

Alma Mater Studiorum - Università di Bologna

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di studi in Astrofisica e Cosmologia
Tesi di Laurea Magistrale

**PROPRIETÀ CHEMO-DINAMICHE DI 100
STELLE RETROGRADE DELL'ALONE
GALATTICO**

Presentata da:
Antonino Nunnari

Relatore:
Prof. Alessio Mucciarelli

Correlatori:
Dott. Davide Massari
Dott. Edoardo Ceccarelli

Anno Accademico 2021/2022

Abstract

La storia della Via Lattea (MW) include una sequenza di eventi di interazione con altri sistemi stellari di massa inferiore che sono stati accresciuti dalla MW e le cui tracce sono oggi presenti nell'alone Galattico. I dati forniti dalla missione *Gaia* dell'ESA e dalle grandi survey spettroscopiche (come APOGEE) hanno permesso di aprire una nuova pagina nella ricostruzione degli eventi di merging che hanno portato la MW ad avere la sua massa e struttura attuali. In questo lavoro sono state studiate le caratteristiche dell'alone retrogrado della MW, composto prevalentemente da stelle accresciute. L'approccio utilizzato ha fatto uso sia delle informazioni dinamiche che di quelle chimiche di queste stelle. Gruppi di stelle dell'alone retrogrado che condividono in modo coerente alcune proprietà dinamiche, come gli integrali del moto (IoM), potrebbero avere una simile origine, per esempio in un sistema esterno come una galassia nana. Tuttavia, la dinamica da sola non permette di distinguere sempre i singoli eventi di merging. Alcune stelle di sottostrutture distinte possono infatti avere simili valori in alcuni IoM. Le informazioni chimiche come i rapporti di abbondanze che si misurano nelle stelle sono il risultato di una determinata evoluzione chimica del sistema stellare in cui la stella si è formata. In questo senso, unire le informazioni chimiche e dinamiche permette di investigare i progenitori della MW, superando i limiti di cui soffre un'investigazione puramente dinamica. Nel caso in cui le sottostrutture dell'alone retrogrado presentino proprietà chemo-dinamiche diverse tra di loro, è possibile infatti concludere che possano essere relative a eventi di merging indipendenti. Gli studi più recenti ([Helmi \[2020\]](#)), basati sui dati *Gaia* e APOGEE, forniscono diversi risultati relativi ai progenitori della MW. Uno dei risultati più importanti riguarda il fatto che l'alone Galattico sia un sistema principalmente duale, costituito da stelle su orbite prograde e retrograde. La maggior parte delle stelle prograde si sono originate in situ, mentre la regione retrograda include sciami stellari relativi ai progenitori della MW e, in particolare, a Gaia-Enceladus (GE). Si tratta del principale evento di merging sperimentato dalla MW avvenuto circa 10 miliardi di anni fa. Questo risultato giunge dallo studio dei rapporti di abbondanza chimica e degli IoM di alcune stelle retrograde associate proprio a GE, le cui proprietà chemo-dinamiche sono diverse rispetto a stelle tipiche del disco spesso. Inoltre, sono stati individuati gruppi di stelle su orbite altamente retrograde. Tra le varie interpretazioni ci sono le seguenti: si tratta di tracce di un evento di merging indipendente (relativo al progenitore Sequoia) oppure di stelle formatesi in GE la cui dinamica è stata alterata in seguito al merging con la MW. Per definire la loro origine, è quin-

di essenziale studiare i rapporti di abbondanza. Un'altra sottostruttura, che prende il nome di Thamnos, è stata individuata su orbite retrograde ma a più basse energie orbitali rispetto a tipiche stelle associate a GE.

Questo progetto di tesi è incentrato proprio sulla caratterizzazione di queste sottostrutture che popolano l'alone retrogrado, ponendosi l'obiettivo di determinare le loro proprietà chemo-dinamiche. Per farlo, sono state analizzate 100 stelle di alone retrogrado facendo uso di dati fotometrici (*Gaia* EDR3) e di spettri ad alta risoluzione UVES@VLT. Le stelle sono state associate a 5 diverse sottostrutture attraverso un algoritmo di clustering (GMM) che fa uso degli IoM (ottenuti con il software **AGAMA**) e della metallicità (ottenuta con analisi delle righe del ferro), le quali sono: Gaia-Enceladus, Sequoia 1, Sequoia 2, Sequoia 3 e Thamnos.

Le proprietà chemo-dinamiche ottenute per GE risultano coerenti con gli studi più recenti, i quali descrivono questo progenitore come un sistema accresciuto dalla MW con uno SFR tipico di galassie nane. In merito alle tre sottostrutture relative a Sequoia, i risultati raggiunti suggeriscono che Sequoia 1 e 3 possano essere due sottostrutture associate allo stesso evento di merging, la cui galassia progenitrice presenta uno SFR ancora più basso di GE. Al contrario, le stelle di Sequoia 2 sembrerebbero essersi formate in GE. Infine, Thamnos presenta delle proprietà chemo-dinamiche che permettono di attribuire le stelle ad esso associate probabilmente a contaminanti membre di GE.

Indice

1	Contesto astrofisico	1
1.1	Alone Galattico	2
1.2	Integrali del moto	3
1.3	Evoluzione chimica di un sistema stellare	4
1.4	Stato dell'arte	7
1.4.1	Gaia-Enceladus	8
1.4.2	Sequoia e Thamnos	9
2	Presentazione dei dati	11
2.1	Dati fotometrici	11
2.2	Dati spettroscopici	12
2.3	Selezione dei targets	12
3	Analisi dei dati	15
3.1	Determinazione dei parametri atmosferici	15
3.1.1	Stima di distanza	16
3.1.2	Correzione per estinzione delle magnitudini	17
3.1.3	Determinazione della temperatura effettiva	18
3.1.4	Determinazione della luminosità	19
3.1.5	Stima della gravità superficiale	20
3.2	Selezione delle righe	22
3.2.1	Spettri sintetici - Autokur	22
3.3	Abbondanze dalla EW	23
3.3.1	Misura delle EW - 4DAO	25
3.3.2	Calcolo delle abbondanze chimiche - GALA	26
3.4	Abbondanze dalla sintesi	28
3.4.1	Calcolo delle abbondanze chimiche - SALVADOR	28
3.5	Trattazione degli errori	30
4	Risultati dell'analisi spettroscopica	31
4.1	Velocità radiali	31
4.2	Distribuzione di metallicità	33
4.3	Abbondanze chimiche	34
4.3.1	Campione di riferimento: Nissen & Schuster 2010/2011	34
4.3.2	Silicio, calcio, titanio e magnesio	36
4.3.3	Nichel, zinco e bario	39
4.3.4	Alluminio e manganese	41

5	Selezione delle sottostrutture	43
5.1	Stima degli IoM - AGAMA	43
5.2	Campione PEPSI	45
5.3	Identificazione delle sottostrutture - GMM	47
5.4	Abbondanze chimiche delle sottostrutture	53
5.4.1	Si, Ca, Ti e Mg	53
5.4.2	Ni, Zn, Ba, Al e Mn	57
6	Discussione dei risultati	61
7	Conclusioni e prospettive future	65
A	Dati fotometrici	67

Capitolo 1

Contesto astrofisico

L'attuale teoria della formazione ed evoluzione delle galassie ha alla base il modello cosmologico Lambda Cold Dark Matter (Λ CDM). In questo modello, le galassie oggi più massicce hanno raggiunto il loro stato in maniera gerarchica, tramite eventi di fusione (mergers) con sistemi più piccoli. La Via Lattea (MW) non è un'eccezione. Infatti, nel corso degli anni, sono state collezionate diverse evidenze di attività di merging sperimentate dalla nostra Galassia. Un esempio è la scoperta del merging in corso con la galassia nana del Sagittario (Ibata et al. [1994]), le cui tracce si trovano nell'alone Galattico. Inoltre, diversi streams stellari sono stati individuati come resti di eventi di accrescimento avvenuti in passato (Helmi et al. [1999], Belokurov et al. [2006]).

Le tracce di questi eventi si trovano prevalentemente nell'alone Galattico. Si tratta di una regione di bassa densità stellare in cui i tempi dinamici sono maggiori rispetto alle altre regioni della Galassia. Entro i tempi dinamici, le stelle degli sciami mantengono una coerenza spaziale, la quale viene persa su tempi scala più lunghi, quando le stelle accresciute diventano spazialmente indistinguibili rispetto alle altre. Tuttavia, le stelle accresciute preservano la loro coerenza in alcune proprietà dinamiche, pertanto restano distinguibili dalle stelle della MW (Helmi and Tim de Zeeuw [2000]). Per distinguere le stelle accresciute da quelle che si sono formate nella nostra Galassia, è comodo definire le prime come stelle 'ex situ', mentre le altre come stelle 'in situ'.

Le recenti Data Release del telescopio spaziale *Gaia*, unite ai dati delle grandi surveys spettroscopiche come APOGEE, forniscono una precisa descrizione delle caratteristiche cinematiche delle stelle della nostra Galassia. In particolare, i dati relativi alle stelle di alone Galattico rendono possibile investigare dinamicamente la storia evolutiva della MW, la quale include una sequenza di eventi di interazione gravitazionale con altri sistemi stellari meno massicci.

Un merger tra due galassie può essere responsabile di diversi effetti. Ad esempio, può portare alla formazione di un bulge, può incrementare lo spessore del disco galattico e può contribuire a formare un alone stellare costituito da stelle che, in origine, appartenevano al disco (Helmi [2020]). Quindi, le componenti della Galassia possono essere interconnesse e, soprattutto, possono contenere popolazioni stellari di diversa origine. In questo capitolo viene fatta una panoramica delle componenti della Galassia, ponendo particolare accento sull'alone Galattico. In seguito, verranno descritte le proprietà dinamiche fondamentali per distinguere le stelle accresciute da quelle formate in situ, ovvero gli integrali del moto. Inoltre, viene presentata la teoria dell'evoluzione chimica

di un sistema stellare, la quale permette di comprendere il ruolo chiave delle abbondanze chimiche in questo contesto. Infine, viene discusso lo stato dell'arte relativo ai progenitori della MW che popolano la parte retrograda dell'alone Galattico, ovvero Gaia-Enceladus, Sequoia e Thamnos.

1.1 Alone Galattico

La MW è una galassia a spirale barrata *SBbc* con una massa stellare di $5 \cdot 10^{10} M_{\odot}$ e una massa totale di circa $10^{12} M_{\odot}$ (Watkins et al. [2019]). Schematicamente, le sue componenti stellari principali si distinguono per proprietà quali la distribuzione spaziale, le abbondanze chimiche, la cinematica e l'età e sono le seguenti: disco sottile; disco spesso; bulge; alone stellare. Il disco sottile è una zona di formazione stellare supportata dalla rotazione. Le stelle seguono, in prima approssimazione, delle orbite circolari. Il disco spesso è una regione cinematicamente più calda e più diffusa rispetto al disco sottile. Esso ospita popolazioni stellari più vecchie. Il bulge/barra è collocato nella zona più interna della Galassia ed è una struttura sferoidale supportata dalla dispersione delle velocità, formata da diverse popolazioni stellari eterogenee in età. Infine, l'alone stellare è la struttura più estesa tra quelle citate, ed è costituito da popolazioni stellari vecchie e povere di metalli (metal-poor). In figura 1.1 sono mostrate tali componenti.

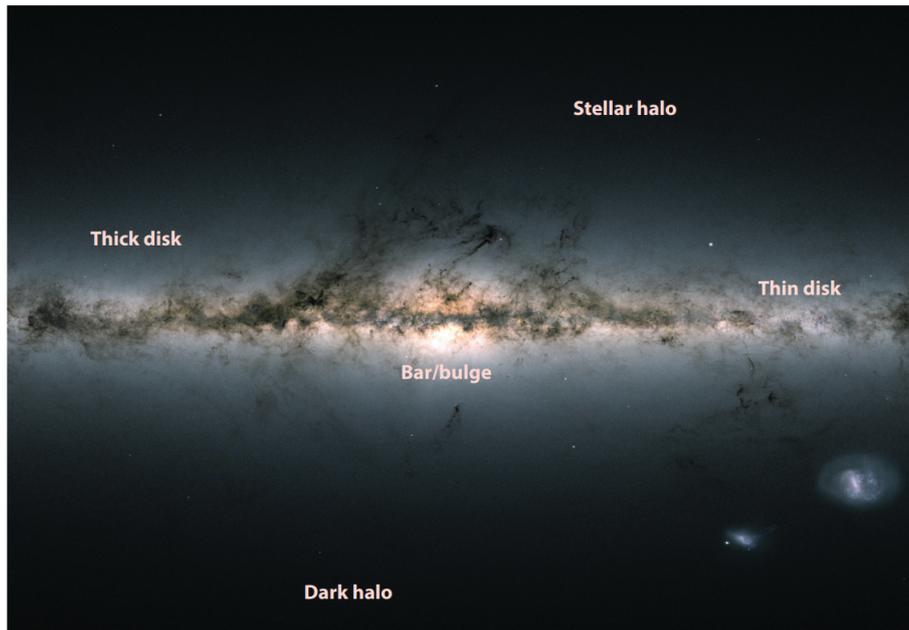


Figura 1.1: *Side view della Galassia con rappresentazione delle componenti.*

In riferimento ai mergers, l'alone stellare è la regione in cui vengono depositate gran parte delle stelle accresciute, quindi il luogo migliore in cui studiare la storia evolutiva della Via Lattea, *nonché la componente che viene investigata in questo lavoro di tesi.* Inoltre, questa regione contiene alcune tra le stelle più vecchie e metal-poor dell'intera Galassia. Questa caratteristica sembra essere motivata dalla validità della relazione massa-metallicità per le galassie, che implica che la proto-Via Lattea sia stata il sistema

stellare più massiccio nei suoi dintorni. Pertanto, le galassie accresciute, meno massicce della proto-Via Lattea, sono mediamente più metal-poor rispetto al disco. Le stime più recenti forniscono la massa totale dell'alone stellare di circa $1.3 \cdot 10^9 M_\odot$ (Deason et al. [2019]).

1.2 Integrali del moto

Nel tentativo di studiare i diversi eventi di accrescimento le cui tracce sono situate nell'alone Galattico, uno strumento cruciale è lo spazio definito dagli integrali del moto (IoM), come energia e momento angolare totale (nel caso di sistemi sferici) o lungo una delle sue componenti (nel caso di sistemi assisimmetrici, L_z , L_\perp) (Binney and Tremaine [2008]). Si tratta di proprietà dinamiche che identificano la traiettoria di un oggetto in un dato potenziale gravitazionale.

In un sistema non collisionale come una galassia, gli IoM si conservano nel tempo in prima approssimazione. Questo non succede se il potenziale galattico varia nel tempo. Tuttavia, il volume di Galassia per cui si hanno precise informazioni 6-D nello spazio delle fasi è limitato ai dintorni solari ed è sufficientemente piccolo da poter assumere che le variazioni spaziali e temporali del potenziale risultino trascurabili. Inoltre, durante un merging, le traiettorie delle stelle della galassia accresciuta vengono alterate nello stesso modo, in prima approssimazione. Quindi, queste stelle restano coerenti nello spazio degli IoM, e ciò rende possibile la ricostruzione delle loro galassie progenitrici.

Come accennato nell'introduzione, se il progenitore è un sistema di piccola massa, come una galassia nana, ci si aspetta che i suoi resti siano inizialmente formati da sciame stellari spazialmente coerenti (Helmi et al. [1999]). Questo dipende dal rapporto tra i tempi dinamici e il tempo in cui lo sciame orbita nella galassia. Al passare del tempo, lo sciame perde la coerenza spaziale ma mantiene quella nello spazio degli IoM. In caso di sistemi più massicci, le forze mareali agiscono nello stesso modo, ma gli IoM delle stelle coprono un intervallo di valori più ampio. Perciò, i resti del progenitore perdono la coerenza spaziale più facilmente, in funzione della configurazione del merger e del tipo di orbita del sistema (Hendel and Johnston [2015]). Nell'alone Galattico, gli sciame originati dalle galassie accresciute dalla MW, anche se completamente mescolati spazialmente, rimangono riconoscibili come strutture coerenti nello spazio degli IoM (Helmi and Tim de Zeeuw [2000]).

Gli IoM possono essere stimati una volta note le coordinate (6-D) di un oggetto nello spazio delle fasi, cioè posizione e velocità. Nel caso di stelle della Galassia, la posizione è data da Ascensione Retta (RA), Declinazione (Dec) e parallasse, mentre la velocità si ricava dai moti propri (lungo RA e lungo Dec) e dalla velocità radiale. L'avvento della missione *Gaia*, che ha determinato posizione, parallasse e moto proprio per più di un miliardo di stelle (Collaboration et al. [2021]) ha portato a una rivoluzione, permettendo di ottenere le stime degli IoM per milioni di oggetti aventi l'informazione della velocità radiale da misure spettroscopiche. Il pannello di destra di figura 1.2 mostra un esempio di come le stelle dell'alone locale (entro 5 kpc) si distribuiscono nel piano degli IoM, calcolati utilizzando i dati della missione *Gaia*.

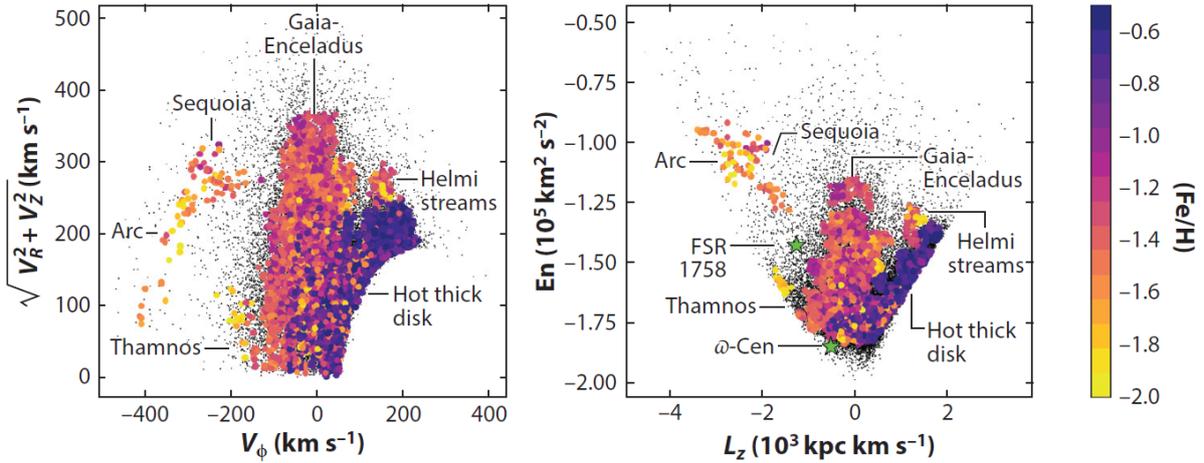


Figura 1.2: A sinistra è mostrato un plot delle componenti di velocità delle stelle in coordinate cilindriche. A destra è raffigurato il piano degli IoM. Il valore di L_z identifica stelle prograde ($L_z > 0$) e retrograde ($L_z < 0$).

1.3 Evoluzione chimica di un sistema stellare

La composizione chimica di un'atmosfera stellare riflette quella del gas dal quale la stella si è originata. Quindi, grazie allo studio della chimica delle popolazioni stellari è possibile conoscere le proprietà chimiche del gas in epoca di formazione stellare. Nello studio delle sottostrutture dell'alone Galattico, le stelle con simile composizione chimica possono condividere la stessa origine. In altre parole, le abbondanze chimiche delle stelle dell'alone sono informazioni fondamentali nello studio dei progenitori della MW. I modelli di nucleosintesi Galattica e la teoria delle supernovae di tipo Core Collapse e termonucleari (rispettivamente CC-SN e Th-SN) permettono di interpretare i diversi pattern chimici delle stelle. L'esplosione di stelle massicce ($M \gtrsim 8M_\odot$) arricchisce il mezzo interstellare (ISM) di elementi α come O , Mg , Si , Ca , e Ti , oltre che di elementi del gruppo del ferro, ovvero Fe , Mn , Co e Cu . Tale arricchimento si manifesta mantenendo costante il rapporto $[\alpha/Fe]$. Invece, stelle meno massicce possono generare Th-SN in sistemi binari. Tale scenario prevede l'inquinamento dell'ISM prevalentemente attraverso elementi del gruppo del ferro. I tempi scala su cui avvengono le Th-SN sono di $10^7 - 10^{10}$ anni di attività stellare, quindi sensibilmente maggiori rispetto alle CC-SN (< 30 Myr).

I rapporti di abbondanza $[\alpha/Fe]$ e $[Fe/H]$, sono quantità utili per capire l'evoluzione chimica di un sistema stellare. Considerando il modello semplificato di un sistema che, allo stato iniziale, contiene un insieme di stelle eterogenee in massa ma omogenee in composizione chimica, esso evolve seguendo alcune fasi specifiche. In primis, su tempi scala di $1 - 30$ milioni di anni si manifestano le CC-SN e l'ISM viene arricchito di elementi α . In questa prima fase, il rapporto $[\alpha/Fe]$ del sistema resta costante a un valore che dipende dal numero di stelle massicce. Al termine di questa era, le Th-SN iniziano lentamente a manifestarsi, incrementando l'abbondanza di ferro e mantenendo circa costante il rapporto $[\alpha/H]$. In altre parole, su tempi maggiori di 30 Myr, il rapporto $[\alpha/Fe]$ diminuisce. Sia durante l'era delle CC-SN che durante l'era delle Th-SN,

il rapporto $[Fe/H]$ aumenta nel tempo. Infatti, il ferro viene prodotto in parte dal bruciamento esplosivo di ossigeno e silicio in CC-SN, e in parte da Th-SN. In accordo con [Tsujimoto et al. \[1995\]](#), circa il 60% del ferro presente nel Sole è stato originato in Th-SN.

In figura 1.3, viene mostrato il diagramma $[\alpha/Fe]$ - $[Fe/H]$, in cui la sequenza indica la tipica distribuzione delle stelle all'interno del diagramma. Tale sequenza è caratterizzata da un plateau a basse metallicità, il cui valore di $[\alpha/Fe]$ dipende dalla Initial Mass Function (IMF), e da un "ginocchio" che distingue l'era delle CC-SN da quella delle Th-SN, la cui posizione dipende dallo Star Formation Rate (SFR) del sistema. Infatti, in funzione del tempo al quale si origina una stella in tale sistema, la sua composizione chimica, che riflette quella dell'ISM, è tale per cui la stella si posizionerà nel diagramma in prossimità della sequenza. Ogni sistema stellare ha i propri IMF e SFR, quindi una specifica sequenza sul diagramma. La IMF è una funzione teorica che descrive la distribuzione numerica delle stelle di un sistema nel momento in cui esse vengono formate in funzione della massa. Lo SFR è un parametro il cui valore quantifica la massa stellare formata per unità di tempo.

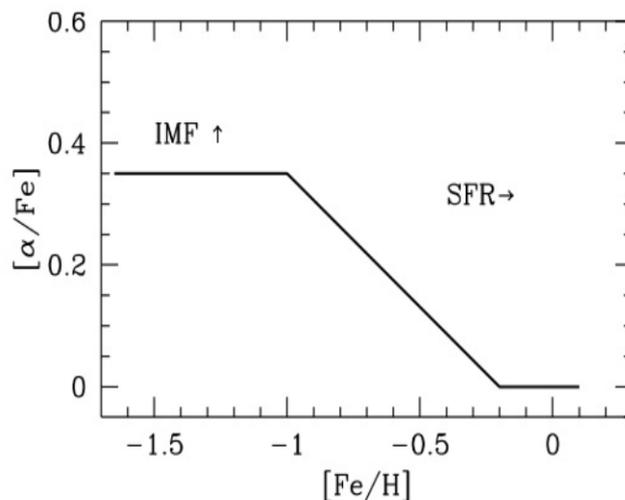


Figura 1.3: *Diagramma $[\alpha/Fe]$ - $[Fe/H]$. Il livello del plateau dipende dalla IMF, mentre la posizione del ginocchio dipende dallo SFR.*

In generale, i diagrammi $[X/Fe]$ - $[Fe/H]$ sono ottimi strumenti da utilizzare per rivelare la distinzione delle sottostrutture dell'alone Galattico. In più, i diagrammi $[\alpha/Fe]$ - $[Fe/H]$ forniscono qualche indicazione in merito alle specifiche IMF e SFR dei diversi progenitori. Infatti, i progenitori della MW sono piccole galassie caratterizzate da bassi valori di SFR. Le loro stelle si distribuiscono sul diagramma con un ginocchio che si colloca a metallicità inferiori rispetto a stelle di una popolazione in situ. In figura 1.4 vengono mostrati esempi osservati dell'andamento di elementi α come Mg e Ca per sistemi aventi basso SFR (come le galassie nane sferoidali, si vedano i simboli colorati) e sistemi con SFR più elevato, come la Via Lattea (simboli neri).

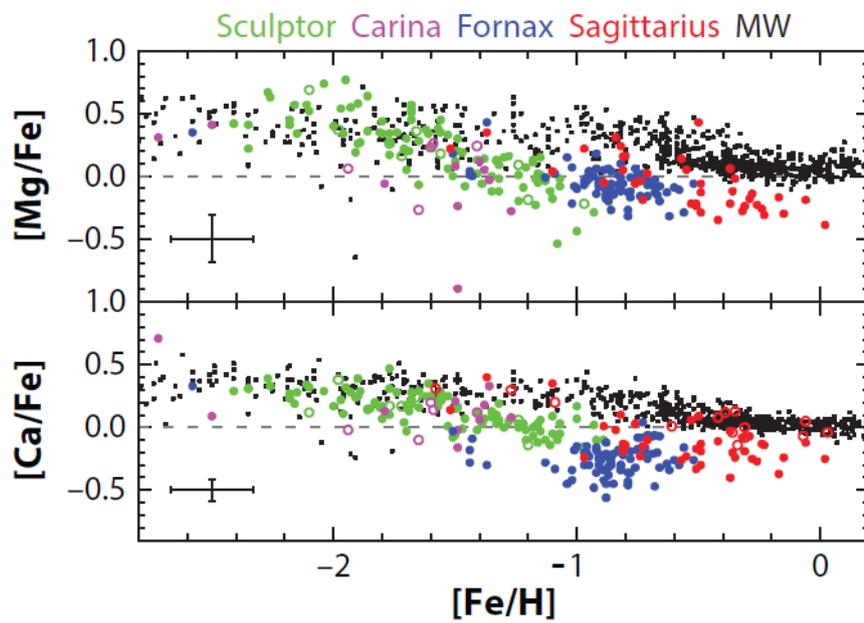


Figura 1.4: Diagrammi chimici delle galassie nane Sculptor, Carina, Fornax e Sagittarius, ciascuno con diverse caratteristiche di IMF e SFR, confrontate con stelle della MW. (Helmi [2020])

1.4 Stato dell'arte

Le conoscenze che riguardano l'alone Galattico si sono fortemente arricchite negli ultimi anni. Diversi studi sono stati rivolti all'eventuale presenza di correlazioni tra i rapporti di abbondanza delle stelle di alone e la loro cinematica. [Nissen and Schuster \[2010\]](#) (NS10) hanno mostrato una chiara differenza tra due popolazioni stellari dell'alone nei dintorni solari, sia chimica che cinematica. La prima mostra un rapporto $[\alpha/Fe]$ inferiore all'altra (pannello di destra di figura 1.5), e si è pensata quindi essere nata in galassie nane accresciute. Invece, la popolazione con alto $[\alpha/Fe]$ è attribuita alle stelle in situ, le cui orbite sono state dinamicamente riscaldate a causa di un evento di merger ([Helmi et al. \[2018\]](#), [Di Matteo et al. \[2019\]](#)).

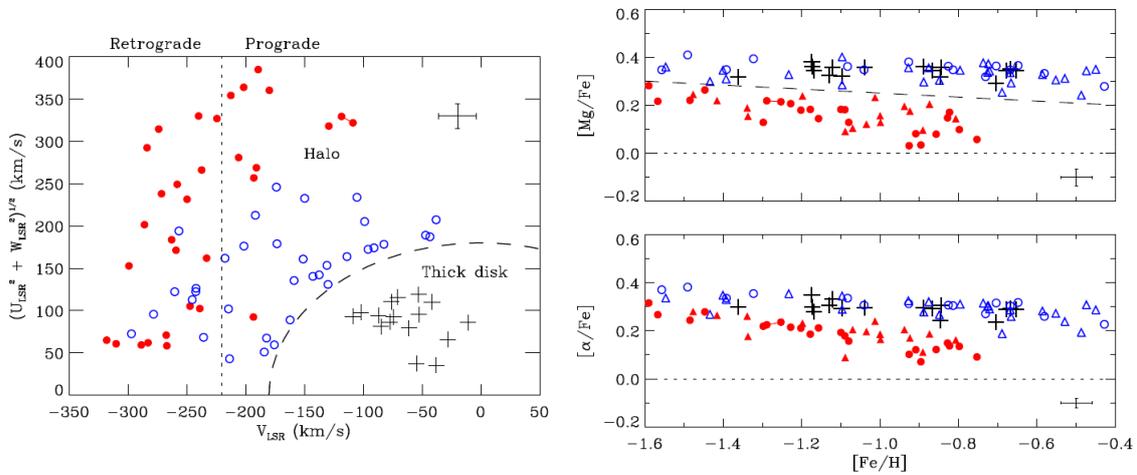


Figura 1.5: A sinistra è raffigurato un diagramma cinematico del campione di NS10, mentre a destra sono presenti due diagrammi chimici, $[Mg/Fe]$ - $[Fe/H]$ e $[\alpha/Fe]$ - $[Fe/H]$. Le croci nere indicano le stelle di disco spesso, i cerchi rappresentano stelle con spettroscopia UVES e i triangoli identificano stelle con spettroscopia FIES. I simboli blu caratterizzano la popolazione high- α , quelli rossi invece la low- α .

Un ruolo chiave è stato svolto dalla missione *Gaia*, attraverso la Data Release 2 (DR2), la quale include le informazioni delle coordinate nello spazio delle fasi per un gran numero di oggetti. Oltre ad aver dato una caratterizzazione dinamica alle stelle in situ che popolano la regione del disco spesso, la scoperta più importante raggiunta con la DR2 riguarda il fatto che l'alone Galattico sia un sistema principalmente duale, costituito da stelle su orbite prograde ($L_z > 0$) e su orbite retrograde ($L_z < 0$), come mostrato in figura 1.6. La maggior parte delle stelle prograde si sono originate in situ, mentre la regione retrograda include sciami stellari relativi ai progenitori della MW. In questo lavoro viene analizzato un campione di stelle situate nella regione retrograda dell'alone Galattico, dove la contaminazione da parte del disco dinamicamente riscaldato è nulla.

Secondo gli studi più recenti (per esempio [Naidu et al. \[2020\]](#)), l'alone retrogrado è costituito principalmente dai resti di tre eventi di merger significativi, ovvero Gaia-Enceladus ([Helmi et al. \[2018\]](#)), Sequoia ([Myeong et al. \[2019\]](#)) e Thamnos ([Koppelman et al. \[2019\]](#)).

1.4.1 Gaia-Enceladus

Gaia-Enceladus (GE) è una struttura retrograda molto massiccia responsabile dell'unico major merger sperimentato dalla MW, avvenuto circa 10 miliardi di anni fa con rapporti di massa di circa 4:1.

In figura 1.6, appare bene la separazione cinematica tra le stelle di GE (ovvero la struttura localizzata attorno a $v_y = 0 \text{ km/s}$) e quelle in situ (Koppelman et al. [2018]). Studiando la disposizione delle stelle di alone selezionate cinematicamente ($|V - V_{LSR}| > 200 \text{ km/s}$)¹ in un diagramma colore-magnitudine (CMD), si nota chiaramente che la sequenza descritta dalle stelle di GE si distingue dal resto (pannello di destra di figura 1.6), ad indicare una probabile differenza in età e composizione chimica.

La prova che GE sia stato un merger con la MW arriva dal lavoro di Helmi et al. [2018], in cui gli autori scoprono che le stelle di GE costituiscono una sequenza chimica di circa 0.1-0.2 dex in $[\alpha/Fe]$ al di sotto di quella del disco spesso nel diagramma $[\alpha/Fe]$ - $[Fe/H]$ (figura 1.7). La scoperta di un valore di $[Fe/H]$ più basso in corrispondenza del ginocchio della distribuzione, rispetto alla popolazione del disco spesso, rivela che le stelle di GE debbano essersi originate in un ambiente con più basso SFR, cioè in una galassia nana.

