

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

SCUOLA DI SCIENZE
Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea magistrale in Astrofisica e Cosmologia

ABBONDANZE CHIMICHE
DEGLI ELEMENTI
DEL PICCO DEL FERRO
NEL SISTEMA STELLARE
 ω CENTAURI

Presentata da:
Massimo Cau

Relatore:
Prof. Alessio Mucciarelli
Correlatore:
Dott. Davide Massari

Sessione III
Anno Accademico 2021/2022

Anyone who stops learning is old, whether at twenty or eighty.

Anyone who keeps learning stays young.

The greatest thing in life is to keep your mind young.

(Henry Ford)

Abstract

Secondo il modello cosmologico Λ -CDM, le galassie che osserviamo oggi sono state originate dal *merging* di strutture più piccole. La Via Lattea (MW) costituisce un eccellente esempio di questo meccanismo di “assemblaggio” in quanto è oramai dimostrato che nel passato è stata coinvolta in numerosi eventi di *merging*, molti dei quali sono stati identificati recentemente grazie alla missione *Gaia* (Helmi et al. 2018). Durante questo processo di *merging* la MW ha accresciuto sia stelle di campo che ammassi globulari (GCs). Si stima che circa il 50% – 60% della attuale popolazione di GCs della MW sia stata accresciuta da diversi progenitori esterni, mentre i restanti GCs si sono formati probabilmente *in situ*. Fino ad ora l’accrescimento esterno o la formazione *in situ* di questi sistemi stellari sono stati determinati principalmente mediante lo studio della loro orbite, unitamente alle informazioni relative alla relazione età-metallicità. Tuttavia, nel caso di alcuni GCs, le proprietà dinamiche da sole non permettono una netta distinzione tra i due meccanismi.

La misura di abbondanze chimiche per indagare sull’origine delle stelle e dei GCs di una galassia si è rivelata uno strumento molto versatile e potente, complementare o alternativo agli studi di dinamica. Ad esempio, la determinazione dell’abbondanza degli α -elementi permette di distinguere le stelle nate all’interno della MW da quelle nate in sistemi caratterizzati da un’efficienza nella formazione stellare diversa da quella della Via Lattea (Nissen & Schuster 2010). Inoltre, confrontando le stelle appartenenti a galassie nane con quelle di analoga metallicità della MW, si è osservato che le prime sono più ricche di elementi che si formano mediante processi di cattura neutronica lenta (Tolstoy et al. 2009).

Studi recenti (Minelli et al. 2021; Mucciarelli et al. 2021) hanno proposto

di utilizzare i rapporti di abbondanza chimica di alcuni elementi del picco del ferro, ad esempio Sc, V e Zn, come diagnostici per identificare stelle nate in un ambiente diverso e quindi anche stelle nate in sistemi galattici successivamente accresciuti. Infatti, i rapporti di abbondanza $[\text{Sc}/\text{Fe}]$, $[\text{V}/\text{Fe}]$ e $[\text{Zn}/\text{Fe}]$ sono estremamente sensibili al contributo delle stelle massive: in caso di galassie di piccola massa e caratterizzate da una bassa formazione stellare, tali rapporti di abbondanza calano significativamente, rendendo spesso possibile identificare stelle accresciute da stelle nate *in situ*. Ciò diventa maggiormente vero per stelle con $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$. Si tratta quindi di diagnostici chimici molto potenti per tracciare l'evoluzione chimica di galassie nane e spesso complementari ad altri rapporti di abbondanza (più tradizionali) relativi alle stelle massive (come gli elementi α).

Questo lavoro di tesi intende studiare questi rapporti di abbondanza per il sistema stellare Omega Centauri (NGC5139). Tale sistema rappresenta un oggetto non facilmente assimilabile ai normali ammassi globulari (per quanto usualmente considerato come tale) in quanto presenta una dispersione di metallicità che lo accumuna maggiormente alle galassie (Johnson & Pilachowski 2010; Marino et al. 2012). E' infatti stato proposto che esso sia il residuo di una galassia sferoidale nana distrutta dall'interazione con la Via Lattea (Bekki & Freeman 2003). Lo studio delle abbondanze di Sc, V e Zn (che sono generalmente sottoabbondanti nelle sferoidali nane) puo' porre importanti vincoli per capire la natura di questo sistema.

Indice

Abstract	i
1 Ammassi Globulari	1
1.1 Ammassi Globulari: generalità	1
1.2 I GCs della Via Lattea	2
1.3 Popolazioni stellari multiple nei GC della MW	3
1.4 Omega Centauri	7
1.4.1 Abbondanze chimiche in ω Cen	10
2 Strumentazione e dati	19
2.1 Strumentazione: VLT e UVES	19
2.2 Campione spettroscopico	20
2.3 Dati fotometrici	21
2.3.1 Cross correlation tra cataloghi UVES e <i>Gaia</i>	23
3 Parametri atmosferici	29
3.1 Temperatura effettiva	29
3.2 Gravità superficiale	31
3.3 Velocità di microturbolenza	34
4 Analisi chimica di ω Cen	37
4.1 Calcolo degli spettri sintetici	37
4.2 Normalizzazione e correzione per le RV degli spettri osservati .	39
4.3 Selezione delle righe	39
4.4 Misura delle EW	41
4.4.1 Calcolo delle abbondanze chimiche da EW	42
4.4.2 Metodo EW: procedura per ω Cen	47

4.5	Abbondanze da sintesi spettrale	48
4.5.1	SALVADOR	49
4.6	Incertezze sulle abbondanze	50
5	Risultati e discussione	53
5.1	Abbondanza C+N+O in stelle giganti di ω Cen	54
5.1.1	Abbondanza del C	54
5.1.2	Abbondanza dell'N	56
5.1.3	Abbondanza dell'O	58
5.2	Elementi α	61
5.2.1	Silicio	61
5.2.2	Calcio	64
5.2.3	Titanio	67
5.3	Elementi del picco del Fe	69
5.3.1	Scandio	70
5.3.2	Vanadio	72
5.3.3	Nichel	74
5.3.4	Zinco	76
	Conclusioni	79
	Bibliografia	87

Capitolo 1

Ammassi Globulari

L'oggetto di studio di questa tesi è il più massivo tra gli ammassi che popolano la Via Lattea (MW) ma è anche quello che maggiormente sfugge alla definizione di ammasso globulare: Omega Centauri (ω Cen d'ora in poi). Nei prossimi paragrafi vengono brevemente descritte le proprietà degli ammassi globulari Galattici (l'assenza di dispersione di metallicità e la presenza di popolazioni stellari chimicamente distinte). Il capitolo si conclude con l'analisi dettagliata delle caratteristiche di ω Cen, soprattutto per quanto riguarda gli scenari di arricchimento chimico e le abbondanze degli elementi in stelle di RGB.

1.1 Ammassi Globulari: generalità

Gli ammassi globulari (GCs) sono una classe di sistemi stellari caratterizzati dall'essere molto compatti (raggio di metà luce fino a qualche decina di pc, con valori tipici tra 3 e 5 pc), luminosi (magnitudine visuale assoluta media $M_V = -7$) e formati da stelle generalmente vecchie con età compresa tra 10 e 13 Gyr, anche se ciò non è strettamente vero per tutti i GCs ospitati da una galassia (ad es. nella Grande e Piccola Nube di Magellano e nella galassia nana del Sagittario sono ospitati GCs le cui stelle hanno età molto più giovani). La massa stellare di tali sistemi può arrivare fino a qualche $10^6 M_\odot$ e, nonostante questa sia paragonabile a quella di deboli galassie nane, i GCs risultano più concentrati e apparentemente privi di materia oscura. Nella nostra Galassia sono distribuiti nell'alone, nel disco spesso e nel bulge

ma non nel disco sottile, sono poveri di metalli e hanno proprietà cinematiche talvolta estreme. Anche se le ipotesi sulla loro formazione sono ancora fortemente dibattute, ci sono numerose evidenze del fatto che il picco nella formazione degli GCs abbia preceduto la formazione della maggior parte delle stelle della galassia ospitante. Inoltre, grazie ai recenti risultati ottenuti dalla missione *Gaia* (Gaia Collaboration 2016), è stata proposta l'ipotesi che, almeno per la MW, gli ammassi globulari possano essersi formati in parte *in situ*, mentre una parte di essa possa avere origine extragalattica *ex situ* ed essersi successivamente accresciuti all'interno della galassia ospite (vedi Myeong et al. 2018; Helmi et al. 2018). Dallo studio delle abbondanze di alcuni elementi chimici e da quello delle proprietà cinematiche delle stelle dei GCs è possibile, in linea teorica, riuscire a distinguere i diversi scenari di formazione che sarebbero rivelati dalla presenza di differenze chimiche generate da differenti evoluzioni chimiche.

1.2 I GCs della Via Lattea

La Via Lattea ospita circa 160 ammassi globulari con distanze che variano tra i 500 pc e 120 kpc rispetto al centro della Galassia (Harris 2010): sebbene la maggior parte dei GCs (144) si trovino entro 42 kpc da esso, 6 ammassi hanno distanze tra 69 e 123 kpc. Ciò ha fatto ipotizzare che si tratti di ammassi stellari esterni o di galassie nane i quali, come nel caso di ω Cen e della galassia del Sagittario, potrebbero essere state catturate dalla Via Lattea durante la loro storia evolutiva. Le masse dei GC Galattici sono comprese tra $\sim 10^5 M_{\odot}$ e qualche $10^6 M_{\odot}$. Diversi studi (Zinn & Armandroff 1985; Larsen et al. 2001; Peng et al. 2006) hanno dimostrato l'esistenza di due distinte distribuzioni spaziali rispetto al centro Galattico, caratterizzate da differenti metallicità:

- GC vecchi con età vicine al tempo di Hubble e poveri di metalli con $-2.5 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -0.8$, associati all'alone Galattico con distanze dal centro entro i 42 kpc. Appartengono a questo gruppo la maggior parte degli ammassi globulari della MW;
- GC più giovani con $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.8$ associati al disco spesso Galattico e caratterizzati da una metallicità più alta delle stelle di alone.

A questa classificazione fa eccezione l'ammasso 47 Tucanae (NGC 104), posizionato 3.2 kpc al di sotto del piano Galattico e caratterizzato da una metallicità insolitamente elevata con un valore di $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.67$. In generale gli ammassi della nostra Galassia sono sistemi a bassa metallicità con abbondanza di $[\text{Fe}/\text{H}]$ compresa tra -2.5 dex e -0.5 dex mentre il rapporto di abbondanza $[\alpha/\text{Fe}]$ è sovrasolare, chiaro indizio del fatto che questi ultimi si sono formati da gas non ancora arricchito dalle esplosioni di SN di tipo Ia.

1.3 Popolazioni stellari multiple nei GC della MW

Per decenni gli ammassi globulari sono stati considerati un perfetto esempio di popolazione stellare semplice (SSP), formati da stelle tutte nate con la medesima composizione chimica iniziale ed originate dallo stesso *burst* di formazione stellare e quindi con la stessa età (Renzini & Buzzoni 1986). Le stelle di un ammasso possono inoltre essere considerate con buona approssimazione tutte alla stessa distanza da noi. Queste proprietà rendono le sequenze evolutive, identificate nei loro diagrammi colore-magnitudine (CMD), facilmente riproducibili con isocrone teoriche, una volta tenuto conto degli effetti di distanza e arrossamento. Infatti, la più diretta evidenza che dimostra l'identificazione dei GCs come SSPs è la presenza nei loro CMD ottici e infrarossi di una ben definita sequenza MS-TO-SGB-RGB priva di sdoppiamenti e caratterizzata da una generale omogeneità nella composizione chimica delle stelle di ciascun ammasso con particolare riguardo al Fe, agli elementi del picco del Fe e agli α -elementi.

Nel tempo tuttavia, grazie alla disponibilità di dati spettroscopici di alta qualità permessa dagli spettrografi multi-fibra ad alta risoluzione montati su telescopi della classe di 8 m e dalla eccezionale fotometria fornita dal Telescopio Spaziale Hubble (HST), è stato possibile identificare all'interno dello stesso ammasso la presenza di sottopopolazioni stellari caratterizzate da differenze in alcuni elementi chimici leggeri (O, Mg, Na, Al). Tali disomogeneità chimiche sono il risultato di processi di arricchimento chimico all'interno dell'ammasso, in grado di portare alla formazione di popolazioni stellari chimicamente distinte ma con piccole differenze di età.

Riassumiamo nei paragrafi che seguono le evidenze spettroscopiche e fotometriche che forniscono una solida base per dimostrare la validità generale dello scenario secondo cui tali popolazioni stellari multiple sono una caratteristica tipica dei GCs.

Evidenze spettroscopiche (abbondanze chimiche)

- La distribuzione delle abbondanze dei cosiddetti elementi leggeri (C, N, O, Na, Al, Mg, Si, F) osservata in stelle del ramo delle Giganti Rosse (RGB) appartenenti ai GCs Galattici è una caratteristica unica delle stelle dell'ammasso e non ha corrispondenza nelle stelle di campo, il che suggerisce che l'ambiente peculiare dei GCs giochi un ruolo importante nel delineare le particolarità chimiche osservate;
- Esistenza di una anticorrelazione tra N e C in stelle RGB. L'evidenza che la somma di C+N aumenta al decrescere del C dimostra che questa anticorrelazione non è semplicemente dovuta alla conversione di C in N all'interno del *ciclo CN* di fusione nucleare (Norris & Cottrell 1979; Smith & Norris 1982). Inoltre, le misure spettroscopiche sembrano concordare sul fatto che la somma C+N+O si mantiene costante e ciò costituisce una prova dell'efficienza del *ciclo CNO*.
- Esistenza di anticorrelazioni tra O e Na e tra Mg e Al (Carretta et al. 2009a,b; Mészáros et al. 2015; Pancino et al. 2019) è una chiara evidenza di materia processata attraverso meccanismi di cattura protonica (*ciclo Ne/Na* e *ciclo Mg/Al*) che sono efficienti a T più elevate di quelle del *ciclo CNO* (dell'ordine di 5×10^7 K per il *ciclo Ne/Na* e $7-8 \times 10^7$ K per il *ciclo Mg/Al*).
- I particolari *pattern* chimici osservati sono presenti non solo nelle stelle di RGB, ma anche in stelle appartenenti alla Sequenza Principale (MS) e al ramo delle Sub Giganti (SGB) (Gratton 2001; D'Orazi et al. 2010; Marino et al. 2011). Ciò dimostra che le anomalie chimiche non sono una conseguenza di effetti evolutivi: infatti, stelle MS e SGB di piccola massa non riescono a raggiungere al loro interno temperature in grado di attivare i *cicli Ne/Na* e *Mg/Al*. Inoltre non si osservano gli effetti di diluizione attesi durante il passaggio tra MS e RGB che ci si aspet-

terebbe nel caso in cui i *pattern* chimici fossero determinati da mixing convettivo.

Le evidenze sopra elencate trovano spiegazione ammettendo che le stelle dei GCs che mostrano composizione chimica peculiare rispetto a quelle di campo con lo stesso contenuto di Fe, sono state originate da gas arricchito dai prodotti dal *ciclo CNO* e dei cicli successivi. Tale scenario richiede quindi la presenza nei GCs di (almeno) due distinte e coesistenti popolazioni stellari: una “popolazione primordiale” con lo stesso *pattern* chimico delle stelle di campo e stesso $[Fe/H]$ e una “seconda popolazione” contenente stelle formate da materiale processato attraverso processi di combustione nucleare. Da un punto di vista evolutivo quindi i GCs sarebbero stati caratterizzati da una fase primordiale nella quale una significativa quantità di materiale sarebbe stata prima processata da reazioni nucleari avvenute all’interno da stelle appartenenti alla popolazione primordiale e quindi espulsa e diffusa nel mezzo interno all’ammasso. Da tale materiale, diluito da gas primordiale con la stessa composizione della popolazione primordiale, sarebbe stata generata una seconda generazione di stelle.

Evidenze fotometriche

L’evidenza fotometrica della esistenza di popolazioni stellari multiple nei GCs, è avvenuta grazie alle osservazioni con HST che hanno permesso di ottenere CMD (basati su filtri stretti o su filtri blu-UV) caratterizzati dalla evidente presenza di sequenze multiple. Se si esclude ω Cen, da tempo ritenuto un GC atipico (vedi paragrafo 1.4), è stata sorprendente la scoperta della presenza di tre distinti rami nella sequenza principale nell’ammasso NGC2808 (D’Antona et al. 2005), la cui spiegazione è stata associata alla presenza di 3 sub-popolazioni caratterizzate da 3 diverse abbondanze di He. La presenza di morfologie multiple è stata riscontrata successivamente anche nelle sequenza SGB di numerosi ammassi (ω Cen, 47 Tuc, NGC 6388, ecc.). Se si esclude il caso di ω Cen (vedi prossimo paragrafo) e di M54, che mostrano un RGB multiplo in tutte le bande fotometriche, nessun altro ammasso globulare mostra in fotometria ottica lo splitting dell’RGB. Ciò sembra legato al fatto che la pendenze dell’RGB per popolazioni stellari vecchie è influenzato solo da un cambio della metallicità totale ma non dalla

variazione del contenuto di He iniziale o dalla distribuzione degli elementi leggeri coinvolti nelle anticorrelazioni osservate. La situazione cambia drasticamente quando si utilizzano filtri in banda ultravioletta come la banda U del sistema fotometrico Johnson: in tale caso la presenza di una struttura multipla nell'RGB appare immediatamente poichè in tali filtri le stelle giganti con *pattern* chimici tipici di stelle di seconda generazione si distribuiscono lungo la parte più rossa dell'RGB. Anche il ramo orizzontale (HB) mostra peculiarità come interruzioni o discontinuità nella distribuzione delle stelle che possono essere attribuite alla presenza di popolazioni stellari multiple. In particolare grazie alla spettroscopia ad elevata risoluzione è stato possibile tracciare chimicamente queste sub-popolazioni facendo emergere il fatto che in un dato GC le stelle che popolano la parte rossa dell'RGB sono tipicamente ricche di O e povere di Na, caratteristica propria delle proprietà chimiche di stelle primordiali. Le stelle che invece appartengono alla parte blu dell'HB sono povere in O e ricche in Na e mostrano quindi abbondanze tipiche delle stelle di seconda generazione osservate lungo l'RGB.



Figura 1.1: Immagine ESO di ω Cen

1.4 Omega Centauri

ω Centauri è uno dei più interessanti e complessi tra gli ammassi globulari della Galassia e quindi anche uno dei più studiati. Dista 5.2 kpc dal sole e 6.4 kpc dal centro Galattico, possiede una magnitudine assoluta in banda visibile $M_V = -10.26$ ed è l'ammasso globulare con massa maggiore tra i GCs della MW, con valore stimato di $4 \cdot 10^6 M_\odot$ (D'Souza & Rix 2013). A differenza della maggior parte dei GCs che risultano monometallici in $[\text{Fe}/\text{H}]$, ω Cen presenta una ampia variazione di metallicità tra stella e stella fino a più di 1 dex con valori compresi nell'intervallo $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.5$. D'altra parte, condivide con i GCs monometallici la presenza di una anticorrelazione Na–O in quasi tutto il range di metallicità (Johnson & Pilachowski 2010; Marino et al. 2011). La presenza di un'ampia distribuzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$ è conosciuta sin dai primi studi su ω Cen (Norris et al. 1996; Suntzeff & Kraft 1996; Pancino et al. 2000; Johnson & Pilachowski 2010) con la presenza di picchi distinti in $[\text{Fe}/\text{H}]$. In particolare, Johnson & Pilachowski (2010) identificano 5 picchi

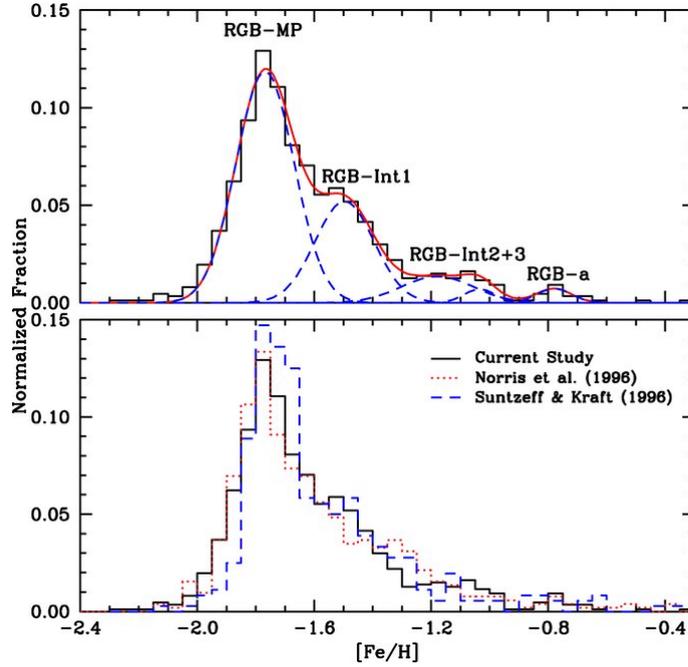


Figura 1.2: Funzione di distribuzione di metallicità di ω Cen da Johnson et al. (2010). Nel pannello in alto in rosso è riportata la curva di fit della distribuzione ottenuta usando 5 profili gaussiani mentre in blu sono mostrati i fit intorno ai singoli picchi della distribuzione. In basso la distribuzione di Johnson et al. (2010) (in nero) è confrontata con quella di studi precedenti.

nella distribuzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$, a -1.75 , -1.5 , -1.15 , -1.05 e -0.75 (vedi fig. 1.2). La complessità di ω Cen è dimostrata anche dalla presenza nel CMD di una struttura multipla (vedi fig. 1.3 a sinistra) nel ramo delle sub-giganti (SGB, Lee et al. 1999; Pancino et al. 2000), in quello delle giganti (RGB) e da un ramo orizzontale (HB) particolarmente esteso (Villanova et al. 2007; Cassisi et al. 2009; D’Antona et al. 2010). Anche la struttura della MS appare complessa, essendo stata scoperta una morfologia tripla riproducibile con 3 diverse metallicità e frazioni di He (vedi fig. 1.3 a destra). La spiegazione di ciò appare difficile e controversa dal momento che, contrariamente a quanto ci si aspetterebbe, la sequenza più blu è quella più ricca in $[\text{Fe}/\text{H}]$ rispetto a quella più rossa (vedi fig. 1.3 a destra). E’ stato ipotizzato che le stelle della MS blu siano state arricchite in maniera significativa in elio fino ad un valore di $Y \sim 0.4$ (King et al. 2012). La sorgente di tale arricchimento è ancora di-

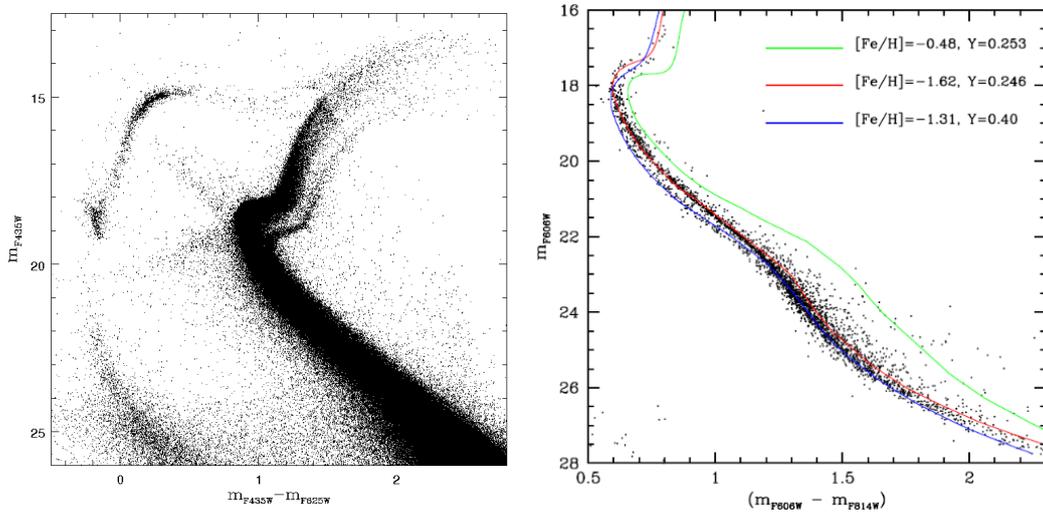


Figura 1.3: *Sinistra:* CMD di ω Cen da Villanova et. al (2008). *Destra:* MS multiplo di ω Cen con sovrapposte isocrone a diversa abbondanza di He e Fe da King et al. (2012).

battuta: stelle massive rapidamente rotanti (FRMS), oppure binarie massive interagenti oppure stelle giganti o supergiganti del ramo asintotico (AGB). L'ampia distribuzione in metallicità di ω Cen si ritiene sia dovuta a processi di autoarricchimento indotti da multipli episodi di formazione stellare anche se studi dinamici escludono la possibilità che tali episodi si siano verificati ogni 2–4 Gyr, periodicità che sembra però richiesta per interpretare i turnoff (TO) della sequenza principale (Stanford et al. 2006).

L'orbita retrograda rispetto alla rotazione della Galassia, suggerisce la possibilità che ω Cen sia stato un sistema stellare più massivo catturato in passato dalla MW. Lo scenario più accreditato è che ω Cen, così come numerosi altri GCs Galattici che contengono popolazioni multiple, sia il *core* residuo di una galassia nana disintegrata dall'interazione mareale con la Via Lattea (Bekki & Freeman 2003). Tale ipotesi viene generalmente preferita a scenari di accrescimento o di merger dato che le sue popolazioni stellari hanno tutte lo stesso moto proprio e la stessa velocità radiale media.

1.4.1 Abbondanze chimiche in ω Cen

Uno studio estensivo delle abbondanze chimiche di ω Cen è stato eseguito da Johnson & Pilachowski (2010) su un campione di 855 stelle giganti con magnitudine visuale più brillante di $M_V=13.5$. Per tali stelle è stata misurata l'abbondanza di O, Na, Al, Si, Ca, Sc, Ti, Fe, Ni, La ed Eu. Riportiamo di seguito i principali risultati di tale studio, con particolare riferimento agli elementi cosiddetti α pesanti (Si, Ca e Ti) e ad alcuni elementi del picco del Fe (Ni e Sc), risultati che saranno presi come riferimento per l'analisi chimica di ω Cen sviluppata in questa tesi.

In accordo con i lavori spettroscopici e fotometrici precedenti, anche nel campione analizzato da Johnson & Pilachowski (2010) è apparsa la presenza di una distribuzione di metallicità multipla con 4 diversi picchi di $[\text{Fe}/\text{H}]$. Le stelle del campione sono state quindi suddivise in 4 intervalli di metallicità: $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.6$ (61%), $-1.6 < [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.3$ (27%), $-1.3 < [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.9$ (10%), $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.9$ (2%).

