilachowski (2010) hanno trovato 5 picchi di metallicità in ω Centauri. Il range di metallicità, così come la presenza di diversi picchi ottenuti con questo campione, sono in buon accordo con i risultati presentati da Johnson and Pilachowski (2010). Il valore medio di metallicità è pari a $[Fe/H] = -1.57$ dex, in accordo con quanto riportato da Johnson and Pilachowski (2010) che forniscono $[Fe/H] = -1.61$ dex.

L'ampia distribuzione di metallicità di ω Centauri indica che il sistema è stato in grado di trattenere gli ejecta ad alta velocità provenienti dalle esplosioni di SN, ricchi di Fe; successivamente, da questo gas con un'abbondanza maggiore di Fe rispetto alle generazioni precedenti si sono formate delle nuove generazioni di stelle. Questa caratteristica distingue nettamente ω Centauri dagli ammassi globulari, suggerendo che si tratti del nucleo di una galassia nana nucleata che in epoca primordiale è stata distrutta dall'interazione con la Via Lattea.

2. Anti-correlazioni O-Na, Mg-Al e Mg-Si

Nonostante la distribuzione di $[Fe/H]$ distingua ω Centauri dagli ammassi globulari, questo sistema condivide con gli ammassi globulari la presenza di anti-correlazioni tra le abbondanze degli elementi leggeri tipiche dei CGs. In questo studio sono state identificate numerose correlazioni e anti-correlazioni tra gli elementi leggeri. L'anti-correlazione O-Na è stata osservata in un sotto-campione di 97 stelle di questo studio, ma la sua presenza era stata già individuata in studi precedenti (Norris and Da Costa 1995 e Marino et al. 2011a). Oltre a questa è stata individuata una estesa anti-correlazione Mg-Al in un campione di 323 stelle e una più debole anti-correlazione Mg-Si in un campione di 353 stelle. Entrambe queste anti-correlazioni sono state osservate da Mészáros et al. (2020) e Mészáros et al. (2021).

Tali anomalie in ω Centauri possono essere spiegate con lo stesso processo di auto-arricchimento proposto per spiegare le anomalie chimiche osservate negli ammassi globulari. In particolar modo, la presenza dell'anti-correlazione O-Na è legata ad una catena secondaria del ciclo CNO (ciclo NeNa) che avviene a $T \sim 5 \cdot 10^7 K$. Invece, le anti-correlazioni Mg-Al e Mg-Si sono legate ad un'altra catena secondaria del ciclo CNO (ciclo MgAl) che avviene a $T \sim 7 \cdot 10^7 K$. L'anti-correlazione Mg-Si è legata al ciclo MgAl più estremo che avviene a temperature molto elevate ($T \sim 8 \cdot 10^7 K$) e si manifesta solo negli ammassi più massivi e metal-poor.

3. Anti-correlazione Mg-K

In ω Centauri è stata trovata una estesa anti-correlazione Mg-K in un campione di 358 stelle. In particolare, questa anti-correlazione è data da una sotto-popolazione di stelle (metal-poor) con $[Mg/Fe] < 0.0$ dex. ω Centauri è quindi il terzo sistema stellare (dopo NGC2419 e NGC2808) in cui viene scoperta una popolazione stellare con $[Mg/Fe] < 0.0$ dex e più ricca in $[K/Fe]$.

Inoltre, questo risultato conferma il primo "indizio" di una anti-correlazione Mg-K in ω Centauri suggerita da Mészáros et al. (2020). Gli autori hanno trovato 7 stelle Mg-poor con un'indicazione di sovrabbondanza di K rispetto alle stelle con abbondanza di Mg normale. Tuttavia, vista la difficoltà nel determinare l'abbondanza di K in maniera accurata da spettri infrarossi, hanno concluso che la presenza di tale anti-correlazione non poteva essere affermata con certezza.

Come si può vedere dalla figura 6.1, l'anti-correlazione Mg-K è causata principalmente dalla popolazione metal-poor. Questo è indice del fatto che la popolazione più metal-poor è responsabile di un processo di auto-arricchimento molto intenso, in cui tutte le catene secondarie del ciclo CNO sono estremamente efficienti. Questo processo ha portato alla formazione delle anti-correlazioni Mg-Al, Mg-Si e Mg-K.

