

Scuola di Scienze

Dipartimento di Fisica e Astronomia “Augusto Righi”

Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

**STUDIO DELLA COMPOSIZIONE
CHIMICA DI UN CAMPIONE
DI STELLE RETROGRADE
NEI DINTORNI SOLARI**

Tesi di Laurea Magistrale

Presentata da:

Arianna Moscioni

Relatore:

Prof. Alessio Mucciarelli

Correlatori:

Dott. Michele Bellazzini

Dott. Davide Massari

Sessione IV

Anno Accademico 2020/2021

Abstract

In base allo scenario di merging gerarchico delle galassie, l'alone stellare della nostra Galassia si deve essere formato da una successione di eventi di merging con galassie più piccole. Queste strutture, oggi dissolte, sono individuabili come raggruppamenti nello spazio definito dagli Integrali del Moto.

L'alone stellare della Via Lattea è caratterizzato da una componente stellare prevalentemente retrograda. Da ciò è subito emerso uno scenario ampiamente accettato che prevede che la maggior parte dell'alone retrogrado è ciò che resta di un antico merger con la Via Lattea di una galassia nana chiamata Gaia-Enceladus. Successivamente sono state individuate altre sottostrutture meno prominenti, come Sequoia e Thamnos. La rilevazione delle stelle associate a queste sottostrutture è però legata alla disponibilità di tutti e sei i parametri che definiscono lo spazio 6D delle fasi, cosa non sempre possibile, in quanto la missione Gaia fornisce le velocità radiali solo per stelle con $G < 13$ mag.

In questo lavoro di tesi si presenta l'analisi di spettri ottenuti con PEPSI @ LBT di 26 stelle retrograde nei dintorni solari. Tali stelle sono state selezionate sulla base di un nuovo metodo che permette di identificare le stelle retrograde anche in assenza della velocità radiale, e che si basa sul valore della velocità trasversale.

La misura delle velocità radiali degli spettri PEPSI ha permesso di attribuire ogni target ad un possibile progenitore: 15 sono attribuibili a Gaia-Enceladus, 6 a Sequoia e 2 a Thamnos. Tre solamente risultano di incerta attribuzione.

L'analisi chimica di queste stelle ha mostrato come si tratti di stelle con metallicità tra ~ -3 e -1 dex. In particolare, una delle stelle di dubbia attribuzione è risultata la più metal-poor del campione, il che la rende più compatibile con Sequoia, in quanto questa sottostruttura è caratterizzata da valori di metallicità inferiori rispetto a quelli di Gaia-Enceladus.

Sono stati inoltre evidenziati tre targets caratterizzati da valori di $[Na/Fe]$ discrepanti dal resto del campione. Infatti, due stelle risultano Na-rich, mostrando una similarità con le abbondanze tipiche prodotte negli ambienti degli ammassi globulari; una stella risulta Na-poor, che potrebbe ricalcare la bassa abbondanza di Na delle galassie nane.

Il quadro chimico complessivo di questo campione mostra solo piccole differenze tra le abbondanze dei tre progenitori. Lo stesso, alcune stelle di Sequoia e Thamnos mostrano abbondanze chimiche anomale per quanto riguarda alcuni elementi che sono rivelatrici di una differente evoluzione chimica.

Indice

1	Sottostrutture nell'alone stellare	6
1.1	La missione Gaia	6
1.1.1	Gaia EDR3	8
1.2	Sottostrutture nell'alone stellare vicino al Sole	9
1.2.1	Introduzione	9
1.2.2	Identificazione delle sottostrutture	10
2	Strumentazione e dati	19
2.1	PEPSI	19
2.1.1	LBT	21
2.2	Campione spettroscopico	21
3	Parametri atmosferici	25
3.1	Temperatura effettiva	25
3.2	Gravità superficiale	28
3.3	Velocità di microturbolenza	30
4	Analisi chimica	33
4.1	Selezione delle righe	33
4.1.1	SLINE	34
4.2	Misura dell'Equivalent Width	37
4.2.1	DAOSPEC	37
4.3	Stima delle abbondanze chimiche	39
4.3.1	GALA	40

4.3.2	SALVADOR	47
4.3.3	Errori sulle abbondanze chimiche	48
5	Risultati	52
5.1	Velocità radiali	52
5.2	Integrali del Moto	53
5.3	Abbondanza di ferro	55
5.4	Abbondanza di altri elementi	57
5.4.1	Elementi odd-Z	59
5.4.2	Elementi α	61
5.4.3	Elementi di cattura neutronica	68
5.4.4	Elementi del picco del ferro	73
6	Conclusioni	83
6.1	Sviluppi futuri	85

1 Sottostrutture nell'alone stellare

Sulla base del modello Λ Cold Dark Matter, le galassie crescono gerarchicamente attraverso la fusione di sistemi più piccoli (Springel et al. 2005). Nella Milky Way le impronte di questi eventi possono essere osservate particolarmente nell'alone stellare (Helmi 2020) in quanto, generalmente, i merger depositano i loro detriti in questa componente.

Grazie alle survey fotometriche *wide-field* sono state rilevate grandi sovradensità spazialmente coerenti e numerosi streams stellari nell'alone esterno, al di fuori di 20 kpc dal centro galattico (e.g. Yanny et al. 2000). Nell'alone interno è stato l'avvento di survey astrometriche come la missione Gaia (Gaia collaboration et al. 2018), che ha consentito di derivare l'informazione completa sullo spazio delle fasi per un grande campione stellare, permettendo la scoperta di diverse sottostrutture cinematiche e in particolare nelle vicinanze del Sole.

1.1 La missione Gaia

Con l'accesso allo spazio ha avuto luogo un cambiamento significativo nella misurazione di posizione e di spostamento degli oggetti celesti. La prima missione spaziale astrometrica Hipparcos dell'ESA (1989), seppur con un campione di stelle limitato in numero, in varietà e in volume osservato, ha permesso di ottenere progressi significativi nelle nostre conoscenze della struttura e della dinamica della Milky Way. L'avvento di Hipparcos ha aperto la strada per la missione Gaia dell'ESA.

Il principale obiettivo scientifico di Gaia è quello di chiarire l'origine e la storia della nostra Galassia, grazie ad un censimento quantitativo delle popolazioni stellari e ac-

curate misurazioni astrometriche di moti propri e parallassi. Il principio di scansione del satellite si basa su un veicolo spaziale che ruota lentamente per acquisire immagini facendo scorrere la carica dei CCD allo stesso ritmo con cui scansiona il cielo. Così come Hipparcos, ci sono due campi di vista combinati su un unico piano focale dove vengono effettuate le misurazioni astrometriche.

Come descritto in Gaia Collaboration et al. (2016), le misurazioni di Gaia vengono effettuate tramite tre strumenti:

- la strumentazione astrometrica raccoglie immagini in banda G tra 330-1050 nm;
- i prismi fotometrici blu (BP) e rosso (RP) raccolgono misurazioni spettroscopiche a bassa risoluzione delle Spectral Energy Distributions (SEDs) delle sorgenti sull'intervallo di lunghezze d'onda tra 330 e 680 nm e 640 e 1050 nm, rispettivamente;
- il Radial Velocity Spectrometer (RVS) raccoglie spettri a media risoluzione ($R=11700$) tra 845 e 872 nm centrati sulla regione del tripletto del calcio.

Il satellite Gaia è stato lanciato il 19 Dicembre 2013 e la raccolta dei dati scientifici è iniziata dopo la qualificazione in volo del 25 luglio 2014. Il primo lotto di risultati è stato rilasciato il 15 settembre 2016 con soli 14 mesi di dati processati. Questa *release* comprendeva principalmente un catalogo di posizione (solo due parametri di posizione per sorgente) per circa 1.14 miliardi di stelle, la più grande raccolta mai ottenuta. Un catalogo più piccolo che combinava Gaia e Hipparcos includeva parallassi e moti propri per 2 milioni di stelle con una precisione inferiore a 6 mas.

Tuttavia questa prima release (Gaia DR1), basata su poco più di un anno di dati, era tutt'altro che vicina a raggiungere l'obiettivo principale della missione, dal momento che il numero di stelle con parallasse misurata era molto piccolo.

La seconda release (Gaia DR2) è uscita il 25 aprile 2018. I dati di Gaia DR2 si basano su dati raccolti tra il 25 luglio 2014 e il 23 maggio 2016, una raccolta dati che si estendeva su 22 mesi, sufficiente per ricavare il moto parallattico dal moto proprio per la maggior parte delle stelle.

1.1.1 Gaia EDR3

La terza Data Release di Gaia (Gaia EDR3) si basa sui dati raccolti durante i primi 34 mesi della missione. Questa prima parte di Gaia EDR3 consiste in una lista aggiornata di sorgenti, astrometria e fotometria a banda larga nelle bande G, GBP e GRP. Inoltre, è inclusa anche una lista aggiornata di velocità radiali da Gaia DR2, ripulita dai valori spuri. Gaia EDR3 rappresenta un miglioramento significativo sia in precisione che accuratezza dell'astrometria e della fotometria a banda larga. Inoltre, ha permesso di ottenere un miglioramento di un fattore 2 nella precisione dei moti propri che fornisce una nuova visione della struttura dello spazio delle fasi della Via Lattea.

La correzione di errori sistematici ha consentito per la prima volta una misura nell'ottico dell'accelerazione del baricentro del sistema solare rispetto al rest frame di sorgenti galattiche distanti (Gaia Collaboration et al, 2020), che conferma la grande qualità astrometrica di Gaia EDR3. Inoltre, la fotometria è significativamente migliorata rispetto a Gaia DR2, essendo molto più omogenea nel cielo e in funzione della magnitudine della sorgente e del colore. In figura 1.1 è riportata una rappresentazione del satellite Gaia.

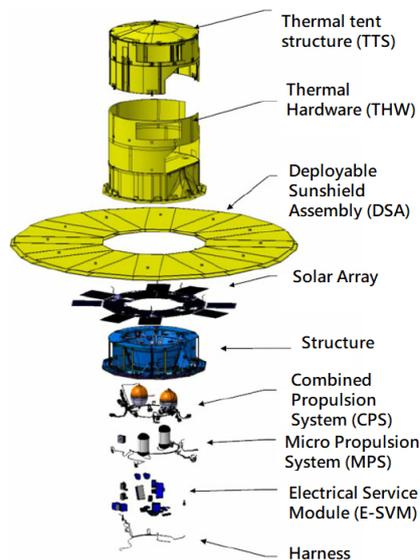


Figura 1.1: Overview della struttura di Gaia.

1.2 Sottostrutture nell'alone stellare vicino al Sole

1.2.1 Introduzione

La missione Gaia ha rivelato che lo spazio delle fasi dell'alone stellare galattico è estremamente ricco di sottostrutture anche vicino al Sole, mostrando che ciò che resta del processo di formazione per merging gerarchico della Milky Way può essere identificato anche attorno a noi.

Il punto di partenza per lo studio delle sottostrutture nei dintorni del Sole è stato fornito dai diagrammi Hertzsprung Russel (HR) di fig.1.2, in cui sono riportati dei sottocampioni di stelle selezionate dal campione di 1.3 miliardi di sorgenti ottenute da Gaia DR2 (Gaia Collaboration, 2018). Per questi diagrammi HR sono state selezionate le stelle del disco sottile, del disco spesso e dell'alone sulla base delle loro velocità tangenziali V_T :

- $V_T < 40 \text{ km s}^{-1}$ per le stelle del disco sottile;
- $60 < V_T < 150 \text{ km s}^{-1}$ per le stelle del disco spesso;
- $V_T > 200 \text{ km s}^{-1}$ per le stelle di alone.

La figura 1.2 (a) mostra delle features tipiche della popolazione giovane del disco sottile: sono presenti stelle giovani e calde di Sequenza Principale e la regione del turn-off è popolata in modo diffuso. La figura 1.2 (b), che rappresenta la selezione di stelle del disco spesso, presenta un turn-off più localizzato tipico di una popolazione medio-vecchia ed è evidente che la posizione media della Sequenza Principale è simile a quella delle stelle del disco sottile, il che sta ad indicare una simile metallicità. La figura 1.2 (c), che rappresenta la selezione di stelle dell'alone, presenta due distinte Main Sequence e turn-off, dovute ad un effetto di metallicità e di età. In seguito agli studi di Gallart et al. (2020) si è capito che l'età delle due sequenze è simile e che la distinzione è prevalentemente dovuta ad una differenza di metallicità di circa 1 dex.

Sia dalla cinematica che dalla chimica si è subito evidenziato il fatto che le due componenti devono aver avuto due scenari di formazione differenti.

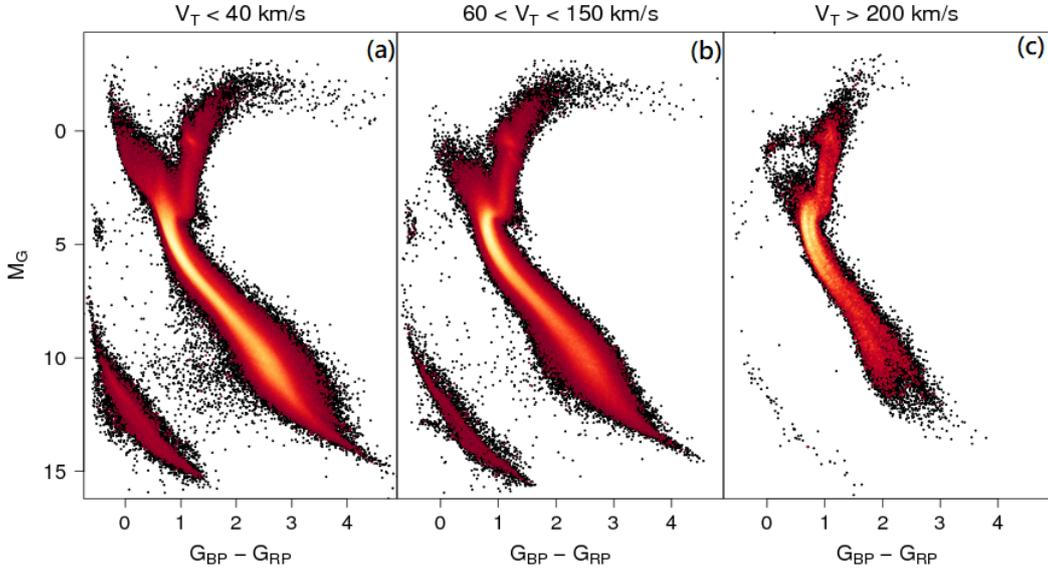


Figura 1.2: Gaia HRDs: magnitudine assoluta Gaia vs il colore $G_{BP} - G_{RP}$, come funzione della velocità tangenziale (V_T), utilizzando Gaia DR2 con errori di parallasse minori del 10% e stelle a bassa estinzione ($E(B - V) < 0.015$). La scala di colore rappresenta la radice quadrata della densità di stelle. ESA/Gaia/DPAC, Carine Babusiaux.

1.2.2 Identificazione delle sottostrutture

L'alone circostante è composto da due principali componenti: un disco caldo (Hot Disk, HD) e una componente prevalentemente caratterizzata da stelle con moti retrogradi che qui chiameremo Retrograde Halo (RH). Quest'ultimo è costituito da stelle vecchie e in media più metal-poor dell'Hot Disk, ed entrambi sono caratterizzati da dei pattern chimici ben distinti.

Da quando queste componenti sono state caratterizzate basandosi su campioni statistici ampi (Babusiaux et al., 2018), è subito emerso uno scenario ampiamente accettato che interpreta la maggior parte dell'alone retrogrado come ciò che resta di un antico ($\sim 10Gyr$) merger con la Via Lattea di una galassia nana, chiamata Gaia-Enceladus (G-E), relativamente grande ($M \sim 6 \cdot 10^8 M_\odot$, corrispondente ad un rapporto di massa 1:5 al tempo del merger). Questa è una delle sottostrutture più significative sia per la

sua estensione che per la sua massa (Helmi et al. 2018) e che si è stimato comprenda circa il 40% dell'alone attorno al Sole.

L'impatto significativo con Gaia-Enceladus avrebbe poi riscaldato il disco preesistente, portando alla formazione del disco spesso, che include l'Hot Disk. Analisi successive hanno poi identificato ulteriori sottostrutture all'interno dell'alone retrogrado, come per esempio Sequoia e Thamnos, più modeste in dimensioni e che molto probabilmente corrispondono a sistemi più piccoli accresciuti (Yuan et al. 2020b).

La strada più promettente per capire la natura e l'origine delle varie componenti del RH, che talvolta hanno caratteristiche dinamiche simili e difficili da separare (Koppelman et al. 2019), è sfruttare l'analisi chimica di più stelle possibili. Mentre alcuni effetti dinamici (mixing violento, frizione dinamica) potrebbero aver parzialmente confuso la coerenza dinamica delle stelle dei vari progenitori, portando i loro detriti a sovrapporsi nello spazio degli Integrali del Moto (Naidu et al. 2020, Bonaca et al. 2020), il pattern chimico di ogni singola stella ricalca la composizione chimica del mezzo interstellare della galassia progenitrice all'epoca della formazione, fornendo quindi lo strumento più affidabile possibile per l'archeologia galattica. Le diverse storie di formazione stellare ed evoluzione chimica lasciano diverse features chimiche nell'atmosfera stellare, permettendo di distinguere tra diversi ambienti, diverse galassie progenitrici di diversa massa e diverse efficienze di formazione stellare (Mucciarelli et al., 2021).

Il principale scopo che sta dietro l'identificazione di queste sottostrutture quindi, è quello di determinare e caratterizzare la storia dei merger della Via Lattea. L'identificazione dei vari eventi permette di porre dei vincoli sul numero di galassie accresciute, il loro tempo di accrescimento e le loro caratteristiche interne come, per esempio, la loro storia di formazione stellare e di evoluzione chimica, la loro massa e luminosità, e la presenza di ammassi globulari associati (Massari et al. 2019).

La caratterizzazione di questi aspetti è importante dal punto di vista cosmologico e di formazione delle galassie perché permette, per esempio, di testare direttamente le teorie gerarchiche di evoluzione galattica. Inoltre, la storia di formazione stellare e i pattern di abbondanze chimiche degli oggetti accresciuti permettono di distinguere i diversi canali di arricchimento (e.g. super/hypernovae).

Integrali del Moto e diagramma di Toomre

Una delle strade migliori per tracciare gli eventi di accrescimento è quella di osservare il clustering dei loro detriti nello spazio degli Integrali del Moto (IoM) che descrivono le loro orbite.

In un potenziale assisimmetrico e indipendente dal tempo gli Integrali del Moto spesso usati sono l'energia E e il momento angolare lungo l'asse verticale L_z . Molto spesso viene utilizzata anche la componente perpendicolare $L_{\perp} = \sqrt{L_x^2 + L_y^2}$, in quanto ci si aspetta che le stelle che hanno origine dallo stesso evento di merger mantengano simili valori di questa quantità (Helmi et al. 2000). Mentre L_z è una quantità conservata in un potenziale assisimmetrico, L_{\perp} non lo è completamente, ma stelle appartenenti allo stesso progenitore mantengono un certo grado di coerenza in L_{\perp} nel tempo, mantenendo una certa quantità di raggruppamenti di stelle su orbite simili, come quelle originate dallo stesso evento di accrescimento, anche se non è completamente conservata (Helmi et al. 1999).

L'energia totale E viene calcolata come:

$$E = \frac{1}{2}v^2 + \Phi(r) \quad (1.1)$$

dove $\Phi(r)$ è il potenziale gravitazionale galattico nella posizione delle stelle e v è la velocità stellare.

Un analogo cinematico allo spazio dinamico degli Integrali del Moto è, nello spazio delle velocità, il diagramma di Toomre che riporta la velocità rotazionale V_{ϕ} della stella vs la somma in quadratura delle altre due componenti, in un sistema di riferimento cilindrico R, ϕ, Z .

In figura 1.3 è riportato il diagramma di Toomre in cui sono mostrate le componenti del campo stellare nei dintorni solari, ovvero l'alone retrogrado, il disco caldo e il disco sottile (in blu). La figura 1.4 riporta il diagramma di Toomre (a) e il piano degli Integrali del Moto (b) delle diverse sottostrutture colorate in base a $[Fe/H]$, dove in questo caso, anche l'alone retrogrado è stato distinto nelle diverse sottostrutture figlie di merger passati ad oggi noti.

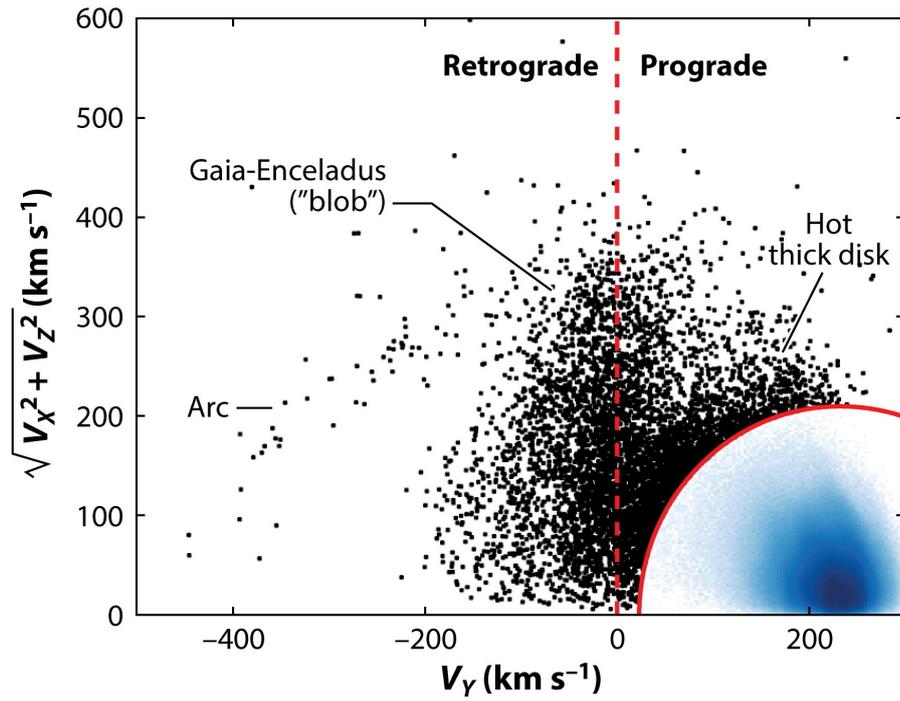


Figura 1.3: Diagramma di Toomre per le stelle circostanti in cui sono mostrate le principali sottostrutture. Le stelle del disco sottile sono rappresentate come un istogramma 2-D in un una regione circolare centrata a $V_Y = 230\text{km/s}$ (Helmi 2020).

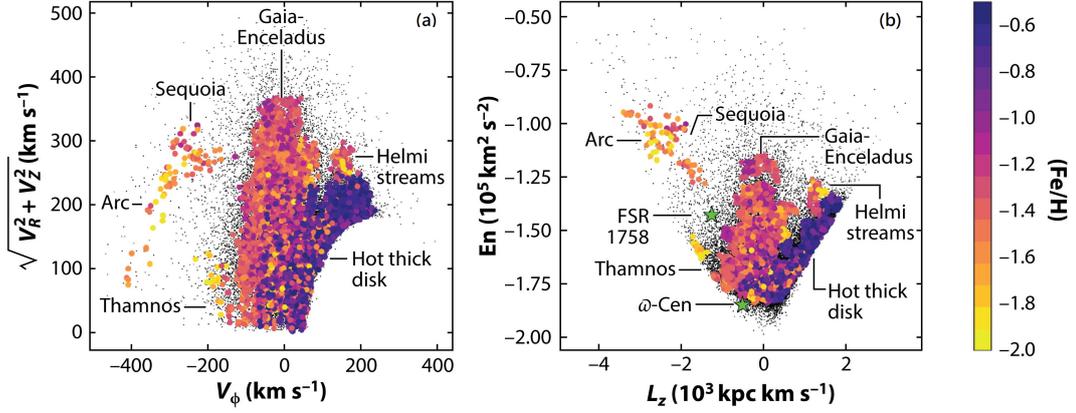


Figura 1.4: (a) Diagramma di Toomre con i candidati dei resti di merger nominati come in Koppelman et al (2019). Le stelle sono colorate in accordo alle stime spettroscopiche di $[Fe/H]$ di varie fonti. (b) In questo pannello sono rappresentate le stesse stelle, con la stessa scala di colore, in un diagramma che riporta l'energia totale in funzione della componente del momento angolare perpendicolare al piano Galattico.

Criteri di selezione per le stelle di RH

La determinazione degli Integrali del Moto richiede i 6 parametri dello spazio delle fasi, tra cui le velocità radiali (RV). Questi parametri vengono forniti da Gaia solo per stelle con $G < 13$ mag, comportando la loro assenza per la maggior parte delle stelle di RH, più distanti di pochi kpc.

Per selezionare le stelle di RH, a cui appartengono i targets di questo lavoro, è stato adottato un nuovo semplice criterio che permette di identificare stelle di questa componente anche in assenza di un valore di RV. Il metodo è illustrato in figura 1.5 in cui è rappresentato il diagramma di Toomre per le ~ 2.4 milioni di stelle del catalogo di Gaia EDR3 con un errore in parallasse $< 10\%$, $D < 1.0$ kpc, ottime misure astrometriche e fotometriche e che hanno una misura di RV da Gaia.

Il colore mostra una stretta correlazione tra la posizione delle stelle nel diagramma e la velocità tangenziale $V_T = \sqrt{V_{ra}^2 + V_{dec}^2}$, che rappresenta la velocità lineare nel piano del cielo in km/s (Gaia Collaboration, 2018a).