Gli andamenti delle abbondanze degli α -elementi pesanti (Si, Ca e Ti) e degli elementi del picco del Fe (Sc e Ni) sono ben spiegati da un meccanismo di produzione legato alla esplosione delle SN di tipo II in tutti i range di $[\text{Fe}/\text{H}]$, con valori tipici $[\alpha/\text{Fe}] \approx +0.3$ e di $[\text{Sc}, \text{Ni}/\text{Fe}] \approx 0$. Tuttavia mentre i rapporti $[\text{X}/\text{Fe}]$ e la variazione tra stella e stella degli elementi del picco del Fe rimangono costanti in tutti i range di metallicità di ω Cen, i cosiddetti elementi α esplosivi (Si, Ca e Ti, in parte prodotti dalla nucleosintesi esplosiva prima della esplosione di SN II e in parte da SN Ia) mostrano una complicata morfologia dell'andamento rispetto a $[\text{Fe}/\text{H}]$. In particolare:

- l'abbondanza di $[\text{Si}/\text{Fe}]$ varia tra -0.30 e $+1.15$ ma la media è $[\text{Si}/\text{Fe}] = +0.33$ ($\sigma=0.17$). Il rapporto medio $[\text{Si}/\text{Fe}]$ decresce da $+0.46$, in stelle con $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -2$, fino a $+0.29$ in stelle comprese nell'intervallo $-2.0 < [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.6$ che include la maggior parte del campione esaminato. Per valori di metallicità più elevata il valor medio di $[\text{Si}/\text{Fe}]$ cresce invece monotonicamente fino a $+0.45$ ($\sigma=0.23$) (vedi pannello in alto fig. 1.4);

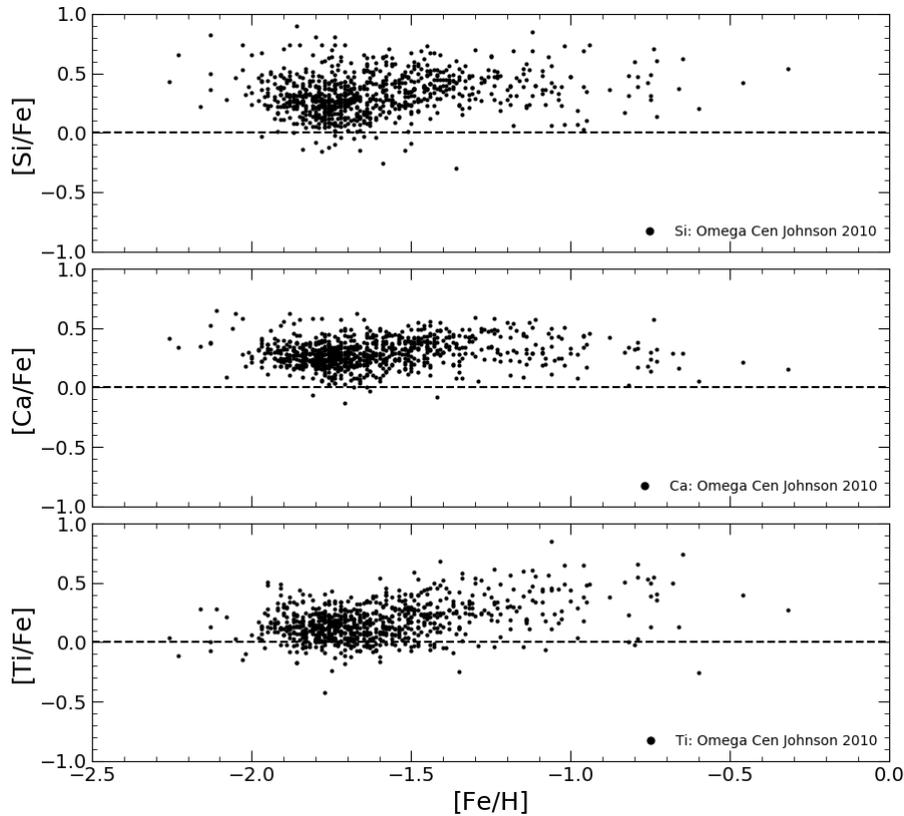


Figura 1.4: Abbondanza di Si, Ca e Ti vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ in Johnson et al. 2010.

- la variazione dell'abbondanza di $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ è compresa nell'intervallo tra -0.13 e $+0.65$. La morfologia dell'andamento rispetto a $[\text{Fe}/\text{H}]$ presenta similarità con quello di $[\text{Si}/\text{Fe}]$. Le stelle con $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -2$ tendono ad essere più ricche in Ca con $[\text{Ca}/\text{Fe}] = +0.37$ ($\sigma = 0.16$) rispetto alla popolazione più numerosa con $-2.0 < [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.6$ e $[\text{Ca}/\text{Fe}] = +0.26$ ($\sigma = 0.11$). L'abbondanza del Ca aumenta quindi per le popolazioni con i valori più alti di $[\text{Fe}/\text{H}]$ fino ad un valore medio di $[\text{Ca}/\text{Fe}] = +0.34$ anche se, a differenza del Si, diminuisce per $[\text{Fe}/\text{H}] \gtrsim -1$ fino ad un valore medio $[\text{Ca}/\text{Fe}] = +0.26$ ($\sigma = 0.12$) (vedi pannello centrale fig. 1.4);
- le stelle osservate mostrano una dispersione in $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ paragonabile a quella di $[\text{Si}/\text{Fe}]$ e $[\text{Ca}/\text{Fe}]$. Il valore medio di $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ si mantiene approssimativamente costante per valori di $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.6$ con media

$[\text{Ti}/\text{Fe}] = +0.13$ ($\sigma = 0.12$), più basso di ~ 0.2 dex rispetto a $[\text{Si}/\text{Fe}]$ e $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ presente nello stesso tipo di stelle. Per metallicità maggiori si ha quindi una crescita fino a $[\text{Ti}/\text{Fe}] = +0.34$. Il range di abbondanza varia complessivamente tra -0.42 e $+0.85$, ma la maggior parte delle stelle ha un valore moderatamente soprasolare $[\text{Ti}/\text{Fe}] = +0.18$ ($\sigma = 0.16$) (vedi pannello in basso fig. 1.4).

- L'evoluzione chimica del Nichel in una popolazione stellare è molto simile a quella del Fe poichè generata dagli stessi siti di produzione (SN II e SN Ia) quasi nelle stesse quantità (Romano et al. 2010; Kobayashi et al. 2020). Nel caso di ω Cen la distribuzione di $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ risulta praticamente costante in funzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$, con una dispersione più piccola rispetto a quella degli altri elementi, anche se una lieve diminuzione si riscontra per valori di $[\text{Fe}/\text{H}] \gtrsim -1.3$. I valori di $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ del campione variano nell'intervallo compreso tra -0.48 e $+0.69$ con valore medio complessivo $[\text{Ni}/\text{Fe}] = -0.03$ ($\sigma = 0.12$) (vedi pannello in alto fig. 1.5).

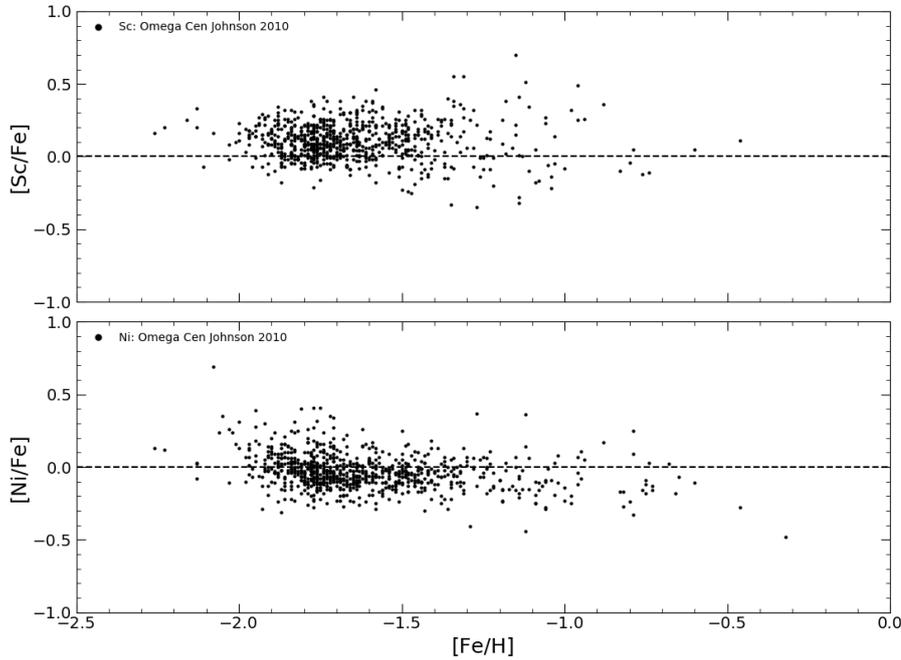


Figura 1.5: Abbondanza di Ni e Sc in funzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$ in Johnson et al. 2010.

- Lo Scandio è un elemento del picco del ferro prodotto quasi esclusivamente da stelle massive. L'abbondanza di $[\text{Sc}/\text{Fe}]$ è tendenzialmente solare. Il rapporto $[\text{Sc}/\text{Fe}]$ nel campione di Johnson & Pilachowski (2010) si mantiene approssimativamente costante per tutti i valori di $[\text{Fe}/\text{H}]$ anche se è stata riscontrata una lieve dipendenza dalla metallicità: si passa infatti da $[\text{Sc}/\text{Fe}] = +0.08$ ($\sigma = 0.13$) per le stelle con $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.6$ e si arriva a $[\text{Sc}/\text{Fe}] = -0.07$ ($\sigma = 0.19$) per le stelle con $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.9$. Il range di valori misurati copre l'intervallo tra -0.49 e $+0.44$, ma come già accennato il valore medio è tipicamente solare con $[\text{Sc}/\text{Fe}] = +0.05$ ($\sigma = 0.19$) (vedi pannello in basso fig. 1.5).

I modelli teorici standard di evoluzione chimica della Galassia suggeriscono che le stelle con $M \gtrsim 10M_{\odot}$ producono la maggior parte degli elementi chimici fino a quelli del picco del Fe e li restituiscono al mezzo interstellare (ISM) principalmente mediante esplosione di SN di tipo II (vedi ad es. Nomoto et al. 2006). Le successive generazioni di stelle che si formano da un ISM il cui arricchimento chimico è stata dominato da questo tipo di SN, saranno caratterizzate da rapporti $[\alpha/\text{Fe}]$ di circa 0.3-0.5 dex superiori ai valori solari e, per quanto riguarda gli altri elementi più leggeri di Zn, da abbondanze comprese nell'intervallo $-0.5 \lesssim [\text{X}/\text{Fe}] \lesssim +0.3$.

Dato che i tempi scala di arricchimento chimico da parte di queste stelle massive sono inferiori a $\sim 2 \times 10^7$ anni, si pensa che esse siano le principali sorgenti della maggior parte degli elementi chimici delle stelle nell'alone e nel disco Galattico fino a $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1$. Al contrario le SN di tipo Ia producono principalmente elementi del gruppo del Fe e danno il loro contributo alla chimica delle successive generazioni di stelle dopo circa $5 \times 10^8 \div 3 \times 10^9$ anni dall'inizio della formazione stellare. Si ritiene quindi che i contributi delle SN di tipo Ia determinino nella Galassia il decremento dell'andamento di $[\alpha/\text{Fe}]$ con la metallicità a partire da valori di $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$.

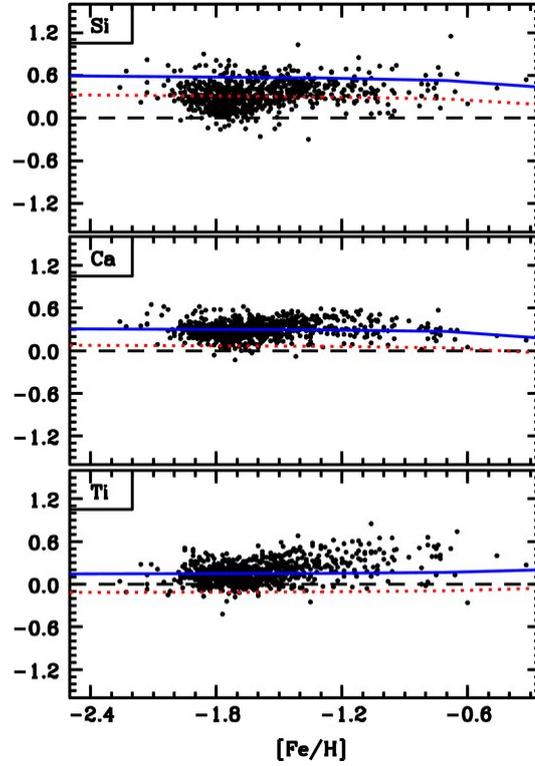


Figura 1.6: Abbondanza per ω Cen di Si, Ca e Ti in funzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$: la linea blu indica il modello di produzione di questi elementi da parte delle SN di tipo II. La linea rossa tratteggiata rappresenta l'andamento delle abbondanze combinando i prodotti di SN di tipo Ia con quelli di SN di tipo II in rapporto 75%/25%.

I dati dello studio di Johnson & Pilachowski (2010) sembrano indicare che la distribuzione sia degli elementi α che di quelli del picco del Fe possa essere ben spiegata dall'inquinamento derivante dalle SN di tipo II (vedi curve blu delle figg. 1.6 e 1.7). Tuttavia, come descritto precedentemente, gli andamenti di $[\text{Si}/\text{Fe}]$, $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ e $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ risultano più complicati rispetto a $[\text{Sc}/\text{Fe}]$ e $[\text{Ni}/\text{Fe}]$: l'incremento medio di $[\text{Si}/\text{Fe}]$ e $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ a partire da $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.6$ (vedi fig. 1.6) è legato alla dipendenza della resa della loro produzione dalla massa e/o dalla metallicità di stelle progenitrici con $M \sim 18 - 20 M_{\odot}$ che produrrebbero più Si e Ca nel range di metallicità compreso tra $[\text{Fe}/\text{H}] - 2$ e -1 . Il valore medio quasi costante di $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ nello stesso range di metallicità ed il rapido incremento a partire da $[\text{Fe}/\text{H}] \gtrsim -1.6$ non sembra possano es-

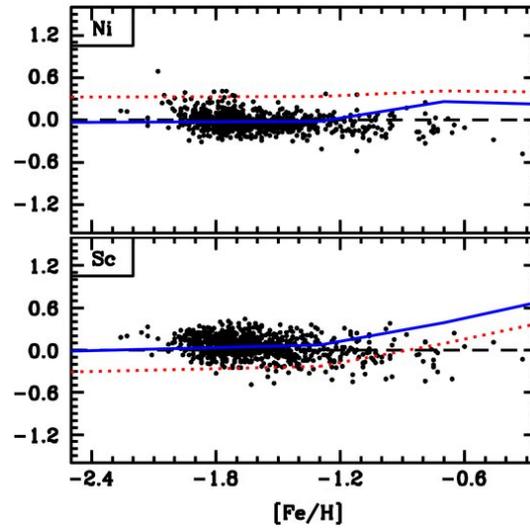


Figura 1.7: Abbondanza per ω Cen di Sc e Ni in funzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$: la linea blu indica il modello di produzione di questi elementi da parte delle SN di tipo II. La linea rossa tratteggiata rappresenta l'andamento delle abbondanze combinando i prodotti di SN di tipo Ia con quelli di SN di tipo II in rapporto 75%/25%.

sere spiegati da modelli teorici di dipendenza dalla massa e/o metallicità dei progenitori ed quindi necessario invocare meccanismi di produzione diversi dalle SN di tipo II. Dai risultati dello studio non sembra invece significativo il contributo delle esplosioni delle SN di tipo Ia dal momento che l'abbondanza media di $[\alpha/\text{Fe}]$ in ω Cen rimane più elevata di quella riscontrata nel disco e in galassie nane con metallicità simile. Non si può comunque esplicitamente escludere un ruolo delle SN Ia nell'arricchimento chimico di ω Cen anche se sembra comunque essere stato piuttosto limitato.

Concludiamo il paragrafo con un cenno al confronto tra le abbondanze del campione di stelle di ω Cen e l'evoluzione chimica di altri GCs, del disco spesso e sottile, dell'alone, del bulge della Galassia e di galassie nane vicine. Per quanto riguarda gli elementi α pesanti e gli elementi del picco del Fe, per stelle con $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.7$, ω Cen segue in genere morfologie riscontrate in altri GCs monometallici, nell'alone e nel bulge della Galassia. Al contrario per le stelle più ricche in metalli ($[\text{Fe}/\text{H}] > -0.7$), l'andamento di $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ è più simile a quello delle stelle del disco spesso della MW (vedi ad es. Brewer & Carney 2006). Il fatto che in ω Cen le stelle più ricche di metalli possiedono

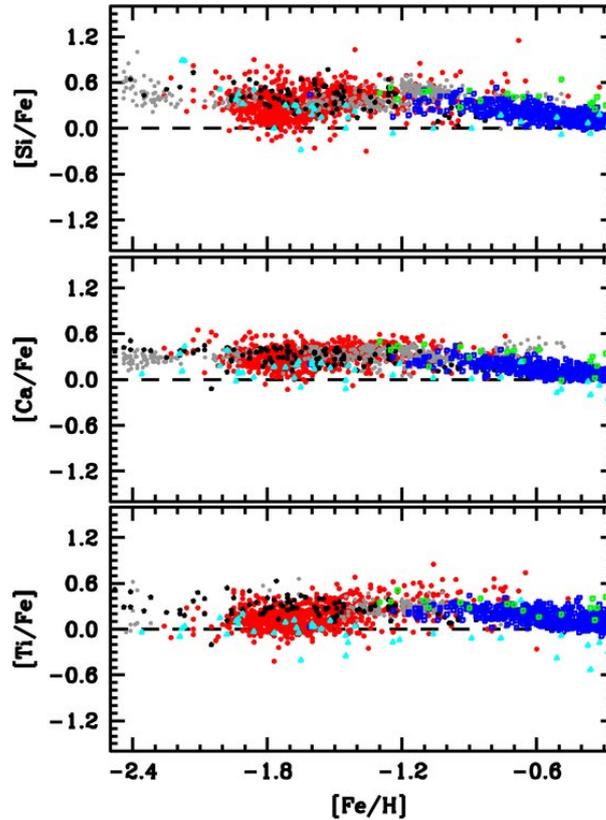


Figura 1.8: Abbondanza di Si, Ca e Ti in funzione di $[Fe/H]$ per stelle individuali di ω Cen (cerchi rossi), altri ammassi globulari (cerchi grigi), alone Galattico (cerchi neri), disco spesso/sottile (quadrati blu), bulge (quadrati verdi) e galassie nane (triangoli ciano).

rapporti $[Ca/Fe]$ paragonabili a quelli del disco spesso e in media più bassi di $0.1-0.2$ dex, può essere indizio di un livello di arricchimento dovuto a SN di tipo Ia. Inoltre, sempre per metallicità $[Fe/H] > -0.7$, il rapporto $[Ni/Fe]$ sono risultati in ω Cen notevolmente più bassi.

Sebbene si ritenga che ω Cen sia il nucleo residuo di una galassia sferoidale nana, gli elementi α pesanti in esso contenuti sono più abbondanti di un fattore 2-3 se paragonati alle altre galassie nane, almeno fino a valori di $[Fe/H] \gtrsim -1.5$. Il confronto tra gli andamenti di $[Si/Fe]$, $[Ca/Fe]$ e $[Ti/Fe]$ vs $[Fe/H]$ in ω Cen e altri sistemi stellari (GCs, alone Galattico, disco spesso/sottile, bulgee galassie nane) è riportato in fig. 1.8, mentre quello

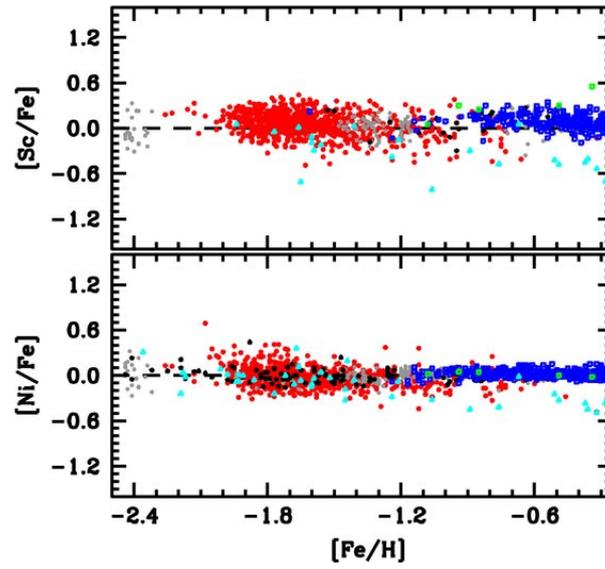


Figura 1.9: Abbondanza di Sc e Ni in funzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$ per stelle individuali di ω Cen (cerchi rossi), altri ammassi globulari (cerchi grigi), alone Galattico (cerchi neri), disco spesso/sottile (quadrati blu), bulge (quadrati verdi) e galassie nane (triangoli ciano).

di $[\text{Sc}/\text{Fe}]$ e $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ è mostrato in fig. 1.9.

Capitolo 2

Strumentazione e dati

Gli spettri stellari utilizzati in questa tesi per l'analisi chimica di ω Cen, sono stati ottenuti con lo spettrografo UVES del Very Large Telescope (VLT) dell'European Southern Observatory (ESO). Nei paragrafi che seguono si fornisce una breve descrizione di questa strumentazione e la procedura eseguita per selezionare un campione di stelle giganti del ramo RGB.

2.1 Strumentazione: VLT e UVES

Il VLT è composto da quattro telescopi principali (Unit Telescopes - UT) ciascuno con specchi primari di 8.2 m di diametro in grado di funzionare separatamente oppure combinati per formare un grande interferometro (VLTI). Ulteriori quattro unità minori mobili (Auxiliary Telescopes - AT), con specchi di 1.8 m di diametro, sono interamente dedicate all'osservazione interferometrica dal momento che i telescopi principali sono spesso impiegati in modalità indipendente. I telescopi del VLT sono equipaggiati con numerosi strumenti tra i quali particolarmente importante per la spettroscopia ad alta risoluzione, dall'ultravioletto (UV) alla banda Y, è lo spettrografo UVES (Ultraviolet Visual Echelle Spectrograph). UVES è posizionato all'interno dell'UT2 e funziona nell'intervallo di lunghezze d'onda che va dai 300 nm a 1100 nm ed è caratterizzato da un reticolo di diffrazione di tipo echelle a bassa densità di scanalatura ma ottimizzato per essere usato con elevati angoli di incidenza, elevati ordini di diffrazione e quindi alta risoluzione spettrale (fino a 110000). Lo strumento suddivide il fascio di luce della sorgente in due



Figura 2.1: *Sinistra:* foto dei quattro telescopi UT da 8.2 m di diametro. *Destra* Spettrografo UVES echelle.

bracci (blu-arm e red-arm) in ciascuno dei quali la luce viene poi dispersa tramite i reticoli appena descritti.

2.2 Campione spettroscopico

Per lo studio sulle stelle giganti RGB di ω Cen svolto in questa tesi sono stati utilizzati spettri alta risoluzione ottenuti con UVES-VLT e disponibili nell'archivio dell'ESO. Sono state quindi cercate le stelle entro il raggio mareale di ω Cen osservate con UVES che avessero SNR sufficiente per l'analisi chimica (>50 per pixel). Le stelle selezionate sono 31, appartenenti ai seguenti programmi osservativi:

- 67.D-0245 (PI:Pancino, PA1) - 22 stelle;
- 068.D-0332 (PI: Pancino, PA2) - 3 stelle;
- 086.D-0951 (PI: Worley, WO) - 4 stelle;
- 165.L-0263 (PI: Gratton, GR) - 2 stelle.

Queste stelle sono state osservate con slit tra 0.7 e 1", quindi con risoluzioni spettrali tra 40000 e 57000. Grazie al funzionamento dicroico di UVES le osservazioni sono state eseguite simultaneamente in due bande spettrali corrispondenti ai bracci blu e red dello spettrografo. Il range spettrale del braccio red è suddiviso a sua volta in due sotto-intervalli corrispondenti ai due chip da cui è formato il detector: red-low (redl) e red-up (redu).

Gli intervalli di λ osservati per i 4 programmi sono i seguenti:

- PA1: 3280-4565 Å, 4780-5750 Å e 5835-6808 Å;
- PA2: 3280-4520 Å, 4780-5750 Å e 5835-6808 Å;
- WO: 3732-5000Å, 5655-7530 Å e 7675-9462 Å;
- GR: 3377-4628 Å, 5300-6920 Å e 7060-8900 Å.

Tutti gli spettri sono stati ridotti con la pipeline di riduzione dell'ESO per i dati UVES che esegua la sottrazione del bias, la normalizzazione per flat-field, l'estrazione dello spettro, la calibrazione in lunghezza d'onda, il merging degli ordini e la sottrazione del cielo. Il SNR per pixel di questi spettri varia a seconda delle regioni spettrali tra 60 e 120. E' stata quindi seguita una procedura di cross correlazione per incrociare i dati astrometrici delle 31 stelle con quelli delle stelle di ω Cen appartenenti al catalogo EDR3 di *Gaia* al fine di sfruttare l'ottima astrometria e fotometria di questi ultimi.

2.3 Dati fotometrici

Come già accennato, allo scopo di determinare nel modo più accurato possibile l'astrometria e la fotometria del campione spettroscopico descritto nel paragrafo precedente, sono stati utilizzati i dati fotometrici della Early Data Release 3 (EDR3) della missione *Gaia* (Gaia Collaboration et al. 2021)¹. Il nome con cui le stelle sono identificate nel catalogo UVES è diverso da quello utilizzato da *Gaia* ed è stato pertanto necessario procedere ad una correlazione incrociata (*cross correlation*) per trovare la corrispondenza tra i due database. Viene descritta di seguito la procedura utilizzata.

