

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

Composizione chimica di tre ammassi
globulari Galattici come tracciante
della loro origine

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

Presentata da:
Nicola Amatori

Sessione IV
Anno Accademico 2020/21

Abstract

Grazie ai dati cinematici forniti dalla missione spaziale GAIA per più di un miliardo di stelle, oggi possiamo avere una visione molto più dettagliata della storia di formazione della Via Lattea, avvenuta attraverso episodi successivi di merging con galassie più piccole. In particolare, attraverso lo spazio degli integrali del moto (IoM), che studia quantità conservate nel tempo come l'energia di legame orbitale e il momento angolare, è stato possibile individuare alcune sovra-densità stellari. Quest'ultime, successivamente, sono state associate ai resti di sistemi che hanno contribuito a formare la nostra Galassia: Gaia-Enceladus, Sequoia, Helmi streams, la galassia nana del Sagittario e più recentemente Kraken. In questo scenario di formazione della Via Lattea, è naturale pensare che i vari eventi di merging abbiano portato all'accrescimento non solo stelle di campo ma anche di ammassi globulari (GCs) come recentemente mostrato da [Massari et al., 2019].

In questo lavoro di tesi sono stati analizzati spettri ad alta risoluzione, acquisiti con lo spettrografo UVES-FLAMES del VLT, per stelle di tre GCs differenti ma con simile metallicità: NGC 1904, IC 4499 e M3 associati rispettivamente a Gaia-Enceladus, Sequoia e Helmi streams. Lo scopo della tesi è eseguire un confronto differenziale tra la chimica, elemento per elemento, di questi tre GCs nel tentativo di evidenziare eventuali differenze che rispecchino diverse storie di arricchimento chimico dei loro progenitori.

I principali risultati trovati sono:

- Non è evidente una sistematica differenza dal punto di vista chimico a metallicità intorno a $[Fe/H] \sim -1.5 dex$ tra i tre GCs. D'altra parte, Ca , Zn e Ba mostrano differenze statisticamente significative che possono suggerire una differenza nelle storie di arricchimento chimico. In particolare, $[Ca/Fe]$ di IC 4499 (Sequoia) e di M3 (Helmi stream) risultano più bassi di NGC 1904 (Gaia-Enceladus). Questo è in accordo col fatto che sistemi meno massivi come Sequoia e Helmi stream dovrebbero essere caratterizzati da arricchimenti chimici più lenti. Questo risultato è consistente con quello di [Matsuno et al., 2021] per le stelle associate a Sequoia.
- Un interessante risultato è che $[Zn/Fe]$ di IC 4499 (Sequoia) è significativamente più basso di quello di NGC 1904 (Gaia-Enceladus), con una differenza media di $\sim 0.2 dex$. Lo zinco è prodotto principalmente dalle supernove e quindi in sistemi con bassa formazione stellare cala sensibilmente. $[Zn/Fe]$ è infatti stato proposto come un diagnostico molto più potente di $[\alpha/Fe]$ dell'efficienza di formazione stellare ([Minelli et al., 2021]).
- Non si nota la differenza sistematica di $0.1 dex$ negli elementi di Sequoia rispetto a Gaia-Enceladus trovata da [Matsuno et al., 2021]. Questo potrebbe

indicare che a $[Fe/H] \sim -1.5 dex$ le due galassie abbiano avuto storie di arricchimento chimico paragonabili.

- La storia di arricchimento dei tre progenitori analizzati qui, tramite tre GCs ad essi associati, si è rivelata tracciata in maniera simile da diversi elementi chimici. Maggiori discrepanze potrebbero però rilevarsi ad un diverso regime di metallicità, che si discosti dal ristretto intervallo attorno a $[Fe/H] = -1.5 dex$ campionato dai tre ammassi. Futuri studi saranno quindi mirati a stelle più ricche di metalli, nella speranza che tali discrepanze possano essere utilizzate per risolvere i casi in cui le associazioni dinamiche tra ammassi e progenitori sono più incerte.

Indice

1	Dinamica	1
1.1	Via Lattea	1
1.1.1	Alone	2
1.2	I progenitori conosciuti	5
1.2.1	Sagittario	5
1.2.2	Gaia-Enceladus	5
1.2.3	Helmi streams	9
1.2.4	Sequoia	10
1.3	Associazione GCs-progenitore	10
1.3.1	GCs associati alla Via Lattea	11
1.3.2	GCs associati con progenitori esterni	12
1.4	Considerazioni finali	18
2	Strumentazione e dati	19
2.1	Strumentazione	19
2.1.1	VLT	19
2.1.2	FLAMES	20
2.1.3	UVES	21
2.2	Dati spettroscopici	22
3	Analisi chimica	29
3.1	Parametri atmosferici	29
3.1.1	Temperatura	30
3.1.2	Gravità	33
3.1.3	Microturbolenza	34
3.2	Creazione degli spettri sintetici	36
3.3	Selezione delle righe	37
3.4	Calcolo dell'Equivalent Width	38
3.4.1	DAOSPEC	38
3.5	Abbondanze chimiche	41
3.5.1	GALA	41

3.5.2	SALVADOR	44
4	Risultati	49
4.1	Elementi α	50
4.2	Elementi del picco del ferro	52
4.3	Catture neutroniche	52
4.4	Confronto tra i tre ammassi	56
5	Conclusioni	69

Capitolo 1

Dinamica

In questo capitolo si descrive brevemente la Via Lattea e le sue componenti focalizzando l'attenzione su quella che conserva più informazioni sui processi di merging che hanno contribuito ad assemblare la Galassia come la vediamo oggi: l'Alone. Nelle sezioni successive viene riassunto lo stato dell'arte riguardo agli eventi di merging noti. Infine, si descrive la classificazione dinamica degli ammassi globulari in base alla loro galassia progenitrice.

1.1 Via Lattea

La Via Lattea è una galassia spirale barrata (SBbc) abbastanza tipica, situata in un gruppo di galassie chiamato Gruppo Locale ed insieme alla Galassia di Andromeda e la Galassia del Triangolo rappresentano la maggior parte della massa e della luminosità del Gruppo. Il 90% della luminosità ottica del Gruppo Locale è infatti costituita da queste tre galassie. Ha un diametro di circa 25 kpc , con una massa totale (barionica + materia oscura) stimata, all'interno di 20 kpc , di $M(< 20 \text{ kpc}) = 1.91_{-0.17}^{+0.18} \times 10^{11} M_{\odot}$, [Posti and Helmi, 2019] e un periodo di rotazione di circa 250 Myr . La componente stellare è di circa $5 \times 10^{10} M_{\odot}$ e il numero di ammassi globulari (GCs) che contiene è di circa 150 ([Harris, 1996]).

La Via Lattea è formata da diverse componenti (vedi Figura 1.1):

- il disco sottile che è il sito principale dove avviene la formazione stellare attraverso la condensazione di nubi d'idrogeno molecolare. L'attuale tasso di formazione stellare è stimato essere $\sim 1.6 M_{\odot}/\text{yr}$ [Licquia and Newman, 2015]. Il disco è supportato rotazionalmente e la maggior parte delle stelle si muovono su orbite circolari;
- il disco spesso che rispetto a quello sottile è più spesso, come dice il nome, ovvero più cinematicamente caldo e diffuso. La sua funzione di distribuzione

di metallicità ha il picco ad un valore di $[Fe/H] \sim -0.5 \text{ dex}$, e le sue stelle definiscono una sequenza chimica separata nello spazio $[\alpha/Fe]$ vs $[Fe/H]$ rispetto al disco sottile [Alves-Brito et al., 2010];

- la barra/bulge è la componente situata al centro della nostra Galassia. La maggior parte del bulge è in una struttura triassiale rotante, la barra Galattica. Studi spettroscopici hanno mostrato un mix di popolazioni stellari presenti nelle regioni centrali [Ness et al., 2013], alcune delle quali sono molto vecchie (più di 13 Gyr) e ricche di metalli con valori di $[Fe/H]$ fino a $+0.5 \text{ dex}$;
- l'alone stellare è la componente più estesa e la stima più recente della sua massa totale è $\sim 1.3 \times 10^9 M_{\odot}$ [Mackereth and Bovy, 2020]. Esso contiene stelle molto vecchie e povere di metalli.

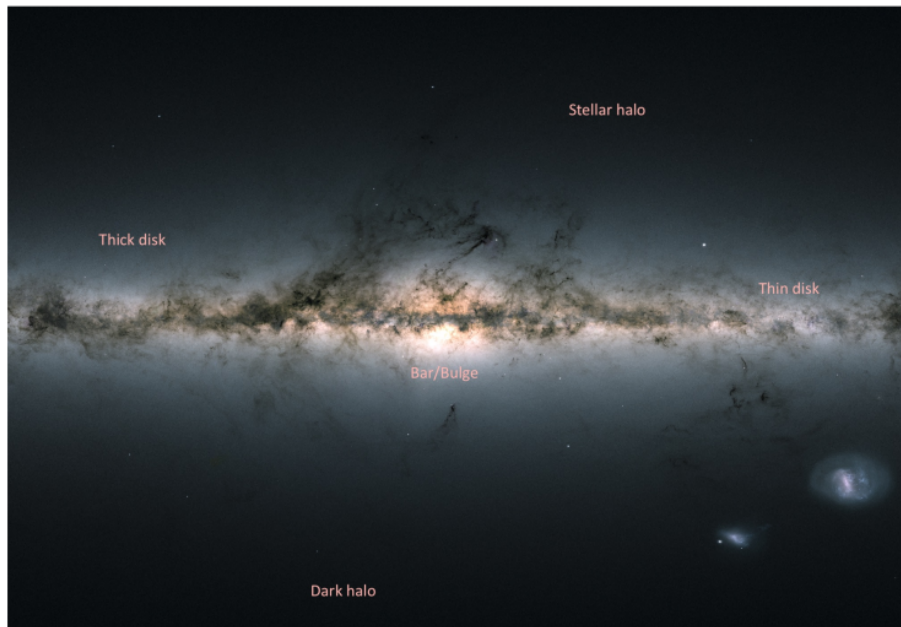


Figura 1.1: La Via Lattea e le sue varie componenti. Quest'immagine è stata ottenuta usando i dati forniti dal secondo rilascio dati della missione spaziale Gaia [Gaia et al., 2018]. Credits: [ESA/Gaia/DPAC,CC BY-SA 3.0 IGO](#)

1.1.1 Alone

L'alone rappresenta la componente principale rispetto a tutte le altre componenti come il disco spesso, il disco sottile, il bulge e la barra per studiare e ricerca-

re eventi di merging avvenuti in passato con la Via Lattea. Il motivo di ciò è che, come dimostrato da simulazioni N-body di interazioni tra galassie (e.g. [Robertson et al., 2005]), l'alone di una galassia massiva è costituito in modo significativo dai detriti delle galassie più piccole da essa accresciute. I tempi dinamici più lunghi e la minore densità stellare rendono inoltre osservativamente più facile trovare tali detriti e ricostruire le proprietà dei loro progenitori. Data la presenza di stelle anche molto ricche di metalli, ed in virtù della relazione massa-metallicità per le galassie, è logico considerare la Via Lattea come l'oggetto più massivo del suo vicinato cosmico. Questo implica che i satelliti precedentemente accresciuti erano anche probabilmente composti da stelle povere di metalli, e ciò è consistente con il fatto di avere un alone stellare tipicamente più povero di metalli rispetto al disco. Come riconoscere, però, stelle oggi situate nell'alone ma accresciute da altre galassie? In Figura 1.2 viene mostrato il risultato di una simulazione N-body dove si può osservare la distribuzione spaziale dei detriti stellari dovuti al merging.