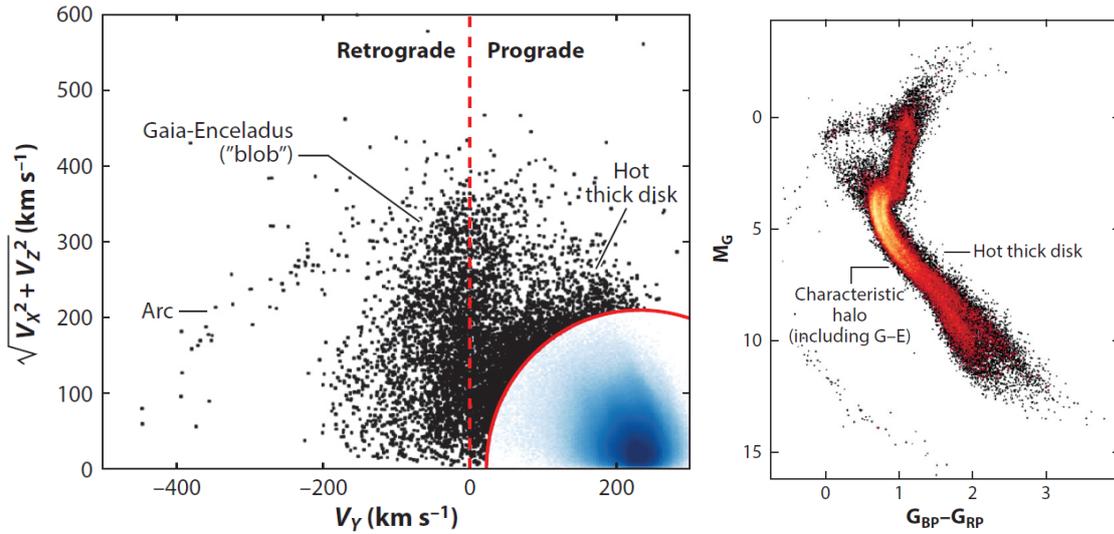


Figura 1.6: A sinistra è raffigurato il diagramma di Toomre con la rappresentazione di alone duale, cioè costituito da una componente prograda e da una retrograda. Inoltre, viene evidenziata la struttura relativa a GE. A destra è mostrato il CMD in cui si osserva che la popolazione attribuita a GE costituisce una sequenza distinta da quella di stelle di disco spesso.

¹ V_{LSR} è la velocità del sistema di riferimento Local Standard of Rest. $V_{LSR} = 232 \text{ km/s}$ (McMillan [2016])

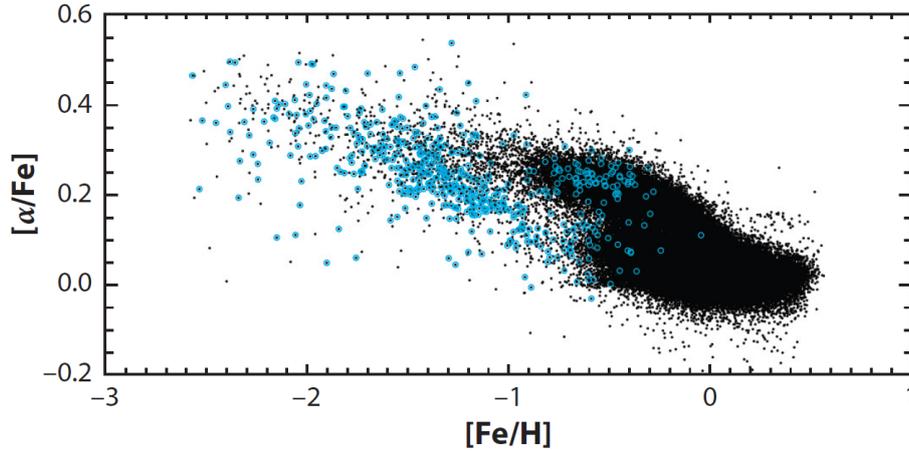


Figura 1.7: Diagramma $[\alpha/Fe]$ - $[Fe/H]$ che mostra la separazione chimica tra GE (in azzurro) e le stelle in situ dell'alone (in nero).

1.4.2 Sequoia e Thamnos

Esistono altre sottostrutture che appaiono coerenti nello spazio degli IoM su orbite retrograde oltre a GE, ovvero Sequoia e Thamnos (figura 1.8). Sequoia è una struttura cinematicamente retrograda le cui proprietà chimiche sono ancora dibattute. In [Matsuno et al. \[2022\]](#) è stata condotta un'analisi chimica proprio su questa struttura, suggerendo che si possa trattare di un nuovo progenitore della MW. Thamnos è una struttura retrograda che si trova a più basse energie orbitali rispetto a Sequoia.

Lo studio di [Massari et al. \[2019\]](#) fornisce alcune indicazioni sulla dimensione dei diversi progenitori. Alla struttura di GE sono stati associati più di 20 ammassi globulari, mentre per quella di Sequoia se ne contano 7 e nessun ammasso per la struttura di Thamnos. Questo implica che queste ultime due strutture siano più piccole rispetto a GE. Quest'evidenza rispecchia alcune stime di massa stellare che sono state fornite per questi tre progenitori, per cui si pensa che la massa di GE sia di $\simeq 5 \cdot 10^8 M_{\odot}$ ([Fernández-Alvar et al. \[2018\]](#)), quella di Sequoia sia di $\simeq 5 \cdot 10^7 M_{\odot}$ ([Myeong et al. \[2019\]](#)) e quella di Thamnos ancora inferiore ([Kruijssen et al. \[2020\]](#)).

Diverse interpretazioni sono state fornite sull'origine delle strutture di Sequoia e Thamnos. Per esempio, esse possono essere sistemi accresciuti dalla Galassia, vista la netta separazione cinematica rispetto a GE e i diversi rapporti chimici ([Matsuno et al. \[2019\]](#)). Tuttavia, alcune simulazioni dinamiche ([Koppelman et al. \[2019\]](#)) mostrano come la complessità di un major merger, come quello che ha visto protagonista GE, possa essere responsabile della distribuzione di parte delle proprie stelle proprio nella regione cinematica in cui si osserva Sequoia. In questo scenario, l'analisi chemo-dinamica condotta in questa tesi può fornire indicazioni più precise sull'origine delle due sottostrutture.

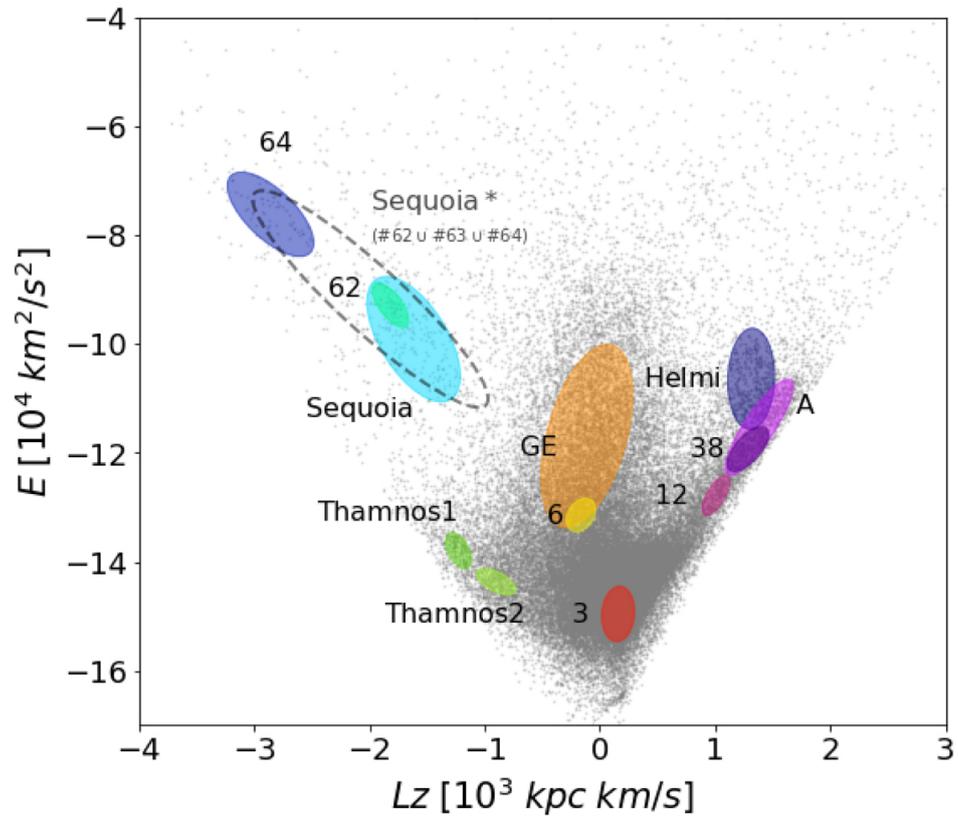


Figura 1.8: Piano degli integrali del moto. Su orbite retrograde sono raffigurati i gruppi di stelle relativi ai progenitori di Sequoia, suddivisibile in base ad alcune proprietà in tre sottogruppi, e di Thamnos, anch'esso costituito da due sottogruppi (Ruiz-Lara et al. [2022]).

Capitolo 2

Presentazione dei dati

L'insieme dei dati utilizzati in questo progetto è costituito da dati fotometrici (*Gaia*) e da dati spettroscopici (UVES) per 100 stelle di alone retrogrado.

2.1 Dati fotometrici

Gaia è un telescopio spaziale dell'European Space Agency (ESA) lanciato nel 2013 (Gaia et al. [2016]). Il suo scopo principale è quello di fornire misure estremamente precise di posizioni, distanze e magnitudini per circa un miliardo di stelle, con l'obiettivo di ricostruire la distribuzione cinematica 3-D per le popolazioni stellari della nostra Galassia. Dal lancio della missione, sono state già pubblicate tre Data Release, l'ultima delle quali, EDR3 (Collaboration et al. [2021]), include magnitudini, posizioni, distanze da parallasse, moti propri e velocità radiali.

La precisione raggiunta sulla determinazione della posizione degli oggetti è senza precedenti. Infatti, le incertezze associate alle coordinate (RA, Dec) e alla distanza da parallasse sono, rispettivamente, nell'ordine del milionesimo di secondo d'arco e di 0.1 – 1%.

Il sistema fotometrico di *Gaia* include tre filtri ottici, *G*, *BP* e *RP*, i quali sono mostrati in figura 2.1. Per gli scopi di questo progetto, i dati di *Gaia* utilizzati sono: le magnitudini in banda *G*, *BP* e *RP*; le coordinate RA e Dec; la parallasse; i moti propri

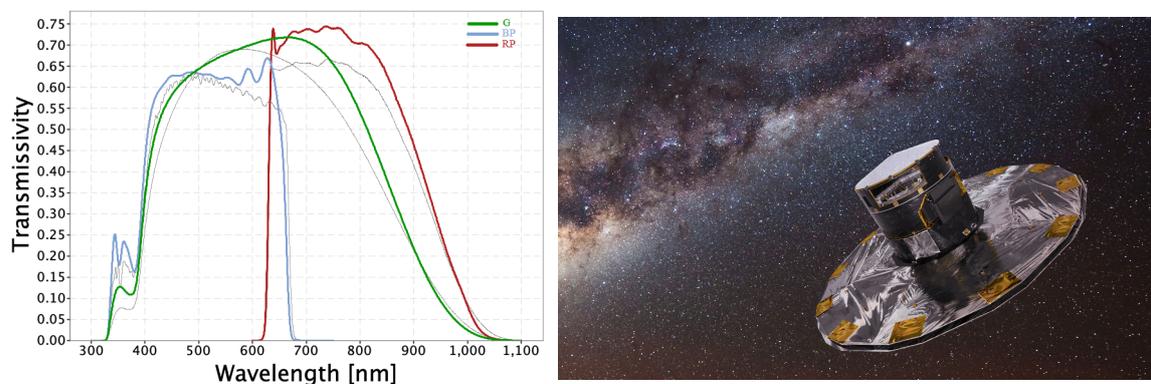


Figura 2.1: A sinistra viene raffigurato il sistema fotometrico di *Gaia*. A destra è presente una raffigurazione del telescopio spaziale.

lungo le direzioni RA e Dec; la velocità radiale. A queste quantità, si aggiungono le incertezze associate a ciascun dato. Tutti questi dati sono tabulati in appendice A.

2.2 Dati spettroscopici

L’Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph (UVES) (Dekker et al. [2000]) è uno spettrografo ottico ad alta risoluzione del Very Large Telescope (VLT) dell’European Southern Observatory (ESO) (figura 2.2). Lo spettrografo dispone di una slit e lavora in configurazione echelle. I fotoni ricevuti vengono raccolti separatamente in due ricevitori, uno per la banda UV e l’altro per la regione blu della banda ottica. I coverage spettrali di UVES sono: 3000-5000Å (Blue); 4200-11000Å (Red). Lo strumento ha la possibilità di usare beam splitters dicroici, cioè la stessa osservazione produce due spettri in due sotto bande diverse, all’interno del coverage spettrale. Il potere risolutivo varia tra 20000 e 110000, a seconda della slit utilizzata. Con una slit di 1” si ottiene una risoluzione di circa 40000. Questo strumento è stato ideato per raggiungere la massima stabilità meccanica, permettendo di attuare delle calibrazioni in lunghezza d’onda parecchio accurate. Grazie agli spettri di UVES ad alta risoluzione e ad alto rapporto segnale rumore, è possibile studiare la composizione chimica e le velocità radiali delle stelle della nostra Galassia con ottima precisione.

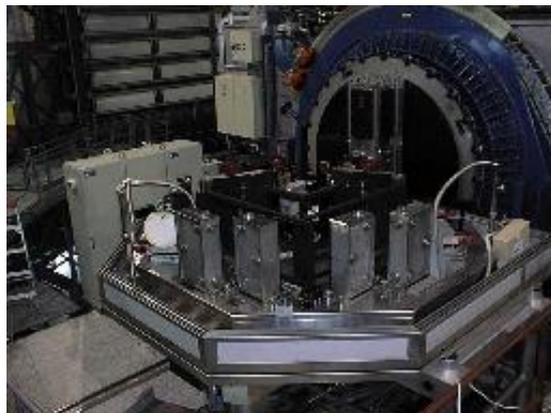


Figura 2.2: Spettrografo UVES.

2.3 Selezione dei targets

Per studiare i progenitori della MW le cui stelle sono presenti nell’alone Galattico, è stato applicato un criterio di selezione dei targets. In figura 2.3 è mostrato il diagramma di Toomre per una parte di oggetti del catalogo *Gaia* EDR3. Si nota una stretta correlazione tra la posizione delle stelle nel diagramma e la loro velocità tangenziale $V_T = \sqrt{V_{RA}^2 + V_{Dec}^2}$. A partire da questa correlazione, è possibile fissare un valore di soglia per V_T per selezionare stelle che appartengono alla componente di alone retrogrado. Il programma 109.23FF prevede la selezione di stelle retrograde e luminose ($12 \leq V \leq 13.6$) di alone per le quali un alto rapporto segnale rumore è ottenuto con

un tempo d'esposizione inferiore a 1200s, anche sotto condizioni di seeing relativamente sfavorevoli ($\leq 1.3''$), e selezionate adottando $V_T > 400 \text{ km/s}$. Il campione finale è costituito da 100 stelle, i cui spettri sono ottenuti tramite UVES in modalità dicroica (Dic 1 Blue Arm CD2 390 e Dic 2 Red Arm CD3 564) e con slit di $1'' \times 12''$, raggiungendo una risoluzione di circa 40000. Il coverage spettrale ottenuto dal programma di osservazione è il seguente:

- 3300-4500Å (Blue);
- 4600-5600Å (Red l);
- 5700-6600Å (Red u).

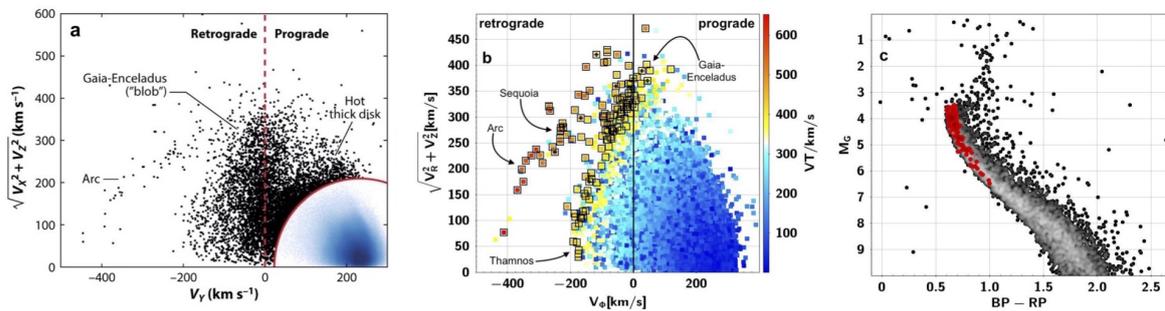


Figura 2.3: A sinistra è presente il diagramma di Toomre per stelle dei dintorni solari. Al centro è presente il diagramma di Toomre per stelle entro 1kpc dal Sole con V_{los} di Gaia. Il codice di colore in velocità tangenziale mostra la correlazione tra la posizione delle stelle nel diagramma e il loro valore di V_T . Le stelle con $V_T > 400 \text{ km/s}$ sono denotate con un quadrato. A destra, è raffigurato il CMD corretto per distanza. I targets del programma sono identificati dai punti rossi.

Capitolo 3

Analisi dei dati

Lo scopo di questo studio è determinare in dettaglio le proprietà chemo-dinamiche di un campione di 100 stelle appartenenti all'alone retrogrado della nostra Galassia. Nello specifico, l'interesse è rivolto agli IoM delle stelle e ai rapporti di abbondanza di alcuni elementi chiave per comprendere la storia di arricchimento chimico dei progenitori di tali stelle (sezione 1.4).

La stima degli IoM, come energia e momento angolare della stella nel potenziale Galattico, rivela non solo quali stelle sono retrograde, ma soprattutto la loro distribuzione nello spazio degli IoM. Le stelle che condividono simili valori degli IoM possono aver fatto parte dello stesso sistema stellare in epoca passata (sezione 1.2).

I rapporti di abbondanze chimiche come $[X/Fe]$ e $[Fe/H]$ sono cruciali per determinare alcune caratteristiche del sistema stellare in cui si sono originate tali stelle. La distribuzione delle stelle di un sistema in un determinato diagramma $[X/Fe] - [Fe/H]$ fornisce importanti informazioni sullo SFR e sulla IMF del sistema e, in generale, sul contributo all'arricchimento chimico delle stelle che producono i diversi elementi. Quindi, le abbondanze chimiche, unite alle informazioni di dinamica, conducono verso una descrizione dettagliata della storia di arricchimento chimico dei progenitori della MW (sezione 1.3).

Nelle sezioni successive viene descritta l'analisi delle proprietà chimiche e cinematiche dei targets. Il punto di partenza è la determinazione dei parametri atmosferici, grazie ai quali è possibile interpretare gli spettri osservati e derivare le abbondanze. Dopodiché, viene spiegata la procedura di selezione delle righe spettrali, grazie alla quale si ottengono delle stime di abbondanza attraverso due metodi diversi: abbondanze da EW e abbondanze da sintesi.

3.1 Determinazione dei parametri atmosferici

Gli spettri delle stelle presentano righe di assorbimento la cui intensità dipende dalla composizione chimica e dalla struttura dell'atmosfera stellare. Le quantità fisiche che caratterizzano un'atmosfera stellare sono la temperatura effettiva (T_{eff}), il logaritmo della gravità superficiale ($\log(g)$), la metallicità ($[M/H]$) e la velocità di microturbolenza (V_{turb}).

L'utilizzo di dati fotometrici, soprattutto in caso di elevata precisione, come si ha per la EDR3 di *Gaia*, è un ottimo metodo per ottenere temperatura e gravità. Oltre ad una

fotometria precisa ed accurata, per stimare fotometricamente T_{eff} e $\log(g)$ è necessario conoscere sia la distanza che l'eccesso di colore delle stelle studiate.

3.1.1 Stima di distanza

In astrofisica, la stima della distanza è una procedura molto importante e non sempre facile da attuare. Il metodo della parallasse è uno dei più utilizzati nel caso di oggetti relativamente vicini, per esempio all'interno della Galassia. Tale metodo prevede osservazioni del target separate nel tempo. Questo permette all'osservatore, che si trova di fatto nella posizione della Terra, di spostarsi a causa del moto di rivoluzione del pianeta attorno al Sole. Perciò, la posizione della stella sulla sfera celeste cambia rispetto a oggetti di background molto più lontani che, invece, non subiscono questo effetto. Come mostrato in figura 3.1, la distanza (d) della stella è inversamente proporzionale alla parallasse (p):

$$d \simeq \frac{1AU}{p}$$

in cui $1 AU = 1.496 \cdot 10^{13}$ cm è l'Unità Astronomica.

Gaia fornisce i valori di parallasse espressa in mas (appendice A). Le incertezze associate a tali valori sono nell'ordine di 0.02-0.03 mas per stelle con magnitudine apparente in banda $G < 15$, come le stelle discusse in questo lavoro. Invece, si hanno errori di 0.07 mas a $G = 17$, 0.5 mas a $G = 20$ e 1.3 mas a $G = 21$.

Le stelle di questo campione sono situate a distanze di 100-1000 pc dal Sole, com'è mostrato in figura 3.1, in cui il pannello di destra raffigura l'istogramma delle stime di distanza. Tali valori hanno degli errori relativi di $\delta d/d \simeq 0.01$.

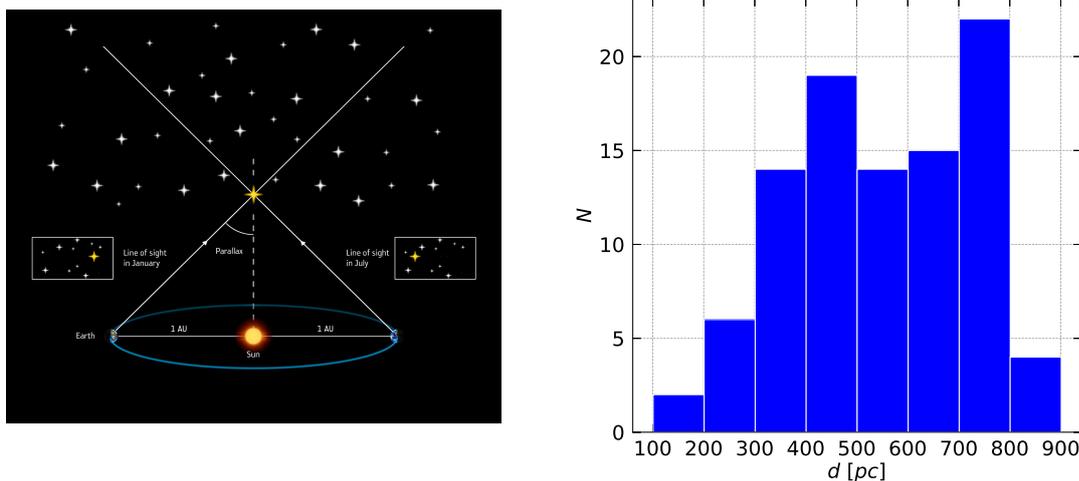


Figura 3.1: A sinistra viene rappresentato il metodo della parallasse. Le due osservazioni sono separate di sei mesi. Si vede che la posizione della stella cambia rispetto al background tra le due osservazioni. A destra è presente un istogramma che mostra le stime di distanza dei targets.

3.1.2 Correzione per estinzione delle magnitudini

Le magnitudini delle stelle sono attenuate a causa del mezzo interstellare presente lungo la linea di vista. Questo meccanismo dà luogo al reddening, cioè un indebolimento delle magnitudini che dipende dalla lunghezza d'onda. In particolare, il fenomeno è più efficiente man mano che aumenta l'energia dei fotoni, cioè la componente blu viene maggiormente assorbita rispetto a quella rossa.

In generale, assumendo una magnitudine apparente (m), la magnitudine apparente corretta per reddening (m_0) è data dalla seguente relazione:

$$m_0 = m - A_m$$

dove A_m è il coefficiente di reddening.

Tale quantità è definita per comodità come $A_m = k_m A_0$, con k_m coefficiente di estinzione e A_0 coefficiente di estinzione a fissata lunghezza d'onda (550nm). In altre parole, per applicare questa correzione, è necessario determinare k_m e A_0 .

La quantità A_0 è definita dalla seguente equazione:

$$A_0 = 3.1 E(B - V)$$

con $E(B - V)$ detto eccesso di colore. Misure precise di eccessi di colore al variare della distanza fino a distanza di 1kpc sono state ottenute negli ultimi anni utilizzando i dati fotometrici di *Gaia* (Vergely et al. [2022]). Da queste mappe è quindi possibile ottenere il valore di $E(B - V)$ in base alla distanza da parallasse fornita da *Gaia* EDR3. La procedura per determinare i coefficienti k_m è fornita dal sito¹ della missione *Gaia*, usando la seguente relazione:

$$k_m = a_1 + a_2 X + a_3 X^2 + a_4 X^3 + a_5 A_0 + a_6 A_0^2 + a_7 A_0^3 + a_8 A_0 X + a_9 A_0 X^2 + a_{10} A_0^2 X \quad (3.1)$$

in cui X è il colore intrinseco, il pedice m identifica le tre magnitudini ($m = G, BP, RP$) e dove a_i , con $i = (1, \dots, 10)$, sono i coefficienti del polinomio che dipendono dallo stato evolutivo della stella. Ai fini di questo studio, sono stati utilizzati i valori relativi a stelle di sequenza principale. Il colore X non è direttamente noto perché sono ancora incognite le magnitudini corrette per reddening. Ciononostante, è possibile determinare i coefficienti k_m attraverso una procedura iterativa. Nella relazione (3.1) può essere inserito inizialmente il colore osservato, cioè non corretto per reddening. Così, si ottiene una prima stima di k_m utile per inizializzare il valore delle magnitudini corrette per reddening. Perciò, è disponibile una stima di colore corretto per estinzione da poter inserire nuovamente nella relazione (3.1). Si tratta di un processo iterativo da applicare fino alla convergenza dei parametri k_m , la quale viene raggiunta dopo poche iterazioni.

Al termine di questa procedura, si hanno a disposizione le magnitudini corrette per reddening in banda G , BP e RP . Con esse è possibile costruire il Diagramma Colore Magnitudine (CMD), mostrato in figura 3.2.

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

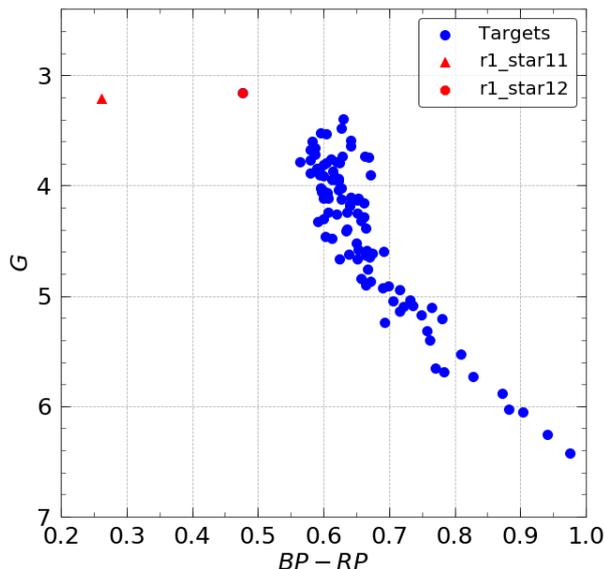


Figura 3.2: *CMD per i targets spettroscopici discussi in questo lavoro. Vengono messe in evidenza le stelle r1_star11 e r1_star12, le quali si trovano al di fuori della sequenza descritta dal campione.*

3.1.3 Determinazione della temperatura effettiva

La stima della temperatura effettiva (T_{eff}) è stata eseguita attraverso delle relazioni calibrate tra il colore *Gaia* dearrosoato e il termine $\theta = 5040/T_{eff}$ (Mucciarelli et al. [2021]):

$$\theta = \frac{5040}{T_{eff}} = b_0 + b_1 C + b_2 C^2 + b_3 [Fe/H] + b_4 [Fe/H]^2 + b_5 [Fe/H] C \quad (3.2)$$

dove C identifica il colore della stella, mentre $[Fe/H]$ la metallicità. I coefficienti b_0 , b_1 , b_2 , b_3 , b_4 e b_5 per stelle di sequenza principale sono forniti da Mucciarelli et al. [2021]. Questa relazione è stata calibrata su un campione di 600 stelle tra giganti e nane di temperatura nota attraverso il metodo del flusso infrarosso. Le incertezze associate ai valori di temperatura sono di circa $40 - 80K$ per le giganti e $40 - 60K$ per le nane. Nella relazione (3.2) sono stati inseriti dei parametri specifici in base ai filtri utilizzati in questo progetto (G , BP e RP), usando il colore $(BP - RP)$ corretto per estinzione. La relazione (3.2) include anche la metallicità, quantità non conosciuta a priori per le stelle osservate. Come primo step, è stata assunta per tutte le stelle una metallicità di $[Fe/H] = -1.5$ dex, come valore tipico per le popolazioni stellari di alone (si veda Helmi [2020]). Le temperature sono state successivamente ricalcolate utilizzando la metallicità appropriata ottenuta dalla successiva analisi chimica. Le variazioni dovute alla diversa assunzione della metallicità sono dell'ordine di alcune decine di K , quindi con un impatto trascurabile sulle abbondanze chimiche.

3.1.4 Determinazione della luminosità

La determinazione delle luminosità è cruciale ai fini di calcolare la gravità superficiale. Per farlo, sono necessarie le informazioni di distanza e di magnitudini corrette per reddening G , BP e RP per ogni stella osservata. Si può determinare la magnitudine assoluta in banda G (M_G) usando il modulo di distanza:

$$(m - M)_G = 5 \text{Log}(d[\text{pc}]) - 5$$

Dalla magnitudine assoluta M_G si ottiene la magnitudine bolometrica M_{Bol} applicando la correzione bolometrica nella stessa banda (BC_G):

$$M_{Bol} = M_G + BC_G$$

in cui i valori di BC_G sono stati ottenuti grazie alla seguente relazione ([Andrae et al. \[2018\]](#)):

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

con $T_{eff,\odot} = 5772K$. I coefficienti c_i per stelle di temperatura tra $4000K$ e $8000K$ sono forniti da [Andrae et al. \[2018\]](#). Infine, la luminosità si determina grazie alla seguente equazione:

$$M_{Bol} - M_{Bol,\odot} = -2.5 \text{Log} \left(\frac{L}{L_\odot} \right)$$

dove $M_{Bol,\odot} = 4.72$ e $L_\odot = 3.83 \cdot 10^{33} \text{erg/s}$.

La figura [3.3](#) mostra la posizione dei targets spettroscopici nel piano $T_{eff} - \text{Log}(L/L_\odot)$, dove è visibile che tutte le stelle sono localizzate in fase di Sequenza Principale, tranne le stelle `r1_star11` e `r1_star12`. La stella `r1_star11` ha $T_{eff} = 8579K$ suggerendo che sia una stella di tipo spettrale A. Questo è confermato anche dallo spettro che mostra intense righe della serie di Balmer. La `r1_star12` ha $T_{eff} = 6974K$. Esse fanno parte del campione a causa del fatto di essere fortemente arrossate. Non essendo dunque interessanti per gli scopi di questa tesi, sono state escluse dall'analisi.