Nel diagramma di Toomre riportato in fig.1.5 è evidente che le stelle con una V_T ele-

vata si trovano nella regione del RH. In particolare la maggior parte delle 136 stelle con $V_T > 400 km/s$ possono essere indicativamente associate alle sottostrutture di RH conosciute.

In figura 1.6 è rappresentato il Diagramma di Toomre per le stelle analizzate in questo lavoro (riportate con dei quadrati). In figura 1.7 è riportato il grafico degli Integrali del Moto per le stelle analizzate in questo lavoro.

L'analisi degli spettri presentata in questo lavoro fornirà la misura della velocità radiale che è un ingrediente fondamentale per poter attribuire con più precisione le stelle ai diversi progenitori.

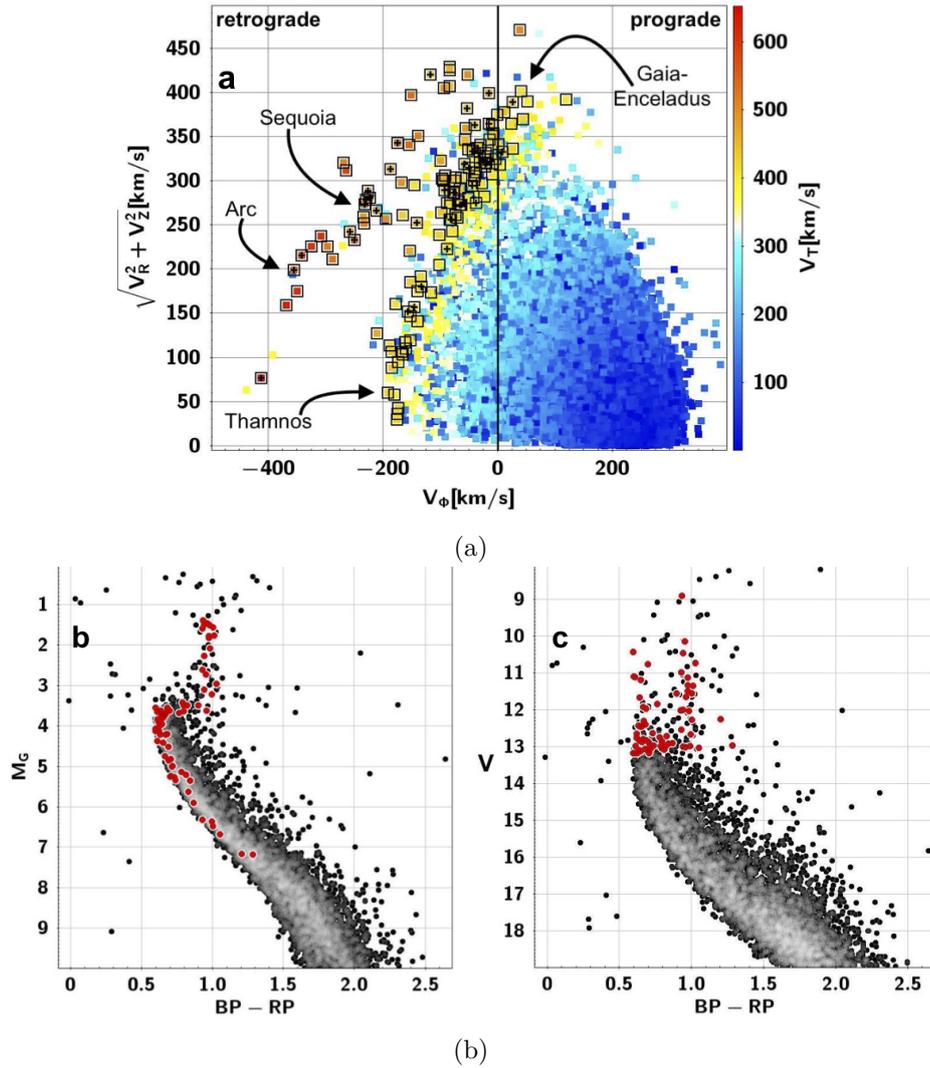


Figura 1.5: (a) Diagramma di Toomre: nel diagramma sono riportate le 2.4 milioni di stelle di RH entro 1 kpc dal Sole a cui è associata un RV da Gaia; (b) CMD con distanze corrette di tutte le stelle con $V_T > 400 \text{ km/s}$, le stelle selezionate sulla base della velocità trasversale sono indicate con i pallini rossi; (c) CMD con la magnitudine apparente V in ordinata. Le magnitudini V sono ottenute dalla fotometria Gaia con le trasformazioni fornite in Gaia Collaboration (2021b). I pannelli (b) e (c) mostrano le proprietà principali dei targets da un punto di vista astrofisico e osservativo rispettivamente.

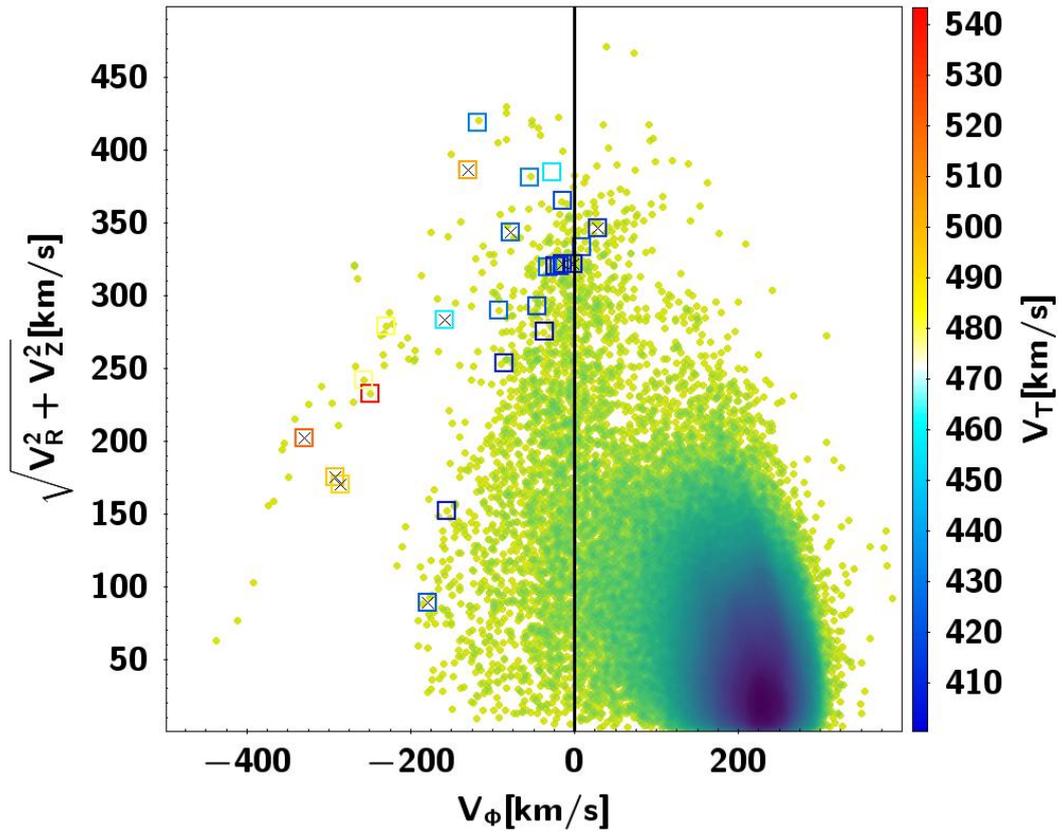


Figura 1.6: **Diagramma di Toomre:** le stelle riportate in sfumature di verde sono le 2.4 milioni di stelle di RH entro 1 kpc dal Sole a cui è associata un RV da Gaia. I quadrati indicano i targets che vengono analizzati in questo lavoro.

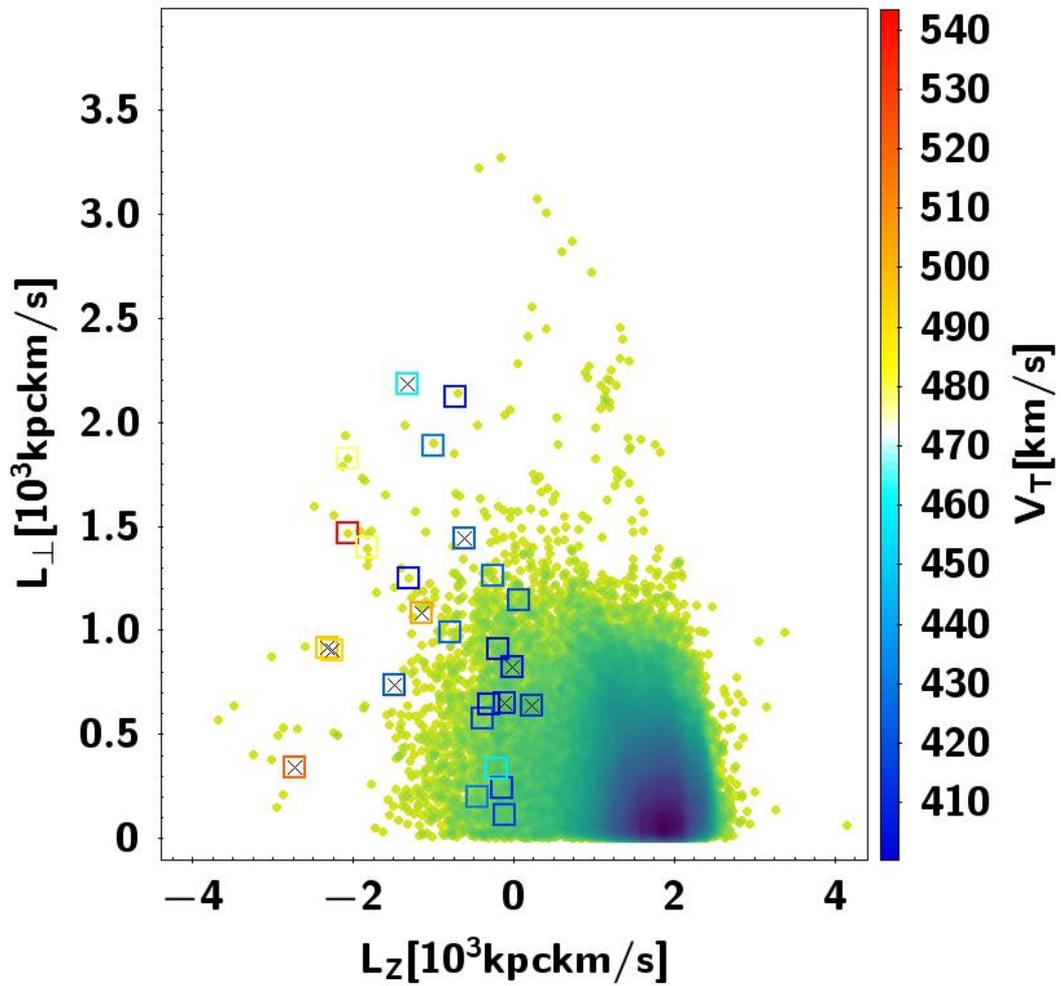


Figura 1.7: **Integrali del Moto:** le stelle riportate in sfumature di verde sono le 2.4 milioni di stelle di RH entro 1 kpc dal Sole a cui è associata un RV da Gaia. I quadrati indicano i targets che vengono analizzati in questo lavoro.

2 Strumentazione e dati

Nel seguente capitolo verrà descritta la strumentazione che è stata utilizzata per eseguire le osservazioni dei targets e verrà presentato il campione di stelle che è stato analizzato in questo lavoro. Per ottenere i singoli spettri delle stelle del campione è stato utilizzato lo spettrografo PEPSI del *Large Binocular Telescope*.

2.1 PEPSI

PEPSI (*Potsdam Echelle Polarimetric and Spectroscopic Instrument*) (Strassmeier et al., 2015) è uno spettrografo ottico echelle ad alta risoluzione a fibra per il *Large Binocular Telescope* (LBT) da 11.8 m in Arizona.

PEPSI è stato progettato per utilizzare le due aperture di 8.4 m dell'LBT in modalità seeing-limited in modo che la luce possa arrivare allo spettrografo tramite due stazioni focali (PFUs) montate in modo permanente e fornendo così uno spettrografo ad alta risoluzione per l'Osservatorio LBT.

Oltre all'LBT, PEPSI può essere utilizzato con il *Vatican Advanced Technology Telescope* (VATT) da 1.8 m attraverso un collegamento in fibra di 450 m. Le tre risoluzioni spettrali di 43000, 120000 o 270000 possono coprire l'intero intervallo di lunghezze d'onda blu e rosse da 383 a 907 nm in tre esposizioni.

L'obiettivo scientifico principale di PEPSI è quello di capire meglio la struttura e la dinamica dei campi magnetici superficiali delle stelle di tipo solare e il loro impatto sulla formazione ed evoluzione stellare.

La tabella 2.1 riassume le caratteristiche generali dello spettrografo e la figura 2.1 la sua overview.

Fibr. Diam. (μ m)	Sky Diam. (")	n	Slicer Width (μ m)	Width (")	R= $\lambda/\Delta\lambda$	R Sampl (pix)
100	0.74	7	70	0.11	270000	2.0
200	1.5	5	175	0.30	120000	4.2
300	2.3	3	500	0.77	43000	12.1

n= number of slices

Tabella 2.1: Caratteristiche generali dello spettrografo PEPSI.

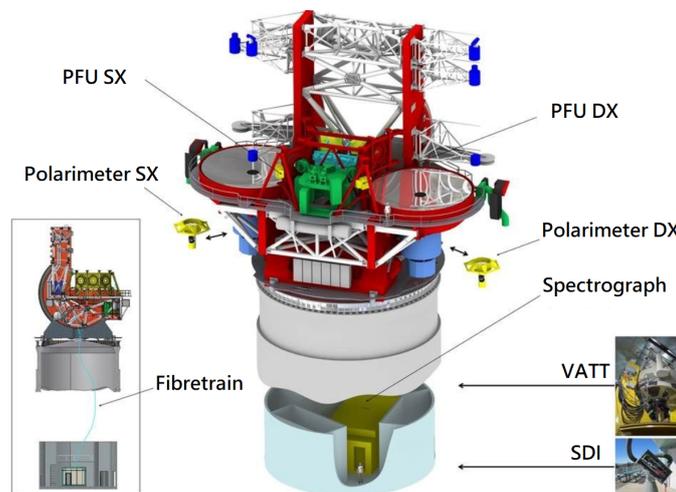


Figura 2.1: Overview della struttura di PEPSI.

Modalità d'esecuzione

Le modalità d'esecuzione sono le seguenti:

- spettroscopia "integral light" nell'intervallo di lunghezze d'onda 383-907 nm con un potere risolutivo $R_\lambda/\Delta\lambda$ pari a 43000 (apertura di 2.3"), o pari a 120000 (1.5"), o 270000 (0.74");
- spettroscopia "polarized-light IQUV" a fissata risoluzione R=120000;
- copertura completa delle lunghezze d'onda in tre esposizioni per le modalità precedenti;

- alimentazione dal *Vatican Advanced Technology Telescope* (VATT) da 1.8 m a fissata risoluzione $R=120000$ (questa modalità è principalmente preferita per il Red Arm di PEPSI, a causa della forte attenuazione della luce blu lungo tutto il percorso della fibra lungo 500 m).

2.1.1 LBT

Il *Large Binocular Telescope* (LBT) è un telescopio ottico binoculare che sfrutta due specchi parabolici primari con un diametro di 8.4 m ognuno per osservazioni ottiche, nel vicino infrarosso e interferometriche. Il telescopio è situato sul monte Graham in Arizona a 3200 m dal livello del mare ed è parte dell'International Observatory. Il LBT è una collaborazione internazionale tra le istituzioni degli Stati Uniti, Italia e Germania.

Il telescopio LBT è dotato di una serie di strumenti che consentono l'osservazione di diversi oggetti che vanno dagli asteroidi nelle parti esterne del nostro Sistema Solare, ai pianeti e dischi di polvere attorno alle stelle vicine, alle stelle nelle galassie vicine, fino alle galassie e ai quasar ai limiti dell'Universo osservabile.

La caratteristica unica del telescopio LBT è che la luce dei due specchi primari può essere combinata al centro del telescopio per produrre immagini phased array di un campo esteso.

2.2 Campione spettroscopico

Il campione analizzato in questo studio comprende un totale di 26 targets osservati in modalità CD3 (480- 544 nm) per il Blue Arm e CD6 (741-912 nm) per il Red Arm. Nella tabella 2.2 sono riportati i targets di questo lavoro con l'identificativo Gaia e il tempo di esposizione; nella tabella 2.3 sono riportate le coordinate RA e DEC e le magnitudini Gaia di tutti i targets.

Gli spettri sono stati ridotti con la pipeline dedicata di PEPSI, per sottrarre il bias, normalizzare per il flat-field, estrarre lo spettro monodimensionale e calibrare in lunghezza d'onda. Ogni spettro è stato poi sottratto dal contributo del cielo utilizzando

lo spettro ottenuto con la seconda fibra PEPSI.

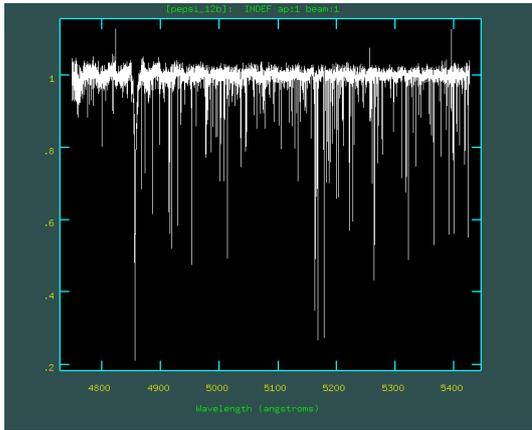
Gli spettri finali hanno SNR di 125-150 per il Blue Arm e 180-200 per il Red Arm. In figura 2.2 sono riportati degli esempi di spettri di alcune stelle del campione.

Star	Exp. time (s)	Data	ID Gaia
Pepsi 1	800	21/09/2021	Gaia DR2 1298276602498467072
Pepsi 2	800	21/09/2021	Gaia DR2 1625310187102498048
Pepsi 3	780	20/09/2021	Gaia DR2 1749568744937863168
Pepsi 4	1560	18/09/2021	Gaia DR2 1754794277028410368
Pepsi 5	800	21/09/2021	Gaia DR2 1762525321240783232
Pepsi 6	1560	18/09/2021	Gaia DR2 18865184286788352
Pepsi 7	1560	20/09/2021	Gaia DR2 2448812029433640704
Pepsi 8	400	20/09/2021	Gaia DR2 2503491051919554304
Pepsi 9	1560	18/09/2021	Gaia DR2 2638388587343373568
Pepsi 11	1080	19/09/2021	Gaia DR2 2659693686716034176
Pepsi 12	1560	18/09/2021	Gaia DR2 2770652380103869568
Pepsi 13	1560	18/09/2021	Gaia DR2 2831099131350883840
Pepsi 14	1560	20/09/2021	Gaia DR2 296549899602832768
Pepsi 15	1560	20/09/2021	Gaia DR2 306253094013406464
Pepsi 16	600	20/09/2021	Gaia DR2 314799593600582656
Pepsi 17	600	18/09/2021	Gaia DR2 3192796881606263424
Pepsi 18	240	18/09/2021	Gaia DR2 3192796881606263424
Pepsi 19	780	20/09/2021	Gaia DR2 360368200179406336
Pepsi 20	1560	20/09/2021	Gaia DR2 385118623534199808
Pepsi 21	240	20/09/2021	Gaia DR2 4296558843393685632
Pepsi 22	600	20/09/2021	Gaia DR2 4299974407538484096
Pepsi 23	800	21/09/2021	Gaia DR2 4479226310758314496
Pepsi 24	300	21/09/2021	Gaia DR2 4500186227885057024
Pepsi 25	120	21/09/2021	Gaia DR2 4569481097095820032
Pepsi 26	1560	20/09/2021	Gaia DR2 488257280987718912
Pepsi 27	600	18/09/2021	Gaia DR2 5169232769846881920

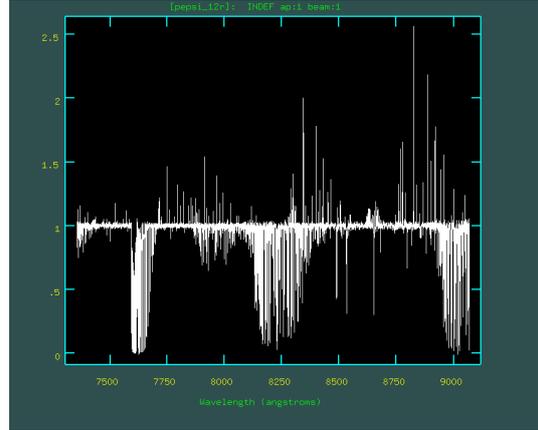
Tabella 2.2: Nome, tempo di esposizione, data di osservazione e ID Gaia dei targets.

Star	RA	DEC	G	BP	RP
Pepsi 1	246.103220030404032	21.667429642909003	12.71	12.97	12.28
Pepsi 2	247.399112609213347	60.966683705633486	12.84	13.15	12.36
Pepsi 3	309.542984096523185	9.076767951007977	11.82	12.22	11.23
Pepsi 4	310.603470088944448	11.290890030006253	12.73	13.08	12.21
Pepsi 5	311.076481297012492	15.344590169417767	12.84	13.17	12.35
Pepsi 6	39.982185252782003	6.773010261143978	12.77	13.18	12.19
Pepsi 7	1.486948795313809	-1.476565874418206	12.71	13.03	12.23
Pepsi 8	39.873598566396950	3.105072803444017	12.28	12.54	11.87
Pepsi 9	346.450885828032199	-2.178466766037493	12.64	13.20	11.92
Pepsi 11	351.127770799893312	3.359658524785505	12.90	13.21	12.42
Pepsi 12	357.305260862133593	14.509699278825861	12.95	13.21	12.53
Pepsi 13	347.118776392500195	18.562935850777844	12.82	13.21	12.25
Pepsi 14	21.304893692739672	27.685257341609621	12.77	13.10	12.26
Pepsi 15	16.863531450744421	24.894910304876174	12.45	12.86	11.87
Pepsi 16	16.818621024556933	33.661570994291807	11.81	12.06	11.40
Pepsi 17	63.785024359071933	-8.565174721930921	10.65	10.91	10.21
Pepsi 18	48.899145739170919	2.430358091319775	12.80	13.18	12.24
Pepsi 19	11.114439263140545	30.633513972036745	12.28	12.54	11.86
Pepsi 20	5.017258498015615	42.728799542967735	12.91	13.19	12.47
Pepsi 21	297.956032425875208	5.611752067607253	10.50	10.92	9.90
Pepsi 22	300.139628848767074	9.352700672328417	11.37	11.73	10.83
Pepsi 23	277.960057672291157	8.598236141137342	12.92	13.24	12.42
Pepsi 24	268.248384890244552	15.349814785709965	11.70	11.99	11.23
Pepsi 25	263.171820830984018	23.736171107910160	8.71	9.08	8.15
Pepsi 26	57.606514957683167	64.782697959142169	12.80	13.24	12.19
Pepsi 27	49.621253278785247	-7.142009815329043	11.08	11.32	10.67

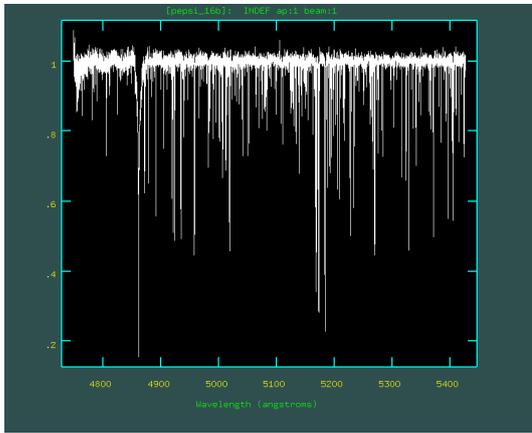
Tabella 2.3: Nome, RA, DEC, magnitudini Gaia dei targets.