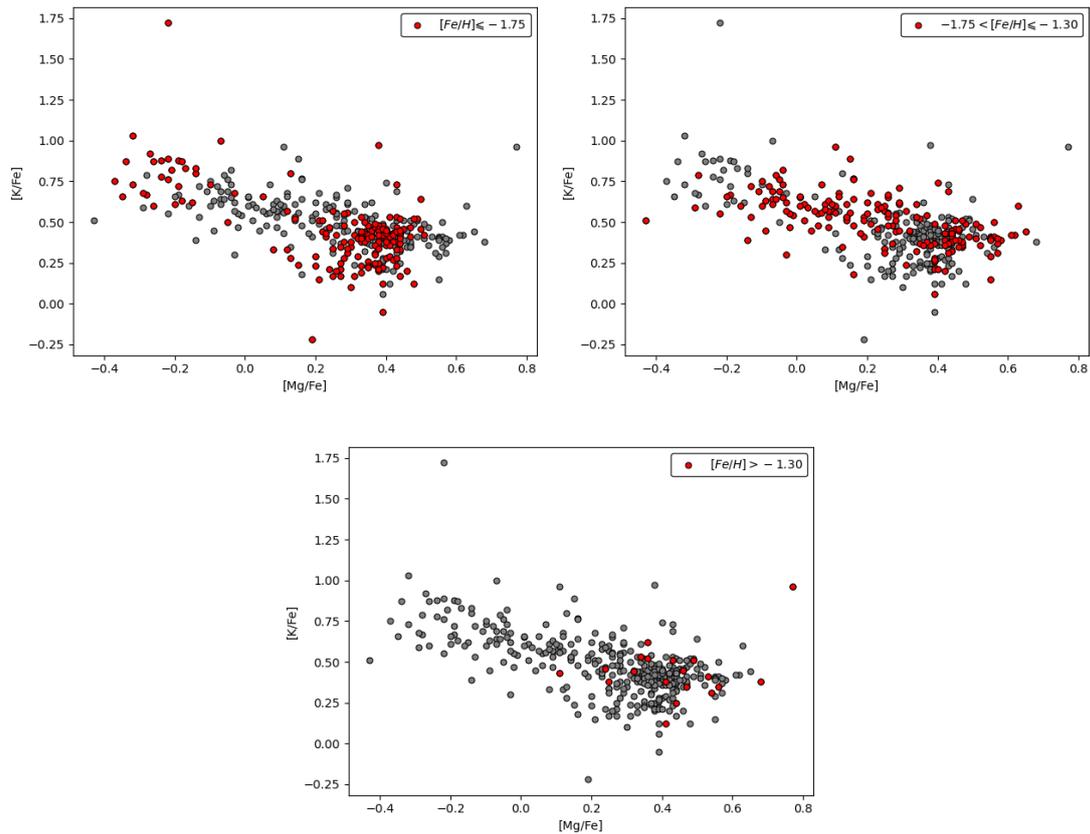


Figura 6.1: Andamento di $[K/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$. Ogni pannello è diviso in intervalli di metallicità e al loro interno sono mostrate in grigio tutte le stelle, mentre in rosso solo le stelle in quel determinato range di metallicità.

Oltre alla presenza di una anti-correlazione Mg-K, sono presenti anche delle correlazioni Na-K e Al-K.

K è collegato a tutti gli altri elementi leggeri coinvolti nelle anomalie chimiche e quindi sembra essere effettivamente legato al problema delle popolazioni multiple all'interno dei GCs.

Tra tutti i modelli proposti per spiegare la formazione delle popolazioni multiple all'interno dei GCs i più promettenti sono due: il modello delle FRMS e quello delle stelle di AGB e super-AGB.

Nonostante entrambi i modelli riescano a spiegare, con diverse assunzioni e meccanismi, le evidenze riguardanti le anti-correlazioni C-N, O-Na e Mg-Al/Si, è importante notare come i due scenari abbiano diverse previsioni riguardo K. Le FRMS infatti non riescono a spiegare variazioni significative di K in nessuna reazione termonucleare.

Il modello delle stelle di AGB e super-AGB riesce, in maniera qualitativa, a spiegare l'anti-correlazione Mg-K osservata in NGC2419. Ventura et al. (2012) hanno suggerito che variazioni significative di K si possono avere, a patto di (1) aumentare la sezione d'urto della reazione $^{38}\text{Ar}(p, \gamma)^{39}\text{K}$ di un fattore 100 o (2) aumentare la temperatura alla base dell'envelope durante la fase di Hot Bottom Burning fino a $1.5 \cdot 10^8 \text{ K}$. Entrambi questi valori

eccedono di molto i valori che si trovano in letteratura.

In conclusione, la presenza dell'anti-correlazione Mg-K in ω Centauri è un importante vincolo aggiuntivo per i modelli di formazione delle popolazioni multiple. Infatti i modelli, oltre alla presenza della anomalie classiche devono ora essere in grado di spiegare anche la presenza dell'anti-correlazione Mg-K, almeno nelle condizioni estreme che apparentemente si sono verificate solo in alcuni ammassi globulari.

4. Un nuovo schema di classificazione per ω Centauri

L'anti-correlazione Mg-Al in ω Centauri si presenta in maniera discreta, come si può vedere dalla figura 6.2.