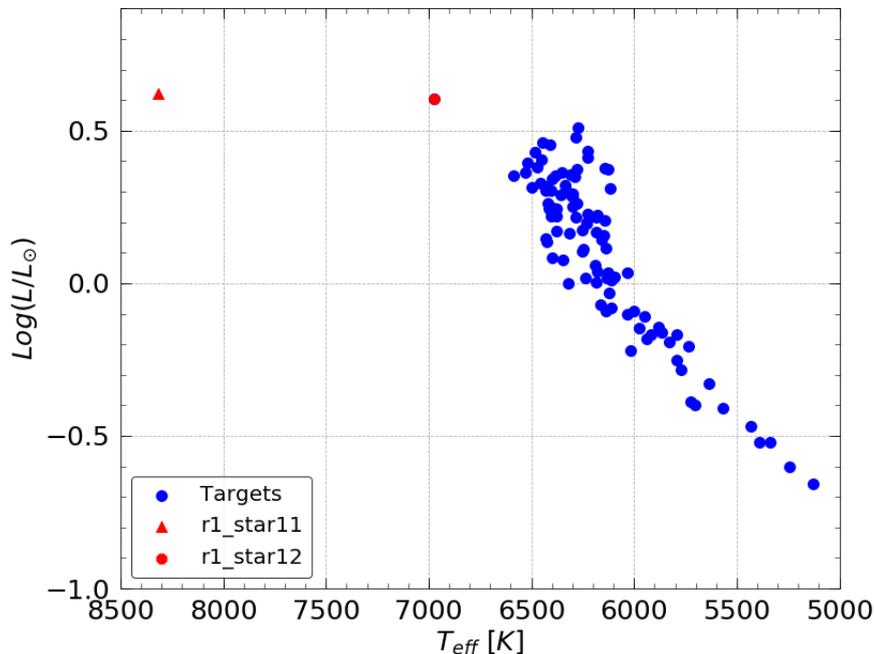


Figura 3.3: Diagramma HR per i targets. Vengono messe in evidenza le stelle escluse dall'analisi chimica, $r1_star11$ e $r1_star12$, le quali si trovano fuori dalla sequenza descritta dalle altre stelle del campione.

3.1.5 Stima della gravità superficiale

La gravità superficiale di una stella è definita come:

$$g = \frac{GM}{R^2}$$

con $G = 6.67 \cdot 10^{-8} \left(\frac{cm^3}{s^2 g} \right)$ costante di gravitazione universale, M massa della stella e R raggio della stella. Quindi, è necessario determinare M e R .

La stima di M è stata eseguita usando delle isocrone di diversa età (Pietrinferni et al. [2021]). L'isocrona che meglio riproduce la distribuzione delle stelle nel diagramma HR è la curva teorica migliore dalla quale estrarre i valori di massa delle stelle e applicarli ai targets (figura 3.4). Per questo, è stata scelta l'isocrona di una popolazione con età di $12 Gyr$, $[Fe/H] = -1.8$ dex e $[\alpha/Fe] = +0.4$ dex, attraverso cui si ottengono valori di massa per i targets di $0.59 < M < 0.80 M_{\odot}$. La stima di R può essere ottenuta attraverso la legge di Stefan-Boltzmann:

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

con $\sigma = 5.67 \cdot 10^{-5} \left(\frac{erg}{cm^2 s K^4} \right)$ costante di Stefan-Boltzmann. Dalla relazione (3.3), si ottiene un'espressione per R :

$$R = \left(\frac{L}{4\pi\sigma T_{eff}^4} \right)^{1/2}$$

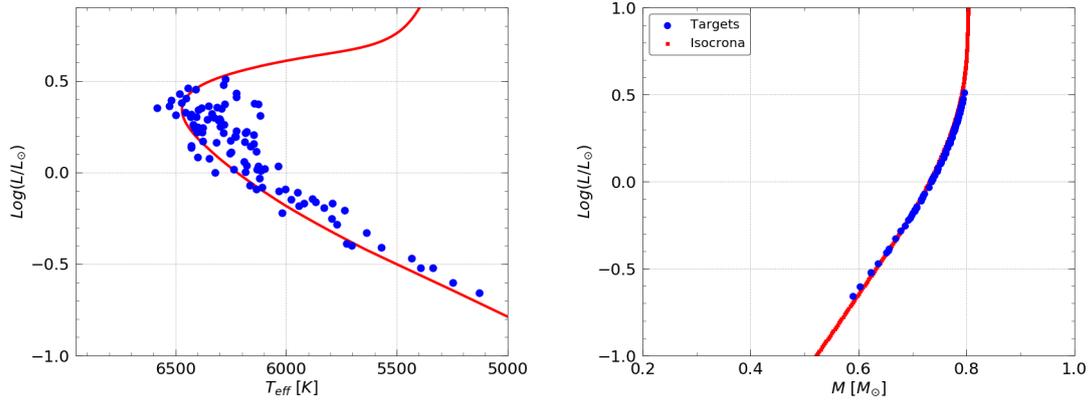


Figura 3.4: A sinistra, è raffigurato il diagramma HR con i targets e l'isocrona di riferimento. A destra, è raffigurato un plot del logaritmo della luminosità in funzione della massa in unità solari. L'isocrona fornisce i valori di massa da associare ai targets.

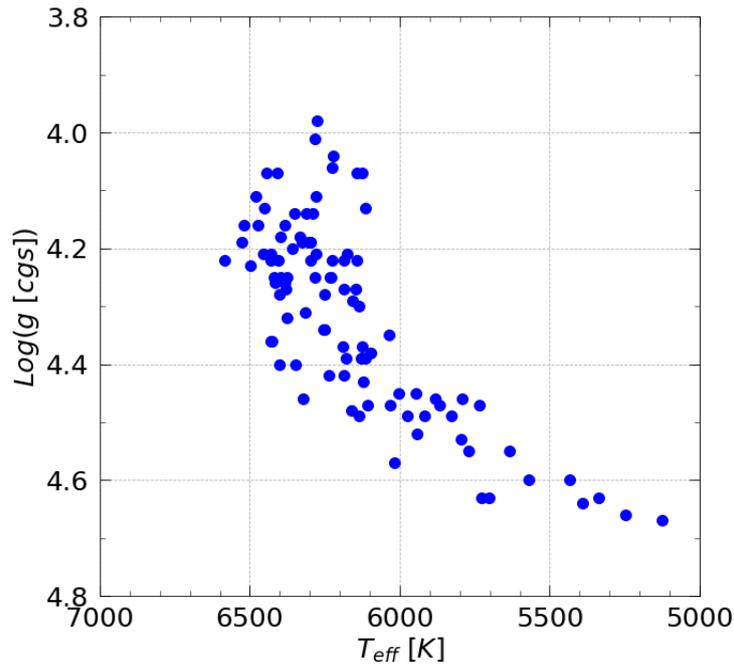


Figura 3.5: Posizione dei targets nel piano $T_{eff} - \log(g)$.

In figura 3.5, è mostrata la posizione dei targets nel piano $T_{eff} - \log(g)$ i quali hanno i seguenti valori di temperatura e gravità:

- $5100 \lesssim T_{eff} \lesssim 6600$ K;
- $4.0 \lesssim \log(g) \lesssim 4.7$.

3.2 Selezione delle righe

3.2.1 Spettri sintetici - Autokur

Gli spettri sintetici sono uno strumento fondamentale per derivare le proprietà chimiche delle stelle osservate. Lo spettro sintetico rappresenta il flusso emergente dalla fotosfera stellare in funzione della lunghezza d'onda ed è calcolato partendo da un modello di atmosfera e considerando l'assorbimento di ogni singola transizione. Il confronto tra il profilo osservato delle righe spettrali e quello teorico predetto dallo spettro sintetico è utilizzato per derivare le proprietà della stella, tra cui soprattutto le sue abbondanze chimiche.

Il calcolo di uno spettro sintetico si basa sull'utilizzo di un modello di atmosfera che descrive le proprietà termodinamiche della fotosfera stellare e che è caratterizzato dai seguenti parametri: temperatura effettiva (T_{eff}); gravità superficiale ($\log(g)$); metallicità ($[M/H]$); velocità di microturbolenza (V_{turb}). I dati fotometrici della EDR3 di *Gaia* hanno permesso di avere ottime stime di T_{eff} e $\log(g)$ dei targets spettroscopici. Per $[M/H]$ e V_{turb} è necessario fare delle assunzioni. Solo successivamente, grazie all'ottimizzazione di questi due parametri eseguita da GALA, sarà possibile ottenerne una stima. Inizialmente, il valore di metallicità assunto per i targets spettroscopici è quello tipico delle stelle di alone, ovvero $[M/H] = -1.5$ dex e $[\alpha/Fe] = +0.4$ dex (Helmi [2020]).

In questo progetto, i modelli usati per generare spettri sintetici sono unodimensionali, cioè considerano unicamente la variazione delle quantità termodinamiche lungo la linea di vista in funzione della profondità ottica. Questo limite non tiene conto di effetti tridimensionali come, ad esempio, la turbolenza. La turbolenza ha l'effetto di aggiungere una componente di allargamento delle righe spettrali. Stelle come il Sole hanno $V_{turb} \simeq 1$ km/s. Invece, stelle con un envelope convettivo più massivo come le giganti, possono raggiungere $V_{turb} \simeq 2$ km/s.

Tali modelli sono stati prodotti con Autokur. Si tratta di un programma che contiene diverse funzioni, tra cui *synthe* e *sline2*. *Synthe* fa uso del software ATLAS9 (Kurucz [2005]) al fine di calcolare un modello di atmosfera facendo uso di specifiche funzioni di distribuzione di opacità fissate dai parametri in input, ovvero T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$, $[\alpha/Fe]$ e V_{turb} . *Sline2* permette di ottenere le informazioni su ogni singola riga presente nel sintetico con risoluzione simile a quella dello spettro osservato. Il programma calcola le righe spettrali ad altissima risoluzione che, attraverso una convoluzione con un profilo gaussiano, vengono riportate alla risoluzione dello spettro osservato. L'esempio di figura 3.6 ha lo scopo di mostrare come questo metodo sia fondamentale per determinare l'eventuale presenza di diverse componenti per ogni riga di uno spettro osservato. Questa procedura è essenziale per determinare il grado di contaminazione presente in una riga spettrale osservata.

Sline2 fornisce una *linelist* con i seguenti parametri: lunghezza d'onda; numero atomico dell'elemento e stato di ionizzazione; $\log(gf)$; potenziale della transizione; set di parametri legati alla forma della riga; Larghezza Equivalente (EW) della riga nel sintetico; EW della componente primaria calcolata come se la riga fosse singola; differenza percentuale tra i due valori di EW; indicatori di *splitting* iperfine o isotopico; parametro di bontà dell'assunzione che la componente primaria rappresenti la riga del sintetico (ABU VAR); distanza in FWHM dalla riga più vicina.

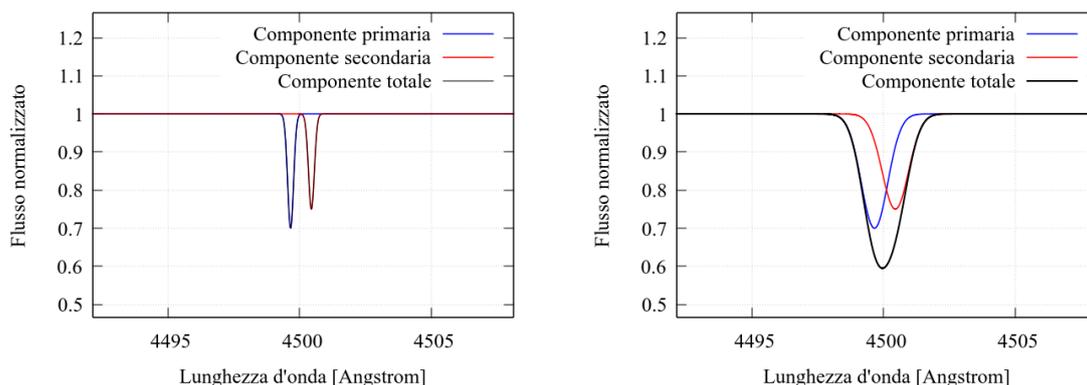


Figura 3.6: *Rappresentazione di una riga spettrale con due sottocomponenti. A sinistra viene raffigurato il caso ad altissima risoluzione, calcolato da `sline2`, in cui si evince la presenza di due componenti separate. A destra viene mostrata la riga a risoluzione simile a quella dello spettro osservato, in cui le due righe appaiono blendate.*

3.3 Abbondanze dalla EW

L'intensità delle righe spettrali è data dalla Larghezza Equivalente (EW). Per intensità della riga si intende la quantità di flusso assorbita rispetto al livello del continuo. Nel pannello di sinistra di figura 3.7 è mostrato il caso di una riga in assorbimento. L'EW è definita come la larghezza del rettangolo che ha la stessa area (cioè, flusso assorbito) della riga spettrale rispetto al livello del continuo. Perciò, l'EW si quantifica attraverso la seguente formula:

$$EW = \int \frac{F_C - F(\lambda)}{F_C} d\lambda$$

in cui F_C è il flusso relativo al livello del continuo, mentre $F(\lambda)$ è il flusso dello spettro.

La larghezza di una riga spettrale è indicata dalla larghezza a metà altezza (FWHM), quantità che dipende dalla risoluzione dello strumento, dal seeing e dalle proprietà fisiche dell'atmosfera stellare come la temperatura, la microturbolenza e la rotazione.

Il modo in cui dipende l'EW di una riga spettrale dall'abbondanza chimica è descritto dalla curva di crescita. Nel pannello di destra di figura 3.7, è mostrato l'andamento tipico di una curva di crescita, in cui si distinguono tre regimi all'aumentare dell'abbondanza chimica: lineare; saturazione; damping. Nel regime lineare, il core della riga diventa più profondo all'aumentare dell'abbondanza, mentre il profilo delle ali resta invariato. In questo regime, l'EW della riga dipende linearmente dall'abbondanza chimica ed è un buon estimatore di abbondanza. Quando il core della riga diventa totalmente opaco, l'EW è meno sensibile a un aumento di abbondanza chimica ed avviene la transizione al regime di saturazione. L'EW in tale regime cresce con la radice quadrata del logaritmo dell'abbondanza della riga, quindi è molto meno sensibile a variazioni di metallicità rispetto al regime precedente. Aumentando ulteriormente l'abbondanza chimica, l'assorbimento avviene sulle ali della riga, modificandone il profilo e facendo sì che l'EW sia nuovamente sensibile a variazioni di abbondanza. In quest'ultimo regime (damping), l'EW dipende dalla radice quadrata dell'abbondanza chimica. In figura

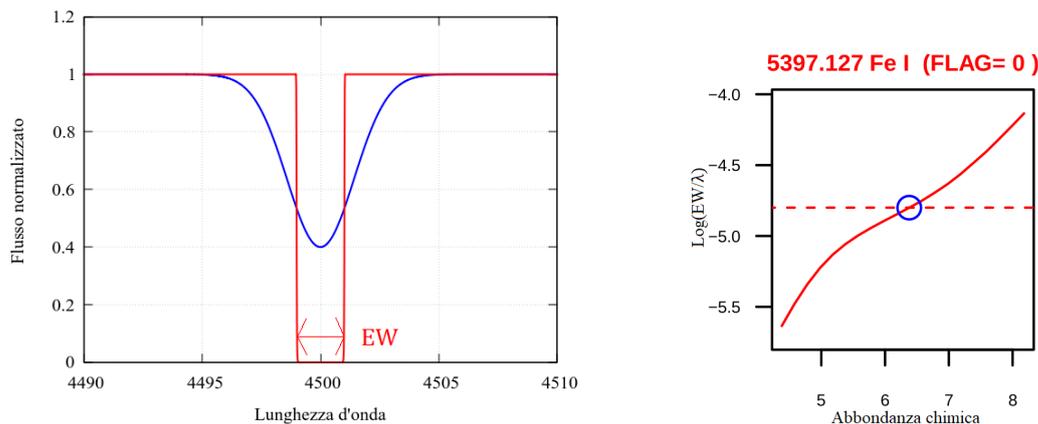


Figura 3.7: A sinistra è raffigurata la definizione di EW. In blu è rappresentata una riga spettrale in assorbimento, mentre in rosso è mostrato il rettangolo che ha lo stesso flusso assorbito dalla riga rispetto al livello del continuo. A destra è raffigurato un esempio di curva di crescita per la transizione del Fe I a lunghezza d'onda 5397.127\AA in cui si vedono i tre regimi al variare dell'abbondanza chimica.

3.8, sono schematizzati i diversi regimi appena discussi.

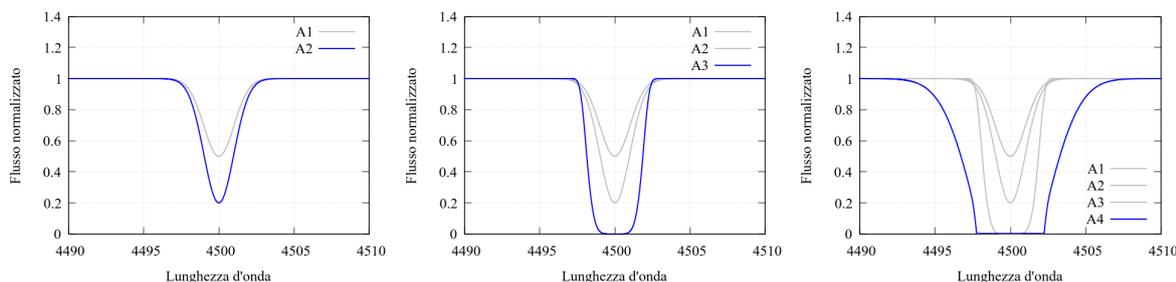


Figura 3.8: I tre grafici mostrano una riga d'assorbimento con quattro valori crescenti di abbondanza ($A1 < A2 < A3 < A4$). A sinistra, la riga è in regime lineare. Al centro, la riga è in regime di saturazione. A destra, la riga è in regime di damping.

La Larghezza Equivalente (EW) di una riga è un estimatore di abbondanza solo se tale riga è isolata (cioè non contaminata da altre righe sovrapposte) o con blending con righe deboli che contribuiscono in maniera trascurabile al profilo della riga. Perciò, questo metodo di stima delle abbondanze si basa sulla selezione di righe isolate, in cui l'EW della riga è attribuibile a un'unica componente e, quindi, all'abbondanza della specie chimica in esame.

Le informazioni fornite dalle linelist di `sline2` permettono di selezionare le righe isolate, facendo uso in particolare del parametro `ABU VAR`. L'`ABU VAR` di una riga del sintetico quantifica la variazione di abbondanza dell'elemento che genera tale riga affinché la sua componente primaria sia totalmente rappresentativa della riga. Un altro parametro utile per capire se una specifica riga sia isolata è la distanza dalla riga più vicina. L'effetto di blending si manifesta quando la riga più vicina si trova a distanze inferiori di 2 FWHM. Infine, gli indicatori di splitting iperfine e isotopico rivelano la presenza di righe spettrali formate da diverse componenti. In generale, la presenza di

splitting iperfine o isotopico deforma la riga al punto da renderla inutilizzabile attraverso il metodo della EW. Tuttavia, esistono alcuni elementi come Ti, Ni e Al, le cui righe possono essere usate per determinare le abbondanze chimiche nonostante la presenza di splitting, in quanto esso risulta trascurabile. Le righe che presentano splitting possono essere usate per stimare le abbondanze chimiche attraverso il metodo della sintesi, discusso in seguito.

3.3.1 Misura delle EW - 4DAO

La selezione portata a termine nell'applicare il metodo della EW include righe con $ABU\ VAR \leq 0.1$, cioè righe in cui la componente primaria rappresenta la componente totale con incertezza inferiore di 0.1. Sono state escluse righe che manifestano splitting iperfine o isotopico tranne nei seguenti casi: transizioni iperfini per Ca e Al, transizioni isotopiche per Ti e Ni. Sono state prodotte 18 linelist al variare dei seguenti parametri in input allo spettro sintetico: $T_{eff} = (5500K, 6000K, 6500K)$; $\log(g) = (4.2, 4.5)$; $[M/H] = (-1.20, -1.60, -2.0)$.

La misura della EW delle righe selezionate è stata eseguita con il programma DAOSPEC (Stetson and Pancino [2008]). Si tratta di un codice che identifica le righe spettrali in assorbimento, normalizza lo spettro attraverso un polinomio di Legendre, misura le EWs e le velocità radiali per tutte le righe osservate e identifica tra queste quelle fornite in una lista di input (quindi quelle selezionate precedentemente). La misura della EW viene eseguita in base a un fit del profilo della riga adottando un profilo gaussiano e la stessa FWHM per tutte le righe.

In questo lavoro, DAOSPEC è stato utilizzato attraverso il wrapper 4DAO (Mucciarelli et al. [2013]). Esso permette di analizzare una lista di spettri, elaborare i file di input e output di DAOSPEC, ottimizzare automaticamente alcuni parametri spettrali usati da DAOSPEC per misurare le EWs (tra tutti la FWHM), riconoscere alcune regioni spettrali in cui sono presenti dei bias (ad esempio righe telluriche), fornire dei grafici che mostrino la qualità della soluzione e fornire lo spettro normalizzato a velocità radiale pari a zero. Tra tutti i parametri in input, i più importanti sono: il valore iniziale di FWHM; l'ordine del polinomio di Legendre per normalizzare lo spettro; il range di valori all'interno del quale cercare la velocità radiale della stella; la lista delle righe da identificare nello spettro; il range in lunghezza d'onda all'interno del quale normalizzare lo spettro.

In figura 3.9, viene mostrato un esempio dell'output di 4DAO, dove si mostra il fit del continuo eseguito sull'intero spettro osservato e un esempio di fit gaussiano su una singola riga spettrale.

Al termine di questa procedura, si ha a disposizione una lista di righe con la stima di EW e l'errore associato. Queste informazioni vengono successivamente usate da GALA per determinare le abbondanze chimiche. Inoltre, attraverso la ricerca delle righe nello spettro reale, il software è in grado di determinare lo spostamento Doppler di ciascuna riga spettrale causato dalla velocità radiale della stella, fornendo una RV media per ogni spettro.

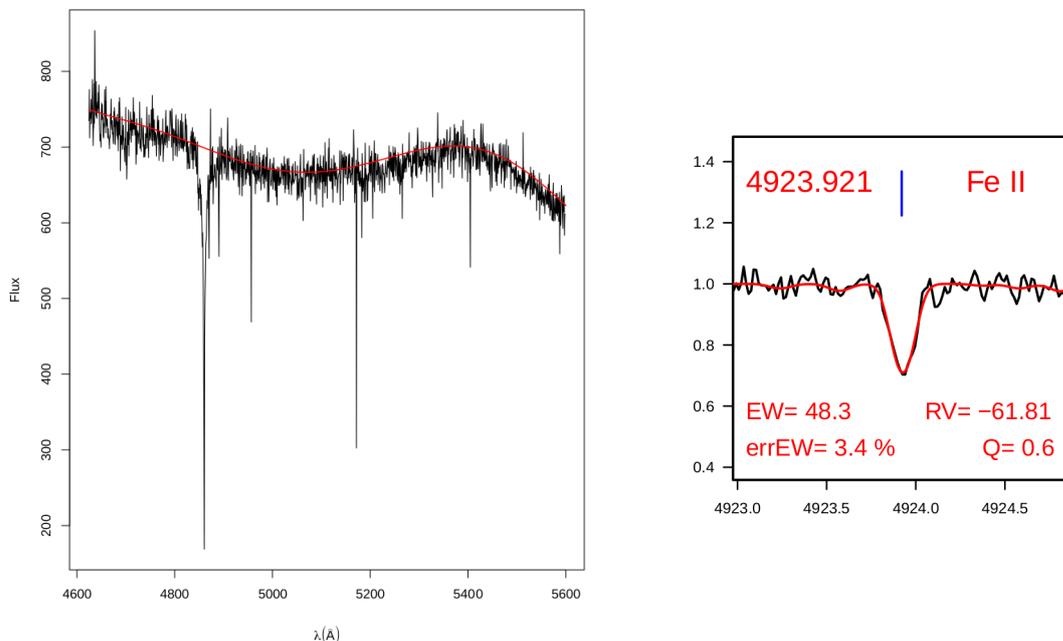


Figura 3.9: Esempio di output di 4DAO. A sinistra è raffigurato il fit del continuo. A destra è presente il fit gaussiano di una riga spettrale. In questo esempio si tratta di ferro ionizzato a lunghezza d'onda 4923.921\AA . Inoltre, sono presenti le informazioni di EW con errore associato, la stima di velocità radiale e il parametro di qualità.

3.3.2 Calcolo delle abbondanze chimiche - GALA

GALA (Mucciarelli et al. [2013]) è un codice scritto in FORTRAN con lo scopo di calcolare le abbondanze degli elementi chimici facendo uso dei valori di EW delle loro righe spettrali, i quali vengono forniti con delle liste in input.

GALA è in grado di ottimizzare i parametri atmosferici calcolando nuovi modelli di atmosfera. In questo caso, è necessario ottimizzare $[M/H]$ e V_{turb} . La convergenza di questi parametri si ottiene richiedendo che l'abbondanza di ferro stimata da ogni riga spettrale sia costante in funzione della lunghezza d'onda. La scelta del ferro tra i vari elementi è giustificata dalla presenza di un gran numero di righe rispetto ad altri elementi. Il programma è in grado di generare degli strumenti grafici e statistici per permettere di valutare la qualità dei risultati (figure 3.10, 3.11). I valori più importanti in input a GALA sono i parametri atmosferici (T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$ e V_{turb}), i valori di EW minimo e massimo e l'errore sulla EW. Questi ultimi tre parametri permettono di selezionare righe in regime lineare o debolmente saturo, cioè righe sensibili a variazioni di metallicità e di microturbolenza, e con incertezze associate alla EW inferiori al 30%. Nella stima delle abbondanze chimiche, GALA è in grado di pesare le singole EW in base alla loro incertezza. Così, per ogni elemento chimico che supera l'intera procedura, si ha a disposizione una stima di abbondanza chimica con un'incertezza associata.

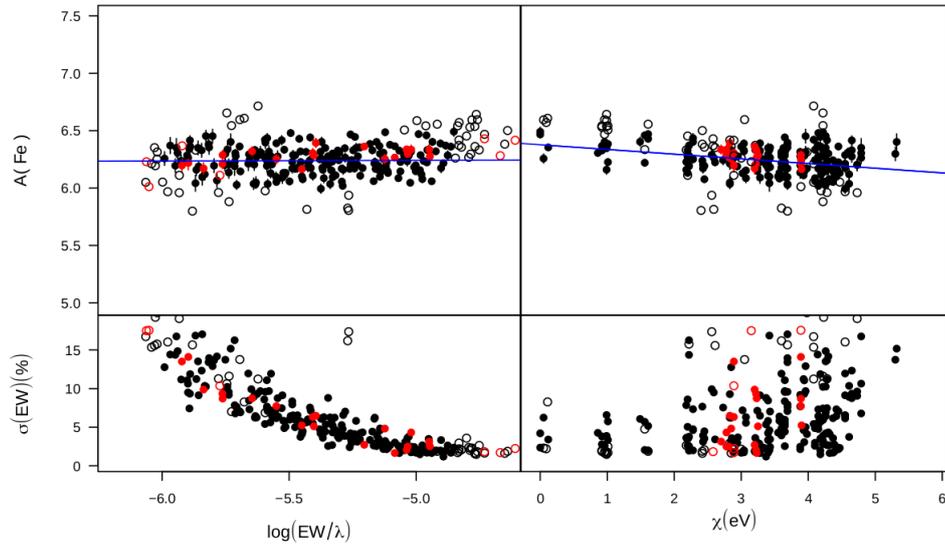


Figura 3.10: *Output grafico di GALA. In alto, viene mostrato l'andamento della stima di abbondanza del ferro in funzione della EW ridotta e del potenziale di ionizzazione. In basso, l'andamento delle incertezze associate ai valori di EW in funzione dell'EW delle righe. In nero vengono mostrate le righe di FeI. In rosso sono raffigurate le righe di FeII. I cerchi vuoti indicano le righe escluse da GALA.*

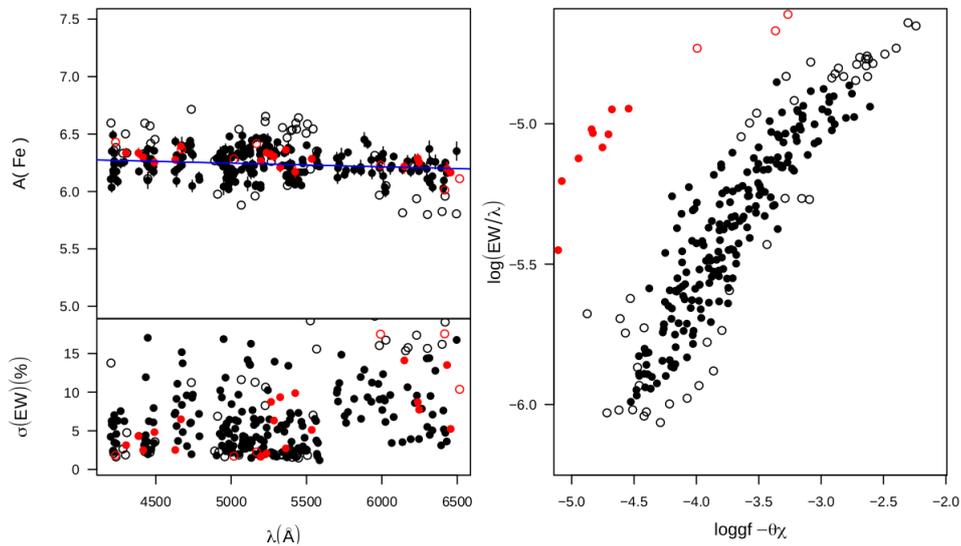


Figura 3.11: *Output grafico di GALA. A sinistra viene mostrato l'andamento della stima dell'abbondanza di ferro e dell'incertezza associata alla EW in funzione della lunghezza d'onda delle righe. A destra è presente l'andamento della curva di crescita. In nero vengono mostrate le righe di FeI. In rosso sono raffigurate le righe di FeII. I cerchi vuoti indicano le righe escluse da GALA.*

3.4 Abbondanze dalla sintesi

Il metodo della sintesi è un metodo sempre applicabile, ma che richiede il calcolo di numerosi spettri sintetici, risultando quindi molto più costoso in termini di tempo rispetto al metodo dell'EW. Per questo, si preferisce utilizzare il metodo dell'EW per le righe unblended o con profili gaussiani, mentre quello della sintesi viene utilizzato per righe "damped" o affette da splitting iperfini o isotopici. Nel dettaglio, questo metodo consiste nell'utilizzare degli spettri sintetici in corrispondenza di una riga spettrale di un elemento, variandone l'abbondanza chimica.

Il metodo della sintesi è stato applicato per tutte le righe legate a transizioni atomiche con splitting isotopico e/o iperfino (quindi non analizzabili con GALA) con core non saturo.

3.4.1 Calcolo delle abbondanze chimiche - SALVADOR

SALVADOR è un software utile per determinare le abbondanze chimiche attraverso il metodo della sintesi. Esso prende in input lo spettro osservato normalizzato e a velocità radiale pari a zero, una lista di righe da analizzare attraverso il metodo della sintesi, e i parametri atmosferici della stella. Per ogni riga in esame, SALVADOR calcola una griglia di spettri sintetici con i parametri stellari appropriati, variando solo l'abbondanza della specie chimica in esame. Viene poi eseguito una minimizzazione del χ^2 tra la riga osservata e la griglia di sintetici per individuare l'abbondanza che meglio riproduce il profilo osservato.

In figura 3.12 e 3.13 viene mostrato un esempio di output di SALVADOR. Per normalizzare correttamente il continuo in prossimità della riga, dato il grande impatto che esso ha nel calcolo delle abbondanze, è possibile dare al programma degli intervalli spettrali relativi al continuo, mostrati in giallo nelle figure 3.12 e 3.13. La keyword 'ABU' permette di eseguire il fit del core della riga spettrale (nel caso di righe in regime lineare). 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 di $\pm 4\sigma$ rispetto alla lunghezza d'onda centrale, ma può essere modificata dall'utente in casi particolari. La keyword 'ABU2' permette di eseguire il fit delle ali della riga (regime di damping). In questo caso, al programma sono stati forniti i range spettrali specifici delle ali per ogni riga.

Tra gli output del programma è presente un file per ogni spettro contenente tutte le informazioni riguardanti le righe analizzate, come lunghezza d'onda, numero atomico, stima di abbondanza, EW e RV.