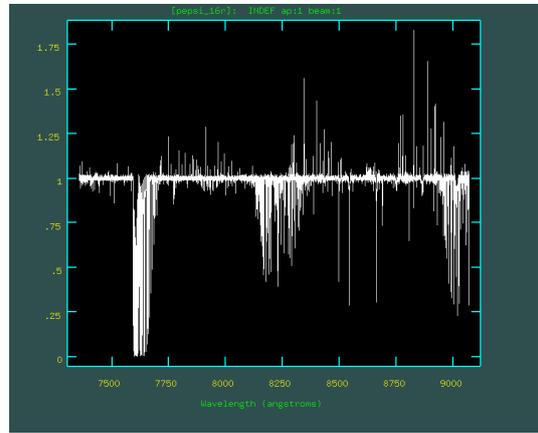
(a)



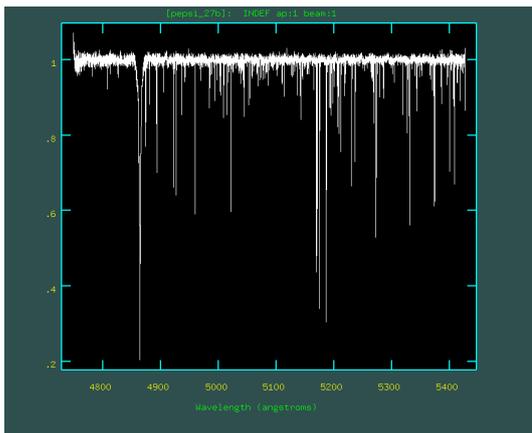
(b)



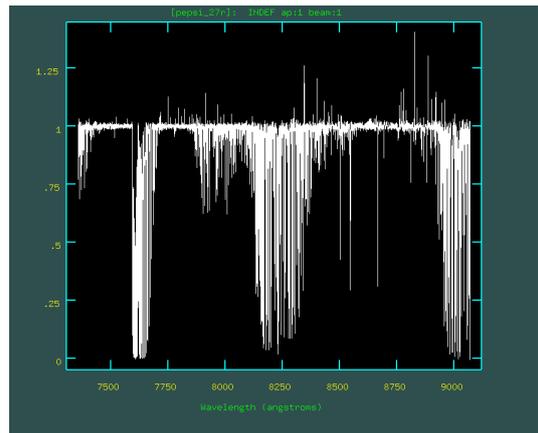
(c)



(d)



(e)



(f)

Figura 2.2: Alcuni esempi di spettri PEPSI: a sinistra quelli ottenuti con il Blue Arm e a destra con il Red Arm

3 Parametri atmosferici

3.1 Temperatura effettiva

Il primo parametro atmosferico che è stato determinato per analizzare il campione di stelle è la temperatura effettiva T_{eff} , definita come la temperatura di un corpo nero con la stessa emissività della stella.

Questo parametro è stato determinato attraverso le trasformazioni colore-temperatura effettiva di Mucciarelli et al. (2021) basata sulla fotometria della Early Data Release 3 (EDR3, Gaia Collaboration et al. 2021) della missione Gaia dell'ESA (Gaia Collaboration et al. 2016). Tali trasformazioni sono state ottenute utilizzando le temperature calcolate con l'*InfraRed Flux Method* da Gonzalez Hernandez & Bonifacio (2009) per un campione di 450 stelle nane e 200 stelle giganti, considerando i colori $(BP - RP)_0$, $(BP - G)_0$, $(G - RP)_0$, $(G - K_S)_0$, $(BP - K_S)_0$ e $(RP - K_S)_0$. La temperatura viene calcolata dalla relazione che esprime θ (definito come $\theta = 5040/T_{eff}$), in funzione del colore C e della metallicità $[Fe/H]$:

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

Per ogni colore vengono forniti i coefficienti di relazioni calibrate per stelle nane e giganti, assumendo come separazione tra le due classi $\log g = 3.0$. In questo lavoro le T_{eff} sono state calcolate utilizzando il colore $(BP - RP)$, che risulta tra i colori Gaia "puri" quello meno affetto da possibili problemi relativi alla sottrazione del cielo e alla contaminazione da sorgenti vicine o non risolte (come discusso in Mucciarelli et al., 2021). I colori (Gaia-K) non sono stati utilizzati perchè la magnitudine K non era

disponibile per tutte le stelle mentre per altre mostrava incertezze elevate a causa della brillantezza dei targets.

In questo caso si sono scelti i coefficienti b_i relativi a stelle nane, in quanto il campione di stelle presenta stelle con $\log g > 3.0$ (come spiegato nella sezione 3.2). Questi sono riportati nella tabella 3.1.

Colour	Colour range [mag]	b_0	b_1	b_2	b_3	b_4	b_5
Dwarf stars							
$(BP-RP)_0$	(0.39-1.50)	0.4929	0.5092	-0.0353	0.0192	-0.0020	-0.0395

Tabella 3.1: Coefficienti b_i utilizzati nella trasformazione colore- T_{eff} .

Tramite il tool ¹ utilizzato da Capitanio et al. 2017 si è calcolato l' $E(B - V)$ per ogni stella (i cui valori sono riportati in tabella 3.2). Il programma produce una mappa 3D del mezzo interstellare galattico basata su misure dell'assorbimento della luce stellare a causa della polvere (producendo l'effetto di reddening) o di elementi gassosi (righe di assorbimento o bande). La mappa si basa sull'inverso della stima del reddening di 71000 stelle campione. Il tool è stato ottenuto dalla combinazione di tre diversi dataset e metodi che permettono di migliorare la mappa della polvere interstellare:

- misure individuali dell'eccesso di colore dalla fotometria a banda larga e a banda stretta di stelle vicine (< 500 pc);
- misure NIR dell'EWs di singoli spettri di stelle più lontane (500 – 1500 pc);
- misure dell'eccesso di colore di stelle a distanze più elevate (fino a 3 kpc) basate su un'analisi statistica di dati fotometrici multibanda.

¹disponibile su <http://stilism.obspm.fr>

Star	E(B-V)	Star	E(B-V)
Pepsi 1	0.052	Pepsi 15	0.048
Pepsi 2	0.021	Pepsi 16	0.040
Pepsi 3	0.097	Pepsi 17	0.022
Pepsi 4	0.070	Pepsi 18	0.096
Pepsi 5	0.057	Pepsi 19	0.055
Pepsi 6	0.027	Pepsi 20	0.062
Pepsi 7	0.025	Pepsi 21	0.081
Pepsi 8	0.037	Pepsi 22	0.059
Pepsi 9	0.020	Pepsi 23	0.142
Pepsi 11	0.049	Pepsi 24	0.080
Pepsi 12	0.051	Pepsi 25	0.029
Pepsi 13	0.054	Pepsi 26	0.027
Pepsi 14	0.041	Pepsi 27	0.018

Tabella 3.2: Valori di E(B-V) per tutti i targets.

Le magnitudini osservate sono state corrette per l'estinzione, ottenendo il colore vero $(BP - RP)_0$ da utilizzare nel calcolo di T_{eff} . I coefficienti di estinzione sono stati calcolati utilizzando una procedura iterativa, calcolando per ogni magnitudine Gaia il termine k_x (Gaia Collaboration et al., 2021). Tale coefficiente di estinzione dipende sia dalla Spectral Energy Distribution della sorgente sia dalla stessa estinzione (Jordi et al., 2010). Il coefficiente di estinzione per la generica banda m $k_m = A_m/A_0$ (con A_0 l'estinzione a 550 nm) viene calcolato come funzione del colore intrinseco della stella (indicato con X):

$$k_x = a_1 + a_2X + a_3X^2 + a_4X^3 + a_5A_0 + a_6A_0^2 + a_7A_0^3 + a_8A_0X + a_9A_0X^2 + a_{10}XA_0^2 \quad (3.2)$$

con $A_0 = 3.1 \cdot E(B - V)$ e a_i sono i coefficienti riportati nella tabella 3.3.

Il colore intrinseco X_0 è dato da:

$$X_0 = X - A_x = A - A_0 \cdot k_x \quad (3.3)$$

I valori corretti delle magnitudini hanno permesso di ottenere il colore intrinseco $(BP - RP)_0$ da inserire nella trasformazione 3.1, da cui si sono ottenuti i valori di T_{eff} per ciascuna stella del campione (riportati in tabella 3.5).

k_x	a_1	a_2	a_3	a_4	a_5
k_{RP}	0.6625	-0.0167	-0.0014	-0.0013	-0.0065
k_{BP}	1.1547	-0.0860	-0.0302	-0.0140	-0.0223
k_G	0.9967	-0.1615	-0.0121	-0.0010	-0.0378
k_x	a_6	a_7	a_8	a_9	a_{10}
k_{RP}	3.3612	1.6135	2.2074	1.7845	1.0336
k_{BP}	8.2354	-1.2036	0.0069	-4.9992	-1.4868
k_G	0.0015	-2.4355	0.0119	-9.0041	-2.8514

Tabella 3.3: Coefficienti a_i utilizzati nel calcolo di k_x .

3.2 Gravità superficiale

Successivamente, si è passati alla determinazione del secondo parametro fondamentale per la caratterizzazione dell'atmosfera di una stella, ovvero la gravità superficiale. Per il calcolo di questo parametro si è partiti dalla definizione di gravità superficiale, data da:

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

dove G è la costante di gravitazione universale, M_* è la massa della stella (che si è fissata ad $1M_\odot$) e R_* il suo raggio. Il raggio stellare può essere stimato tramite l'equazione di Stefan-Boltzmann per i corpi neri:

$$\frac{1}{R^2} = \frac{4\pi\sigma T^4}{L_{bol}} \quad (3.5)$$

dove σ è la costante di Boltzmann e L_{bol} è la luminosità bolometrica della stella. In questo modo la gravità superficiale è stata stimata dalla seguente equazione:

$$g = \frac{GM_*4\pi\sigma T^4}{L_{bol}} \quad (3.6)$$

La luminosità bolometrica si ricava a partire dalla magnitudine bolometrica grazie alla seguente formula:

$$M_{bol} - M_{bol\odot} = -2.5 \log \frac{L_{bol}}{L_{\odot}} \quad (3.7)$$

dove $M_{bol\odot} = 4.74$ è la magnitudine bolometrica del Sole e $L_{\odot} = 3.9 \cdot 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$ è la luminosità solare. La magnitudine bolometrica è legata alla magnitudine apparente in una certa banda tramite la correzione bolometrica, secondo la relazione:

$$M_{bol} = M_{\lambda} - BC_{\lambda} \quad (3.8)$$

in cui la magnitudine apparente può essere riscritta come la magnitudine dearrossata meno il modulo di distanza:

$$M_{\lambda} = m_{\lambda} - (m - M)_0 \quad (3.9)$$

La distanza è stata calcolata con l'inverso della parallasse fornita da Gaia.

La correzione bolometrica per la banda G dipende dalla temperatura della stella, ed è stata calcolata secondo la formula di Andrae et al. (2018):

$$BC_G(T_{eff}) = \sum_{i=0}^4 a_i (T_{eff} - T_{eff\odot})^i \quad (3.10)$$

i cui coefficienti a_i sono riportati in tabella 3.4.

In questo modo si è potuti procedere al calcolo della gravità superficiale per ogni stella, i cui valori sono riportati nella tabella 3.5.

La figura 3.1 mostra la posizione dei targets nel piano $\log g - T_{eff}$; tali stelle sono distribuite lungo diverse sequenze evolutive.

BC_λ	a_0	a_1	a_2	a_3	a_4
BC_G	6.000e-02	6.731e-05	-6.647e-08	2.859e-11	-7.197e-15

Tabella 3.4: Coefficienti a_i utilizzati nel calcolo della correzione bolometrica.

I coefficienti sono validi in un range di T_{eff} compreso tra 4000 e 8000 K.

3.3 Velocità di microturbolenza

Il terzo parametro fondamentale che bisogna tenere in considerazione nell'analisi è la velocità di microturbolenza (v_t). La velocità di microturbolenza v_t è un tipo di turbolenza che varia su scale di distanza piccole rispetto alle dimensioni del materiale in moto. Tale parametro non ha un vero significato fisico ma è un fattore di correzione che compensa il fatto che i modelli di atmosfera a disposizione forniscono solo una descrizione parziale dei moti convettivi. Questa velocità influisce sull'allargamento delle righe, producendo gli stessi effetti dell'allargamento dovuto ai moti termici. In più, contribuisce anche al coefficiente di assorbimento e varia al variare della temperatura e della gravità.

Il metodo generale per calcolare la velocità di microturbolenza consiste nel determinare la slope tra le abbondanze delle righe di Fe (in quanto è l'elemento per cui si hanno più transizioni) e l'Equivalent Width Ridotta (EWR) definita come $EWR = \log(EW/\lambda)$. Il valore della velocità di microturbolenza più preciso è dato da quello che corrisponde ad una slope nulla, mentre una slope positiva indica che il valore scelto di v_t è troppo basso e una slope negativa che il valore scelto è troppo elevato.

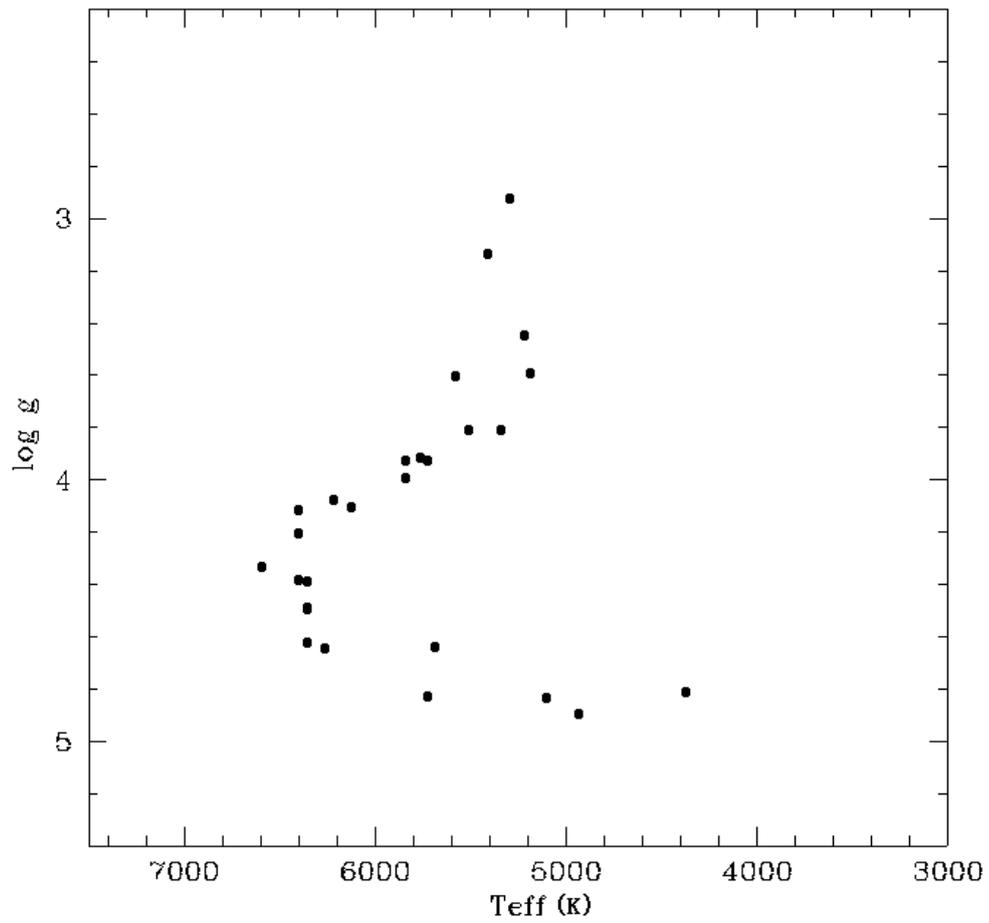


Figura 3.1: Posizione delle stelle del campione nel grafico $\log g - T_{\text{eff}}$.

Name	T_{eff} [K]	$\log g$	v_t [km · s ⁻¹]
Pepsi 1	6356	4.62	1.0
Pepsi 2	5767	3.91	1.0
Pepsi 3	5413	3.13	2.0
Pepsi 4	5729	4.82	1.3
Pepsi 5	5844	3.92	1.1
Pepsi 6	5105	4.83	0.2
Pepsi 7	5729	3.92	0.4
Pepsi 8	6356	4.38	1.2
Pepsi 9	4374	4.80	0.7
Pepsi 11	5844	3.99	0.9
Pepsi 12	6404	4.37	0.8
Pepsi 13	5348	3.80	0.2
Pepsi 14	5629	4.63	0.1
Pepsi 15	5193	3.58	1.0
Pepsi 16	6404	4.20	1.5
Pepsi 17	6131	4.10	1.2
Pepsi 18	5584	3.60	1.2
Pepsi 19	6404	4.11	1.0
Pepsi 20	5264	4.64	0.0
Pepsi 21	5223	3.44	1.0
Pepsi 22	5514	3.81	0.8
Pepsi 23	6356	4.49	1.0
Pepsi 24	6219	4.07	1.0
Pepsi 25	5298	2.92	1.9
Pepsi 26	4937	4.89	0.7
Pepsi 27	6356	4.48	0.9

Tabella 3.5: Valori di T_{eff} , $\log g$ e v_t per ogni stella del campione.

4 Analisi chimica

In questa sezione verranno trattati i vari passaggi e i metodi utilizzati per l'analisi chimica delle stelle del campione. L'analisi inizia con la selezione di una lista di righe in assorbimento da analizzare per ogni spettro stellare a disposizione tramite il programma SLINE, basandosi su spettri sintetici ottenuti tramite il programma AUTOKUR.

Successivamente si sono calcolate le Equivalent Widths (EWs) relative alle singole righe tramite il programma DAOSPEC. Il calcolo è stato eseguito attraverso il codice Fortran 4DAO sviluppato per lanciare automaticamente DAOSPEC per un grande campione di spettri.

Per ottenere le abbondanze chimiche degli elementi sono state confrontate le EWs misurate con le EWs teoriche tramite il codice GALA. Infine sono state ricavate le abbondanze di alcuni elementi con il codice SALVADOR che minimizza il χ^2 tra la riga osservata e una griglia di spettri sintetici.

4.1 Selezione delle righe

Il primo passaggio per l'analisi chimica prevede la determinazione di una lista di righe in assorbimento che siano il più possibile "pulite" ovvero la cui intensità sia da attribuire completamente ad un'unica transizione.

Per fare questo si è utilizzato il programma SLINE, che permette di confrontare uno spettro sintetico compatibile per T_{eff} e $\log g$ con lo spettro osservato.

I modelli di atmosfera che si sono considerati per il calcolo degli spettri sintetici sono stati ottenuti tramite il codice ATLAS9 (Kurucz, 2005), che si basa sulle seguenti assunzioni:

- atmosfera statica in modo tale che nessuno dei parametri vari con il tempo;

- modello di atmosfera sottile rispetto al raggio stellare, in modo tale da poterlo considerare come una struttura omogenea a piani paralleli;
- equilibrio termodinamico locale adottando una funzione di distribuzione di opacità relativa ad una composizione α -enhanced.

4.1.1 SLINE

Tramite il programma AUTOKUR si sono calcolati gli spettri sintetici con il codice SYNTH (Kurucz, 2005). Gli ingredienti principali per calcolare uno spettro sintetico sono:

1. il modello di atmosfera che riporta la variazione delle quantità termodinamiche (temperatura, pressione, etc...) in funzione dello spessore ottico. Il modello di atmosfera è definito dalla temperatura effettiva, dalla gravità superficiale, dalla composizione chimica e dalla velocità di microturbolenza. La composizione chimica è identificata dal fattore di scaling applicato alla mistura chimica solare assunta come riferimento. Nel caso di stelle metal-poor di alone l'abbondanza chimica degli elementi *alpha* (che contribuiscono come donatori di elettroni all'opacità di H-) della mistura di riferimento è aumentata di +0.4 dex.
2. Le liste di righe che includono tutti i parametri che caratterizzano le transizioni atomiche e molecolari. In questo lavoro si è utilizzato il database di transizioni fornito da Castelli/Kurucz ¹.
3. È necessario specificare entro quale intervallo di lunghezza d'onda e a quale risoluzione spettrale calcolare lo spettro sintetico.

Successivamente, si è confrontato lo spettro sintetico ottenuto con lo spettro stellare osservato, permettendo l'identificazione delle righe.

Lo shift dello spettro sintetico rispetto allo spettro osservato fino alla loro coincidenza ha permesso di ottenere una stima della velocità radiale di tutti i targets.

La selezione delle righe è stata fatta in modo tale da scegliere righe isolate per evitare

¹il database è disponibile su <https://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/linelists.html>

la contaminazione da altre righe e per permettere una corretta stima dell'abbondanza chimica; inoltre, si sono evitate tutte quelle righe che risultavano sature, in quanto in questo regime la riga non è più sensibile alla variazione dell'abbondanza chimica.

Poichè la selezione di righe osservabili e non contaminate in un dato spettro dipende dai parametri atmosferici (in primis T_{eff}) e dalla metallicità (non conosciuta a priori), si è applicato un processo iterativo di selezione delle righe.

1. Le stelle sono state divise in tre gruppi di $T_{eff}/\log g$, considerando le stelle di Sequenza Principale più calde di 6000 K, quelle più fredde di 6000 K e le stelle di SGB e RGB (come mostrato in figura 4.1).
2. Per ogni gruppo di stelle è stata definita con SLINE una lista di righe preliminari assumendo arbitrariamente $[M/H] = -1.5$, una composizione chimica α -enhanced e microturbolenza pari a 1 km/s .
3. Con queste liste di righe è stata eseguita una prima analisi chimica (come descritto successivamente) in modo da avere una stima di $[Fe/H]$ e $[\alpha/Fe]$.
4. Con i valori ottenuti di $[Fe/H]$ e $[\alpha/Fe]$ è stata definita una nuova lista di righe appropriata per ogni stella, tenendo in considerazione sia l'effetto dei parametri che della metallicità.

Le liste di righe ottenute contengono le informazioni riguardanti la lunghezza d'onda di laboratorio della transizione, il parametro $\log(gf)$ (valore della forza dell'oscillatore che rappresenta la probabilità che si verifichi quella transizione), il numero atomico dell'elemento e il potenziale di eccitazione.

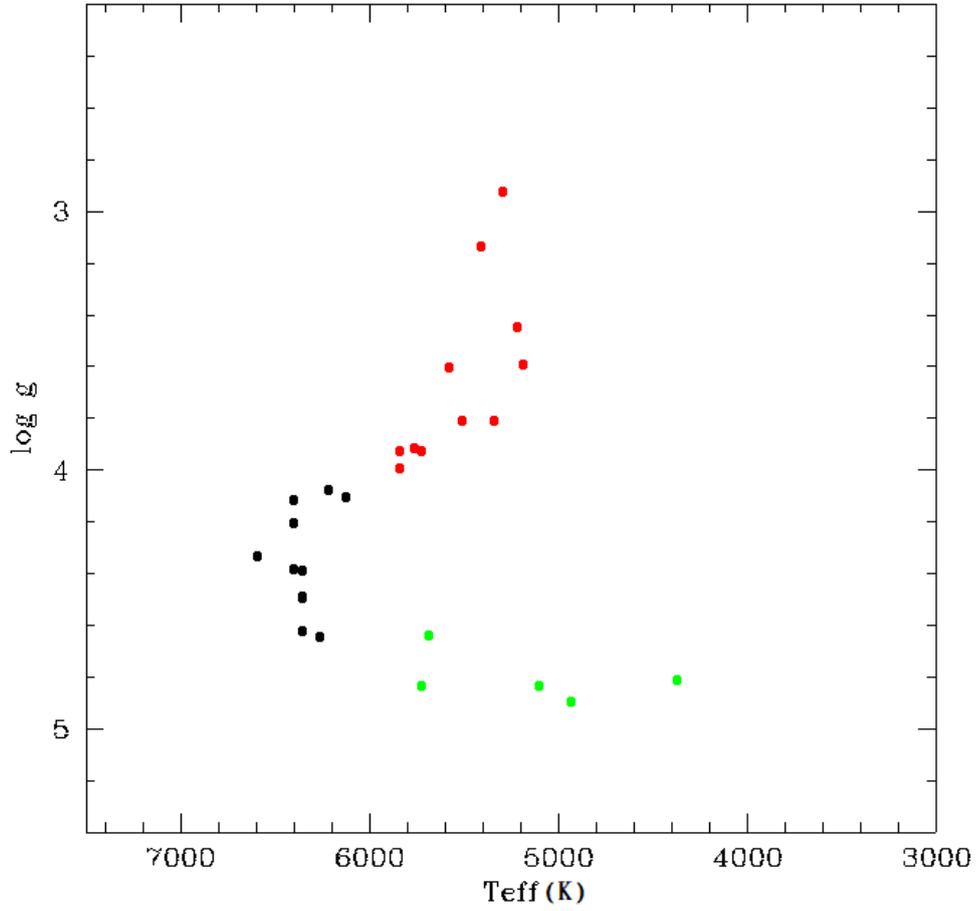


Figura 4.1: Suddivisione delle stelle nel piano $T_{eff}-\log g$ ed utilizzata per la definizione delle liste di righe preliminari.

In figura 4.2 è riportato un esempio di identificazione di riga tramite SLINE mediante il confronto tra lo spettro sintetico (in rosso) e lo spettro osservato (in nero).

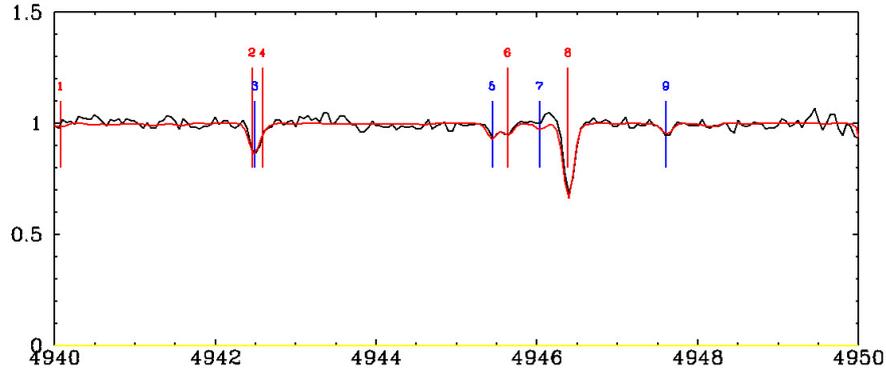


Figura 4.2: Esempio di finestra grafica di SLINE dove sono sovrapposti lo spettro osservato (nero) e quello sintetico (rosso) e dove sono marcate con un numero identificativo le diverse transizioni presenti.

4.2 Misura dell'Equivalent Width

Una volta ottenute le liste di righe per tutte le stelle si è proceduto a calcolare l'EW e le velocità radiali per ciascuna di esse.