Dall'archivio EDR3 sono stati estratti i dati fotometrici ed astrometrici di ω Cen e, in particolare, quelli relativi ad alcuni dei parametri misurati da *Gaia* come: posizione (RA e DEC), moti propri (*pmra* e *pmdec*), l'*astrometric excess noise*, le magnitudini nelle bande G, BP e RP e relativi errori. Su tale catalogo, che include circa 400000 stelle, è stata eseguita una prima selezione eliminando quelle con un *astrometric excess noise* >2 e con magnitudine in banda G <16 per includere solo le stelle post MS, target del

¹<https://gea.esac.esa.int/archive/>

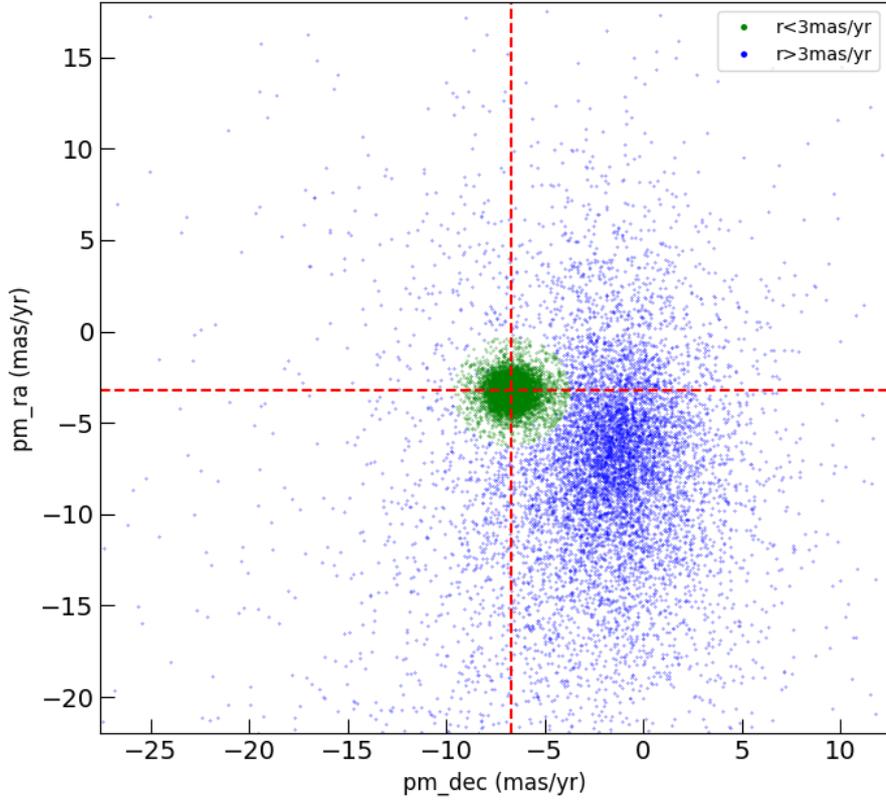


Figura 2.2: Selezione basata sui moti propri tra le stelle di ω Cen con $m_G < 16$ (in verde) e quelle appartenenti alla MW (in blu). L'intersezione delle linee rosse tratteggiate coincide con i valori di moto proprio dell'ammasso riportati Vasiliev&Baumgardt (2021).

presente studio. Utilizzando i dati di parallasse media per ω Cen, derivati dall'astrometria della EDR3 e riportati in Vasiliev & Baumgardt (2021): $\langle pm_{ra} \rangle = -3.250 \pm 0.022 \text{ mas} \cdot \text{yr}^{-1}$ e $\langle pm_{dec} \rangle = -6.746 \pm 0.022 \text{ mas} \cdot \text{yr}^{-1}$, sono state scelte le stelle contenute all'interno di una circonferenza centrata su tali valori e con raggio $3 \text{ mas} \cdot \text{yr}^{-1}$. In questo modo sono state escluse le stelle il cui moto proprio differisce significativamente dal valore medio tipico delle stelle che appartengono a ω Cen, includendo solo quelle con la più alta probabilità di essere membre dell'ammasso in oggetto.

In fig. 2.2 è riportato il grafico pm_{ra} vs pm_{dec} nel quale appare evidente la separazione tra le stelle dell'ammasso globulare e quelle appartenenti alla

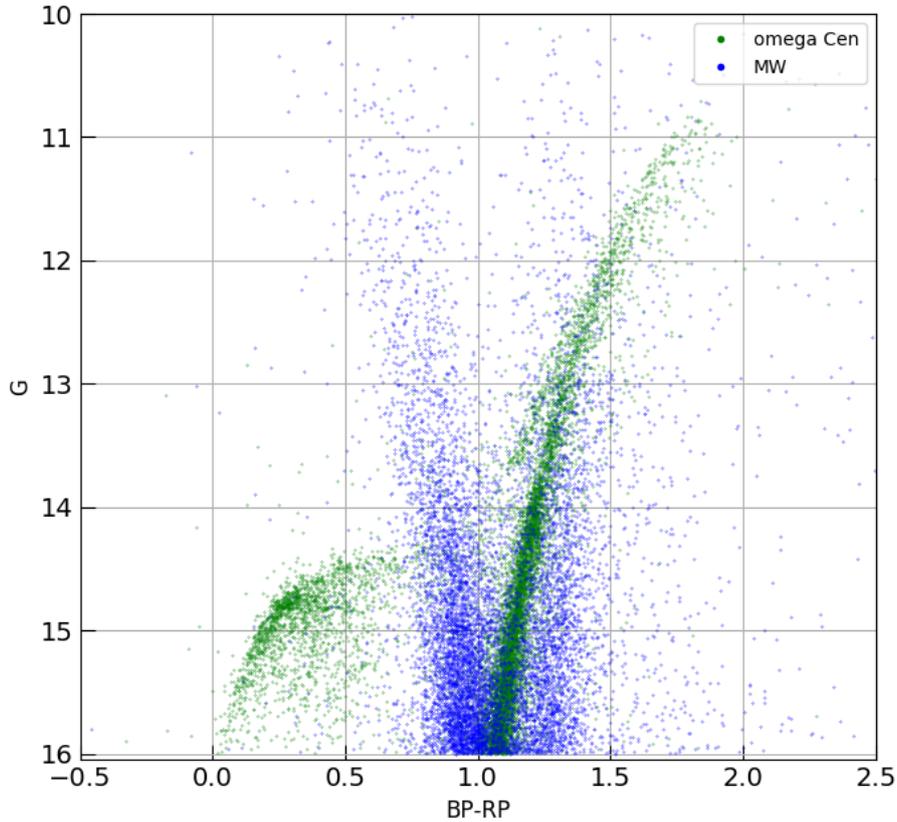


Figura 2.3: Diagramma colore-magnitudine del catalogo EDR3 nella regione di ω Cen: in verde le stelle di ω Cen, in blu quelle della MW.

MW mentre in fig. 2.3 è riportato il CMD ottenuto con gli stessi tagli del diagramma precedente.

2.3.1 Cross correlation tra cataloghi UVES e *Gaia*

La corrispondenza tra le 31 stelle giganti del campione spettroscopico di UVES e le 9979 stelle di Omega Centauri con $G < 16$ nel catalogo *Gaia*, estratte con la procedura descritta nel paragrafo precedente, è stata ottenuta con il codice CataXcorr. Utilizzando il metodo dei triangoli simili, il programma determina la trasformazione di coordinate polinomiale (di ordine fino al quinto) che minimizza la differenza (in termini di χ^2) tra le posizioni del catalogo di riferimento e quelle trasformate dei cataloghi successivi. Le stel-

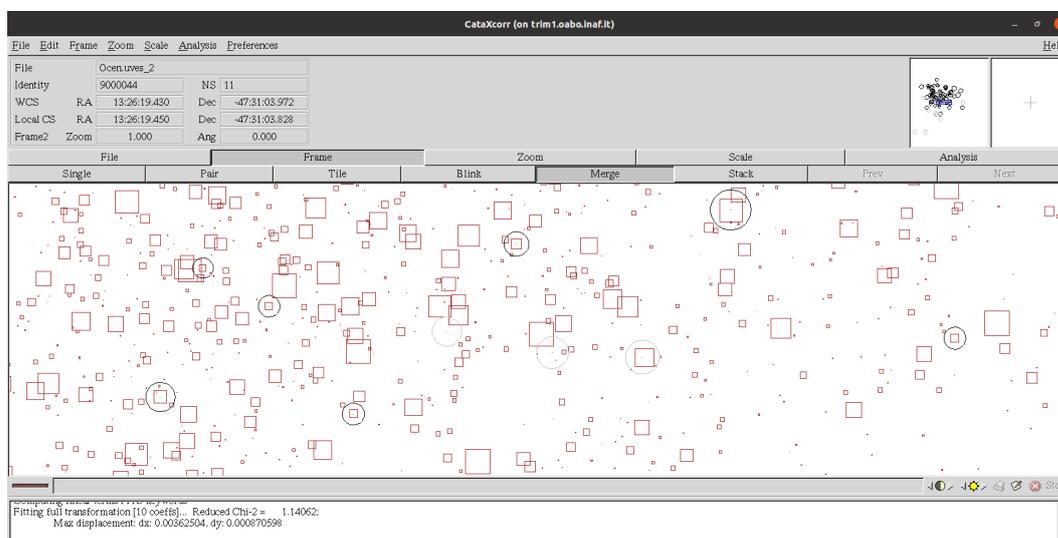


Figura 2.4: Output grafico di CataXcorr: i quadrati rossi sono stelle di *Gaia*, i cerchi neri sono le stelle di uves che il codice ha riconosciuto corrispondenti a quelle di *Gaia* in base al settaggio impostato, mentre i cerchi grigi sono le stelle di UVES per le quali il match non è andato a buon fine.

le utilizzate in questa procedura vengono selezionate secondo alcuni criteri impostati dall'utente, che determinano le tolleranze massime in differenza di magnitudine e posizione. Dopo un primo ciclo iterativo è possibile verificare graficamente la corrispondenza trovata (vedi fig. 2.4) ed ottimizzare la scelta dei parametri per evitare di escludere stelle eventualmente sfuggite al primo *match*.

La procedura di confronto tra le stelle del campione di *Gaia* e quello di UVES, dopo diversi cicli di ottimizzazione, ha prodotto la corrispondenza tra 25 stelle. Dopo l'attenta analisi degli spettri di questi 25 target, 6 stelle sono state escluse in quanto i loro spettri sono risultati contaminati dalla presenza di bande molecolari di TiO, tipico in genere di stelle molto fredde con $T_{eff} < 3900$ K. Si riporta in fig. 2.5 uno degli spettri UVES di buona qualità scelti e in fig. 2.6 uno degli spettri scartati a causa dei forti assorbimenti molecolari dovuti al TiO.

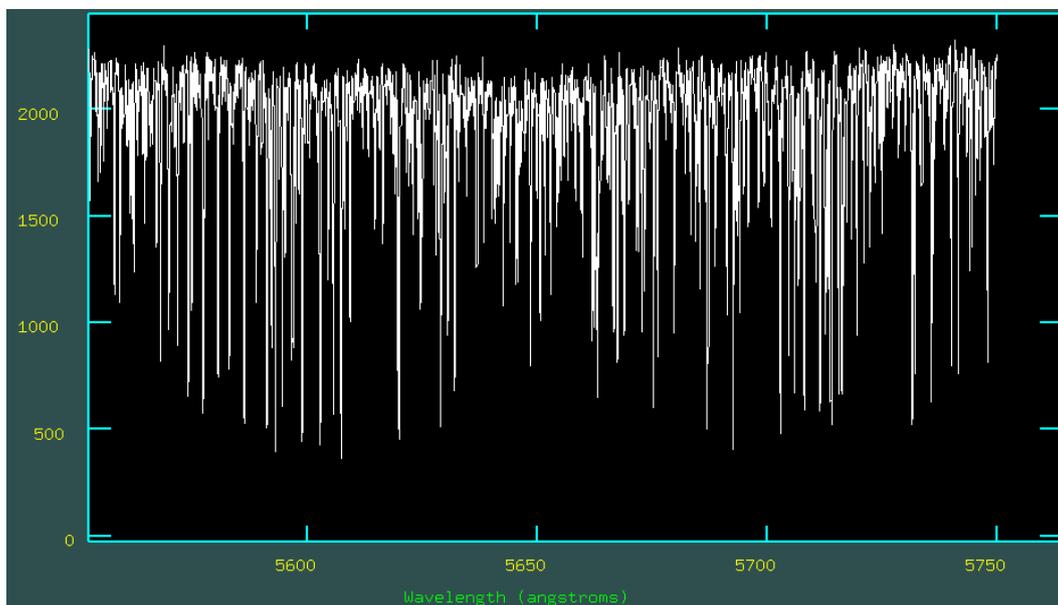


Figura 2.5: Spettro della stella ROA500.

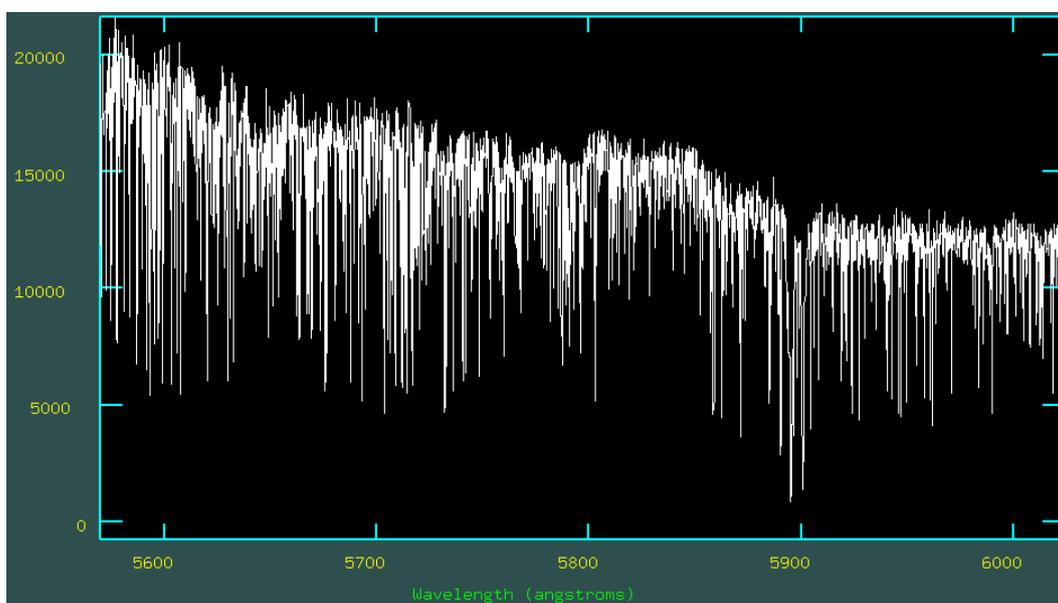


Figura 2.6: Spettro della stella omega-300. Sono visibili i forti assorbimenti molecolari del TiO.

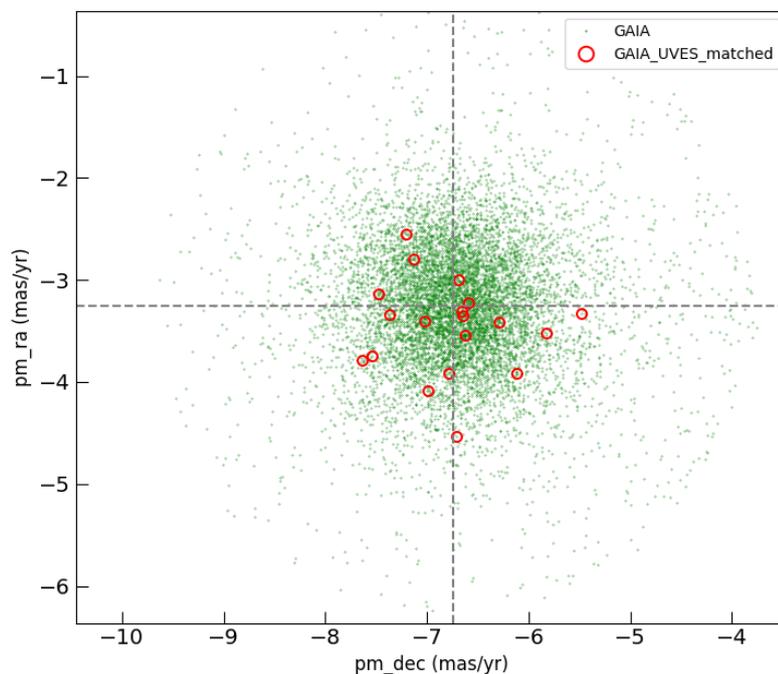


Figura 2.7: moti propri delle 19 stelle comuni ai cataloghi *Gaia* e UVES..

Il campione studiato in questa tesi è risultato pertanto formato da 19 stelle la cui posizione nel diagramma pmra vs pmdec è riportata in fig. 2.7.

Come accennato la qualità degli spettri di questo campione di 19 stelle del ramo RGB è risultata particolarmente buona e quindi ottimale per la misura dell'abbondanza degli elementi di riferimento per tracciare la storia della formazione stellare e dell'evoluzione chimica di ω Cen.

In figura 2.8 è riportata la posizione nel diagramma colore-magnitudine delle 19 stelle suddivise per Proj. ID. Si può notare come le stelle del campione si distribuiscano seguendo diversi rami dell'RGB multiplo di ω Cen.

In tabella 2.1 si riportano l'ID dell'osservazione, i nomi identificativi UVES, del catalogo estratto con cataXcorr e l'astrometria di *Gaia*.

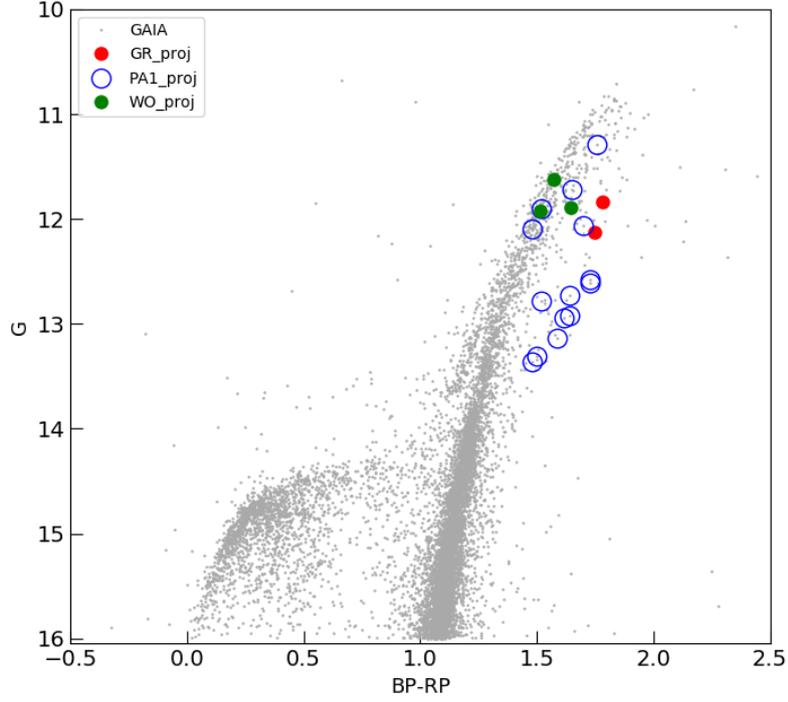


Figura 2.8: Posizione campione 19 stelle nel CMD suddivise per progetto.

Tabella 2.1: Proj. ID, identità UVES e *Gaia* e dati astrometrici per il campione spettroscopico di 19 stelle giganti

Proj. ID	Nome UVES	ID (cat)	RA (°)	DEC (°)	Range spett. (Å)	G (mag)	BP (mag)	RP (mag)
PA1	ROA92	7350	201.608	-47.504	3280 - 6808	11.286	12.128	10.371
PA1	ROA243	1915	201.518	-47.417	3280 - 6808	11.722	12.507	10.857
PA1	ROA256	2250	201.474	-47.470	3280 - 6808	11.902	12.604	11.087
PA1	ROA321	5080	201.821	-47.485	3280 - 6808	12.063	12.872	11.170
PA1	ROA238	3691	201.760	-47.435	3280 - 6808	12.096	12.751	11.270
PA1	ROA500	840	201.774	-47.518	3280 - 6808	12.578	13.378	11.649
PA1	ROA517	3512	201.773	-47.410	3280 - 6808	12.607	13.407	11.678
PA1	ROA523	785	201.770	-47.517	3280 - 6808	12.923	13.623	11.984
PA1	WFI139267	4137	201.881	-47.404	3280 - 6808	12.778	13.476	11.958
PA1	WFI140419	3557	201.811	-47.397	3280 - 6808	13.135	13.854	12.266
PA1	WFI263340	7892	201.711	-47.352	3280 - 6808	13.363	14.043	12.565
PA1	WFI305654	8135	201.423	-47.562	3280 - 6808	12.940	13.702	12.084
PA1	WFI321293	2397	201.516	-47.476	3280 - 6808	13.303	13.990	12.493
PA1	WFI618774	1762	201.669	-47.612	3280 - 6808	12.730	13.504	11.864
GR	ROA211	2799	201.723	-47.609	3377 - 8900	11.833	12.699	10.917
GR	ROA371	2823	201.712	-47.616	3395 - 8900	12.122	12.972	11.223
WO	LEIDEN2910	3911	201.938	-47.377	3732 - 9462	11.621	12.356	10.786
WO	LEIDEN38011	2457	201.278	-47.448	3732 - 9462	11.921	12.625	11.109
WO	LEIDEN51080	377	201.639	-47.538	3732 - 9462	11.895	12.673	11.027

Capitolo 3

Parametri atmosferici

Per misurare le abbondanze chimiche del campione di stelle di ω Centauri, seguendo la procedura che verrà illustrata nel cap. 4, è necessario determinarne accuratamente i parametri atmosferici: temperatura, gravità e velocità di microturbolenza. Nei paragrafi che seguono è indicata la modalità di calcolo di tali parametri.

3.1 Temperatura effettiva

La misura della temperatura effettiva (T_{eff}) di stelle di tipo spettrale FGK può essere stimata con diversi metodi basati o direttamente sugli spettri stellari o sulle proprietà fotometriche. Grazie all'accuratezza e alla precisione dei dati fotometrici della recente EDR3 della missione *Gaia*, è stata utilizzata la calibrazione colore- T_{eff} riportata in Mucciarelli et al. (2021). Questa si basa sul metodo del flusso infrarosso (Gonzalez Hernandez & Bonifacio 2009) la cui calibrazione ha il vantaggio di essere definita per i colori infrarossi direttamente nel sistema fotometrico 2MASS ed evita la necessità di eseguire trasformazioni tra diversi sistemi fotometrici con probabile aumento nell'incertezza nella stima delle temperature.

Le bande considerate sono quelle dei filtri *Gaia* G, BP ed RP ed i colori $(BP-RP)_0$, $(BP-G)_0$ e $(G-RP)_0$. La temperatura è espressa con la seguente funzione polinomiale di best fit:

$$\theta = b_0 + b_1C + b_2C^2 + b_3[Fe/H] + b_4[Fe/H]^2 + b_5[Fe/H]C \quad (3.1)$$

con $\theta = 5040/T_{eff}$, C è il colore scelto per il calcolo della temperatura mentre b_i sono i coefficienti dell'equazione che variano con il colore C e il tipo di stella in modo da tenere conto, a seconda che sia nana o gigante (usando come separazione $\log g = 3$), anche dell'impatto (generalmente trascurabile) della gravità nella determinazione della temperatura. Poichè le stelle del campione di ω Centauri sono tutte giganti sono stati utilizzati i valori di b_i riportati di in Mucciarelli et al. (2021), determinati usando circa 200 stelle dello stesso tipo (tab. 3.1):

Tabella 3.1: Coefficienti b_i suddivisi per colore utilizzati nella relazione per il calcolo della T_{eff}

Colore	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

Il calcolo della temperatura richiede la conoscenza del colore intrinseco della sorgente studiata, per cui prima di essere inserito nell'equazione 3.1 è necessario ottenere un valore di C dearrossato, che può essere calcolato dearrossando le magnitudini relative a ciascuno dei tre filtri di *Gaia*:

$$X_0 = C - 3.1k_X \cdot E(B - V) \quad (3.2)$$

dove X è la magnitudine in una delle tre bande *Gaia* (BP, RP e G), X_0 è la magnitudine dearrossata per la banda X , k_X è il coefficiente della legge di estinzione nella banda X relativa ai dati fotometrici delle EDR3¹. Per l'eccesso di colore è stato usato il valore $E(B - V) = 0.12$ riportato Harris (2010). Il calcolo dei coefficienti k_X è stato eseguito usando il seguente fit polinomiale:

$$k_X = a_1 + a_2 \cdot (BP - RP) + a_3 \cdot (BP - RP)^2 + a_4 \cdot (BP - RP)^3 + a_5 \cdot A_0 + a_6 \cdot A_0^2 + a_7 \cdot A_0^3 + a_8 \cdot A_0(BP - RP) + a_9 \cdot A_0(BP - RP)^2 + a_{10} \cdot A_0^2(BP - RP) \quad (3.3)$$

¹<https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/edr3-extinction-law>

I valori dei coefficienti a_i usati per la correzione sono quelli riportati nel sito di *Gaia*² in corrispondenza del colore (BP–RP) per ciascuna delle 3 bande fotometriche (vedi tab. 3.2), mentre $A_0 = 3.1 \cdot E(B - V)$.

Tabella 3.2: Coefficienti a_i relativi al colore (BP–RP) usati per il calcolo dei k_X

k_X	a_1	a_2	a_3	a_4	a_5	a_6	a_7	a_8	a_9	a_{10}
k_{BP}	1.2	-0.09	-0.03	0.01	-0.02	0.0008	-0.00001	0.007	-0.0005	-0.0001
k_{RP}	0.7	-0.02	-0.01	-0.001	-0.007	0.00003	0.000002	0.00002	0.0002	0.00001
k_G	0.9	-0.2	0.01	0.001	-0.04	0.002	-0.00002	0.01	-0.0009	-0.0003

Il calcolo dei 3 valori di k_X prevede l'utilizzo di una procedura iterativa che, a partire dal colore osservato assunto inizialmente come intrinseco (dearrossato), produce ad ogni ciclo un set di valori dei coefficienti con cui viene ricalcolato il colore (eq. 3.2) che diventa l'input del ciclo successivo. Il procedimento converge rapidamente fino a valori costanti dei coefficienti di estinzione in genere con meno di 10 iterazioni. Inserendo i k_X nell'equazione 3.2 si ricavano per ogni stella del campione le magnitudini dearrossate e da queste i valori delle temperature con l'equazione 3.3. La scelta del colore (BP–RP), tra i 3 possibili di *Gaia*, per ottenere le temperature è stata guidata dal fatto che a questo corrisponde la baseline maggiore e quindi il dato fotometrico più stabile. I valori di temperatura ottenuti per le 19 stelle del campione di ω Cen sono riportati in tab. 3.4 insieme alle magnitudini dearrossate nelle tre bande di *Gaia*.