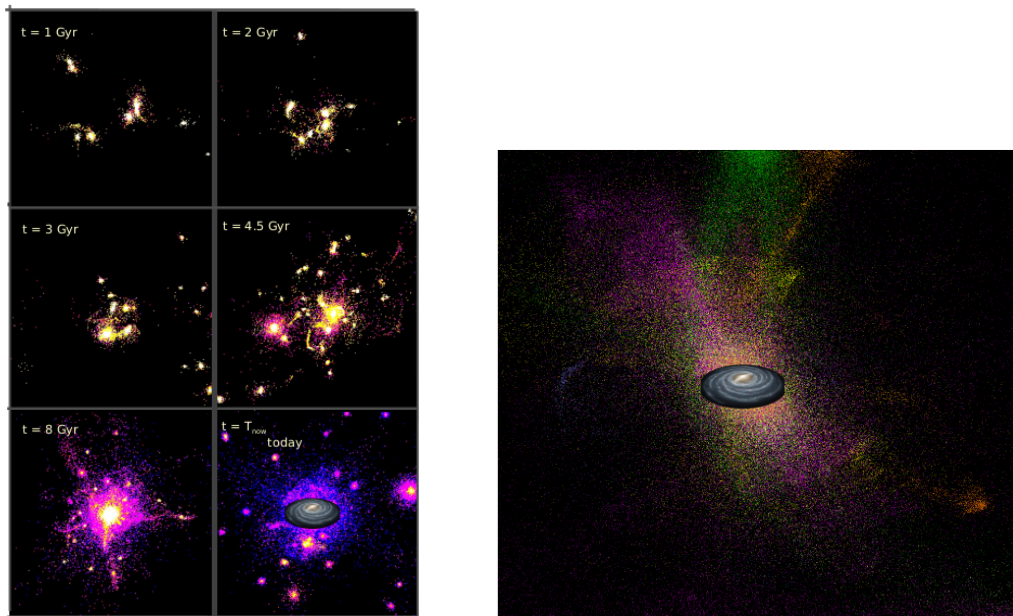


Figura 1.2: L'immagine di sinistra mostra una simulazione N-body di un merging tra galassie dove ogni pannello corrisponde ad uno step temporale (1 Gyr, 2 Gyr, 3 Gyr, 4.5 Gyr, 8 Gyr, oggi). L'immagine di destra mostra il risultato finale di tale simulazione dove ogni colore corrisponde ad un detrito stellare di una galassia diversa ([Robertson et al., 2005], [Lin et al., 2010]).

È evidente che solo con l'informazione spaziale è impossibile risalire all'origine di tali stelle perchè essendo i merger avvenuti in tempi remoti, hanno avuto il tempo di mescolarsi dinamicamente (un processo noto come phase-mixing,

[Binney and Tremaine, 2011]), ovvero hanno perso la loro coerenza spaziale e non appaiono più come sovradensità. Non potendo sfruttare la sola informazione spaziale, è necessario utilizzare altre proprietà dei traccianti stellari che si conservano, ovvero che non sono cambiate nel tempo, quali:

- l'età;
- la chimica;
- la dinamica.

Per quanto riguarda l'età, la sua conoscenza permetterebbe di datare la sequenza degli eventi che hanno permesso la formazione dei diversi componenti della Via Lattea. La misura dell'età stellare è particolarmente complicata, ed è ad oggi possibile con sufficiente precisione solo per stelle vicine (entro pochi kpc, si veda [Miglio et al., 2021])

Il "chemical tagging" è un utilissimo strumento per districarsi nella storia di evoluzione della galassia perchè permette di analizzare la quantità di elementi presenti nelle stelle discriminando così tra i diversi ambienti in cui le stelle sono nate. Tuttavia, in attesa delle survey spettroscopiche di futura generazione come 4MOST e WEAVE, precise abbondanze chimiche sono per ora disponibili per un campione limitato di stelle di alone.

Grazie ai dati cinematici forniti dalla missione GAIA per più di un miliardo di stelle ([Gaia et al., 2018], [Brown et al., 2018]), è quindi la dinamica lo strumento ad oggi più efficace per investigare e ricostruire la storia di assemblaggio della Via Lattea. In particolare, sono gli integrali del moto, ovvero quantità che si conservano nel tempo come il momento angolare (verticale L_z e perpendicolare L_\perp) e l'energia di legame orbitale, gli strumenti più efficaci ([Helmi and Tim de Zeeuw, 2000]). In realtà il potenziale gravitazionale in cui sono evoluti gli sciami di detriti stellari deve essere cambiato nel corso del tempo e questo implica che queste quantità potrebbero non essere del tutto conservate. Tuttavia, il confronto tra le osservazioni dei detriti stellari e le simulazioni ci mostrano che questo non è un problema. La ragione di questo è che i volumi sondati dagli sciami finora sullo spazio delle fasi (6D) sono sufficientemente piccoli che nell'espressione $E = 1/2v^2 + \phi(x)$ il termine potenziale è approssimativamente costante e quindi una variazione temporale, o anche una conoscenza limitata della forma esatta del potenziale non è un fattore limitante ([Helmi, 2020]). In altre parole, le stelle appartenenti ad uno sciame restano coerenti nello spazio degli integrali del moto, e qui definiscono delle sovra-densità.

1.2 I progenitori conosciuti

In questa sezione vengono riassunte le caratteristiche dei principali eventi di fusione ad oggi noti e di cui la Via Lattea ha avuto esperienza. Vedremo la grande importanza che gli integrali del moto hanno assunto nella ricerca di eventuali sovra-sovradensità che potessero condurre al detrito di un progenitore.

1.2.1 Sagittario

La galassia nana ellittica del Sagittario fu scoperta da [Ibata et al., 1994] ed è l'unica galassia satellite massiva della Via Lattea in una vera e propria fase di disgregazione dinamica. Essa è in fase di interazione dinamica molto forte con la Via Lattea e sta venendo letteralmente "cannibalizzata". Questo processo di interazione non sta avvenendo solo in tempi recenti, ma complesse simulazioni suggeriscono che tali interazioni dinamiche siano avvenute circa 5-6 Gyr fa, quando Sagittario si è avvicinata per la prima volta alla Via Lattea. Tale forte interazione si è ripetuta ancora, per due volte, 2 Gyr e 1 Gyr fa.

1.2.2 Gaia-Enceladus

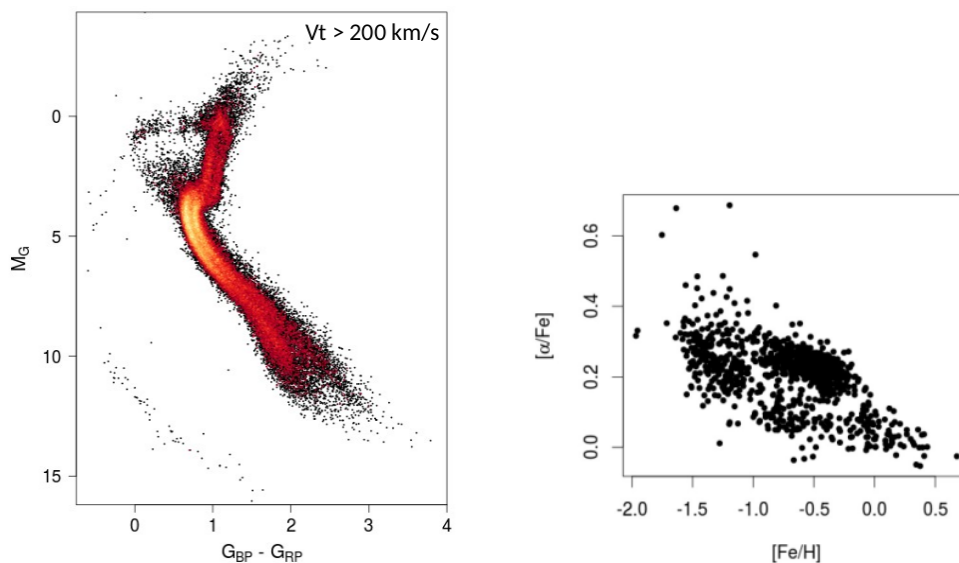


Figura 1.3: Il pannello a sinistra mostra il CMD ([Collaboration et al., 2018]) di Gaia-Enceladus, il quale rivela due sequenze in un campione di stelle dell'alone cinematicamente selezionate, $v_t > 200 \text{ km/s}$. Il pannello di destra mostra il piano chimico ([Babusiaux et al., 2018]), $[\alpha/Fe] - [Fe/H]$, il quale rivela a sua volta una bimodalità.

Grazie al secondo rilascio dati dalla Missione Gaia (DR2, [Gaia et al., 2018]), il 25 aprile 2018, è stato possibile avere a disposizione i parametri dello spazio delle fasi 6D (posizione, distanza, moto proprio e velocità lungo la linea di vista) per stelle nelle vicinanze solari sono diventati disponibili, assieme alle loro magnitudini nelle bande GAIA (G, BP, RP). Con queste, è stato quindi costruito il diagramma colore-magnitudine (CMD; [Collaboration et al., 2018]) delle stelle situate nell'alone della Via Lattea, selezionate attraverso un vincolo sulla velocità tangenziale ($v_t > 200 \text{ km/s}$). Si può notare che il CMD presenta una bimodalità, ovvero due sequenze distinte e quasi parallele (come evidente in Fig. 1.3). Queste sequenze ben definite suggeriscono la presenza di due distinte popolazioni stellari, con differente età e/o metallicità. Al fine di capire le differenze chimiche di queste due popolazioni, [Helmi et al., 2018] hanno studiato la distribuzione delle stesse stelle di alone nel piano $[\alpha/Fe]$ vs $[Fe/H]$ (utilizzando le abbondanze chimiche misurate dalla survey APOGEE, [Ahn et al., 2014]). Anche in questo piano chimico, il trend osservato confermava una bimodalità. Infatti, in Fig. 1.3 (pannello di destra), si distingue una sequenza che mostra il punto di ginocchio ad alte metallicità ($[Fe/H] \sim -1 \text{ dex}$), ed una con il ginocchio a $[Fe/H] \sim -1 \text{ dex}$.

L'ultimo pezzo di informazione necessario a ricostruire il puzzle è stato fornito dagli integrali del moto calcolati per stelle di Alone con un errore relativo sulla parallasse inferiore al 20%, che come riportato in Fig. 1.4, mostrano tre caratteristiche principali. La prima è la presenza di stelle che presentano un moto simile al disco ma posizionate su orbite leggermente più eccentriche. La seconda è la presenza di gruppi coerenti di stelle, che è un risultato consistente con le predizioni di aloni formati da eventi di merging ([Helmi and Tim de Zeeuw, 2000]). La terza è la presenza di una struttura numericamente dominante, posizionata in una regione leggermente retrograda e con eccentricità elevata. Una tale distribuzione è risultata essere eccezionalmente simile a quella simulata di un incontro tra una galassia come la Via Lattea e una galassia nana che si muove su un'orbita retrograda inclinata di 30 gradi ([Villalobos and Helmi, 2008]), come mostrato in Fig. 1.5. È notevole notare come l'arco di stelle sulla sinistra del pannello dei dati osservativi sia stato riprodotto molto bene dalla simulazione. Tale arco rappresenta le prime stelle perse all'inizio del merger ([Koppelman et al., 2020]). [Helmi et al., 2018] suggerirono un rapporto di massa di circa 4:1 basato sulla stima della massa stellare di Gaia-Enceladus e assumendo che al momento del merger la massa del disco spesso fosse pari a $10^{10} M_{\odot}$.

Mettendo insieme tutte queste evidenze (si veda Fig. 1.6), ciò che ne risulta è che tutte le stelle appartenenti alla principale struttura dinamicamente retrograda descrivono nel piano chimico la sequenza con punto di ginocchio a bassa metallicità, ovvero è costituita da stelle che si sono formate con un tasso di formazione stellare basso, tipico di una galassia nana. Al contrario, le stelle della sequenza con

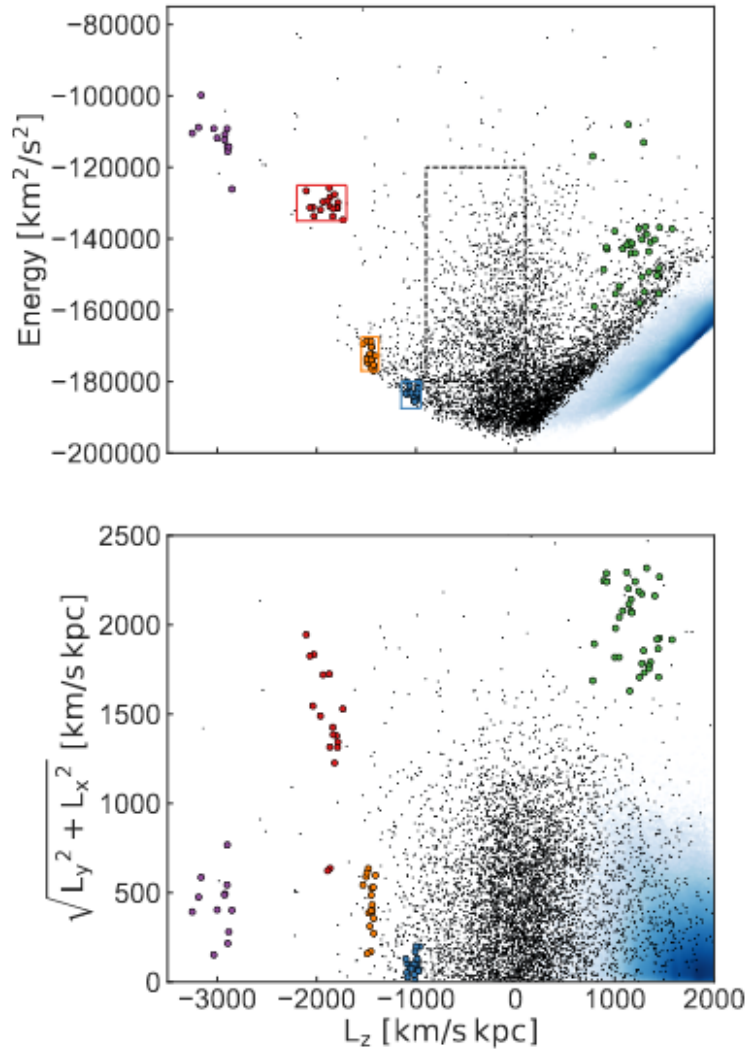


Figura 1.4: Distribuzione delle stelle in energia E vs L_z (in alto), e in L_\perp vs L_z (in basso). La densità colorata di blu rappresenta le stelle del disco mentre il rettangolo tratteggiato in nero corrisponde al luogo dove sono situati i detriti dell'Helmi streams ([Koppelman et al., 2018]).

ginocchio ad alte metallicità corrispondono a quelle disposte similmente al disco ma con un'orbita più eccentrica, esse si sono formate in situ e a causa dell'impatto con Gaia-Enceladus hanno acquisito un'energia tale da spostarsi su orbite più eccentriche. Infatti, attualmente si pensa che il disco spesso si sia formato proprio grazie al merger con Gaia-Enceladus avvenuto circa 10 Gyr fa, ed esso rappresenta probabilmente l'ultimo merger significativo che la Via Lattea ha vissuto.