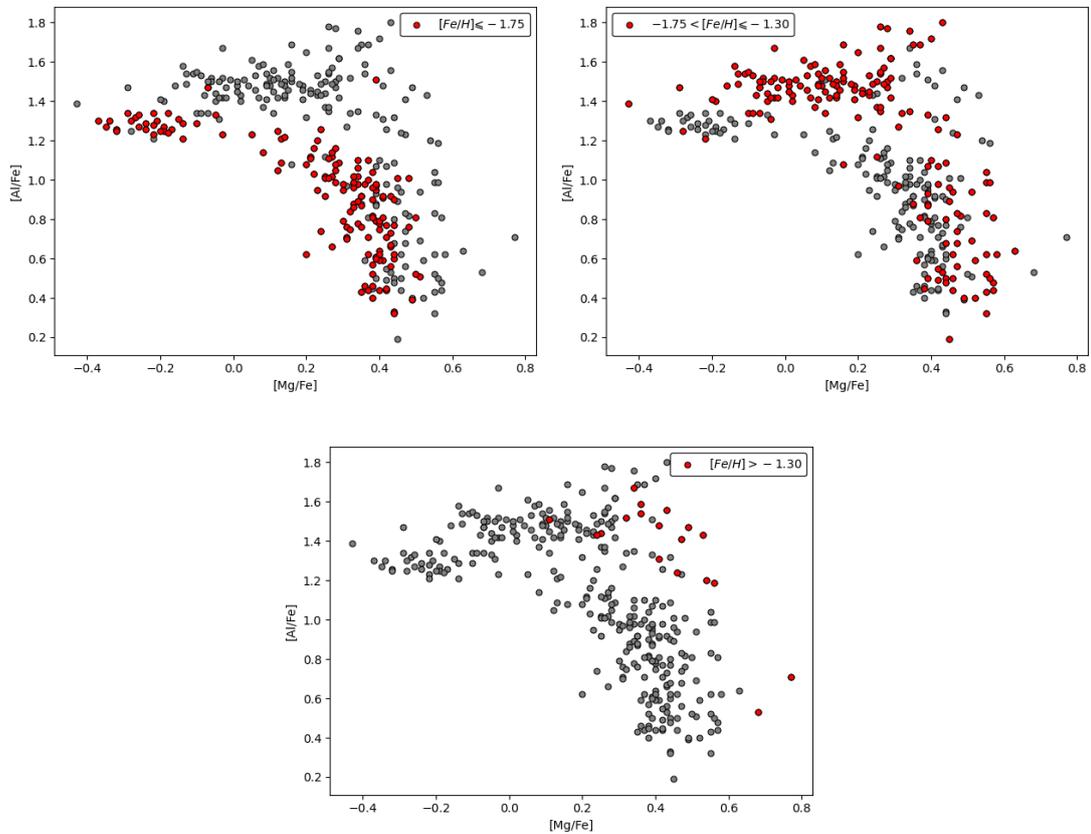


Figura 6.2: Andamento di $[Al/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$. Ogni pannello è diviso in intervalli di metallicità e al loro interno sono mostrate in grigio tutte le stelle, mentre in rosso solo le stelle in quel determinato range di metallicità.

Per quanto riguarda la popolazione più metal-poor, si può avanzare una classificazione in 3 gruppi sulla base dei valori di $[Mg/Fe]$ e $[Al/Fe]$, come si può vedere dalla figura 6.3. La popolazione MP-1G è composta da stelle con abbondanze di Mg, Si, Al e K "normali", cioè senza segni di auto-arricchimento e compatibili con le abbondanze di stelle di Alone di simile metallicità. La popolazione MP-2G è composta da stelle arricchite in Al e solo alcune di queste sono debolmente povere in Mg; questa è la seconda generazione usualmente osservata nei GCs. Inoltre, queste stelle non presentano differenze nelle abbondanze di Si e K rispetto alla popolazione MP-1G. Infine, la popolazione MP-EX è quella estrema, cioè ha $[Mg/Fe] < 0.0$ dex ed è arricchita in $[Al/Fe]$, $[Si/Fe]$ e $[K/Fe]$, come si può vedere dalle figure 6.3 e 6.4. Questa terza popolazione non è presente nella maggior parte dei GCs, ma solo in quelli più massivi, dove il processo di auto-arricchimento è avvenuto in maniera estrema.

Per le popolazioni a più alta metallicità è difficile identificare dei gruppi distinti. Rimane comunque evidente che la popolazione di metallicità intermedia (con $[Fe/H]$ tra -1.75 e -1.30 dex) sia dominata da stelle con $[Mg/Fe]$ tra 0.0 e +0.2 dex e fortemente arricchita in $[Al/Fe]$ (mentre $[Si/Fe]$ è simile a quello delle stelle di MP-EX e $[K/Fe]$ è intermedio tra quello misurato in MP-EX e MP-1G/2G).

Infine, il campione di stelle metal-rich indica valori elevati di Mg, Al e Si, e valori di K consistenti con quelli delle stelle non arricchite.

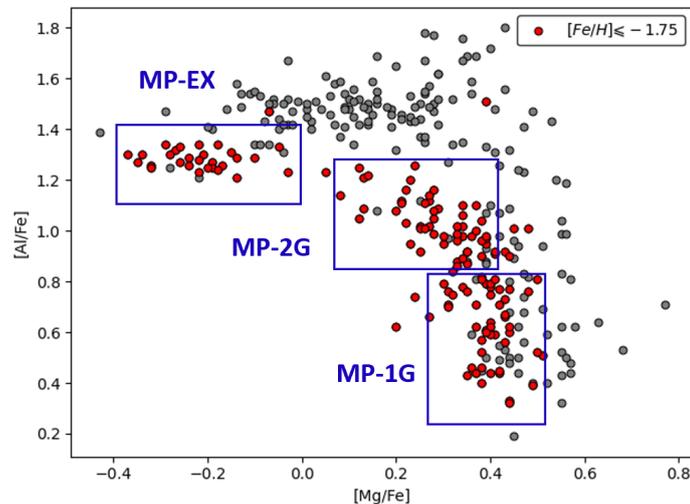


Figura 6.3: Andamento di $[Al/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$. In grigio sono mostrate tutte le stelle del campione, mentre in rosso solo quelle con $[Fe/H] < -1.75$ dex. Le tre box identificano le tre diverse popolazioni di stelle presenti all'interno della popolazione metal-poor.

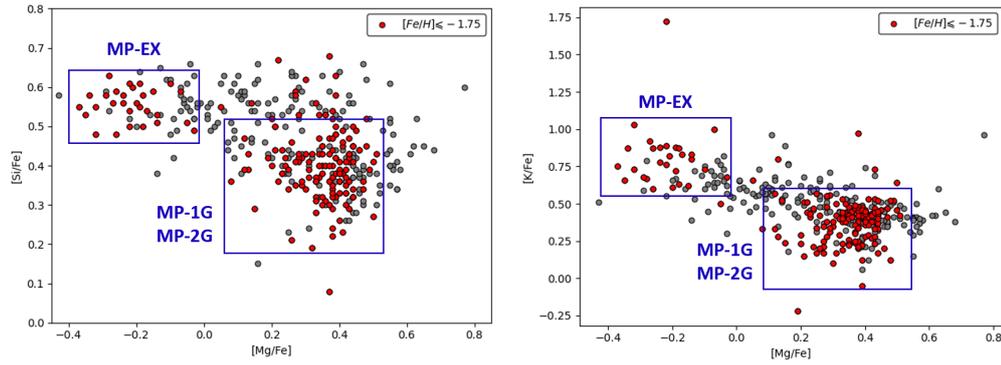


Figura 6.4: Andamento di $[Si/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ (pannello di sinistra) e di $[K/Fe]$ come funzione di $[Mg/Fe]$ (pannello di destra). In grigio sono mostrate tutte le stelle del campione, mentre in rosso solo quelle con $[Fe/H] < -1.75$ dex. Le due box identificano rispettivamente le popolazioni MP-1G/2G e la popolazione MP-EX presenti all'interno della popolazione metal-poor.