3.2 Gravità superficiale

La gravità superficiale di una stella di massa M_* e raggio R_* è stata calcolata a partire dalla sua definizione:

$$g = \frac{GM_*}{R_*^2} \quad (3.4)$$

Per M_* è stato assunto il valore di $0.8 M_\odot$ che è la tipica massa al Turn-Off per gli ammassi globulari vecchi come ω Centauri, mentre il raggio stellare R_*

²<https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/edr3-extinction-law>

viene stimato dalla luminosità bolometrica mediante l'utilizzo dell'equazione di Stefan-Boltzmann:

$$L_* = 4\pi R_*^2 \sigma T^4 \quad (3.5)$$

A sua volta L_* è calcolata dalla magnitudine bolometrica:

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

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. Dalle osservazioni, tuttavia, si ottengono le magnitudini apparenti m_i in una data banda i per cui per avere la M^{bol} è necessario determinare prima le magnitudini assolute nella banda i usando il modulo di distanza vero che, per ω Centauri, è uguale a $DM_0 = 13.70 \pm 0.06$ (Del Principe et al. 2006):

$$M_i = m_i - DM_0 \quad (3.7)$$

La magnitudine bolometrica si calcola infine applicando alla magnitudine assoluta in banda i la correzione bolometrica per quella banda BC_i :

$$M^{bol} = M_i + BC_i = m_i - DM_0 + BC_i \quad (3.8)$$

Inserendo l'espressione di M^{bol} così ottenuta nell'equazione 3.6 si ricava il $\log L_*$ in funzione della magnitudine apparente osservata, del modulo di distanza e della correzione bolometrica in banda i , essendo note luminosità e magnitudine bolometrica del Sole:

$$\log L_* = -0.4(m_i - DM_0 + BC_i - 2.5 \log L_{\odot} - M_{\odot}^{bol}) \quad (3.9)$$

Esprimendo l'eq. 3.4 in forma logaritmica e sostituendo le quantità ricavate, si ottiene:

$$\begin{aligned} \log g &= \log \left(\frac{4\pi\sigma GT^4 M_*}{L_*} \right) \quad (3.10) \\ &= \log(4\pi\sigma G) + \log M_* + 4 \log T - \log L_* \\ &= \log(4\pi\sigma G) + \log M_* + 4 \log T + 0.4(m_i - DM_0 + BC_i - 2.5 \log L_{\odot} - M_{\odot}^{bol}) \end{aligned}$$

Per il calcolo della correzione bolometrica BC_i è stata scelta la banda G. La dipendenza di BC_G in funzione della T_{eff} è quella riportata in Andrae et al.

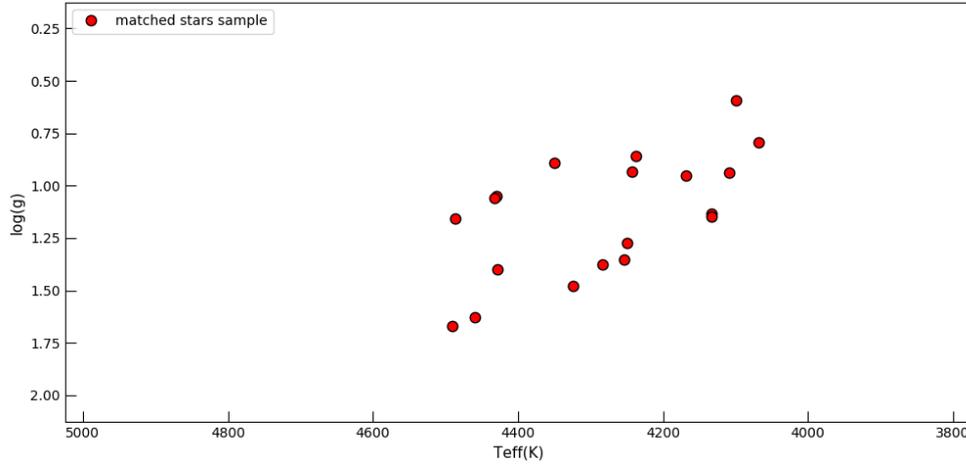
Tabella 3.3: Coefficienti c_i per la correzione bolometrica nella banda G di *Gaia*.

T_{eff}	c_0	c_1	c_2	c_3	c_4
3300 – 4000 K	1.749	$1.977 \cdot 10^{-3}$	$3.737 \cdot 10^{-7}$	$-8.966 \cdot 10^{-11}$	$-4.183 \cdot 10^{-14}$
4000 – 8000 K	$6.000 \cdot 10^{-2}$	$6.731 \cdot 10^{-5}$	$-6.647 \cdot 10^{-8}$	$2.859 \cdot 10^{-11}$	$-7.197 \cdot 10^{-15}$

(2018):

$$BG_G(T_{eff}) = \sum_{i=0}^4 c_i (T_{eff} - T_{eff,\odot})^i \quad (3.11)$$

In tab. 3.3 sono riportati i coefficienti c_i corrispondenti a due intervalli di temperatura (Andrae et al. 2018). I valori di $\log(g)$ per le stelle del campione di ω Cen sono invece riportati in tab. 3.4 mentre in fig. 3.1 è mostrata la loro disposizione nel diagramma $T_{eff} - \log(g)$.

**Figura 3.1:** Posizione nel diagramma $T_{eff} - \log(g)$ del campione spettroscopico di ω Cen.

Riportiamo nella tabella 3.4 le magnitudini dearrossate, le temperature effettive T_{eff} e la gravità del campione di 19 stelle RGB.

Tabella 3.4: Magnitudini dearrossate, temperature effettive, gravità e velocità di microturbolenza del campione di 19 stelle giganti.

Proj. ID	Nome UVES	G_0	BP_0	RP_0	T_{eff}	$\log(g)$	v_t
PA1	ROA92	11.008	11.756	10.138	4099	0.60	1.90
PA1	ROA243	11.493	12.133	10.622	4237	0.86	1.80
PA1	ROA256	11.613	12.225	10.851	4430	1.05	1.70
PA1	ROA321	11.782	12.499	10.936	4169	0.95	1.60
PA1	ROA238	11.806	12.371	11.033	4486	1.16	1.60
PA1	ROA500	12.298	13.006	11.415	4133	1.13	1.40
PA1	ROA517	12.327	13.035	11.444	4133	1.15	1.50
PA1	ROA523	12.640	13.249	11.749	4253	1.35	1.60
PA1	WFI139267	12.490	13.097	11.722	4429	1.40	1.60
PA1	WFI140419	12.849	13.478	12.031	4324	1.48	1.40
PA1	WFI263340	13.072	13.663	12.329	4491	1.67	1.50
PA1	WFI305654	12.655	13.327	11.850	4283	1.38	1.50
PA1	WFI321293	13.014	13.611	12.256	4460	1.63	1.60
PA1	WFI618774	12.446	13.130	11.629	4250	1.27	1.00
GR	ROA211	11.556	12.329	10.684	4068	0.79	1.80
GR	ROA371	11.843	12.601	10.990	4109	0.94	2.10
WO	LEIDEN2910	11.335	11.980	10.550	4350	0.89	1.70
WO	LEIDEN38011	11.633	12.246	10.873	4432	1.06	2.00
WO	LEIDEN51080	11.612	12.299	10.792	4243	0.93	1.80

3.3 Velocità di microturbolenza

La velocità di microturbolenza v_t è un parametro che è stato introdotto come fattore correttivo per compensare le differenze che si riscontravano nelle righe spettrali tra le curve di crescita osservate e quelle teoriche (vedi par. 4.5), soprattutto nel caso di righe di forte intensità. Questa discrepanza è dovuta al fatto che i modelli di atmosfera utilizzati per i calcoli teorici sono statici e monodimensionali e non sono pertanto in grado di riprodurre correttamente i moti convettivi. La v_t influisce sull'allargamento della riga in modo tale che, sommata in quadratura all'allargamento Doppler, permette di ottenere l'effetto di compensazione necessario. Il valore tipico della velocità di microturbolenza per stelle giganti è dell'ordine di $\sim 1.5-2 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$.

Il metodo con il quale questo parametro viene generalmente determinato, prevede di assumere come valore di v_t quello che minimizza la pendenza tra le abbondanze delle righe di Fe e il logaritmo della equivalent width ridotta ($\log EW/\lambda$). Tale valore di v_t fornisce quindi le stesse abbondanze di Fe per righe deboli e righe forti. Un simile approccio per fornire valori affidabili necessita di un ampio numero di righe ben distribuite in termini di equivalent width ridotta.

Grazie alla buona statistica dovuta all'alto numero di righe del Fe (>50) presenti negli spettri del campione di stelle di ω Cen, i valori di v_t sono stati ottenuti con questo metodo. Per i dettagli del calcolo spettroscopico di v_t con il software GALA si rimanda al par. 4.5 del cap. 4.

Capitolo 4

Analisi chimica di ω Cen

La determinazione degli elementi chimici, presenti nelle atmosfere stellari del campione di stelle giganti di ω Centauri oggetto di questo studio (vedi sez. 2.2 e 2.3), e delle relative abbondanze è stata realizzata seguendo una procedura basata sull'impiego di alcuni codici sviluppati per fare questo tipo di calcoli. In principio sono stati calcolati gli spettri sintetici di alcune stelle utilizzando i loro parametri atmosferici (T_{eff} , $\log(g)$, v_t) e si è quindi proceduto a selezionare le righe da analizzare confrontando gli spettri osservati di tali stelle con quelli sintetici. Per le specie chimiche le cui righe risultano isolate e non contaminate da quelle di altri elementi o da bande molecolari, si è utilizzato il metodo della Equivalent Width (EW): una volta selezionate le righe sono state misurate le loro EWs che, confrontate con quelle teoriche, hanno fornito le abbondanze chimiche cercate. Nel caso di elementi le cui righe sono sovrapposte a quelle di altri elementi o di bande molecolari o presentano una struttura di splitting iperfine, si è ricorso al metodo del fitting spettrale. Riportiamo di seguito i dettagli dei singoli passi della procedura ed i software utilizzati.

4.1 Calcolo degli spettri sintetici

Il calcolo degli spettri sintetici è stato eseguito utilizzando il codice SYN-THE (Kurucz 2005) a partire da un modello di atmosfera, definito in base alla temperatura, gravità e metallicità di una stella e assumendo l'equilibrio termodinamico locale e l'approssimazione di strati piani e paralleli. Il model-

lo di atmosfera è stato generato con il software ATLAS9 (Kurucz 2005). Per generare lo spettro sintetico, SYNTHESYS richiede che siano specificati seguenti parametri:

- temperatura e logaritmo della gravità superficiale della stella;
- metallicità $[M/H]$;
- rapporto di abbondanza degli $[\alpha/Fe]$, solare o *enhanced* (+0.4);
- la velocità di microturbolenza;
- le liste contenenti informazioni su tutte le transizioni atomiche e molecolari, ottenuti dal database di Kurucz/Castelli¹;
- la risoluzione spettrale ed una eventuale velocità di rotazione.

Il codice genera come output un grafico con i valori di flusso in funzione della lunghezza d'onda (vedi fig. 4.1) e una lista di tutte le transizioni usate nel calcolo del sintetico e la loro intensità.

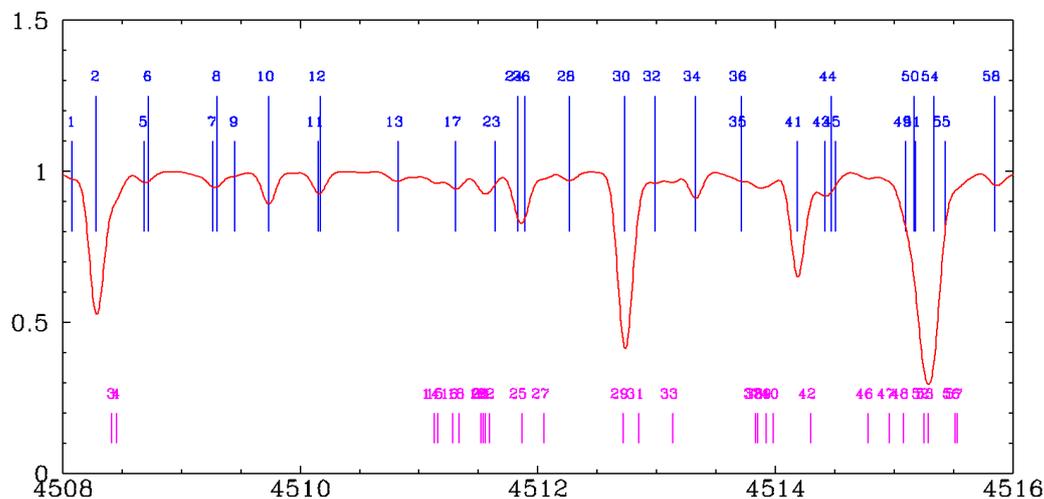


Figura 4.1: Spettro sintetico (curva rossa) della stella LEIDEN2910: in blu sono marcate le transizioni atomiche, in magenta le transizioni molecolari.

¹<https://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/linelists.html>

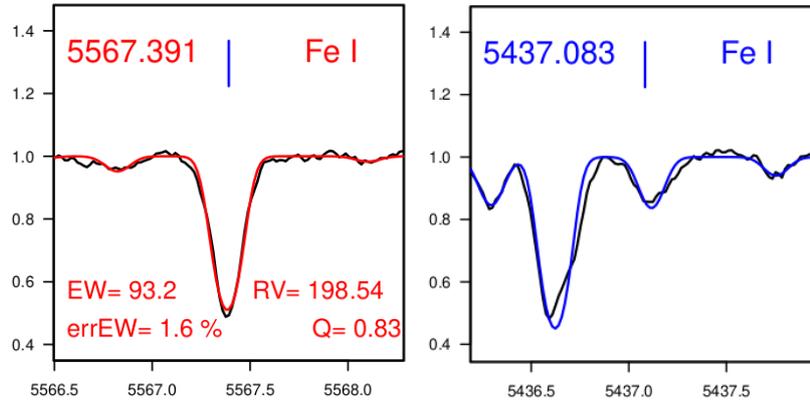


Figura 4.2: Esempi di fit gaussiani di due righe del FeI per la stella omega-ROA243: in rosso la riga riconosciuta, in blu quella rigettata.

4.2 Normalizzazione e correzione per le RV degli spettri osservati

Prima di procedere, mediante confronto tra spettro sintetico e spettro osservato, alla selezione delle righe sulle quali calcolare le EWs, è stato utilizzato il codice 4DAO (Mucciarelli 2013), sviluppato per lanciare automaticamente il software DAOSPEC per un elevato campione di spettri (vedi par. 4.3). Oltre a far funzionare DAOSPEC con una più comoda gestione dei files di input e di output, 4DAO permette di ottimizzare iterativamente la FWHM fino ad una variazione entro 0.1 pixel rispetto al ciclo precedente e di ottenere uno spettro normalizzato e corretto per le velocità radiali (RV). 4DAO inoltre maschera le regioni spettali relative alle bande telluriche e le righe del mezzo interstellare, che possono indurre errori durante la misurazione delle EWs. Il tool grafico del programma produce infine un output che mostra per ogni riga il fit gaussiano in rosso per indicare le riga riconosciute dal programma e il blu quelle non identificate (vedi fig. 4.2).

4.3 Selezione delle righe

La selezione delle righe avviene mediante sovrapposizione e confronto tra lo spettro sintetico e quello normalizzato e corretto per le velocità radiali. Il

codice SLINE permette di gestire graficamente i due spettri e di memorizzare in un file la lista delle righe estratte. Le righe scelte devono rispettare precisi requisiti:

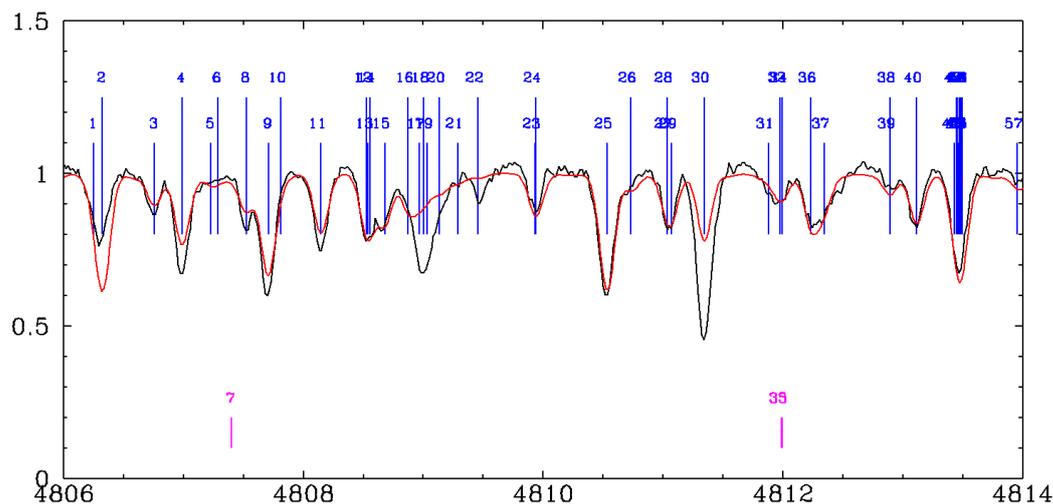


Figura 4.3: Output di SLINE. La linea nera è lo spettro osservato della stella omega-ROA243, quella rosso è lo spettro sintetico. I numeri in corrispondenza delle linee verticali indicano le righe individuate da SLINE nella posizione di spettro rappresentata

- essere isolate e quindi non sovrapposte ad altre righe di assorbimento. La presenza infatti di righe miscelate non ben risolte impedisce la stima corretta dell'abbondanza chimica. La selezione può essere valida anche nel caso di righe molto forti rispetto alle altre del *blend*;
- devono trovarsi in una parte della curva di crescita (vedi par. 4.5) dove la riga non è satura: righe sature sono poco sensibili o talvolta insensibili alle variazioni dell'abbondanza chimica;
- nei casi di righe che mostrano una struttura iperfine, il profilo della riga cambia significativamente rispetto a quello generato da una singola transizione. In tali casi per il calcolo delle abbondanze è necessario ricorrere al metodo della sintesi spettrale, descritta più avanti.

In figura 4.3 è mostrato l'output di SLINE per la stella omega-ROA243; la linea nera rappresenta lo spettro osservato, quella rossa lo spettro sinteti-

co mentre ciascuna riga è identificata da una linea verticale numerata: nella schermata del monitor è riportata la lista numerata di tutte le righe della porzione di spettro visualizzata con indicato per ciascuna riga: la lunghezza d'onda a riposo, il valore della forza dell'oscillatore armonico $\log(gf)$, il potenziale di eccitazione ed il numero atomico dell'elemento chimico corrispondente.

4.4 Misura delle EW

Dopo avere creato la lista delle righe, di ciascuna di esse viene calcolata la Equivalent Width (EW). L'EW è la misura della intensità di una riga ed è definita come la larghezza, espressa in Å, del rettangolo che è equivalente all'area compresa tra la riga e il continuo misurato rispetto a due bande laterali tra le quali è compreso l'intervallo $\Delta\lambda$ della riga. Teoricamente l'EW è espressa tramite il seguente integrale:

$$W \equiv \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \left(1 - \frac{F_\lambda}{F_c}\right) d\lambda \quad (4.1)$$

dove F_c è il flusso del continuo normalizzato a 1 mentre F_λ è il flusso della riga. L'intensità della riga dipende dai parametri atmosferici della stella e dall'abbondanza dell'elemento chimico corrispondente a quella transizione.

Il calcolo della EW viene eseguito mediante il software DAOSPEC (Stetson & Pancino 2008) e lanciato mediante il wrapper 4DAO (Mucciarelli 2013) che abbiamo già introdotto nel par. 4.2. DAOSPEC è in grado di identificare automaticamente le linee di assorbimento di uno spettro osservato, di stimare il continuo mediante fit con un polinomio di Legendre, di misurare le EWs e le velocità radiali (RV) per tutte le righe di riferimento fornite in una lista di input. Per operare correttamente il codice deve avere come input, oltre allo spettro da analizzare e a una lista di righe di riferimento ad esso associata, un insieme di parametri. Tra questi i più importanti sono: il range di lunghezze d'onda della regione spettrale di interesse, un valore di riferimento iniziale della FWHM che, scelto dall'utente, può essere tenuto fisso o migliorato in base ai residui del fit ed infine l'ordine del polinomio di Legendre per la normalizzazione dello spettro.

Il codice inizialmente esegue un primo fit polinomiale del continuo dello spettro, partendo dall'ordine impostato nell'input ed identifica tutte le righe

dello spettro mediante fit gaussiano. Esegue quindi una cross-correlazione tra le righe riconosciute e quelle della lista di riferimento, contenente lunghezze d'onda misurate rispetto al sistema di riferimento del laboratorio, fornendo una stima preliminare delle velocità radiali (RV) calcolate, tramite l'effetto Doppler, prendendo lo spostamento in lunghezza d'onda λ che corrisponde al maggior numero di righe riconosciute. Il valore di FWHM assegnata permette a DAOSPEC di riconoscere le righe dal rumore. Al termine di tali operazioni il codice inizia un ciclo iterativo che prevede la sottrazione provvisoria delle righe riconosciute dallo spettro e l'utilizzo dei residui per rinormalizzare il continuo. Mediante il nuovo spettro rinormalizzato vengono rideterminati i centroidi, le intensità di riga ed una migliore stima della FWHM. L'intero ciclo è ripetuto finché non si raggiunge la completa sottrazione delle righe e la FWHM ottenuta non si discosta da quella della precedente iterazione di meno di 0.1 pixel il che, generalmente, richiede circa 5 iterazioni. Terminato il loop il programma confronta le righe dello spettro con quelle della lista di input, indicandone la corrispondenza e calcolando di ciascuna la RV con il relativo errore: le righe con RV discrepante vengono rigettate. Le EW sono infine calcolate a partire dai parametri delle righe, mentre le incertezze sono stimate in base ai residui rimanenti nello spettro. Grazie al wrapper 4DAO viene generato un file contenente una serie di plots: (1) lo spettro intero con sovrapposto il livello del continuo stimato da DAOSPEC, (2) tutte le righe listate in input, ordinate per lunghezza d'onda ed elemento chimico, sovrapposte alla linea (rossa) di best-fit. Le righe rigettate o non riconosciute da DAOSPEC sono riportate in blu (fig. 4.2). Negli altri pannelli sono riportati la variazione della EW in funzione della lunghezza d'onda e della stessa EW, la RV di tutte le linee in funzione della lunghezza d'onda e della EW. L'ultimo pannello grafico mostra l'andamento dell'errore delle EW e del parametro Q in funzione della EW e della lunghezza d'onda.

4.4.1 Calcolo delle abbondanze chimiche da EW

La determinazione dell'abbondanza chimica di un elemento mediante il metodo della EW, è basata sul fatto che esiste una relazione, detta *curva di crescita*, tra l'abbondanza dell'elemento e l'intensità della riga stessa. Si possono distinguere tre regimi:

1. regime lineare. EW e abbondanza sono legate da una relazione lineare. Risulta infatti dominante la zona centrale, detta *core*, della riga che diventa sempre più profonda all'aumentare dell'abbondanza, mantenendo un profilo sostanzialmente gaussiano. Tale regime è seguito fino a quando la riga non diventa satura:

$$EW \propto N \quad (4.2)$$

dove N è il numero di atomi che producono la riga;

2. regime piatto. La riga saturata non varia in modo significativo ed il contributo delle ali è ancora trascurabile. La relazione tra il numero di atomi N che generano la riga e l'EW è data da:

$$EW \propto \sqrt{\log N} \quad (4.3)$$

3. regime di smorzamento. In tale fase il contributo delle ali della riga diventa sempre più importante ed è quindi necessario adottare un profilo, detto di Voigt, che unisce al contributo gaussiano del core quello lorentziano delle ali:

$$EW \propto \sqrt{N} \quad (4.4)$$

Ogni riga ha associata la propria curva di crescita che rappresenta la traccia del diverso andamento dei tre regimi. La stima corretta dell'abbondanza di un dato elemento chimico si ottiene quando le righe ad esso relative si trovano nella parte lineare delle rispettive curve di crescita.

In generale, i programmi che misurano le abbondanze chimiche basandosi sulle EW, calcolano per ogni singola riga la rispettiva curva di crescita in base ai parametri atmosferici e alle abbondanze chimiche del modello di atmosfera, determinano una EW teorica e la confrontano con l'EW misurata. Il valore dell'abbondanza chimica viene iterativamente cambiato fino a quando le due EW non coincidono. In questa tesi in particolare è stato usato il software GALA (Mucciarelli et al. 2013) in grado di svolgere il calcolo automatico dei parametri atmosferici (T, gravità, velocità di microturbolenza e metallicità globale) e delle abbondanze di ogni singolo elemento a partire dagli spettri stellari osservati, utilizzando le EW delle righe metalliche.

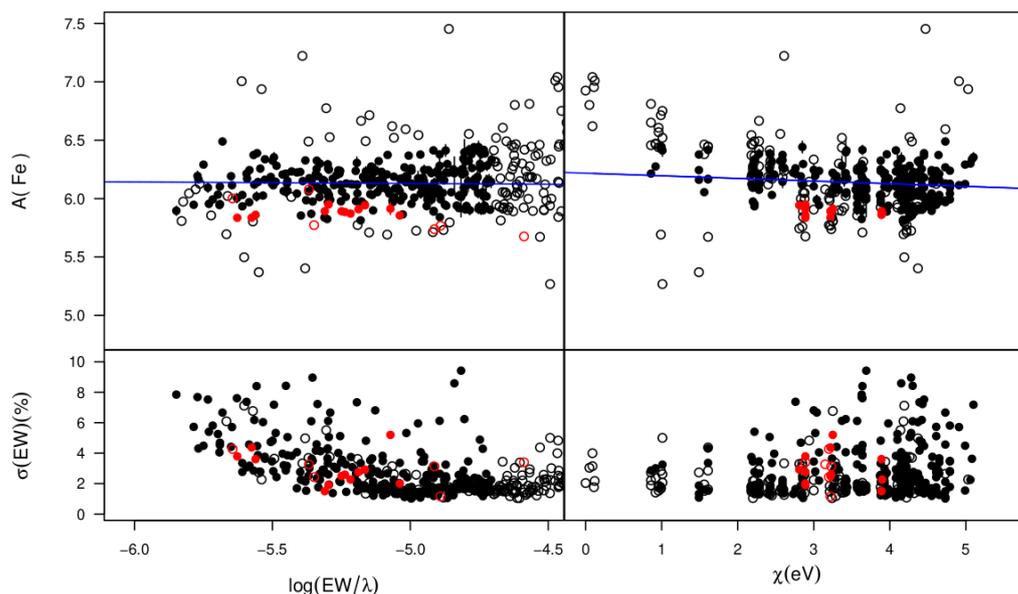


Figura 4.4: Output grafico di GALA per la stella ROA243: nei grafici in alto sono mostrati gli andamenti dell'abbondanza di ferro $A(\text{Fe})$ in funzione del logaritmo della lunghezza d'onda ridotta EW/λ (sx) e del potenziale di eccitazione χ (dx) rispettivamente. I grafici piccoli riportano gli andamenti dell'errore sulla equivalent width $\sigma(EW)$ in funzione dei medesimi parametri. Le linee blu sono il best fit, i cerchi neri le righe utilizzate, i cerchi vuoti le righe escluse mentre le rosse sono righe di FeII.