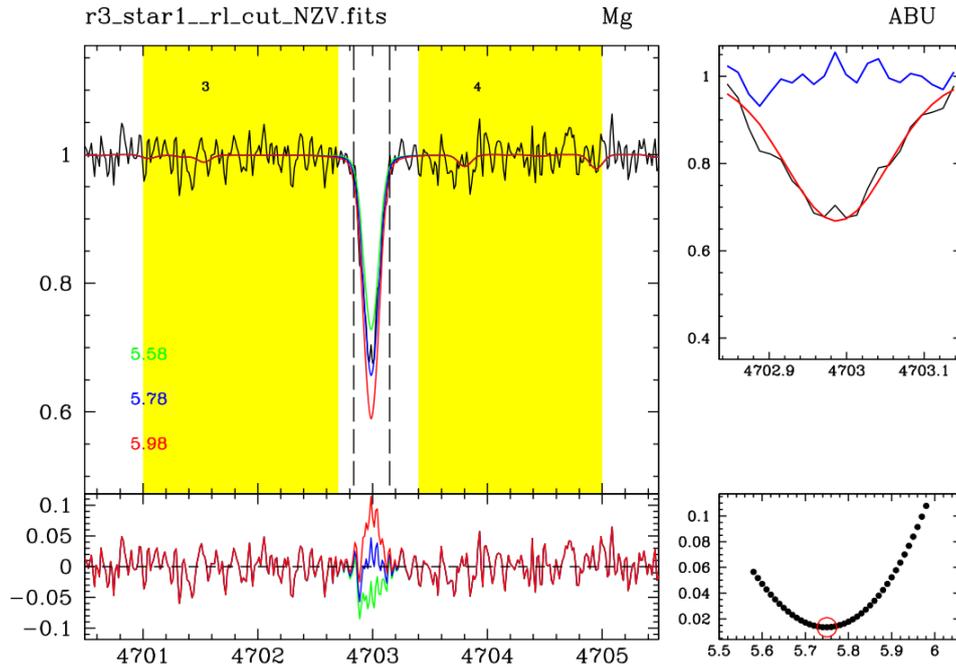


Figura 3.12: Output grafico di SALVADOR per una riga del magnesio in regime lineare. A sinistra viene mostrato il fit dello spettro in corrispondenza della riga al variare dell'abbondanza di magnesio e i residui relativi. A destra, in alto, viene mostrato un ingrandimento relativo al fit del core della riga, mentre in basso è mostrato l'andamento del χ^2 in funzione dell'abbondanza chimica.

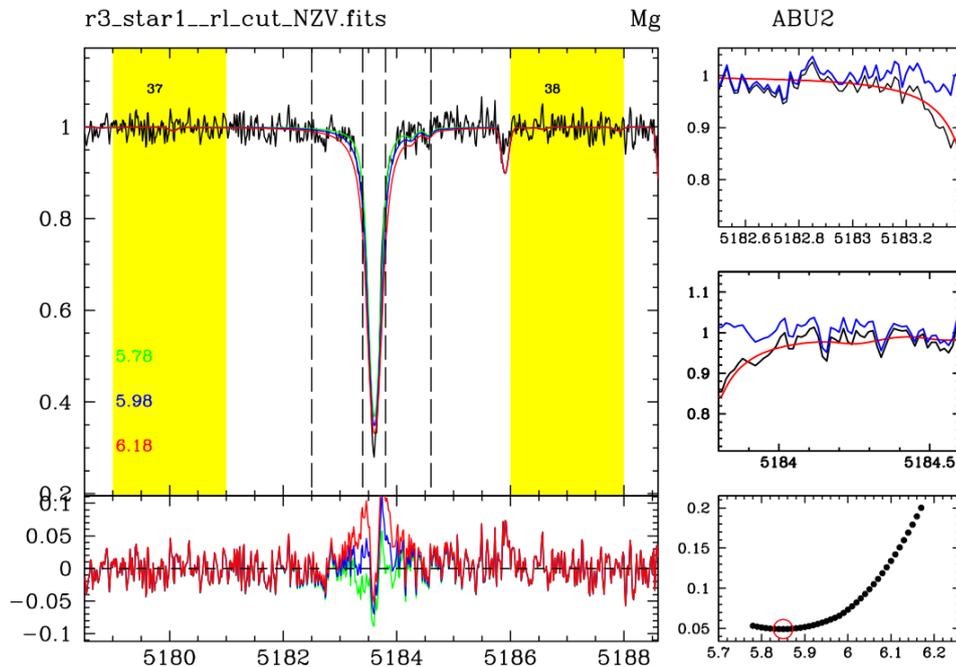


Figura 3.13: Output grafico di SALVADOR per una riga del magnesio in regime di damping. A sinistra viene mostrato il fit dello spettro in corrispondenza della riga al variare dell'abbondanza di magnesio e i residui relativi. A destra, in alto e al centro, vengono mostrati degli ingrandimenti relativi al fit delle ali della riga, mentre in basso è mostrato l'andamento del χ^2 in funzione dell'abbondanza chimica.

3.5 Trattazione degli errori

Il procedimento per determinare gli errori sui rapporti di abbondanza è quello presentato nel lavoro di [Minelli et al. \[2021\]](#). L'errore associato al rapporto di abbondanza $[X/Fe]$ di un elemento viene calcolato sommando in quadratura l'errore dovuto alla misura e l'errore associato alla stima dei parametri atmosferici. Nello specifico, l'incertezza statistica dovuta all'errore di misura è data da σ/N_{lines} , in cui σ è la deviazione standard dal valor medio e N_{lines} è il numero di righe. La formula utilizzata per determinare l'incertezza su $[Fe/H]$ è la seguente:

$$\sigma_{[Fe/H]} = \sqrt{\frac{\sigma_{Fe}^2}{N_{Fe}} + \left(\delta_{Fe}^{Teff}\right)^2 + \left(\delta_{Fe}^{logg}\right)^2 + \left(\delta_{Fe}^{Vturb}\right)^2}$$

mentre la formula utilizzata per determinare l'incertezza su un generico $[X/Fe]$ è:

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

Per quanto riguarda il contributo da T_{eff} , l'errore sulla relazione colore-magnitudine adottata è dominante rispetto a quelli derivanti dalle magnitudini *Gaia*. Viene scelto quindi come errore in temperatura il valore di 61 K, fornito da [Mucciarelli et al. \[2021\]](#). L'errore associato a $\log(g)$ derivato tramite propagazione degli errori a partire dalla fotometria *Gaia* risulta sempre minore di 0.1. Viene scelta una stima conservativa pari a 0.1. Infine, l'errore su V_{turb} è dato da GALA durante l'analisi chimica per ciascuna stella e un valore tipico è 0.1.

Per ottenere le incertezze sui rapporti di abbondanza misurati con GALA è stata ripetuta l'analisi chimica a parametri fissati. Il programma ricalcola le abbondanze variando ogni volta un singolo parametro di $\pm 1\sigma$ rispetto al valore in input e modificando la metallicità di ± 0.1 dex. L'errore totale viene calcolato come la somma in quadratura dell'errore sulla misura di abbondanza e della differenza di abbondanza dovuta alla variazione dei parametri.

L'errore di misura di SALVADOR è dato dallo spettro e dal suo rapporto segnale-rumore (SNR). Per valutare gli effetti di questo sulle misure dell'abbondanza ottenuta da una sola riga disponibile si è utilizzato un procedimento di simulazione Monte Carlo. Per ogni stella sono stati simulati 500 spettri che riproducono quello reale, ai quali viene aggiunto del rumore Poissoniano analogo al SNR dello spettro osservato. Tali spettri sono stati successivamente analizzati da SALVADOR. L'errore associato al fit è la deviazione standard delle abbondanze ottenute. Per gli elementi che hanno più di una riga osservata, l'errore associato al fit è stato misurato come $\sigma/\sqrt{N_{lines}}$. Per misurare l'errore dovuto alle incertezze sui parametri atmosferici è stata ricalcolata l'abbondanza degli elementi variando uno alla volta i parametri della stella di un valore pari alla propria incertezza. Trattandosi di un metodo costoso in termini di tempo, le incertezze sui rapporti di abbondanza ottenuti attraverso la sintesi sono state ottenute in modo diretto per 4 stelle a campione. Grazie a questi valori è stato possibile determinare delle barre d'errore medie da associare a ogni rapporto di abbondanza ottenuto per ciascun elemento chimico.

Capitolo 4

Risultati dell'analisi spettroscopica

4.1 Velocità radiali

La stima di velocità radiale (RV) è stata ottenuta attraverso 4DAO. Il programma fornisce una stima di RV per ogni riga spettrale della linelist fornita in input. Per ognuno dei tre spettri è possibile calcolare dunque una RV media, come mostrato in figura 4.1.

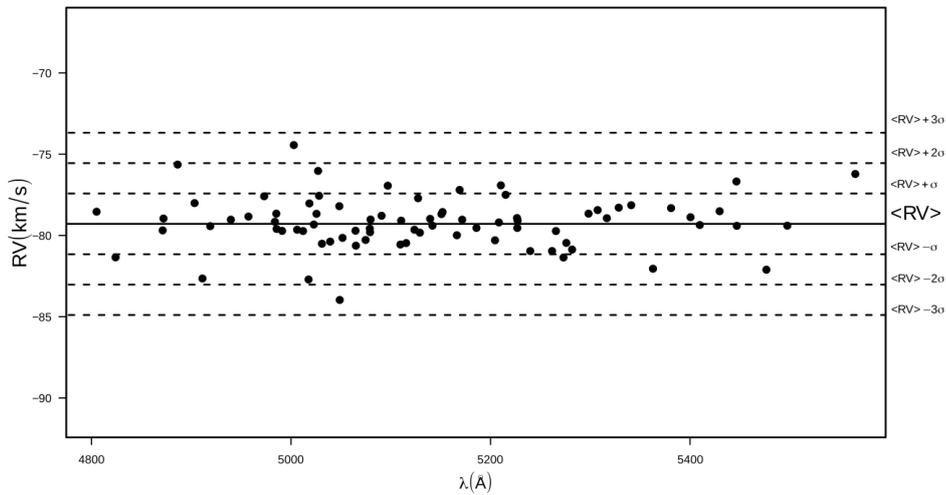


Figura 4.1: Stime di RV in funzione della lunghezza d'onda per lo spettro RedL della stella *r1_star1*. La riga orizzontale indica il livello del valor medio di RV mentre le linee tratteggiate mostrano i livelli di consistenza con il valor medio a 1, 2 e 3 σ .

Per ogni stella, la stima di RV è il valor medio delle tre stime di RV provenienti dagli spettri Blue, RedL e RedU. La figura 4.2 mostra l'istogramma delle RVs dei targets. Le RVs ottenute con UVES sono state confrontate con quelle ottenute da *Gaia* EDR3 per identificare possibili sistemi binari in base ad eventuali variazioni di RV. La differenza di RV per ogni stella è stata confrontata in base agli errori (dell'ordine di 0.1 km/s per UVES e di diversi km/s per *Gaia*). Da tale confronto risultano 4 stelle (*r1_star16*, *r4_star10*, *r4_star14* e *r4_star15*) con RV differente ad un livello di 2 sigma, ma solo una (*r4_star15*) oltre un livello di 3 sigma (figura 4.3). *Gaia* EDR3 conferma l'evidenza che *r4_star14* e *r4_star15* siano sistemi binari.

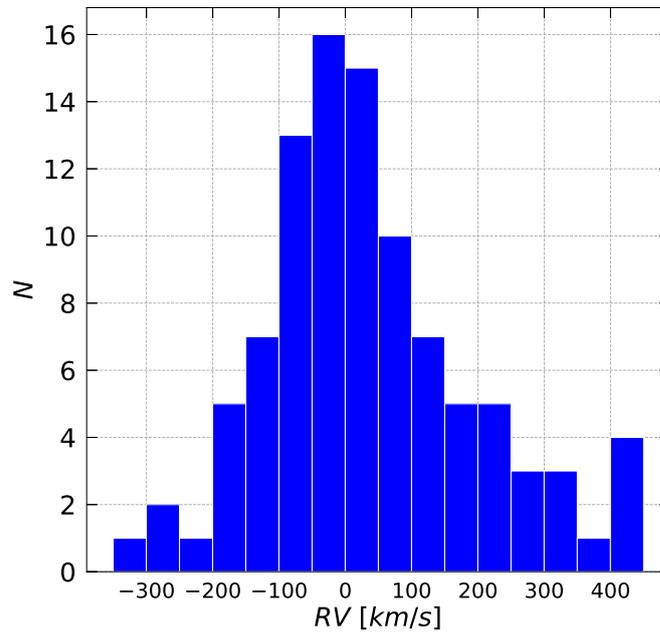


Figura 4.2: *Istogramma delle RVs dei targets.*

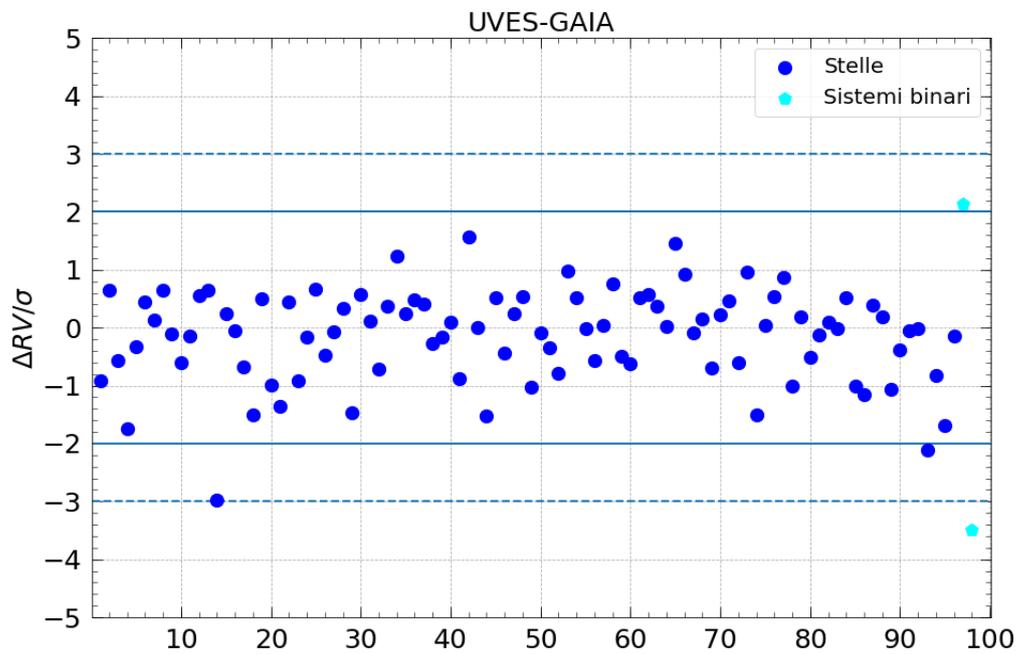


Figura 4.3: *Differenza delle stime di RV tra Gaia e UVES in unità di errore. Le due righe orizzontali continue identificano la differenza a livelli di $\pm 2\sigma$, mentre quelle tratteggiate di $\pm 3\sigma$. Sono evidenziati $r4_star14$ e $r4_star15$, riconosciuti da Gaia EDR3 come sistemi binari.*

4.2 Distribuzione di metallicità

La metallicità delle stelle osservate è stata ottenuta come il valor medio di abbondanza derivato dalle righe del ferro. Si tratta dell'elemento che manifesta il maggior numero di righe anche a bassa metallicità. L'abbondanza di ferro è data da:

$$A(Fe) = \text{Log} \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right) + 12$$

in cui N_{Fe} e N_H sono rispettivamente il numero di atomi di ferro e di idrogeno. In riferimento all'abbondanza solare si ottiene:

$$[Fe/H] = A(Fe) - A(Fe)_\odot$$

L'istogramma delle metallicità delle stelle osservate è mostrato in figura 4.4. Il grafico mostra un ampio intervallo di valori di metallicità ($-2.8; -0.9$ dex) per le stelle osservate. Un simile intervallo è difficilmente riproducibile dall'evoluzione di un unico sistema di piccola massa. Infatti, una caratteristica rivelata dall'istogramma di figura 4.4 è la presenza di due gruppi: il primo si trova attorno a valori di $[Fe/H] \simeq -1.5$ dex ed è il più numeroso, dunque compatibile con un sistema massiccio e con distribuzione di metallicità simile a GE (Ruiz-Lara et al. [2022]); l'altro gruppo ha valori attorno a $[Fe/H] \simeq -2.2$ dex. Infatti, in accordo con gli studi più recenti (come Ruiz-Lara et al. [2022]), sistemi relativi a Sequoia e Thamnos risultano mediamente più metal-poor rispetto a GE. In figura 4.4 è mostrato il diagramma $T_{eff}-\log(g)$ per i targets con codice di colore in metallicità.

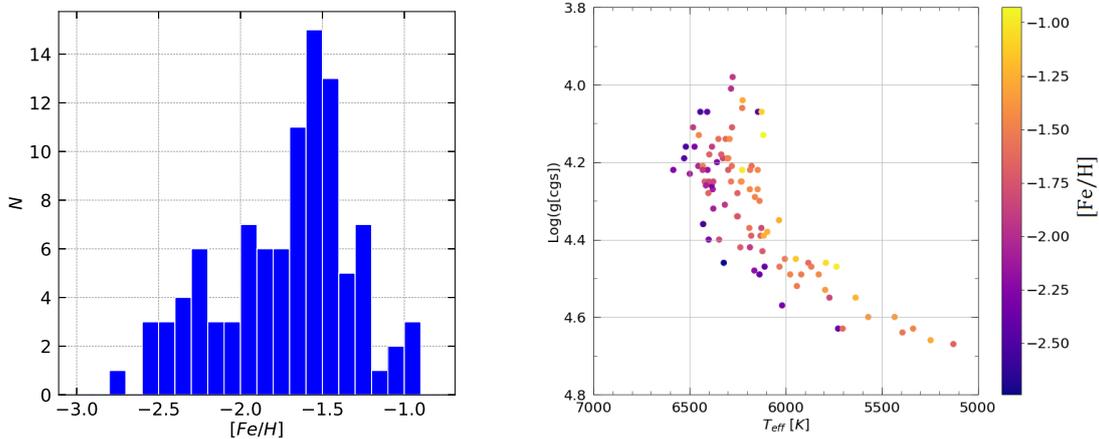


Figura 4.4: A sinistra è mostrato l'istogramma delle metallicità dei targets. A destra è raffigurato il diagramma $T_{eff}-\log(g)$ con codice di colore in metallicità.

4.3 Abbondanze chimiche

In questa sezione vengono descritti i pattern chimici degli elementi analizzati (Si, Ca, Ti, Mg, Ni, Zn, Mn, Al e Ba) in funzione dell'abbondanza di ferro $[Fe/H]$, i quali vengono messi a confronto con gli stessi ottenuti sulle stelle analizzate da [Nissen and Schuster \[2010\]](#) e [Nissen and Schuster \[2011\]](#) (rispettivamente NS10 e NS11), un campione costituito in gran parte da stelle di alone che viene descritto nel paragrafo successivo. I rapporti di abbondanza delle stelle del campione di NS10/11 sono stati stimati in questo lavoro adottando lo stesso metodo di analisi spettrale utilizzato per i targets, in modo da escludere la presenza di eventuali differenze sistematiche dovute al metodo di stima delle abbondanze chimiche tra i due campioni.

In tabella 4.1 viene specificato quale metodo di stima dell'abbondanza chimica è stato impiegato per ogni elemento e quante righe sono state trovate negli spettri come estimatori.

Elemento	Metodo di stima	Numero di righe
FeI	EW	64-265
FeII	EW	8-26
Si	EW	1-6
Ca	EW	12-31
TiI	EW	3-36
TiII	EW	2-29
Mg	Sintesi	4-8
Ni	EW	1-51
Zn	EW	1-3
Ba	Sintesi	1-2
Al	Sintesi	1-2
Mn	Sintesi	3-12

Tabella 4.1: *Elementi con stime di abbondanza, metodo impiegato per fare la stima e numero minimo e massimo di righe.*

4.3.1 Campione di riferimento: Nissen & Schuster 2010/2011

In NS10/11, gli autori hanno determinato le abbondanze chimiche per 94 stelle nane osservate con il medesimo strumento utilizzato in questo lavoro di tesi, ovvero UVES del VLT, che ha permesso di ottenere degli spettri con ottimo SNR, cioè > 300 , contro $SNR \simeq 50$ degli spettri dei targets della tesi. Tali stelle hanno $5200 < T_{eff} < 6300 K$, $-1.6 < [Fe/H] < -0.4$ dex e si trovano a distanze di $D \lesssim 335 pc$. Gran parte di queste stelle ha una cinematica tipica di stelle di alone, mentre 16 stelle appartengono al disco spesso, come mostrato nel pannello di sinistra di figura 4.5. Gli autori trovano due sottopopolazioni (chiamate high- α e low- α) in base ai rapporti di abbondanza $[\alpha/Fe]$ della componente di alone (pannello di destra di figura 4.5). Tra i vari elementi, gli autori stimano le abbondanze di Fe, Mg, Si, Ca, Ti e Ni. NS11 è un lavoro complementare in cui gli autori pubblicano i rapporti di abbondanza di altri elementi tra cui Mn, Zn e Ba

per lo stesso campione di stelle. La popolazione high- α viene attribuita a stelle di disco o di bulge le cui orbite originali sono state alterate da processi di merging con galassie satellite, oppure a stelle formatesi durante il collasso della nube di gas proto-Galattica (in entrambi i casi stelle in situ). La cinematica delle stelle della popolazione low- α suggerisce invece un'origine in galassie nane caratterizzate da un basso SFR.

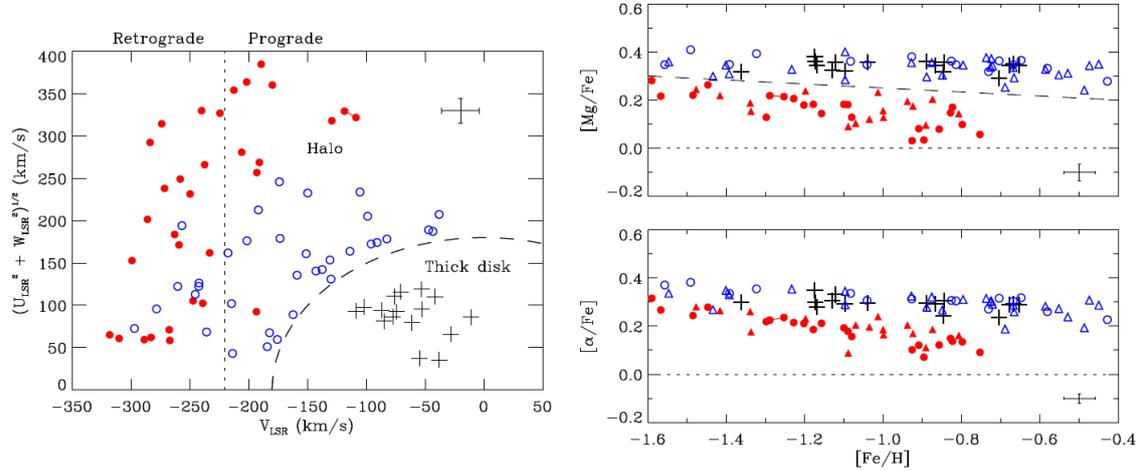


Figura 4.5: A sinistra è raffigurato un diagramma cinematico del campione di NS10/11, mentre a destra sono presenti i diagrammi $[Mg/Fe]$ - $[Fe/H]$ e $[\alpha/Fe]$ - $[Fe/H]$. I simboli neri indicano le stelle di disco spesso, i cerchi rappresentano stelle con spettroscopia UVES e i triangoli identificano stelle con spettroscopia FIES. I simboli blu caratterizzano la popolazione high- α , quelli rossi invece la low- α .

41 stelle analizzate in NS10 e NS11 hanno spettroscopia UVES, perciò sono state confrontate con i targets di questi progetti. I loro spettri hanno un coverage spettrale di 4800-6800Å, una risoluzione di circa 55000 e un rapporto segnale rumore di 250-500.

4.3.2 Silicio, calcio, titanio e magnesio

Si, Ca e Ti vengono prodotti principalmente durante la nucleosintesi esplosiva che precede l'esplosione di CC-SN, in cui il bruciamento dell'ossigeno produce il silicio, il bruciamento incompleto di ossigeno e silicio genera il calcio e il bruciamento completo e incompleto del silicio produce il titanio. Tuttavia, un contributo significativo alle loro abbondanze deriva dalle Th-SN. Secondo lo studio di Tsujimoto et al. [1995], i contributi relativi a Th-SN in riferimento ad abbondanze solari sono trascurabili per il Mg, circa il 17% per Si e circa il 25% per Ca. Secondo Kobayashi et al. [2006], circa il 50% di Ti viene prodotto da CC-SN. Il magnesio è prodotto dal bruciamento idrostatico di carbonio e neon in stelle massicce e arricchisce il mezzo interstellare a causa delle CC-SN (Woosley and Weaver [1995]). Il magnesio prodotto dalle Th-SN è invece trascurabile (Nomoto et al. [1997]).

In figura 4.6 vengono messi a confronto i rapporti di abbondanza $[Si/Fe]$ e $[Ca/Fe]$ in funzione di $[Fe/H]$ ottenuti per i targets (simboli verdi e arancioni) rispetto al campione di NS10/11 (simboli blu e rossi). Per le stelle con $[Fe/H] \lesssim -1.8$ dex la stima di $[Si/Fe]$ non è disponibile a causa dell'indebolimento delle righe di Si a basse metallicità, perciò non è possibile stabilire il livello del plateau nel diagramma $[Si/Fe]$ - $[Fe/H]$. Per $[Fe/H] > -1.4$ dex l'andamento è decrescente in entrambi i campioni e la sequenza dei targets si mantiene sotto di circa 0.07 dex rispetto alla popolazione high- α di NS10/11, mentre si sovrappone alla sequenza della popolazione low- α . Questi dati sono riportati in tabella 4.2, la quale include i valori mediani dei rapporti di abbondanza nell'intervallo $-1.4 < [Fe/H] < -0.8$ dex. L'andamento di $[Ca/Fe]$ - $[Fe/H]$ del pannello di destra di figura 4.6 rivela un livello del plateau all'interno dell'intervallo 0.2 – 0.4 dex. Come per $[Si/Fe]$, anche per $[Ca/Fe]$ i targets a $[Fe/H] > -1.4$ dex si distribuiscono su una sequenza che rimane al di sotto di circa 0.06 dex rispetto alla popolazione high- α . Tale sequenza risulta invece consistente con quella delle low- α (tabella 4.2).

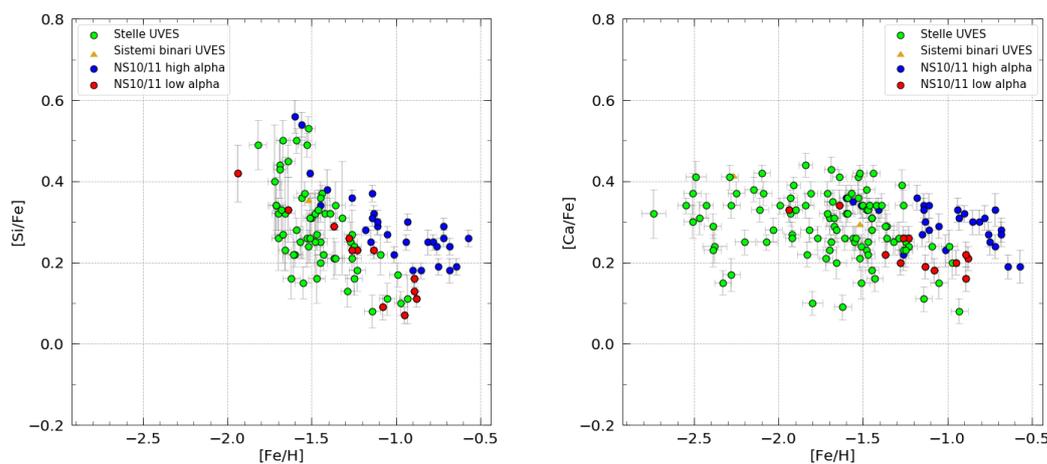


Figura 4.6: A sinistra è mostrata la distribuzione dei targets e delle stelle di NS10/11 nel diagramma $[Si/Fe]$ - $[Fe/H]$, mentre a destra nel diagramma $[Ca/Fe]$ - $[Fe/H]$. In grigio sono mostrate le barre d'errore.

In figura 4.7 vengono messi a confronto i rapporti di abbondanza $[Ti/Fe]$ ottenuti per i targets attraverso righe di TiI e TiII rispetto al campione di NS10. Le righe di TiI sono affette da errori di Non Local Thermal Equilibrium (NLTE), perciò le loro stime sono più incerte. Si può notare una differenza sistematica tra i valori di $[Ti/Fe]$ nelle due sequenze high- α e low- α di circa 0.08 dex. Inoltre, il valore mediano di $[Ti/Fe]$ da righe di TiII fornito in tabella 4.2 dei targets è compatibile con quello della popolazione low- α .

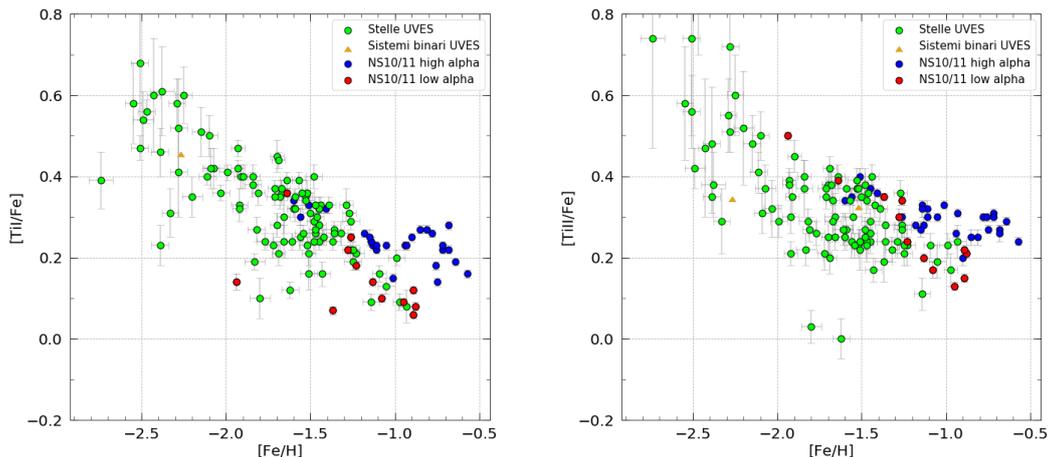


Figura 4.7: Entrambi i diagrammi mostrano la distribuzione dei targets e delle stelle di NS10/11 nel diagramma $[Ti/Fe]$ - $[Fe/H]$. A sinistra vengono visualizzate le stime provenienti dalle righe di TiI. A destra, invece, da TiII. In grigio sono mostrate le barre d'errore.

Nel pannello di sinistra di figura 4.8 vengono messi a confronto i rapporti medi di abbondanza $\langle[\alpha/Fe]\rangle$, dati dal contributo di Si, Ca e TiII, ottenuti per i targets rispetto al campione di NS10/11. Il livello del plateau è di circa 0.4 dex. Per $[Fe/H] > -1.4$ dex l'andamento è decrescente in entrambi i campioni e la sequenza dei targets si mantiene sotto di 0.07 dex rispetto alla high- α , risultando invece consistente con la sequenza delle low- α (tabella 4.2).

Nel pannello di destra di figura 4.8 viene mostrato il diagramma $[Mg/Fe]$ - $[Fe/H]$. Tra i rapporti di elementi α su ferro, la sequenza del magnesio dei targets si presenta maggiormente separata da quella della popolazione high- α (circa 0.18 dex, tabella 4.2), mentre risulta mediamente consistente con la popolazione low- α .