5. Scoperta di una stella super K-rich

Infine, è stata individuata una stella (43241_J10) che ha un'abbondanza $[K/Fe] = +1.72$ dex; tale abbondanza è significativamente più alta rispetto alle stelle più K-rich del campione. Inoltre, si tratta di una stella con $[Mg/Fe] < 0.0$ dex.

Nello scenario in cui l'arricchimento di K derivi dalle stelle di AGB e super-AGB della prima generazione il gas espulso da questi polluters, prima di dare origine a nuove generazioni di stelle, subisce un processo di diluizione con il gas primordiale presente all'interno dell'ammasso. In questo scenario c'è però la possibilità che alcune stelle si formino direttamente a partire dagli ejecta dei polluters, prima che il gas venga diluito. Questo meccanismo è stato proposto per spiegare la presenza di sotto-popolazioni estremamente arricchite di elio ($Y \sim 0.35$) presenti in alcuni sistemi stellari come NGC2808, NGC2419 e ω Centauri (Norris 2004, Piotto et al. 2005 e Sollima et al. 2005). In tal caso l'abbondanza di $[K/Fe]$ risulterà significativamente più alta rispetto a quella di tutte le altre stelle, nate dopo la diluizione del gas, e rispecchierà la composizione originale del gas delle super-AGB da cui è nata.

È interessante notare come i valori di K e Mg di questa stella siano molto simili a quelli misurati in NGC2419 (si veda figura 5.16) dove la popolazione arricchita si pensa sia stata originata proprio da stelle super-AGB non coinvolte con processi di diluizione (Ventura et al. 2012). La conferma di questo scenario necessita di nuove osservazioni della stella, per poter studiare meglio la sua intera composizione chimica e porre dei vincoli per i modelli teorici capaci di spiegare la sovrabbondanza di K.

6.1 Prospettive future

I risultati osservativi descritti in questa tesi permettono di annoverare anche ω Centauri nel ristretto numero di ammassi globulari che presentano un grande spread nell'abbondanza di Na, una anti-correlazione Mg-K e la presenza di stelle Mg-poor ($[Mg/Fe] < 0.0$ dex). Si tratta di ammassi massicci e peculiari sotto diversi aspetti, ma ancora sfugge quale sia la caratteristica cruciale che ha reso questi sistemi stellari capaci di produrre questa rara anomalia chimica. Tuttavia, la sua stessa esistenza, anche se limitata a pochi casi, fornisce un importante vincolo addizionale ai modelli di evoluzione chimica degli ammassi globulari, in grado già ora di rendere impraticabili intere famiglie di modelli.

È ragionevole pensare che sia possibile ottenere ulteriori utili indizi sul meccanismo di arricchimento degli ammassi dall'anti-correlazione Mg-K. Le strade che sembrano più promettenti consistono nel cercare altri membri della classe di NGC2419, NGC2808 e ω Centauri fra gli ammassi più massicci della Via Lattea, anche se rilevanti test negativi sono già stati effettuati (Mucciarelli et al. 2017), e nello studiare in maggiore dettaglio le correlazioni fra $[K/Fe]$, $[Mg/Fe]$ e $[Fe/H]$ in ω Centauri, dove la grande variazione di metallicità lo rende possibile.

Bibliografia

- R. Andrae, M. Fouesneau, O. Creevey, C. Ordenovic, N. Mary, A. Burlacu, L. Chaoul, A. Jean-Antoine-Piccolo, G. Kordopatis, A. Korn, Y. Lebreton, C. Panem, B. Pichon, F. Thévenin, G. Walmsley, and C. A. L. Bailer-Jones. Gaia Data Release 2. First stellar parameters from Apsis. , 616:A8, Aug. 2018. doi: 10.1051/0004-6361/201732516.
- N. Bastian and C. Lardo. Multiple Stellar Populations in Globular Clusters. , 56:83–136, Sept. 2018. doi: 10.1146/annurev-astro-081817-051839.
- N. Bastian, H. J. G. L. M. Lamers, S. E. de Mink, S. N. Longmore, S. P. Goodwin, and M. Gieles. Early disc accretion as the origin of abundance anomalies in globular clusters. , 436(3):2398–2411, Dec. 2013. doi: 10.1093/mnras/stt1745.
- H. Baumgardt and M. Hilker. A catalogue of masses, structural parameters, and velocity dispersion profiles of 112 Milky Way globular clusters. , 478(2): 1520–1557, Aug. 2018. doi: 10.1093/mnras/sty1057.
- H. Baumgardt, P. Côté, M. Hilker, M. Rejkuba, S. Mieske, S. G. Djorgovski, and P. Stetson. The velocity dispersion and mass-to-light ratio of the remote halo globular cluster NGC2419. , 396(4):2051–2060, July 2009. doi: 10.1111/j.1365-2966.2009.14932.x.
- K. Bekki and K. C. Freeman. Formation of ω Centauri from an ancient nucleated dwarf galaxy in the young Galactic disc. , 346(2):L11–L15, Dec. 2003. doi: 10.1046/j.1365-2966.2003.07275.x.
- R. A. Bell and R. J. Dickens. Chemical abundances in the globular clusters M 3, M 13, and NGC 6752. , 242:657–672, Dec. 1980. doi: 10.1086/158502.
- D. E. Blackwell, A. D. Petford, S. Arribas, D. J. Haddock, and M. J. Selby. Determination of temperatures and angular diameters of 114 F-M stars using the infrared flux method (IRFM). , 232:396, June 1990.
- E. Brocato, V. Castellani, G. Raimondo, and A. R. Walker. The Color-Magnitude Diagram of the Globular Cluster NGC 6362 and the Canonical Tilt of Horizontal Branches. , 527(1):230–235, Dec. 1999. doi: 10.1086/308058.
- R. D. Cannon, B. F. W. Croke, R. A. Bell, J. E. Hesser, and R. A. Stathakis. Carbon and nitrogen abundance variations on the main sequence of 47 Tucanae. , 298(2):601–624, Aug. 1998. doi: 10.1046/j.1365-8711.1998.01671.x.