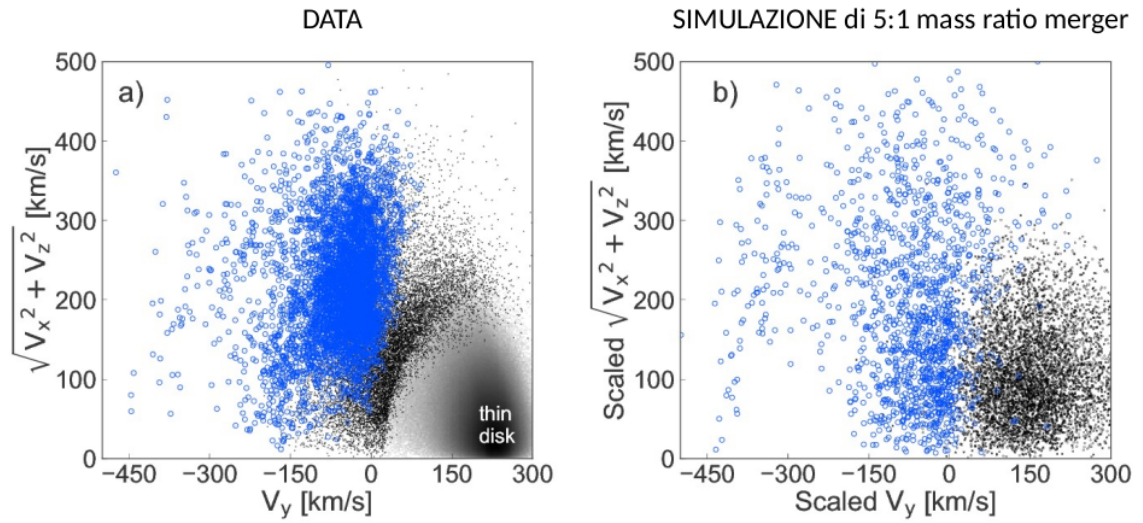


Figura 1.5: Confronto tra i dati osservativi, pannello di sinistra, e i dati ottenuti da una simulazione, pannello di destra ([Villalobos and Helmi, 2008]).

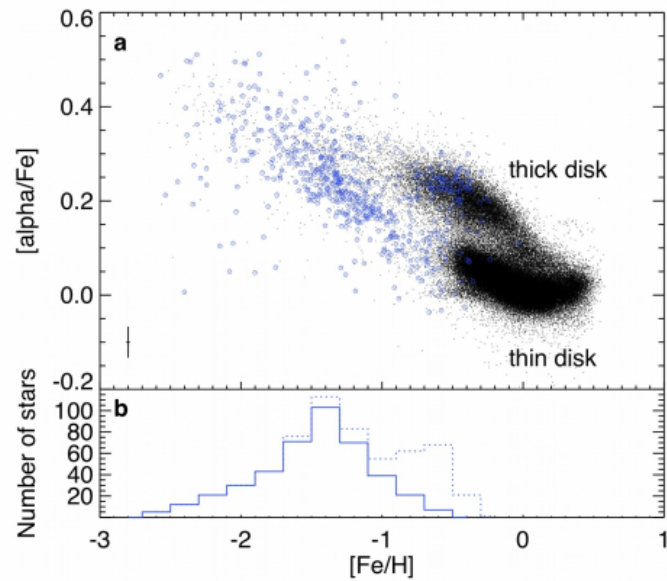


Figura 1.6: Il grafico mostra il piano chimico $[\alpha/Fe] - [Fe/H]$ dove i pallini blu rappresentano i detriti del progenitore Gaia-Enceladus, i pallini neri con più alti elementi α le stelle del disco spesso e i pallini neri con elementi α più bassi le stelle del disco sottile ([Helmi et al., 2018]).

1.2.3 Helmi streams

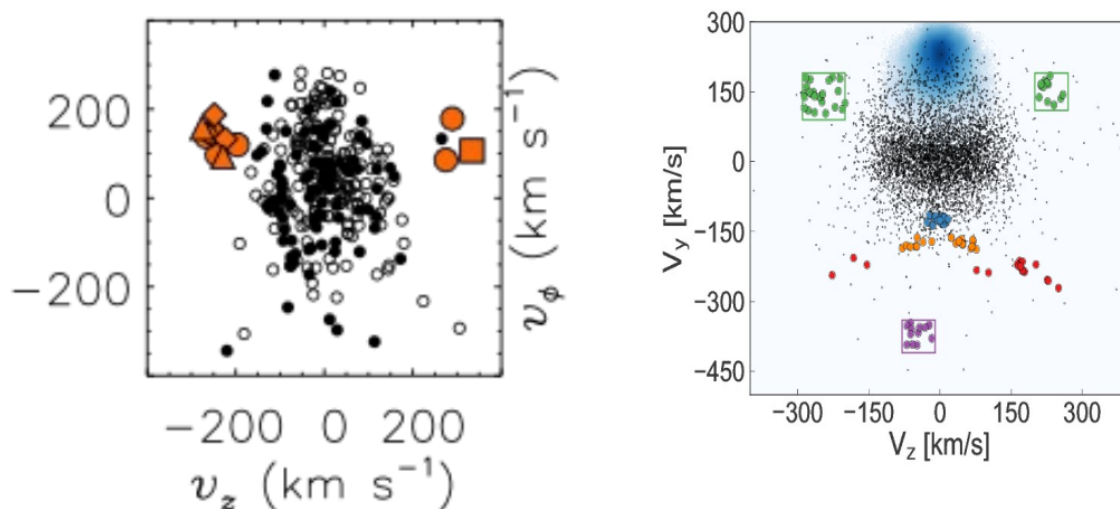


Figura 1.7: Sono mostrati due spazi delle velocità a confronto. A sinistra sono riportate le stelle dell'alone prese con Hipparcos, dove quelle in arancione rappresentano le stelle membre dell'Helmi streams ([Helmi et al., 1999]). A destra sono riportate le stelle di alone prese coi dati Gaia DR2, dove quelle in verde rappresentano le stelle dell'Helmi streams ([Koppelman et al., 2019]).

Gli Helmi streams sono stati scoperti da [Helmi et al., 1999], utilizzando dati presi dalla missione spaziale Hipparcos (High Precision Parallax Collecting Satellite). Furono studiate le stelle del solar neighborhood nel piano delle velocità, come riportato in Figura 1.7 (a sinistra), dove emersero due sottostrutture speculari in velocità verticale. Questo significava la presenza di alcune stelle che si muovevano con circa la stessa velocità nell'asse z ma con verso opposto, svelando per la prima volta la natura di questo sciame, che sta effettivamente svolgendosi perpendicolarmente al disco Galattico. In seguito all'uscita dei dati della missione spaziale Gaia, avendo a disposizione un campione 6D più vasto e preciso, furono identificati nuove stelle membre appartenenti allo stream (vedi Figura 1.7, destra). Dal CMD relativo (Fig. 1.8) si evince che la popolazione stellare mostra evidenze di coprire di coprire un intervallo di età ampio circa 2 Gyr, da 11 a 13 Gyr.

La distribuzione di metallicità delle stelle membre inoltre copre un range da $[Fe/H] = [-2.3, -1.0] dex$, con un picco a $[Fe/H] = -1.5 dex$. La piccola coda a metallicità elevate è probabilmente causata dalla contaminazione del campione da stelle del disco. Queste due caratteristiche ovvero una variazione significativa in metallicità ed in età (vecchie), fanno dedurre che gli Helmi streams si siano in realtà originati in seguito ad un evento di merging con una galassia nana ester-

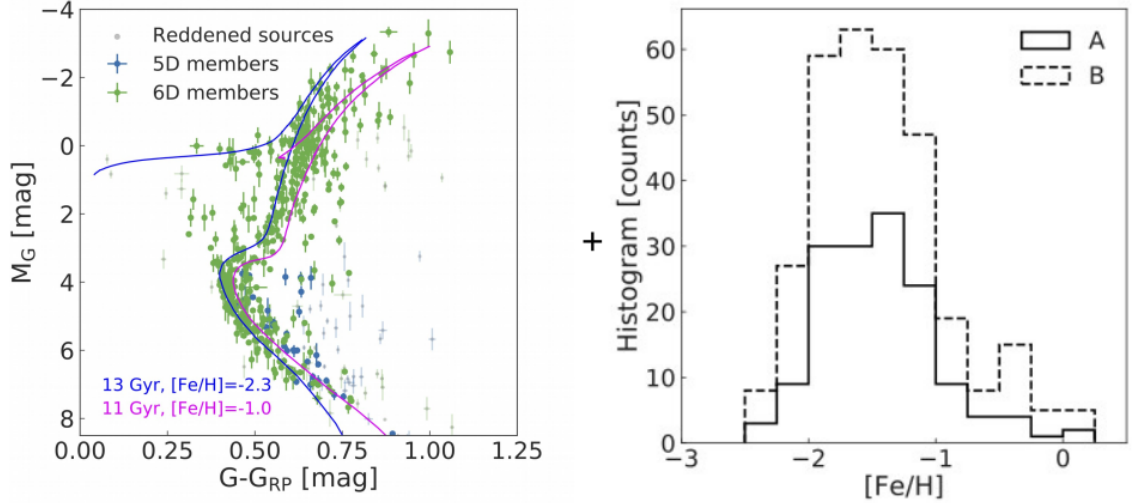


Figura 1.8: A sinistra è riportato il CMD degli Helmi streams dove è possibile notare una distribuzione di età che va dagli 11 ai 13 Gyr. A destra è riportato un istogramma dei conteggi del $[Fe/H]$, si può notare lo spread in metallicità, $[Fe/H] = [-2.3, -1.0]$ dex, con un picco a $[Fe/H] = -1.5$ dex ([Koppelman et al., 2019]).

na alla nostra. La massa del progenitore è stata stimata essere di $\sim 10^8 M_{\odot}$ da [Koppelman et al., 2019], confrontando la dispersione di velocità osservata con quella predetta da simulazioni N-corpi degli streams, assumendo progenitori di diversa massa (Fig. 1.9). Il tempo di accrescimento viene fatto risalire a 5-8 Gyr fa.

1.2.4 Sequoia

Basandosi su risultati preliminari presentati in [Koppelman et al., 2018], [Myeong et al., 2019] hanno trovato evidenze di un evento di merging con una galassia nana, da essi nominata Sequoia. Tali evidenze sono state trovate come sovra-densità nella regione più retrograda dello spazio degli IoM, alla quale corrispondeva una popolazione di stelle tipicamente più povera di metalli di quella che costituisce Gaia-Enceladus (vedi Fig. 1.10).