In particolare l'EW definisce la larghezza di un rettangolo di altezza unitaria e area pari a quella della riga in assorbimento. L'EW si può calcolare tramite la formula:

$$W_\lambda = \int_{-\infty}^{+\infty} \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (4.1)$$

Dove F_c indica il flusso relativo al continuo e F_λ quello relativo alla riga. Tale grandezza rappresenta l'intensità della riga di assorbimento, misurando la quantità di flusso sottratta al continuo dalla transizione in questione.

4.2.1 DAOSPEC

Per il calcolo dell'EW e delle RV si è utilizzato il programma DAOSPEC (Stetson & Pancino, 2008) tramite il codice fortran 4DAO i cui obiettivi sono: permettere un'analisi a cascata di una lista di spettri forniti in input; ottimizzare automaticamente alcuni parametri spettrali utilizzati da DAOSPEC per la stima dell'EW; fornire lo spettro finale normalizzato.

DAOSPEC è un codice che identifica automaticamente le righe spettrali in assorbimento, esegue una stima del continuo tramite un polinomio di Legendre e misura l'EW e la RV di tutte le righe rilevate identificando tra queste quelle presenti nella lista di righe fornita in input.

La misura dell'EW viene eseguita assumendo un profilo gaussiano e utilizzando la stessa FWHM per tutte le righe. Una delle caratteristiche più importanti di DAOSPEC è il calcolo di un continuo globale tenendo conto anche della presenza di righe deboli, le quali comportano un effetto generale di abbassamento del continuo.

DAOSPEC necessita dei seguenti file in input:

- uno spettro e una lista di righe di riferimento;
- l'intervallo di lunghezza d'onda che si vuole considerare;
- un valore iniziale della FWHM: è possibile sia mantenere fisso questo valore durante l'analisi, sia abilitare il programma a trovare la miglior stima della FWHM in base ai residui del fit;
- l'ordine del polinomio necessario per la normalizzazione del continuo.

In breve, il programma di riduzione avviene nel seguente modo:

1. viene eseguita una prima determinazione del livello di continuo;
2. vengono identificate le righe attraverso un fit gaussiano basandosi sul valore della FWHM specificato in input;
3. viene eseguita una prima cross-correlazione tra le righe rilevate e le lunghezze d'onda di laboratorio contenute nella lista fornita in input, ottenendo una stima preliminare della velocità radiale;
4. viene avviato il loop principale, che prevede:
 - a) la sottrazione delle righe dallo spettro originale
 - b) la rideterminazione del continuo dallo spettro da cui si sono sottratte le righe
 - c) la divisione dello spettro dal continuo appena determinato

- d) la rideterminazione dei centroidi e dell'intensità delle righe
questo ciclo viene ripetuto cinque volte;
- viene effettuata una cross-correlazione tra le righe dello spettro e quelle nella lista che contiene i valori delle lunghezze d'onda di laboratorio, calcolando la media e la deviazione standard delle RV ottenute; viene determinata la RV finale e vengono quindi rigettate le righe con una RV discrepante in base ad una 3σ -rejection;
 - viene prodotto un file di output con la lista di righe, lo spettro di continuo e lo spettro sottratto.

4.3 Stima delle abbondanze chimiche

Dopo aver ottenuto le EWs di ogni riga selezionata, vengono derivate le abbondanze chimiche di ogni transizione per cui è fornita una EW.

L'abbondanza chimica degli elementi viene ricavata dal confronto tra la EW osservata e quelle teoriche derivate a partire da profili sintetici calcolati per diverse abbondanze dell'elemento in esame. Alla base di questa procedura c'è la relazione che intercorre tra l'abbondanza di un elemento e l'intensità della riga (descritta dalla EW), la così detta curva di crescita. La curva di crescita prevede tre regimi:

- regime lineare: in questo regime l'EW cresce linearmente con l'abbondanza chimica, quindi la riga diventa più profonda all'aumentare dell'abbondanza mantenendo un profilo gaussiano fino a quando non raggiunge la saturazione:

$$EW \propto N_a \tag{4.2}$$

con N_a numero di atomi responsabili dell'assorbimento;

- regime piatto: una volta raggiunto il massimo dell'assorbimento la riga diventa satura, per cui all'aumentare del numero di atomi N_a la profondità della riga varia in maniera sempre meno significativa, riducendo il contributo dell'allargamento

Doppler (nel core della riga) ma con un allargamento collisionale (nelle ali) ancora trascurabile:

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

- regime di smorzamento: in questo regime il contributo delle ali non è più trascurabile alla stima di EW e, all'aumentare del numero N_a , il profilo della riga non è più descritto da una gaussiana ma dal profilo di Voigt:

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

Per avere una stima corretta dell'abbondanza chimica le righe selezionate devono trovarsi principalmente nel regime lineare e nel primo tratto del regime piatto (dove l'EW è ancora sensibile all'abbondanza), in quanto negli altri regimi il profilo di riga è poco (o non) sensibile all'abbondanza.

4.3.1 GALA

GALA (Mucciarelli et al., 2013) è un codice Fortran che permette di derivare automaticamente i parametri atmosferici (temperatura efficace, gravità, velocità di micro-turbolenza e la metallicità globale) e le abbondanze dei singoli elementi degli spettri stellari sfruttando il metodo descritto precedentemente che si basa sulla misura dell'EW osservata.

Il codice, sviluppato per calcolare l'abbondanza dalle EWs misurate, confronta una lista di righe osservate con delle righe teoriche, variando l'abbondanza fino a quando la EW osservata e quella teorica correlano entro un certo range di convergenza.

Il profilo di riga teorico è calcolato includendo le sorgenti di opacità del continuo ma trascurando il contributo delle righe vicine, perciò è necessario verificare accuratamente che non ci siano blending tra le righe spettrali da analizzare. In particolare GALA è stato sviluppato per:

- scegliere il miglior modello di atmosfera sulla base delle EWs osservate delle righe metalliche;

- trattare i file di input e output del codice *WIDTH9*;
- fornire degli strumenti statistici e grafici per verificare la qualità dei risultati finali e l'incertezza dei parametri ricavati.

Ottimizzazione dei parametri

Per l'esecuzione del programma è possibile scegliere se eseguire un'ottimizzazione spettroscopica globale dei parametri o se ottimizzare solo alcuni parametri, mantenendo gli altri fissati al valore di input specificato.

Per ogni parametro atmosferico (T_{eff} , $\log g$, v_t e $[M/H]$) si adotta un parametro specifico di ottimizzazione $C(X)$, definito in modo tale da essere nullo in corrispondenza del miglior valore del parametro X . Perciò la condizione $C(\tilde{X}) = 0$ identifica $\tilde{X} = X$ come il miglior valore del parametro. Una volta trovati i parametri atmosferici, vengono quindi derivate le abbondanze di tutti gli elementi per i quali è fornito un valore di EW.

I valori di $C(X)$ utilizzati sono stati definiti in modo tale da vincolare i principali parametri atmosferici nel seguente modo:

- il coefficiente angolare S_χ della relazione A(Fe)- χ permette di vincolare la T_{eff} , infatti la variazione della temperatura effettiva ha un impatto maggiore sulle abbondanze da transizioni di basso potenziale di eccitazione χ , producendo quindi un cambio di pendenza della relazione;
- il coefficiente angolare S_{EWR} della relazione A(Fe)-EWR permette l'ottimizzazione della velocità di microturbolenza, poichè tale parametro impatta solo sulle abbondanze derivate da transizioni vicine al ramo piatto della curva di crescita;
- la differenza delle abbondanze medie ottenute dalle righe di FeI e di FeII permette di vincolare la gravità superficiale, poichè tale parametro ha impatto solo sulle abbondanze da righe ionizzate (mentre quelle neutre non ne sono affette);
- la metallicità del modello è scelta in base all'abbondanza media di Fe.

Poiché i dati Gaia forniti per le stelle del nostro campione sono di elevata qualità e precisione, temperatura superficiale e gravità sono state fissate al valore ottenuto dalla determinazione fotometrica come descritto nel capitolo 3. Solo la microturbolenza e la metallicità sono stati determinati spettroscopicamente.

Per poter funzionare correttamente GALA ha bisogno dei seguenti file di input:

- la lista di spettri stellari da analizzare, specificando i corrispondenti parametri stellari (di guess o definitivi);
- per ogni spettro un file contenente la lista delle righe selezionate, i dati atomici e le EWs misurate, questi file sono prodotti da 4DAO;
- un file di configurazione dei parametri che viene letto da GALA per eseguire l'analisi.

Struttura principale

GALA è strutturato in tre principali working blocks:

- il working block di guess che mira a trovare i parametri atmosferici in maniera rapida; questo passaggio è specialmente utile in casi di grande incertezza nei parametri atmosferici di input;
- il working block di analisi che cerca il miglior modello di atmosfera sulla base di una minimizzazione che parte dai valori di guess forniti dall'utente o ottenuti dal blocco precedente;
- l'ultimo working block mira a rifinire la soluzione, partendo dai parametri atmosferici ottenuti dal blocco precedente.

Più in dettaglio, la procedura di analisi è stata sviluppata per trovare una valida soluzione assumendo che i valori di input siano ragionevolmente vicini ai valori reali.

Questa procedura iterativa viene calcolata nel seguente modo:

1. vengono calcolate le abbondanze utilizzando i parametri forniti dall'utente e scartando le righe discrepanti.

2. Viene rifinito il modello di metallicità in modo tale da corrispondere all'abbondanza media di $[Fe/H]$ (entro 0.1 dex);
3. Viene calcolato un nuovo modello con valori differenti di T_{eff} , sulla base del coefficiente S_χ (una slope negativa indica una sovrastima della T_{eff} e viceversa); vengono quindi calcolati dei nuovi modelli variando solo la T_{eff} , fino a trovare i due valori che identificano l'intervallo di T_{eff} in cui la pendenza è pari a zero. In questo modo viene adottata la T_{eff} che corrisponde al valore minimo di $|S_\chi|$.
4. Viene eseguita la stessa procedura per v_t . Se il valore finale di v_t è diverso da quello utilizzato nel ciclo precedente, GALA ritorna allo step 2, verificando se con il nuovo valore di v_t è necessario variare i valori di $[M/H]$ e T_{eff} . In caso contrario, la procedura procede con il passaggio successivo.
5. Viene modificata la gravità superficiale fino a trovare una coppia positiva/negativo di $\delta(Fe)$. Se il valore di output di $\log g$ differisce dal valore di input GALA ritorna al passaggio 2 con il modello di atmosfera ottenuto e viene ripetuta l'intera procedura.
6. Quando viene trovato il modello che soddisfa tutte le condizioni descritte precedentemente, la procedura termina e si procede con l'analisi della stella successiva.

Successivamente, il terzo blocco di lavoro permette di ripetere il blocco precedente utilizzando la soluzione ottenuta come parametri di guess. Viene quindi effettuata una nuova esclusione delle righe discrepanti e viene eseguito di nuovo l'analisi. Il vantaggio di questo procedimento è che la nuova esclusione delle righe viene effettuata sulla base di parametri atmosferici più vicini alla soluzione "vera".

Esclusione delle righe discrepanti

L'identificazione (e la successiva esclusione) di righe con abbondanze discrepanti è un aspetto fondamentale nella determinazione delle abbondanze chimiche, specie per elementi che presentano un numero limitato di righe. Principalmente tre ragioni possono essere attribuite ad una abbondanza discrepante:

- blends non riconosciuti con altre righe e che comportano una sovrastima sistematica delle abbondanze;
- dati atomici inaccurati che comportano una sovrastima o una sottostima dell'abbondanza;
- stime inaccurate di EW, di solito attribuibili alla qualità spettrale.

I primi due casi possono essere parzialmente evitati cercando di includere nella lista di righe solamente transizioni con un accurato $\log(gf)$ e verificando ogni transizione per quanto riguarda il blending, sulla base dei parametri atmosferici e della risoluzione spettrale.

L'esclusione delle righe viene eseguita da GALA sulla base dei seguenti criteri:

1. vengono rigettate le righe più deboli o più intense del valore di soglia di EWR. Infatti, le righe più deboli possono essere significativamente influenzate dal rumore mentre le righe più intense possono variare sensibilmente con v_t o avere delle ali pronunciate per le quali il fit con un profilo gaussiana potrebbe non essere appropriato, comportando una sottostima sistematica dell'EW;
2. vengono rigettate le righe a cui è associata un'incertezza sull'EW, espressa in percentuale, maggiore del valore di soglia fornito in input;
3. vengono escluse le righe sulla base della loro distanza dalla linea di best-fit calcolata sui piani $A(Fe) - \chi$ e $A(Fe) - EWR$ tramite un algoritmo di σ rejection.

Un punto importante sull'esclusione delle righe è che GALA non la esegue indipendentemente per ogni iterazione del codice, ma solamente all'inizio di ogni working block. Questo è particolarmente importante perché permette di utilizzare sempre lo stesso campione di righe durante il processo di ottimizzazione, evitando il rischio di introdurre dei minimi secondari nell'andamento dei parametri $C(X)$ in funzione di X .

In figura 4.3 e 4.4 è riportato un esempio di output di GALA.

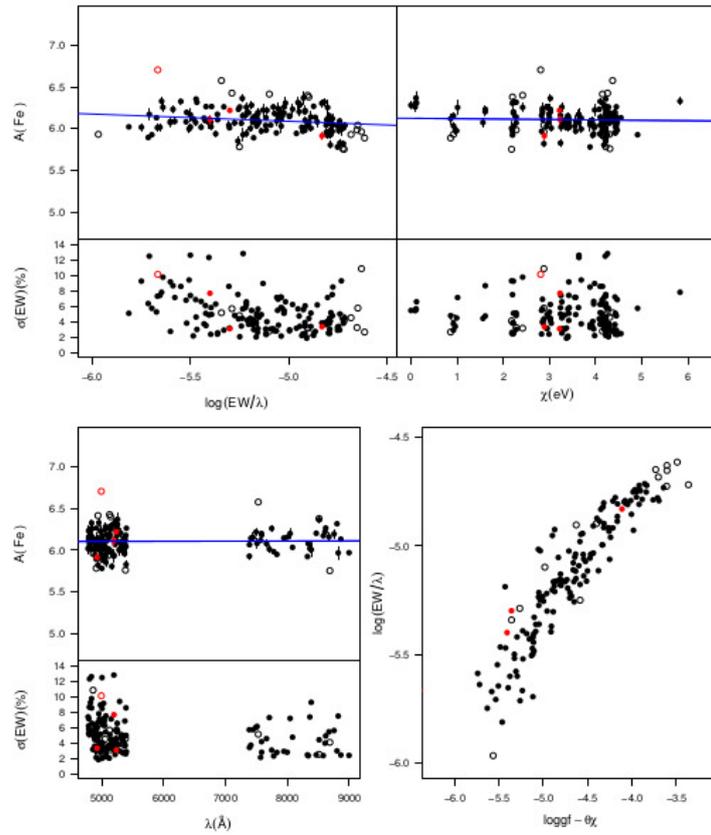


Figura 4.3: Output GALA. I due grafici in alto riportano l'andamento dell'abbondanza di Fe in funzione di EWR (grafico di sinistra) e in funzione del potenziale di eccitazione (grafico a destra); sotto si trovano i grafici corrispondenti che riportano l'errore sull'EW in funzione delle stesse quantità. In basso a sinistra si ha il grafico che riporta l'abbondanza di Fe in funzione della lunghezza d'onda e infine in basso a destra è rappresentata la curva di crescita empirica.

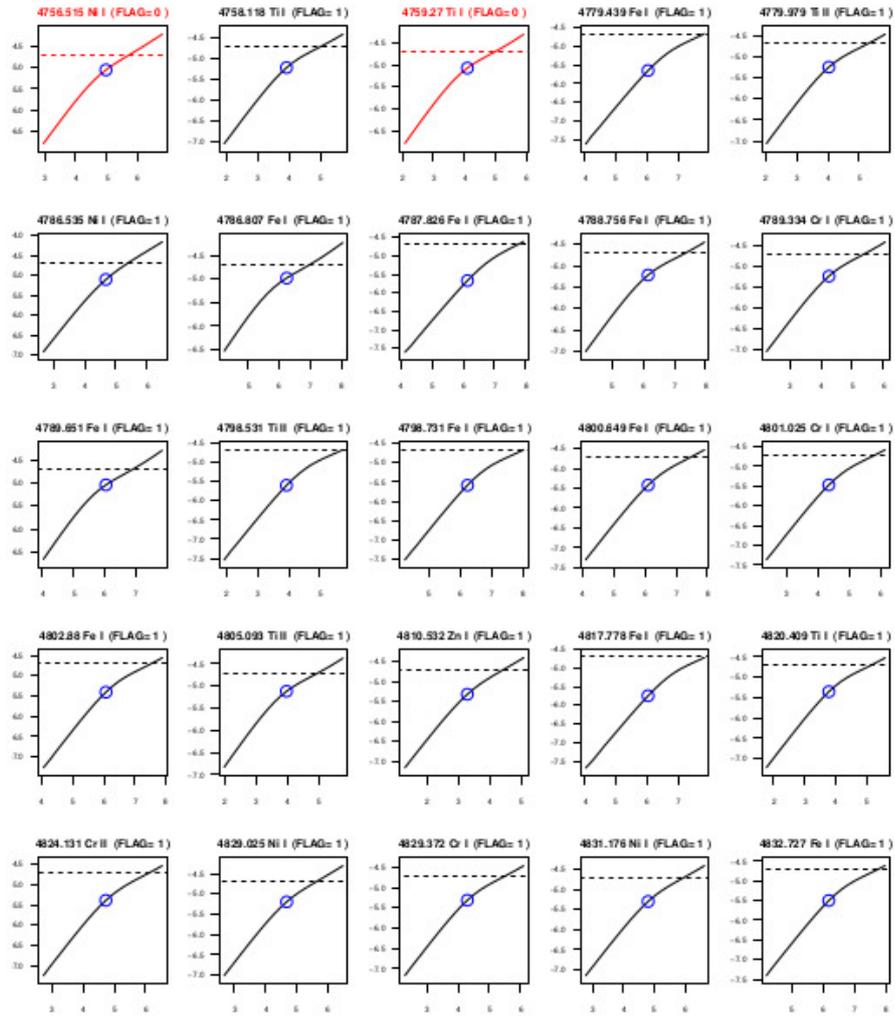


Figura 4.4: Output GALA. La linea tratteggiata rappresenta il limite di EWR scelto per l'esclusione delle righe. Le righe rosse sono quelle escluse dall'analisi.

4.3.2 SALVADOR

SALVADOR (A. Mucciarelli, codice proprietario) è un codice sviluppato con l'obiettivo di calcolare le abbondanze chimiche confrontando lo spettro stellare osservato con una griglia di spettri sintetici. Il codice esegue una minimizzazione del χ^2 tra lo spettro osservato e una griglia di spettri sintetici che vengono calcolati tenendo fissi i parametri atmosferici e facendo variare solo l'abbondanza dell'elemento della riga in analisi, fino a trovare il valore minimo del χ^2 che corrisponde allo spettro che meglio riproduce quello osservato.

Per il funzionamento di SALVADOR è necessaria una lista di spettri da analizzare, che includa per ogni stella i principali parametri atmosferici (T_{eff} , $\log g$, $[M/H]$, v_t). Inoltre, bisogna fornire un file per ogni stella che contenga le principali informazioni relative alle singole transizioni da analizzare, la lunghezza d'onda centrale della riga, la specie atomica corrispondente alla transizione e la risoluzione spettrale da adottare. Il programma calcola automaticamente il range in lunghezza d'onda degli spettri sintetici da analizzare, a partire dalla λ centrale. Inoltre, è necessario un file che contenga i parametri di configurazione per l'esecuzione del programma, in cui è possibile specificare se eseguire l'analisi in maniera manuale o automatica.

Per quanto riguarda la normalizzazione sono possibili tre opzioni:

1. non effettuare nessuna modifica sullo spettro (se lo spettro è già normalizzato);
2. applicare uno shift allo spettro basato sul confronto tra il valore mediano dello spettro osservato e di un sintetico;
3. normalizzare lo spettro tramite delle finestre di continuo preselezionate.

Per migliorare il posizionamento del continuo, dato il grande impatto che esso ha nel calcolo delle abbondanze, gli spettri sono stati rinormalizzati utilizzando l'ultima opzione, che permette un controllo maggiore sulla normalizzazione "locale" (cioè attorno alla feature di interesse). A tal fine, per ogni stella si sono individuate precise finestre spettrali in cui non sono presenti righe, tramite le quali il programma rinormalizza lo spettro osservato e quello sintetico, in modo da ottenere una normalizzazione omogenea per entrambi.

Il fit tra la riga osservata e gli spettri sintetici è stato eseguito in una finestra centrata alla lunghezza d'onda della transizione e larga abbastanza da includere l'intero profilo della riga. Tale finestra viene scelta automaticamente dal programma con un'estensione $\pm 4\sigma$ rispetto alla lunghezza d'onda centrale, ma può essere modificata dall'utente in casi particolari. In figura 4.5 e 4.6 sono riportati degli esempi di output prodotti da SALVADOR.

In alcuni specifici casi si è utilizzato il comando ABU2 che permette di misurare l'abbondanza dalle ali delle righe più intense, per cui il core è saturo e solo le ali mostrano variazioni dovute all'abbondanza. Questo è il caso delle righe di Mg, utilizzate per misurare l'abbondanza di magnesio a $\lambda = 5167 \text{ \AA}$, $\lambda = 5172 \text{ \AA}$ e $\lambda = 5183 \text{ \AA}$.

In seguito all'analisi vengono prodotti tre file di output:

- un file che riassume per tutte le transizioni lo spettro di best-fit nella finestra di fit;
- un file con i parametri relativi ad ogni riga analizzata (lunghezza d'onda, numero atomico, abbondanza media e EW);
- un file che contiene i risultati grafici dell'analisi: il grafico principale mostra lo spettro osservato nella finestra di fit, a cui sono sovrapposti tre spettri sintetici con diversi valori di abbondanza chimica.

4.3.3 Errori sulle abbondanze chimiche

L'incertezza totale sull'abbondanza chimica di un dato elemento viene calcolata sommando in quadratura l'errore dovuto alla misura e l'errore associato alla stima dei parametri atmosferici. In particolare, l'incertezza statistica dovuta all'errore di misura viene calcolato sui rapporti finali di abbondanze $[X/Fe]$ come σ/N_{lines} .

Gli errori sulle abbondanze di Fe sono stati calcolati tramite la formula:

$$\sigma_{[Fe/H]} = \sqrt{\frac{\sigma_{Fe}^2}{N_{Fe}} + (\delta_{Fe}^{Teff})^2 + (\delta_{Fe}^{logg})^2 + (\delta_{Fe}^{\eta})^2} \quad (4.5)$$

Gli errori sulle abbondanze di tutti gli altri elementi (espressi come rapporto di abbondanza $[X/Fe]$) sono stati calcolati tramite la formula:

$$\sigma_{[X/Fe]} = \sqrt{\frac{\sigma_X^2}{N_X} + \frac{\sigma_{Fe}^2}{N_{Fe}} + (\delta_X^{Teff} - \delta_{Fe}^{Teff})^2 + (\delta_X^{logg} - \delta_{Fe}^{logg})^2 + (\delta_X^\eta - \delta_{Fe}^\eta)^2} \quad (4.6)$$

Per le abbondanze degli elementi calcolate tramite GALA (descrizione dettagliata in sezione 4.3.1), gli errori sulle abbondanze $[X/Fe]$ vengono forniti dal programma insieme alla stima di abbondanza. Le abbondanze calcolate tramite GALA sono quelle relative agli elementi di Fe, Si, Ca, Ti, Zn, Cr.

Le abbondanze degli elementi che sono state calcolate tramite SALVADOR (sezione 4.3.2) sono relative a Mg, Mn, Y II, Ba II, Sc II, Cu, Na e K. Per questi elementi l'errore sulle abbondanze è stato calcolato tramite la formula 4.6.

Per gli elementi per i quali è stata misurata un'unica transizione tramite la sintesi spettrale, l'incertezza sulla misura è stata calcolata tramite una media di simulazioni Monte Carlo, creando un campione di 300 spettri con un rumore Poissoniano che riproduce il SNR osservato e ripetendo la procedura di line-fitting tramite SALVADOR. In questo studio l'errore sulla temperatura è stato calcolato come somma in quadratura degli errori dovuti alla fotometria, al reddening e alla trasformazione colore- T_{eff} , ottenendo un errore sulla temperatura di 60 K. Per la gravità e la velocità di micro-turbolenza si è scelto, in maniera conservativa, di associare a tutte le stelle un errore di 0.1 [cgs] per $\log g$ e 0.1 $km \cdot s^{-1}$ per v_t .