- E. Carretta. Three Discrete Groups with Homogeneous Chemistry along the Red Giant Branch in the Globular Cluster NGC 2808. , 795(2):L28, Nov. 2014. doi: 10.1088/2041-8205/795/2/L28.
- E. Carretta. Potassium abundances in multiple stellar populations of the globular cluster NGC 4833. arXiv e-prints, art. arXiv:2103.10441, Mar. 2021.
- E. Carretta, A. Bragaglia, R. Gratton, and S. Lucatello. Na-O anticorrelation and HB. VIII. Proton-capture elements and metallicities in 17 globular clusters from UVES spectra. , 2009a.
- E. Carretta, A. Bragaglia, R. G. Gratton, S. Lucatello, G. Catanzaro, F. Leone, M. Bellazzini, R. Claudi, V. D’Orazi, Y. Momany, S. Ortolani, E. Pancino, G. Piotto, A. Recio-Blanco, and E. Sabbi. Na-O anticorrelation and HB. VII. The chemical composition of first and second-generation stars in 15 globular clusters from GIRAFFE spectra. , 505(1):117–138, Oct. 2009b. doi: 10.1051/0004-6361/200912096.
- E. Carretta, A. Bragaglia, R. G. Gratton, A. Recio-Blanco, S. Lucatello, V. D’Orazi, and S. Cassisi. Properties of stellar generations in globular clusters and relations with global parameters. , 516:A55, June 2010. doi: 10.1051/0004-6361/200913451.
- E. Carretta, R. G. Gratton, A. Bragaglia, V. D’Orazi, S. Lucatello, A. Sollima, and C. Sneden. Potassium in Globular Cluster Stars: Comparing Normal Clusters to the Peculiar Cluster NGC 2419. , 769(1):40, May 2013. doi: 10.1088/0004-637X/769/1/40.
- F. Castelli and R. L. Kurucz. New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres. In N. Piskunov, W. W. Weiss, and D. F. Gray, editors, Modelling of Stellar Atmospheres, volume 210, page A20, Jan. 2003.
- J. G. Cohen. Abundances in globular cluster red giants. I. M3 and M13. , 223: 487–508, July 1978. doi: 10.1086/156284.
- J. G. Cohen and E. N. Kirby. The Bizarre Chemical Inventory of NGC 2419, An Extreme Outer Halo Globular Cluster. , 760(1):86, Nov. 2012. doi: 10.1088/0004-637X/760/1/86.
- J. G. Cohen, W. Huang, and E. N. Kirby. The Peculiar Chemical Inventory of NGC 2419: An Extreme Outer Halo “Globular Cluster”. , 740(2):60, Oct. 2011. doi: 10.1088/0004-637X/740/2/60.
- S. E. de Mink, O. R. Pols, N. Langer, and R. G. Izzard. Massive binaries as the source of abundance anomalies in globular clusters. , 507(1):L1–L4, Nov. 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200913205.
- M. Del Principe, A. M. Piersimoni, J. Storm, F. Caputo, G. Bono, P. B. Stetson, M. Castellani, R. Buonanno, A. Calamida, C. E. Corsi, M. Dall’Ora, I. Ferraro, L. M. Freyhammer, G. Iannicola, M. Monelli, M. Nonino, L. Pulone,