1.3 Associazione GCs-progenitore

In questo scenario di evoluzione della Via Lattea, è conseguente e naturale pensare che i vari eventi di merging abbiano portato all'accrescimento non solo stelle di campo ma anche ammassi globulari (GCs). Questo concetto è stato proposto già da

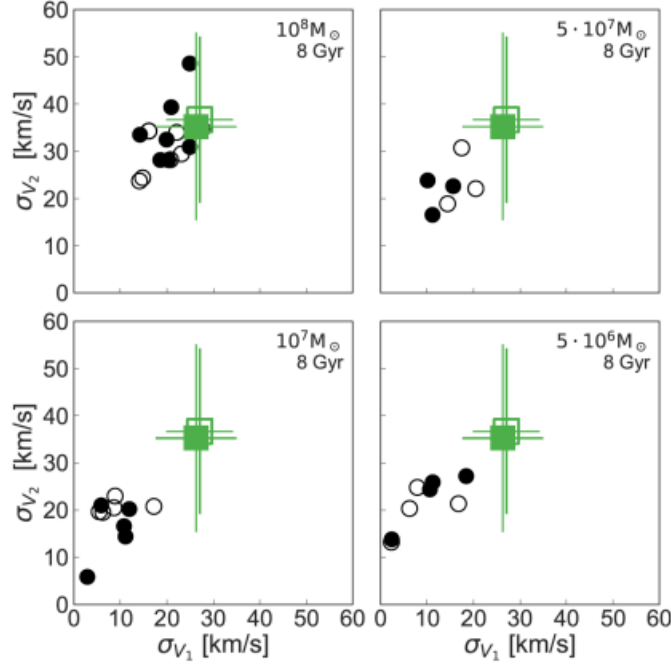


Figura 1.9: Confronto nel piano delle dispersioni di velocità, tra i dati osservativi e le simulazioni per trovare la miglior stima della massa dell’Helmi streams ([Koppelman et al., 2019]).

tempo da [Searle and Zinn, 1978], ma è solo con l’avvento della DR2 della missione GAIA che per la prima volta si sono rese disponibili le informazioni complete sullo spazio delle fasi a 6 dimensioni di quasi tutti i GCs. Ciò ha quindi consentito a [Massari et al., 2019] di stabilire per la prima volta l’origine, e la galassia di nascita, di tutti gli ammassi globulari oggi osservati nella Via Lattea.

1.3.1 GCs associati alla Via Lattea

Inizialmente è stata studiata la relazione età-metallicità (AMR) per 69 GCs (vedi Fig. 1.11), ed è stato immediato constatare che gli ammassi localizzati sul ramo giovane e ricco di metalli sono dinamicamente differenti da quelli nel ramo giovane e metal-poor. I GCs giovani e metal-rich tipicamente non raggiungono altitudini elevate sopra il piano galattico (Z_{max}), hanno apocentri (apo) più piccoli, e tendono ad avere più basse eccentricità (ecc). Essi rappresentano gli ammassi formati in situ nella Via Lattea (si veda anche [Leaman et al., 2013]), sia nel disco che nel bulge.

Una volta individuate le proprietà dinamiche per gli ammassi in-situ aventi infor-

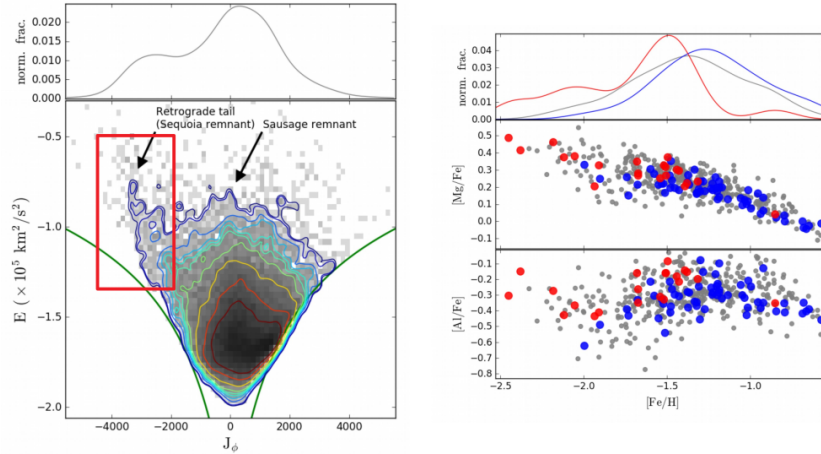


Figura 1.10: Il pannello di sinistra mostra lo spazio IoM dove all'interno del rettangolo sono individuati i detriti appartenenti al progenitore Sequoia mentre la struttura centrale corrisponde a Gaia-Enceladus. Il pannello di destra mostra due piani chimici ($[Mg/Fe] - [Fe/H]$ in alto mentre $[Al/Fe] - [Fe/H]$) dei detriti appartenenti a Sequoia (in rosso) e a Gaia-Enceladus (in blu) ([Myeong et al., 2019]).

mazioni di età e metallicità, la loro selezione è stata applicata sull'intero campione secondo i seguenti criteri (si veda Fig. 1.12):

- ammassi di bulge: sono quelli posti su orbite altamente legate, con $apo < 3.5$ kpc. Quelli associati sono 36 GCs;
- ammassi di disco: sono quelli che soddisfano $Z_{max} < 5$ kpc e $circ > 0.5$. Quelli associati sono 24 GCs.

1.3.2 GCs associati con progenitori esterni

A questo punto sono stati analizzati gli ammassi rimanenti alla ricerca di un'associazione comune con i progenitori degli eventi di merger vissuti dalla Via Lattea. Per farlo sono stati individuati gli integrali dello spazio del moto (IoM) definito da E , L_z e L_{perp} , che sono rispettivamente l'energia, il momento angolare verticale e quello perpendicolare.

Sagittario

Sfruttando dei modelli numerici che hanno riprodotto accuratamente la posizione e la velocità radiale delle stelle appartenenti agli sciame del Sagittario,

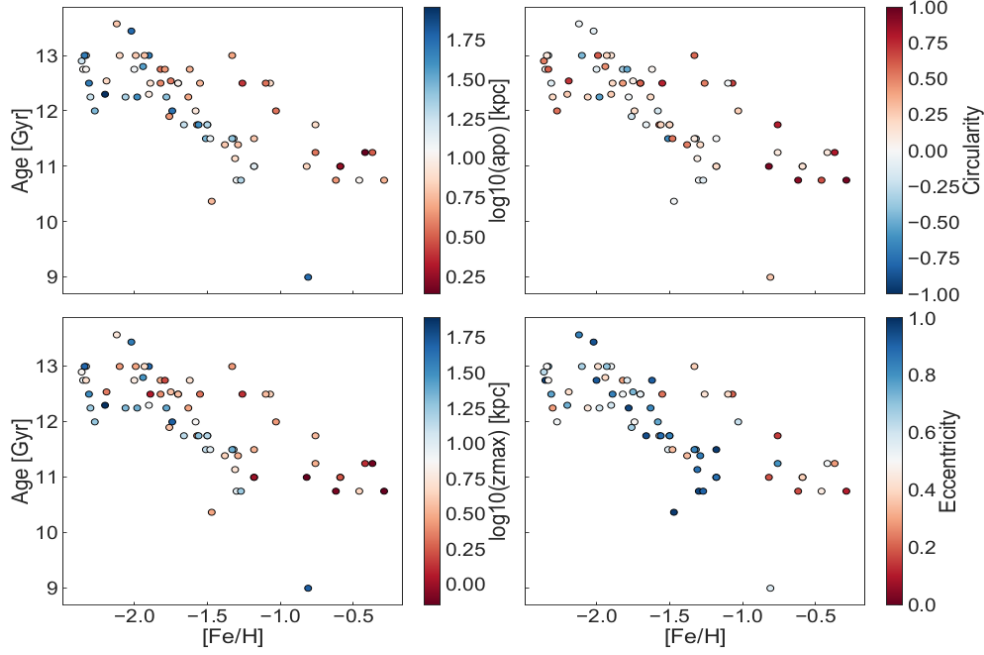


Figura 1.11: Relazione età-metallicità per un campione di 69 GCs, colorati in accordo con le loro proprietà dinamiche. Si può notare che i GCs sul ramo giovane e ricco di metalli hanno proprietà dinamiche simili (in rosso), e che i GCs con queste caratteristiche sono presenti anche a basse metallicità e sono tipicamente più vecchi ([Massari et al., 2019]).

[Law and Majewski, 2010] hanno fornito un elenco di candidati di GCs che potrebbero essere associati ad esso. Questo elenco è stato perfezionato aggiungendo l'informazione sui loro moti propri misurati dalle osservazioni di HST e Gaia ([Massari et al., 2017]; [Sohn et al., 2018]), e che ha portato ad includere 6 GCs (Fig. 1.13), chiamati M54, Arp 2, Pal 12, Terzan 7, Terzan 8 e NGC 2419. Questi 6 ammassi descrivono un ben definito sottogruppo nello spazio IOM:

- $3700 < L_{perp} < 6200 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$;
- $0 < L_z < 3000 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$.

Applicando quindi questa selezione al campione completo dei GCs, il numero di quelli associati a Sagittario è salito a 8. Tale numero è stato in seguito confermato da studi successivi (per esempio [Bellazzini et al., 2020]).

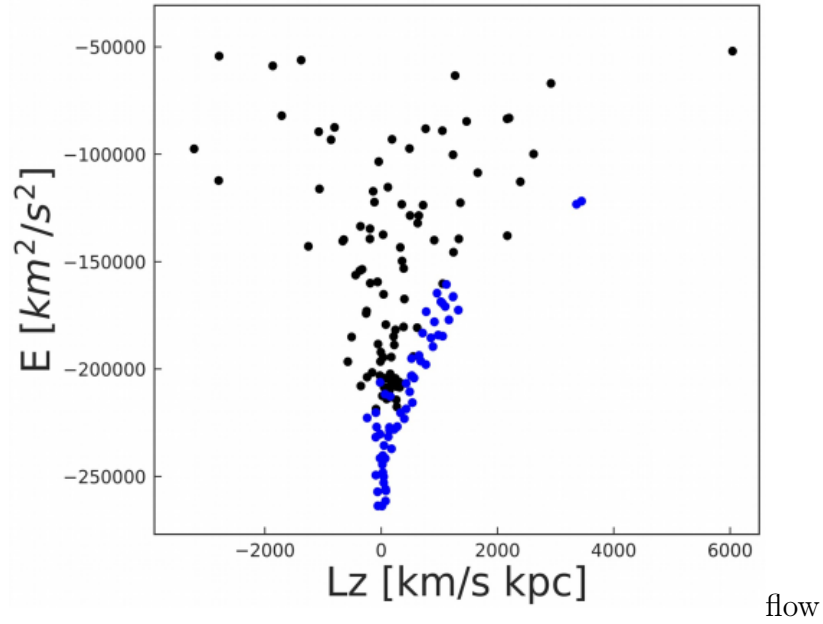


Figura 1.12: Integrale nello spazio IoM. I punti blu rappresentano i GCs associati alla Via Lattea ([Massari et al., 2019]).

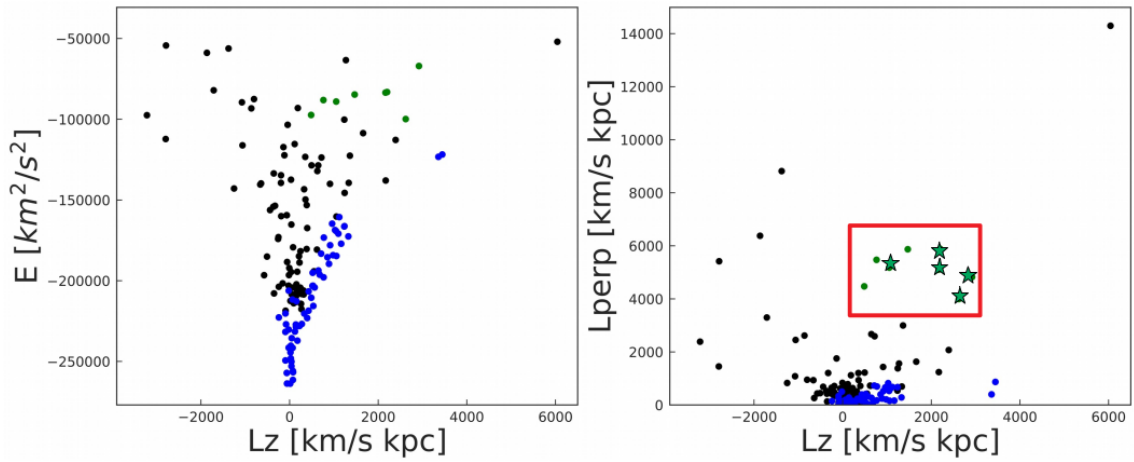


Figura 1.13: Integrali dello spazio IoM. I punti posti in evidenza dal rettangolo rosso sono i GCs che appartengono al progenitore Sagittario ([Massari et al., 2019]).

Helmi stream

Utilizzando i criteri dinamici suggeriti da [Koppelman et al., 2019], [Massari et al., 2019] hanno caratterizzato i GCs facenti parte dell' Helmi streams

con i seguenti criteri:

- $350 < L_z < 3000 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$
- $1000 < L_{perp} < 3200 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$
- $E < 1.0 \times 10^5 \text{ km}^2 \text{ s}^2$

I limiti sopracitati sono stati raffinati richiedendo consistenza con la AMR. Perciò gli ammassi appartenenti all'Helmi streams sono 7 e si possono vedere nello spazio degli IoM, colorati di arancione (Fig. 1.14).