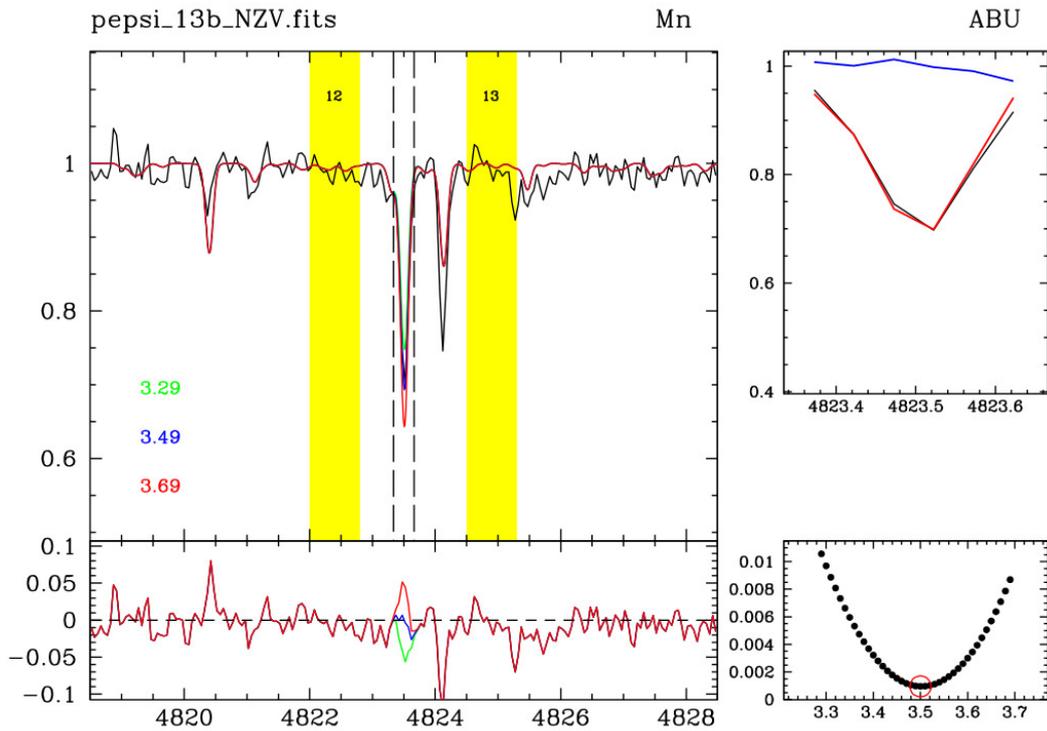


Figura 4.5: Output SALVADOR (con il comando ABU). Nel pannello di sinistra è mostrato il confronto tra lo spettro osservato e spettri sintetici con diversi valori di abbondanza per l'elemento specificato. I rettangoli gialli rappresentano le finestre di continuo utilizzate per la normalizzazione dello spettro. In alto a destra sono rappresentati i residui, mentre l'ultimo pannello in basso a destra riporta l'andamento del χ^2 in funzione dell'abbondanza chimica.

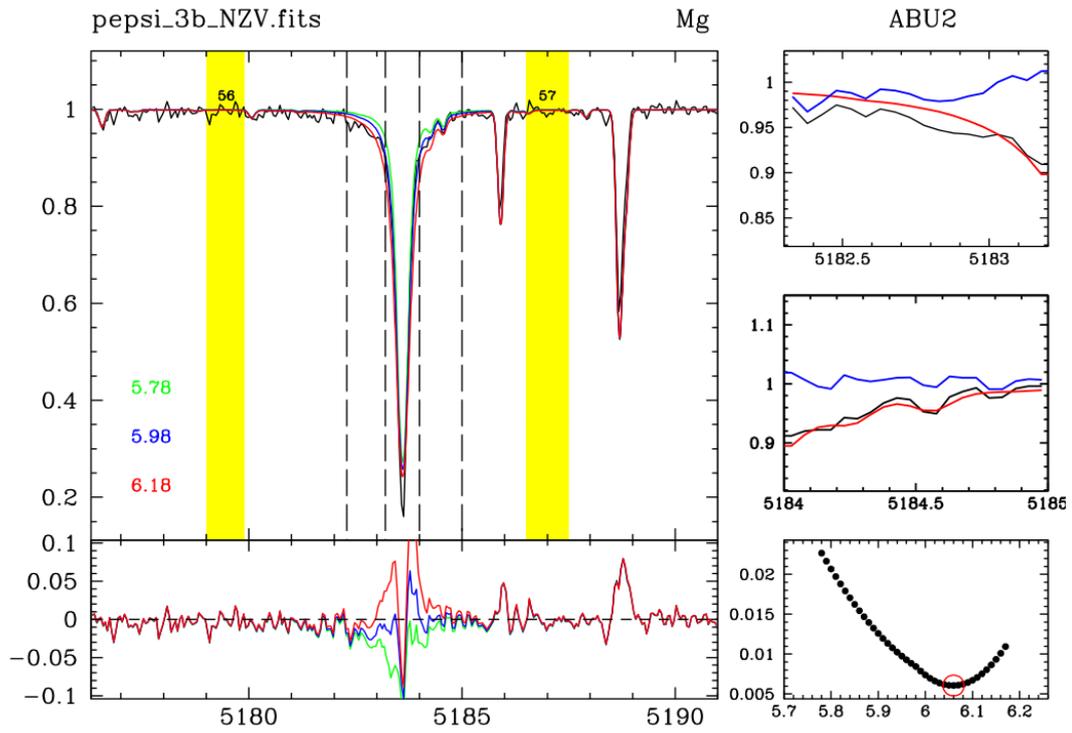


Figura 4.6: Output SALVADOR (con il comando ABU2). Nel pannello di sinistra è mostrato il confronto tra lo spettro osservato e spettri sintetici con diversi valori di abbondanza per l'elemento specificato. I rettangoli gialli rappresentano le finestre di continuo utilizzate per la normalizzazione dello spettro. In alto a destra sono rappresentati i residui, mentre l'ultimo pannello in basso a destra riporta l'andamento del χ^2 in funzione dell'abbondanza chimica.

5 Risultati

In questo capitolo verranno esposti i risultati che si sono ottenuti, sia per quanto riguarda le velocità radiali dei targets e le probabili associazioni alle varie sottostrutture che ne conseguono, sia per quanto riguarda le abbondanze chimiche calcolate rispetto ai possibili progenitori.

5.1 Velocità radiali

Le velocità radiali sono state ottenute con il programma DAOSPEC (Sezione 4.2.1) attraverso la misura della posizione di un numero elevato di righe metalliche.

In figura 5.1 è mostrata (a sinistra) la distribuzione delle RV misurate comprese nel range tra -400 e 400 km/s. Gli errori associati alle velocità sono stati calcolati tramite σ/N_{lines} (con σ la dispersione delle RV attorno al valore medio) e sono risultati estremamente piccoli (dell'ordine di 0.02, si veda fig 5.1 pannello di destra), questo grazie all'alta risoluzione spettrale e all'alto SNR degli spettri PEPSI.

Nel pannello di destra di figura 5.1 sono riportate le velocità radiali in funzione delle velocità tangenziali; l'istogramma nel pannello interno riporta l'intervallo su cui si estende l'errore associato alle velocità radiali.

Le velocità radiali misurate in questo lavoro forniscono il sesto e ultimo parametro dello spazio delle fasi necessario per poter ricostruire le orbite delle stelle analizzate. Per integrare le orbite è stato utilizzato il codice Agama (Vasiliev et al., 2019), assumendo come potenziale Galattico quello proposto da McMillan et al. (2017). Le velocità Galattocentriche sono state corrette per il moto solare secondo le prescrizioni di Schonrich et al. 2010, e assumendo una velocità del *Local Standard of Rest* di 232.8 km/s (McMillan et al., 2017).

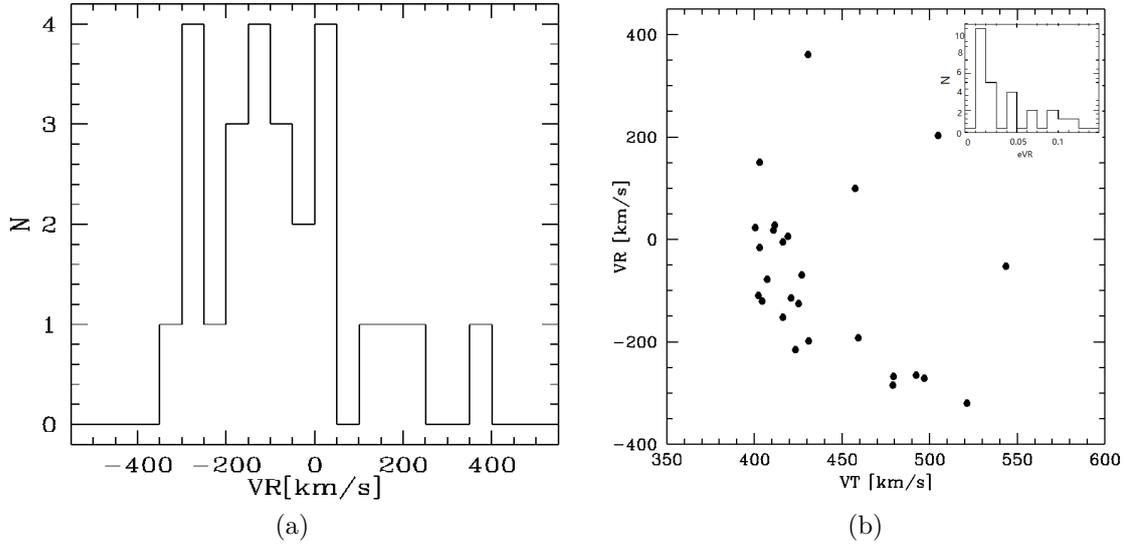


Figura 5.1: (A sinistra) Distribuzione delle velocità radiali dei target. (A destra) Velocità radiali in funzione delle Velocità tangenziali. Nel riquadro in alto a destra è riportato un istogramma che rappresenta il range su cui si estendono gli errori associati alle velocità radiali.

Una volta determinati i parametri orbitali ci si è focalizzati sugli Integrali del Moto energia (E) e momento angolare verticale (L_z). Questo perchè in questo spazio di parametri l'associazione delle stelle alle probabili galassie progenitrici è più efficace (per esempio Koppelman et al. 2019).

5.2 Integrali del Moto

In figura 5.2 è riportato il grafico degli Integrali del Moto (descrizione dettagliata nella sezione 1.2.2) in cui le posizioni dei targets sono riportati in confronto alla posizione di ammassi globulari Galattici (Massari et al. 2019). In base alla posizione nel piano di questi IoM delle tre principali sottostrutture retrograde conosciute, ovvero Gaia-Enceladus, Sequoia e Thamnos (si veda Ruiz-Lara et al. 2022) questo primo campione di 26 stelle retrograde nei dintorni solari risulta essere composto da 15 stelle di G-E, 6 di Sequoia, 2 di Thamnos e 3 di attribuzione ambigua.

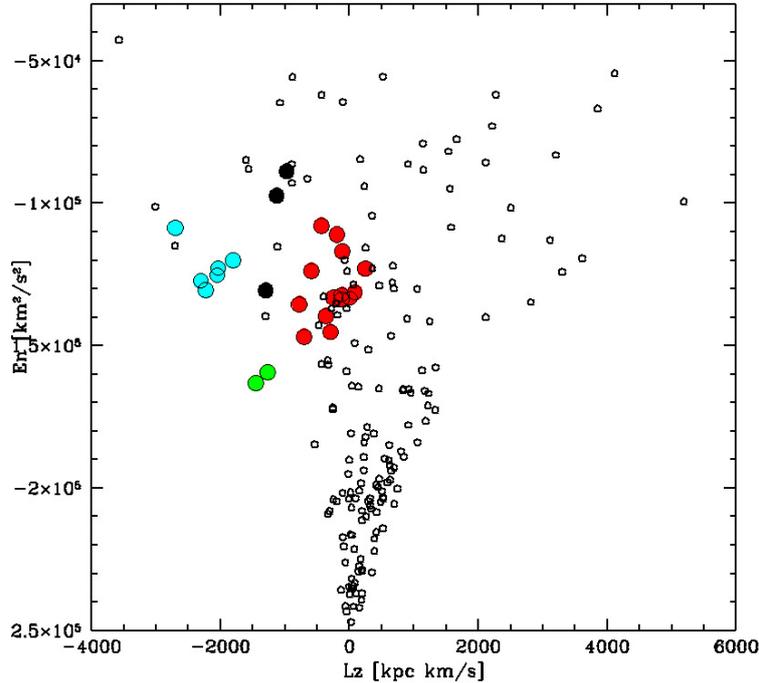


Figura 5.2: Posizione dei targets nel grafico degli Integrali del Moto in confronto alla posizione degli ammassi globulari Galattici. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus, in blu quelle associate a Sequoia e in verde quelle associate a Thamnos. In nero sono rappresentati i targets con un'attribuzione ambigua.

Per quanto per alcune stelle l'attribuzione potrebbe non essere scontata, risulta in ogni caso chiaro che le stelle retrograde che osserviamo nei dintorni solari sono dominate principalmente da stelle appartenenti a G-E.

È importante sottolineare che gli sciami stellari di queste strutture, per quanto coerenti, talvolta si sovrappongono nel piano degli Integrali del Moto. In questo caso, l'associazione è dinamicamente incerta, ed ulteriori informazioni sono necessarie per risolvere la possibile degenerazione. Un caso simile si verifica qui, e riguarda le stelle indicate con simboli neri in Figura 5.2: la loro posizione le rende compatibili sia con Gaia-Enceladus che con Sequoia. Sarà quindi lo studio della loro chimica lo strumento con cui cercare di determinare il loro progenitore più probabile.

5.3 Abbondanza di ferro

L'abbondanza di ferro viene generalmente utilizzata come tracciante di metallicità globale, grazie al grande numero di righe misurabili anche a bassa metallicità e in un ampio intervallo di parametri atmosferici, a differenza degli altri metalli che invece possono essere molto più difficili da determinare.

L'abbondanza di ferro viene calcolata da GALA come numero di atomi di ferro rispetto al numero di atomi di idrogeno:

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

L'abbondanza di ferro viene poi espressa relativamente al valore solare, secondo la seguente notazione:

$$\left[\frac{Fe}{H}\right] = A(Fe)_* - A(Fe)_\odot \quad (5.2)$$

Il numero di righe da cui si è ottenuta l'abbondanza di ferro dipende dalla metallicità e dai parametri atmosferici stellari. In particolare per questo studio le abbondanze di Fe per le stelle osservate sono state ottenute dalla misura di circa 100 righe di FeI, tranne per le stelle più metal-poor per le quali è stato possibile selezionare circa 30 righe. L'incertezza tipica dei valori di $[Fe/H]$ calcolati in questo lavoro è dell'ordine di 0.05 dex.

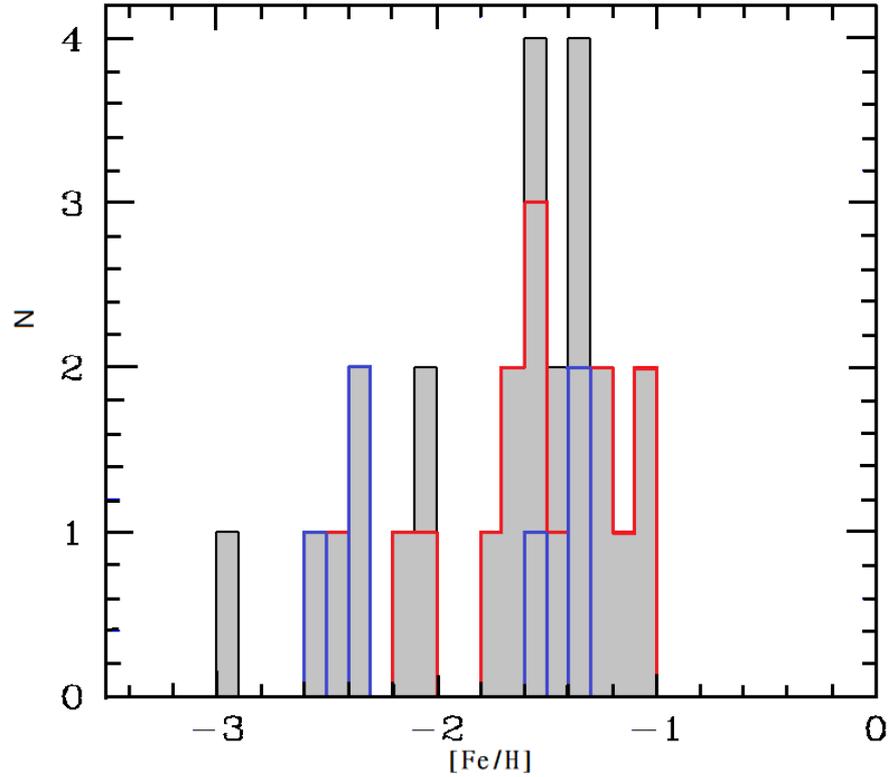


Figura 5.3: Distribuzione delle abbondanze di ferro dei targets. In grigio è riportata la distribuzione totale dei target; in rosso è rappresentata la distribuzione di ferro per i target associati a Gaia-Enceladus; in blu i target associati a Sequoia.

In figura 5.3 è riportata la distribuzione delle abbondanze di ferro dei target e in tabella 5.1 i valori di $[Fe/H]$. Come si può vedere la distribuzione si estende tra $[Fe/H] \simeq -3$ e $[Fe/H] = -1$ dex con un picco attorno a $[Fe/H] \simeq -1.5$ dex. È interessante notare come la parte più metal-poor della distribuzione sia popolata quasi interamente dalle stelle di Sequoia. Questo è consistente con i risultati più recenti della letteratura (per esempio Myeong et al. 2019), e supporta l'ipotesi che una delle stelle con associazione dinamica ambigua (caratterizzata da $[Fe/H] \simeq -3$ dex) sia membro proprio di questo progenitore.

Name	$[Fe/H]$	erFe
Pepsi 1	-2.39	± 0.05
Pepsi 2	-1.06	± 0.06
Pepsi 3	-2.05	± 0.05
Pepsi 4	-1.67	± 0.05
Pepsi 5	-1.60	± 0.05
Pepsi 6	-1.39	± 0.03
Pepsi 7	-1.32	± 0.05
Pepsi 8	-1.46	± 0.05
Pepsi 9	-1.12	± 0.06
Pepsi 11	-1.58	± 0.05
Pepsi 12	-1.59	± 0.04
Pepsi 13	-1.51	± 0.06
Pepsi 14	-1.46	± 0.05
Pepsi 15	-1.20	± 0.05
Pepsi 16	-1.50	± 0.04
Pepsi 17	-1.21	± 0.04
Pepsi 18	-2.07	± 0.06
Pepsi 19	-2.45	± 0.05
Pepsi 20	-2.94	± 0.05
Pepsi 21	-1.38	± 0.05
Pepsi 22	-1.39	± 0.05
Pepsi 23	-2.31	± 0.05
Pepsi 24	-1.01	± 0.06
Pepsi 25	-2.57	± 0.05
Pepsi 26	-1.73	± 0.04
Pepsi 27	-2.16	± 0.04

Tabella 5.1: Valori di $[Fe/H]$ di tutti i targets.

5.4 Abbondanza di altri elementi

I rapporti di abbondanza per i diversi metalli analizzati in questo lavoro sono discussi in questa sezione come funzione di $[Fe/H]$. Le stelle osservate con PEPSI sono state confrontate con le abbondanze di stelle di alone e disco Galattico da vari lavori di letteratura: Edvardsson et al. (1993); Gratton et al. (2003); Reddy et al. (2003, 2006)

per tutti gli elementi, Fulbright (2000); Stephens Boesgaard (2002); Adibekyan et al. (2012); Bensby et al. (2014); Roederer et al. (2014) per Na e Mg, Bensby et al. (2005) per Mg, Barklem et al. (2005) per Mg; Adibekyan et al. (2012) per Ca e Si, Barklem et al. (2005) per Ca e Ti; Adibekyan et al. (2012) per Sc; Adibekyan et al. (2012) per Ni, Bihain et al. (2004); Yan et al. (2015) per Cu; ; Bensby et al. (2005) per Ba.

In tutte le figure mostrate in seguito, i target PEPSI sono mostrati con lo stesso codice di colore di Figura 5.2 per evidenziare le rispettive associazioni a G-E, Sequoia e Thamnos.

É importante notare che alcune stelle hanno evidenziato dei problemi relativi all'osservazione o all'analisi chimica. In particolare:

- Pepsi 7 e 11: queste due stelle sono state osservate in vicinanza della Luna. Nonostante la sottrazione del cielo eseguita con lo spettro preso con la seconda fibra PEPSI, alcune righe solari residue sono ancora presenti nello spettro e possono spesso contaminare le righe stellari con il rischio di falsare le abbondanze risultanti.
- Pepsi 9: si tratta della stella meno luminosa del campione, con $T_{eff} = 4374$ K e $\log g = 4.80$ e localizzata nella parte bassa della Sequenza Principale (si veda fig. 3.1). Tale stella mostra nello spettro intense righe di MgH che non si riescono a riprodurre in maniera soddisfacente, probabilmente a causa della qualità dei dati atomici disponibili per queste transizioni.
- Pepsi 24: le righe dello spettro mostrano una FWHM quasi doppia rispetto alle altre stelle. Questo potrebbe indicare la presenza di una seconda componente oppure indicare una modesta velocità di rotazione.
- Pepsi 20: si tratta della stella più metal-poor del campione. Essa mostra una forte discrepanza tra le abbondanze di Fe da righe neutre e ionizzate ($\Delta Fe = 0.55$ dex). Questa differenza può essere spiegata o da un errore nella gravità (che impatta su Fe II e non su Fe I) o dalla presenza di effetti NLTE (che riducono l'abbondanza di Fe I). É importante notare che la parallasse Gaia per questa stella ha una precisione paragonabile alle altre stelle, suggerendo che il valore di

gravità sia corretto. È quindi possibile che tale stella, localizzata lungo la Sequenza Principale e a bassa metallicità, sia affetta da effetti NLTE. In questo caso l'abbondanza corretta dovrebbe essere fornita dalle righe di Fe II, comportando comunque una delle abbondanze di Fe più basse del campione.

Queste stelle sono state segnate nelle figure tramite dei cerchi perchè le loro abbondanze potrebbero non essere completamente affidabili a causa dei diversi problemi discussi.

5.4.1 Elementi odd-Z

In tabella 5.3 sono riportati i valori dei rapporti di abbondanza $[Na/Fe]$.

Sodio

Il sodio viene prodotto dal bruciamento idrostatico del carbonio in stelle massicce, comportando una produzione che dipende dall'eccesso di neutroni (e.g Kobayashi et al. 2006). I neutroni vengono rilasciati dalla reazione $^{22}Ne(a, n)^{25}Mg$ dove ^{22}Ne è prodotto dalla doppia cattura α di ^{14}N , che viene accumulato nel ciclo CNO durante il bruciamento dell'idrogeno a spese di carbonio e ossigeno. Come conseguenza di questo, l'efficienza della produzione di Na aumenta con le abbondanze originali di C e O della stella. Questo spiega il trend generale di $[Na/Fe]$ che tende ad aumentare con $[Fe/H]$ per le stelle *high* α . Le SNe Ia non producono Na in quantità significative (Nomoto et al. 1997), perciò la sottoabbondanza di Na relativa a Fe nelle stelle *low* α , è parzialmente dovuta all'eccesso di ferro prodotto dalle SNe Ia.

Le abbondanze di sodio sono state ottenute tramite l'analisi di 1-2 righe che sono state corrette per il NLTE (Lind et al. 2009) e che ha permesso di ottenere un valore di $[Na/Fe]$ per tutte le stelle del campione tranne 3 (Pepsi 19, 20, 24).

La figura 5.4 riporta l'andamento delle abbondanze $[Na/Fe]$ vs $[Fe/H]$. La maggior parte delle stelle associate a G-E è coerente con il trend generale delle stelle di alone di riferimento, a differenza di due stelle che risultano Na-rich. Queste stelle (Pepsi 5 e Pepsi 17) non hanno mostrato particolari problemi dal punto di vista dei dati a disposizione e dell'analisi chimica.

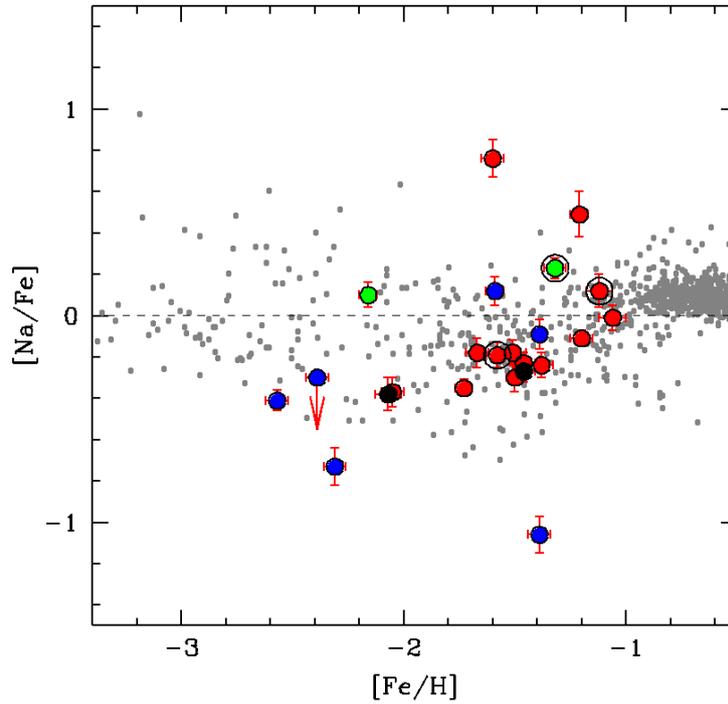


Figura 5.4: $[\text{Na}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

È possibile individuare una sistematicità nelle abbondanze delle stelle associate a Thamnos, che risultano più elevate rispetto alle abbondanze dei target associati a G-E. Tuttavia la poca statistica di stelle associate a Thamnos non permette di concludere con certezza un pattern chimico che possa individuare una particolarità nelle abbondanze di Na rispetto alle stelle associate a G-E.