GALA permette inoltre di ottimizzare i parametri stellari (tutti o solo alcuni) in base ai seguenti indicatori: (1) il coefficiente angolare della relazione lineare tra l'abbondanza del Fe e il potenziale di eccitazione della riga, che deve essere il più possibile vicino a zero, permette di vincolare la temperatura; (2) la differenza di abbondanza tra FeI e FeII, ottenute a partire dalle rispettive righe, fissa la gravità la cui variazione influisce solo sulle righe del Fe ionizzato; (3) il coefficiente angolare della relazione tra l'abbondanza di Fe e il valore della EW fornisce una stima sulla correttezza del valore della microturbolenza trovato: deve essere il più possibile vicino a zero, diversamente la presenza di un trend indica un valore non corretto della microturbolenza. L'output di GALA fornisce i grafici di questi andamenti con i best fit lineari e i relativi errori statistici (vedi fig. 4.4 per la descrizione). E' inoltre

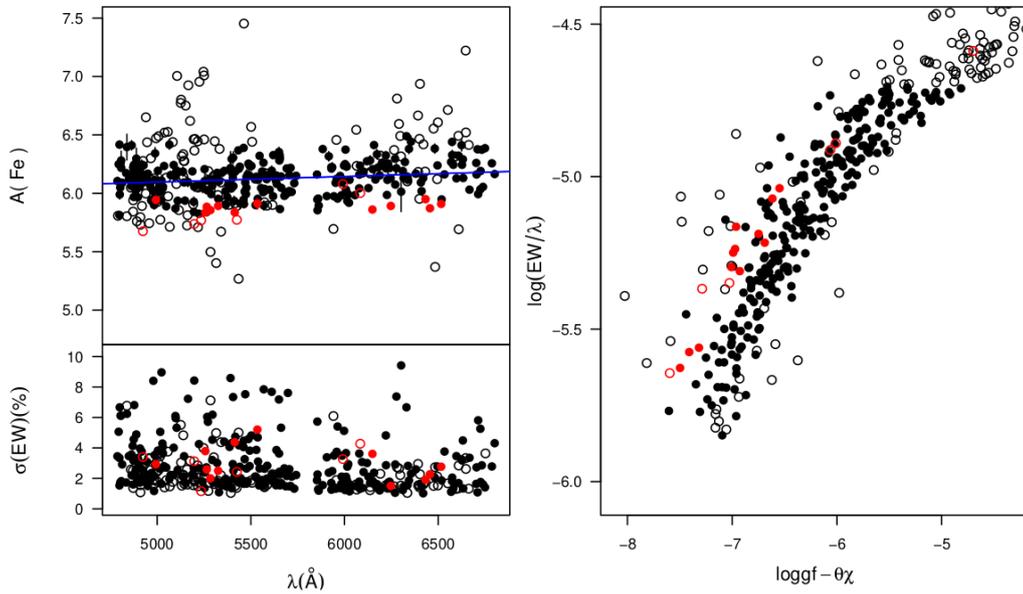


Figura 4.5: Output grafico di GALA per la stella ROA243: in alto e in basso a sx l'andamento con la lunghezza d'onda λ dell'abbondanza di ferro $A(\text{Fe})$ e dell'errore sulla equivalent width $\sigma(\text{EW})$ rispettivamente. A dx è mostrata la curva di crescita empirica.

riportato l'andamento della curva di crescita che riproduce la relazione tra l'EW misurata e riscalata con λ e l'EW_T teorica espressa come differenza tra il logaritmo della probabilità di transizione ($\log(gf)$ con f forza dell'oscillatore e g peso statistico) e il prodotto tra un termine che dipende dalla temperatura (θ) e il potenziale di eccitazione (ξ) (vedi fig. 4.5). In fig. 4.6 sono mostrate le curve di crescita che GALA produce per ognuna delle righe analizzate. Un aspetto cruciale nella procedura di calcolo delle abbondanze sono i criteri secondo i quali vengono identificate ed escluse le righe la cui abbondanza è risultata anomala. Infatti, righe più forti del valore massimo di EW definito in input dall'utente (parametro *ewmin*) possono essere molto sensibili alla microturbolenza ma, poichè vicine alla saturazione, poco sensibili all'abbondanza mentre le righe più deboli del valore minimo di EW impostato (parametro *ewmin*) possono essere troppo deboli ed affette da rumore. Righe discrepanti possono poi essere dovute ad inaccuratezza dei dati

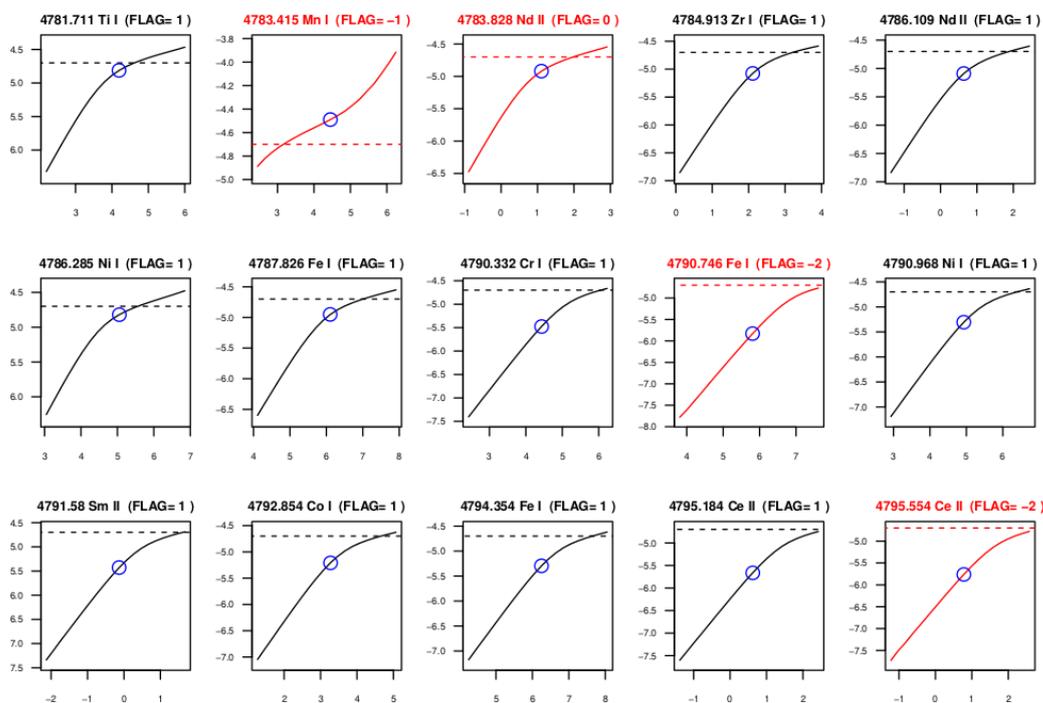


Figura 4.6: Output grafico di GALA per la stella ROA243: Ogni pannello rappresenta la curva di crescita relativa ad ogni riga analizzata. Le linee tratteggiate rappresentano il valore di EWR massimo scelto per l'esclusione delle righe. I cerchi blu sono posizionati in corrispondenza dei valori di EWR e abbondanza. Le linee rosse indicano le righe escluse dall'analisi per uno dei motivi descritti nel par. 4.5.

atomici (ad esempio la forza dell'oscillatore), sovrapposizione di righe non riconosciute o misure inaccurate di EW. Tali righe devono necessariamente essere rimosse, ma solo all'inizio di ogni ciclo di lavoro così da avere sempre lo stesso campione di righe durante l'ottimizzazione dei parametri. Nell'input del programma vengono specificati i parametri di configurazione, una lista delle stelle da analizzare con i relativi parametri atmosferici iniziali ed i file, uno per ogni stella, generati come output da 4DAO, contenenti la lista delle righe misurate, i parametri atmosferici e le EW con i relativi errori. Nell'analisi del campione delle 19 stelle giganti di ω Cen si è scelto di fissare i parametri atmosferici come temperatura e gravità adottando quelli calcolati per via fotometrica che risultano affidabili grazie all'ottima qualità dei dati

di GAIA (vedi cap. II). Sono stati invece fatti variare la microturbolenza adottando un valore iniziale di 1.4 e la metallicità impostata al valore di metallicità media di ω Cen riportata in letteratura e pari a $[M/H]=-1.7$.

Dopo aver eseguito l'analisi GALA restituisce per ciascuna stella del target diversi output tra cui, in particolare, un file che contiene l'elenco di tutte le righe analizzate con specificato per ciascuna il valore di EW e relativo errore, l'abbondanza dell'elemento chimico corrispondente, segnalando se la riga è stata tenuta o rigettata e il motivo del rigetto. Come già anticipato, GALA genera anche un output contenente alcuni grafici molto importanti per la valutazione visiva della qualità della soluzione raggiunta (vedi figg. 4.4, 4.5 e 4.6).

4.4.2 Metodo EW: procedura per ω Cen

Dopo avere analizzato nei paragrafi precedenti la tecnica del fitting della EW, descriviamo ora in sintesi il modo in cui, con tale tecnica, si è proceduto per determinare la metallicità e le abbondanze del campione di 19 stelle giganti di ω Cen.

- è stato generato con AUTOKUR lo spettro sintetico della stella ROA243, scelta come target di riferimento iniziale, usando i relativi valori di T_{eff} , $\log(g)$ calcolati in precedenza (par. 3.1 e 3.2) ed adottando come metallicità iniziale il valore di $[M/H]=-1.7$, riportato in letteratura come valore del picco della distribuzione di metallicità per ω Cen (Johnson & Pilachowski 2010; Marino et al. 2012);
- a partire dallo spettro osservato e da una lista di righe di riferimento è stato prodotto per ROA243 uno spettro normalizzato e corretto per le RV usando i codici DAOSPEC e 4DAO (Mucciarelli et al. 2013);
- grazie all'interfaccia grafica del software SLINE, dal confronto tra lo spettro sintetico con quello osservato normalizzato e corretto per velocità radiale, è stata selezionata una lista di righe secondo i criteri descritti nel par. 4.3;

- la lista di righe così ottenuta e' stata quindi utilizzata come input per il calcolo della EW di tutte le stelle del campione con l'impiego di 4DAO/DAOSPEC;
- dall'output di DAOSPEC e dai parametri atmosferici calcolati in precedenza, lasciando come parametri liberi da ottimizzare la microturbolenza e $[M/H]$, è stata ottenuta una prima stima della metallicità delle 19 stelle che sono risultate così ripartite nei seguenti 3 intervalli: 3 stelle con $[M/H] \leq -1.5$, 5 stelle con $-1.5 < [M/H] \leq -1.2$ e 11 stelle con $[M/H] > -1.2$;
- per ogni stella e' stata definita una nuova lista di righe con la procedura descritta sopra, adottando gli appropriati valori di metallicità;
- le lista delle righe ottenute, inserite nell'input di 4DAO/DAOSPEC, ha poi permesso la determinazione delle EW delle le stelle con la corrispondente ripartizione in $[M/H]$;
- la procedura si è conclusa con il calcolo delle abbondanze con il codice GALA.

4.5 Abbondanze da sintesi spettrale

Come già accennato all'inizio del capitolo, oltre al fitting della EW, per determinare le abbondanze chimiche può essere utilizzato anche il metodo della sintesi spettrale. In alcuni casi il secondo metodo deve essere utilizzato in alternativa al primo: infatti l'uso della sintesi rispetto all'analisi della EW si rende necessario per quegli elementi le cui righe soffrono di vari gradi di contaminazione da parte di linee vicine di altri metalli o di bande molecolari come quelle del CN. Ad esempio la riga a 6300 Å dell' [O I] è mescolata con quella a 6300.70 Å dello Scandio II e del Nichel appena sopra, elementi target della presente tesi, ed è inoltre sensibile all'abbondanza del C+N. In particolare la contaminazione del CN può introdurre una variazione non trascurabile nella derivazione delle abbondanze, soprattutto in stelle a più elevata metallicità. In questa tesi la sintesi spettrale è stata condotta mediante il codice SALVADOR il cui funzionamento è descritto nel paragrafo seguente.

4.5.1 SALVADOR

E' un software sviluppato per il calcolo delle abbondanze chimiche mediante confronto tra lo spettro osservato e una griglia di spettri sintetici. La procedura di confronto procede attraverso la ricerca del valore minimo del χ^2 a cui corrisponde lo spettro sintetico che meglio riproduce per un dato elemento le righe osservate. Tale valore minimo si ottiene iterativamente variando di volta in volta solo l'abbondanza dell'elemento considerato e mantenendo costanti i parametri atmosferici. SALVADOR richiede alcuni file di input nei quali vengono specificati:

- la lista degli spettri stellari osservati;
- i parametri atmosferici (T_{eff} , $\log g$, $[M/H]$, v_t);
- la risoluzione spettrale dell'osservazione;
- la specie atomica da analizzare;
- l'intervallo $\Delta\lambda$ della banda contenente le righe caratteristiche dell'elemento target e la riga centrale di tale banda;
- parametri di configurazione del programma.

Per il calcolo dell'abbondanza è necessario che lo spettro sia normalizzato rispetto al continuo, normalizzazione che può essere ottenuta mediante 4DAO/DAOSPEC (vedi par. 4.4) oppure specificando, in un apposito file di input di SALVADOR, specifiche finestre del continuo preselezionate. Le finestre vengono individuate in modo specifico per ogni stella, selezionando il continuo in regioni nelle quali non sono presenti righe. In output vengono generati tre file: un file *.best* che riassume per tutte le transizioni osservate lo spettro sintetico di best fit, un file *.fit* che contiene per ogni riga analizzata il numero atomico dell'elemento chimico corrispondente, l'abbondanza media e l'EW e infine un file con i risultati grafici dell'analisi: lo spettro osservato con sovrapposti tre spettri sintetici con diversi valori di abbondanza.

4.6 Incertezze sulle abbondanze

L'incertezza totale relativa all'abbondanza di un dato elemento viene calcolata mediante la somma in quadratura di due sorgenti di errore tra loro indipendenti: (1) l'errore derivante dal processo di misura utilizzato (EW o sintesi spettrale) e (2) l'errore dovuto ai parametri atmosferici. Viene di seguito descritta la procedura utilizzata per la stima dei due tipi di errori.

Errore sui parametri atmosferici

L'errore sulla temperatura è stimato sommando in quadratura gli errori dovuti alla fotometria, al reddening (eq. 3.2) e alla relazione che lega la T_{eff} al colore (eq. 3.1). Tenendo conto dell'errore sul fit, sulle magnitudini e adottando una incertezza su $E(B-V)$ pari al 20% è stato ottenuto un errore sulla temperatura di 90 K.

L'errore sulla gravità si ricava propagando le incertezze dei parametri da cui dipende nell'equazione 3.10. Conservativamente, in questa tesi, è stata scelto come $\delta(\log g)$ il valore di 0.1.

L'errore sulla velocità di turbolenza v_t viene calcolato tramite GALA mediante la procedura di ottimizzazione dei parametri atmosferici descitta nel par. 4.5. I valori utilizzati sono quelli riportati in tabella 3.4.

Inserendo in GALA le incertezze sui parametri atmosferici, il programma ha ricalcolato le abbondanze per ogni stella variando di $\pm 1\sigma$ i valori di T_{eff} , $\log(g)$, v_t e di ± 1 dex il modello di $[M/H]$. L'analisi viene ripetuta 8 volte e vengono poi sommate in quadratura le variazioni medie in abbondanza dovute ad ognuno dei 4 parametri.

Errori dovuti alla misura

L'incertezza sul valore medio di un rapporto di abbondanza dovuta agli errori di misura viene calcolato come σ/\sqrt{N} , con N numero di righe analizzate. Nel caso di elementi per i quali solo una riga è disponibile, si sono adottate due strategie diverse a seconda se l'analisi è stata svolta con EW o sintesi spettrale. Nel primo caso si è considerato come errore quello fornito da DAOSPEC in base ai residui del fit. Per la spettro sintesi l'errore è stato invece stimato ricorrendo ad una simulazione Monte Carlo: per ogni stella

è stato creato un campione di 1000 spettri sintetici formati da una sola riga, presa come riferimento, ai quali è stato imposto un rumore Poissoniano confrontabile con il valore SNR degli spettri osservati. Agli spettri è stata quindi applicata con SALVADOR la stessa procedura di line fitting adottata per gli spettri osservati. L'errore di misura interno dovuto al fitting è calcolato come deviazione standard dei valori di abbondanza degli elementi derivati dalla 1000 simulazioni. L'errore che deriva dai parametri atmosferici è calcolato con SALVADOR stimando la variazione dell'abbondanza al variare di un singolo parametro alla volta, mantenendo gli altri costanti.

Formule per il calcolo dell'incertezza

Dal momento che i risultati sono espressi come rapporti di abbondanza, è stata presa in considerazione anche l'incertezza dovuta alla variazione degli stessi parametri sull'abbondanza del Fe. Pertanto gli errori finali su [Fe/H] e [X/Fe] sono calcolati come segue:

$$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} = \sqrt{\frac{\sigma_{\text{Fe}}^2}{N_{\text{Fe}}} + (\delta_{\text{Fe}}^{T_{\text{eff}}})^2 + (\delta_{\text{Fe}}^{\log g})^2 + (\delta_{\text{Fe}}^{v_t})^2} \quad (4.5)$$

$$\sigma_{[\text{X}/\text{Fe}]} = \sqrt{\frac{\sigma_{\text{X}}^2}{N_{\text{X}}} + \frac{\sigma_{\text{Fe}}^2}{N_{\text{Fe}}} + (\delta_{\text{X}}^{T_{\text{eff}}} - \delta_{\text{Fe}}^{T_{\text{eff}}})^2 + (\delta_{\text{X}}^{\log g} - \delta_{\text{Fe}}^{\log g})^2 + (\delta_{\text{X}}^{v_t} - \delta_{\text{Fe}}^{v_t})^2} \quad (4.6)$$

dove $\sigma_{\text{X}}^2/N_{\text{X}}$ è l'errore sul fit: nel caso dello Zn, la cui abbondanza è stimata su una sola riga, è stato preso il valore di 0.036 corrispondente alla deviazione standard, ottenuta con la simulazione Monte Carlo. Per il V e lo Sc è stato invece considerato il quadrato della dispersione σ_{X} della media delle abbondanze chimiche, calcolate da salvador, diviso la radice del numero di righe \sqrt{N} usate per derivare le abbondanze. $\sigma_{\text{Fe}}^2/N_{\text{Fe}}$ corrisponde all'errore di misura sull'abbondanza del Fe calcolato con GALA mentre i $\delta_{\text{X},\text{Fe}}^i$ sono le variazioni di abbondanza rispetto al Fe ottenute modificando il parametro atmosferico i .

Capitolo 5

Risultati e discussione

La scelta dei targets chimici di questa tesi, distinti come già detto in due diversi gruppi formati (1) dagli elementi α esplosivi: Si, Ca e Ti e (2) dagli elementi del gruppo del Fe: Sc, V, Zn e Ni, è motivata dall'obiettivo di fornire, mediante il loro impiego, un contributo all'indagine sulla complessa evoluzione chimica di ω Cen. Se da un lato i rapporti di abbondanza degli elementi α esplosivi in ω Cen sono molto simili a quelli degli ammassi globulari individuali, dall'altro i pattern di abbondanza di elementi prodotti mediante processi lenti di cattura neutronica (processi s) sono confrontabili con quelli presenti in galassie nane (vedi ad es. Tolstoy et al. 2009).

Diversi studi (Tolstoy et al. 2009; Minelli et al. 2021) hanno proposto di utilizzare alcuni elementi del gruppo del Fe (Sc, V e Zn) come diagnostici per identificare stelle formate in sistemi stellari extragalattici, attraverso il confronto delle abbondanze di tali elementi chimici in sistemi esterni come la LMC e la galassia nana del Sagittario con quelle di alcuni ammassi globulari della Galassia.

E' nel filone di ricerca di questi studi che si inserisce l'analisi dei dati di abbondanza dei 7 elementi target misurati in questa tesi e riportati in tab. 5.1 e 5.2. Tali abbondanze, in particolare per la componente *metal rich* di ω Cen, saranno confrontate con quelle di letteratura per stelle di MW e di galassie nane massive (LMC e Sgr) per comprendere le similarità e le differenze tra l'arricchimento chimico di ω Cen e degli altri sistemi.

Le variazioni da stella a stella del contenuto C+N+O e delle singole abbondanze di C e N possono cambiare in maniera significativa il grado di

contaminazione delle righe da utilizzare. Per questo motivo sono state prima stimate le abbondanze di CNO e, successivamente, queste sono state usate per definire nuove *linelist* in base alla procedura descritta nella sezione 4.4.2. La stima del C+N+O è stata eseguita utilizzando il codice SALVADOR.

Di seguito vengono quindi descritti i risultati per gli elementi CNO (già ampiamente studiati in letteratura), per gli elementi α e per gli elementi del picco del Fe.

5.1 Abbondanza C+N+O in stelle giganti di ω Cen

Marino et al. (2012), studiando un campione di 77 stelle RGB di ω Cen, hanno dimostrato l'esistenza di una correlazione tra il CNO totale e l'abbondanza di ferro. Dallo studio è emerso che le stelle più ricche di metalli hanno un contenuto di C+N+O fino a ~ 0.5 dex maggiore rispetto a quello di stelle più povere di metalli.

5.1.1 Abbondanza del C

L'abbondanza del C è stata stimata per tutte le 19 stelle del campione con il metodo della sintesi spettrale, utilizzando il codice SALVADOR descritto nel capitolo precedente. Per la sintesi è stata utilizzata banda molecolare del CH tra 4300 e 4320 Å, detta G-band. In alto di fig. 5.1 è riportato lo spettro sintetico della G-band per diverse abbondanze di C.

All'interno di tale banda, per la normalizzazione sono stati scelti 6 intervalli del continuo: 3 a sinistra e 3 a destra della riga centrale, come mostrato in basso di fig. 5.1, nella quale è riportato un esempio di best fit per la stella WFI321293. In Marino et al. (2012) per un campione di 77 stelle giganti di ω Cen con range di metallicità $\sim -2.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.9$, non sembra essere presente una evidente correlazione tra $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$, fatto che sembra confermato anche nel caso del nostro campione fino ad un più elevato valore di metallicità (-0.65 dex). L'andamento di $[\text{C}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ per le 19 stelle gigante di ω Cen sovrapposto ai dati di Marino et al. (2012) è riportato in fig. 5.2.

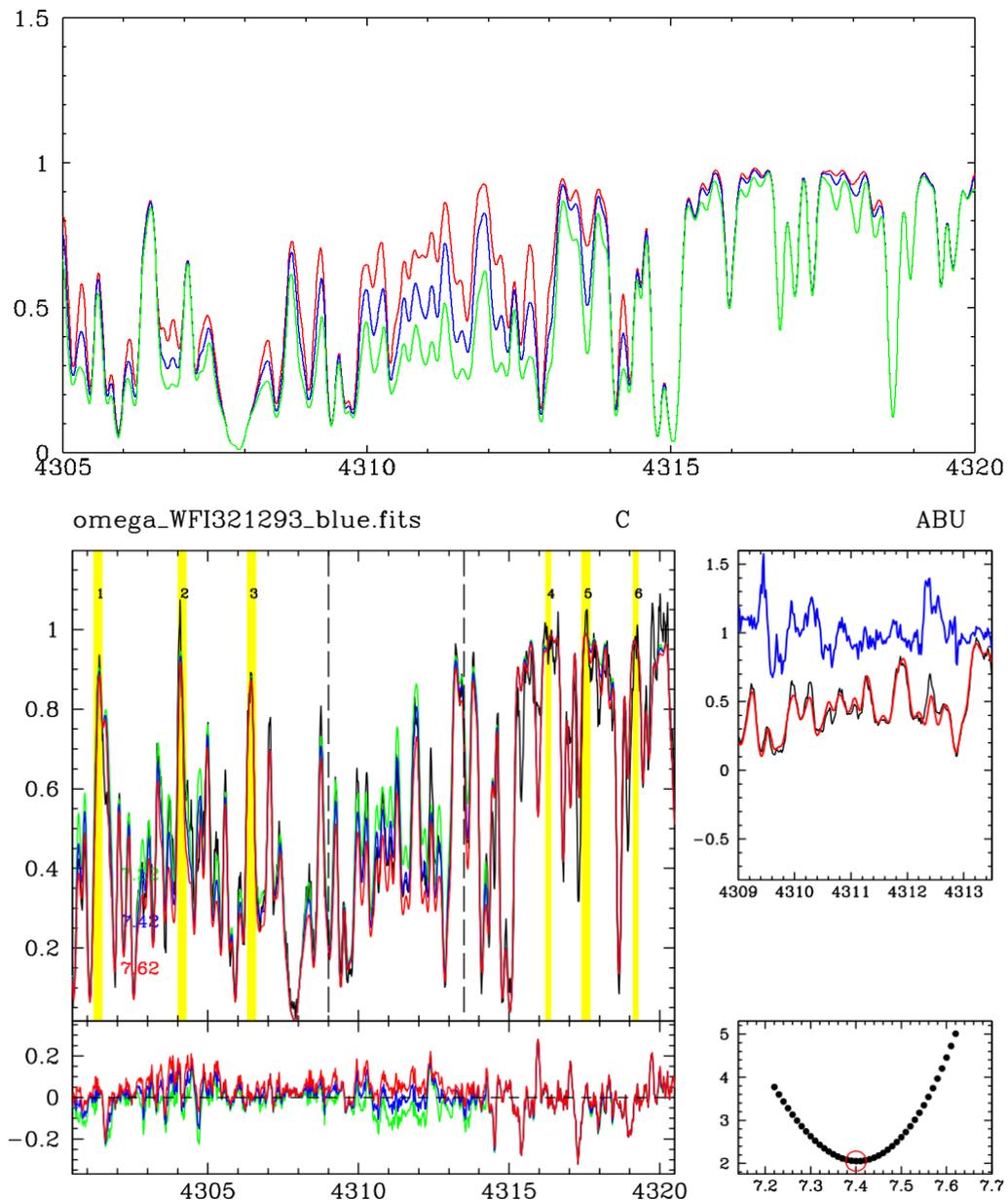


Figura 5.1: (*Alto*) G band. Spettro sintetico per la stella WFI321293 con 3 diverse abbondanze di C: verde +0.0 dex , blu -0.5 dex e rosso -1.0 dex. (*Basso*) Stima abbondanza del C: output grafico di SALVADOR per la stella omega-WFI321293: nel riquadro a sinistra lo spettro osservato (linea nera) è sovrapposto a 3 spettri sintetici (linee blu, verde e rossa) corrispondenti a diverse abbondanze. Le righe verticali gialle indicano la posizione e la larghezza degli intervalli del continuo scelti per la normalizzazione. Nel riquadro di destra è riportato l'esito del best fit.