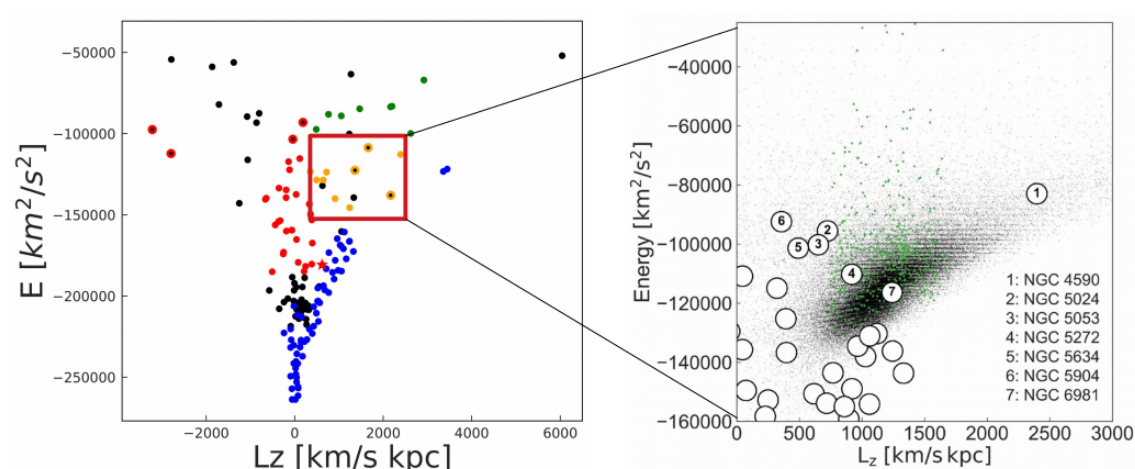


Figura 1.14: Integrali dello spazio IoM. I punti posti in evidenza dal rettangolo rosso sono i GCs che appartengono al progenitore dello stream Helmi ([Massari et al., 2019]).

Gaia-Enceladus

Per trovare i GCs associati con G-E ([Helmi et al., 2018]), si è confrontata direttamente la distribuzione nello spazio IOM dei GCs con quella delle stelle di campo di Gaia-Enceladus con cinematica 6D da Gaia, come mostrato in Figura 1.15

Sulla base di questo confronto sono stati associati gli ammassi a G-E secondo i seguenti criteri:

- $-800 < L_z < 620 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$;
- $-1.86 \times 10^5 < E < -0.9 \times 10^5 \text{ km}^2 \text{ s}^{-2}$;

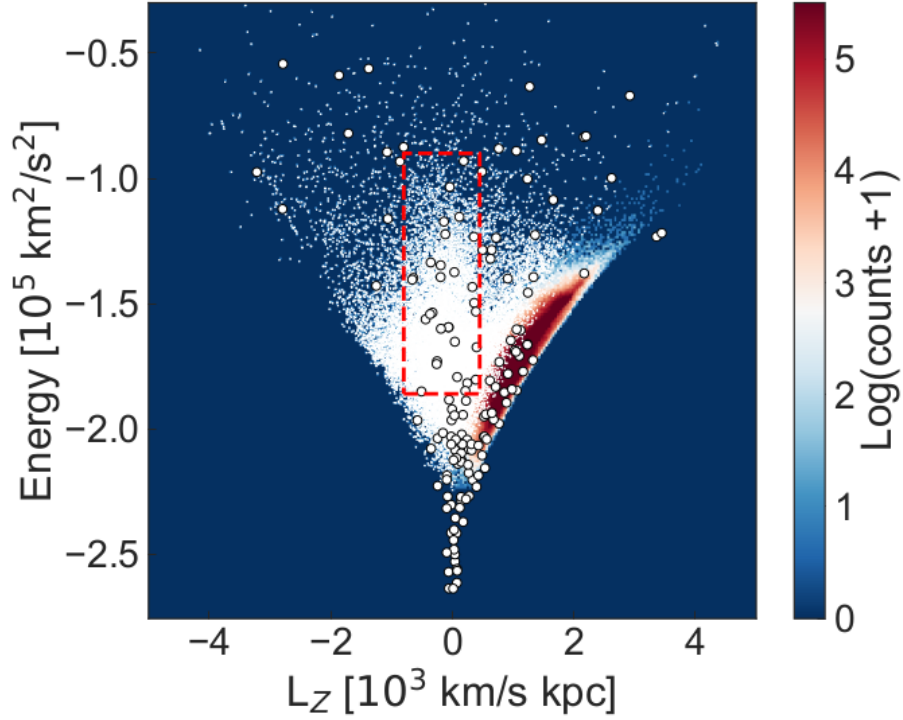


Figura 1.15: Integrali del moto per le stelle di alone (punti bianchi), per le stelle del disco Galattico (zone colorate), e il campione di GCs (pallini bianchi pieni). Il rettangolo rosso corrisponde alla posizione dei detriti stellari associati a G-E ([Helmi et al., 2018]), ([Massari et al., 2019]).

- $L_{perp} < 3500 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$

Questa selezione associa 28 GCs a G-E.

Sequoia

[Myeong et al., 2019] sulla base di algoritmi di clustering hanno trovato 5 GCs associati alla galassia nana Sequoia, accresciuta circa 9 Gyr fa [Massari et al., 2019]. Nella loro classificazione basata sul confronto diretto tra ammassi e stelle nel piano degli IoM ne hanno trovati 7, dei quali 3 sono in comune tra i due autori (Fig. 1.16). I parametri utilizzati sono:

- $-3700 < L_z < -850 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$
- $-1.5 \times 10^5 < -0.7 \times 10^5 \text{ km}^2 \text{ s}^{-2}$.

I tre GCs in comune sono FSR 1758, NGC 3201, e NGC 6101 mentre gli altri 4 esclusi da [Myeong et al., 2019] perchè hanno un'eccentricità leggermente maggiore ($ecc \sim 0.75$, rispetto agli altri che hanno $ecc \sim 0.6$) sono IC 4499, NGC 5466, NGC 7006 e Pal 13. Come accennato in precedenza, la selezione nello spazio IoM di Sequoia ha qualche sovrapposizione con i detriti di G-E. Perciò discernere con certezza quale sia il progenitore degli ammassi NGC 3201 e NGC 6101 non è stato possibile.

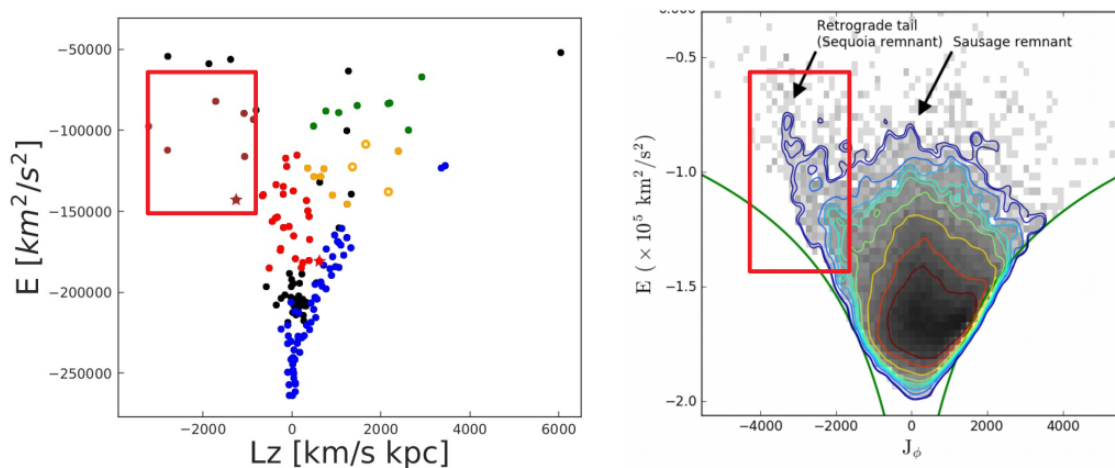


Figura 1.16: Integrali dello spazio IoM. I punti posti in evidenza dal rettangolo rosso sono i GCs che appartengono al progenitore Sequoia ([Massari et al., 2019]).

I GCs rimanenti

Rimangono 36 di 151 GCs che non sono rientrati nei progenitori conosciuti. Dalla loro distribuzione nello spazio IoM si nota che almeno 25 di essi si possono associare ad una struttura a bassa energia, con $E < 1.86 \times 10^5 \text{ km}^2 \text{ s}^{-2}$, basso L_{perp} , e con $L_z \sim 0 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$.

Kraken

La coerenza della struttura a bassa energia nel piano degli IoM e nella AMR ha fatto proporre agli autori che gli ammassi appartenessero allo stesso progenitore. L'esistenza di tale progenitore era stata teorizzata da [Kruijssen et al., 2019] solo in base a considerazioni sull'AMR. Quindi il lavoro di [Massari et al., 2019] corrisponde alla prima scoperta di un evento di fusione utilizzando i GCs come traccianti I restanti 11 GCs hanno tutti alta energia, $E > 1.5 \times 10^5 \text{ km}^2 \text{ s}^{-2}$

e coprono un intervallo molto ampio in L_z e L_{perp} , pertanto non possono avere un'origine comune e probabilmente sono stati accresciuti da diversi progenitori di piccola massa che non hanno contribuito con detriti stellari al vicinato solare.

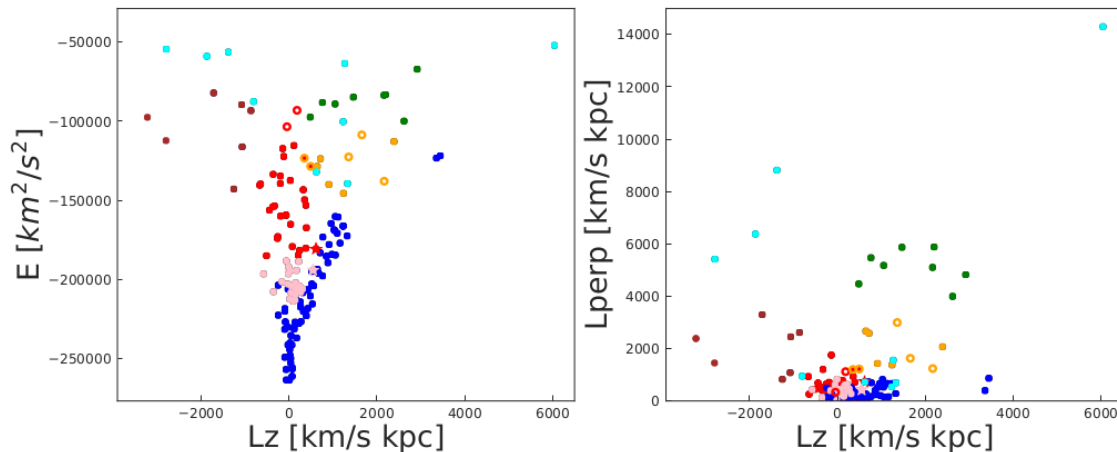


Figura 1.17: Due proiezioni dello spazio IoM per i 151 GCs del campione, i differenti colori indicano i rispettivi progenitori dei GCs (in blu quelli associati alla Via Lattea, rossi quelli di Gaia-Enceladus, verdi per Sagittario, arancione per il progenitore dello stream Helmi, marrone per Sequoia, rosa per il gruppo a bassa energia, e ciano per il gruppo ad alta energia). I simboli vuoti corrispondono alle associazioni non certe ([Massari et al., 2019]).

1.4 Considerazioni finali

Le associazioni dinamiche presentate da [Massari et al., 2019] hanno però delle incertezze dovute a tre fattori:

- la sovrapposizione degli sciami stellari dei progenitori nello spazio degli IoM;
- le incertezze osservative sui parametri orbitali;
- le approssimazioni sul potenziale Galattico effettuate in fase di stima delle orbite.

Per risolvere queste incertezze, quindi, è necessario considerare altre proprietà conservate, diverse da quelle dinamiche. In questo senso, una delle più promettenti è la chimica degli ammassi globulari.

L'obiettivo di questa tesi è perciò quello di determinare le abbondanze chimiche di ammassi globulari associati dinamicamente a progenitori diversi, alla ricerca di caratteristiche che consentano di distinguerne l'origine.

Capitolo 2

Strumentazione e dati

In questo capitolo viene descritto lo strumento utilizzato per effettuare le osservazioni degli spettri analizzati, lo spettrografo UVES-FLAMES, e il set di dati dei tre ammassi globulari Galattici, M3, NGC1904 e IC4499 sui quali è stata svolta un'analisi chimica.