Infine, tutte le stelle più povere di Na appartengono a Sequoia, in linea con i risultati di Matsuno et al. 2021.

5.4.2 Elementi α

In tabella 5.2 sono riportati i valori dei rapporti $[X/Fe]$ per gli elementi α di seguito discussi.

Magnesio

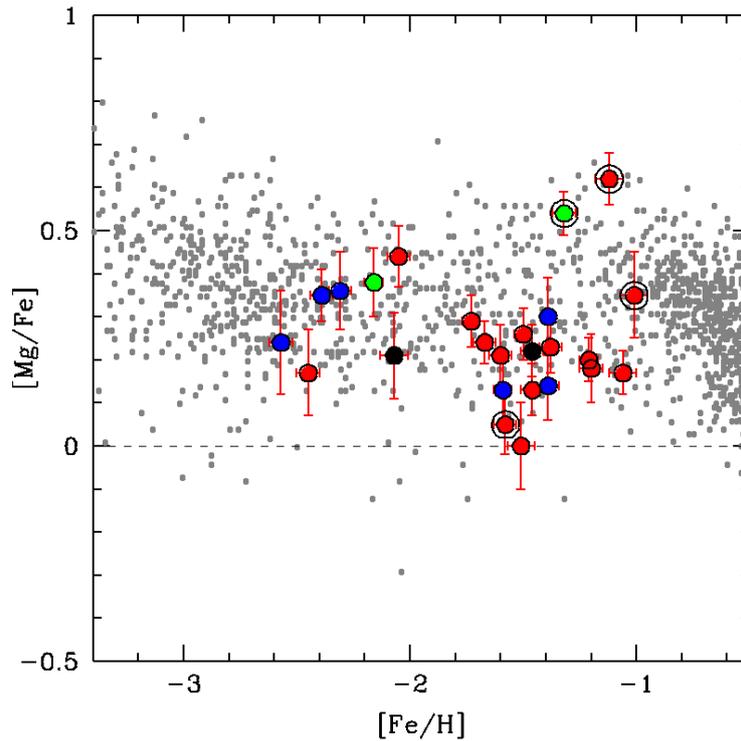


Figura 5.5: $[Mg/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

Il magnesio è un prodotto del bruciamento idrostatico di carbonio e neon in stelle massive e viene disperso nel mezzo interstellare dalle SNeII (e.g. Woosley & Weaver 1995). Le SNeIa producono solo una trascurabile frazione di Mg (Nomoto et al. 1997). Nissen & Schuster (2011) per primi hanno individuato due componenti Galattiche con diversa chimica proprio usando $[Mg/Fe]$. In particolare, la popolazione *high- α* mostra

$[Mg/Fe]$ circa costante, il che indica che queste stelle si sono formate in regioni con uno Star Formation Rate (SFR) relativamente alto, in modo che solamente le SNe II hanno contribuito alla evoluzione chimica fino a $[Fe/H] \sim 0.4$ dex (Nissen & Schuster 2011). Le stelle *low- α* si originano da sistemi con un'evoluzione chimica più lenta, dove le SNe Ia iniziano a contribuire in termini di ferro a $[Fe/H] < 1.5$ dex. I candidati più papabili per questi sistemi sono le galassie nane, per le quali si pensa che l'evoluzione chimica proceda lentamente a causa di un basso SFR (e.g. Lanfranchi & Matteucci 2003).

In questo lavoro l'abbondanza di magnesio è stata determinata tramite SALVADOR (come descritto nella sezione 4.3.2) utilizzando la sintesi spettrale per le righe del tripletto a $\lambda = 5167.3$ Å, $\lambda = 5172.6$ Å e $\lambda = 5183.6$ Å. Per queste righe è stato scelto di eseguire l'analisi tramite SALVADOR in quanto sono molto intense e spesso localizzate nella parte dampened della curva di crescita (quindi in molti casi è stato necessario utilizzare solo le ali delle righe per eseguire il fit).

In figura 5.5 è riportato l'andamento di $[Mg/Fe]$ vs $[Fe/H]$ per tutti i targets.

Come si nota, le abbondanze calcolate riproducono il trend generale delle stelle di alone. Le abbondanze di $[Mg/Fe]$ delle stelle di Gaia-Enceladus e di Sequoia risultano compatibili, per quanto a metallicità $[Fe/H] < -2$ dex ci sono evidenze che Sequoia sia sistematicamente più ricca di Mg, in accordo con i risultati di Myeong et al. 2019. I targets associati a Thamnos sono caratterizzati da un rapporto $[Mg/Fe]$ relativamente più elevato rispetto al resto dei targets. Questo è in accordo con Ruiz-Lara et al. (2022) in quanto le stelle associabili a Thamnos hanno, in media, valori di $[Mg/Fe]$ maggiori rispetto a Gaia-Enceladus a fissato $[Fe/H]$.

Calcio

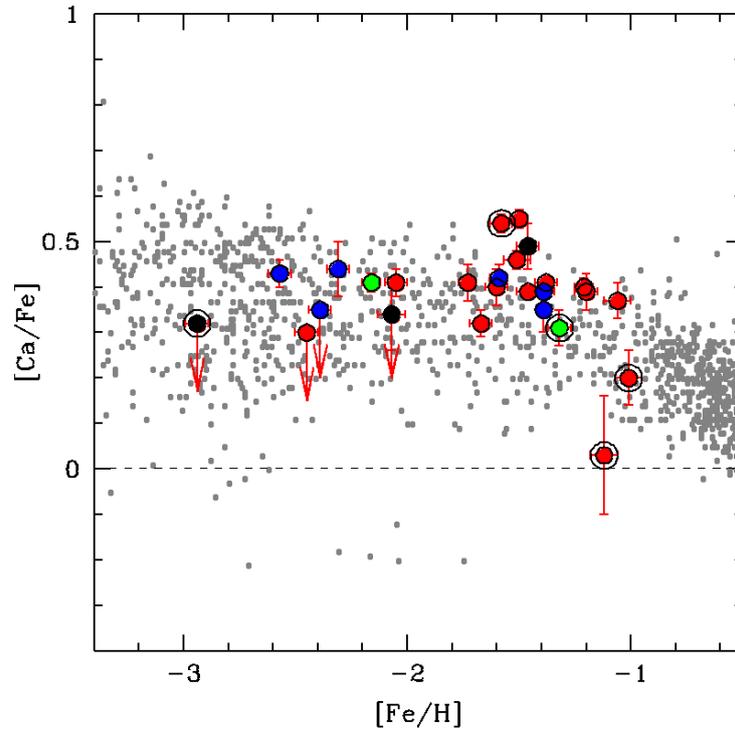


Figura 5.6: $[Ca/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

Il calcio è prodotto principalmente in stelle massive con un contributo non trascurabile anche dalle SNe Ia.

Le abbondanze di calcio sono state ottenute tramite l'analisi di 2-3 righe neutre. La figura 5.6 riporta l'andamento di $[Ca/Fe]$ vs $[Fe/H]$. Per questo elemento non si è evidenziato nessun pattern chimico particolare che possa in qualche modo distinguere le stelle associate alle diverse sottostrutture, in quanto tutte le abbondanze riproducono abbastanza bene il trend generale di riferimento.

Silicio

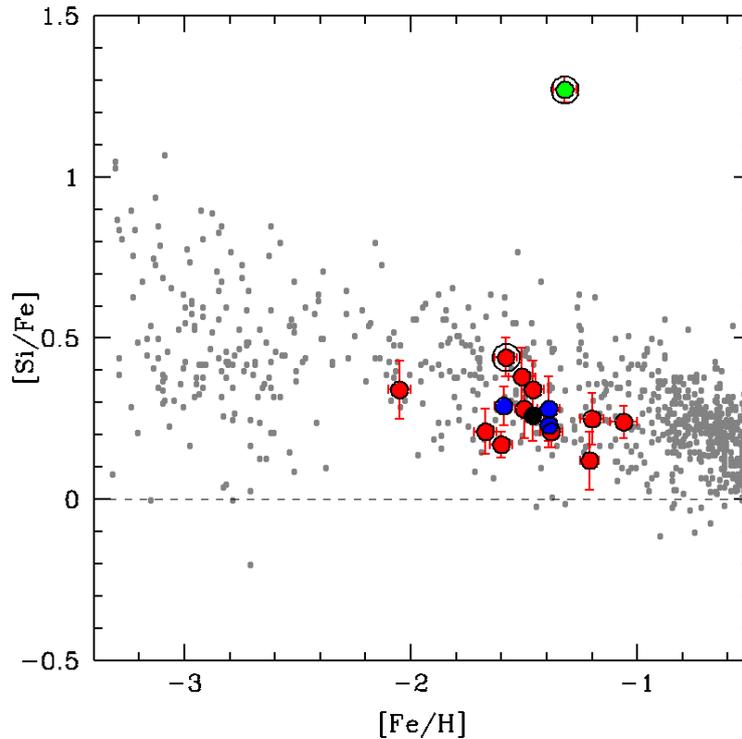


Figura 5.7: $[\text{Si}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

La produzione di silicio è dovuta al bruciamento di ossigeno in stelle massicce, ma un importante contributo è fornito anche dalle SNe Ia.

Le abbondanze di silicio sono state ottenute tramite GALA (come descritto nella sezione 4.3.1). Per questo elemento ci si è basati sull'analisi di circa 6 righe, ottenendo le abbondanze di Si per 16 dei targets. Per gli altri targets le righe di silicio non erano visibili (a causa della combinazione temperatura/metallicità) e gli upper limits risultavano estremamente elevati, senza fornire quindi informazioni significative.

In figura 5.7 è riportato l'andamento di $[\text{Si}/\text{Fe}]$ in funzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$. Come si può notare quasi tutti i targets, per i quali è stato possibile ottenere l'abbondanza di silicio, seguono coerentemente il trend generale che tende a diminuire all'aumentare di

$[Fe/H]$, mostrando anche una piccola dispersione a fissata metallicità.

Le tre stelle di Sequoia per cui abbiamo misurato $[Si/Fe]$, hanno abbondanze indistinguibili da quelle di G-E di simile metallicità. Solo la stella Pepsi 7, delle due associate a Thamnos, (caratterizzata da $T_{eff} = 6131$ K e $\log g = 4.10$) risulta avere una sovra-abbondanza rispetto al resto del campione. Tuttavia come già discusso precedentemente, l'abbondanza di questa stella risulta essere incerta.

Titanio

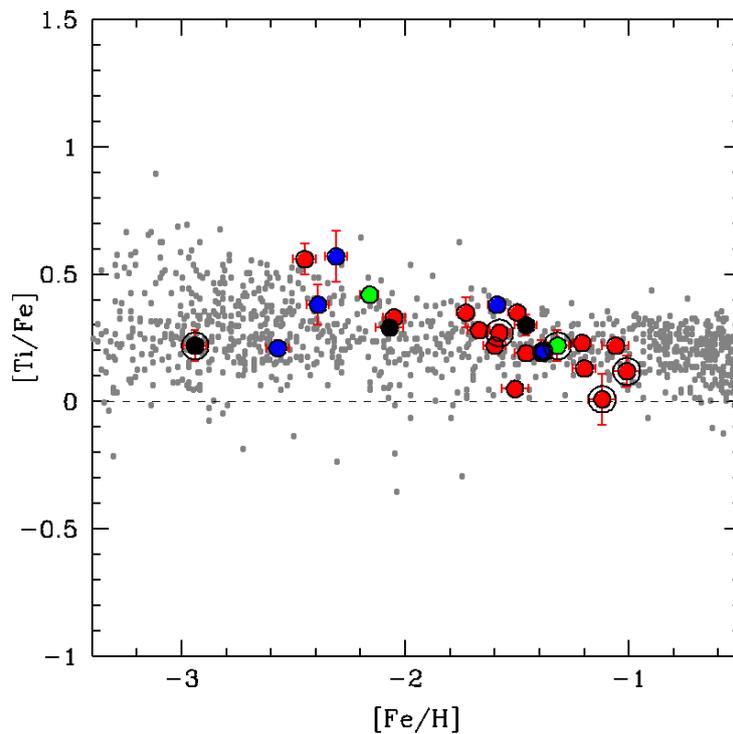


Figura 5.8: $[Ti/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

Il titanio è il prodotto del bruciamento di ossigeno e silicio in stelle massicce, ma un importante contributo è fornito anche dalle SNe Ia.

Le abbondanze di titanio sono state ottenute tramite GALA dall'analisi di circa 15

righe (per le stelle più metal-rich) fino ad un minimo di 2 righe per le stelle più metal-poor.

In figura 5.8 è riportato l'andamento dei rapporti $[Ti/Fe]$ in funzione di $[Fe/H]$. Tutte le stelle sono in buon accordo con le abbondanze di riferimento mostrando inoltre una piccola dispersione a metallicità maggiori, e una dispersione maggiore alle metallicità più basse. Anche in questo caso le abbondanze di titanio non evidenziano un particolare pattern chimico che permetta di distinguere tra le varie sottostrutture associate.

Name	$[Mg/Fe]$	erMg	$[Ca/Fe]$	erCa	$[Si/Fe]$	erSi	$[Ti/Fe]$	erTi
Pepsi 1	0.35	± 0.06	< 0.35	-	-	-	0.38	± 0.08
Pepsi 2	0.17	± 0.05	0.37	± 0.04	0.24	± 0.05	0.22	± 0.03
Pepsi 3	0.44	± 0.07	0.41	± 0.03	0.34	± 0.09	0.33	± 0.03
Pepsi 4	0.24	± 0.05	0.32	± 0.03	0.21	± 0.07	0.28	± 0.02
Pepsi 5	0.21	± 0.07	0.40	± 0.04	0.17	± 0.04	0.22	± 0.03
Pepsi 6	0.30	± 0.09	0.35	± 0.05	0.23	± 0.07	0.20	± 0.04
Pepsi 7	0.54	± 0.05	0.31	± 0.04	1.27	± 0.04	0.22	± 0.06
Pepsi 8	0.22	± 0.06	0.49	± 0.05	0.26	± 0.08	0.30	± 0.04
Pepsi 9	0.62	± 0.06	0.03	± 0.13	-	-	0.01	± 0.10
Pepsi 11	0.05	± 0.07	0.54	± 0.02	0.44	± 0.06	0.27	± 0.03
Pepsi 12	0.13	± 0.09	0.42	± 0.03	0.29	± 0.06	0.38	± 0.02
Pepsi 13	0.00	± 0.10	0.46	± 0.02	0.38	± 0.09	0.05	± 0.03
Pepsi 14	0.13	± 0.06	0.39	± 0.01	0.34	± 0.09	0.19	± 0.03
Pepsi 15	0.18	± 0.08	0.39	± 0.04	0.25	± 0.08	0.13	± 0.03
Pepsi 16	0.26	± 0.06	0.55	± 0.02	0.28	± 0.09	0.35	± 0.03
Pepsi 17	0.20	± 0.05	0.40	± 0.02	0.12	± 0.09	0.23	± 0.03
Pepsi 18	0.21	± 0.10	0.34	± 0.08	-	-	0.29	± 0.03
Pepsi 19	0.17	± 0.10	< 0.30	-	-	-	0.56	± 0.06
Pepsi 20	-	-	< 0.32	-	-	-	0.22	± 0.06
Pepsi 21	0.23	± 0.06	< 0.41	-	-	-	0.20	± 0.03
Pepsi 22	0.14	± 0.08	0.39	± 0.01	0.21	± 0.05	0.19	± 0.03
Pepsi 23	0.36	± 0.09	0.44	± 0.06	0.28	± 0.10	0.57	± 0.10
Pepsi 24	0.35	± 0.10	0.20	± 0.06	-	-	0.12	± 0.06
Pepsi 25	0.24	± 0.12	0.43	± 0.03	-	-	0.21	± 0.03
Pepsi 26	0.29	± 0.06	0.41	± 0.04	-	-	0.35	± 0.06
Pepsi 27	0.38	± 0.08	0.41	± 0.02	-	-	0.42	± 0.02

Tabella 5.2: Valori dei rapporti di abbondanze $[X/Fe]$ degli elementi α .

5.4.3 Elementi di cattura neutronica

I valori dei rapporti di abbondanze $[X/Fe]$ per gli elementi di cattura neutronica sono riportati nella tabella 5.3.

Ittrio

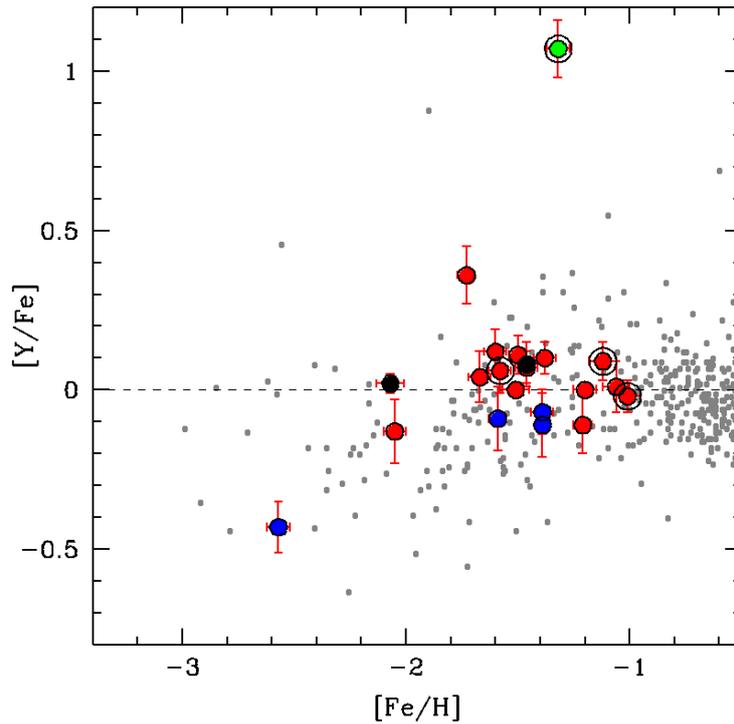


Figura 5.9: $[Y/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

L'ittrio viene prodotto dalla cattura neutronica che avviene nei nuclei del picco del ferro dai processi s deboli che avvengono nelle stelle massive (come il rame), così come i processi r. Dal modello di evoluzione galattica, Travaglio et al. (2004) hanno predetto un andamento di $[Y/Fe]$ attorno a zero per le stelle di alone e disco spesso con un $[Fe/H] > -2$. Inoltre, Y e Ba possono essere prodotti dai principali processi s che avvengono nella shell di stelle di piccola massa ($M < 4M_{\odot}$) di AGB (Busso et al., 1999).

L'ittrio ($Z=39$) fa parte degli elementi del gruppo dei processi $s - light$ (ls), mentre il Ba ($Z=56$) è uno degli elementi prodotti dai processi $s - heavy$ (hs). I neutroni sono forniti principalmente dalla reazione $^{13}C(a, n)^{16}O$, dove ^{13}C viene prodotto dalla cattura protonica all'interno dei nuclei di ^{12}C prodotti durante il bruciamento di He. Le abbondanze di ittrio sono state calcolate tramite SALVADOR sulla base di circa 6 righe selezionate.

In figura 5.9 sono riportati valori di $[Y/Fe]$ per tutti i targets per i quali si sono potuti calcolare. Si può notare che il trend delle abbondanze dei targets risulta coerente con il trend generale delle stelle di alone. Gli elementi di cattura neutronica mostrano uno scatter relativamente largo in confronto ad altri elementi. Nonostante ciò, le abbondanze di $[Y/Fe]$ delle stelle associate a Sequoia sono significativamente inferiori rispetto a quelle di G-E, mostrando una sottoabbondanza sistematica rispetto al trend descritto dalle altre stelle. Inoltre è possibile notare l'elevata abbondanza di ittrio calcolata per la stella Pepsi 7 (associata a Thamnos). Tuttavia questa stella risultava problematica nell'analisi chimica, a causa di una contaminazione da spettro solare, perciò e per la scarsa statistica non è possibile concludere nulla per quanto riguarda il sottocampione associato a Thamnos.

Zinco

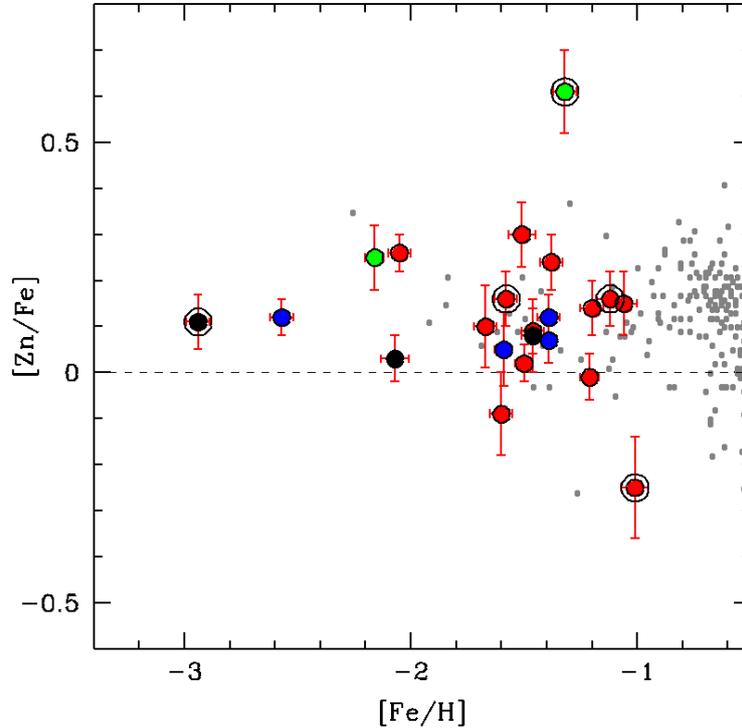


Figura 5.10: $[Zn/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

Le abbondanze di zinco sono state ottenute analizzando la riga a $\lambda = 4810.5\text{\AA}$. In questo modo si è ottenuto il valore di $[Zn/Fe]$ vs $[Fe/H]$ per tutte le stelle tranne 4. Il trend generale di $[Zn/Fe]$ per le stelle *high* - α di alone e disco spesso, risulta essere quasi costante ad un livello di +0.15 dex, mentre le stelle *low* - α mostrano un trend decrescente in $[Zn/Fe]$ all'aumentare di $[Fe/H]$.

Come si può notare dalla figura 5.10, le stelle associate a G-E mostrano un andamento coerente con il trend delle altre stelle, a cui seguono le abbondanze delle stelle associate a Sequoia, che non mostrano una particolare discrepanza da G-E. Invece è possibile riscontrare una sistematicità nelle abbondanze delle stelle associate a Thamnos, caratterizzate da sovrabbondanze significative rispetto alle stelle di G-E.

Bario

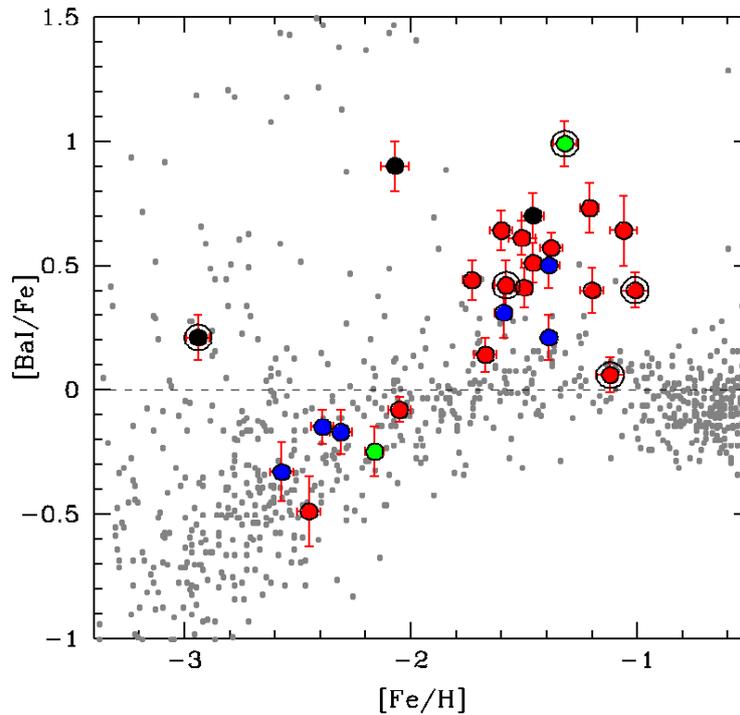


Figura 5.11: $[Ba/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

Le abbondanze di bario sono state ottenute tramite l'analisi della riga a $\lambda = 4934.1\text{\AA}$, che ha permesso di ottenere l'abbondanza $[Ba/Fe]$ per tutte le stelle del campione. La figura 5.11 riporta l'andamento di $[Ba/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In questo caso le abbondanze ottenute mostrano una grande dispersione maggiormente alle più alte metallicità. Le stelle associate a G-E mostrano una sovrabbondanza rispetto alle stelle di riferimento attorno a $[Fe/H] = -1.5$ dex. Inoltre è possibile notare come le stelle associate a Sequoia siano caratterizzate da un'abbondanza di $[Ba/Fe]$ sistematicamente più bassa rispetto alle stelle di G-E.