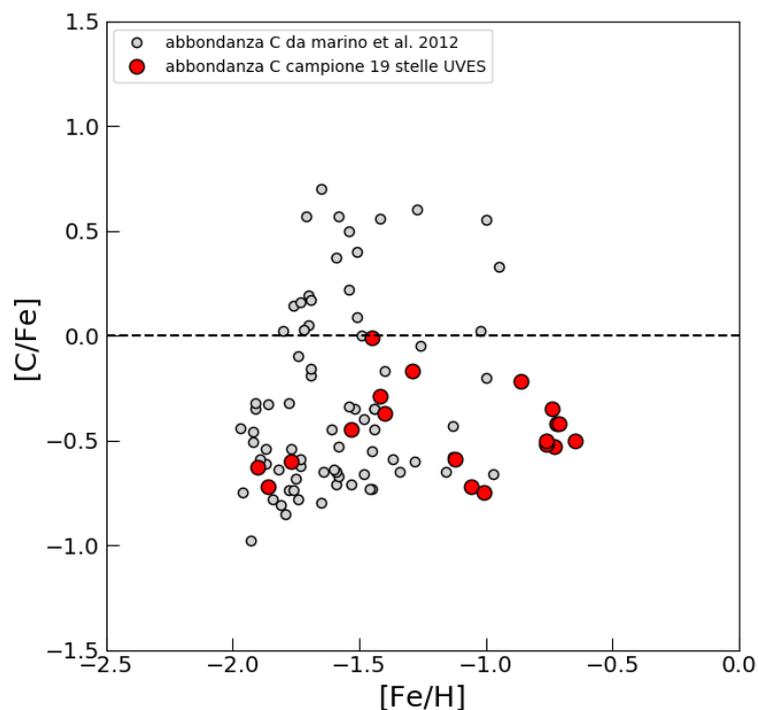


Figura 5.2: Campione di 19 giganti di ω Cen: abbondanza di $[C/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In grigio l'abbondanza di C in un campione di 77 stelle giganti di ω Cen riportate in Marino et al. 2012.

5.1.2 Abbondanza dell'N

Procedendo in maniera analoga, è stata ottenuta la stima dell'N delle nostre 19 stelle RGB. Tra le diverse finestre spettrali in cui sono presenti le bande molecolari del CN, è stata scelta quella compresa tra $6710 \text{ \AA} < \lambda < 6730 \text{ \AA}$. In fig. alto di 5.3 è riportato l'output grafico di SALVADOR per la stella omegaWFI321293. In basso di fig. 5.3 è riportato l'andamento $[N/Fe]$ vs $[Fe/H]$ per il campione di 19 stelle gigante di ω Cen. Sembra essere presente una lieve correlazione, confermando il trend osservato da Marino et al. (2012) anche per valori di metallicità più alti.

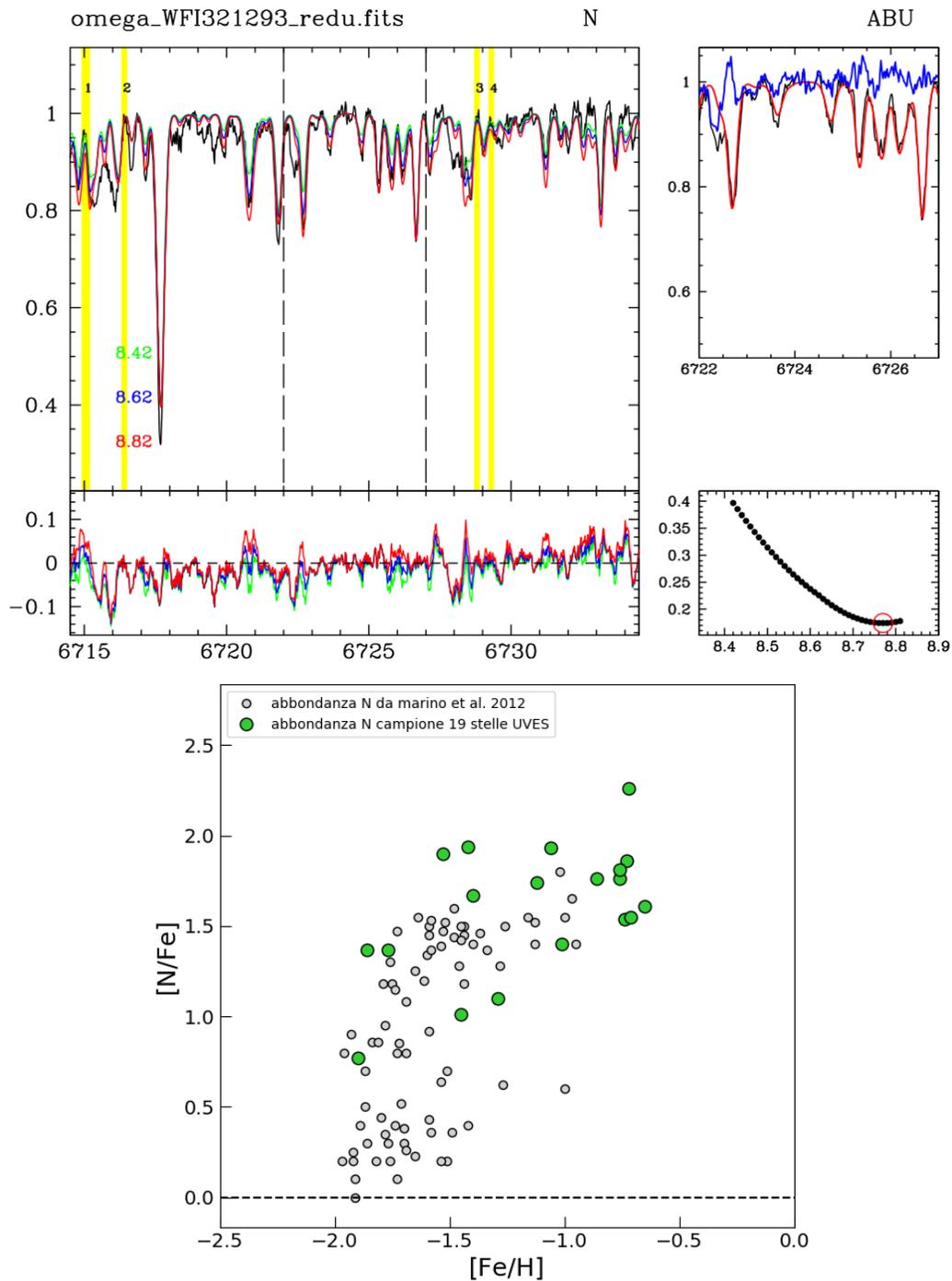


Figura 5.3: (*Alto*) Stima abbondanza dell'N: output grafico di SALVADOR per la stella omegaWFI321293: le righe verticali gialle indicano la posizione e la larghezza degli intervalli del continuo scelti per la normalizzazione. Nel riquadro di destra è riportato l'esito di best fit. (*Basso*) Campione di 19 giganti di ω Cen: abbondanza di [N/Fe] vs [Fe/H]. In grigio l'abbondanze di N in un campione di 77 stelle giganti di ω Cen riportate in marino et al. 2012.

5.1.3 Abbondanza dell'O

Per l'abbondanza dell'ossigeno, il fitting spettrale è stato applicato alla riga a 6300 Å (alto di fig. 5.4). Le 19 stelle del campione di ω Cen seguono la stessa dispersione di quello di Marino et al. (2012) (basso di fig. 5.4).

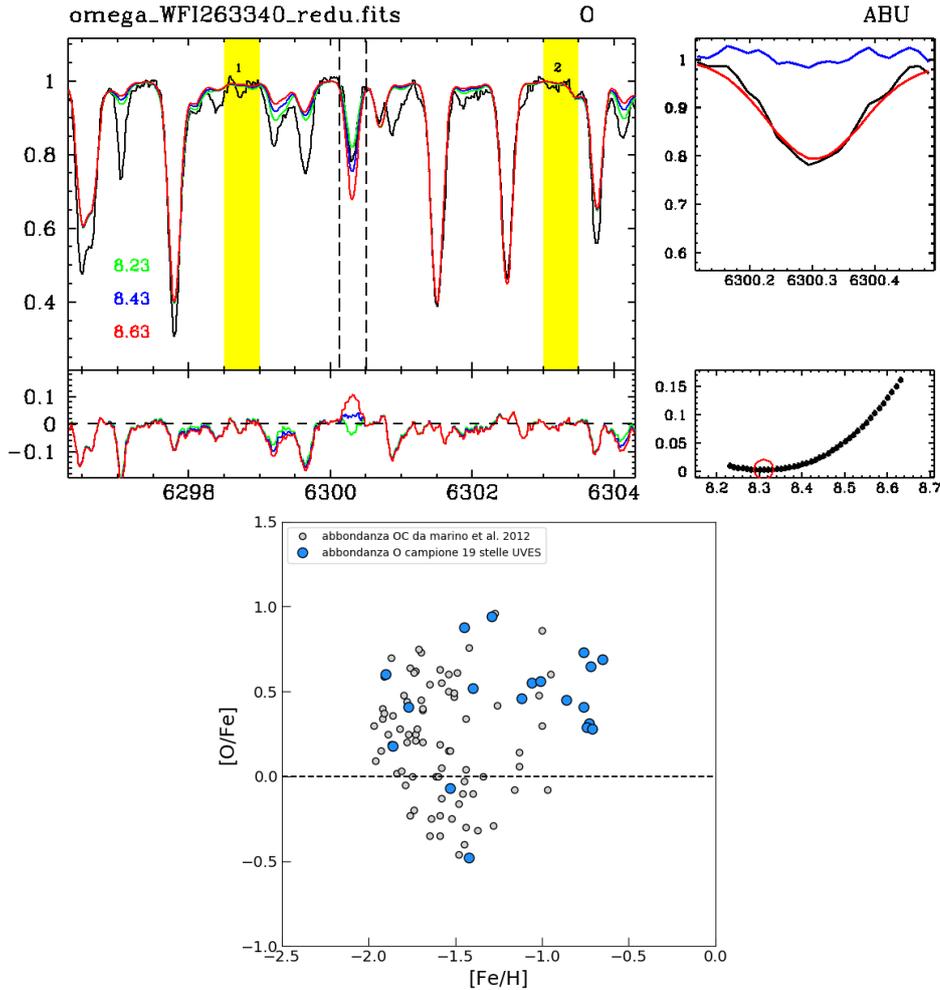


Figura 5.4: (Alto) Stima dell'O: output grafico di SALVADOR per la stella WFI321293. (Basso) Campione di 19 giganti di ω Cen: abbondanza di [O/Fe] vs [Fe/H].

Nella tabella 5.1 e 5.2 sono riportati i parametri atmosferici e i rapporti di abbondanze chimiche delle 19 stelle, suddivise per ciascuno dei 3 intervalli di [Fe/H].

Tabella 5.1: Parametri atmosferici, rapporti di abbondanze chimiche e incertezze degli elementi α per range di metallicità.

Star	T	$\log g$	ξ	[Fe/H]	err	[Si/Fe]	err	[Ca/Fe]	err	[Ti/Fe]	err
[Fe/H] < -1.5											
ROA238	4486	1.16	1.60	-1.86	0.12	0.39	0.09	0.29	0.03	0.35	0.06
ROA256	4430	1.05	1.70	-1.77	0.11	0.38	0.10	0.34	0.03	0.30	0.06
2910	4350	0.89	1.70	-1.90	0.12	0.31	0.11	0.23	0.03	0.29	0.05
-1.5 < [Fe/H] < -1.2											
RO92	4099	0.60	1.90	-1.53	0.05	0.50	0.09	0.50	0.08	0.38	0.13
ROA243	4237	0.86	1.80	-1.40	0.07	0.34	0.09	0.54	0.05	0.15	0.10
ROA321	4169	0.95	1.60	-1.29	0.05	0.44	0.09	0.65	0.07	0.26	0.13
38011	4432	1.06	2.00	-1.42	0.09	0.67	0.11	0.37	0.05	0.21	0.07
51080	4243	0.93	1.80	-1.45	0.07	0.41	0.10	0.45	0.07	0.24	0.11
[Fe/H] > -1.2											
ROA500	4133	1.13	1.40	-0.73	0.05	0.40	0.13	0.49	0.14	0.39	0.14
ROA517	4133	1.15	1.50	-0.72	0.05	0.45	0.17	0.61	0.11	0.37	0.14
ROA523	4253	1.35	1.60	-0.76	0.04	0.41	0.14	0.45	0.14	0.34	0.12
WFI139267	4429	1.40	1.60	-0.86	0.06	0.35	0.14	0.55	0.05	0.32	0.09
WFI140419	4234	1.48	1.40	-0.65	0.04	0.35	0.12	0.43	0.12	0.36	0.12
WFI263340	4491	1.67	1.50	-0.74	0.05	0.30	0.10	0.54	0.05	0.24	0.09
WFI305654	4283	1.38	1.50	-0.76	0.06	0.37	0.12	0.50	0.12	0.44	0.12
WFI321293	4460	1.63	1.60	-0.71	0.05	0.31	0.11	0.42	0.10	0.29	0.10
WFI618774	4250	1.27	1.00	-1.06	0.04	0.35	0.16	0.48	0.09	0.32	0.12
211	4068	0.79	1.80	-1.01	0.05	0.24	0.14	0.37	0.15	0.49	0.15
371	4109	0.94	2.10	-1.13	0.05	0.36	0.09	0.40	0.12	0.61	0.13

Tabella 5.2: Parametri atmosferici, rapporti di abbondanze chimiche e incertezze elementi del gruppo del Fe per range di metallicità.

Star	T	$\log g$	ξ	[Fe/H]	err	[Sc/Fe]	err	[V/Fe]	err	[Ni/Fe]	err	[Zn/Fe]	err
[Fe/H] < -1.5													
ROA238	4486	1.16	1.60	-1.86	0.12	0.22	0.16	-0.10	0.19	0.02	0.03	0.22	0.17
ROA256	4430	1.05	1.70	-1.77	0.11	0.20	0.15	-0.04	0.16	0.01	0.03	0.19	0.13
2910	4350	0.89	1.70	-1.90	0.12	0.09	0.14	-0.27	0.18	-0.08	0.04	0.05	0.14
-1.5 < [Fe/H] < -1.2													
RO92	4099	0.60	1.90	-1.53	0.05	0.25	0.11	0.13	0.12	0.07	0.04	0.13	0.09
ROA243	4237	0.86	1.80	-1.40	0.07	0.03	0.12	0.24	0.13	-0.06	0.03	-0.01	0.10
ROA321	4169	0.95	1.60	-1.29	0.05	-0.03	0.06	0.31	0.08	-0.03	0.03	0.10	0.13
38011	4432	1.06	2.00	-1.42	0.09	0.02	0.12	0.14	0.12	-0.07	0.03	-0.08	0.29
51080	4243	0.93	1.80	-1.45	0.07	0.01	0.11	0.17	0.11	-0.09	0.04	0.15	0.17
[Fe/H] > -1.2													
ROA500	4133	1.13	1.40	-0.73	0.05	0.12	0.07	0.40	0.06	-0.07	0.04	0.25	0.29
ROA517	4133	1.15	1.50	-0.72	0.05	0.20	0.10	0.43	0.08	-0.07	0.04	-0.04	0.23
ROA523	4253	1.35	1.60	-0.76	0.04	0.11	0.07	0.35	0.07	-0.13	0.04	0.08	0.19
WFI139267	4429	1.40	1.60	-0.86	0.06	0.15	0.08	0.31	0.09	-0.07	0.04	-0.02	0.12
WFI140419	4234	1.48	1.40	-0.65	0.04	0.13	0.14	0.35	0.08	-0.11	0.04	0.04	0.26
WFI263340	4491	1.67	1.50	-0.74	0.05	0.08	0.09	0.29	0.10	-0.07	0.04	0.02	0.09
WFI305654	4283	1.38	1.50	-0.76	0.06	0.15	0.08	0.35	0.15	-0.02	0.04	0.10	0.14
WFI321293	4460	1.63	1.60	-0.71	0.05	0.03	0.06	0.35	0.07	-0.05	0.03	0.14	0.22
WFI618774	4250	1.27	1.00	-1.06	0.04	0.02	0.17	0.23	0.15	-0.01	0.05	0.30	0.13
211	4068	0.79	1.80	-1.01	0.05	0.05	0.07	0.25	0.10	-0.05	0.05	-	-
371	4109	0.94	2.10	-1.13	0.05	0.08	0.07	0.24	0.11	0.01	0.03	0.02	0.29

5.2 Elementi α

Gli α elementi Si, Ca e Ti sono specie chimiche cosiddette “esplosive” in quanto sintetizzate principalmente attraverso la combustione esplosiva di O e Si in stelle con masse di 15-25 M_{\odot} ed in misura minore dall’esplosione di SN Ia. In questa sezione analizziamo le abbondanze di questi 3 elementi confrontando l’adamento di $[X/Fe]$ vs $[Fe/H]$ del nostro campione di 19 giganti rosse con quello di:

- un campione di 855 stelle giganti riportato in Johnson et al. 2010;
- stelle di disco e alone della MW riportate in: Edvardsson et al. (1993); Fulbright (2000); Gratton et al. (2003); Reddy et al. (2006); Bensby (2014);
- campioni di stelle giganti appartenenti alle galassie esterne LMC e di Sgr, studiati da Minelli et al. (2021). Ci riferiamo al solo lavoro di Minelli et al. (2021) per il confronto con LMC e Sgr poichè tale analisi chimica è basata sulle stesse assunzioni metodologiche della nostra analisi e quindi non vi sono effetti sistematici significativi. Per lo Zn, elemento poco studiato in letteratura per galassie esterne, è stato fatto il confronto anche con la galassia sferoidale nana Sculptor.

5.2.1 Silicio

Nel nostro campione di 19 stelle la misura di $[Si/Fe]$ copre quasi completamente il range di metallicità di ω Cen ($-2 < [Fe/H] < -0.5$ vedi par. 1.4) ed è risultata in media pari a $+0.38$ ($\sigma=0.10$).

Tale valore è confrontabile con quella dello studio di Johnson et al. (2010) che riporta un valore di $+0.33$ ($\sigma=0.17$) (vedi par. 1.41). Con piccole differenze negli intervalli di metallicità, si riscontra anche nel nostro studio una certa variabilità nell’andamento dell’abbondanza del Si con $[Fe/H]$ analoga a quella riportata da Johnson & Pilachowski (2010) (vedi par. 1.4): le 19 stelle seguono un trend di crescita di $[Si/Fe]$ per valori di $[Fe/H]$ compresi tra -2 e -1.4 dex a cui segue una progressiva diminuzione fino a $[Fe/H] \approx -1.0$ e quindi una lieve crescita monotona per $[Fe/H] > -1.0$ (vedi fig. 5.5). Tuttavia, come sottolineato anche da Johnson & Pilachowski (2010), tale dipendenza

è solo marginale e l'andamento dell'abbondanza di questo elemento chimico si può considerare costante in tutto l'intervallo di metallicità di ω Cen.

In generale, i risultati di questo lavoro di tesi, insieme a quelli di Johnson & Pilachowski (2010), sembrano suggerire che le SN Ia non abbiano contribuito significativamente alle popolazioni più *metal rich* di ω Cen, a differenza di quanto riportato da altri studi (Pancino et al. 2002; Origlia et al. 2003).

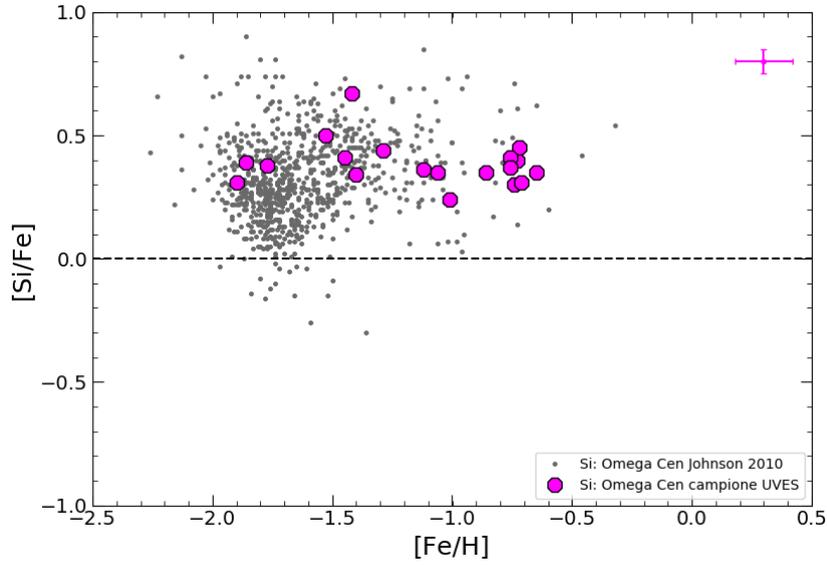


Figura 5.5: Campione delle 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[\text{Si}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ sovrapposto in grigio allo studio di Johnson et al. (2010).

Per quanto riguarda il confronto con la MW, i valori del rapporto di abbondanza di $[\text{Si}/\text{Fe}]$ del campione di ω Cen tendono a seguire lo stesso andamento delle stelle della Via Lattea più ricche in elementi α fino a $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1$.

A metallicità maggiori il lieve incremento di $[\text{Si}/\text{Fe}]$ delle stelle di ω Cen non sembra seguire la marcata diminuzione di quelle della MW che arriva a raggiungere valori subsolari per $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.6$ (vedi fig. 5.6).

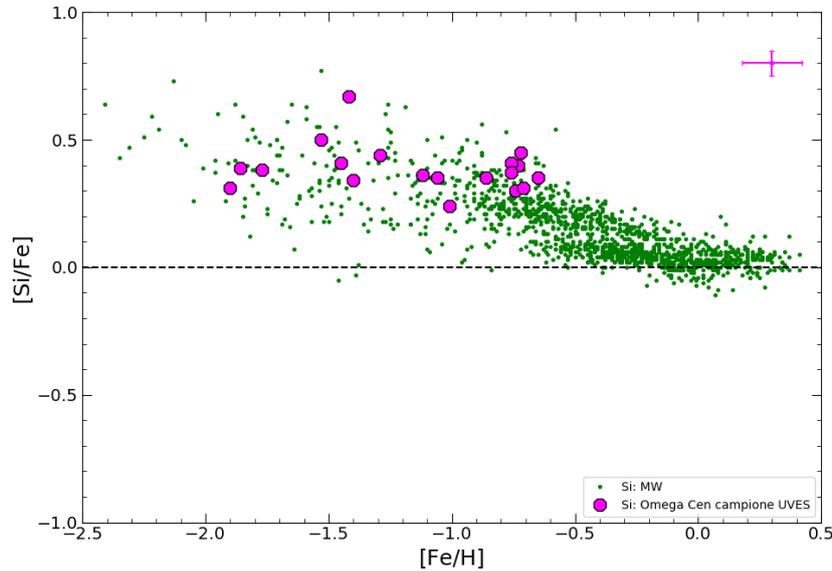


Figura 5.6: Campione delle 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[\text{Si}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ sovrapposto ad un campione di stelle di disco, bulge e alone della MW (in verde) riportato in letteratura.

Dal confronto tra le abbondanze di $[\text{Si}/\text{Fe}]$ in stelle giganti di due sistemi extragalattici con quelle del nostro studio, si osservano nelle galassie esterne valori di $[\text{Si}/\text{Fe}]$ che appaiono più bassi rispetto a ω Cen, a causa del basso SFR di questi sistemi. Nel dettaglio, l'ammasso globulare sembra seguire l'andamento decrescente di LMC nell'intervallo $[\text{Fe}/\text{H}]$ compreso tra -1.4 e -1 , ma per metallicità maggiori mentre la Grande Nube di Magellano continua la decrescita fino a valori solari, ω Cen inverte la tendenza con abbondanza che si mantiene decisamente sopra solare. Sgr mostra nell'intervallo di metallicità in cui è considerato valori $[\text{Si}/\text{Fe}] \approx 0$.

I rapporti $[\text{Si}/\text{Fe}]$, di poco sopra solari per LMC e solari per Sgr, indicano che le stelle con $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$ in questi sistemi si sono formate in un gas già arricchito da SN Ia, scenario di arricchimento che, come già accenato, sembra o non essere presente o comunque minoritario nel determinare l'evoluzione chimica di ω Cen.

In fig. 5.7 sono mostrati gli andamenti $[\text{Si}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ per i 3 sistemi stellari sopradescritti.

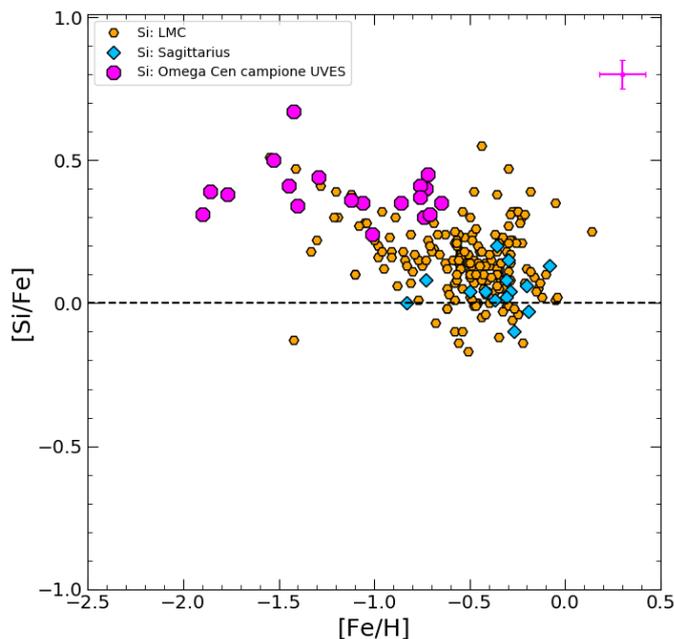


Figura 5.7: Campione delle 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[Si/Fe]$ vs $[Fe/H]$ sovrapposto ad un campione di stelle giganti di 2 galassie esterne: LMC e Sgr.

5.2.2 Calcio

Il Ca, come il Si, è prodotto principalmente dai bruciamenti esplosivi in stelle massive, con maggior contributo da stelle con massa di $15\text{-}20 M_{\odot}$ ed un contributo secondario da SN di tipo Ia.

L'andamento di $[Ca/Fe]$ delle 19 stelle segue quello crescente riportato in Johnson & Pilachowski (2010) (vedi par. 1.4.1) nell'intervallo $[Fe/H]$ compreso tra -2 e -1 ma, a differenza del succitato studio, per $[Fe/H] \gtrsim -1$ l'abbondanza da noi riscontrata aumenta invece di diminuire, come si vede chiaramente nel grafico riportato in fig. 5.8. Infatti il valore medio di $[Ca/Fe]$ delle stelle del campione di questa tesi con metallicità superiore a -1 è risultato $+048$ ($\sigma = 0.10$) rispetto al valore $+026$ ($\sigma = 0.12$) di Johnson & Pilachowski (2010).