2.1 Strumentazione

2.1.1 VLT

Il VLT (Very Large Telescope) è un telescopio dell'ESO situato all'osservatorio del Paranal, sul monte Cerro Paranal (2635 m s.l.m.) nel deserto dell'Atacama in Cile. È uno degli osservatori ground-based più avanzati al mondo. Inaugurato nel 1999 e composto da quattro telescopi principali (Unit Telescopes: UT), con specchi primari di 8.2 metri di diametro e da quattro telescopi ausiliari mobili (Auxiliary Telescopes: AT) di 1.8 metri di diametro. Quelli principali sono ospitati in edifici compatti e controllati termicamente che ruotano in sincronia con i telescopi, per minimizzare gli effetti svaforevoli alle condizioni osservative, per esempio la turbolenza dell'aria nel tubo del telescopio, dovuta alle variazioni di temperatura e al vento. I quattro grandi telescopi vengono chiamati anche Antu, Kueyen, Melipal e Yepun. La strumentazione del VLT copre un'ampia regione di spettro, dal vicino ultravioletto (300 nm) al medio infrarosso (24 μm). La configurazione del VLT è di tipo Ritchey-Chrétien ed ogni telescopio può lavorare in tre diverse disposizioni dei fuochi come la Cassegrain, Nasmyth o Coudé. I telescopi possono essere combinati a formare un interferometro di enormi dimensioni, il Very Large Telescope Interferometer (VLTI), che consente di vedere dettagli fino a 25 volte più fini rispetto a quelli osservabili con i singoli telescopi riuscendo a raggiungere risoluzioni angolari effettive di circa 1 mas. Nel VLTI i fasci di luce sono combinati

per mezzo di un sistema complesso di specchi in tunnel sotterranei in cui i percorsi del segnale luminoso devono essere mantenuti uguali a meno di 1/1000 mm lungo un percorso di oltre cento metri. Nonostante i quattro telescopi principali possono essere combinati nel VLTI, essi sono usati soprattutto individualmente e sono disponibili per osservazioni interferometriche solo per un numero limitato di notti ogni anno. È proprio grazie agli ausiliari che il VLTI è in funzione ogni notte. Con un telescopio di questa dimensione si possono ottenere immagini di corpi celesti fino a magnitudine 30 con un'esposizione di un'ora. Questo corrisponde a vedere oggetti che sono quattro miliardi di volte meno luminosi di quelli che possono essere visti a occhio nudo.



Figura 2.1: Veduta aerea del VLT dell'ESO, in cima al Cerro Paranal, nel deserto cileno di Atacama. Sul lato in basso a sinistra della piattaforma, si trovano gli edifici dei quattro telescopi principali (UT) da 8.2 m. Allineati a destra agli UT si trovano i quattro telescopi ausiliari (AT) da 1.8 m. Nell'angolo sinistro della piattaforma si trova il VLT Survey Telescope (VST) da 2.6 m. Sul lato inferiore destro si trova il centro di controllo.

2.1.2 FLAMES

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

offre un campo di vista corretto molto ampio, 25 arcmin di diametro. Grazie all'utilizzo della fibra ottica per la raccolta del segnale si è incrementato il numero di oggetti acquisiti simultaneamente, aumentando così la quantità di informazioni. Un ulteriore vantaggio risiede nel fatto di poterle posizionare con grande precisione diminuendo la probabilità di centraggi errati dei target.

FLAMES è costituito dai seguenti elementi:

- un correttore ottico che fornisce un'eccellente IQ (Image Quality) su tutto il campo di vista;
- un posizionatore di fibre composto da due identici plate dove vengono posizionate le fibre. Si usano due plate per ridurre i tempi tra un'osservazione e l'altra grazie all'utilizzo di uno per la fase di osservazione mentre sull'altro vengono posizionate le fibre per l'esposizione successiva. I tempi, perciò, si riducono solo al preset del telescopio e allo scambio del plate;
- un collegamento allo spettrografo UVES attraverso 8 fibre d'apertura di 1 arcsec per piastra che permette di raggiungere risoluzioni spettrali molto elevate $R \sim 47000$. Tale collegamento permette di utilizzare solo alcuni setup del Red Arm di UVES, chiamati 520, 580 e 860 (i numeri indicano la lunghezza d'onda centrale in nanometri);
- uno spettrografo ottico a medio-alta risoluzione, GIRAFFE, che permette di osservare contemporaneamente 132 target tramite l'utilizzo di fibre, ciascuna con apertura di 1.2 arcsec, raggiungendo risoluzioni di $R \sim 5000$ e $R \sim 30000$. Questo sistema di fibre può lavorare in tre diverse configurazioni: MEDUSA, ARGUS, IFU;
- un software coordinato di osservazione, che permette di osservare simultaneamente sia con UVES che con GIRAFFE.

2.1.3 UVES

UVES (Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph) è uno spettrografo ottico ad alta risoluzione del VLT situato nel fuoco Nasmyth B di UT2 (Kueyen). Si tratta di uno spettrografo echelle a dispersione incrociata progettato per operare con alta efficienza dal cut-off atmosferico, 300 nm, fino al limite di lunghezza d'onda dei rilevatori CCD, circa 1100 nm. Il raggio di luce da campionare viene suddiviso in due canali, uno che va da 300 a 500 nm (Blue Arm) e l'altro da 420 a 1100 nm (Red Arm), all'interno dello strumento. Ciò garantisce che solo una minima parte della luce raccolta dal telescopio vada perduta e che si possano ottenere spettri anche di oggetti molto deboli, fino a circa 20 mag, corrispondente a quasi un milione di volte più debole di quanto si possa percepire ad occhio nudo. Il potere

risolutivo di UVES è di circa 40000 quando viene utilizzata una fenditura di 1 arcsec e può arrivare fino a 80000 o 110000 (rispettivamente per Blue Arm e Red Arm), un valore estremamente elevato, che permette la misurazione di variazioni relativamente piccole di velocità radiale (solo pochi m/s) e la rilevazione di deboli righe spettrali di elementi chimici. UVES ha inoltre la possibilità di effettuare osservazioni simultanee nei due canali, attraverso un filtro dicroico, e ciò garantisce un ulteriore guadagno nell'efficienza della raccolta dei dati. Lo strumento è stato progettato per ottenere la massima stabilità meccanica e consente un'accurata calibrazione della lunghezza d'onda. Di seguito viene fornita una tabella, contenente informazioni per ogni modalità di osservazione.

Instrument mode	Accessible λ range (nm)	Maximum resolution ($\lambda/\Delta\lambda$)	Covered λ range (nm)	Magnitude limits
Blue arm	300-500	80,000	80	17-18
Red arm	420-1100	110,000	200-400	18-19
Dichroic #1	300-400	80,000	80	17-18
	500-1100	110,000	200	18-19
Dichroic #2	300-500	80,000	80	17-18
	600-1100	110,000	400	18-19
Iodine cell	500-600	110,000	200	17

Figura 2.2: La seguente tabella indica, per una data modalità, l'intervallo di lunghezza d'onda accessibile, il massimo potere risolutivo ottenibile, l'intervallo di lunghezze d'onda coperto in un'esposizione e una stima della magnitudine limite. I limiti di magnitudine sopra elencati sono stimati sulla base delle seguenti condizioni: sorgente continua, 0.7 arcsec (IQ), 1 arcsec di slit, nessun binning, 3 ore di tempo d'integrazione, S/N di 10 al picco dell'ordine centrale, assenza di Luna. Credits: <https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/uves/overview.html>

2.2 Dati spettroscopici

Gli spettri osservati degli ammassi NGC 1904, M3 e IC 4499 sono stati acquisiti usando lo spettrografo multi-oggetto FLAMES montato sul Very Large Telescope dell'ESO (VLT). Tutti gli spettri sono stati ottenuti con FLAMES-UVES, il quale possiede un'elevata risoluzione $R \sim 47000$.

I targets spettroscopici di questo lavoro sono tutte stelle del Red Giant Branch (RGB) e in Figura 2.3, 2.4 e 2.5 sono riportati rispettivamente i diagrammi colore-

NGC 1904					
ID	RA	Dec	G	BP	RP
149	81.0091073	-24.5214952	14.4081	14.9394	13.7052
193	81.0183458	-24.5311525	14.7594	15.2739	14.0798
113	81.0275672	-24.5201804	14.1075	14.6505	13.3712
165	81.0304522	-24.5664206	14.5041	15.0374	13.8104
171	81.0391054	-24.5461412	14.5708	15.0852	13.8696
181	81.0447999	-24.5956924	14.6466	15.1696	13.9600
97	81.0488850	-24.5010917	13.9273	14.5144	13.1867
191	81.0542020	-24.5789178	14.7216	15.2409	14.0386
185	81.0864869	-24.5574336	14.6950	15.2167	14.0122
98	81.1085891	-24.5300054	13.9485	14.5361	13.2143
IC 4499					
ID	RA	Dec	G	BP	RP
S639	224.94473110010836	-82.27101310482939	15.1697	15.9391	14.3114
S634	224.91867973313268	-82.26781294072701	14.7126	15.5190	13.8353
S79	225.02138579540912	-82.18745494771130	14.6668	15.4872	13.7781
S81	225.04434685180462	-82.18803370213378	15.0720	15.8365	14.2119
S664	225.48172449485998	-82.17932964629880	15.3451	16.0735	14.5151
S354	224.41981516309647	-82.18605798637250	14.6370	15.4668	13.7510
M3					
ID	RA	Dec	G	BP	RP
1015154	205.5518615	28.3598982	13.25870	13.85000	12.49670
1129234	205.5298579	28.3829661	13.27220	13.81610	12.48400

Tabella 2.1: In tabella sono riportate per ogni stella dei tre GCs l'ID utilizzato nell'archivio ESO e RA, Dec, G, BP e RP dalle EDR3 della missione GAIA ([[Collaboration et al., 2021](#)]).

magnitudine di M3, NGC 1904 e IC 4499.
Il numero di targets per ogni ammasso è:

- 2 stelle per l'ammasso globulare M3;
- 10 stelle per l'ammasso globulare NGC 1904;
- 6 stelle per l'ammasso globulare IC 4499.

Ogni spettro di ciascun target copre un intervallo in lunghezze d'onda da 4800 Å a 6800 Å ed è diviso in due chip:

- lower chip: da 4800 Å a 5800 Å
- upper chip: da 5800 Å a 6800 Å

Entrambi i chip permettono di osservare numerose righe di ferro per stimare la metallicità dei targets. I dati fotometrici sono stati ottenuti dalla Early Data Release 3 (EDR3) della missione spaziale GAIA dell'ESA ([[Gaia and Bono, 2016](#)], [[Collaboration et al., 2021](#)]) dove si avevano a disposizione le magnitudini nei tre filtri GAIA: BP, RP e G con errori associati. Mentre le magnitudini J e K sono state ottenute con la survey 2MASS. In base alla qualità degli spettri osservati sono state fatte le seguenti scelte:

- per NGC 1904 si avevano a disposizione degli spettri con un segnale/rumore elevato ($S/N \sim 40 - 60$) (vedi Fig. 2.6), perciò sono stati utilizzati per la selezione delle righe nella loro interezza per tutte e 10 le stelle;
- per M3 il chip lower delle due stelle risultava molto rumoroso ($S/N \sim 10$) sotto i 5000 Å (vedi Fig. 2.7) per cui si è deciso di escludere dall'analisi chimica la parte di spettro da 4800 Å a circa 5000 Å;
- per IC 4499 si è riscontrato un problema con la stella S81, essa risultava avere un S/N molto basso soprattutto nel chip lower ($S/N \sim 7$). Si è deciso comunque di analizzarla con il risultato di avere molte meno righe a disposizione rispetto alle altre stelle.

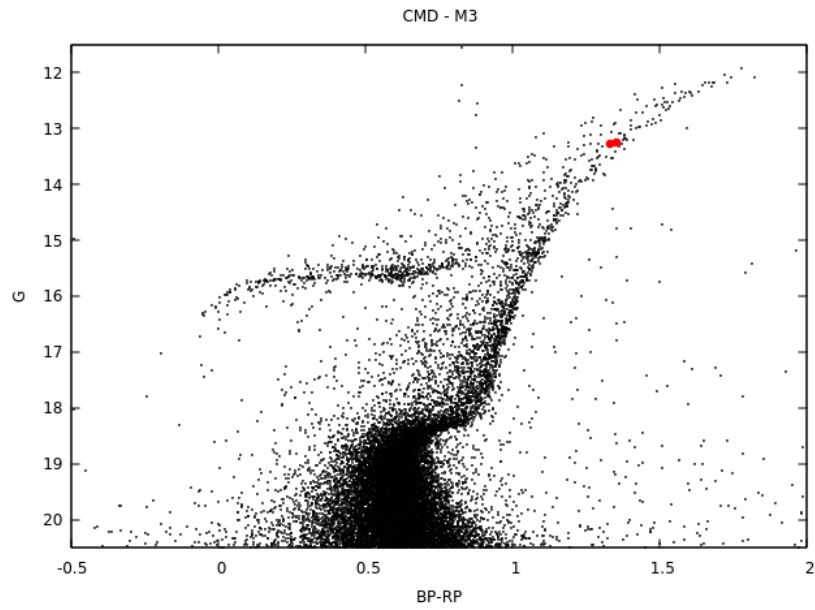


Figura 2.3: Diagramma colore-magnitudine dell'ammasso globulare M3 dove in ascissa si ha $BP - RP$ e in ordinata G . I due punti rossi corrispondono alle stelle analizzate per quest'ammasso.