I risultati appena discussi riguardanti gli elementi α rivelano un certo grado di coerenza tra i rapporti $[X/Fe]$ dei targets a $[Fe/H] > -1.4$ dex e quelli della popolazione low- α , suggerita da NS10/11 essere tipica di galassie nane accresciute dalla MW. In altre parole, i sistemi in cui si sono formate le stelle appartenenti alla componente retrograda dell'alone Galattico hanno uno SFR mediamente più basso rispetto ai sistemi in cui si sono formate le stelle della popolazione high- α (in situ). Inoltre, la sequenza descritta dai targets appare molto più dispersa rispetto a quella della popolazione low- α . Un range così ampio può essere giustificato dalla presenza di diverse sottostrutture i cui progenitori hanno diverse IMF e SFR. Per questo motivo, l'associazione dei targets

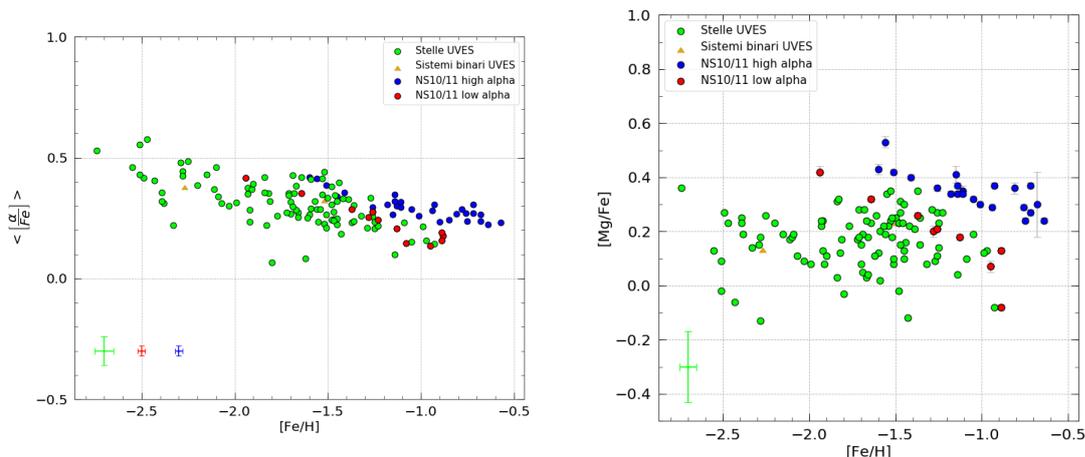


Figura 4.8: A sinistra è mostrata la distribuzione dei targets e delle stelle di NS10/11 nel diagramma $\langle[\alpha/Fe]\rangle$ - $[Fe/H]$, mentre a destra nel diagramma $[Mg/Fe]$ - $[Fe/H]$. In basso a sinistra sono mostrate le barre d'errore con stesso codice di colore dei punti del diagramma. Nel grafico di destra le barre d'errore delle stelle di NS10/11 sono mostrate in grigio.

X	$\left[\frac{\tilde{X}}{Fe}\right]$ (targets)	$\left[\frac{\tilde{X}}{Fe}\right]$ (low- α)	$\left[\frac{\tilde{X}}{Fe}\right]$ (high- α)
Si	0.21	0.21	0.28
Ca	0.24	0.21	0.30
TiI	0.22	0.11	0.24
TiII	0.23	0.22	0.30
Mg	0.17	0.18	0.35
$\langle\alpha\rangle$	0.23	0.20	0.30

Tabella 4.2: Valore mediano dei rapporti $[Si/Fe]$, $[Ca/Fe]$, $[Ti/Fe]$, $[Mg/Fe]$ e $\langle[\alpha/Fe]\rangle$ per le stelle con $-1.4 < [Fe/H] < -0.8$ dex dei targets e delle popolazioni low- α e high- α di NS10/11.

(descritta nel capitolo 5) a specifiche sottostrutture consentirà di interpretare meglio questa dispersione.

4.3.3 Nichel, zinco e bario

Il nichel viene prodotto sia durante l'esplosione di CC-SN durante il bruciamento esplosivo del silicio (Limongi and Chieffi [2003]), che attraverso Th-SN. Il rapporto tra la componente di abbondanza che si attribuisce a CC-SN e quella relativa a Th-SN è oggi dibattuta. Nissen and Schuster [1997] hanno trovato un rapporto di $[Ni/Fe]$ sottosolare in otto stelle di alone della popolazione low- α . Valori sottosolari di $[Ni/Fe]$ sono stati trovati da Minelli et al. [2021] in due galassie satellite della MW, cioè nella galassia nana del Sagittario e nella Large Magellanic Cloud. Anche gli autori di Venn et al. [2004] ottengono valori sottosolari di $[Ni/Fe]$ in galassie sferoidali nane. Rapporti di $[Ni/Fe]$ mediamente sottosolari sono stati trovati anche nei targets e nel campione di stelle di NS10/11 (pannello di sinistra di figura 4.9). Per $[Fe/H] > -1.4$ dex la sequenza dei targets mostra un andamento decrescente e si mantiene mediamente sotto alla popolazione high- α di circa 0.1 dex. La sequenza dei targets mostra invece valori di $[Ni/Fe]$ simili alla popolazione low- α (tabella 4.3). Le stelle metal-poor con $[Ni/Fe] \gtrsim 0.2$ dex hanno una stima di abbondanza da un numero limitato di righe a bassa intensità, quindi hanno misure più incerte delle altre.

Lo zinco è probabilmente generato attraverso processi- s in stelle massicce (Bisterzo et al. [2004]). In particolare, il contributo principale è dato dal bruciamento del silicio nelle ipernovae, cioè esplosione di CC-SN 10 volte più energetiche delle normali CC-SN. Tali esplosioni sono associate a stelle con massa $\gtrsim 30 M_{\odot}$. Lo Zn è prodotto in minima parte anche dalle Th-SN. Nel pannello di destra di figura 4.9 è mostrato il diagramma $[Zn/Fe]$ - $[Fe/H]$. A $[Fe/H] \simeq -2.5$ dex si hanno stelle con $[Zn/Fe] \simeq 0.5 \div 0.8$ dex. Tale rapporto si può giustificare considerando i tempiscala su cui si manifestano le ipernovae, cioè $\lesssim Myr$. L'evoluzione successiva prevede CC-SN e Th-SN, attraverso le quali viene generata una maggiore abbondanza di Fe rispetto a quella di Zn. Perciò, il rapporto $[Zn/Fe]$ decresce all'aumentare di $[Fe/H]$. A $[Fe/H] \gtrsim -1.4$ dex, il confronto tra i valori mediani della sequenza dei targets e della high- α mostra una differenza di circa 0.12 dex, mentre risulta compatibile con quella delle low- α (tabella 4.3).

X	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (targets)	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (low- α)	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (high- α)
Ni	-0.15	-0.14	-0.05
Zn	-0.09	-0.05	0.07
Ba	0.11	0.26	0.27
Al	-0.15	/	/
Mn	-0.34	-0.33	-0.26

Tabella 4.3: Valore mediano dei rapporti $[Ni/Fe]$, $[Zn/Fe]$, $[Ba/Fe]$, $[Al/Fe]$ e $[Mn/Fe]$ per le stelle con $-1.4 < [Fe/H] < -0.8$ dex dei targets e delle popolazioni low- α e high- α di NS10/11. In grigio sono mostrate le barre d'errore.

Il bario è prodotto principalmente attraverso processi- s che avvengono durante il bruciamento della shell di elio in stelle di AGB di massa $\lesssim 4M_{\odot}$ (Busso et al. [1999]). In aggiunta, il bario può essere originato da cattura neutronica in elementi del gruppo del ferro attraverso processi- s e processi- r in stelle massicce. In figura 4.10 è mostrato

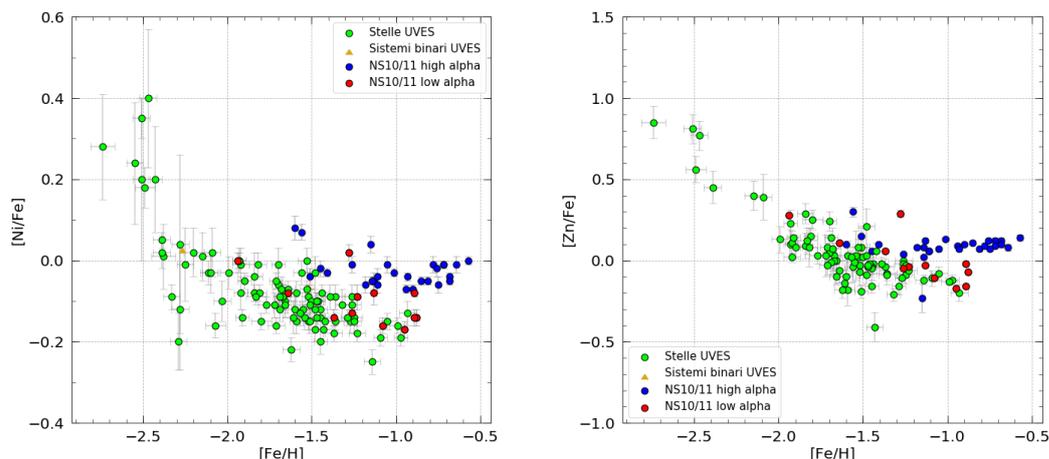


Figura 4.9: A sinistra è mostrata la distribuzione dei targets e delle stelle di NS10/11 nel diagramma $[Ni/Fe]$ - $[Fe/H]$, mentre a destra nel diagramma $[Zn/Fe]$ - $[Fe/H]$.

il diagramma $[Ba/Fe]$ - $[Fe/H]$. Diversi studi (come [Travaglio et al. \[2004\]](#)) mostrano che il rapporto $[Ba/Fe]$ per stelle di alone e di disco spesso a $[Fe/H] > -2.0$ dex assume mediamente valori solari. La sequenza dei targets mostrata in figura 4.10 rispetta questo trend nell'intervallo di $-2.0 < [Fe/H] < -1.5$ dex, mentre a metallicità superiori emerge una sovrabbondanza di $[Ba/Fe]$. A basse metallicità il contributo s delle AGB non è ancora avvenuto, quindi tutto il Ba è dato da processi- r di stelle massive. L'aumento di Ba a più alte metallicità è dunque dato dal contributo delle AGB.

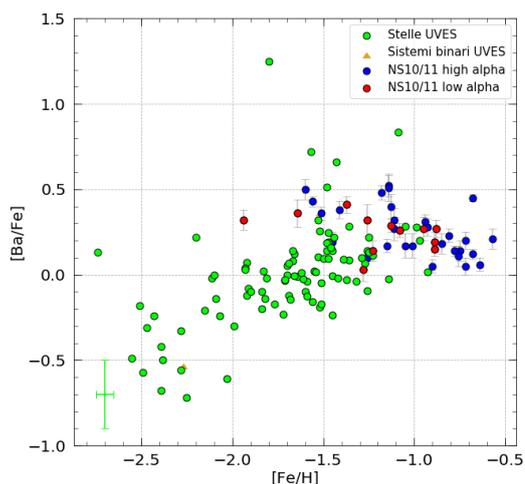


Figura 4.10: Distribuzione dei targets e delle stelle di NS10/11 nel diagramma $[Ba/Fe]$ - $[Fe/H]$. In grigio sono mostrate le barre d'errore per le stelle di NS10/11, mentre in basso a sinistra sono raffigurate le barre d'errore associate ai targets.

4.3.4 Alluminio e manganese

L'alluminio è quasi interamente prodotto dall'esplosione di stelle massicce con un rendimento maggiore in funzione della metallicità. Le righe disponibili nel coverage spettrale dei targets sono due: 3961 Å e 3944 Å. Le abbondanze di Al delle stelle di NS10/11 non sono disponibili perché i loro spettri analizzati non coprono queste lunghezze d'onda. In figura 4.11 sono mostrati alcuni diagrammi $[Al/Fe]$ - $[Fe/H]$ per alcune sottostrutture dell'alone come GE, Sequoia e Thamnos, e per una struttura del bulge (Heracles), analizzate in [Horta et al. \[2022\]](#). Le righe utilizzate come estimatori di abbondanza di Al sono soggette a errori di NLTE. [Nordlander and Lind \[2017\]](#) forniscono le correzioni per NLTE in funzione di T_{eff} , $\log(g)$, $[Fe/H]$ della stella e lunghezza d'onda della riga, calcolate con modelli MARCS 1D. Per i targets, le correzioni per NLTE ai rapporti di $[Al/Fe]$ facendo uso delle righe 3961 Å e 3944 Å risultano di $+0.50 \pm 0.05$ dex.

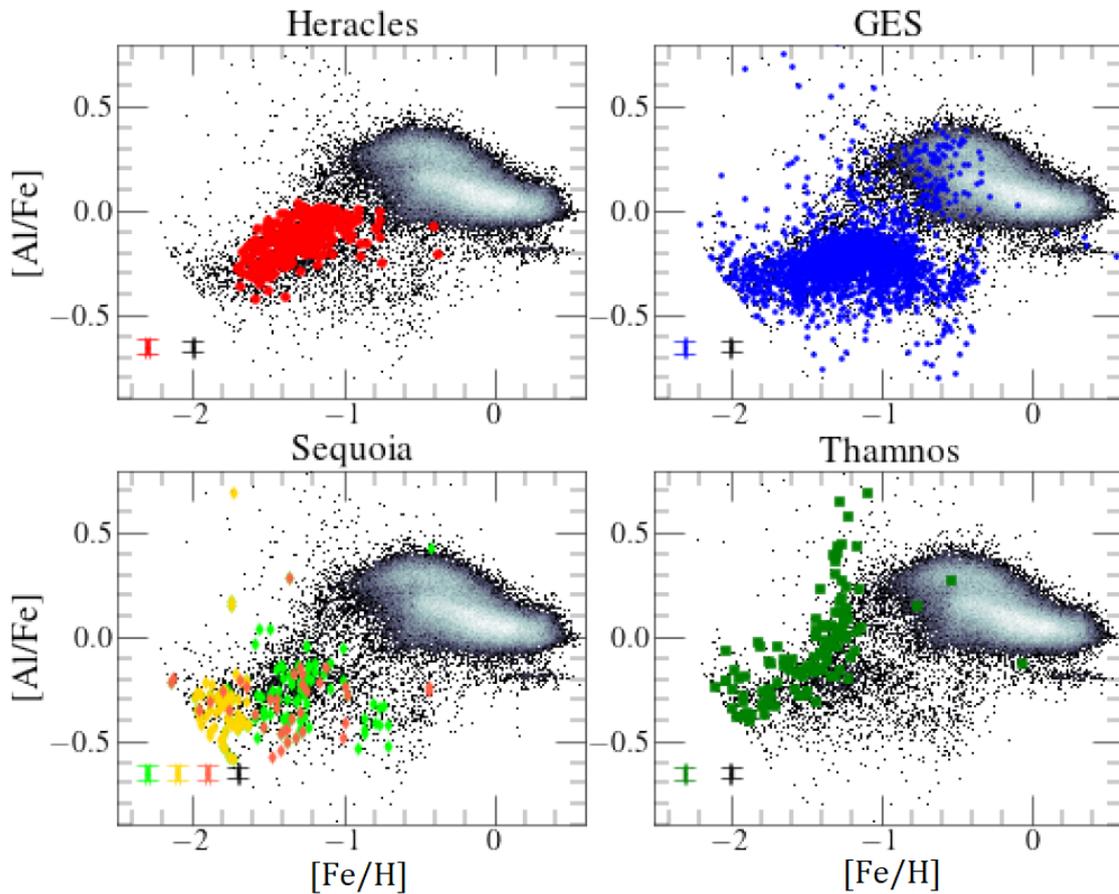


Figura 4.11: Diagrammi $[Al/Fe]$ - $[Fe/H]$ per alcune sottostrutture dell'alone e del bulge analizzate da [Horta et al. \[2022\]](#).

Nel pannello di sinistra di figura 4.12 è mostrata la posizione dei targets nel diagramma $[Al/Fe]$ - $[Fe/H]$, in cui l'ampio intervallo di $[Al/Fe]$ di circa 1.5 dex ottenuto per i targets è compatibile con i risultati di [Horta et al. \[2022\]](#) mostrati in figura 4.11.

Il manganese è prodotto principalmente attraverso Th-SN con un rendimento maggiore in funzione della metallicità (Badenes et al. [2008]). Questo giustifica il trend crescente mostrato in figura 4.12. In tabella 4.3 sono mostrati i valori medi di $[Mn/Fe]$ a $[Fe/H] < -1.4$ dex per i targets e per il campione di NS10/11, rivelando una differenza di circa 0.08 dex tra i targets e la popolazione high- α , e mostrando invece un certo grado di consistenza tra i targets e la popolazione low- α .

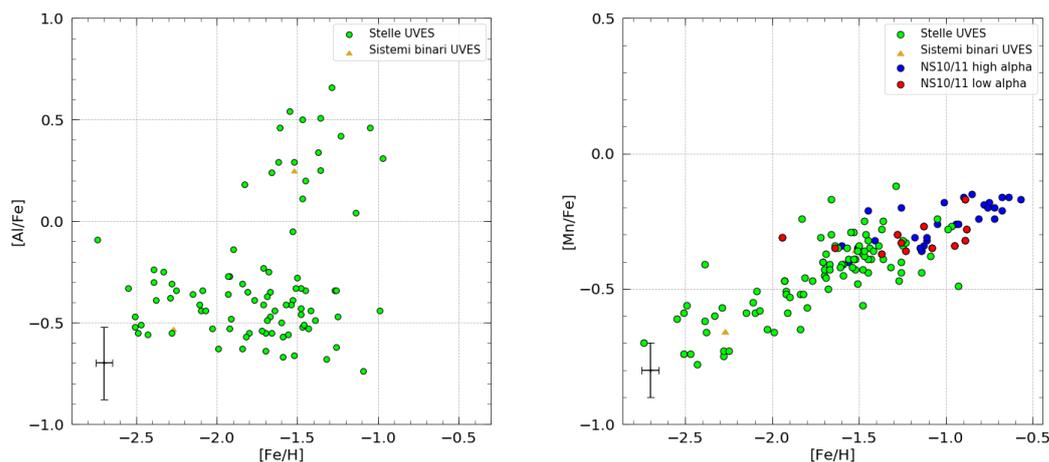


Figura 4.12: A sinistra è mostrata la distribuzione dei targets nel diagramma $[Al/Fe]$ - $[Fe/H]$, mentre a destra nel diagramma $[Mn/Fe]$ - $[Fe/H]$, con anche le stelle di NS10/11. In basso a sinistra sono mostrate le barre d'errore associate ai punti del diagramma.

I rapporti di abbondanza che includono Ni, Zn e Mn sono simili a quelli della popolazione low- α a $[Fe/H] > -1.4$ dex, descritta dagli autori di NS10/11 essere costituita da stelle accresciute dalla MW e originarie di una galassia nana. Questi risultati, uniti a quelli degli elementi α , confermano che i sistemi in cui si sono originati i targets hanno valori di SFR più bassi rispetto ai sistemi in cui si sono formate le stelle della popolazione high- α . Inoltre, come già osservato per gli elementi α , i targets si distribuiscono su sequenze maggiormente disperse rispetto alle stelle di NS10/11 anche nei diagrammi $[X/Fe]$ - $[Fe/H]$, in particolare per Ni, Zn, Ba e Mn. Sequenze così disperse possono essere giustificate dalla presenza di diverse sottostrutture i cui progenitori hanno diverse IMF e SFR. Per questo motivo, l'associazione dei targets (descritta nel capitolo 5) a specifiche sottostrutture consentirà di interpretare meglio questa dispersione.

Capitolo 5

Selezione delle sottostrutture

5.1 Stima degli IoM - AGAMA

La determinazione degli IoM gioca un ruolo fondamentale per gli scopi di questa tesi, come spiegato nel capitolo 1.2, dato che le stelle dei progenitori della MW rimangono coerenti nello spazio degli IoM. In questo lavoro è stato considerato un potenziale assisimmetrico e costante nel tempo, e sono stati calcolati come IoM l'energia orbitale (E) e il momento angolare verticale (L_z), definiti come:

$$L_z = x \cdot V_y + y \cdot V_x$$

$$E = \frac{1}{2}v^2 + \phi(x)$$

in cui v è la velocità della stella e ϕ è il potenziale della Galassia nel punto occupato dalla stella.

Inoltre, è utile calcolare il momento angolare perpendicolare a quello verticale L_\perp anche se non è una quantità completamente conservata (Helmi et al. [1999]), definito come:

$$L_\perp = \sqrt{L_x^2 + L_y^2}$$

In questo lavoro, i valori degli IoM sono stati determinati grazie al codice pubblico Action-based GALaxy Modeling Architecture (AGAMA) (Vasiliev [2019]). Si tratta di un software utile per determinare e analizzare gli IoM di un oggetto di cui è nota la posizione e la velocità. Tra i dati in input da fornire ad AGAMA quelli necessari sono: posizione RA e Dec; parallasse; moto proprio lungo le direzioni RA e Dec; parametro di correlazione tra il moto proprio lungo RA e lungo Dec; velocità radiale.

La determinazione degli IoM è vincolata alla scelta del potenziale Galattico. In generale, tale potenziale dipende dalle distribuzioni di densità di materia oscura e barionica del sistema. Le componenti barioniche della MW sono schematizzabili in: bulge; disco sottile; disco spesso; alone stellare. Poiché i parametri strutturali delle diverse componenti non sono noti con precisione, esistono diversi modelli di potenziale, ciascuno con specifiche distribuzioni di densità delle componenti barioniche e di materia oscura. Ogni modello genera dunque una specifica forma del potenziale Galattico, come il modello descritto da McMillan [2016], cioè quello scelto in questo progetto. Si tratta di un modello che descrive la MW come la somma di un bulge sferoidale ($M \simeq 8.9 \cdot 10^9 M_\odot$),

un disco freddo di gas vicino al piano Galattico ($M \simeq 1.1 \cdot 10^{10} M_{\odot}$), un disco stellare formato da una componente sottile e una spessa ($M \simeq 5 \cdot 10^{10} M_{\odot}$) e un alone di materia oscura sferoidale ($M \simeq 1.3 \cdot 10^{12} M_{\odot}$). Nelle figure 5.1 e 5.2 vengono mostrati il piano L_z-E e il piano $L_{\perp}-E$ dei targets ottenuti con AGAMA. Gli IoM sono stati comparati con quelli degli ammassi globulari Galattici del catalogo Harris (Harris [1996]). In accordo con la classificazione delle sottostrutture dinamiche presentata da Ruiz-Lara et al. [2022], nelle regioni colorate nel piano L_z-E di figura 5.1 ci si aspetta di trovare le stelle di GE, Sequoia e Thamnos. L'utilizzo di un algoritmo di clustering (in questo caso il GMM) che includa informazioni aggiuntive quali L_{\perp} e $[Fe/H]$ permetterà di assegnare a ogni target il progenitore più probabile in modo più robusto.

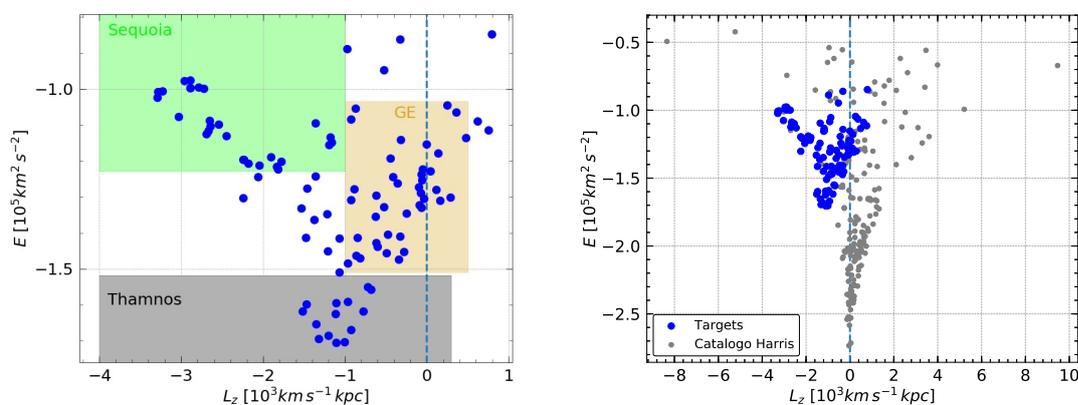


Figura 5.1: A sinistra è raffigurata la distribuzione dei targets nel piano L_z-E . Le regioni colorate indicano dove ci si aspetta di trovare le stelle di GE, Sequoia e Thamnos in accordo con il lavoro di Ruiz-Lara et al. [2022]. A destra è mostrato il confronto tra gli IoM dei targets e quelli del catalogo Harris.

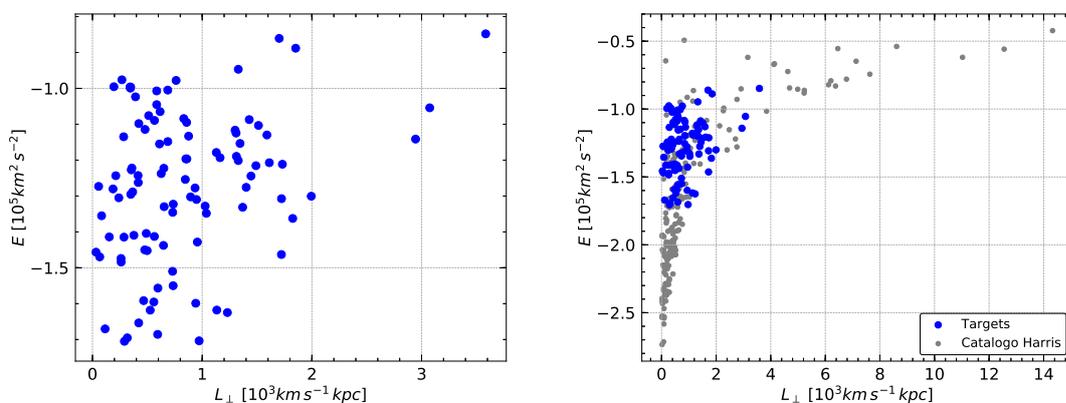


Figura 5.2: A sinistra è mostrata la distribuzione dei targets nel plot $L_{\perp}-E$. A destra è mostrato il confronto tra gli IoM dei targets e quelli del catalogo Harris.

5.2 Campione PEPSI

In questo progetto, l'identificazione di stelle appartenenti ai progenitori della MW viene eseguita attraverso l'algoritmo di clustering GMM, il quale associa a ogni stella una probabilità di appartenenza a una sottostruttura specifica. La precisione dei suoi risultati aumenta all'aumentare della dimensione del campione analizzato. Per questo motivo, in fase di identificazione delle sottostrutture, ai targets UVES di questa tesi è stato aggiunto un campione di 97 stelle con fotometria *Gaia* EDR3, i cui spettri sono stati ottenuti attraverso PEPSI (Potsdam Echelle Polarimetric and Spectroscopic Instrument) (Strassmeier et al. [2003]) e già analizzati in maniera omogenea e consistente con l'analisi delle stelle UVES (Ceccarelli et al. in prep.). Il criterio di selezione del campione PEPSI è stato il medesimo presentato nella sezione 2.3. Il grating usato per i targets spettroscopici di PEPSI è il seguente: CD3 (480 – 544 nm) per il Blue Arm; CD6 (741 – 912 nm) per il Red Arm.

I due campioni di UVES e PEPSI hanno 14 stelle in comune, per le quali è possibile confrontare i risultati di metallicità e RV per verificarne la consistenza. La figura 5.3 mostra la differenza tra le stime di $[Fe/H]$ ottenute dagli spettri dei due strumenti. Le stime sono consistenti a un livello di 2σ e il valor medio della loro differenza risulta $\langle [Fe/H] \rangle \simeq -0.04$ dex. La figura 5.4 mostra la differenza tra le stime di RV ottenute da spettri UVES, PEPSI e *Gaia*. Il livello di consistenza tra di loro è il seguente: 1σ tra UVES e PEPSI; 2σ tra PEPSI e *Gaia* e tra UVES e *Gaia*, eccetto la stella r4_star10, la quale invece risulta consistente a un livello di 3σ . In generale, le misure provenienti da UVES e PEPSI sono più precise rispetto a quelle di *Gaia*, e nello specifico, le stime di RV per la stella r4_star10 da UVES e PEPSI sono consistenti entro 0.1σ (figura 5.4). Perciò, è presumibile che la stima di RV di *Gaia* per la stella r4_star10 sia poco accurata, indebolendo l'ipotesi che si possa trattare di un sistema binario. Come nel confronto delle metallicità, anche in questo caso non emergono deviazioni sistematiche tra le stime dei due strumenti.

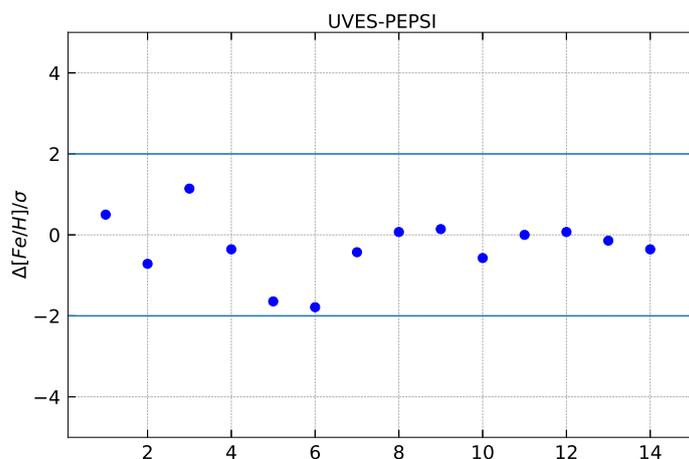


Figura 5.3: Confronto tra le stime di $[Fe/H]$ ottenute da UVES e da PEPSI per le 14 stelle comuni in unità di errore. Le due linee orizzontali identificano un livello di consistenza a $\pm 2\sigma$.

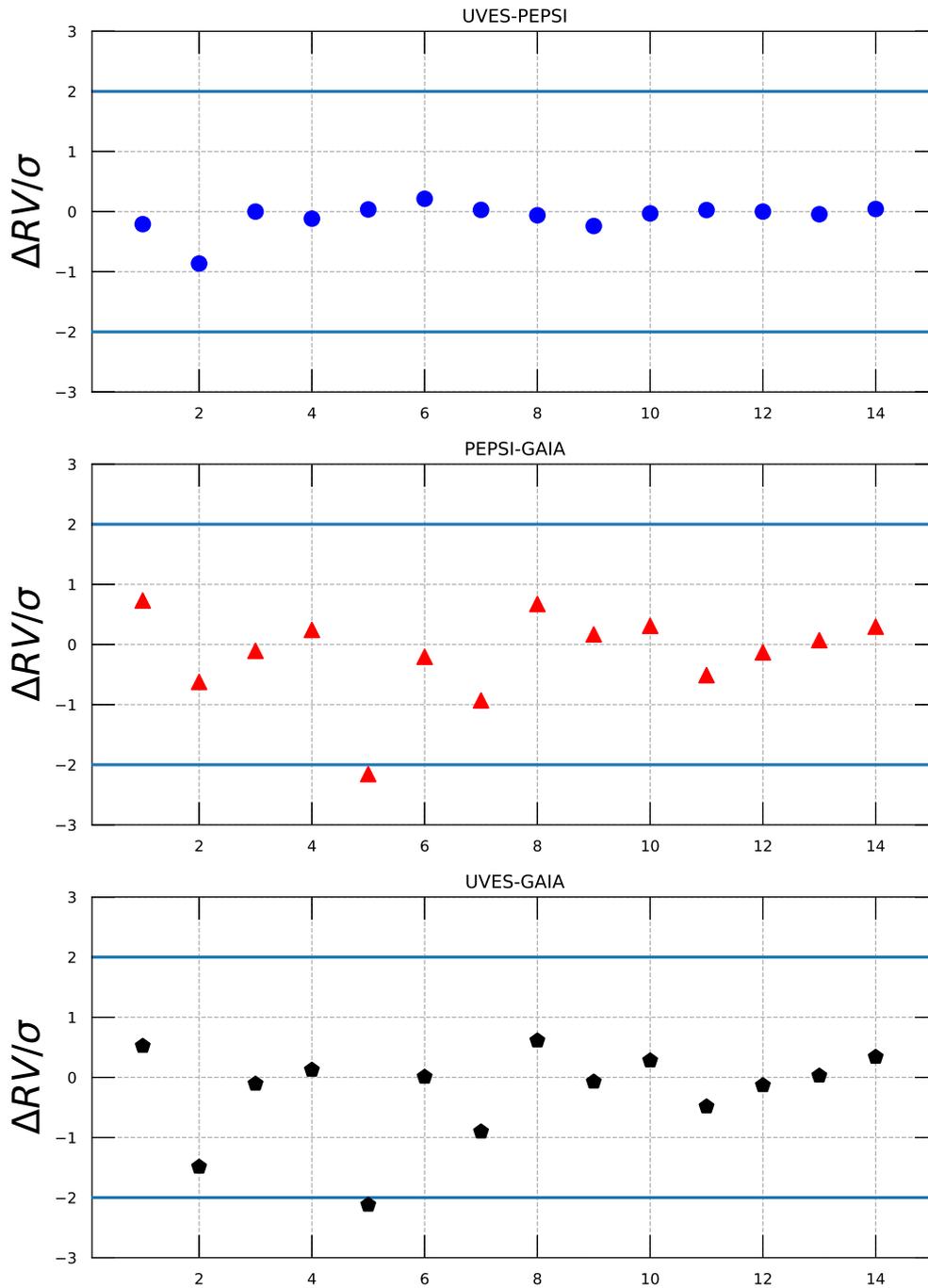


Figura 5.4: I tre grafici mostrano la differenza tra le stime di RV ottenuta da UVES, PEPSI e Gaia per le 14 stelle comuni tra il campione UVES e quello di PEPSI in unità di errore. Le linee orizzontali identificano un livello di consistenza a $\pm 2\sigma$.