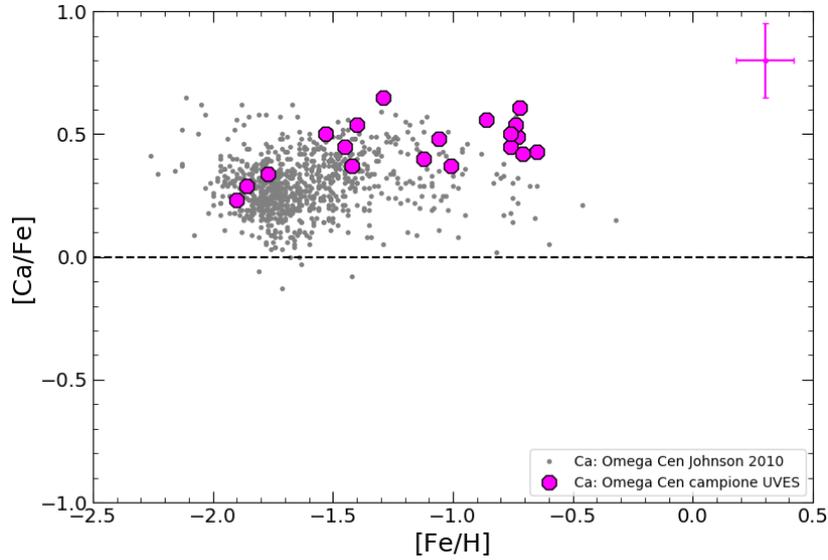


Figura 5.8: Campione delle 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[Ca/Fe]$ vs $[Fe/H]$ sovrapposto in grigio allo studio di Johnson et al. (2010).

Gli andamenti delle abbondanze $[Ca/Fe]$ vs $[Fe/H]$ del campione di ω Cen e della MW riportati in fig. 5.9, evidenziano una marcata differenza nel contenuto di Ca tra i due sistemi stellari: per metallicità $\gtrsim -1.5$ le stelle dell'ammasso mostrano valori di $[Ca/Fe]$ superiori alle stelle più ricche di Ca della Galassia e non seguono l'andamento decrescente di queste ultime, che arriva fino a valori subsolari in corrispondenza di $[Fe/H] \gtrsim -0.5$.

Analogamente al Si, anche per il Ca, nel limitato intervallo di metallicità comune ai 3 sistemi stellari, le stelle giganti di ω Cen possiedono abbondanza di $[Ca/Fe]$ maggiori fino a ~ 0.2 dex rispetto alle stelle RGB di LMC e a Sgr che si distribuiscono intorno a valori di abbondanza subsolari o di poco soprasolari. Gli andamenti di $[Ca/Fe]$ vs $[Fe/H]$ descritti, sono mostrati in fig. 5.10.

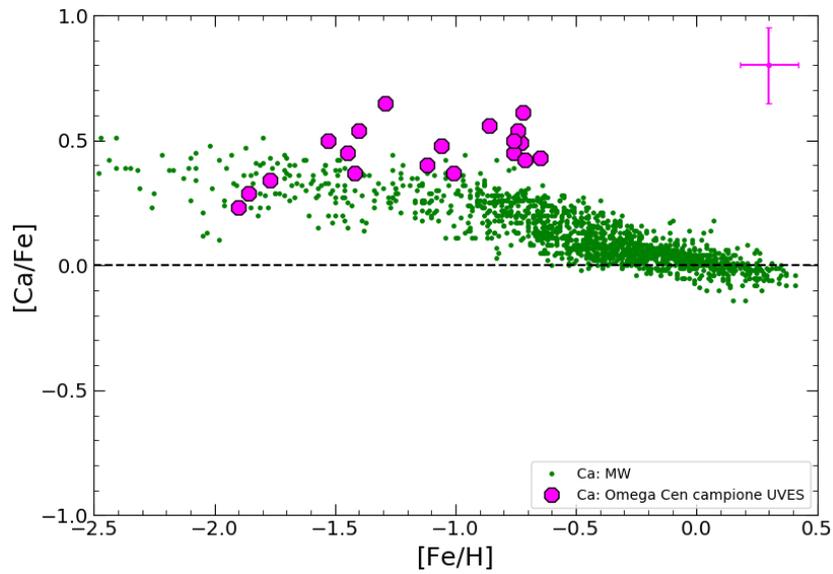


Figura 5.9: Campione di 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[Ca/Fe]$ vs $[Fe/H]$ sovrapposto ad un campione di stelle di disco e alone della MW (in verde).

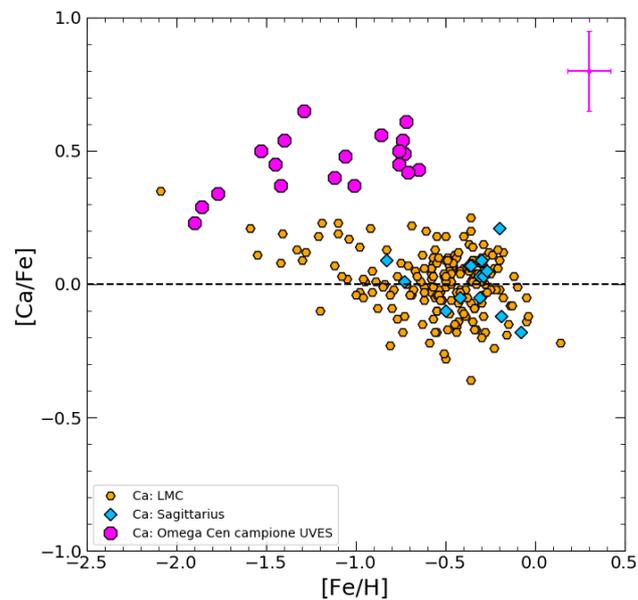


Figura 5.10: Campione 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[Ca/Fe]$ vs $[Fe/H]$ sovrapposto ad un campione di stelle giganti di 2 galassie esterne: LMC e Sgr.

5.2.3 Titanio

Il titanio è generalmente considerato sia il più pesante elemento α che il più leggero degli elementi del picco del Fe. Esso infatti è prodotto da stelle massive ma con un significativo contributo da SN Ia. Le misure di abbondanza in ω Cen di questa specie chimica, eseguite in diversi studi (ad es. Johnson et al. 2009; Villanova et al. 2010) hanno riscontrato valori soprasolari fino a $[\text{Ti}/\text{Fe}] \sim +0.3$ crescenti al crescere di $[\text{Fe}/\text{H}]$.

L'andamento del titanio misurato nel nostro campione, analogamente agli altri 2 elementi α , mostra nei confronti dello studio di Johnson & Pilachowski (2010) un buon accordo anche se con alcune differenze. In generale abbiamo riscontrato un debole trend, con $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ crescente al crescere di $[\text{Fe}/\text{H}]$, anche se entro le incertezze possiamo considerare l'abbondanza del Ti costante a tutte le metallicità mentre nel campione di Johnson & Pilachowski (2010) c'è una più marcata crescita di questo rapporto di abbondanza (*trend* dovuto a valori di $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ più bassi dei nostri per $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$) (vedi fig. 5.11).

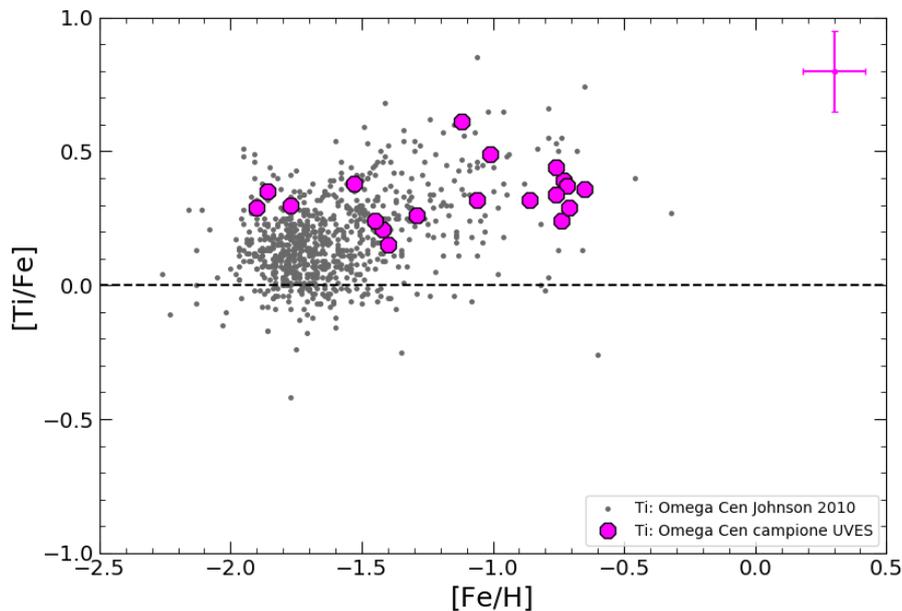


Figura 5.11: Campione di 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ sovrapposto in grigio allo studio di Johnson et al. (2010).

Anche il confronto con le abbondanze di MW rivela come il $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ del nostro campione segue in buon accordo l'andamento osservato nell'alone e nel disco spesso della Galassia (vedi grafico di fig. 5.12).

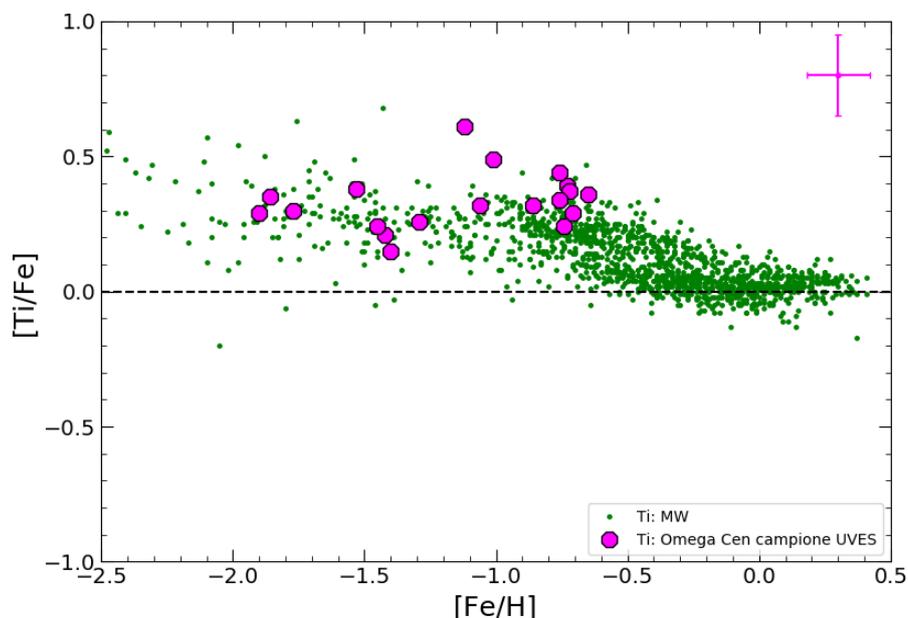


Figura 5.12: Campione di 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ sovrapposto ad un campione di stelle di disco, bulge e alone della MW (in verde).

Analogamente a quanto riscontrato con il Ca, anche per il Ti delle stelle campione di ω Cen, all'interno dell'intervallo di metallicità comune con LMC Sgr, l'abbondanza è di $\sim +0.2$ dex rispetto a quella delle stelle giganti dei 2 sistema extragalattici, i cui valori risultano essere decisamente subsolari con valori di $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ fino a ~ -0.3 dex. Gli andamenti sono mostrati in fig. 5.13.

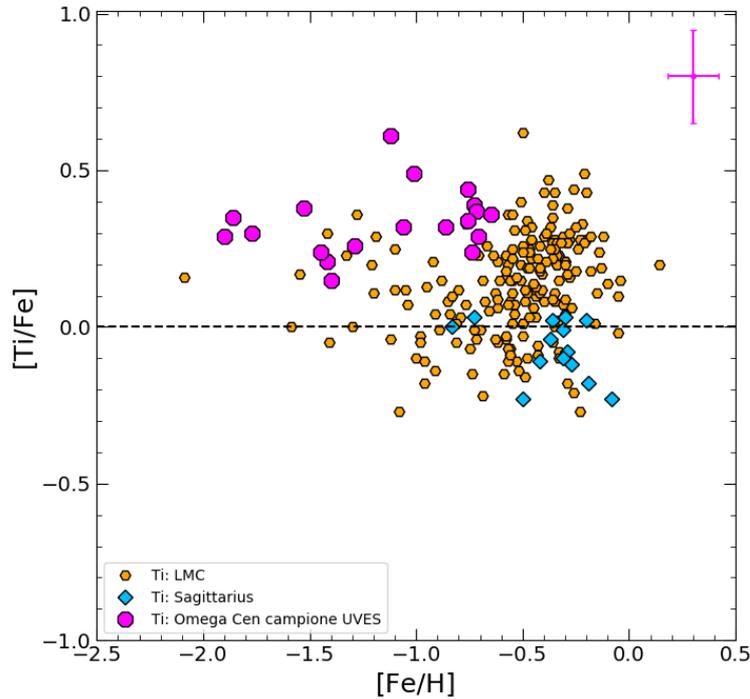


Figura 5.13: Campione di 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[Ti/Fe]$ vs $[Fe/H]$ sovrapposto ad un campione di stelle giganti di 2 galassie esterne: LMC e Sgr.

5.3 Elementi del picco del Fe

Gli elementi del picco del Fe sono i più pesanti tra quelli prodotti dalle reazioni termonucleari. Alcuni di questi elementi sono prodotti in stelle massive (via ipernove o SN II) con contributi minoritari da parte di SN Ia, mentre altri sono prodotti principalmente da queste ultime.

In particolare, per quanto riguarda gli elementi esaminati in questa tesi, la maggior parte dello Zn sarebbe prodotto nelle ipernovae associate a stelle più massive di $\sim 25\text{-}30 M_{\odot}$ (Nomoto et al. 2013; Romano et al. 2010; Kobayashi et al. 2020) con contributo trascurabile da parte delle SN Ia. Sc e V sono prodotti principalmente da stelle massive anche se i meccanismi della loro nucleosintesi sono molto meno chiari di quelli dello Zn e sono ancora oggetto di indagine sia in lavori osservativi (es. Cowan et al. 2020) che teorici (es. Kobayashi et al. 2020). La quantità di V prodotto, ad esempio, varia signifi-

cattivamente a seconda della condizioni dell'esplosione delle nane bianche che origina le SN di tipo Ia.

5.3.1 Scandio

Nel nostro campione l'andamento di $[\text{Sc}/\text{Fe}]$ risulta circa costante in funzione della metallicità anche se, in linea con lo studio di Johnson & Pilachowski (2010), è presente una lieve dipendenza da $[\text{Fe}/\text{H}]$, con abbondanza media soprasolare $[\text{Sc}/\text{Fe}] = +0.19$ ($\sigma = 0.07$) per $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.5$ che diminuisce a $[\text{Sc}/\text{Fe}] = +0.03$ ($\sigma = 0.04$) per stelle fino a $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1.0$ e aumenta passando a $[\text{Sc}/\text{Fe}] = +0.11$ ($\sigma = 0.06$) per $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1.0$ (fig. 5.14).

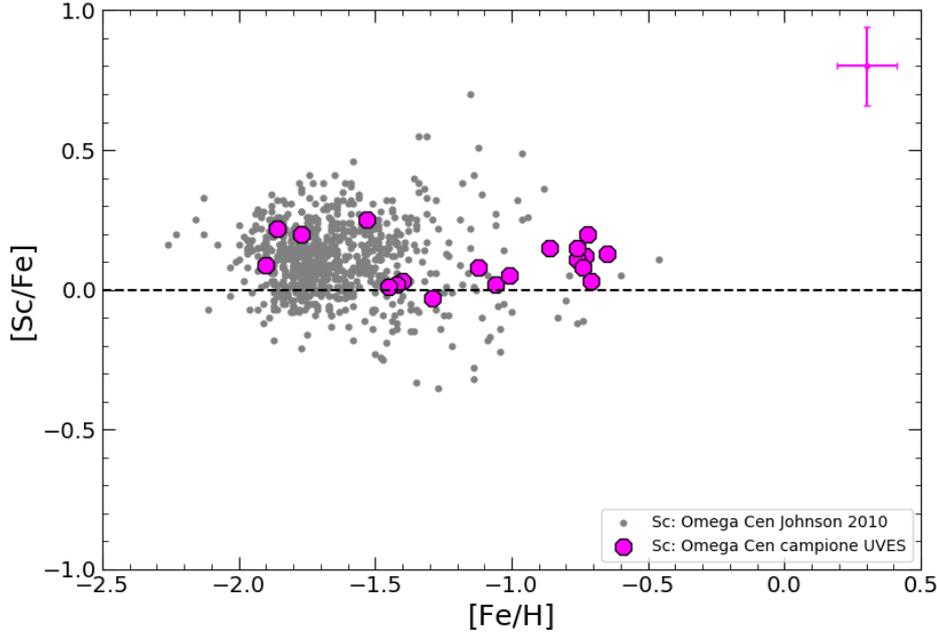


Figura 5.14: Campione di 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[\text{Sc}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ sovrapposto in grigio allo studio di Johnson et al. (2010).

Come mostrato in fig. 5.15, la distribuzione in funzione della metallicità del rapporto di abbondanza $[\text{Sc}/\text{Fe}]$ nelle 19 stelle di ω Cen segue quella del campione di stelle di disco e alone della MW, estratto dalla letteratura (Gratton et al. 2003; Reddy et al. 2006) con piccole variazioni intorno a valori solari.

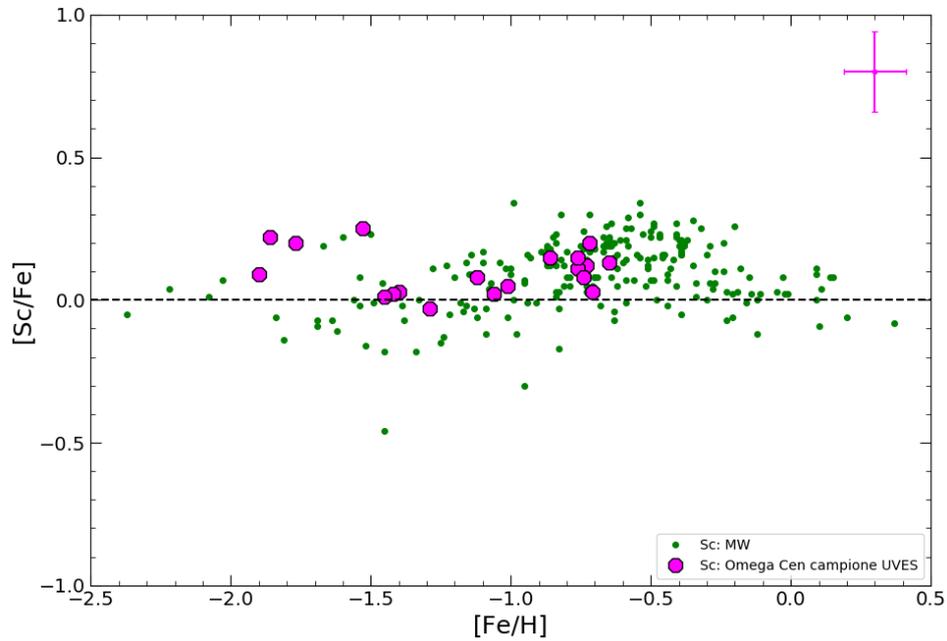


Figura 5.15: Campione di 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[Sc/Fe]$ vs $[Fe/H]$ sovrapposto ad un campione di stelle di disco e alone della MW (in verde).

Le differenze che si riscontrano tra le stelle di LMC e Sgr e quelle della MW, riportate in Minelli et al. (2021), si osservano anche rispetto al nostro campione di giganti in ω Cen. Le stelle dei due sistemi stellari esterni alla Via Lattea mostrano una evidente decrescita dei rapporti di abbondanza $[Sc/Fe]$ al crescere di $[Fe/H]$ con valori che risultano decisamente sottosolari in quasi tutto l'intervallo di metallicità. Al contrario nel range di $[Fe/H]$ in cui è possibile un confronto diretto, le stelle di ω Cen risultano sistematicamente sopra-solari (vedi fig. 5.16). $[Sc/Fe]$ è un rapporto di abbondanza estremamente sensibile alla produzione di stelle massive e risulta essere significativamente sotto-solare per stelle con SFR inferiore a quella della MW (Minelli et al. 2021).

ω Cen mostra valori di $[Sc/Fe]$ compatibili con la MW piuttosto che con i *pattern* delle galassie nane. Ciò suggerisce che il contributo all'evoluzione di Omega Centauri delle stelle massive, principali produttrici di Sc, sia chiaramente diverso da quello che si osserva nelle galassie nane più massive.

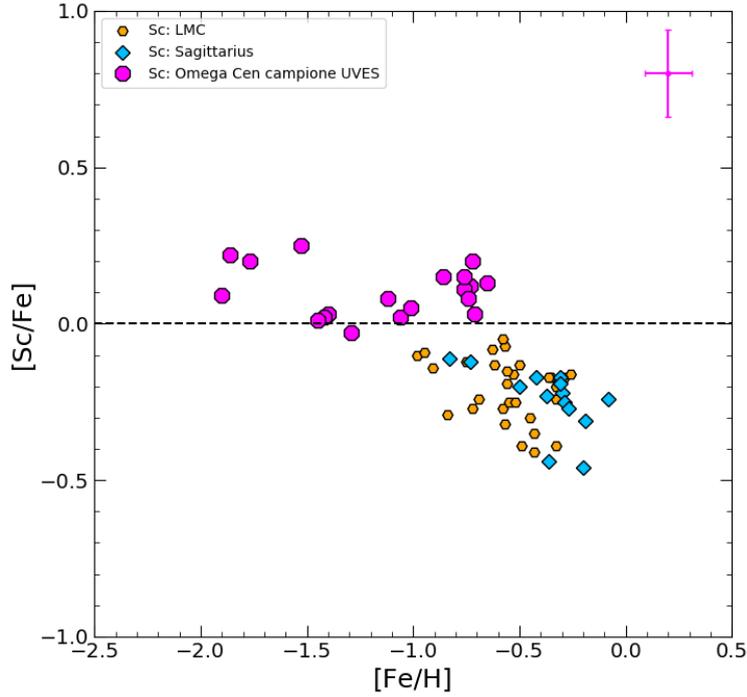


Figura 5.16: Campione di 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[\text{Sc}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ sovrapposto ad un campione di stelle giganti di 2 galassie esterne: LMC e Sgr.

5.3.2 Vanadio

Anche il V è prodotto principalmente da stelle massive ma con un contributo da parte delle SN Ia (tuttavia l'effettivo ruolo di queste ultime alla produzione di tale elemento chimico è ancora dibattuto) (Romano et al. 2010; Kobayashi et al. 2020).

L'andamento del rapporto di abbondanza $[\text{V}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ riscontrato nel nostro campione di ω Cen, presenta una più marcata dipendenza dalla metallicità rispetto agli altri elementi del gruppo del ferro presi in considerazione in questa tesi. Infatti $[\text{V}/\text{Fe}]$ cresce progressivamente da valori subsolari per le stelle più *metal poor* ($[\text{V}/\text{Fe}] \approx -0.10$; $\sigma = 0.12$) con $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.6$ a $[\text{V}/\text{Fe}] = +0.21$ ($\sigma = 0.06$) per $[\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -1$ e fino a $+0.35$ ($\sigma = 0.05$) per le stelle con $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$.

Ad esclusione delle stelle con $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.4$, l'abbondanza in V nelle

giganti di ω Cen di questo studio mostra valori tendenzialmente maggiori di quelle delle stelle della Galassia (fig. 5.17). Come accennato nell'introduzione

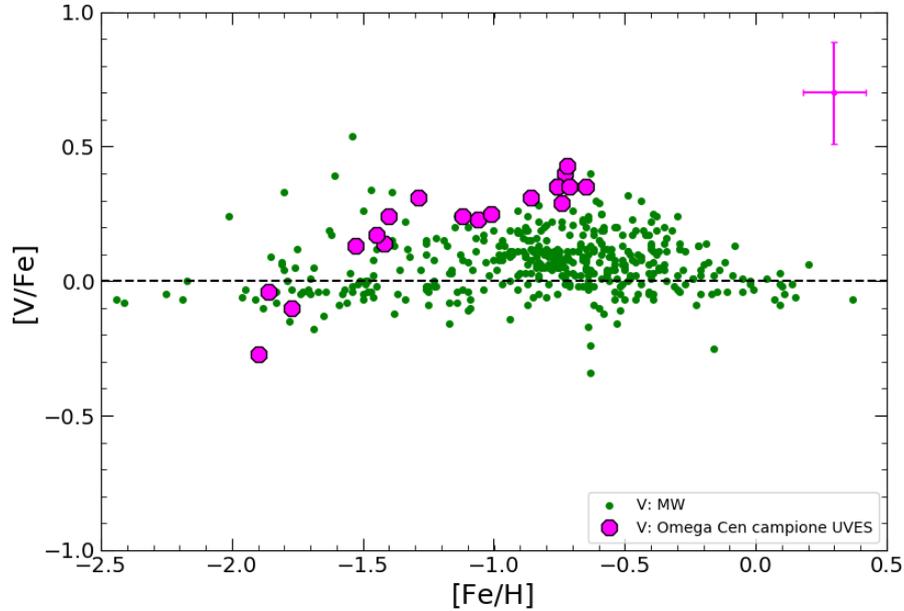


Figura 5.17: Campione di 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[V/Fe]$ vs $[Fe/H]$ sovrapposto ad un campione di stelle di disco e alone della MW (in verde).

della sezione 5.2, i differenti pattern di evoluzione chimica dei due sistemi stellari e la dipendenza della quantità prodotta di V dalle condizioni iniziali con cui le nane bianche esplodono come SN di tipo Ia (Shen et al. 2018; Leung & Nomoto 2020) potrebbero spiegare la differenza riscontrata, anche se il quadro teorico rimane ancora da chiarire, in particolare per la scarsa conoscenza attuale degli *yields* del V e della loro possibile dipendenza dalla metallicità.

Nel caso del V lo scostamento tra i valori di abbondanza del campione di ω Cen e quello di LMC e Sgr risulta il più marcato rispetto a quello degli altri α elementi considerati: nel range di metallicità comune la differenza arriva ad essere dell'ordine di 0.2-0.4 dex maggiore per ω Centauri (vedi fig. 5.18). Analogamente allo Sc, anche nel caso del V lo scenario di arricchimento chimico delle stelle del nostro campione appare diverso da quello di queste

due galassie, rimarcando una forte differenza tra l'evoluzione chimica di ω Cen e quello delle galassie nane locali.

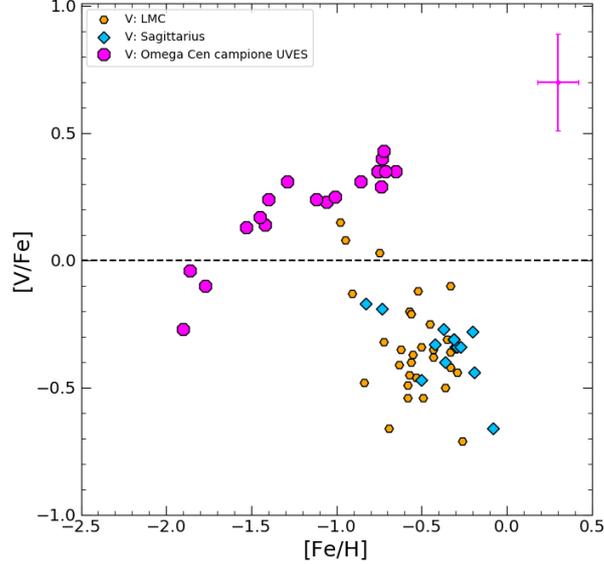


Figura 5.18: Campione 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[V/Fe]$ vs $[Fe/H]$ sovrapposto ad un campione di stelle giganti di 2 galassie esterne: LMC e Sgr.