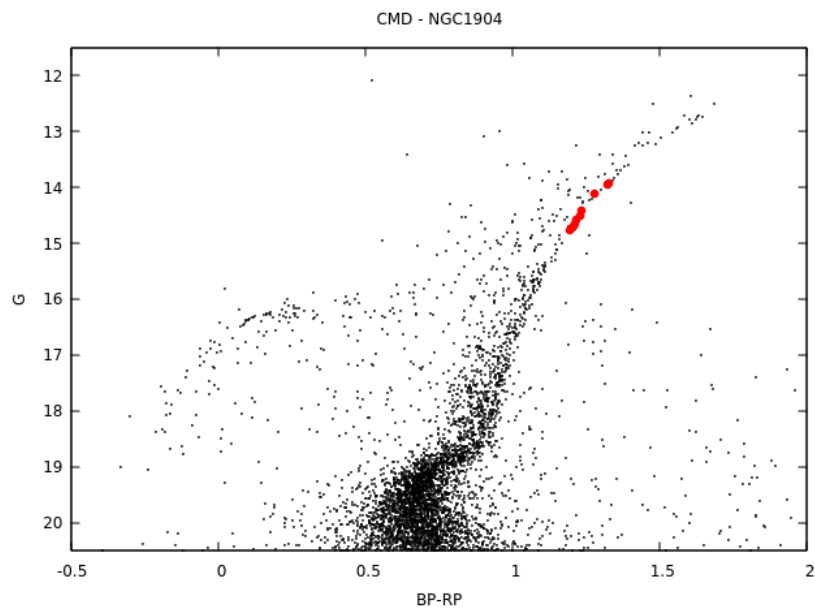


Figura 2.4: Diagramma colore-magnitudine dell'ammasso globulare NGC1904 dove in ascissa si ha $BP - RP$ e in ordinata G . I punti rossi corrispondono alle stelle analizzate per quest'ammasso.

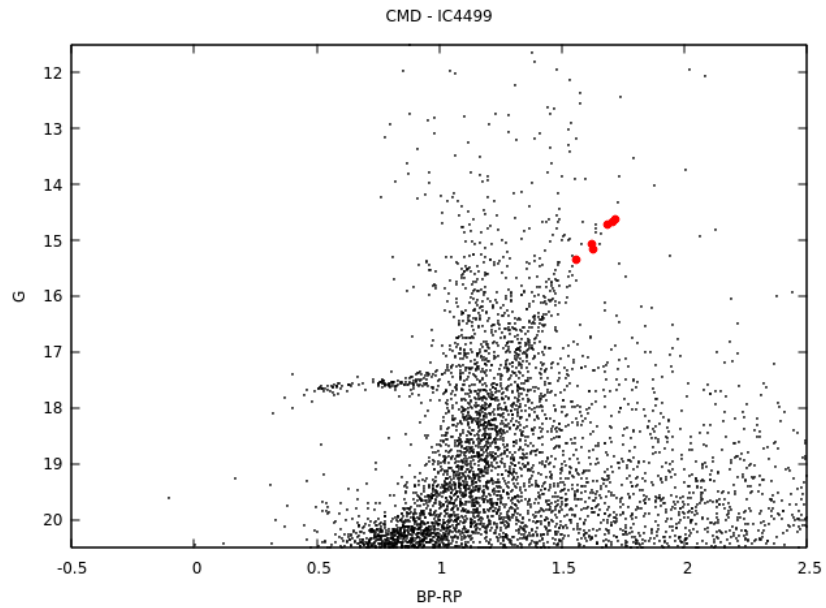


Figura 2.5: Diagramma colore-magnitudine dell'ammasso globulare IC4499 dove in ascissa si ha $BP - RP$ e in ordinata G . I punti rossi corrispondono alle stelle analizzate per quest'ammasso.

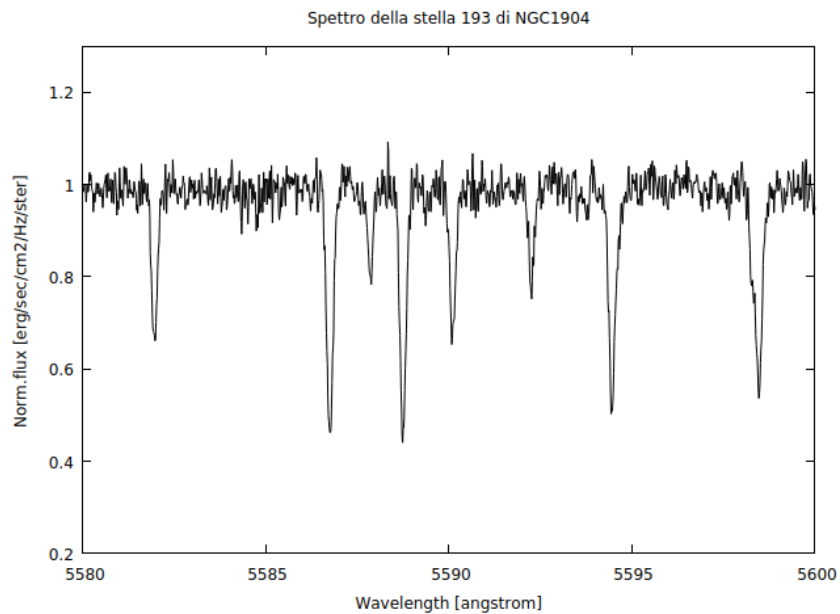


Figura 2.6: Parte dello spettro osservato di NGC 1904.

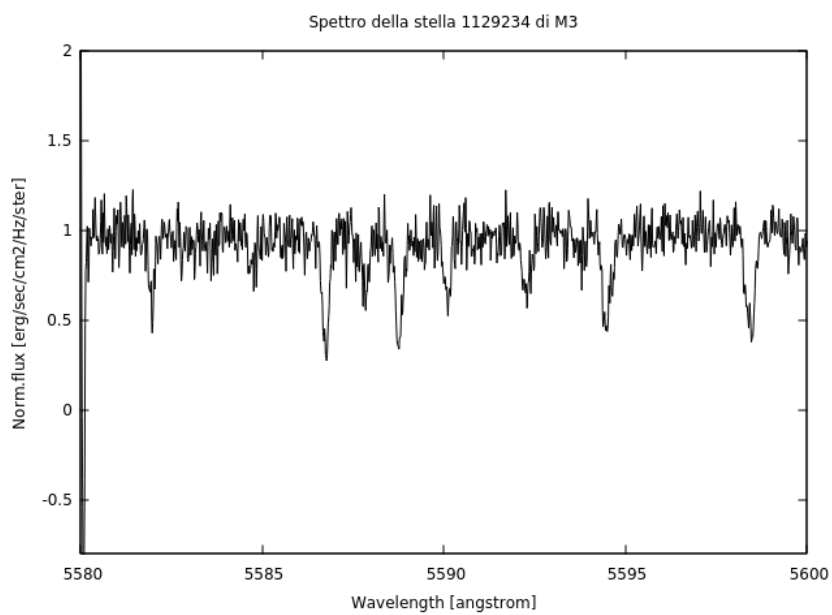


Figura 2.7: Parte dello spettro osservato di M3 che è stata eliminata dall'analisi chimica. Si può notare come il basso $S/N \sim 10$ sommerge parte delle righe più deboli.

Capitolo 3

Analisi chimica

In questo capitolo verranno descritti tutti i procedimenti dell'analisi chimica eseguiti per le stelle dei tre ammassi: M3, NGC 1904 e IC 4499.

Di seguito la procedura dei vari passaggi effettuati:

1. innanzitutto sono stati calcolati i parametri atmosferici come la temperatura effettiva (T_{eff}), il logaritmo della gravità superficiale ($logg$) e la velocità di microturbolenza (v_t);
2. una volta che i parametri atmosferici sono stati derivati è stato possibile procedere con la creazione degli spettri sintetici, che verranno sovrapposti agli spettri osservati, per poter selezionare le righe da analizzare. Questa operazione è stata eseguita attraverso il codice SYNTHE ([Kurucz, 2005]) e adottando modelli di atmosfera calcolati tramite il codice ATLAS9 ([Kurucz, 2005]);
3. avendo a disposizione gli spettri sintetici è stato possibile selezionare le righe utilizzando il programma SLINE attraverso la sovrapposizione tra il sintetico e l'osservato;
4. sono state calcolate le equivalent width (EWs) delle righe selezionate grazie al programma 4DAO;
5. infine sono state calcolate le abbondanze chimiche degli elementi grazie a due codici: GALA e SALVADOR.

Qui di seguito la descrizione dettagliata di tutti questi processi.

3.1 Parametri atmosferici

I parametri atmosferici di una stella sono fondamentali per il calcolo dell'abbondanza di una riga prodotta nell'atmosfera di una stella, poichè la sua profondità

non dipende solo dall'abbondanza di un certo elemento ma anche da tali parametri. Essi agiscono in maniera differente, la temperatura ha un effetto globale infatti agisce su tutte le righe, sia neutre che ionizzate. In generale, più è elevata la temperatura maggiore sarà la percentuale di atomi ionizzati facendo diminuire di conseguenza la profondità della riga. La gravità, invece, ha effetti principalmente sulle righe ionizzate, aumentandone la profondità al diminuire di *logg*. Infine la microturbolenza ha un effetto sulle righe più intense.

3.1.1 Temperatura

Come abbiamo già detto sopra, uno dei parametri fisici fondamentali è la temperatura effettiva di una stella e più in generale la struttura temica della sua atmosfera, ovvero la variazione della temperatura con la profondità ottica.

Questa è stata calcolata grazie alla relazione colore-temperatura di [Mucciarelli et al., 2021a] e si basa sull'InfraRed Flux Method (IRFM, [Blackwell and Shallis, 1977]; [Blackwell et al., 1980]), uno dei metodi più diffusi basato sui colori fotometrici (in particolare quelli l'infrarosso), che necessita di una fotometria accurata e della conoscenza dell'eccesso di colore. Le trasformazioni colore-temperatura sono state calcolate per i colori $(BP - RP)_0$, $(BP - G)_0$, $(G - RP)_0$, $(G - K_s)_0$, $(BP - K_s)_0$ e $(RP - K_s)_0$ che sono stati derivati adottando la fotometria di GAIA EDR3 (Gaia Collaboration et al. 2021) e la Two Micron All Sky Survey (2MASS, [Skrutskie et al., 2006]). I filtri fotometrici di GAIA hanno una copertura in lunghezza d'onda di: $G = [330, 1050] \text{ nm}$, $BP = [330, 680] \text{ nm}$ e $RP = [630, 1050] \text{ nm}$ mentre il filtro della survey 2MASS, K_s è centrato a $2.16 \mu\text{m}$ (Figura 3.1).

T_{eff} è stata ottenuta dalla relazione $\theta_{eff} = 5040/T_{eff}$, dove θ_{eff} è calcolata in base al fit polinomiale funzione del colore C e della metallicità $[Fe/H]$

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

dove i b_i ($i = 0, \dots, 5$) sono i coefficienti dell'equazione (riportati in Tabella 3.1) e variano in base al colore utilizzato C e allo stadio evolutivo della stella (gigante o nana).

Nel nostro caso studio le stelle in analisi per i tre ammassi sono tutte delle giganti rosse.