5.3 Identificazione delle sottostrutture - GMM

I Gaussian Mixture Models (GMM) sono modelli probabilistici utili per selezionare dei gruppi di un campione che manifestano un certo grado di coerenza in specifici parametri, quindi anche per trovare delle sottostrutture coerenti nello spazio degli IoM. Si tratta di modelli multi dimensionali, in cui ciascuna dimensione è identificata da un parametro. In questo lavoro, il modello è 4-D e i parametri sono E , L_z , L_\perp e $[Fe/H]$. Questo permette non solo di trovare sottostrutture coerenti nello spazio degli IoM, ma anche coerenti in $[Fe/H]$. Infatti, le distribuzioni di metallicità delle galassie nane sferoidali che hanno terminato la formazione stellare dopo pochi Gyr, quali potrebbero essere i progenitori della MW, sono tipicamente unimodali o descrivibili in prima approssimazione con una funzione gaussiana.

Per ogni sottostruttura si inizializza un valor medio dei 4 parametri, nel quale viene centrata una distribuzione gaussiana. La distanza nello spazio 4-D di ogni stella dal valor medio di una sottostruttura è usata per stabilire la probabilità di associazione. Ogni stella viene quindi associata alla sottostruttura più probabile. Per dare il medesimo peso alle distanze nelle 4 dimensioni, i parametri inseriti vengono opportunamente riscalati.

In questo progetto, il numero di sottostrutture e la scelta dei valori medi nello spazio 4-D sono definiti in base ai risultati più recenti pubblicati in [Ruiz-Lara et al. \[2022\]](#). Gli autori hanno studiato un campione di 51671 stelle di alone entro 2.5 kpc dal Sole con informazione di posizione e velocità, adottando un metodo "data-driven" per ottenere delle associazioni in base agli IoM delle stelle. Nella componente retrograda dell'alone, gli autori distinguono le sottostrutture in 37 gruppi che caratterizzano GE, 3 gruppi per Sequoia, 2 gruppi per Thamnos. In figura 5.5 si vede come i tre gruppi di Sequoia siano distinti nel piano L_z-L_\perp , mentre nel piano L_z-E si vede che il gruppo chiamato Sequoia 1 si distingue dagli altri due. I due gruppi relativi a Thamnos sono coerenti nello spazio degli IoM. Per questo motivo, in questo lavoro, l'identificazione delle sottostrutture dei targets tiene conto di 5 componenti: GE, Sequoia 1, Sequoia 2, Sequoia 3 e Thamnos. Gli autori hanno identificato le stelle dei progenitori della MW all'interno dei range di E e L_z mostrati nel pannello di sinistra di figura 5.5 e tabulati nella tabella 5.1. La tabella include i valori iniziali di energia (E_0) e momento angolare verticale ($L_{z,0}$) scelti per i targets come input del GMM.

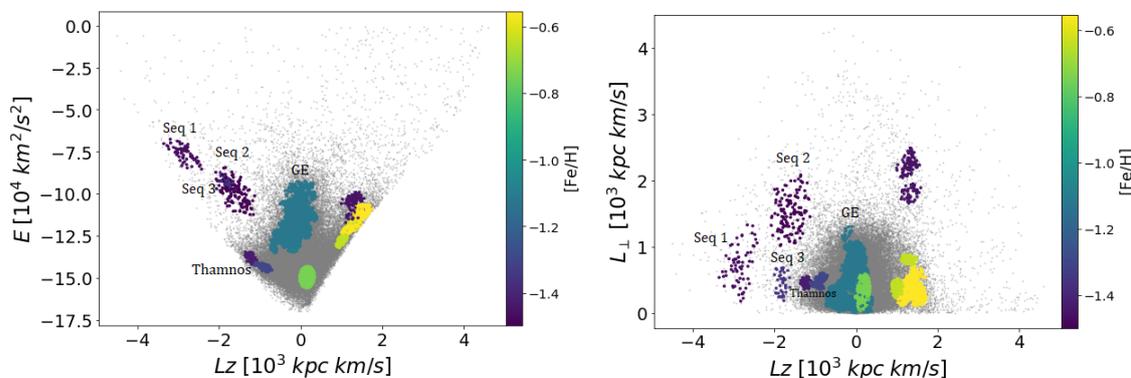


Figura 5.5: A sinistra è mostrato il piano L_z-E mentre a destra il piano L_z-L_\perp . Vengono messe in evidenza le sottostrutture relative a GE, Sequoia 1, Sequoia 2, Sequoia 3 e Thamnos.

Nome	Range E [$10^5 km^2 s^{-2}$]	Range L_z [$10^3 kpc km s^{-1}$]	E_0 [$10^5 km^2 s^{-2}$]	$L_{z,0}$ [$10^3 kpc km s^{-1}$]
GE	(-1.4 ÷ -1.0)	(-0.6 ÷ 0.3)	-1.2	-0.15
Sequoia 1	(-0.8 ÷ -0.7)	(-3.4 ÷ -2.6)	-0.75	-3.0
Sequoia 2	(-1.1 ÷ -0.9)	(-2.4 ÷ -1.0)	-1.0	-1.7
Sequoia 3	(-1.0 ÷ -0.9)	(-2.4 ÷ -1.6)	-0.95	-2.0
Thamnos	(-1.5 ÷ -1.3)	(-1.6 ÷ -0.8)	-1.4	-1.4

Tabella 5.1: Range di E e di L_z e valori medi iniziali delle sottostrutture scelti come input per il GMM.

Nome	Range L_{\perp} [$10^3 kpc km s^{-1}$]	Range $[Fe/H]$ [dex]	$L_{\perp,0}$ [$10^3 kpc km s^{-1}$]	$[Fe/H]_0$ [dex]
GE	(0.0 ÷ 1.5)	(-2.0 ÷ -0.8)	0.8	-1.4
Sequoia 1	(0.0 ÷ 1.5)	(-2.2 ÷ -1.2)	0.8	-1.7
Sequoia 2	(1.0 ÷ 2.2)	(-2.2 ÷ -1.2)	1.6	-1.7
Sequoia 3	(0.0 ÷ 0.8)	(-2.0 ÷ -1.0)	0.4	-1.5
Thamnos	(0.2 ÷ 0.8)	(-2.0 ÷ -1.0)	0.5	-1.5

Tabella 5.2: Range di L_{\perp} e di $[Fe/H]$ e valori medi iniziali delle sottostrutture scelti come input per il GMM.

Similmente, i valori iniziali di L_{\perp} ($L_{\perp,0}$, tabella 5.2) sono stati scelti in base ai range visualizzati nel pannello di destra di figura 5.5. Infine, gli autori ottengono delle distribuzioni di metallicità in riferimento alle sottostrutture dell'alone dalle quali sono stati scelti i valori iniziali di metallicità ($[Fe/H]_0$) per i targets, mostrati in tabella 5.2.

Per il campione totale, che include 98 stelle con spettroscopia UVES e 97 stelle con spettroscopia PEPsi, l'identificazione delle sottostrutture è mostrata nei diagrammi riscaldati di L_z - E , di L_{\perp} - E e di L_z - L_{\perp} , presentati rispettivamente in figura 5.6, 5.7 e 5.8. Le stelle associate a Sequoia 1, Sequoia 3, Thamnos e GE risultano maggiormente localizzate rispetto a quelle di Sequoia 2. Le regioni dello spazio degli IoM in cui si distribuiscono i targets sono identificate dagli intervalli riportati in tabella 5.3 per E e L_z e in tabella 5.4 per L_{\perp} .

Il confronto tra i range di E , L_z e L_{\perp} dei targets e quelli del campione di Ruiz-Lara et al. [2022] rivela che i casi maggiormente discrepanti riguardano i targets associati a Sequoia 2, che si manifestano su intervalli molto più grandi in tutti e tre gli IoM, i targets associati a GE, i quali rivelano un intervallo di L_z più grande di circa $1.3 \cdot 10^3 kpc km s^{-1}$ e i targets associati a Sequoia 1 che presentano un intervallo di L_{\perp} più piccolo di circa $0.7 \cdot 10^3 kpc km s^{-1}$. Rispetto ai valori medi in cui sono state trovate le sottostrutture dagli autori di Ruiz-Lara et al. [2022], va osservato che i targets associati a Sequoia 1 si collocano a valori di E mediamente più piccoli di circa $0.3 \cdot 10^5 km^2 s^{-2}$. In più, i targets associati a Sequoia 3 si distribuiscono su valori di E in media più piccoli di circa $0.2 \cdot 10^5 km^2 s^{-2}$. Infine, i targets associati a Thamnos di posizionano su valori di E più piccoli di circa $0.2 \cdot 10^5 km^2 s^{-2}$.

Le distribuzioni di metallicità delle sottostrutture, mostrate in figura 5.9, rivelano una distribuzione gaussiana in prima approssimazione per GE. Le stelle di tale sottostruttura costituiscono gran parte del campione a $[Fe/H] \gtrsim -1.5$ dex. Il campione di stelle associato a Sequoia 2 rappresenta quasi interamente il campione totale a $[Fe/H] \lesssim -2.0$ dex. Le stelle associate a Sequoia 1, Sequoia 3 e Thamnos costituiscono una buona parte del campione totale a $-2.0 < [Fe/H] < -1.5$ dex. In tabella 5.5 è descritto il valor medio e il range di metallicità di ciascuna sottostruttura. Il confronto tra i valori medi e i range di metallicità dei targets e quelli del campione di Ruiz-Lara et al. [2022] per ogni sottostruttura è mostrato in tabella 5.5. Si osserva che le stelle associate a Sequoia 2 risultano mediamente più metal-poor di circa 0.5 dex e si distribuiscono su un intervallo di metallicità maggiore di circa 0.3 dex, presentando dunque la differenza più significativa con il campione di Ruiz-Lara et al. [2022]. Lo stesso confronto rivela invece risultati maggiormente consistenti per le stelle associate a GE, Sequoia 1, Sequoia 3 e Thamnos.

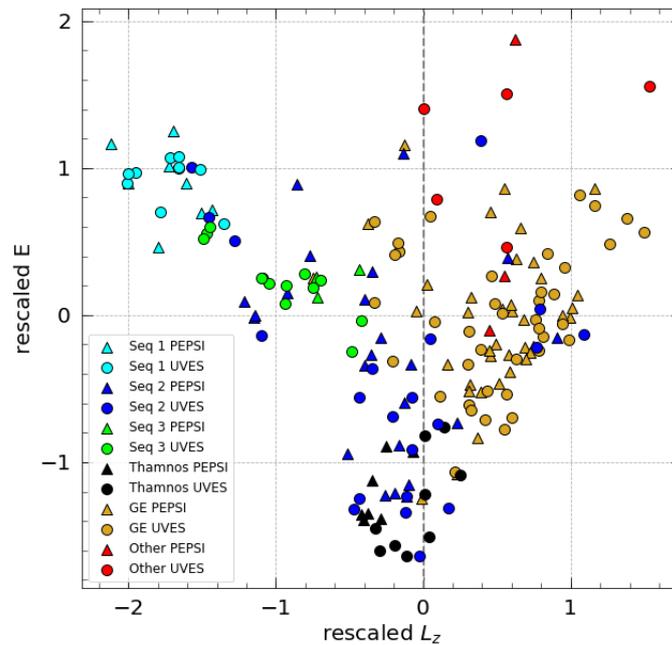


Figura 5.6: Piano L_z - E per il campione totale con l'associazione alle rispettive sottostrutture.

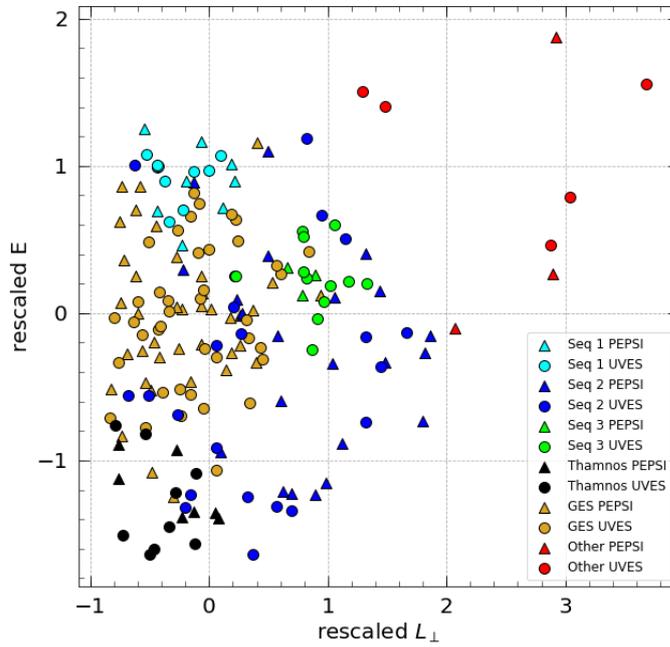


Figura 5.7: Piano L_{\perp} - E per il campione totale con l'associazione alle rispettive sottostrutture.

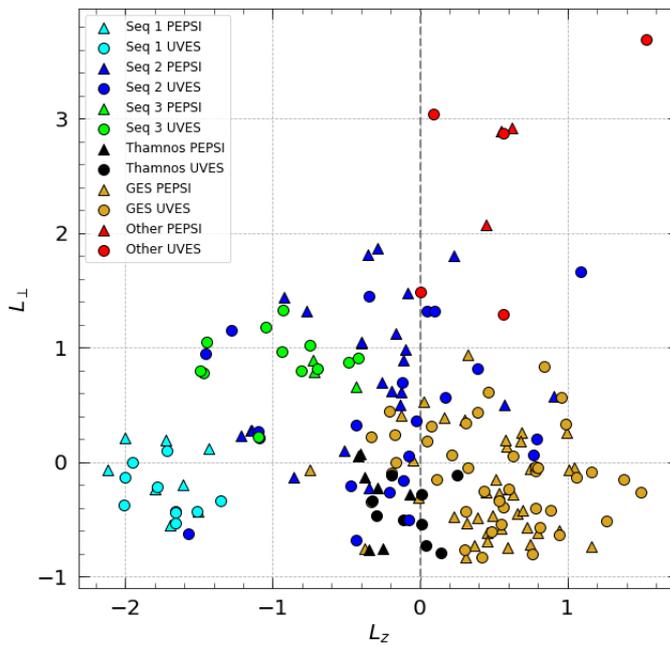


Figura 5.8: Piano L_z - L_{\perp} per il campione totale con l'associazione alle rispettive sottostrutture.

Nome	Range E [$10^5 \text{ km}^2 \text{ s}^{-2}$] (targets)	Range L_z [$10^3 \text{ kpc km s}^{-1}$] (targets)	Δ Range E [$10^5 \text{ km}^2 \text{ s}^{-2}$]	Δ Range L_z [$10^3 \text{ kpc km s}^{-1}$]
GE	(-1.6 ÷ -1.0)	(-1.4 ÷ 0.8)	+0.2	+1.3
Sequoia 1	(-1.2 ÷ -0.9)	(-3.6 ÷ -2.6)	+0.2	+0.2
Sequoia 2	(-1.6 ÷ -0.9)	(-3.0 ÷ 0.2)	+0.5	+1.8
Sequoia 3	(-1.4 ÷ -1.1)	(-2.8 ÷ -1.4)	+0.2	+0.6
Thamnos	(-1.8 ÷ -1.5)	(-1.6 ÷ -0.6)	-0.1	-0.2

Tabella 5.3: Range di E e di L_z delle sottostrutture. Quarta e quinta colonna riportano la differenza di range degli IoM tra i targets e il campione di [Ruiz-Lara et al. \[2022\]](#).

Nome	Range L_\perp [$10^3 \text{ kpc km s}^{-1}$] (targets)	Δ Range L_\perp [$10^3 \text{ kpc km s}^{-1}$]
GE	(0.0 ÷ 1.2)	-0.3
Sequoia 1	(0.2 ÷ 1.0)	-0.7
Sequoia 2	(0.0 ÷ 2.0)	-1.2
Sequoia 3	(0.8 ÷ 1.8)	+0.2
Thamnos	(0.0 ÷ 0.8)	+0.2

Tabella 5.4: Range di L_\perp delle sottostrutture. La terza colonna riporta la differenza di range di L_\perp tra i targets e il campione di [Ruiz-Lara et al. \[2022\]](#).

Nome	$\langle [Fe/H] \rangle$ [dex]	Range [dex]	$\Delta \langle [Fe/H] \rangle$ [dex]	Δ Range [dex]
GE	-1.4	1.3	0.0	+0.1
Sequoia 1	-1.8	0.8	-0.1	-0.2
Sequoia 2	-2.2	1.3	-0.5	+0.3
Sequoia 3	-1.6	0.7	-0.1	-0.3
Thamnos	-1.7	1.2	-0.2	+0.2

Tabella 5.5: Valor medio di metallicità e intervallo di metallicità per ciascuna componente. Terza e quarta colonna mostrano la differenza tra i valori medi e i range di metallicità dei targets e del campione di [Ruiz-Lara et al. \[2022\]](#).

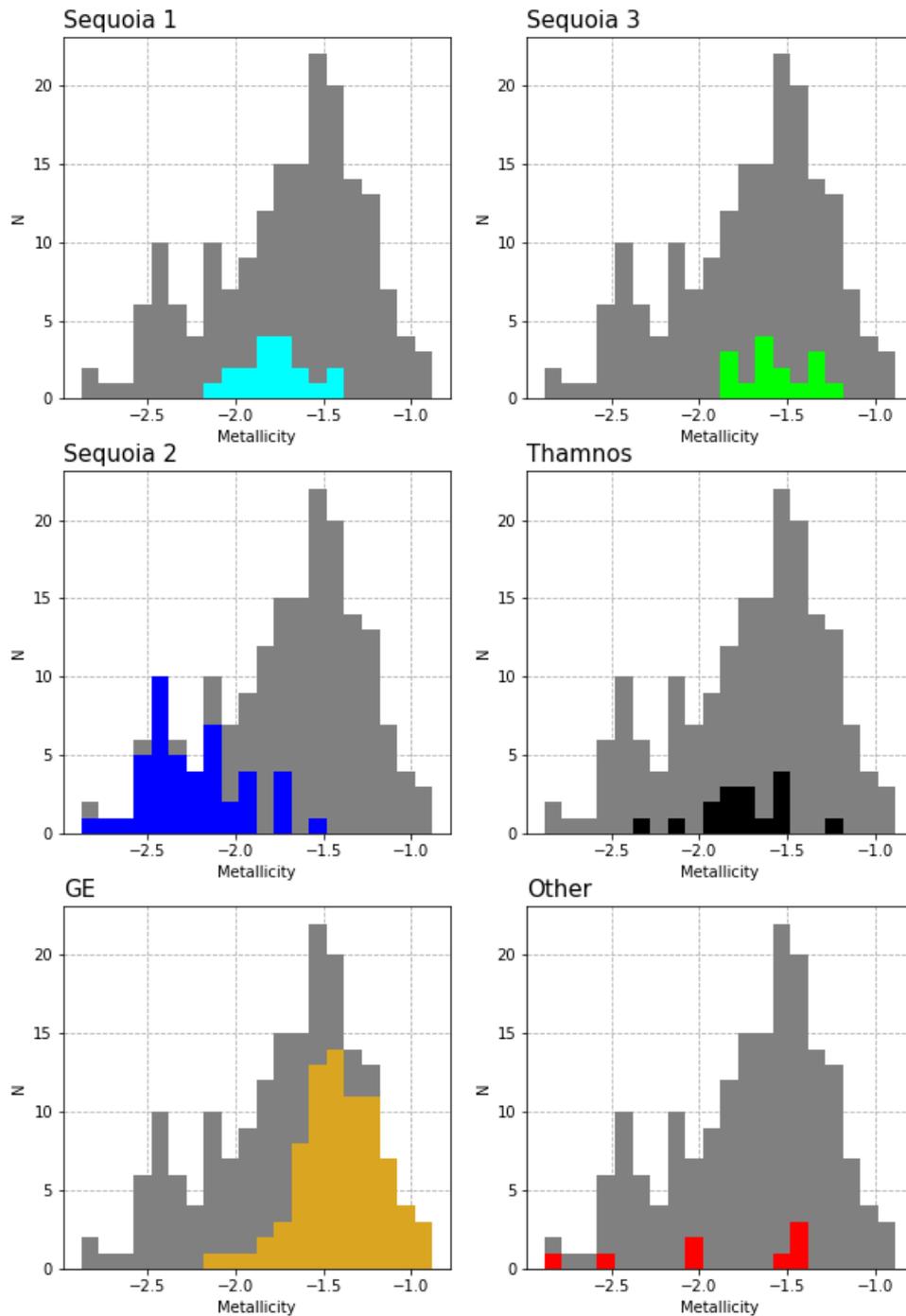


Figura 5.9: Distribuzioni di metallicità delle sottostrutture identificate da GMM per il campione totale. In grigio è presente la distribuzione in metallicità dell'intero campione UVES+PEPSI.

5.4 Abbondanze chimiche delle sottostrutture

Dopo aver associato ogni target ad un probabile progenitore, è stato condotto lo studio degli andamenti dei rapporti $[X/Fe]$ in funzione di $[Fe/H]$. Nella sezione 4.3, è stata data l'evidenza che i targets abbiano uno SFR mediamente più basso rispetto ai sistemi in cui si sono formate le stelle della popolazione high- α di NS10/11, la cui origine viene suggerita essere in situ. I targets presentano invece dei rapporti di abbondanza simili a quelli della popolazione low- α , avente origine esterna secondo gli autori di NS10/11, cioè in galassie nane accresciute dalla MW. La sottostruttura che rappresenta quasi interamente l'insieme delle stelle a $[Fe/H] > -1.4$ dex è GE (figura 5.9), considerato il principale evento di merging della MW con una galassia sferoidale oggi distrutta (Helmi et al. [2018]).

In questa sezione vengono discusse le differenze trovate nei rapporti di abbondanza delle diverse sottostrutture che compongono l'alone retrogrado. Si osservi che nella sezione 4.3 vengono motivati gli andamenti globali specifici di ciascun diagramma chimico ottenuto e vengono descritte alcune caratteristiche di ciascun elemento chimico, come ad esempio i canali di produzione.

5.4.1 Si, Ca, Ti e Mg

In tabella 5.6 sono mostrati i valori mediani di ciascuna sottostruttura all'interno del range di metallicità $-2.0 < [Fe/H] < -1.5$ dex, in quanto si tratta dell'unico intervallo in cui sono presenti tutte le 5 sottostrutture in numero significativo.

Nel pannello di sinistra di figura 5.10 è raffigurato il diagramma $[Si/Fe]$ - $[Fe/H]$. La stima di $[Si/Fe]$ non è disponibile per le stelle con $[Fe/H] \lesssim -1.8$ dex. Sequoia 2 è la sottostruttura che subisce maggiormente questo effetto, essendo mediamente la più metal-poor, ma anche per alcune stelle associate a tutte le altre sottostrutture manca questa stima. Pertanto, il confronto dei valori di $[Si/Fe]$ tra le diverse sottostrutture non è riportato in tabella 5.6, a differenza di tutti gli altri elementi.

Nel pannello di destra di figura 5.10 viene mostrato il diagramma $[Ca/Fe]$ - $[Fe/H]$. Come descritto in tabella 5.6, le stelle associate a Sequoia 1 e a Sequoia 3 risultano coerenti nei valori di $[Ca/Fe]$, con un valore mediano di $\simeq 0.26$ dex. Anche le stelle associate a Thamnos e GE condividono simili rapporti, con valore mediano di $\simeq 0.32$ dex, cioè circa 0.06 dex più alto rispetto a Sequoia 1 e Sequoia 3. Le stelle relative a Sequoia 2 presentano mediamente il valore mediano di $[Ca/Fe]$ più elevato, circa $\simeq 0.39$ dex.

In figura 5.11 vengono mostrati i rapporti di $[Ti/Fe]$ ottenuti per le sottostrutture attraverso righe di TiI e TiII. La tabella 5.6 mostra che i valori di $[Ti/Fe]$ ottenuti con righe di TiI siano mediamente sovrastimati rispetto a quelli relativi a TiII, specialmente per le stelle relative a Sequoia 1. Come accennato nella sezione 4.3.2, le stime provenienti da righe di TiI sono affette da errori di NLTE, perciò sono più incerte rispetto alle misure da righe di TiII. I valori mediani di $[Ti/Fe]$ attraverso righe di TiII risultano coerenti in Sequoia 1 e Sequoia 3 a un valore di $\simeq 0.25$ dex, circa 0.1 dex in meno rispetto a Thamnos e GE, i quali hanno un rapporto mediano di circa $\simeq 0.35$

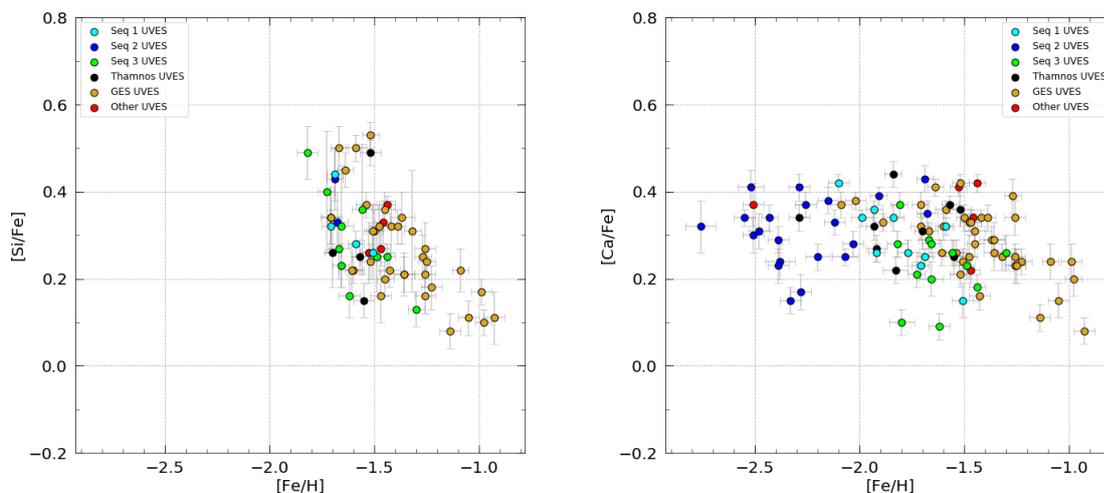


Figura 5.10: A sinistra è mostrata la distribuzione dei targets nel diagramma $[Si/Fe]$ - $[Fe/H]$, mentre a destra nel diagramma $[Ca/Fe]$ - $[Fe/H]$. Il codice di colore riprende l'associazione mostrata in figura 5.6.

dex. Le stelle associate a Sequoia 2 presentano un valore mediano di $[Ti/Fe]$ di circa 0.38 dex. Si osserva che due stelle associate a Sequoia 3, r3_star1 e r3_star36, hanno abbondanza solare di $[Ti/Fe]$, cioè una sottoabbondanza di circa 0.2 dex rispetto alle altre della stessa sottostruttura.

Nel pannello di sinistra di figura 5.12 è mostrato il diagramma $\langle[\alpha/Fe]\rangle$ - $[Fe/H]$, in cui $\langle[\alpha/Fe]\rangle$ è la media di $[Si/Fe]$ (quando la stima è disponibile), $[Ca/Fe]$ e $[Ti/Fe]$ da righe di TiII. Come mostrato in tabella 5.6, Sequoia 1 e Sequoia 3 presentano un valore mediano di $\langle[\alpha/Fe]\rangle$ di circa 0.28 dex, mentre Thamnos di circa 0.32 dex, GE di circa 0.35 dex e Sequoia 2 di circa 0.37 dex.

Nel pannello di destra di figura 5.12 sono mostrati i valori di $[Mg/Fe]$ in funzione di $[Fe/H]$. Le incertezze associate a tali valori sono nell'ordine di 0.1 dex. In tabella 5.6 sono mostrati i valori medi di $[Mg/Fe]$ e si osserva una certa coerenza tra Sequoia 1 e Sequoia 3, con valori di circa 0.10 dex. Per le stelle associate a GE si ottiene un valore mediano di 0.21 dex, mentre nel caso di Thamnos si ha 0.28 dex. Infine, il valore mediano in riferimento a Sequoia 2 è 0.19 dex.

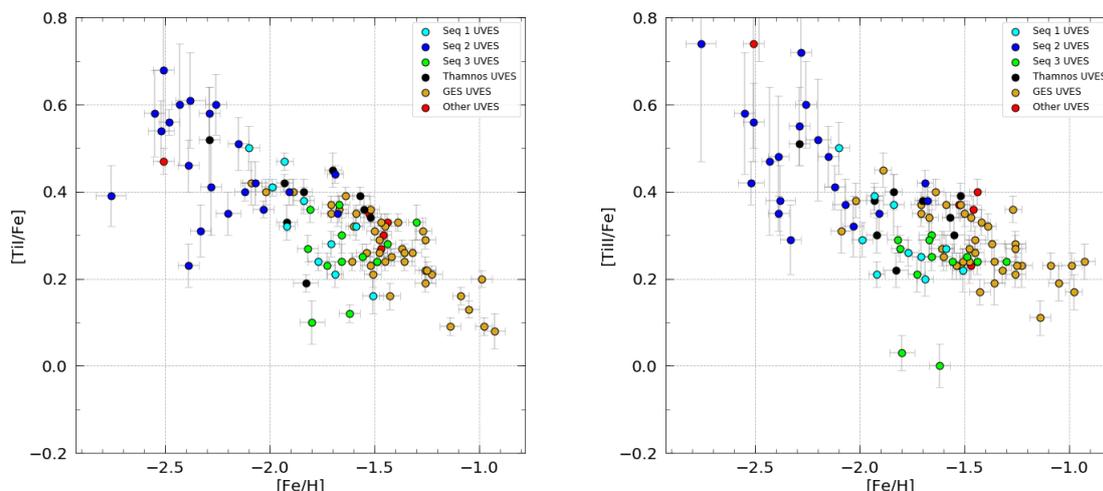


Figura 5.11: Entrambi i diagrammi mostrano la distribuzione dei targets nel diagramma $[Ti/Fe]$ - $[Fe/H]$. A sinistra vengono visualizzate le stime provenienti dalle righe di TiI. A destra, invece, da TiII. Il codice di colore riprende l'associazione mostrata in figura 5.6.

X	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (Seq1)	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (Seq3)	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (Seq2)	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (Tham)	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (GE)
Ca	0.26	0.26	0.39	0.32	0.32
TiI	0.32	0.25	0.40	0.38	0.35
TiII	0.26	0.25	0.38	0.36	0.35
Mg	0.08	0.12	0.19	0.28	0.21
$\langle \alpha \rangle$	0.29	0.27	0.37	0.32	0.35

Tabella 5.6: Valore mediano dei rapporti $[Ca/Fe]$, $[Ti/Fe]$, $[Mg/Fe]$ e $\langle \alpha \rangle / Fe$ per ciascuna sottostruttura con $-2.0 < [Fe/H] < -1.5$ dex. Non viene riportato il rapporto $[Si/Fe]$ a causa della mancanza di alcune stime all'interno del range di metallicità scelto.

I pattern chimici mostrati da questi elementi mostrano una certa coerenza nel comportamento di Sequoia 1 e Sequoia 3, che tendono a descrivere sequenze molto simili, oltre che a presentare simili valori medi nei rapporti di abbondanza nell'intervallo $-2.0 < [Fe/H] < -1.5$ dex, in particolare in $[Ca/Fe]$ e in $[Ti/Fe]$. Si osserva un fenomeno simile nel comportamento di GE e Thamnos, specie dai valori di $[Ca/Fe]$ e di $[Ti/Fe]$. Questi risultati, se confermati dagli altri elementi, sembrano fornire evidenza che Sequoia 1 e Sequoia 3 possano appartenere in realtà al medesimo evento di merger. La stessa conclusione potrebbe valere per GE e Thamnos. Precedenti risultati di letteratura (come Koppelman et al. [2019], Horta et al. [2022], Naidu et al. [2020]) farebbero propendere per un'interpretazione di questa somiglianza come dovuta a contaminazione di stelle di GE nella regione di Thamnos. Basandosi invece sui valori di $[Mg/Fe]$, i quali risultano più incerti, è difficile determinare un certo grado di coerenza tra le diverse sottostrutture, in particolare per Thamnos, GE e Sequoia 2.