- and V. Ripepi. A Pulsational Distance to ω Centauri Based on Near-Infrared Period-Luminosity Relations of RR Lyrae Stars. , 652(1):362–369, Nov. 2006. doi: 10.1086/508136.
- P. A. Denissenkov and F. D. A. Hartwick. Supermassive stars as a source of abundance anomalies of proton-capture elements in globular clusters. , 437(1): L21–L25, Jan. 2014. doi: 10.1093/mnrasl/slt133.
- A. D’Ercole, F. D’Antona, P. Ventura, E. Vesperini, and S. L. W. McMillan. Abundance patterns of multiple populations in globular clusters: a chemical evolution model based on yields from AGB ejecta. , 407(2):854–869, Sept. 2010. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.16996.x.
- V. D’Orazi, S. Lucatello, R. Gratton, A. Bragaglia, E. Carretta, Z. Shen, and S. Zaggia. Lithium and Proton-capture Elements in Globular Cluster Dwarfs: The Case of 47 Tuc. , 713(1):L1–L5, Apr. 2010. doi: 10.1088/2041-8205/713/1/L1.
- R. D’Souza and H.-W. Rix. Mass estimates from stellar proper motions: the mass of ω Centauri. , 429(3):1887–1901, Mar. 2013. doi: 10.1093/mnras/sts426.
- Gaia Collaboration, T. Prusti, J. H. J. de Bruijne, A. G. A. Brown, A. Vallenari, C. Babusiaux, et al. The Gaia mission. , 595:A1, Nov. 2016. doi: 10.1051/0004-6361/201629272.
- Gaia Collaboration, C. Babusiaux, F. van Leeuwen, M. A. Barstow, C. Jordi, A. Vallenari, et al. Gaia Data Release 2. Observational Hertzsprung-Russell diagrams. , 616:A10, Aug. 2018. doi: 10.1051/0004-6361/201832843.
- Gaia Collaboration, A. G. A. Brown, A. Vallenari, T. Prusti, J. H. J. de Bruijne, C. Babusiaux, et al. Gaia Early Data Release 3. Summary of the contents and survey properties. , 649:A1, May 2021. doi: 10.1051/0004-6361/202039657.
- J. I. González Hernández and P. Bonifacio. A new implementation of the infrared flux method using the 2MASS catalogue. , 497(2):497–509, Apr. 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200810904.
- R. Gratton, A. Bragaglia, E. Carretta, V. D’Orazi, S. Lucatello, and A. Sollima. What is a globular cluster? An observational perspective. , 27(1):8, Nov. 2019. doi: 10.1007/s00159-019-0119-3.
- N. Grevesse and A. J. Sauval. Standard Solar Composition. , 85:161–174, May 1998. doi: 10.1023/A:1005161325181.
- B. Gustafsson, B. Edvardsson, K. Eriksson, U. G. Jørgensen, Å. Nordlund, and B. Plez. A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars. I. Methods and general properties. , 486(3):951–970, Aug. 2008. doi: 10.1051/0004-6361:200809724.
- W. E. Harris. A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way. , 112:1487, Oct. 1996. doi: 10.1086/118116.

- W. E. Harris. A New Catalog of Globular Clusters in the Milky Way. arXiv e-prints, art. arXiv:1012.3224, Dec. 2010.
- C. I. Johnson and C. A. Pilachowski. Chemical Abundances for 855 Giants in the Globular Cluster Omega Centauri (NGC 5139). , 722(2):1373–1410, Oct. 2010. doi: 10.1088/0004-637X/722/2/1373.
- I. R. King. The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models. , 71:64, Feb. 1966. doi: 10.1086/109857.
- E. N. Kirby, P. Guhathakurta, M. Bolte, C. Sneden, and M. C. Geha. Multi-element abundance measurements from medium-resolution spectra. i. the sculptor dwarf spheroidal galaxy. The Astrophysical Journal, 705(1):328–346, Oct 2009. ISSN 1538-4357. doi: 10.1088/0004-637x/705/1/328. URL <http://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/705/1/328>.
- M. Krause, C. Charbonnel, T. Decressin, G. Meynet, and N. Prantzos. Super-bubble dynamics in globular cluster infancy. II. Consequences for secondary star formation in the context of self-enrichment via fast-rotating massive stars. , 552:A121, Apr. 2013. doi: 10.1051/0004-6361/201220694.
- R. L. Kurucz. ATLAS12, SYNTHE, ATLAS9, WIDTH9, et cetera. Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi, 8:14, Jan. 2005.
- G. E. Langer, R. Hoffman, and C. Sneden. Sodium-Oxygen Abundance Anticorrelations and Deep Mixing Scenarios for Globular Cluster Giants. , 105:301, Mar. 1993. doi: 10.1086/133147.
- E. Lapenna, C. Lardo, A. Mucciarelli, M. Salaris, F. R. Ferraro, B. Lanzoni, D. Massari, P. B. Stetson, S. Cassisi, and A. Savino. Lost and Found: Evidence of Second-generation Stars Along the Asymptotic Giant Branch of the Globular Cluster NGC 6752. , 826(1):L1, July 2016. doi: 10.3847/2041-8205/826/1/L1.
- K. Lind, M. Asplund, P. S. Barklem, and A. K. Belyaev. Non-LTE calculations for neutral Na in late-type stars using improved atomic data. , 528:A103, Apr. 2011. doi: 10.1051/0004-6361/201016095.
- A. Marín-Franch, A. Aparicio, G. Piotto, A. Rosenberg, B. Chaboyer, A. Sarajedini, M. Siegel, J. Anderson, L. R. Bedin, A. Dotter, M. Hempel, I. King, S. Majewski, A. P. Milone, N. Paust, and I. N. Reid. The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. VII. Relative Ages. , 694(2):1498–1516, Apr. 2009. doi: 10.1088/0004-637X/694/2/1498.
- A. F. Marino, A. P. Milone, G. Piotto, S. Villanova, R. Gratton, F. D’Antona, J. Anderson, L. R. Bedin, A. Bellini, S. Cassisi, D. Geisler, A. Renzini, and M. Zoccali. Sodium-Oxygen Anticorrelation and Neutron-capture Elements in Omega Centauri Stellar Populations. , 731(1):64, Apr. 2011a. doi: 10.1088/0004-637X/731/1/64.