5.3.3 Nichel

Il Ni viene prodotto negli stessi siti di produzione del Fe, quindi principalmente da SN Ia e con un contributo non trascurabile di SN II. Per questo motivo il rapporto $[Ni/Fe]$ rimane pressochè solare a tutte le metallicità, almeno nella MW. E' stato invece osservato (Tolstoy et al. 2009) che nelle galassie nane ad alta metallicità, $[Ni/Fe]$ tende a calare di 0.2 dex rispetto al valore solare, probabilmente per un diverso contributo delle SN Ia (Kobayashi et al. 2020). L'abbondanza media riscontrata nel nostro campione è risultata pari a $[Ni/Fe] = -0.05$ ($\sigma = 0.05$), in linea con l'abbondanza solare riportata da Johnson & Pilachowski (2010) ($[Ni/Fe] = -0.03$; $\sigma = 0.12$) e, analogamente a quest'ultimo con un andamento vs $[Fe/H]$ essenzialmente costante ma con una lieve diminuzione di ~ 0.1 dex per $[Fe/H] \gtrsim -1.3$ (vedi fig. 5.19). Nessuna differenza rilevante è stata riscontrata nel trend con la

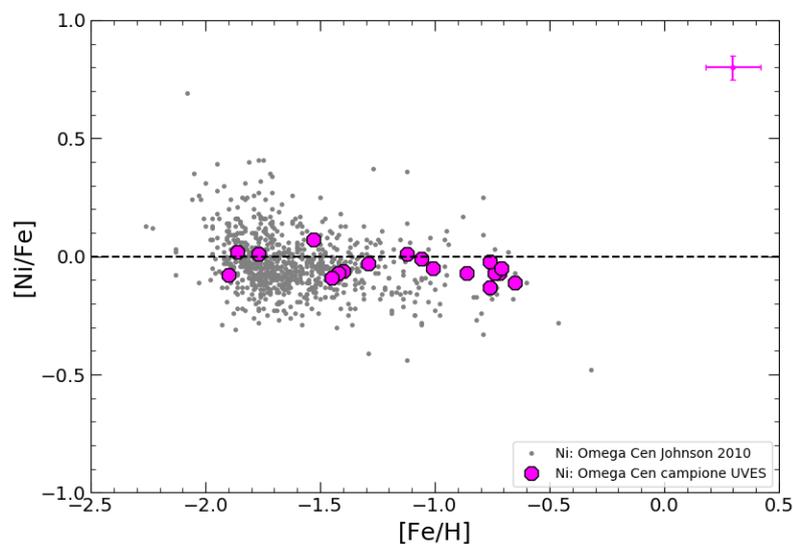


Figura 5.19: Campione di 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[Ni/Fe]$ vs $[Fe/H]$ sovrapposto in grigio allo studio di Johnson et al. (2010).

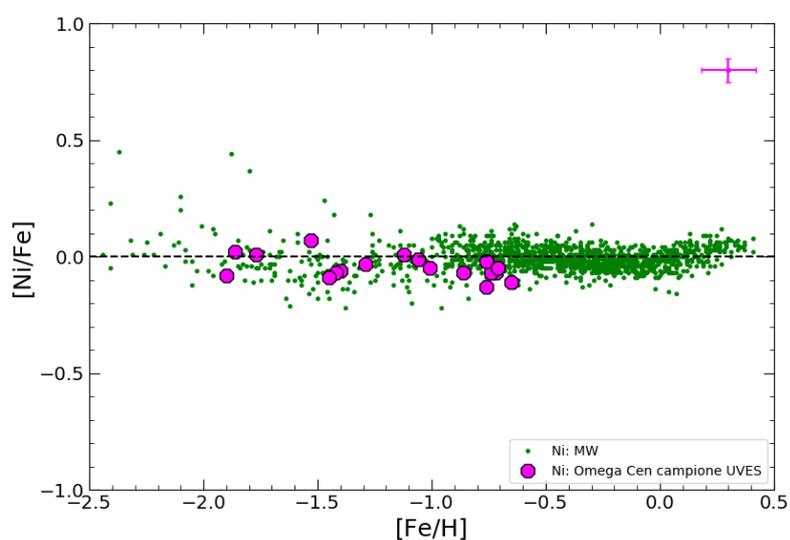


Figura 5.20: Campione di 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[Ni/Fe]$ vs $[Fe/H]$ sovrapposto ad un campione di stelle di disco e alone della MW (in verde).

metallicità $[Fe/H]$ tra il Ni misurato nel nostro campione e quello della MW riportato in letteratura (vedi fig. 5.20).

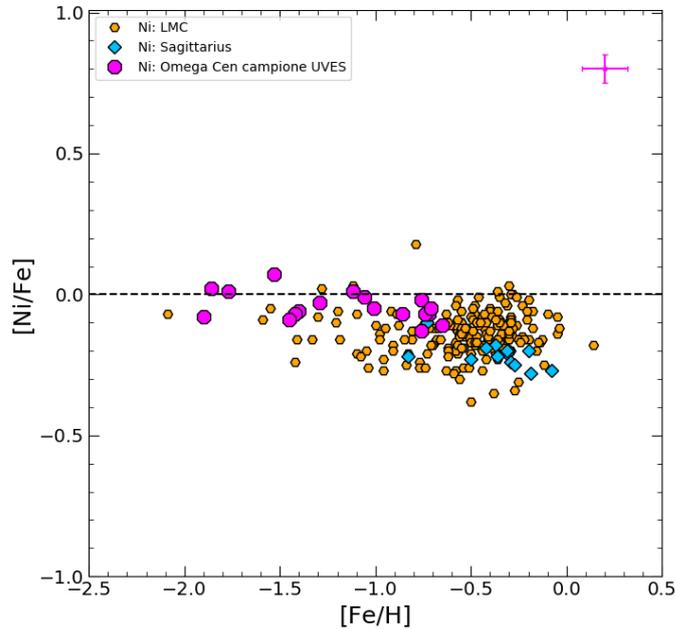


Figura 5.21: Campione di 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[Ni/Fe]$ vs $[Fe/H]$ sovrapposto ad un campione di stelle giganti di 2 galassie esterne: LMC e Sgr.

Nel caso del Ni, per quanto riguarda il confronto con LMC e Sgr, non si osservano nel campione di ω Cen valori sistematicamente sottosolari, tipici delle galassie nane (fig. 5.21). Anche se i dati di abbondanza $[Ni/Fe]$ per $[Fe/H] \geq -0.6$ per ω Cen riportati in letteratura sono scarsi (vedi ad es. fig. 1.9) ci si attende che a più alte metallicità il Ni mantenga, analogamente alle stelle della MW, un andamento vicino ai valori solari e non declini secondo il profilo mostrato in fig. 5.21 da LMC e Sgr.

5.3.4 Zinco

Lo Zn è un elemento chimico prodotto quasi totalmente da ipernove, cioè da stelle con massa maggiore di $\sim 25-30 M_{\odot}$ che esplodono con energie un fattore 10 maggiore di quelle delle normali SN II. Pertanto, il rapporto $[Zn/Fe]$ è previsto diminuire significativamente in galassie con un basso tasso di formazione stellare, nelle quali il contributo delle stelle massive è drasticamente

ridotto (Yan et al. 2017; Jeřábková et al. 2018). Per questo motivo è stato proposto che $[Zn/Fe]$ sia un diagnostico estremamente sensibile per identificare stelle o ammassi formati in galassie esterne con SFR inferiore a quello della MW (Minelli et al. 2021a,b) come osservato per le stelle di LMC e Sgr.

In ω Cen, $[Zn/Fe]$ mostra un andamento pressochè costante con valore medio 0.09 ($\sigma = 0.10$), indipendente dalla metallicità. E' importante notare che questa è la prima misura di $[Zn/Fe]$ nelle stelle di ω Centauri. L'andamento di $[Zn/Fe]$ con $[Fe/H]$ segue quello delle stelle della MW e quindi, anche per questo elemento, si possono ipotizzare pattern di evoluzione chimica simili tra ω Cen e la MW, in particolare per quanto riguarda il contributo da ipernove (e quindi delle stelle più massive) (fig. 5.22).

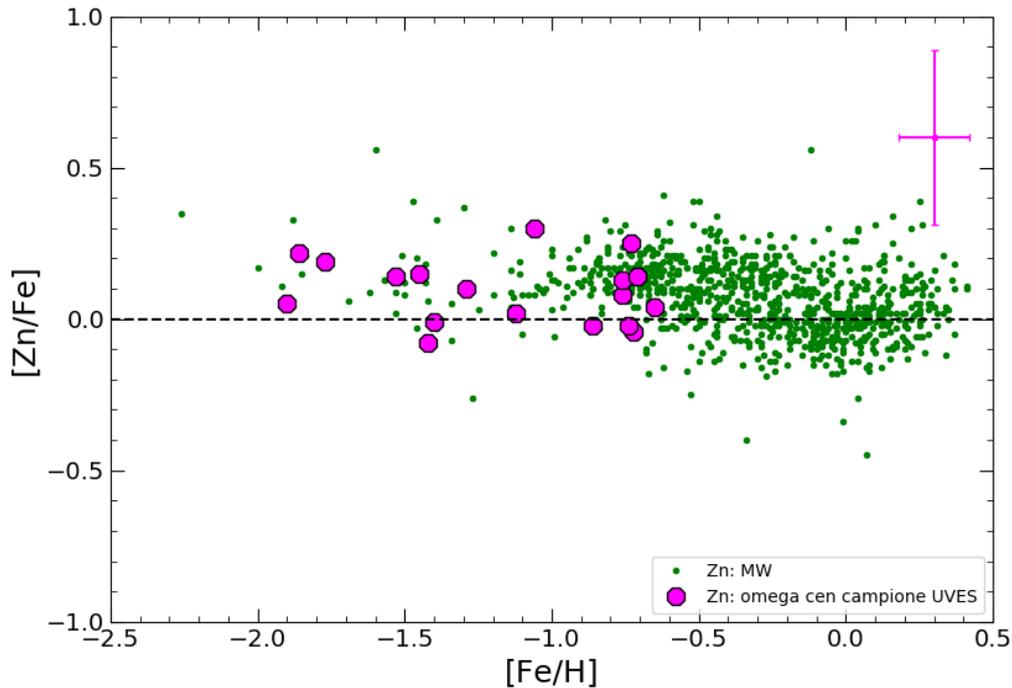


Figura 5.22: Campione 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[Zn/Fe]$ vs $[Fe/H]$ sovrapposto ad un campione di stelle di disco, bulge e alone della MW (in grigio).

Il confronto tra l'abbondanza di $[Zn/Fe]$ di ω Cen e quello delle galassie nane del Gruppo Locale (quali LMC, Sgr e Sculptor) mostra una netta differenza tra gli andamenti (fig. 5.23). Infatti nelle galassie nane l'abbondanza dello Zn cala significativamente all'aumentare di $[Fe/H]$, proprio a causa del

ridotto contributo delle ipenove in questi sistemi stellari. Questo è visibile in Sculptor a $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.5/2.0$ corrispondente alla metallicità delle stelle più *metal poor* di ω Centauri e in LMC e in Sgr (Minelli et al. 2021b) a $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.0$ (quindi simili alle stelle di ω Cen).

In ω Cen invece $[\text{Zn}/\text{Fe}]$ rimane pressochè costante con valori simili a quelli della MW, indicando che il contributo al suo arricchimento chimico da parte delle ipenove è più simile a quello della MW che non delle sferoidali nane ed irregolari.

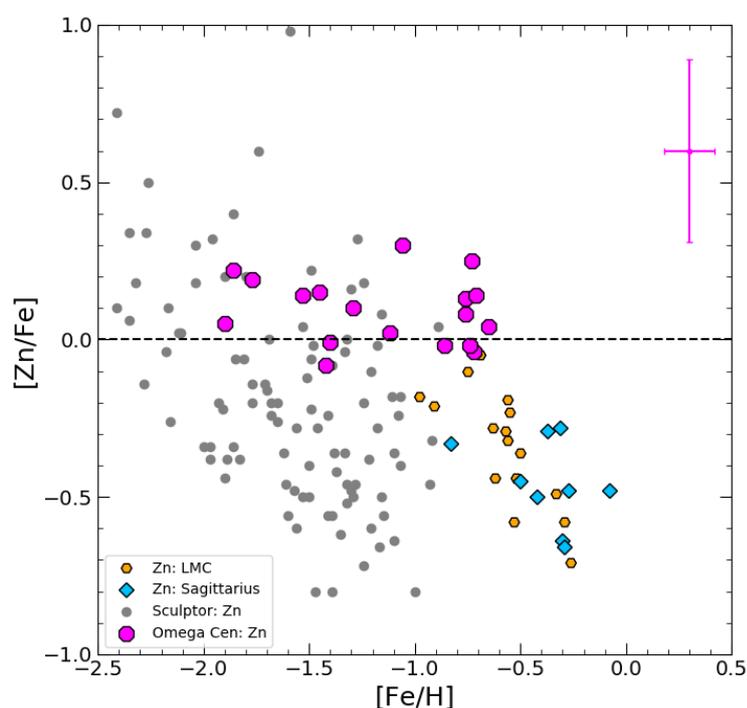


Figura 5.23: Campione di 19 stelle giganti di ω Cen: andamento $[\text{Zn}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ sovrapposto ad un campione di stelle giganti di 3 galassie esterne: LMC, Sgr e Sculptor.

Conclusioni

Lo studio svolto in questa tesi su un campione di 19 stelle giganti appartenenti all'ammasso globulare Galattico ω Centauri, si inserisce nel filone di ricerca "archeologica" che tenta di chiarire i meccanismi di "assemblaggio" con cui si è formata una parte della componente stellare della MW. In particolare, tali ricerche hanno lo scopo di valutare il contributo da parte di quei sistemi stellari esterni alla MW che hanno sperimentato in passato episodi di *merging* con essa. Le tracce fossili di queste strutture extragalattiche possono essere rivelate dallo studio delle abbondanze di alcuni elementi chimici particolarmente sensibili agli ambienti in cui si sarebbero formati. Infatti si suppone che le stelle accresciute in *pattern* di arricchimento chimico diversi da quelli della MW, generalmente galassie nane non molto massive, abbiano un contenuto di questi elementi diverso (ed in genere minore) rispetto a quello di stelle il cui arricchimento chimico è avvenuto *in situ*.

E' con l'obiettivo quindi di dare un contributo a questo tipo di studi, che nella presente tesi è stato scelto, tra gli ammassi globulari galattici, il sistema stellare per primo considerato il resto fossile di una galassia nana distrutta in passato dall'interazione con la Via Lattea: ω Centauri. Caratterizzato da un CMD complesso e dalla presenza di popolazioni stellari multiple che abbracciano un ampio intervallo di metallicità $[Fe/H]$, ω Centauri è risultato essere un caso particolarmente interessante e unico su cui indagare alla ricerca di evidenze chimiche che ne mettano in luce l'origine extragalattica.

In questo lavoro ci si è concentrati su tre elementi α "classici" (Si, Ca, Ti), cioè tradizionalmente usati come traccianti dello SFR di un sistema, e su quattro elementi del picco del ferro: i tre elementi (Sc, V, Zn) recentemente proposti come diagnostici sensibili del contributo delle stelle massive e il Ni, che pur essendo formato soprattutto da SN Ia, spesso mostra nelle galassie

nane andamenti distinti dalla MW.

Il campione analizzato include 19 stelle di RGB, osservate con UVES-VLT campionando soprattutto la componente più *metal rich* di ω Centauri, dove potrebbero rivelarsi andamenti anomali dei rapporti di abbondanza descritti sopra.

Dopo aver determinato l'abbondanza di questi elementi, si è proceduto a confrontare l'andamento $[X/Fe]$ con la metallicità $[Fe/H]$ di queste stelle con quello relativo a stelle di disco e alone della MW e quello in galassie nane appartenenti al Gruppo Locale: LMC, Sgr e Sculptor.

Va messo in evidenza che in questo lavoro di tesi per la prima volta è stata determinata l'abbondanza di V e Zn in stelle RGB di ω Centauri.

Vengono riassunti di seguito i principali risultati di questa tesi:

1. in accordo con il precedente studio di Johnson & Pilachowski (2010), anche nel campione di stelle giganti analizzate in questa tesi è stato osservato che a qualunque metallicità le abbondanze degli elementi $[\alpha/Fe]$ rimangono *enhanced* (in media $+0.38$ con $\sigma = 0.10$ per $[Si/Fe]$, $+0.45$ con $\sigma = 0.11$ per $[Ca/Fe]$ e $+0.33$ con $\sigma = 0.10$ per $[Ti/Fe]$). Tale risultato conferma quindi che le stelle esaminate (in particolari quelle più *metal rich*) si sono formate da gas arricchito da SN II ma senza un contributo importante di SN Ia;
2. gli andamenti dell'abbondanza degli elementi del picco Fe in ω Cen mostrano una forte somiglianza con le stelle di MW di simile metallicità e una chiara differenza con le abbondanze nelle galassie nane più massive (LMC, Sgr e anche Sculptor per quanto riguarda lo Zn). In particolare Zn e Sc, la cui abbondanza è estremamente sensibile al contributo delle stelle più massive, non mostrano abbondanze sotto-solari che invece caratterizzano le galassie nane soprattutto per $[Fe/H] > -1$. Concludiamo quindi che per ω Cen il contributo all'abbondanza di questi elementi da parte delle stelle massive è stato analogo a quello della Galassia;
3. a tal riguardo è importante sottolineare che questo lavoro presenta le prime abbondanze di Zn in ω Centauri. Essendo questo elemento totalmente prodotto da ipernove, possiamo concludere che l'arricchimento

chimico di Omega da parte di stelle con masse maggiori di $25\text{-}30 M_{\odot}$ è chiaramente differente da quello in galassie nane alla stessa metallicità;

4. da rilevare come il V nel nostro campione mostra un trend strano in crescita con la metallicità, non previsto dai modelli teorici. Va sottolineato comunque che questo, tra gli elementi del gruppo del Fe considerati, è quello il cui meccanismo di produzione è meno conosciuto.

In conclusione dall'analisi chimica del campione di stelle giganti studiato in questa tesi, ω Centauri non sembra mostrare il *pattern* di evoluzione chimica osservato in altre galassie nane. Ciò è stato confermato anche dalla distribuzione dell'abbondanza in funzione della metallicità osservata relativa allo Zn che si sono rivelati indicatori particolarmente efficaci nel distinguere l'origine accresciuta o *in situ* degli ammassi globulari Galattici (Minelli et al. 2021). Quanto osservato non esclude comunque che ω Centauri sia davvero il residuo di una sferoidale nana: è plausibile infatti che esso sia stato probabilmente un sistema molto più massivo di LMC/Sgr con massa maggiore di $10^9 M_{\odot}$. Ciò spiegherebbe la maggiore importanza delle stelle massive nel determinare dei *pattern* chimici che come già sottolineato sono più simili a quello della MW che a quello delle altre galassie nane.

Bibliografia

- Andrae, R., Fouesneau, M., Creevey, O., et al. 2018, *Astronomy and Astrophysics*, 616, A8
- Bekki, K. & Freeman, K. C. 2003, *Monthly Notices of the RAS*, 346, L11
- Bensby, T. 2014, *Mem. Societa Astronomica Italiana*, 85, 214
- Brewer, M.-M. & Carney, B. W. 2006, *Astronomical Journal*, 131, 431
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R., & Lucatello, S. 2009a, *Astronomy and Astrophysics*, 505, 139
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R. G., et al. 2009b, *Astronomy and Astrophysics*, 505, 117
- Cassisi, S., Salaris, M., Anderson, J., et al. 2009, *Astrophysical Journal*, 702, 1530
- Cowan, J., Sneden, C., Roederer, I., et al. 2020, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 235, American Astronomical Society Meeting Abstracts #235, 273.14
- D'Antona, F., Bellazzini, M., Caloi, V., et al. 2005, *Astrophysical Journal*, 631, 868
- D'Antona, F., Caloi, V., & Ventura, P. 2010, *Monthly Notices of the RAS*, 405, 2295
- Del Principe, M., Piersimoni, A. M., Storm, J., et al. 2006, *Astrophysical Journal*, 652, 362

- D’Orazi, V., Lucatello, S., Gratton, R., Bragaglia, A., & Carretta, E. 2010, in *Light Elements in the Universe*, ed. C. Charbonnel, M. Tosi, F. Primas, & C. Chiappini, Vol. 268, 177–178
- D’Souza, R. & Rix, H.-W. 2013, *Monthly Notices of the RAS*, 429, 1887
- Edvardsson, B., Gustafsson, B., Andersen, J., et al. 1993, in *Astronomische Gesellschaft Abstract Series*, Vol. 8, *Astronomische Gesellschaft Abstract Series*, 105
- Fulbright, J. P. 2000, *Astronomical Journal*, 120, 1841
- Gaia Collaboration. 2016, *VizieR Online Data Catalog*, I/337
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2021, *Astronomy and Astrophysics*, 649, A1
- Gonzalez Hernandez, J. I. & Bonifacio, P. 2009, *VizieR Online Data Catalog*, J/A+A/497/497
- Gratton, R. G. 2001, in *Cosmic evolution*, ed. E. Vangioni-Flam, R. Ferlet, & M. Lemoine, 205
- Gratton, R. G., Carretta, E., Desidera, S., et al. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 406, 131
- Harris, W. E. 2010, *arXiv e-prints*, arXiv:1012.3224
- Helmi, A., Babusiaux, C., Koppelman, H. H., et al. 2018, *Nature*, 563, 85
- Jeřábková, T., Hasani Zonoozi, A., Kroupa, P., et al. 2018, *Astronomy and Astrophysics*, 620, A39
- Johnson, C. I. & Pilachowski, C. A. 2010, *Astrophysical Journal*, 722, 1373
- Johnson, C. I., Pilachowski, C. A., Michael Rich, R., & Fulbright, J. P. 2009, *Astrophysical Journal*, 698, 2048
- King, I. R., Bedin, L. R., Cassisi, S., et al. 2012, *Astronomical Journal*, 144, 5

- Kobayashi, C., Karakas, A. I., & Lugaro, M. 2020, *Astrophysical Journal*, 900, 179
- Kurucz, R. L. 2005, *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 8, 14
- Larsen, S. S., Brodie, J. P., Huchra, J. P., Forbes, D. A., & Grillmair, C. J. 2001, *Astronomical Journal*, 121, 2974
- Lee, Y. W., Joo, J. M., Sohn, Y. J., et al. 1999, *Nature*, 402, 55
- Leung, S.-C. & Nomoto, K. 2020, *Astrophysical Journal*, 900, 54
- Marino, A. F., Milone, A. P., Piotto, G., et al. 2012, *Astrophysical Journal*, 746, 14
- Marino, A. F., Milone, A. P., Piotto, G., et al. 2011, *Astrophysical Journal*, 731, 64
- Mészáros, S., Martell, S. L., Shetrone, M., et al. 2015, *Astronomical Journal*, 149, 153
- Minelli, A., Mucciarelli, A., Massari, D., et al. 2021, *The Astronomical Journal Letters*, 918, L32
- Minelli, A., Mucciarelli, A., Romano, D., et al. 2021, *Astrophysical Journal*, 910, 114
- Mucciarelli, A. 2013, arXiv e-prints, arXiv:1311.1403
- Mucciarelli, A., Bellazzini, M., & Massari, D. 2021, *Astronomy and Astrophysics*, 653, A90
- Mucciarelli, A., Pancino, E., Lovisi, L., Ferraro, F. R., & Lapenna, E. 2013, *Astrophysical Journal*, 766, 78
- Myeong, G. C., Evans, N. W., Belokurov, V., Sanders, J. L., & Koposov, S. E. 2018, *Monthly Notices of the RAS*, 478, 5449
- Nissen, P. E. & Schuster, W. J. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 511, L10

- Nomoto, K., Kobayashi, C., & Tominaga, N. 2013, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 51, 457
- Nomoto, K., Tominaga, N., Umeda, H., Kobayashi, C., & Maeda, K. 2006, *Nuclear Physics A*, 777, 424
- Norris, J. & Cottrell, P. L. 1979, *Astrophysical Journal, Letters*, 229, L69
- Norris, J. E., Da Costa, G. S., Freeman, K. C., & Mighell, K. J. 1996, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 92, *Formation of the Galactic Halo...Inside and Out*, ed. H. L. Morrison & A. Sarajedini, 375
- Origlia, L., Ferraro, F. R., Bellazzini, M., & Pancino, E. 2003, *Astrophysical Journal*, 591, 916
- Pancino, E., Ferraro, F. R., Bellazzini, M., Piotto, G., & Zoccali, M. 2000, *Astrophysical Journal, Letters*, 534, L83
- Pancino, E., Pasquini, L., Hill, V., Ferraro, F. R., & Bellazzini, M. 2002, *Astrophysical Journal, Letters*, 568, L101
- Pancino, E., Romano, D., Tang, B., et al. 2019, *VizieR Online Data Catalog*, J/A+A/601/A112
- Peng, E., Takamiya, M., Cote, P., et al. 2006, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 209, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 112.05
- Reddy, B. E., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2006, *VizieR Online Data Catalog*, J/MNRAS/367/1329
- Renzini, A. & Buzzoni, A. 1986, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 122, *Spectral Evolution of Galaxies*, ed. C. Chiosi & A. Renzini, 195–231
- Romano, D., Karakas, A. I., Tosi, M., & Matteucci, F. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 522, A32

- Shen, K. J., Boubert, D., Gänsicke, B. T., et al. 2018, *Astrophysical Journal*, 865, 15
- Smith, G. H. & Norris, J. 1982, *Astrophysical Journal*, 261, 747
- Stanford, L. M., Da Costa, G. S., Norris, J. E., & Cannon, R. D. 2006, *Astrophysical Journal*, 647, 1075
- Stetson, P. B. & Pancino, E. 2008, *Publication of Astronomical Society of the Pacific*, 120, 1332
- Suntzeff, N. B. & Kraft, R. P. 1996, *Astronomical Journal*, 111, 1913
- Tolstoy, E., Hill, V., & Tosi, M. 2009, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47, 371
- Vasiliev, E. & Baumgardt, H. 2021, *Monthly Notices of the RAS*, 505, 5978
- Villanova, S., Carraro, G., Scarpa, R., & Marconi, G. 2010, *New Astronomy Journal*, 15, 520
- Villanova, S., Piotto, G., King, I. R., et al. 2007, *Astrophysical Journal*, 663, 296
- Yan, Z., Jerabkova, T., & Kroupa, P. 2017, *Astronomy and Astrophysics*, 607, A126
- Zinn, R. J. & Armandroff, T. E. 1985, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 17, 603