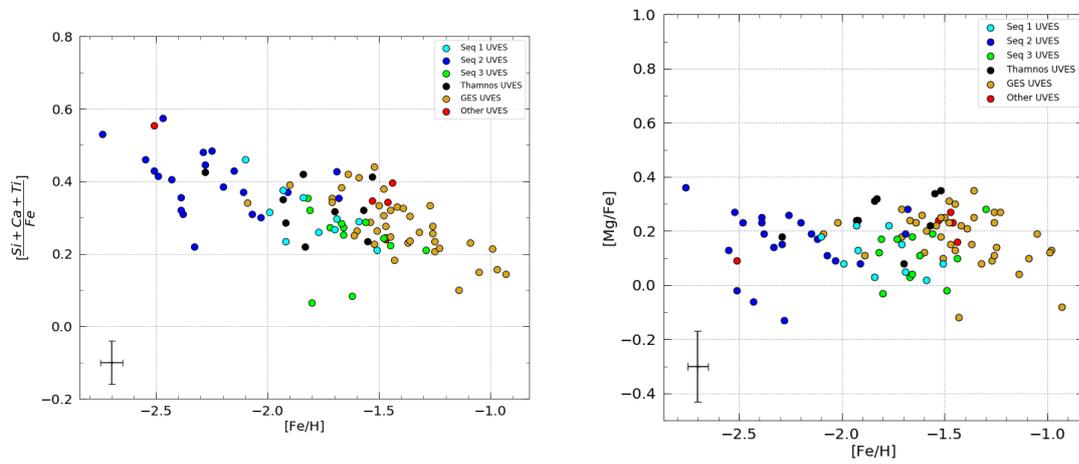


Figura 5.12: A sinistra è mostrata la distribuzione dei targets nel diagramma $\langle[\alpha/Fe]\rangle$ - $[Fe/H]$, mentre a destra nel diagramma $[Mg/Fe]$ - $[Fe/H]$. Le barre d'errore presenti in basso a sinistra in entrambi i grafici mostrano le incertezze associate a ogni punto del diagramma. Il codice di colore riprende l'associazione mostrata in figura 5.6.

5.4.2 Ni, Zn, Ba, Al e Mn

Nel pannello di sinistra di figura 5.13 sono mostrati i rapporti di $[Ni/Fe]$. 6 stelle associate a Sequoia 2 presentano dei valori di $[Ni/Fe]$ attorno a 0.3 dex. Come già accennato nella sezione 4.3.3, si tratta di stelle in cui le righe usate per stimare l'abbondanza di Ni sono in numero limitato e di bassa intensità, perciò hanno un'incertezza maggiore. L'insieme di tutte le stelle sembra costituire un'unica sequenza. Tuttavia risulta interessante l'abbondanza solare di $[Ni/Fe]$ a $[Fe/H] \simeq -1.5$ dex della stella r3_star55 associata a Thamnos, cioè un'abbondanza maggiore di circa 0.1 dex rispetto al valore medio di stelle di simile metallicità ($\simeq -0.1$ dex). Similmente, la stella r3_star36, associata a Sequoia 3, presenta un valore di $[Ni/Fe] \simeq -0.22$ dex a metallicità $[Fe/H] \simeq -1.6$ dex, valore più basso di circa 0.1 dex rispetto al valore medio di stelle di simile metallicità ($\simeq -0.1$ dex). In tabella 5.7 sono mostrati i valori mediani di $[Ni/Fe]$ per stelle con metallicità $-2.0 < [Fe/H] < -1.5$ dex, in cui tutte le sottostrutture hanno come risultato un valore attorno a $\simeq -0.08$ dex.

Nel pannello di destra di figura 5.13 vengono mostrati i valori di $[Zn/Fe]$ in funzione di $[Fe/H]$. Le stelle associate a Sequoia 2 sono quelle con i rapporti di abbondanza più grandi. Questo risultato è compatibile con uno scenario di formazione di tali stelle in un ambiente molto giovane e metal-poor che aveva già sperimentato un certo numero di ipernovae arricchendo il sistema di Zn e in cui è già iniziato l'arricchimento di Fe da parte delle CC-SN. Questo giustifica dunque il trend decrescente nel diagramma. In tabella 5.7 vengono forniti i valori mediani di $[Zn/Fe]$ a $-2.0 < [Fe/H] < -1.5$ dex per ciascuna sottostruttura. Le stelle relative a Sequoia 2 hanno il valore più grande di circa 0.05 dex rispetto a Sequoia 3 e Thamnos e di circa 0.15 dex rispetto a GE.

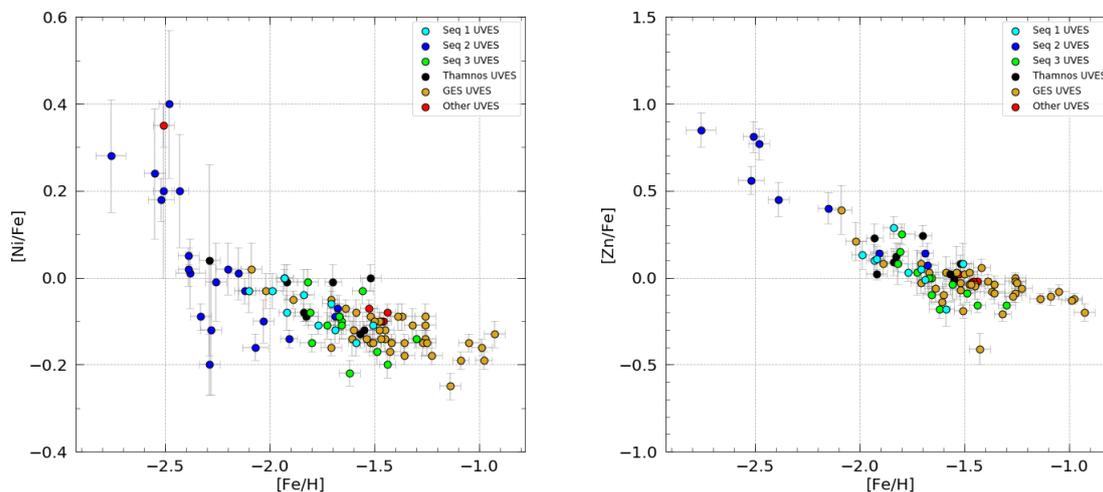


Figura 5.13: A sinistra è mostrata la distribuzione dei targets nel diagramma $[Ni/Fe]$ - $[Fe/H]$, mentre a destra nel diagramma $[Zn/Fe]$ - $[Fe/H]$. Il codice di colore riprende l'associazione mostrata in figura 5.6.

In figura 5.14 è mostrato il diagramma $[Ba/Fe]$ - $[Fe/H]$, dove emergono due stelle associate a Sequoia 3 con una sovrabbondanza di $[Ba/Fe]$ di circa 1.3 dex (r3_star1) e 0.5 dex (r3_star31), una stella associata a Thamnos di circa 0.7 dex (r4_star5) e due

X	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (Seq1)	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (Seq3)	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (Seq2)	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (Tham)	$[\frac{\tilde{X}}{Fe}]$ (GE)
Ni	-0.08	-0.10	-0.09	-0.05	-0.11
Zn	0.08	0.00	0.14	0.09	-0.03
Ba	-0.13	-0.01	-0.08	0.04	-0.03
Al	-0.54	-0.54	-0.37	-0.29	-0.38
Mn	-0.47	-0.39	-0.5	-0.42	-0.41

Tabella 5.7: Valore mediano dei rapporti $[Ni/Fe]$, $[Zn/Fe]$, $[Ba/Fe]$, $[Al/Fe]$ e $[Mn/Fe]$ per ciascuna sottostruttura con $-2.0 < [Fe/H] < -1.5$ dex.

stelle relative a GE di circa 0.7 dex (r3_star8) e 0.8 dex (r3_star56). Tali sovrabbondanze sono relative al valore mediano del campione che a $[Fe/H] > -2.0$ dex risulta essere solare, come i tipici rapporti di $[Ba/Fe]$ ottenuti per stelle di disco e di alone (Travaglio et al. [2004]). Sequoia 1 presenta mediamente valori più bassi di $[Ba/Fe]$ a $-2.0 < [Fe/H] < -1.5$ dex rispetto alle altre sottostrutture (tabella 5.7). Tuttavia, bisogna sottolineare che le incertezze associate ai valori di $[Ba/Fe]$ sono nell'ordine di 0.2 dex.

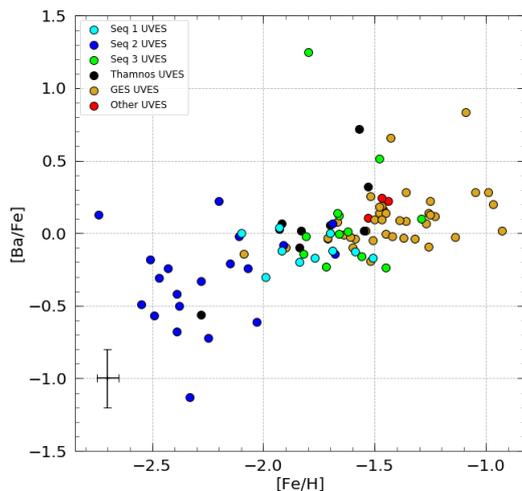


Figura 5.14: Distribuzione dei targets nel diagramma $[Ba/Fe]$ - $[Fe/H]$. In basso a sinistra sono mostrate le barre d'errore associate a ogni punto del diagramma. Il codice di colore riprende l'associazione mostrata in figura 5.6.

Nel pannello di sinistra di figura 5.15 sono mostrati i rapporti di $[Al/Fe]$ per i targets. I valori ottenuti sono distribuiti su un range di $[Al/Fe]$ molto esteso, circa 1.5 dex. In particolare, stelle associate alla medesima sottostruttura hanno valori sensibilmente diversi di $[Al/Fe]$. Questo è il caso di Sequoia 3, di Thamnos e di GE. Nello specifico, Sequoia 3 presenta la stella r4_star1 con $[Al/Fe] \simeq 0.7$ dex, le stelle r2_star1 e r3_star36 con $[Al/Fe] \simeq 0.3$ dex e un valore medio di $[Al/Fe]$ delle stelle associate alla stessa sottostruttura di circa $\simeq -0.5$ dex. Il valor medio di $[Al/Fe]$ per il gruppo di Thamnos è di circa -0.4 dex, ma la stella r3_star35 associata a questa

sottostruttura presenta un rapporto di circa 0.5 dex, r3_star49 di 0.2 dex e r3_star55 di circa 0.0 dex. GE sembra presentare una distribuzione bimodale, con un clump centrato attorno a $[Al/Fe] \simeq 0.3$ dex, e l'altro centrato attorno a $[Al/Fe] \simeq -0.5$ dex. Questi risultati sembrano essere consistenti con quelli di Horta et al. [2022], mostrati in figura 4.11. Inoltre, bisogna sottolineare che le incertezze associate ai valori di $[Al/Fe]$ dei targets sono di circa 0.2 dex.

Nel pannello di destra di figura 5.15 è presente il diagramma $[Mn/Fe]$ - $[Fe/H]$. Le stelle r2_star1 e r4_star1, associate a Sequoia 3, presentano una sovrabbondanza di $[Mn/Fe]$ di circa 0.15 dex rispetto al valor medio di stelle di simile metallicità ($\simeq -0.35$ dex). Inoltre, la stella r3_star49 attribuita a Thamnos e la stella r3_star20 relativa a Sequoia 2, hanno una sovrabbondanza di $[Mn/Fe]$ di circa 0.25 dex rispetto al valor medio di stelle di simile metallicità (rispettivamente $\simeq -0.50$ dex e $\simeq -0.65$ dex). I valori mediani mostrati in tabella 5.7 nell'intervallo $-2.0 < [Fe/H] < -1.5$ dex mostrano una certa coerenza tra Sequoia 3, Thamnos e GE con un valore di circa -0.40 dex, mentre Sequoia 1 e Sequoia 2 presentano rapporti $[Mn/Fe]$ mediamente più bassi e attorno a -0.48 dex.

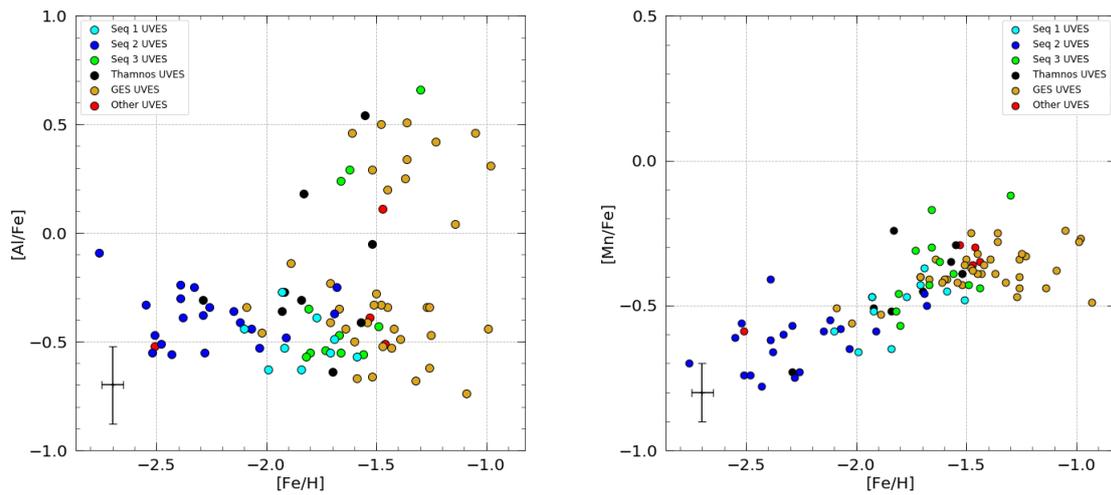


Figura 5.15: A sinistra è mostrata la distribuzione dei targets nel diagramma $[Al/Fe]$ - $[Fe/H]$, mentre a destra nel diagramma $[Mn/Fe]$ - $[Fe/H]$. Il codice di colore riprende l'associazione mostrata in figura 5.6.

Capitolo 6

Discussione dei risultati

In questo capitolo vengono riassunti tutti i principali risultati di questo progetto di tesi.

In questo lavoro è stato analizzato un campione di 100 stelle dell'alone retrogrado della MW facendo uso di dati fotometrici *Gaia* EDR3 e di spettri ad alta risoluzione UVES@VLT. Di questo campione, due stelle sono risultate in realtà essere sistemi binari (r4_star14 e r4_star15), mentre le stelle r1_star11 e r1_star12 hanno una temperatura elevata (rispettivamente 8579K e 6974K) e presentano spettri con righe di idrogeno molto intense. Trattandosi di stelle giovani, non sono utili per investigare la storia dei mergers sperimentati dalla MW, pertanto sono state escluse dall'analisi chemo-dinamica.

L'utilizzo delle informazioni chimiche e cinematiche ha permesso di associare in modo robusto i targets a delle sottostrutture che, probabilmente, sono ciò che rimane di galassie distrutte dalla MW. Le informazioni cinematiche sono state ottenute facendo uso delle misure di RV attraverso gli spettri UVES ad alta risoluzione ($R \simeq 40000$) e dei dati fotometrici *Gaia* EDR3 su posizione e moti propri delle stelle osservate. Questo ha permesso di ottenere gli IoM attraverso il software AGAMA. Le abbondanze chimiche sono state ottenute attraverso l'analisi delle righe spettrali. In particolare, è stata ricavata la distribuzione di metallicità dei targets, la quale risulta essere bimodale in prima approssimazione e copre un intervallo di 1.8 dex. Gran parte delle stelle hanno una metallicità attorno a $[Fe/H] \simeq -1.5$ dex, compatibile con una struttura come GE (Helmi [2020]). L'altro clump in metallicità viene osservato attorno a valori di -2.3 dex. Studi condotti sulle sottostrutture dell'alone retrogrado, come Myeong et al. [2019], Koppelman et al. [2019] e Ruiz-Lara et al. [2022] rivelano infatti che le stelle associate a Sequoia e Thamnos risultano essere mediamente più metal-poor rispetto a GE. L'analisi delle righe spettrali ha permesso di ottenere i rapporti di abbondanza $[X/Fe]$ per i seguenti elementi: Si, Ca, Ti, Ni e Zn attraverso il metodo della EW; Mg, Ba, Al e Mn attraverso il metodo della sintesi.

La distribuzione dei targets nei diagrammi $[X/Fe]$ - $[Fe/H]$ e il confronto con i risultati di NS10/11 ha mostrato l'evidenza che i progenitori dei targets debbano avere valori di SFR compatibili con quelli di galassie nane. Questo risultato deriva dall'evidenza di un certo grado di coerenza tra i rapporti $[X/Fe]$ dei targets a $[Fe/H] > -1.4$ dex e quelli della popolazione low- α , suggerita da NS10/11 essere tipica di galassie nane accresciute dalla MW.

In seguito, grazie alle informazioni sugli IoM e sulla metallicità dei targets è stato impiegato l'algoritmo di clustering GMM per associare ogni stella alla sottostruttura più probabile. Questo metodo è stato reso più robusto aumentando la dimensione del campione, cioè facendo uso delle informazioni chemo-dinamiche di altre 97 stelle con fotometria *Gaia* EDR3 e osservate con lo spettrografo ad alta risoluzione PEPSI. In questo modo, le stelle sono state associate a 5 possibili sottostrutture: GE, Sequoia 1, Sequoia 2, Sequoia 3 e Thamnos. Infine, sono stati analizzati i rapporti di abbondanza di ogni sottostruttura. Di seguito sono riportati i principali risultati ottenuti per ciascuna sottostruttura:

- Gaia-Enceladus

Le stelle relative a GE rappresentano quasi interamente la componente metal-rich del campione. La sua distribuzione di metallicità è unimodale e in prima approssimazione gaussiana. L'associazione presentata nelle figure 5.6, 5.7 e 5.8 mostra di fatto che le stelle attribuite a GE risultano coerenti nei valori degli IoM. Questi risultati, uniti ai diagrammi $[X/Fe]$ - $[Fe/H]$, in cui le stelle associate a GE sembra costituiscano una sequenza separabile dalle altre sottostrutture, confermano che GE sia ciò che rimane di una galassia distrutta dalla MW in un evento di merging indipendente. Questo lavoro quindi conferma i risultati più recenti in merito al progenitore GE (Helmi et al. [2018], Horta et al. [2022]);

- Sequoia 1 e Sequoia 3

Le stelle associate a Sequoia 1 presentano una distribuzione di metallicità gaussiana in prima approssimazione e centrata attorno a $[Fe/H] \simeq -1.8$ dex, cioè mediamente più metal-poor rispetto a GE, che invece ha una metallicità tipica di $\simeq -1.4$ dex. Le stelle attribuite a Sequoia 1 sono mediamente le più retrograde e i loro IoM risultano molto simili, con il risultato di una distribuzione compatta nei piani degli IoM. Similmente, le stelle associate a Sequoia 3 hanno degli IoM simili tra di loro.

La sequenza di Sequoia 1 nei diagrammi $[X/Fe]$ - $[Fe/H]$ è in generale separata rispetto a GE, dando quindi un'ulteriore conferma del fatto che si possa trattare di una struttura indipendente. Si nota una maggiore somiglianza tra le composizioni chimiche di Sequoia 1 e Sequoia 3, soprattutto per elementi come Ca, Ti, Mg, Ni, Zn e Mn. Le due strutture sono consistenti anche nelle distribuzioni di metallicità, in quanto le stelle attribuite a Sequoia 3 hanno mediamente valori di $\simeq -1.6$ dex, cioè circa 0.2 dex di differenza in media rispetto a Sequoia 1. Va osservato che le due distribuzioni in metallicità (figura 5.9) sono distribuite sui seguenti intervalli: da -2.2 a -1.4 dex (Sequoia 1); da -1.9 a -1.2 dex (Sequoia 3). Le due strutture condividono valori di $[Fe/H]$ su un intervallo di circa 0.5 dex. È quindi possibile interpretare le strutture Sequoia 1 e Sequoia 3 come resti dinamicamente separati di un unico evento di merging indipendente da GE, un risultato consistente con lo studio di Matsuno et al. [2022].

- Thamnos

Le stelle relative a Thamnos presentano una distribuzione di metallicità molto ampia ($\simeq 1.2$ dex) e con un picco attorno a $\simeq -1.7$ dex. Nei diagrammi $[X/Fe]$ - $[Fe/H]$, i valori dei rapporti delle stelle di Thamnos sono simili a quelli delle stelle di GE, in particolare nel caso di Ca, Ti e Mn. Inoltre, l'abbondanza di

elementi α è maggiore in queste stelle rispetto a Sequoia 1 e Sequoia 3. La distribuzione delle stelle di Thamnos nei piani degli IoM rivela una struttura coerente ma non nettamente distinta da GE, specie nei piani L_{\perp} - E e L_z - L_{\perp} . Questi risultati favoriscono alcune ipotesi avanzate da [Koppelman et al. \[2019\]](#), [Horta et al. \[2022\]](#) e [Naidu et al. \[2020\]](#), che vedono la regione cinematica in cui si osserva Thamnos come un luogo contaminato da stelle di GE. Se il progenitore delle stelle associate a Thamnos fosse di fatto GE, allora tali stelle rappresenterebbero quasi interamente la componente più metal-poor di questo progenitore.

- Sequoia 2

Le stelle associate a questa sottostruttura sono mediamente le più metal-poor del campione. La distribuzione in metallicità di questa componente è molto ampia (range totale di circa $\simeq 1.4$ dex) e il valore medio corrisponde a $[Fe/H] \simeq -2.2$ dex, circa 0.8 dex inferiore rispetto a GE. Per questo motivo un confronto diretto con le altre sottostrutture e in particolare con GE è molto complesso. Tuttavia, i rapporti di abbondanza delle 4 stelle più metal-rich di Sequoia 2 possono essere confrontati con quelli delle 7/8 stelle più metal-poor di GE, in quanto i loro valori di metallicità sono simili. In questo caso, le due sottostrutture hanno simili valori di $[Ca/Fe]$, di $[Ti/Fe]$, $[Mg/Fe]$, $[Ba/Fe]$ e $[Mn/Fe]$. Oltre questa indicazione, anche la distribuzione delle stelle nei piani degli IoM, che risulta molto diffusa, non permette di definire Sequoia 2 come una struttura indipendente da GE. I rapporti di abbondanza di Sequoia 2 sono coerenti anche con quelli di Thamnos e le due strutture si sovrappongono parzialmente anche nei piani degli IoM. Questo risultato mostra un possibile legame tra GE, Thamnos e Sequoia 2. Il confronto tra Sequoia 2, Sequoia 1 e Sequoia 3 vede una sovrapposizione in minima parte nei piani degli IoM dovuta alla distribuzione molto diffusa di Sequoia 2. I rapporti di abbondanza rivelano che le stelle associate a Sequoia 2 hanno valori di $[Ca/Fe]$ e di $[Ti/Fe]$ mediamente più alti rispetto alle altre due sottostrutture. È quindi ragionevole supporre che Sequoia 2 sia una struttura indipendente rispetto a Sequoia 1 e Sequoia 3.

Capitolo 7

Conclusioni e prospettive future

Il lavoro svolto in questo progetto di tesi ha consentito di studiare alcune proprietà dell'alone retrogrado della MW, cercando di ricostruirne la storia evolutiva attraverso un metodo ancora poco utilizzato e ricco di potenzialità. Il metodo in questione prevede l'utilizzo combinato delle informazioni di dinamica e chimica. È stato possibile così comparare le proprietà chemo-dinamiche delle sottostrutture, evidenziando le differenze principali tra di loro. I risultati ottenuti suggeriscono che in passato si sia manifestato un evento di merging tra un sistema stellare chiamato Sequoia e la MW. Tale evento sarebbe indipendente da quello associato a GE. In questo scenario, il progenitore Sequoia dovrebbe avere uno SFR inferiore rispetto a GE. Quest'interpretazione è in accordo con alcuni studi recenti come [Matsuno et al. \[2022\]](#). Tuttavia, è necessario rafforzare questa ipotesi attraverso campioni chemo-dinamici più ampi.

In futuro, questo studio potrà essere migliorato attraverso l'analisi delle proprietà chemo-dinamiche di un campione più grande di stelle di alone retrogrado e facendo uso di informazioni aggiuntive delle stelle osservate, come ad esempio i rapporti di abbondanza di altri elementi chimici e l'età. Inoltre, le grandi survey spettroscopiche consentiranno di osservare gli spettri ad alta risoluzione delle stelle meno brillanti ($G \gtrsim 16$) le cui informazioni cinematiche sono già disponibili grazie alla missione *Gaia*. In questo modo, diventerà possibile distinguere i singoli eventi di merging indipendenti e ricostruire le caratteristiche di ciascun progenitore, in termini di massa, storia di formazione stellare e tempo di accrescimento.

Appendice A

Dati fotometrici

I dati fotometrici delle 100 stelle sono i seguenti:

- Nome: nome della stella;
- ID *Gaia*: codice di identificazione in *Gaia* EDR3 della stella;
- RA: Ascensione Retta;
- Dec: Declinazione;
- *G*: magnitudine in banda *G*;
- *eG*: errore di *G*;
- *BP*: magnitudine in banda *BP*;
- *eBP*: errore di *BP*;
- *RP*: magnitudine in banda *RP*;
- *eRP*: errore di *RP*;
- excess: parametro di qualità riferito alle magnitudini;
- paral: parallasse;
- eparal: errore associato alla parallasse;
- pmra: moti propri lungo la direzione RA;
- pmdec: moti propri lungo la direzione Dec;
- pmcorr: parametro di correlazione tra pmra e pmcorr;
- RV: Velocità Radiale;
- eRV: errore di RV;
- NSS (Non Single Star): parametro che stabilisce se un oggetto è un sistema binario. (0 =nessuna informazione; 2 =binaria spettroscopica).

Nome	IDGAIA	RA	Dec	G	eG	BP	eBP	RP	eRP	excess
r1_star1	1156158780372564992	229.213	4.816	13.0165	0.0003	13.2591	0.0009	12.6141	0.0008	1.18978
r1_star2	6155896330944952320	194.455	-35.140	13.0569	0.0003	13.3303	0.0011	12.6182	0.0008	1.19433
r1_star3	3028486001397877248	111.279	-15.569	12.9617	0.0003	13.2308	0.0005	12.5292	0.0005	1.19299
r1_star4	2391446689585357824	351.905	-21.673	13.0159	0.0004	13.2788	0.0011	12.5879	0.0010	1.19364
r1_star5	6661345365288720384	285.309	-48.777	12.9113	0.0003	13.1568	0.0009	12.5012	0.0005	1.19255
r1_star6	6378884813840372736	347.851	-74.444	13.0780	0.0002	13.3274	0.0007	12.6651	0.0005	1.19216
r1_star7	4479226310758314496	277.960	8.598	12.9231	0.0003	13.2411	0.0006	12.4282	0.0006	1.20515
r1_star8	4453220730438373376	242.563	9.139	12.9657	0.0003	13.2278	0.0006	12.5389	0.0004	1.19325
r1_star9	4752251952905666560	42.700	-47.853	12.9728	0.0002	13.1988	0.0005	12.5982	0.0006	1.18326
r1_star10	4855735169813450752	57.095	-39.144	13.0002	0.0003	13.2695	0.0006	12.5622	0.0007	1.19608
r1_star11	4137395670479268352	263.703	-13.991	12.9537	0.0003	13.1869	0.0011	12.5714	0.0006	1.18363
r1_star12	6267347090148872192	237.528	-12.837	12.9598	0.0003	13.2201	0.0005	12.5347	0.0004	1.19330
r1_star13	3499616700847886336	188.195	-26.098	13.0875	0.0002	13.4175	0.0006	12.5833	0.0004	1.20486
r1_star14	6110270408026515456	209.453	-43.042	13.0501	0.0003	13.3196	0.0007	12.6138	0.0005	1.19491
r1_star15	2458265767848052736	21.199	-11.838	13.0941	0.0002	13.3366	0.0007	12.6890	0.0004	1.19136
r1_star16	2314571280408151040	359.347	-31.953	13.0171	0.0003	13.2494	0.0008	12.6320	0.0006	1.18568
r1_star17	6674717969300848640	307.645	-46.388	12.9764	0.0002	13.2835	0.0011	12.4986	0.0005	1.20014
r2_star1	1157100026750416640	228.133	6.026	12.0621	0.0003	12.4752	0.0007	11.4743	0.0003	1.21906
r2_star2	2910503176753011712	89.104	-27.860	12.0797	0.0002	12.3101	0.0004	11.6896	0.0003	1.18945
r2_star3	2503491051919554560	39.874	3.105	12.2899	0.0003	12.5413	0.0009	11.8735	0.0004	1.19302
r2_star4	5130375754043544576	38.305	-19.690	12.2085	0.0003	12.4948	0.0005	11.7517	0.0005	1.19822
r2_star5	5018636952862203904	26.398	-32.125	12.3836	0.0002	12.6096	0.0004	11.9999	0.0003	1.18836
r2_star6	3565097291206323712	168.264	-12.801	12.3905	0.0003	12.6236	0.0008	11.9934	0.0004	1.19190
r2_star7	3523830936188600320	191.063	-15.767	12.2283	0.0002	12.4664	0.0005	11.8305	0.0003	1.18959
r2_star8	3687742590604260352	197.561	0.497	12.1907	0.0004	12.4435	0.0008	11.7751	0.0005	1.19180
r3_star1	6731073437791128576	284.002	-36.760	13.3400	0.0003	13.6153	0.0011	12.8934	0.0008	1.19793
r3_star2	6612080234974913536	333.535	-32.730	13.3979	0.0002	13.6292	0.0009	13.0067	0.0007	1.18961
r3_star3	5181229713016209408	44.422	-5.648	13.4118	0.0003	13.6808	0.0009	12.9770	0.0008	1.19435
r3_star4	5343391494696171520	174.116	-55.549	13.2145	0.0002	13.4788	0.0007	12.7828	0.0004	1.19504
r3_star5	3839165510915273728	139.708	-0.892	13.3966	0.0002	13.6427	0.0007	12.9876	0.0005	1.19164
r3_star6	2382587172781497344	347.003	-26.042	13.1363	0.0003	13.4048	0.0011	12.7027	0.0005	1.19391
r3_star7	2364812055490127360	2.825	-20.727	13.3893	0.0002	13.7597	0.0010	12.8432	0.0005	1.21163
r3_star8	6455181437521874944	307.353	-60.162	13.2860	0.0002	13.5432	0.0004	12.8636	0.0004	1.19342
r3_star9	2405678188275018752	351.379	-16.865	13.2274	0.0004	13.4530	0.0012	12.8450	0.0006	1.18780
r3_star10	2394842256369580032	353.121	-17.687	13.4765	0.0003	13.7199	0.0008	13.0747	0.0007	1.18908
r3_star11	2426409926693395456	6.541	-10.092	13.3593	0.0003	13.6123	0.0016	12.9362	0.0011	1.19602
r3_star12	3755969898447849984	157.645	-10.038	13.3592	0.0003	13.6222	0.0007	12.9286	0.0006	1.19501
r3_star13	5558959030001223680	102.994	-44.756	13.5287	0.0004	13.7908	0.0007	13.0841	0.0005	1.20364
r3_star14	3652777326271275520	215.435	-1.315	13.5142	0.0005	13.7591	0.0012	13.1037	0.0007	1.19310
r3_star15	3638674960069505536	202.410	-1.166	13.5466	0.0003	13.7748	0.0005	13.1597	0.0006	1.18886
r3_star16	5137368647996819456	32.338	-19.059	13.5233	0.0002	13.7805	0.0011	13.1000	0.0006	1.19388
r3_star17	5146060253053393920	38.113	-14.644	13.2978	0.0003	13.5360	0.0007	12.8973	0.0005	1.19107
r3_star18	5141913582388823040	29.871	-16.103	13.4148	0.0002	13.6580	0.0008	13.0073	0.0007	1.19236
r3_star19	3899810346056048640	180.901	8.617	13.5087	0.0002	13.8011	0.0007	13.0428	0.0006	1.20051
r3_star20	6101946800067161088	222.170	-40.575	13.3822	0.0002	13.7054	0.0010	12.8812	0.0004	1.20634
r3_star21	6384101687276193792	344.537	-70.715	13.4033	0.0002	13.6692	0.0007	12.9702	0.0006	1.19499
r3_star22	6382699260195307520	339.823	-71.369	13.5491	0.0002	13.8022	0.0009	13.1331	0.0005	1.19195
r3_star23	5355105794652015616	154.368	-56.012	13.4782	0.0002	13.7652	0.0006	13.0193	0.0004	1.19902
r3_star24	4247325598914438144	301.132	3.762	13.3660	0.0002	13.6521	0.0005	12.9068	0.0003	1.19975