- A. F. Marino, S. Villanova, A. P. Milone, G. Piotto, K. Lind, D. Geisler, and P. B. Stetson. Sodium-Oxygen Anticorrelation Among Horizontal Branch Stars in the Globular Cluster M4. , 730(2):L16, Apr. 2011b. doi: 10.1088/2041-8205/730/2/L16.
- M. L. McCall. On Determining Extinction from Reddening. , 128(5):2144–2169, Nov. 2004. doi: 10.1086/424933.
- S. Mészáros, S. L. Martell, M. Shetrone, S. Lucatello, N. W. Troup, J. Bovy, K. Cunha, D. A. García-Hernández, J. C. Overbeek, C. Allende Prieto, T. C. Beers, P. M. Frinchaboy, A. E. García Pérez, F. R. Hearty, J. Holtzman, S. R. Majewski, D. L. Nidever, R. P. Schiavon, D. P. Schneider, J. S. Sobeck, V. V. Smith, O. Zamora, and G. Zasowski. Exploring Anticorrelations and Light Element Variations in Northern Globular Clusters Observed by the APOGEE Survey. , 149(5):153, May 2015. doi: 10.1088/0004-6256/149/5/153.
- S. Mészáros, T. Masseron, D. A. García-Hernández, C. Allende Prieto, T. C. Beers, D. Bizyaev, D. Chojnowski, R. E. Cohen, K. Cunha, F. Dell’Aglia, G. Ebelke, J. G. Fernández-Trincado, P. Frinchaboy, D. Geisler, S. Hasselquist, F. Hearty, J. Holtzman, J. Johnson, R. R. Lane, I. Lacerna, P. Longa-Peña, S. R. Majewski, S. L. Martell, D. Minniti, D. Nataf, D. L. Nidever, K. Pan, R. P. Schiavon, M. Shetrone, V. V. Smith, J. S. Sobeck, G. S. Stringfellow, L. Szigeti, B. Tang, J. C. Wilson, and O. Zamora. Homogeneous analysis of globular clusters from the APOGEE survey with the BACCHUS code - II. The Southern clusters and overview. , 492(2):1641–1670, Feb. 2020. doi: 10.1093/mnras/stz3496.
- S. Mészáros, T. Masseron, J. G. Fernández-Trincado, D. A. García-Hernández, L. Szigeti, K. Cunha, M. Shetrone, V. V. Smith, R. L. Beaton, T. C. Beers, J. R. Brownstein, D. Geisler, C. R. Hayes, H. Jönsson, R. R. Lane, S. R. Majewski, D. Minniti, R. R. Munoz, C. Nitschelm, A. Roman-Lopes, and O. Zamora. Homogeneous analysis of globular clusters from the APOGEE survey with the BACCHUS code - III. ω Cen. , 505(2):1645–1660, Aug. 2021. doi: 10.1093/mnras/stab1208.
- A. Mucciarelli. 4DAO Cookbook. [arXiv e-prints](#), art. arXiv:1311.1403, Nov. 2013.
- A. Mucciarelli, L. Origlia, and F. R. Ferraro. Chemical Composition of the Old Globular Clusters NGC 1786, NGC 2210, and NGC 2257 in the Large Magellanic Cloud. , 717(1):277–288, July 2010. doi: 10.1088/0004-637X/717/1/277.
- A. Mucciarelli, M. Bellazzini, R. Ibata, T. Merle, S. C. Chapman, E. Dalessandro, and A. Sollima. News from the Galactic suburbia: the chemical composition of the remote globular cluster NGC 2419. , 426(4):2889–2900, Nov. 2012. doi: 10.1111/j.1365-2966.2012.21847.x.
- A. Mucciarelli, E. Pancino, L. Lovisi, F. R. Ferraro, and E. Lapenna. GALA: An Automatic Tool for the Abundance Analysis of Stellar Spectra. , 766(2): 78, Apr. 2013. doi: 10.1088/0004-637X/766/2/78.

- A. Mucciarelli, M. Bellazzini, T. Merle, B. Plez, E. Dalessandro, and R. Ibata. Potassium: A New Actor on the Globular Cluster Chemical Evolution Stage. The Case of NGC 2808. , 801(1):68, Mar. 2015. doi: 10.1088/0004-637X/801/1/68.
- A. Mucciarelli, T. Merle, and M. Bellazzini. The potassium abundance in the globular clusters NGC 104, NGC 6752 and NGC 6809. , 600:A104, Apr. 2017. doi: 10.1051/0004-6361/201730410.
- A. Mucciarelli, M. Bellazzini, and D. Massari. Exploiting the Gaia EDR3 photometry to derive stellar temperatures. arXiv e-prints, art. arXiv:2106.03882, June 2021.
- J. E. Norris. The Helium Abundances of ω Centauri. , 612(1):L25–L28, Sept. 2004. doi: 10.1086/423986.
- J. E. Norris and G. S. Da Costa. The Giant Branch of omega Centauri. IV. Abundance Patterns Based on Echelle Spectra of 40 Red Giants. , 447:680, July 1995. doi: 10.1086/175909.
- J. E. Norris, K. C. Freeman, and K. J. Mighell. The Giant Branch of omega Centauri. V. The Calcium Abundance Distribution. , 462:241, May 1996. doi: 10.1086/177145.
- W. Osborn. Two new CN-strong globular cluster stars. The Observatory, 91: 223–224, Dec. 1971.
- E. Pancino, F. R. Ferraro, M. Bellazzini, G. Piotto, and M. Zoccali. New Evidence for the Complex Structure of the Red Giant Branch in ω Centauri. , 534(1): L83–L87, May 2000. doi: 10.1086/312658.
- E. Pancino, D. Romano, B. Tang, G. Tautvaišienė, A. R. Casey, P. Gruyters, D. Geisler, I. San Roman, S. Randich, E. J. Alfaro, A. Bragaglia, E. Flaccomio, A. J. Korn, A. Recio-Blanco, R. Smiljanic, G. Carraro, A. Bayo, M. T. Costado, F. Damiani, P. Jofré, C. Lardo, P. de Laverny, L. Monaco, L. Morbidelli, L. Sbordone, S. G. Sousa, and S. Villanova. The Gaia-ESO Survey. Mg-Al anti-correlation in iDR4 globular clusters. , 601:A112, May 2017. doi: 10.1051/0004-6361/201730474.
- L. Pasquini, G. Avila, A. Blecha, C. Cacciari, V. Cayatte, M. Colless, F. Damiani, R. de Propris, H. Dekker, P. di Marcantonio, T. Farrell, P. Gillingham, I. Guinouard, F. Hammer, A. Kaufer, V. Hill, M. Marteaud, A. Modigliani, G. Mulas, P. North, D. Popovic, E. Rossetti, F. Royer, P. Santin, R. Schmutzler, G. Simond, P. Vola, L. Waller, and M. Zoccali. Installation and commissioning of FLAMES, the VLT Multifibre Facility. The Messenger, 110:1–9, Dec. 2002.
- G. Piotto, S. Villanova, L. R. Bedin, R. Gratton, S. Cassisi, Y. Momany, A. Recio-Blanco, S. Lucatello, J. Anderson, I. R. King, A. Pietrinferni, and G. Carraro. Metallicities on the Double Main Sequence of ω Centauri Imply Large Helium Enhancement. , 621(2):777–784, Mar. 2005. doi: 10.1086/427796.