Name	$[Na/Fe]$	erNa	$[Y/Fe]$	erY	$[Zn/Fe]$	erZn	$[Ba/Fe]$	erBa
Pepsi 1	< -0.30	-	-	-	-	-	-0.15	0.07
Pepsi 2	-0.01	± 0.06	0.01	± 0.08	0.15	± 0.07	0.64	± 0.14
Pepsi 3	-0.37	± 0.07	-0.13	± 0.10	0.26	± 0.04	-0.08	± 0.9
Pepsi 4	-0.18	± 0.07	0.04	± 0.08	0.10	± 0.09	0.14	± 0.07
Pepsi 5	0.76	± 0.09	0.12	± 0.07	-0.09	± 0.09	0.64	± 0.08
Pepsi 6	-0.09	± 0.07	-0.11	± 0.10	0.07	± 0.05	0.21	± 0.09
Pepsi 7	0.23	± 0.05	1.07	± 0.09	0.61	± 0.09	0.99	± 0.09
Pepsi 8	-0.27	± 0.05	0.08	± 0.07	0.08	± 0.08	0.70	± 0.09
Pepsi 9	0.12	± 0.08	0.09	± 0.06	0.16	± 0.06	0.06	0.07
Pepsi 11	-0.19	± 0.06	0.06	± 0.07	0.16	± 0.06	0.42	± 0.10
Pepsi 12	0.12	± 0.07	-0.09	± 0.10	0.05	± 0.08	0.31	± 0.10
Pepsi 13	-0.18	± 0.06	0.00	± 0.05	0.30	± 0.07	0.61	± 0.07
Pepsi 14	-0.23	± 0.05	0.07	± 0.05	0.09	± 0.05	0.51	± 0.08
Pepsi 15	-0.11	± 0.04	0.00	± 0.05	0.14	± 0.06	0.40	± 0.09
Pepsi 16	-0.30	± 0.07	0.11	± 0.06	0.02	± 0.04	0.41	± 0.08
Pepsi 17	0.49	± 0.11	-0.11	± 0.09	-0.01	± 0.05	0.73	± 0.10
Pepsi 18	-0.38	± 0.08	0.02	± 0.03	0.03	± 0.05	0.90	± 0.10
Pepsi 19	-	-	-	-	-	-	-0.49	± 0.14
Pepsi 20	-	-	-	-	0.11	± 0.06	0.21	± 0.09
Pepsi 21	-0.24	± 0.06	0.10	± 0.05	0.24	± 0.06	0.57	± 0.06
Pepsi 22	-1.06	± 0.09	-0.07	± 0.07	0.12	± 0.05	0.50	± 0.09
Pepsi 23	-0.73	± 0.09	-	-	-	-	-0.17	± 0.09
Pepsi 24	-	-	-0.02	± 0.05	-0.25	± 0.11	0.40	± 0.07
Pepsi 25	-0.41	± 0.05	-0.43	± 0.08	0.12	± 0.04	-0.33	± 0.12
Pepsi 26	-0.35	± 0.04	0.36	± 0.09	-	-	0.44	± 0.08
Pepsi 27	0.10	± 0.06	-	-	0.25	± 0.07	-0.25	± 0.10

Tabella 5.3: Valori dei rapporti di abbondanze $[X/Fe]$ degli elementi di cattura neutronica e sodio.

5.4.4 Elementi del picco del ferro

I valori dei rapporti di abbondanze $[X/Fe]$ per gli elementi del picco del ferro sono riportati nella tabella 5.4 e 5.5.

Cromo

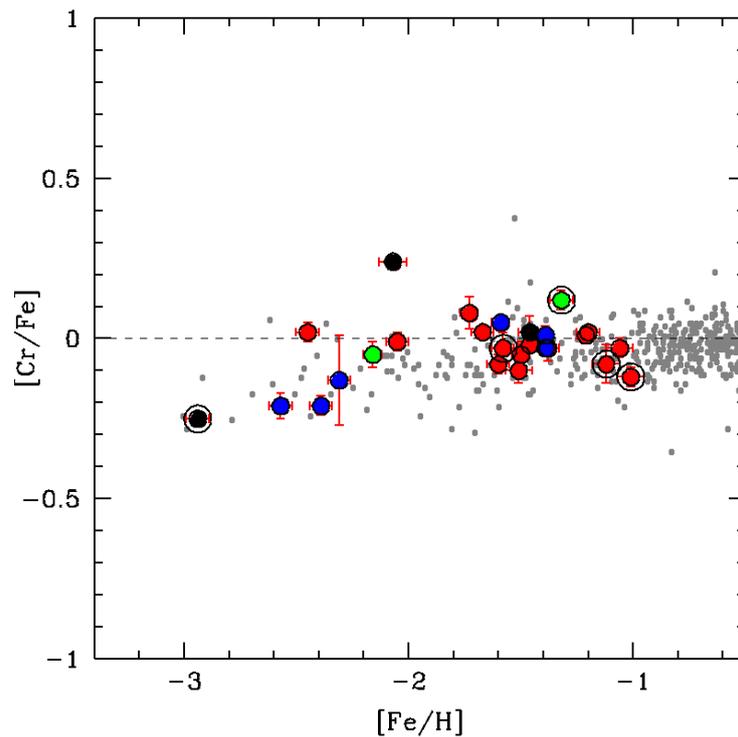


Figura 5.12: $[Cr/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

Il cromo generalmente viene prodotto sia dalle SNe di tipo II sia di tipo Ia. In figura 5.12 è riportato l'andamento di $[Cr/Fe]$ in funzione di $[Fe/H]$. In particolare l'andamento di $[Cr/Fe]$ per le stelle di alone e di disco spesso, si mantiene sempre vicino allo zero e non c'è una differenza significativa in $[Cr/Fe]$ tra le stelle *high- α* e *low- α* . Perciò il cromo segue i valori di ferro. Questo è in accordo con i calcoli di Kobayashi et

al (2006), che includono il contributo della nucleosintesi sia dalle SNe II con un'energia tipica $\sim 10^{51} \text{erg}$, sia delle SNe di tipo core collapse molto più energetiche, così chiamate *hypernovae* (HNe), che sprigionano un'energia 10 volte superiore.

Le abbondanze di Cr sono state calcolate tramite GALA basandosi sulla selezione di circa 10 righe.

Per tutti i targets è stato possibile ottenere una stima dell'abbondanza di $[Cr/Fe]$, mostrando una certa coerenza con il trend generale di riferimento che risulta vicino a zero per metallicità da $[Fe/H] \sim -3$ a solari.

Manganese

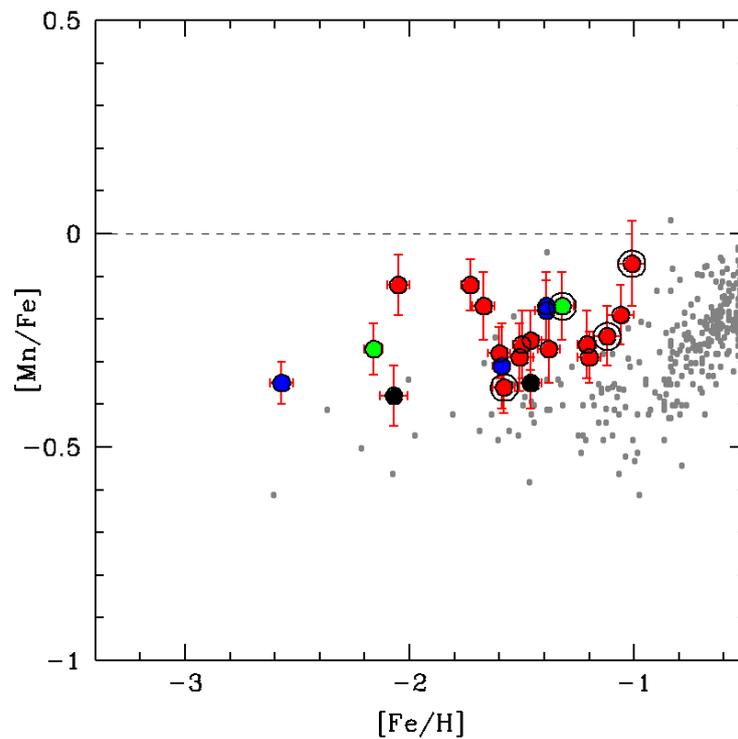


Figura 5.13: $[Mn/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

Le abbondanze di manganese sono state ottenute tramite SALVADOR dalle righe a $\lambda = 4754\text{\AA}$, $\lambda = 4762\text{\AA}$, $\lambda = 4765\text{\AA}$, $\lambda = 4766\text{\AA}$, $\lambda = 4783\text{\AA}$, $\lambda = 4823\text{\AA}$, $\lambda = 5341\text{\AA}$ e $\lambda = 5394\text{\AA}$. Per la maggior parte dei targets è stato possibile utilizzare un numero minimo di righe di manganese pari a 5 per determinare l'abbondanza, verificando che l'abbondanza misurata da ogni riga fosse consistente con quella misurata dalle altre righe; solamente per 4 stelle non si è ottenuto un valore di $[Mn/Fe]$ in quanto non è stato possibile selezionare alcuna riga di questo elemento. Questo è legato al fatto che si tratta di stelle molto metal-poor, con un valore medio di $[Fe/H] \sim -2.5$ dex.

L'andamento generale delle stelle di alone e di disco spesso tende ad aumentare da -0.4 dex a $[Fe/H] = -1.6$ a -0.2 a $[Fe/H] = -1$. Il trend continua per le stelle di disco in modo tale da raggiungere $[Mn/Fe] = 0$ a metallicità solare (e.g Feltzing et al. 2007). I valori delle abbondanze ottenuti sono riportati nella figura 5.13, che riporta $[Mn/Fe]$ in funzione di $[Fe/H]$ per tutti i targets per cui è stato possibile ottenere una stima dell'abbondanza. Si può notare che tutte le abbondanze calcolate sono maggiori rispetto al trend generale delle stelle di alone. Anche in questo caso le abbondanze delle varie sottostrutture non evidenziano nessuna particolarità chimica, ma sia le stelle associate a Sequoia che quelle associate a Thamnos mostrano abbondanze simili a quelle di G-E.

Nichel

Si è pensato per molto tempo che il nichel avesse valori molto simili al ferro ($[Ni/Fe] \simeq 0$) sia per le stelle di alone che per le stelle di disco. Nissen & Schuster (1997) trovarono, invece, un $[Ni/Fe]$ leggermente negativo in otto stelle di alone caratterizzate da bassi valori di $[\alpha/Fe]$ e $[Na/Fe]$. Nelle galassie dSph sono stati trovati valori di $[Ni/Fe]$ ancora più negativi (Tolstoy et al. 2009).

La produzione di Ni è legata principalmente alle SNe II, ma viene prodotto anche dalle SNe Ia. I modelli attuali di SNe Ia (Nomoto et al., 1997), predicono una sovrapproduzione di Ni relativamente al Fe, perciò è ancora dubbio il perchè le stelle *low* - α stanno al di sotto del gruppo di stelle *high* - α nel grafico $[Ni/Fe]$ vs $[Fe/H]$. Come evidenziato da Kobayashi et al. (2006), la produzione di Ni dovuta alle SNe Ia dipende fortemente dall'eccesso di elettroni, Y_e , nella regione di bruciamento, che è sensibile ad

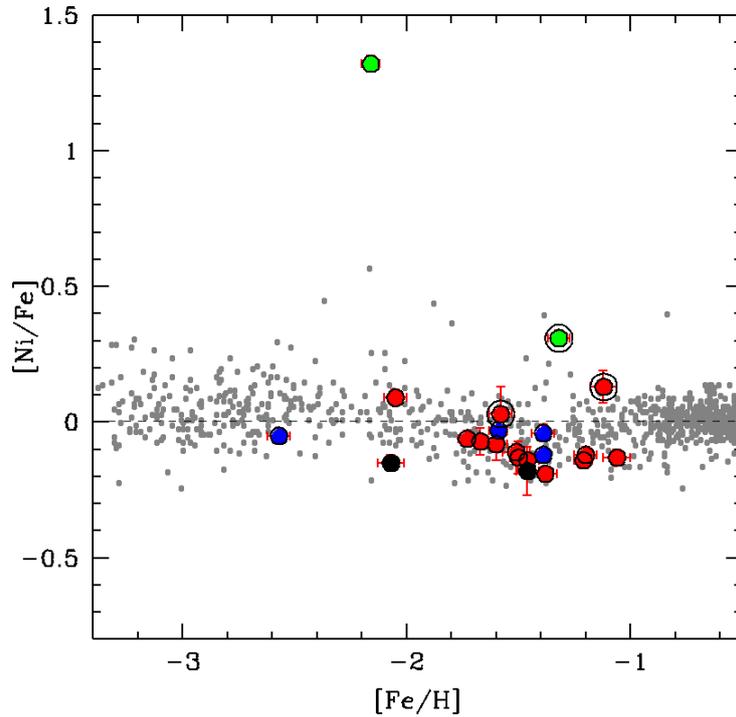


Figura 5.14: $[Ni/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

alcuni parametri incerti come la velocità di propagazione del fronte di bruciamento e la densità centrale della nana bianca progenitrice.

Le abbondanze di nichel sono state calcolate tramite l'analisi di circa 10 righe.

Nella figura 5.14 è riportato l'andamento di $[Ni/Fe]$ vs $[Fe/H]$. L'andamento delle abbondanze delle stelle associate a Sequoia e G-E segue il trend generale delle stelle di alone e di disco di riferimento. Si può notare che le stelle di Sequoia non mostrano una sistematicità particolare rispetto alle stelle associate a G-E, mentre le stelle associate a Thamnos sono caratterizzate da delle sovrabbondanze rispetto al resto del campione. In particolare, la stella Pepsi 27 mostra una sovrabbondanza significativa di $[Ni/Fe]$ non facilmente giustificabile in termini di una normale evoluzione chimica.

Rame

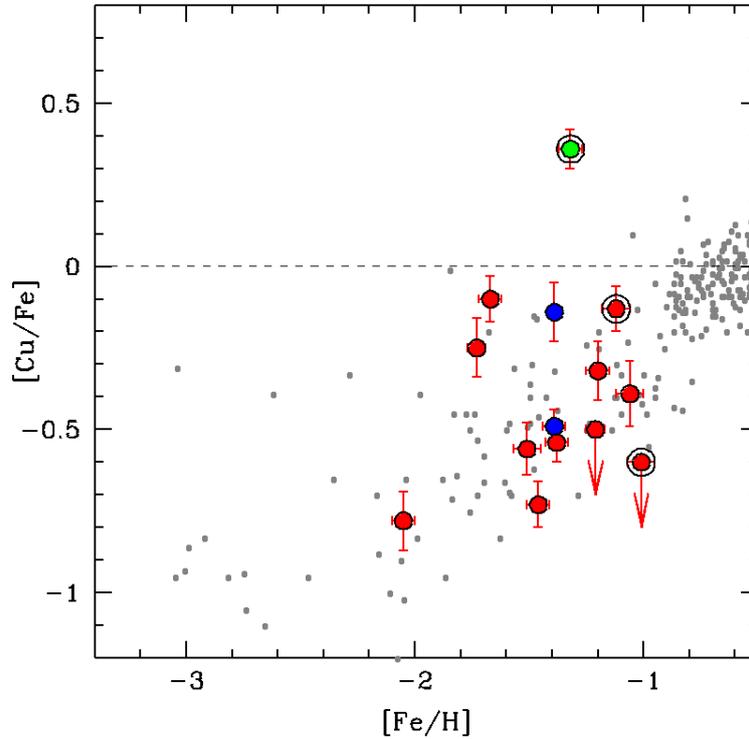


Figura 5.15: $[Cu/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

Il trend generale di $[Cu/Fe]$ delle stelle *high- α* di alone e disco spesso tende ad aumentare all'aumentare di $[Fe/H]$. Questo può essere spiegato dal fatto che il rame è principalmente prodotto in stelle massive dai processi *s* (e.g. Bisterzo et al. 2004). I neutroni necessari vengono prodotti dalla reazione $^{22}Ne(a, n)^{25}Mg$, che controlla anche la produzione di Na. Perciò, l'efficienza della produzione di Cu dei processi *s* aumenta all'aumentare dell'abbondanza iniziale di CNO.

Le abbondanze di rame sono state ottenute dalle righe a $\lambda = 5105.5\text{\AA}$ e $\lambda = 5218.2\text{\AA}$. Per analizzare queste righe si è scelto questo approccio in quanto le righe sono affette da splitting isotopico.

Per questo elemento si è potuto determinare l'abbondanza per circa la metà delle stelle,

infatti per 12 stelle non è stato possibile selezionare alcuna riga di rame.

In figura 5.15 è riportato il rapporto $[Cu/Fe]$ in funzione di $[Fe/H]$ per tutti i targets per i quali si è calcolata l'abbondanza di rame.

Si può notare che una sola stella risulta avere un'abbondanza di rame discrepante dal resto del campione, associata alla sottostruttura Thamnos.

Potassio

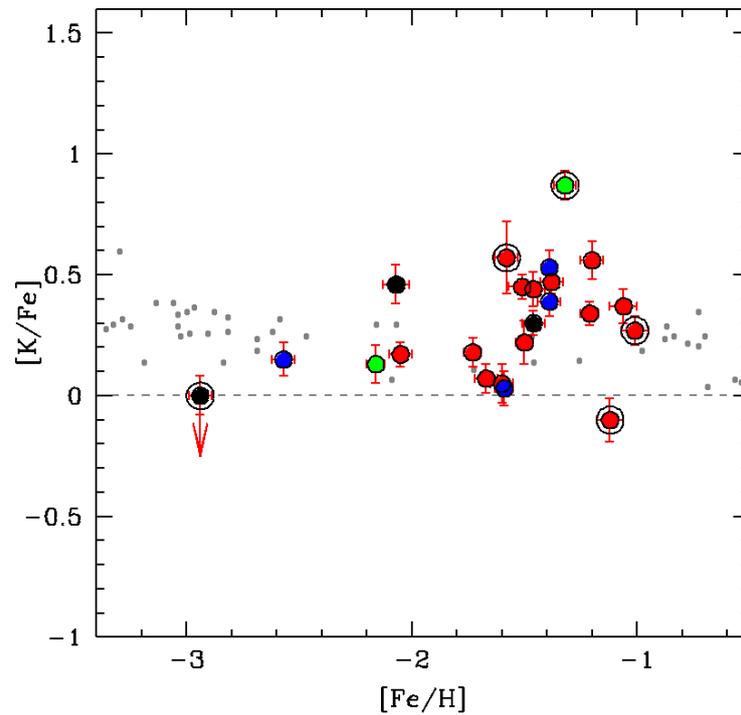


Figura 5.16: $[K/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

Il potassio viene principalmente prodotto dal bruciamento esplosivo dell'ossigeno (Truran & Arnett 1971). Gli studi teorici dell'evoluzione Galattica degli elementi chimici hanno fornito diverse predizioni per la dipendenza di $[K/Fe]$ rispetto a $[Fe/H]$. Timmes et al. (1995) hanno suggerito un trend decrescente di $[K/Fe]$ al diminuire di

$[Fe/H]$ in un modello in cui il bruciamento di ossigeno avviene sotto la condizione di equilibrio idrostatico. Goswami & Prantzos (2000) mostrano un comportamento leggermente sovrasolare di $[K/Fe] \simeq +0.2$ per $[Fe/H] \leq -1$ dex. Samland (1998) ha considerato un modello chemo-dinamico per la sintesi del potassio, trovando che $[K/Fe]$ aumenta gradualmente da 0.0 per $[Fe/H] \simeq 0$ a +0.3 per $[Fe/H] \simeq -1.0$, mantenendo un trend quasi costante di $[K/Fe] \simeq +0.3$ per $-3 \leq [Fe/H] \leq -1$.

Dal punto di vista osservativo la misura delle abbondanze di potassio si è basata sulla riga a $\lambda = 7699.8\text{\AA}$, ottenendo il valore di $[K/Fe]$ per tutti i target tranne tre. Inoltre sono state applicate le correzioni per il NLTE fornite da Reggiani et al. (2020). In figura 5.16 sono rappresentati i valori di $[K/Fe]$ vs $[Fe/H]$. Si nota una dispersione significativa nelle abbondanze di tutti i target e non è possibile individuare un pattern che possa distinguere tra le diverse sottostrutture.

Scandio

Lo scandio è un elemento intermedio tra gli elementi α e del picco del ferro. Le abbondanze di scandio di diverse popolazioni mostrano trend distinti tra loro. Come si può vedere da figura 5.17 le abbondanze di $[Sc/Fe]$ tendono ad aumentare gradualmente con l'aumento di $[Fe/H]$ fino a $[Fe/H] \leq -1$, mantenendo poi un trend quasi costante nell'intervallo tra $-1.0 \leq [Fe/H] \leq -0.4$ per le stelle di alone e di disco di riferimento. Le abbondanze di $[Sc/Fe]$ tendono a seguire un trend costante attorno al valore +0.2; inoltre le stelle associate a Sequoia tendono ad avere una sottoabbondanza rispetto alle stelle associate a G-E.

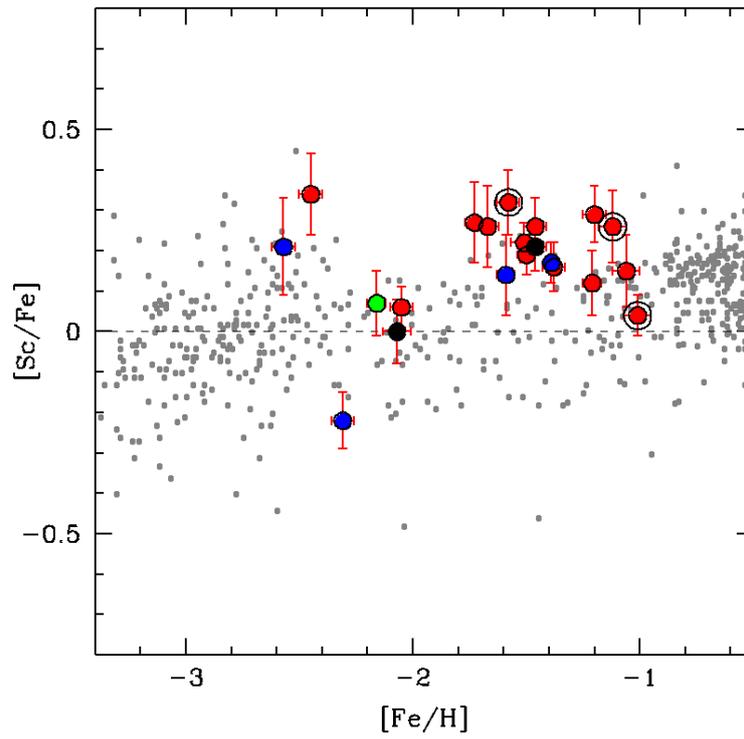


Figura 5.17: $[Sc/Fe]$ vs $[Fe/H]$. In rosso sono rappresentate le stelle associate a Gaia-Enceladus; in blu le stelle associate a Sequoia; in verde le stelle associate a Thamnos.

Name	$[Cr/Fe]$	erCr	$[Mn/Fe]$	erMn	$[Ni/Fe]$	erNi
Pepsi 1	-0.21	± 0.03	-	-	-	-
Pepsi 2	-0.03	± 0.03	-0.19	± 0.07	-0.13	± 0.03
Pepsi 3	-0.01	± 0.03	-0.12	± 0.07	0.09	± 0.03
Pepsi 4	0.02	± 0.02	-0.17	± 0.08	-0.07	± 0.05
Pepsi 5	-0.08	± 0.03	-0.28	± 0.06	-0.08	± 0.06
Pepsi 6	0.01	± 0.03	-0.17	± 0.08	-0.12	± 0.02
Pepsi 7	0.12	± 0.03	-0.17	± 0.08	0.31	± 0.03
Pepsi 8	0.02	± 0.05	-0.35	± 0.06	-0.18	± 0.09
Pepsi 9	-0.08	± 0.06	-0.24	± 0.07	0.13	± 0.06
Pepsi 11	-0.03	± 0.05	-0.36	± 0.06	0.03	± 0.10
Pepsi 12	0.05	± 0.02	-0.31	± 0.10	-0.03	± 0.04
Pepsi 13	-0.10	± 0.04	-0.29	± 0.06	-0.11	± 0.03
Pepsi 14	-0.02	± 0.02	-0.25	± 0.07	-0.14	± 0.03
Pepsi 15	0.02	± 0.02	-0.29	± 0.06	-0.12	± 0.03
Pepsi 16	-0.05	± 0.04	-0.26	± 0.08	-0.13	± 0.06
Pepsi 17	0.01	± 0.02	-0.26	± 0.08	-0.14	± 0.03
Pepsi 18	0.24	± 0.02	-0.38	± 0.07	-0.15	± 0.03
Pepsi 19	0.02	± 0.03	-	-	-	-
Pepsi 20	-0.25	0.02	-	-	-	-
Pepsi 21	-0.03	± 0.04	-0.27	± 0.08	-0.19	± 0.02
Pepsi 22	-0.03	± 0.02	-0.18	± 0.07	-0.04	± 0.03
Pepsi 23	-0.13	± 0.14	-	-	-	-
Pepsi 24	-0.12	± 0.03	-0.07	± 0.10	-	-
Pepsi 25	-0.21	± 0.04	-0.35	± 0.05	-0.05	± 0.03
Pepsi 26	0.08	± 0.05	-0.12	± 0.06	-0.06	± 0.03
Pepsi 27	-0.05	± 0.04	-0.27	± 0.06	1.32	± 0.03

Tabella 5.4: Valori dei rapporti di abbondanze $[X/Fe]$ degli elementi del picco del ferro.