Tabella A.1: *Dati fotometrici 1/4.*

Nome	IDGAIA	RA	Dec	G	eG	BP	eBP	RP	eRP	excess
r3_star25	6331689789046092800	220.565	-5.940	13.3017	0.0004	13.5796	0.0010	12.8559	0.0007	1.19608
r3_star26	2633862890108653568	348.988	-4.664	13.5500	0.0004	13.7964	0.0010	13.1415	0.0009	1.19117
r3_star27	6855995138570058752	307.289	-21.882	13.5068	0.0005	13.7548	0.0006	13.0802	0.0005	1.20064
r3_star28	6175345867006532608	206.259	-29.869	13.4729	0.0002	13.7803	0.0010	12.9918	0.0005	1.20209
r3_star29	6117989052675850240	212.931	-36.719	13.3776	0.0002	13.7240	0.0014	12.8559	0.0005	1.20771
r3_star30	3696646985522630144	186.697	-0.209	13.3668	0.0003	13.5990	0.0010	12.9711	0.0007	1.19169
r3_star31	3706617631840917504	189.185	3.279	13.4695	0.0002	13.7132	0.0009	13.0632	0.0007	1.19144
r3_star32	5024446776599178240	29.820	-27.568	13.2775	0.0002	13.5272	0.0006	12.8625	0.0007	1.19322
r3_star33	504797589610052608	47.873	-35.405	13.5150	0.0002	13.7704	0.0006	13.0929	0.0005	1.19416
r3_star34	5075168965976111104	48.460	-23.395	13.4489	0.0002	13.7076	0.0009	13.0226	0.0006	1.19481
r3_star35	4421385642564625408	232.305	3.286	13.2743	0.0002	13.6531	0.0009	12.7186	0.0005	1.21390
r3_star36	4425854676297422848	240.339	5.394	13.1461	0.0002	13.4817	0.0007	12.6322	0.0004	1.20811
r3_star37	3723471358387671040	209.576	9.316	13.2529	0.0002	13.5386	0.0009	12.7961	0.0005	1.19846
r3_star38	4972210697151890432	2.067	-52.700	13.1470	0.0002	13.5021	0.0004	12.6167	0.0004	1.20888
r3_star39	4981735903821656064	17.875	-44.912	13.5337	0.0002	13.8580	0.0005	13.0355	0.0004	1.20391
r3_star40	6184111345501707264	195.516	-30.636	13.3356	0.0002	13.5974	0.0006	12.9058	0.0007	1.19514
r3_star41	5763923768536566784	133.533	-2.134	13.1606	0.0002	13.4107	0.0007	12.7446	0.0004	1.19347
r3_star42	4863153128089653248	54.050	-32.690	13.2335	0.0003	13.4589	0.0007	12.8514	0.0004	1.18769
r3_star43	6334970766103390208	228.667	-5.333	13.4768	0.0003	13.7458	0.0010	13.0394	0.0007	1.19579
r3_star44	5710532338589509632	129.525	-14.920	13.2620	0.0002	13.5225	0.0006	12.8336	0.0006	1.19506
r3_star45	3802597128565139456	161.882	-2.114	13.3355	0.0003	13.5828	0.0008	12.9267	0.0007	1.19087
r3_star46	46425542962777141504	50.328	-71.671	13.3880	0.0002	13.6838	0.0009	12.9217	0.0006	1.19893
r3_star47	6545347025994221568	339.244	-40.734	13.3875	0.0002	13.6233	0.0008	12.9894	0.0007	1.19104
r3_star48	4675870288873627648	63.227	-64.682	13.4064	0.0002	13.6377	0.0006	13.0164	0.0004	1.18895
r3_star49	6879671536634335232	303.756	-13.177	13.4777	0.0002	13.8201	0.0009	12.9395	0.0010	1.22008
r3_star50	4663042973917040640	71.424	-65.305	13.1384	0.0002	13.4266	0.0005	12.6802	0.0003	1.19810
r3_star51	6782682280207738880	321.415	-33.842	13.5113	0.0002	13.7991	0.0006	13.0530	0.0007	1.19834
r3_star52	590801995997827200	139.775	9.898	13.3853	0.0002	13.6657	0.0007	12.9345	0.0007	1.19770
r3_star53	2457355028622453760	23.511	-12.699	13.4349	0.0002	13.6988	0.0008	13.0005	0.0011	1.19677
r3_star54	2449962874510227456	22.391	-19.359	13.4246	0.0002	13.6576	0.0007	13.0307	0.0006	1.19020
r3_star55	6221677946971555840	216.008	-27.882	13.4900	0.0003	13.7654	0.0008	13.0461	0.0005	1.19623
r3_star56	3678227657495925760	195.673	-4.277	13.5222	0.0003	13.7891	0.0010	13.0938	0.0006	1.19171
r3_star57	6676262851857447936	309.594	-43.256	13.3256	0.0003	13.5981	0.0010	12.8873	0.0005	1.19456
r3_star58	4687536553944071168	17.756	-71.871	13.3114	0.0002	13.5804	0.0007	12.8722	0.0007	1.19692
r3_star59	6678498399515596800	312.863	-40.205	13.2955	0.0002	13.5627	0.0007	12.8604	0.0005	1.19546
r3_star60	6687750858583258112	301.458	-39.462	13.5056	0.0003	13.7499	0.0009	13.1018	0.0005	1.18971
r4_star1	18865184286930176	39.982	6.773	12.7764	0.0003	13.1880	0.0009	12.1955	0.0005	1.21520
r4_star2	2642675235286941696	357.079	-0.004	12.5544	0.0003	12.7838	0.0007	12.1644	0.0006	1.18986
r4_star3	5172859710814032896	42.415	-10.307	12.7773	0.0004	13.0279	0.0009	12.3572	0.0009	1.19555
r4_star4	5383072869326936064	171.209	-42.472	12.7990	0.0002	13.0932	0.0005	12.3408	0.0004	1.19499
r4_star5	2389217910796506112	357.241	-21.407	12.5122	0.0003	12.7620	0.0007	12.0951	0.0004	1.19420
r4_star6	4733260015543988224	55.880	-51.624	12.5983	0.0003	12.8272	0.0006	12.2077	0.0006	1.19059
r4_star7	2602889858007989760	336.414	-10.825	12.8061	0.0003	13.0625	0.0007	12.3795	0.0005	1.19615
r4_star8	5011438179653715968	24.001	-36.434	12.4870	0.0002	12.7200	0.0005	12.0988	0.0003	1.18697
r4_star9	3696558646635083776	187.252	-0.096	12.8843	0.0003	13.1113	0.0006	12.5011	0.0005	1.18753
r4_star10	5759671677898613760	137.688	-3.804	12.6047	0.0003	12.9087	0.0006	12.1312	0.0004	1.19917
r4_star11	6482660432121631744	311.198	-47.061	12.5603	0.0002	12.8124	0.0008	12.1448	0.0003	1.19207
r4_star12	3106245765814683136	102.732	-1.994	12.6881	0.0002	12.9373	0.0005	12.2719	0.0005	1.19403
r4_star13	6507124668918839296	338.469	-53.162	12.4220	0.0003	12.6533	0.0008	12.0348	0.0004	1.18734
r4_star14	6557516592489861120	330.242	-52.232	12.4357	0.0003	12.6702	0.0005	12.0433	0.0004	1.18849
r4_star15	3531611252266342400	170.609	-27.226	12.3945	0.0004	12.6979	0.0011	11.9212	0.0008	1.19941

Tabella A.2: *Dati fotometrici 2/4.*

Nome	IDGAIA	paral	eparal	pmra	pmdec	pmcorr	RV	eRV	NSS
r1_star1	1156158780372564992	1.54205	0.01569	-5.09489	-153.07852	-0.23538	-85.899	3.549	0
r1_star2	6155896330944952320	2.39721	0.01470	-210.93778	-56.54251	-0.25770	-11.419	2.670	0
r1_star3	3028486001397877248	2.07609	0.01564	108.37007	-139.80603	-0.19170	-15.976	3.068	0
r1_star4	2391446689585357824	1.42604	0.01887	127.19442	-29.38807	0.08927	8.100	8.119	0
r1_star5	6661345365288720384	1.66806	0.01981	42.86371	-153.61867	0.03268	33.396	2.817	0
r1_star6	6378884813840372736	1.55807	0.01043	126.65827	-58.83212	-0.01866	65.622	2.674	0
r1_star7	4479226310758314496	2.85635	0.01740	-83.56549	-284.54730	0.16440	-264.731	4.253	0
r1_star8	4453220730438373376	2.04424	0.01813	-221.86508	-92.74459	0.09368	-84.397	1.630	0
r1_star9	4752251952905666560	1.38733	0.01263	121.77631	-45.29262	-0.01690	-138.207	1.938	0
r1_star10	4855735169813450752	2.83945	0.01225	214.13036	-189.43590	-0.20919	25.709	2.204	0
r1_star11	4137395670479268352	1.56400	0.01940	-55.34729	-173.09363	0.34664	9999.000	9999.000	0
r1_star12	6267347090148872192	1.33007	0.01808	-131.53461	-71.80543	-0.28818	-178.473	2.230	0
r1_star13	3499616700847886336	2.78609	0.01359	-237.00697	-55.26999	-0.13927	-22.669	2.044	0
r1_star14	6110270408026515456	2.21222	0.01520	-169.67640	-95.18873	0.05600	95.850	2.940	0
r1_star15	2458265767848052736	1.40797	0.01528	-10.57043	-119.07585	0.18425	-71.652	2.075	0
r1_star16	2314571280408151040	1.28341	0.01813	111.92016	-59.77921	0.25870	10.561	5.103	0
r1_star17	6674717969300848640	3.00738	0.01919	157.26947	-297.60324	0.17510	-164.184	2.299	0
r2_star1	1157100026750416640	7.64359	0.01195	-439.50354	-659.02347	-0.22108	219.060	0.834	0
r2_star2	2910503176753011712	2.58994	0.01144	236.53958	-157.28310	-0.14936	254.710	1.098	0
r2_star3	2503491051919554560	2.41992	0.01451	186.85118	-115.54972	0.04357	362.521	1.157	0
r2_star4	5130375754043544576	3.61707	0.01994	80.05448	-366.95592	0.27838	-96.212	0.649	0
r2_star5	5018636952862203904	1.70873	0.01680	159.12735	-63.61355	-0.01235	9999.000	9999.000	0
r2_star6	3565097291206323712	2.65957	0.01570	-206.58366	-93.57443	0.15574	-5.781	1.375	0
r2_star7	3523830936188600320	2.22078	0.01636	-215.37406	-68.87089	-0.37879	-37.206	1.528	0
r2_star8	3687742590604260352	2.00305	0.01882	-173.46657	-39.52771	-0.46301	24.787	1.203	0
r3_star1	6731073437791128576	1.87017	0.01404	-31.97169	-197.19616	0.12860	246.402	4.485	0
r3_star2	6612080234974913536	1.36536	0.01420	84.93621	-80.07032	0.21780	-177.140	4.128	0
r3_star3	5181229713016209408	1.67304	0.01621	128.40063	-185.00700	-0.03146	21.395	3.909	0
r3_star4	5343391494696171520	1.54612	0.01140	-141.11259	61.16472	0.39907	265.745	3.186	0
r3_star5	3839165510915273728	1.06544	0.01590	-45.85792	-87.13667	-0.06146	461.813	2.319	0
r3_star6	2382587172781497344	2.02915	0.01297	167.46085	-36.36230	0.38675	-110.648	3.373	0
r3_star7	2364812055490127360	3.45382	0.01580	296.79600	36.58673	0.14225	-109.639	2.526	0
r3_star8	6455181437521874944	1.33039	0.01383	60.97598	-127.56221	-0.12947	41.965	2.416	0
r3_star9	2405678188275018752	1.38856	0.01900	118.26963	-111.72288	-0.02465	-242.753	3.386	0
r3_star10	2394842256369580032	1.25945	0.01705	31.64849	-107.10783	0.14587	-63.387	3.712	0
r3_star11	2426409926693395456	1.55994	0.01822	139.93688	-13.51303	0.16382	-20.528	4.634	0
r3_star12	3755969898447849984	1.82045	0.01550	-91.83336	-160.35531	-0.25301	433.642	5.416	0
r3_star13	5558959030001223680	1.69266	0.01301	135.66174	-69.62496	-0.19995	305.412	3.919	0
r3_star14	3652777326271275520	1.20774	0.01659	-28.16241	-127.32645	-0.01720	-3.652	5.930	0
r3_star15	3638674960069505536	1.10948	0.01679	-63.68407	-85.43582	-0.07808	10.861	3.865	0
r3_star16	5137368647996819456	1.34569	0.01679	3.82320	-117.53190	0.29820	-90.548	3.737	0
r3_star17	5146060253053393920	1.27135	0.01406	139.70437	-83.32780	0.15049	184.729	5.174	0
r3_star18	5141913582388823040	1.36510	0.01565	-15.29207	-114.82344	-0.13223	-21.539	4.183	0
r3_star19	3899810346056048640	2.07112	0.01747	-174.85556	-75.09620	-0.37944	14.502	2.799	0
r3_star20	6101946800067161088	2.99316	0.01654	-267.86860	-85.97493	-0.02415	64.244	4.493	0
r3_star21	6384101687276193792	1.28938	0.01091	112.18658	-47.10251	-0.12631	131.873	3.070	0
r3_star22	6382699260195307520	1.04367	0.01161	78.44184	-47.60116	-0.29624	64.797	3.279	0
r3_star23	5355105794652015616	1.76060	0.01150	-121.97753	111.37466	0.13738	137.072	4.240	0
r3_star24	4247325598914438144	1.85728	0.01510	16.58069	-200.94125	0.34491	-261.921	3.288	0

Tabella A.3: *Dati fotometrici 3/4.*

Nome	IDGAIA	paral	eparal	pmra	pmdec	pmcorr	RV	eRV	NSS
r3_star25	6331689789046092800	1.56149	0.01678	-137.22071	-39.25038	-0.03990	-193.799	2.949	0
r3_star26	2633862890108653568	1.48984	0.01558	131.92284	-110.49736	0.07375	9999.000	9999.000	0
r3_star27	6855995138570058752	1.39436	0.01985	-19.75027	-117.81053	0.31343	-37.464	5.083	0
r3_star28	6175345867006532608	2.26876	0.01961	-199.25166	-43.52628	-0.29798	-73.117	5.807	0
r3_star29	6117989052675850240	3.06802	0.01454	-268.84809	-169.78249	-0.30145	-50.976	2.983	0
r3_star30	3696646985522630144	1.40623	0.01676	-134.47939	-101.42943	-0.32165	113.830	3.485	0
r3_star31	3706617631840917504	1.27477	0.01868	-106.09727	-41.91916	-0.64229	293.999	3.647	0
r3_star32	5024446776599178240	1.58841	0.01419	-1.71694	-168.41153	-0.06463	51.919	3.062	0
r3_star33	5047979589610052608	1.51470	0.01233	156.00729	7.17176	-0.22245	204.264	2.972	0
r3_star34	5075168965976111104	1.53141	0.01274	17.04852	-131.03438	0.03928	-105.467	4.440	0
r3_star35	4421385642564625408	3.73631	0.01253	-216.08794	-232.78641	-0.04386	-112.781	3.570	0
r3_star36	4425854676297422848	3.43306	0.01382	-329.69202	-290.58029	-0.00102	24.212	2.492	0
r3_star37	3723471358387671040	2.44582	0.01419	-229.29066	-20.02451	-0.27191	-128.693	3.174	0
r3_star38	4972210697151890432	3.57517	0.01099	295.06916	-92.99334	-0.24144	-87.575	1.514	0
r3_star39	4981735903821656064	2.54130	0.01182	202.94739	-83.92373	-0.25312	1.906	2.530	0
r3_star40	6184111345501707264	1.41604	0.01551	-124.39775	-43.91647	-0.36452	53.659	3.995	0
r3_star41	5763923768536566784	2.01261	0.01700	-28.58704	-196.22313	0.04580	447.437	2.282	0
r3_star42	4863153128089653248	1.37944	0.01055	145.70904	-43.38987	-0.25080	342.962	2.161	0
r3_star43	6334970766103390208	1.44497	0.01527	-145.17845	-109.07378	-0.21371	166.983	3.034	0
r3_star44	5710532338589509632	1.55117	0.01369	-126.22052	-84.49772	-0.01842	63.187	3.066	0
r3_star45	3802597128565139456	1.33007	0.01498	38.94381	-134.33074	0.03739	-34.243	3.092	0
r3_star46	4642554296277141504	2.28360	0.00994	229.05863	28.24090	0.04613	434.292	3.647	0
r3_star47	6545347025994221568	1.51285	0.01502	6.48595	-130.07043	0.25179	-30.746	4.081	0
r3_star48	4675870288873627648	1.17646	0.01151	121.94337	-37.98466	-0.06695	18.392	4.516	0
r3_star49	6879671536634335232	2.70822	0.01491	-86.36457	-234.60113	0.22641	24.342	2.633	0
r3_star50	4663042973917040640	2.49996	0.00981	51.33270	216.74158	0.06505	340.803	2.118	0
r3_star51	6782682280207738880	1.80685	0.02006	85.12269	-127.79163	0.64828	-19.348	4.378	0
r3_star52	590801995997827200	2.11522	0.01673	135.49256	-120.61647	-0.44431	-7.067	3.681	0
r3_star53	2457355028622453760	1.98675	0.01795	127.11887	-132.82484	0.11887	44.404	2.682	0
r3_star54	2449962874510227456	1.41224	0.01520	93.36789	-141.42342	0.20466	-182.144	3.577	0
r3_star55	6221677946971555840	1.43225	0.01520	-105.73130	-62.52729	-0.14036	54.494	3.940	0
r3_star56	3678227657495925760	1.13386	0.01942	-95.84655	-22.70592	-0.42666	19.264	4.512	0
r3_star57	6676262851857447936	1.91011	0.01464	-99.69245	-131.70472	0.16126	169.607	2.530	0
r3_star58	4687536553944071168	2.02075	0.01047	134.12280	-197.33839	-0.04578	233.007	2.550	0
r3_star59	6678498399515596800	1.63998	0.01801	-114.48168	-122.10461	0.31830	180.369	3.001	0
r3_star60	6687750858583258112	1.20122	0.01652	15.04132	-101.31318	0.15271	41.318	4.147	0
r4_star1	18865184286930176	5.20638	0.01746	177.85740	-569.83315	0.35699	-52.249	2.391	0
r4_star2	2642675235286941696	1.85825	0.01766	79.89046	-139.26382	0.10789	9999.000	9999.000	0
r4_star3	5172859710814032896	1.38100	0.02034	145.25090	-94.46055	-0.00235	210.004	2.922	0
r4_star4	5383072869326936064	2.78111	0.01491	-254.92072	14.26232	0.04480	122.063	1.998	0
r4_star5	2389217910796506112	2.20713	0.01828	164.03720	-93.45498	0.21376	-14.439	1.316	0
r4_star6	4733260015543988224	1.98738	0.01144	133.56737	-133.43099	0.06733	434.870	2.282	0
r4_star7	2602889858007989760	1.61466	0.02029	-79.57963	-115.80537	0.16377	-52.526	2.209	0
r4_star8	5011438179653715968	2.27512	0.01369	206.41755	18.39969	-0.20796	53.674	38.246	0
r4_star9	3696558646635083776	1.42530	0.01882	-136.99511	-102.04913	-0.18040	112.380	2.347	0
r4_star10	5759671677898613760	3.20582	0.01406	130.36096	-256.22815	-0.22601	-80.245	2.809	0
r4_star11	6482660432121631744	2.16563	0.01371	-160.88373	-92.50006	0.04228	159.331	2.095	0
r4_star12	3106245765814683136	2.58525	0.01338	132.47723	-199.54410	-0.25321	45.894	2.915	0
r4_star13	6507124668918839296	1.90147	0.01345	158.22185	-36.15274	0.01642	-100.880	2.504	0
r4_star14	6557516592489861120	2.02962	0.01255	-45.31007	-166.68773	0.00882	99.873	5.829	2
r4_star15	3531611252266342400	3.58457	0.01506	-315.28927	54.67661	-0.16578	107.523	4.630	2

Tabella A.4: *Dati fotometrici 4/4.*

Bibliografia

- René Andrae, Morgan Fouesneau, Orlagh Creevey, Christophe Ordenovic, Nicolas Mary, Alexandru Burlacu, Laurence Chaoul, Anne Jean-Antoine-Piccolo, Georges Kordopatis, Andreas Korn, et al. Gaia data release 2-first stellar parameters from apsis. *Astronomy & Astrophysics*, 616:A8, 2018.
- Carles Badenes, Eduardo Bravo, and John P Hughes. Secondary fe-peak nuclei in the tycho supernova remnant: A promising tracer of type ia progenitor metallicity. *arXiv preprint arXiv:0809.3151*, 2008.
- V Belokurov, DB Zucker, NW Evans, G Gilmore, S Vidrih, DM Bramich, HJ Newberg, RFG Wyse, MJ Irwin, M Fellhauer, et al. The field of streams: Sagittarius and its siblings. *The Astrophysical Journal*, 642(2):L137, 2006.
- James Binney and Scott Tremaine. *Galactic Dynamics*. Princeton University Press, 2nd edition, 2008. ISBN 978-0691130279. URL <https://press.princeton.edu/books/hardcover/9780691130279/galactic-dynamics>.
- S Bisterzo, R Gallino, M Pignatari, L Pompeia, K Cunha, and V Smith. Cu and zn in different stellar populations: inferring their origin. *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 75:741, 2004.
- M Busso, Roberto Gallino, and GJ Wasserburg. Nucleosynthesis in asymptotic giant branch stars: Relevance for galactic enrichment and solar system formation. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 37(1):239–309, 1999.
- Gaia Collaboration, SA Klioner, F Mignard, L Lindegren, U Bastian, PJ McMillan, J Hernández, D Hobbs, M Ramos-Lerate, M Biermann, et al. Gaia early data release 3: Acceleration of the solar system from gaia astrometry. 2021.
- Alis J Deason, Vasily Belokurov, and Jason L Sanders. The total stellar halo mass of the milky way. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 490(3):3426–3439, 2019.
- Hans Dekker, Sandro D’Odorico, Andreas Kaufer, Bernard Delabre, and Heinz Kotzlowski. Design, construction, and performance of uves, the echelle spectrograph for the ut2 kueyen telescope at the eso paranal observatory. In *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, volume 4008, pages 534–545. SPIE, 2000.
- P Di Matteo, M Haywood, MD Lehnert, D Katz, S Khoperskov, ON Snaith, A Gómez, and N Robichon. The milky way has no in-situ halo other than the heated thick

- disc-composition of the stellar halo and age-dating the last significant merger with gaia dr2 and apogee. *Astronomy & Astrophysics*, 632:A4, 2019.
- Emma Fernández-Alvar, Leticia Carigi, William J Schuster, Christian R Hayes, Nancy Ávila-Vergara, Steve R Majewski, Carlos Allende Prieto, Timothy C Beers, Sebastián F Sánchez, Olga Zamora, et al. Disentangling the galactic halo with apogee. ii. chemical and star formation histories for the two distinct populations. *The Astrophysical Journal*, 852(1):50, 2018.
- Collaboration Gaia, G Bono, et al. Gaia data release 1. summary of the astrometric, photometric, and survey properties. *Astronomy & Astrophysics*, 595, 2016.
- William E Harris. A catalog of parameters for globular clusters in the milky way. *Astronomical Journal v. 112*, p. 1487, 112:1487, 1996.
- Amina Helmi. Streams, substructures, and the early history of the milky way. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 58:205–256, 2020.
- Amina Helmi and P Tim de Zeeuw. Mapping the substructure in the galactic halo with the next generation of astrometric satellites. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 319(3):657–665, 2000.
- Amina Helmi, Simon DM White, P Tim De Zeeuw, and HongSheng Zhao. Debris streams in the solar neighbourhood as relicts from the formation of the milky way. *Nature*, 402(6757):53–55, 1999.
- Amina Helmi, Carine Babusiaux, Helmer H Koppelman, Davide Massari, Jovan Veljanoski, and Anthony GA Brown. The merger that led to the formation of the milky way’s inner stellar halo and thick disk. *Nature*, 563(7729):85–88, 2018.
- David Hendel and Kathryn V Johnston. Tidal debris morphology and the orbits of satellite galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 454(3):2472–2485, 2015.
- Danny Horta, Ricardo P. Schiavon, J. Ted Mackereth, David H. Weinberg, Sten Hasselquist, Diane Feuillet, Robert W. O’Connell, Borja Anguiano, Carlos Allende-Prieto, Rachael L. Beaton, Dmitry Bizyaev, Katia Cunha, Doug Geisler, D. A. García-Hernández, Jon Holtzman, Henrik Jönsson, Richard R. Lane, Steve R. Majewski, Szabolcs Mészáros, Dante Minniti, Christian Nitschelm, Matthew Shetrone, Verne V. Smith, and Gail Zasowski. The chemical characterisation of halo substructure in the Milky Way based on APOGEE. *mnras*, November 2022. doi: 10.1093/mnras/stac3179.
- Rodrigo A Ibata, Gerry Gilmore, and MJ Irwin. A dwarf satellite galaxy in sagittarius. *Nature*, 370(6486):194–196, 1994.
- Chiaki Kobayashi, Hideyuki Umeda, Ken’ichi Nomoto, Nozomu Tominaga, and Takuya Ohkubo. Galactic chemical evolution: carbon through zinc. *The Astrophysical Journal*, 653(2):1145, 2006.

- Helmer Koppelman, Amina Helmi, and Jovan Veljanoski. One large blob and many streams frosting the nearby stellar halo in gaia dr2. *The Astrophysical Journal Letters*, 860(1):L11, 2018.
- Helmer H Koppelman, Amina Helmi, Davide Massari, Adrian M Price-Whelan, and Tjitske K Starkenburg. Multiple retrograde substructures in the galactic halo: A shattered view of galactic history. *Astronomy & Astrophysics*, 631:L9, 2019.
- JM Diederik Kruijssen, Joel L Pfeffer, Mélanie Chevance, Ana Bonaca, Sebastian Trujillo-Gomez, Nate Bastian, Marta Reina-Campos, Robert A Crain, and Meghan E Hughes. Kraken reveals itself—the merger history of the milky way reconstructed with the e-mosaics simulations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 498(2):2472–2491, 2020.
- Robert L Kurucz. Atlas12, synthe, atlas9, width9, et cetera. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 8:14, 2005.
- Marco Limongi and Alessandro Chieffi. Evolution, explosion, and nucleosynthesis of core-collapse supernovae. *The Astrophysical Journal*, 592(1):404, 2003.
- Davide Massari, Helmer H Koppelman, and Amina Helmi. Origin of the system of globular clusters in the milky way. *Astronomy & Astrophysics*, 630:L4, 2019.
- Tadafumi Matsuno, Wako Aoki, and Takuma Suda. Origin of the excess of high-energy retrograde stars in the galactic halo. *The Astrophysical Journal Letters*, 874(2):L35, 2019.
- Tadafumi Matsuno, Emma Dodd, Helmer H Koppelman, Amina Helmi, Miho N Ishigaki, Wako Aoki, Jingkun Zhao, Zhen Yuan, and Kohei Hattori. High-precision chemical abundances of galactic building blocks-ii. revisiting the chemical distinctness of the helmi streams. *Astronomy & Astrophysics*, 665:A46, 2022.
- Paul J McMillan. The mass distribution and gravitational potential of the milky way. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, page stw2759, 2016.
- A Minelli, A Mucciarelli, Donatella Romano, Michele Bellazzini, Livia Origlia, and FR Ferraro. A homogeneous comparison between the chemical composition of the large magellanic cloud and the sagittarius dwarf galaxy. *The Astrophysical Journal*, 910(2):114, 2021.
- A Mucciarelli, M Bellazzini, and D Massari. Exploiting the gaia edr3 photometry to derive stellar temperatures. *Astronomy & Astrophysics*, 653:A90, 2021.
- Alessio Mucciarelli, Elena Pancino, Loredana Lovisi, Francesco R Ferraro, and Emilio Lapenna. Gala: an automatic tool for the abundance analysis of stellar spectra. *The Astrophysical Journal*, 766(2):78, 2013.
- GC Myeong, E Vasiliev, G Iorio, NW Evans, and Vasily Belokurov. Evidence for two early accretion events that built the milky way stellar halo. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 488(1):1235–1247, 2019.

- Rohan P Naidu, Charlie Conroy, Ana Bonaca, Benjamin D Johnson, Yuan-Sen Ting, Nelson Caldwell, Dennis Zaritsky, and Phillip A Cargile. Evidence from the h3 survey that the stellar halo is entirely comprised of substructure. *The Astrophysical Journal*, 901(1):48, 2020.
- Poul Erik Nissen and William J Schuster. Two distinct halo populations in the solar neighborhood-evidence from stellar abundance ratios and kinematics. *Astronomy & Astrophysics*, 511:L10, 2010.
- Poul Erik Nissen and William J Schuster. Two distinct halo populations in the solar neighborhood-ii. evidence from stellar abundances of mn, cu, zn, y, and ba. *Astronomy & Astrophysics*, 530:A15, 2011.
- PtE Nissen and WJ Schuster. Chemical composition of halo and disk stars with overlapping metallicities. *Astronomy and Astrophysics*, 326:751–762, 1997.
- K Nomoto, K Iwamoto, N Nakasato, F-K Thielemann, F Brachwitz, T Tsujimoto, Y Kubo, and N Kishimoto. Nucleosynthesis in type ia supernovae. *Nuclear Physics A*, 621(1-2):467–476, 1997.
- Thomas Nordlander and Karin Lind. Non-lte aluminium abundances in late-type stars. *Astronomy & Astrophysics*, 607:A75, 2017.
- Adriano Pietrinferni, Sebastian Hidalgo, Santi Cassisi, Maurizio Salaris, Alessandro Savino, Alessio Mucciarelli, Kuldeep Verma, Victor Silva Aguirre, Antonio Aparicio, and Jason W Ferguson. Updated basti stellar evolution models and isochrones. ii. α -enhanced calculations. *The Astrophysical Journal*, 908(1):102, 2021.
- 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. *Astronomy & Astrophysics*, 665:A58, 2022.
- Peter B Stetson and Elena Pancino. Daospec: An automatic code for measuring equivalent widths in high-resolution stellar spectra1. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 120(874):1332, 2008.
- Klaus G Strassmeier, Axel Hofmann, Manfred F Woche, John B Rice, Christoph U Keller, NE Piskunov, and Roberto Pallavicini. Pepsi spectropolarimeter for the lbt. In *Polarimetry in Astronomy*, volume 4843, pages 180–189. SPIE, 2003.
- Claudia Travaglio, Roberto Gallino, Enrico Arnone, John Cowan, Faith Jordan, and Christopher Sneden. Galactic evolution of sr, y, and zr: a multiplicity of nucleosynthetic processes. *The Astrophysical Journal*, 601(2):864, 2004.
- T Tsujimoto, K Nomoto, Y Yoshii, M Hashimoto, S Yanagida, and F-K Thielemann. Relative frequencies of type ia and type ii supernovae in the chemical evolution of the galaxy, lmc and smc. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 277(3):945–958, 1995.

- Eugene Vasiliev. Agama: action-based galaxy modelling architecture. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 482(2):1525–1544, 2019.
- Kim A Venn, Mike Irwin, Matthew D Shetrone, Christopher A Tout, Vanessa Hill, and Eline Tolstoy. Stellar chemical signatures and hierarchical galaxy formation. *The Astronomical Journal*, 128(3):1177, 2004.
- JL Vergely, R Lallement, and NLJ Cox. Three-dimensional extinction maps: Inverting inter-calibrated extinction catalogues. *Astronomy & Astrophysics*, 664:A174, 2022.
- Laura L Watkins, Roeland P van der Marel, Sangmo Tony Sohn, and N Wyn Evans. Evidence for an intermediate-mass milky way from gaia dr2 halo globular cluster motions. *The Astrophysical Journal*, 873(2):118, 2019.
- SE Woosley and Thomas A Weaver. The evolution and explosion of massive stars ii: Explosive hydrodynamics and nucleosynthesis. Technical report, Lawrence Livermore National Lab.(LLNL), Livermore, CA (United States), 1995.