-
- I. Platais, R. F. G. Wyse, L. Hebb, Y.-W. Lee, and S.-C. Rey. ω Centauri: Not a Recent Merger but Self-Enriched? , 591(2):L127–L130, July 2003. doi: 10.1086/377161.
- N. Prantzos, C. Charbonnel, and C. Iliadis. Light nuclei in galactic globular clusters: constraints on the self-enrichment scenario from nucleosynthesis. , 470(1):179–190, July 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20077205.
- C. Pryor and G. Meylan. Velocity Dispersions for Galactic Globular Clusters. In S. G. Djorgovski and G. Meylan, editors, Structure and Dynamics of Globular Clusters, volume 50 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series, page 357, Jan. 1993.
- A. Renzini and A. Buzzoni. Global properties of stellar populations and the spectral evolution of , volume 122, pages 195–231. 1986. doi: 10.1007/978-94-009-4598-2_19.
- A. Renzini, F. D’Antona, S. Cassisi, I. R. King, A. P. Milone, P. Ventura, J. Anderson, L. R. Bedin, A. Bellini, T. M. Brown, G. Piotto, R. P. van der Marel, B. Barbuy, E. Dalessandro, S. Hidalgo, A. F. Marino, S. Ortolani, M. Salaris, and A. Sarajedini. The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters - V. Constraints on formation scenarios. , 454(4):4197–4207, Dec. 2015. doi: 10.1093/mnras/stv2268.
- I. U. Roederer and I. B. Thompson. Detailed abundances of 15 stars in the metal-poor globular cluster NGC 4833. , 449(4):3889–3910, June 2015. doi: 10.1093/mnras/stv546.
- E. E. Salpeter. The Rate of Star Formation in the Galaxy. , 129:608, May 1959. doi: 10.1086/146660.
- L. Sbordone, P. Bonifacio, F. Castelli, and R. L. Kurucz. ATLAS and SYNTHÉ under Linux. Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi, 5:93, Jan. 2004.
- T. M. Sitnova, L. I. Mashonkina, and T. A. Ryabchikova. Influence of departures from LTE on oxygen abundance determination in the atmospheres of A-K stars. Astronomy Letters, 39(2):126–140, Feb. 2013. doi: 10.1134/S1063773713020084.
- V. V. Smith, N. B. Suntzeff, K. Cunha, R. Gallino, M. Busso, D. L. Lambert, and O. Straniero. The Chemical Evolution of the Globular Cluster ω Centauri (NGC 5139). , 119(3):1239–1258, Mar. 2000. doi: 10.1086/301276.
- A. Sollima, E. Pancino, F. R. Ferraro, M. Bellazzini, O. Straniero, and L. Pasquini. Metallicities, Relative Ages, and Kinematics of Stellar Populations in ω Centauri. , 634(1):332–343, Nov. 2005. doi: 10.1086/496945.
- P. B. Stetson and E. Pancino. DAOSPEC: An Automatic Code for Measuring Equivalent Widths in High-Resolution Stellar Spectra. , 120(874):1332, Dec. 2008. doi: 10.1086/596126.

BIBLIOGRAFIA

- N. B. Suntzeff and R. P. Kraft. The Abundance Spread Among Giants and Subgiants in the Globular Cluster Omega Centauri. , 111:1913, May 1996. doi: 10.1086/117930.
- J. Tonry and M. Davis. A survey of galaxy redshifts. I. Data reduction techniques. , 84:1511–1525, Oct. 1979. doi: 10.1086/112569.
- F. van Leeuwen, R. S. Le Poole, R. A. Reijns, K. C. Freeman, and P. T. de Zeeuw. A proper motion study of the globular cluster ω Centauri. , 360:472–498, Aug. 2000.
- P. Ventura, F. D’Antona, M. Di Criscienzo, R. Carini, A. D’Ercole, and E. vesperini. Super-AGB-AGB Evolution and the Chemical Inventory in NGC 2419. , 761(2):L30, Dec. 2012. doi: 10.1088/2041-8205/761/2/L30.
- P. Ventura, M. Di Criscienzo, R. Carini, and F. D’Antona. Yields of AGB and SAGB models with chemistry of low- and high-metallicity globular clusters. , 431(4):3642–3653, June 2013. doi: 10.1093/mnras/stt444.