Name	$[Cu/Fe]$	erCu	$[Sc/Fe]$	erSc	$[K/Fe]$	erK
Pepsi 1	-	-	-	-	-	-
Pepsi 2	-0.39	± 0.10	0.15	± 0.09	0.37	± 0.07
Pepsi 3	-0.78	± 0.09	0.06	± 0.05	0.17	± 0.05
Pepsi 4	-0.10	± 0.07	0.26	± 0.10	0.07	± 0.06
Pepsi 5	-	-	-	-	0.05	± 0.08
Pepsi 6	-0.14	± 0.03	0.17	± 0.05	0.53	± 0.07
Pepsi 7	0.36	± 0.06	-	-	0.87	± 0.06
Pepsi 8	-	-	0.21	± 0.06	0.30	± 0.05
Pepsi 9	-0.13	± 0.07	0.26	± 0.09	-0.10	± 0.09
Pepsi 11	-	-	0.32	± 0.08	0.57	± 0.15
Pepsi 12	-	-	0.14	± 0.10	0.03	± 0.07
Pepsi 13	-0.56	± 0.08	0.22	± 0.05	0.45	± 0.05
Pepsi 14	-0.73	± 0.07	0.26	± 0.07	0.44	± 0.07
Pepsi 15	-0.32	± 0.09	0.29	± 0.07	0.56	± 0.08
Pepsi 16	-	-	0.19	± 0.05	0.22	± 0.09
Pepsi 17	< -0.50	-	0.12	± 0.08	0.34	± 0.05
Pepsi 18	-	-	0.00	± 0.06	0.46	± 0.08
Pepsi 19	-	-	0.34	± 0.10	-	-
Pepsi 20	-	-	-	-	< 0.00	-
Pepsi 21	-0.54	± 0.06	0.16	± 0.06	0.47	± 0.05
Pepsi 22	-0.49	± 0.05	-	-	0.39	± 0.06
Pepsi 23	-	-	-0.22	± 0.07	-	-
Pepsi 24	< -0.60	-	0.04	± 0.05	0.27	± 0.06
Pepsi 25	-	-	0.21	± 0.12	0.15	± 0.07
Pepsi 26	-0.25	± 0.06	0.27	± 0.10	0.18	± 0.06
Pepsi 27	-	-	0.07	± 0.08	0.13	± 0.08

Tabella 5.5: Valori dei rapporti di abbondanze $[X/Fe]$ degli elementi del picco del ferro.

6 Conclusioni

In questo lavoro è stato analizzato un campione di 26 stelle retrograde nei dintorni solari selezionate utilizzando i dati Gaia e osservate tramite lo spettrografo PEPSI dell’LBT. Scopo di queste osservazioni è di fornire una prima descrizione di queste stelle cinematicamente distinte, in termini di composizione chimica e di provare ad identificarne il progenitore. Di seguito sono riportate le conclusioni che si possono trarre da questo lavoro:

1. tramite un nuovo e semplice criterio di selezione che si basa sul valore delle velocità tangenziali è stato possibile selezionare un campione di stelle retrograde anche senza la disponibilità della velocità radiale associata. Attraverso l’analisi degli spettri si è potuto ottenere il valore del sesto ed ultimo parametro dello spazio delle fasi che ha permesso di posizionare i target nello spazio degli Integrali del Moto associandoli alle sottostrutture già conosciute, come Gaia-Enceladus, Sequoia e Thamnos.
2. In seguito al calcolo dei parametri orbitali dei target sono state individuate 15 stelle appartenenti a Gaia-Enceladus, 6 stelle appartenenti a Sequoia e 2 stelle appartenenti a Thamnos; 3 stelle mostrano un’associazione incerta in quanto la loro posizione nel piano degli Integrali del Moto le rende compatibili sia con Gaia-Enceladus che con Sequoia.
3. La distribuzione della metallicità delle stelle del campione si estende su un intervallo compreso tra $-2.9 \leq [Fe/H] \leq -1.0$. Questa distribuzione è in accordo con i valori di metallicità trovati da Matsuno et al. (2021) e da Ruiz Lara et al. (2022) (si veda figura 6.1) per stelle di Sequoia e Gaia-Enceladus selezionate cinematicamente.

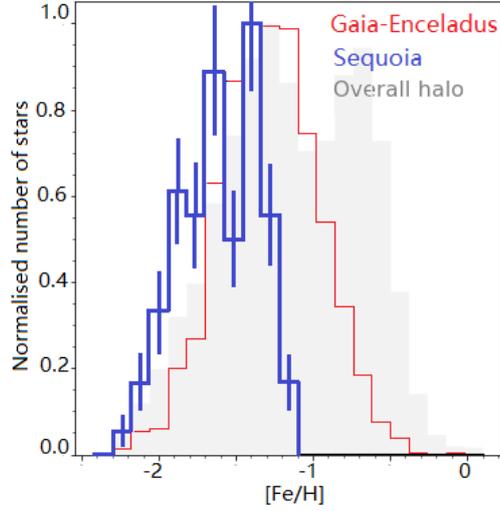


Figura 6.1: Distribuzione di $[Fe/H]$ trovati da Ruiz Lara et al. (2022) su un campione di 1641 stelle di Gaia-Enceladus e 87 stelle di Sequoia.

4. La stella più metal-poor del campione (Pepsi 20) ha un'associazione incerta per quanto riguarda il progenitore. Infatti sulla base dei parametri orbitali la sua attribuzione più probabile è quella che la associa alla sottostruttura più prominente, cioè Gaia-Enceladus, ma la sua posizione così vicina a Sequoia la rende attribuibile anche a quest'ultima. Dal punto di vista chimico si possono riscontrare alcune somiglianze con le abbondanze chimiche delle stelle di Sequoia. Uno dei fattori fondamentali da tenere in considerazione è la sua bassa metallicità ($[Fe/H] = -2.95$ dex), infatti come si può notare dal grafico di Ruiz Lara (Fig. 6.1) Sequoia è caratterizzata da valori di $[Fe/H]$ sistematicamente più bassi rispetto a quelli di Gaia-Enceladus. Pepsi 20 rappresenta quindi il caso emblematico di una stella che necessita dell'informazione chimica per poter essere associata ad un progenitore, poichè le sue proprietà dinamiche non sono sufficienti. Grazie a questo lavoro, quindi, Pepsi 20 può ora essere associata a Sequoia. Le altre due stelle con associazione dinamica incerta hanno invece caratteristiche chimiche più simili a quelle di Gaia-Enceladus, e vengono quindi associate a questo progenitore.

5. Nel grafico $[Na/Fe]$ vs $[Fe/H]$ è possibile individuare due stelle particolarmente Na-rich (Pepsi 5 e Pepsi 17). Queste abbondanze di sodio così elevate vengono tipicamente prodotte solo nell'ambiente degli ammassi globulari. Non possiamo quindi escludere che queste stelle siano nate in ammassi globulari ospitati dal loro progenitore ed oggi completamente distrutti. Un'altra particolarità riguarda una stella di Sequoia particolarmente Na-poor (Pepsi 22) e il cui basso $[Na/Fe]$ potrebbe ricalcare la bassa abbondanza di Na delle galassie nane.
6. Le due stelle del campione associate a Thamnos hanno talvolta evidenziato dei pattern chimici particolari nelle abbondanze dei rapporti $[X/Fe]$, come la sovrabbondanza di $[Mg/Fe]$ in accordo con Ruiz Lara et al. (2022) e le sovrabbondanze di $[Na/Fe]$, $[Zn/Fe]$ e $[Ni/Fe]$. Tuttavia il sottocampione di stelle attribuibili a Thamnos è statisticamente troppo piccolo per trarre delle nette conclusioni sulla possibilità di distinguere chimicamente tale sottostruttura rispetto a Gaia-Enceladus o Sequoia.
7. L'analisi chimica della stella Pepsi 9 di bassa Main Sequence, ($T = 4374$ K e $\log g = 4.80$), è risultata complicata dalla presenza di forti righe di MgH che non sono riproducibili in maniera soddisfacente probabilmente a causa della qualità dei dati atomici disponibili per queste transizioni. Le difficoltà incontrate in questo lavoro per l'analisi di questa stella suggeriscono che stelle con simili parametri dovrebbero essere escluse da future analisi spettroscopiche.

6.1 Sviluppi futuri

L'analisi chimica è un potente strumento che permette di rivelare l'origine di stelle e di ammassi globulari, specialmente quando la dinamica da sola non riesce a fornire risposte solide. Fino ad adesso sono stati principalmente sfruttati gli elementi α e di cattura neutronica per distinguere le stelle nate nella Milky Way da quelle accresciute da ambienti esterni come quelli delle galassie nane (per esempio Buder et al. 2021). Solo negli ultimi anni è stato invece dimostrato come molti altri rapporti di abbondanza possono rivelare differenze tra stelle dello stesso ambiente. Ad esempio Minelli

et al. (2021) ha proposto di sfruttare i rapporti di abbondanze chimiche di Sc, Zn, V come diagnostica per identificare le possibili stelle extra-galattiche nel regime metal-rich ($[Fe/H] > -1$ dex). In un confronto tra le composizioni chimiche della Grande Nube di Magellano (LMC), la galassia nana sferoidale Sagittario (Sgr) e la MW, è stato scoperto che la differenza maggiore tra le stelle di LMC/Sgr e della MW si verifica per i rapporti di abbondanze di $[V/Fe]$ e $[Zn/Fe]$, raggiungendo i 0.5/0.7 dex per quest'ultimo. La caratterizzazione chimica di sottostrutture dall'interno della nostra galassia richiede quindi l'analisi di elementi meno investigati e di non limitarsi solo al classico diagnostico basato sugli elementi α .

Un enorme sviluppo futuro riguarderà lo sfruttamento dei dati delle nuove survey spettroscopiche multi-oggetto, quali WEAVE, MOONS e 4MOST, che permetteranno di estendere gli attuali studi dinamici e chimici ad un campione estremamente più ampio di stelle di alone, campionando regioni della Galassia per ora ancora inesplorate.

Inoltre, recentemente sono state rilevate numerose strutture, cinematiche e chimiche, con moti retrogradi all'interno dell'alone della Milky Way. Al contrario, la parte progradina dell'alone è stata poco esplorata. La ragione è legata ai criteri cinematici di selezione che per escludere le stelle contaminanti del disco finiscono per escludere tutti gli oggetti con $||v - v_{LSR}|| < v_{lim}$, dove $v_{lim} = 230 km s^{-1}$ (Nissen & Schuster 2010; Kopelman et al. 2019b). Trovare dinamicamente strutture di stelle accresciute nel disco è più complicato, in quanto queste stelle sono difficili da distinguere essendo dominate dalle stelle "in situ". È proprio in questo caso, quindi, che l'informazione chimica che forniranno queste future survey giocherà un ruolo cruciale nel scoprirne di nuove, o nel confermarne alcune recentemente proposte come *Nyx* (Necib et al. 2020), *Aleph* e *Wukong* (Naidu et al. 2020).

Infine, grazie alle future release della missione Gaia (Gaia DR4, basata su 66 mesi di osservazioni) potranno essere migliorati i dati a disposizione, che permetteranno un'analisi dinamica sempre più dettagliata consentendo grazie ai nuovi parametri 6D dello spazio delle fasi uno studio più approfondito delle sottostrutture della Via Lattea.

Bibliografia

- [1] Springel, Volker, White, Simon D.M., Jenkins, Adrian; *"Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars"* Nature, Volume 435, Issue 7042, pp. 629-636 (2005).
- [2] Amina Helmi; *"Streams, substructures and the early history of the Milky Way"* Annual Review of Astronomy and Astrophysics, vol. 58, p.205-256 (2020).
- [3] Yanny B., Newberg H. Jo, Kent S.; *"Identification of A-colored Stars and Structure in the Halo of the Milky Way from Sloan Digital Sky Survey Commissioning Data"* The Astrophysical Journal, Volume 540, Issue 2, pp. 825-841 (2000).
- [4] Gaia Collaboration; *"Gaia Early Data Release 2"* A & A 616, A1 (2018).
- [5] Gaia Collaboration; *"Gaia Early Data Release 3"* A & A 649, A1 (2021).
- [6] Gallart C., Bernard E. J., Brook C., Ruiz-Lara T., Cassisi S.; Hill V.; Monelli M.; *"Uncovering the birth of the Milky Way through accurate stellar ages with Gaia"* Contributions to the XIV.0 Scientific Meeting (virtual) of the Spanish Astronomical Society, held 13-15 (2020).
- [7] Amina Helmi, Carine Babusiaux, Helmer H. Koppelman, Davide Massari, Jovan Veljanoski, Anthony G. A. Brown; *"The merger that led to the formation of the Milky Way's inner stellar halo and thick disk"* Nature, Volume 563, Issue 7729, p.85-88 (2018).
- [8] K. G. Strassmeier, I. Ilyin, A. Jarvinen , M. Weber, M. Woche, S. I. Barnes¹, S.-M. Bauer, E. Beckert, W. Bittner, R. Bredthauer, T. A. Carroll, C. Denker, F. Dionies,

- I. DiVarano, D. Doscher, T. Fechner, D. Feuerstein, T. Granzer, T. Hahn, G. Harnisch, A. Hofmann, M. Lesser, J. Paschke, S. Pankratow, V. Plank, D. Pluschker, E. Popow, D. Sablowski, J. Storm; *"PEPSI: The high-resolution echelle spectrograph and polarimeter for the Large Binocular Telescope"* *Astronomische Nachrichten*, Vol.336, Issue 4, p.324 (2015).
- [9] Khyati Malhan, Zhen Yuan, Rodrigo A. Ibata, Anke Arentsen, Michele Bellazzini, Nicolas F. Martin; *"Evidence of a Dwarf Galaxy Stream Populating the Inner Milky Way Halo"* *The Astrophysical Journal*, Volume 920, Issue 1, id.51, 17 pp (2021).
- [10] Zhen Yuan, G. C. Myeong, Timothy C. Beers, N. W. Evans, Young Sun Lee, Projjwal Banerjee, Dmitrii Gudim, Kohei Hattori, Haining Li, Tadafumi Matsuno, Vinicius M. Placco, M. C. Smith, Devin D. Whitten, Gang Zhao; *"Dynamical Relics of the Ancient Galactic Halo"* *The Astrophysical Journal*, Volume 891, Issue 1, id.39, 17 pp. (2020).
- [11] Helmer H. Koppelman, Amina Helmi, Davide Massari, Sebastian Roelenga, Ulrich Bastian; *"Characterization and history of the Helmi streams with Gaia DR2"* *Astronomy & Astrophysics*, Volume 625, id.A5, 17 pp (2020).
- [12] Rohan P. Naidu, Charlie Conroy, Ana Bonaca, Benjamin D. Johnson, Yuan-Sen Ting, Nelson Caldwell, Dennis Zaritsky, Phillip A. Cargile; *"Evidence from the H3 Survey That the Stellar Halo Is Entirely Comprised of Substructure"* *The Astrophysical Journal*, Volume 901, Issue 1, id.48, 32 pp (2020).
- [13] Bonaca Ana, Conroy Charlie, Cargile Phillip A., Naidu Rohan P., Johnson Benjamin D., Zaritsky Dennis, Ting Yuan-Sen, Caldwell Nelson, Han Jiwon Jesse, van Dokkum Pieter; *"Timing the Early Assembly of the Milky Way with the H3 Survey"* Draft version (2020).
- [14] D. Massari, H. H. Koppelman, A. Helmi; *"Origin of the system of globular clusters in the Milky Way"* *Astronomy & Astrophysics*, Volume 630, id.L4, 8 pp (2019).
- [15] Amina Helmi; *"Finding fossils from the Milky way's formation"*.

- [16] Amina Helmi; *"Debris streams in the solar neighbourhood as relicts from the formation of the Milky Way"* Nature, Volume 402, Issue 6757, pp. 53-55 (1999).
- [17] A. Mucciarelli, M. Bellazzini, D. Massari *"Exploiting the Gaia EDR3 photometry to derive stellar temperatures"* Astronomy Astrophysics, Volume 653, id.A90, 11 pp (2021).
- [18] Gaia Collaboration; *"The Gaia Mission"* A & A 595, A1 (2016).
- [19] J. I. González Hernández, P. Bonifacio; *"A new implementation of the infrared flux method using the 2MASS catalogue"* Astronomy and Astrophysics, Volume 497, Issue 2, 2009, pp.497-509 (2009).
- [20] L. Capitanio, R. Lallement, J. L. Vergely, M. Elyajouri, A. Monreal-Ibero; *"Three-dimensional mapping of the local interstellar medium with composite data"* Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics, pp.273-276(2017).
- [21] Jordi C.; Gebran M.; Carrasco J. M.; de Bruijne J.; Voss, H.; Fabricius, C.; Knude, J.; Vallenari A.; Kohley, R.; Mora A.; *"Gaia broad band photometry"* Astronomy and Astrophysics, Volume 523, id.A48, 14 pp (2010).
- [22] René Andrae, Morgan Fouesneau, Orlagh Creevey, Christophe Ordenovic, Nicolas Mary, Alexandru Burlacu, Laurence Chaoul, Anne Jean-Antoine-Piccolo, Georges Kordopatis, Andreas Korn, Yveline Lebreton, Chantal Panem, Bernard Pichon, Frédéric Thévenin, Gavin Walmsley, and Coryn A. L. Bailer-Jones; *"Gaia Data Release 2: First stellar parameters from Apsis"* Astronomy Astrophysics, Volume 616, id.A8, 29 pp (2018).
- [23] Kurucz Robert L.; *"ATLAS12, SYNTHE, ATLAS9, WIDTH9, et cetera"* Memorie della Società Astronomica Italiana Supplement (2005).
- [24] E. Pancino, P. B. Stetson; *"Cooking with DAOSPEC"*.
- [25] A. Mucciarelli; *"4DAO Cookbook"* eprint arXiv:1311.1403.

- [26] Mucciarelli, Alessio; Pancino, Elena; Lovisi, Loredana; Ferraro, Francesco R.; Lapenna, Emilio; *"GALA: an automatic tool for the abundance analysis of stellar spectra"* The Astrophysical Journal, Volume 766, Issue 2, article id. 78, 15 pp. (2013).
- [27] Kurucz Robert L.; *"ATLAS12, SYNTHE, ATLAS9, WIDTH9, et cetera"* Memorie della Società Astronomica Italiana Supplementi (2005).
- [28] A. Minelli , A. Mucciarelli, D. Romano , M. Bellazzini, L. Origlia, F. R. Ferraro; *"A Homogeneous Comparison between the Chemical Composition of the Large Magellanic Cloud and the Sagittarius Dwarf Galaxy"* The Astrophysical Journal, Volume 910, Issue 2, id.114, 19 pp (2021).
- [29] Vasiliev Eugene; Valluri Monica; *"FORSTAND: Flexible ORbit Superposition Toolbox for ANalyzing Dynamical models"* Astrophysics Source Code Library, record ascl:1912.009 (2019).
- [30] S. Sofie Lövdal, Tomás Ruiz-Lara, Helmer H. Koppelman, Tadafumi Matsuno, Emma Dodd and Amina Helmi; *"Substructure in the stellar halo near the Sun. I. Data-driven clustering in Integrals of Motion space"* eprint arXiv:2201.02405.
- [31] Tomás Ruiz-Lara, Tadafumi Matsuno, S. Sofie Lövdal, Amina Helmi, Emma Dodd and Helmer H. Koppelman; *"Substructure in the stellar halo near the Sun. II. Characterisation of independent structures"* eprint arXiv:2201.02405.
- [32] P.E. Nissen, W.J. Schuster *"Two distinct halo populations in the solar neighborhood"* Astronomy & Astrophysics, Volume 511, id.L10, 9 pp (2010).
- [33] P.E. Nissen, W.J. Schuster *"Two distinct halo populations in the solar neighborhood. Evidence from stellar abundances of Mn, Cu, Zn, Y, and Ba"* Astronomy & Astrophysics, Volume 530, id.A15, 18 pp (2011).
- [34] A. Mucciarelli, M. Bellazzini, *"Gaia DR2 colour-temperature relations based on infrared flux method results"* Research Notes of the AAS, Volume 4, Issue 4, id.52 (2020).

- [35] Matsuno T., Helmer H. Koppelman, Amina Helmi, Wako Aoki, Miho N. Ishigaki, Takuma Suda, Zhen Yuan, and Kohei Hattori; *"High-precision chemical abundances of Galactic building blocks. The distinct chemical abundance sequence of Sequoia"* eprint arXiv:2111.15423 (2021).
- [36] Elena Pancino; *Gaia: the Galaxy in six (and more) dimensions*
- [37] A. Minelli, A. Mucciarelli, D. Massari, M. Bellazzini, D. Romano, F. R. Ferraro; *"A new set of chisels for Galactic archaeology: Sc, V and Zn as taggers of accreted globular clusters"* Draft version (2022).
- [38] Chiaki Kobayashi, Hideyuki Umeda, Ken'ichi Nomoto, Nozomu Tominaga, Takuya Ohkubo; *"Galactic chemical evolution: Carbon through Zinc"* The Astrophysical Journal, Volume 653, Issue 2, pp. 1145-1171 (2006).
- [39] Paola Re Fiorentin, Alessandro Spagna, Mario G. Lattanzi, Michele Cignoni; *"Icarus: a Flat and Fast Prograde Stellar Stream in the Milky Way disk"* The Astrophysical Journal Letters, Volume 907, Issue 1, id.L16, 8 pp (2021).
- [40] A. Mucciarelli P. Bonifacio; *"Facing problems in the determination of stellar temperatures and gravities: Galactic globular clusters"* Astronomy & Astrophysics, Volume 640, id.A87, 12 pp (2020).
- [41] A. Mucciarelli, M. Bellazzini, M. Catelan, E. Dalessandro, P. Amigo, M. Correnti, C. Cortés, V. D'Orazi; *"NGC 5694: another foster son of the Galactic Halo"* Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 435, Issue 4, p.3667-3680 (2013).
- [42] Alessio Mucciarelli; *"The chemical double helix of the Magellanic Clouds: I - the chemical composition of 206 Small Magellanic Cloud red giant stars"*.
- [43] McMillan, Paul J.; *"The mass distribution and gravitational potential of the Milky Way"* Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (2017).
- [44] Helmer H. Koppelman, Amina Helmi, Davide Massari, Adrian M. Price-Whelan, Tjitske K. Starkenburg; *"Multiple retrograde substructures in the Galactic halo: A*

- shattered view of Galactic history*” *Astronomy Astrophysics*, Volume 631, id.L9, 6 pp (2019).
- [45] G. C. Myeong, E. Vasiliev, G. Iorio, N. W. Evans, V. Belokurov; *”Evidence for two early accretion events that built the Milky Way stellar halo”* *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (2019).
- [46] Woosley, S. E. ; Weaver, Thomas A.; *”The evolution and explosion of massive stars. II. Explosive hydrodynamics and nucleosynthesis”* *Astrophysical Journal Supplement* v.101, p.181 (1995).
- [47] Nomoto, K.; Iwamoto, K.; Nakasato, N.; Thielemann, F.; Brachwitz, F.; Tsujimoto, T.; Kubo, Y.; Kishimoto, N.; *”Nucleosynthesis in type Ia supernovae”* *Nuclear Physics A*, v. 621, p. 467-476 (1997).
- [48] Gustavo A. Lanfranchi; Francesca Matteucci; *”Chemical evolution of dwarf spheroidal and blue compact galaxies”* *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 345, 71–85 (2003).
- [49] C. Travaglio, K. Kifondis, E. Muller; *”Multi-dimensional Nucleosynthesis Calculations of Type II SNe”* *Monthly Notices of the Royal arxiv* (2003).
- [50] M. Busso, R. Gallino, G. J. Wasserburg; *”Nucleosynthesis in Asymptotic Giant Branch Stars: Relevance for Galactic Enrichment and Solar System Formation”* *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* (1999).
- [51] M. Busso, R. Gallino, G. J. Wasserburg; *”Nucleosynthesis in Asymptotic Giant Branch Stars: Relevance for Galactic Enrichment and Solar System Formation”* *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* (1999).
- [52] Eline Tolstoy, Vanessa Hill, Monica Tosi; *”Star-Formation Histories, Abundances, and Kinematics of Dwarf Galaxies in the Local Group”* *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* (2009).

- [53] Bisterzo, S.; Gallino, R.; Pignatari, M.; Pompeia, L.; Cunha, K.; Smith, V.; *"Cu and Zn in different stellar populations: inferring their origin"* Memorie della Società Astronomica Italiana, v.75, p.741 (2004).
- [54] Truran, J. W.; Arnett, W. David; *"Explosive Nucleosynthesis and the Composition of Metal-Poor Stars"* Astrophysics and Space Science, Volume 11, Issue 3, pp.430-442 (1971).
- [55] Timmes, F. X.; Woosley, S. E.; Weaver, T. A.; *"Galactic Chemical Evolution: Neutrino-Process Contributions"* AIP Conference Proceedings 327, 543 (1995).
- [56] Goswami, A.; Prantzos, N.; *"Abundance evolution of intermediate mass elements (C to Zn) in the Milky Way halo and disk"* Astronomy & Astrophysics, v.359, p.191-212 (2000).
- [57] Samland M.; *"Modeling the Evolution of Disk Galaxies. II. Yields of Massive Stars"* The Astronomical Journal, Volume 496, Issue 1, pp. 155-171 (1998).
- [58] Reggiani, H.; Schlafman, Kevin C.; Casey, Andrew R.; Ji, Alexander P.; *"The Most Metal-poor Stars in the Inner Bulge"* The Astronomical Journal, Volume 160, Issue 4, id.173, 17 pp (2020).
- [59] Buder, S.; Sharma, S.; Kos, J; Amarsi, A.; Nordlander, T.; Lind, K.; Martell, S.; *"The GALAH+ survey: Third data release."* The Astronomical Journal, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 506, Issue 1, pp.150-201 (2021).