Le magnitudini GAIA sono state dearrostate tramite l'equazione:

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

dove k_X sono i coefficienti d'estinzione (parametri che quantificano la quantità di polvere tra noi e l'osservato) che sono stati calcolati attraverso la procedura

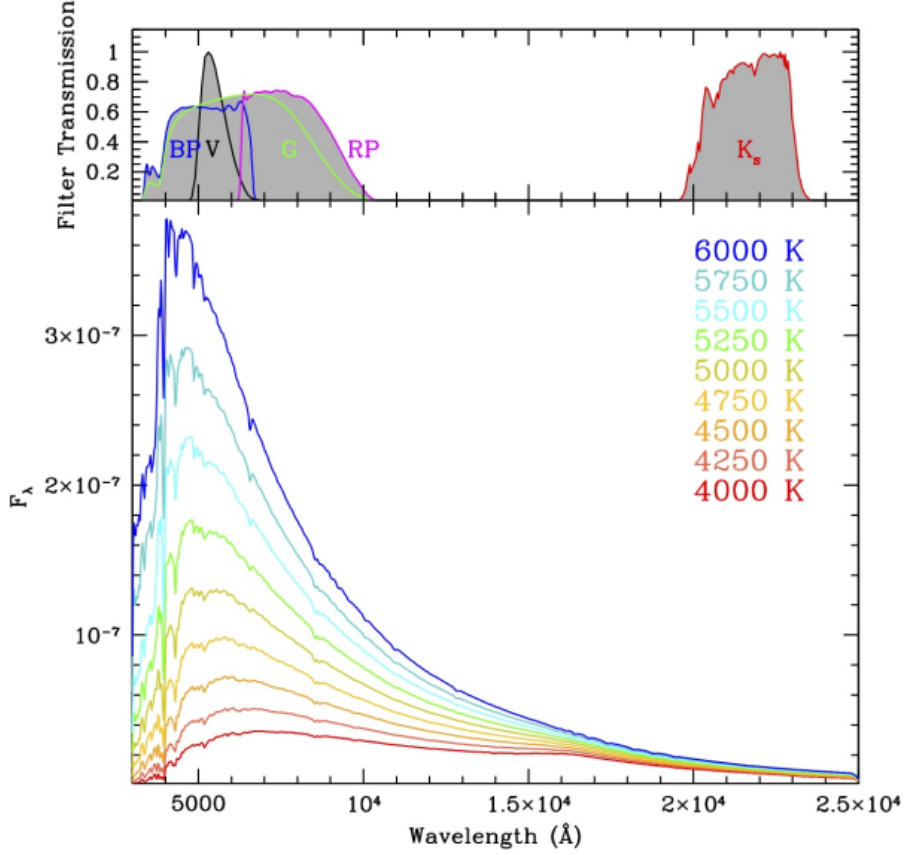


Figura 3.1: Nel pannello principale sono riportati degli spettri sintetici con T_{eff} che partono da 4000 K (spettro con il flusso più basso) fino a 6000 K (spettro con il flusso più alto) con passi di 250 K. Tutti gli spettri hanno $[M/H] = -1.0 dex$. Il pannello in alto mostra il profilo dei filtri fotometrici BP, RP, G, VeK_s ([Mucciarelli et al., 2021a]).

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

Tabella 3.1: Coefficienti b_i delle relazioni colore- T_{eff} basate sui colori GAIA EDR3 e 2MASS ([Mucciarelli et al., 2021a]).

NGC 1904		IC 4499		M3	
ID	T_{eff} [K]	ID	T_{eff} [K]	ID	T_{eff} [K]
149	4633	S639	4504	1015154	4413
193	4729	S634	4430	1129234	4391
113	4533	S79	4379	-	-
165	4651	S81	4519	-	-
171	4678	S664	4618	-	-
181	4655	S354	4318	-	-
97	4472	-	-	-	-
191	4707	-	-	-	-
185	4644	-	-	-	-
98	4493	-	-	-	-

Tabella 3.2: In tabella sono riportate le temperature in kelvin ottenute dal colore $(G - K)_0$ delle diverse stelle dei tre GCs.

descritta da [Gaia et al., 2018]. Le magnitudini K_s sono state corrette tramite la seguente equazione:

$$K_0 = K_s - R_K \cdot E(B - V) \quad (3.3)$$

dove $R_K = 0.350$ rappresenta il coefficiente di estinzione ([McCall, 2004]).

In questo modo è stato possibile derivare le temperature superficiali che sono state calcolate per i colori: $(G - K)_0$, $(BP - RP)_0$, $(BP - K)_0$ e $(RP - K)_0$. I colori $(BP - G)_0$ e $(G - RP)_0$ sono stati scartati a priori perchè risentirebbero molto le zone dense di stelle. Un colore $GAIA - K$ è molto sensibile alla temperatura perchè sto confrontando due magnitudini con sensibilità molto diverse. Nel caso di magnitudine K essa varia poco al variare della temperatura, mentre una magnitudine $GAIA$ è molto più sensibile. Tra tutti i colori $GAIA - K$ si è scelto il $(G - K)_0$. L'ultimo confronto è stato fatto con $(BP - RP)_0$ e in questo caso è stato scelto chi presentava formalmente un errore più basso, ovvero $(G - K)_0$.

Dal catalogo di Harris ([Harris, 2010]), che raccoglie numerosi parametri relativi ai GCs della nostra Galassia, sono stati presi i valori di metallicità e di eccesso di colore (o reddening) per i tre ammassi:

- NGC 1904: $[Fe/H] = -1.6 dex$, $E(B - V) = 0.1$;
- M3: $[Fe/H] = -1.5 dex$, $E(B - V) = 0.1$;
- IC 4499: $[Fe/H] = -1.53 dex$, $E(B - V) = 0.23$.

3.1.2 Gravità

La gravità superficiale rappresenta un altro ingrediente fisico molto importante per quanto riguarda lo studio delle abbondanze chimiche delle stelle. La gravità superficiale è definita dall'equazione seguente

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

dove G è la costante di gravitazione universale, M_\star è la massa della stella ed R_\star è il suo raggio. È stato assunto $0.8 M_\odot$ in accordo con i valori tipici di massa per popolazioni stellari di 12-13 Gyr. Per eliminare la dipendenza dal raggio della stella utilizziamo la formula del flusso di una sfera:

$$F_\star = \frac{L_\star}{4\pi R_\star^2} \quad (3.5)$$

esplicitiamo il raggio

$$\frac{1}{R_\star^2} = \frac{4\pi F_\star}{L_\star} \quad (3.6)$$

a quest'ultima sostituiamo la legge di Stefan-Boltzmann $F_\star = \sigma T^4$ ottenendo la seguente equazione

$$\frac{1}{R_\star^2} = \frac{4\pi\sigma T^4}{L_\star} \quad (3.7)$$

dove σ è la costante di Stefan-Boltzmann ed L la luminosità bolometrica della stella. Sostituendo l'equazione 3.7 nell'equazione 3.4 troviamo

$$g = \frac{4\pi G\sigma M_{star} T^4}{L_\star} \quad (3.8)$$

così da ottenere un'equazione dell'accelerazione di gravità non dipendente direttamente dal raggio. La luminosità bolometrica della stella può essere ricavata attraverso la relazione della magnitudine bolometrica

$$M_\star^{bol} - M_\odot^{bol} = -2.5 \log \left(\frac{L_\star}{L_\odot} \right) \quad (3.9)$$

dove la magnitudine bolometrica del Sole è $M_\odot^{bol} = 4.74$ e la sua luminosità bolometrica è $L_\odot = 3.823 \cdot 10^{33} \text{ erg}\cdot\text{s}^{-1}$. A questo punto M_\star^{bol} può essere ottenuta dalla formula

$$M_{bol} = M_i + BC_i \quad (3.10)$$

dove M_i è la magnitudine assoluta in una generica banda i e BC_i è la correzione bolometrica per tale banda i . Sapendo che

$$M_i = m_i - DM_0 \quad (3.11)$$

dove m_i è la magnitudine apparente in una generica banda i e DM_0 è il modulo di distanza vero che per i nostri tre GCs vale:

- NGC 1904: $DM_0 = 15.56$
- IC 4499: $DM_0 = 16.36$
- M3: $DM_0 = 15.04$

Sostituendo otteniamo:

$$M_{bol} = m_i - DM_0 + BC_i \quad (3.12)$$

che andando a sostituire all'equazione 3.9 ricaviamo

$$\log L_\star = -0.4 (m_i - DM_0 + BC_i - 2.5 \log L_\odot - M_\odot^{bol}) \quad (3.13)$$

Sostituendo quest'ultima equazione nella 3.8 e sviluppando i logaritmi otteniamo

$$\begin{aligned} \log g &= \log \left(\frac{4\pi\sigma GT^4 M_\star}{L_\star} \right) = \log (4\pi\sigma G + \log M_\star + 4 \log T - \log L_\star) \\ &= cost1 + \log M_\star + 4 \log T + 0.4 (m_i - DM_0 + BC_i - cost2) \end{aligned} \quad (3.14)$$

dove $cost1 = \log (4\pi\sigma G)$ e $cost2 = 2.5 \log L_\odot + M_\odot^{bol}$.

3.1.3 Microturbolenza

La velocità di microturbolenza (v_t) rappresenta un altro parametro importante per la stima corretta delle abbondanze chimiche nelle stelle. È stata introdotta per compensare le osservazioni con la teoria, più precisamente, la curva di crescita teorica (COG) in alcuni casi risultava essere più bassa rispetto a quella osservata. Come sappiamo la COG descrive l'aumento di profondità (EW) di una certa specie chimica con l'aumentare del numero di atomi (vedi Figura 3.2). Dal grafico possiamo vedere che ci sono tre regimi:

- regime lineare $EW \propto N_A$ dove N_A è il numero di atomi, perciò l'EW aumenta linearmente con il numero di atomi. In questo regime l'allargamento Doppler domina il broadening della riga, quindi l'effetto principale è visibile nel core ed il profilo totale rimane gaussiano fino alla saturazione della riga;

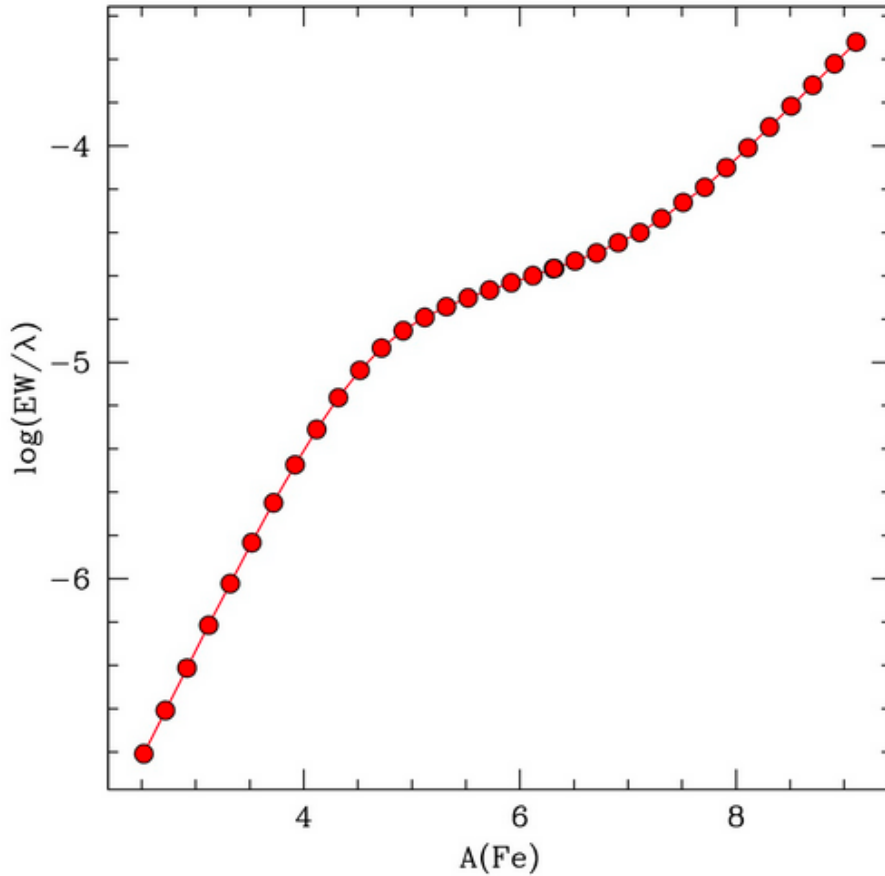


Figura 3.2: Un esempio di curva di crescita. Si possono notare i tre regimi della curva: lineare, piatto e di smorzamento.

- regime di saturazione/piatto $EW \propto \log N_A$, l'EW rimane pressochè uguale all'aumentare del numero di atomi o comunque la crescita è estremamente lenta. Questo perchè il core della riga è saturo, l'allargamento Doppler ha smesso di essere efficiente, ed il contributo delle ali è ancora trascurabile.
- regime di smorzamento $EW \propto \sqrt{N_A}$ dove la riga ricomincia a rispondere all'aumento di abbondanza allargandosi sulle ali a causa dell'allargamento collisionale.

Perciò la microturbolenza serve per correggere le discrepanze tra la COG teorica e quella osservata nel regime di saturazione della COG. I modelli di atmosfera che vengono utilizzati sono tabelle che descrivono come cambiano le quantità termodinamiche (temperatura, pressione ecc...) al variare della profondità ottica. Sono perciò modelli unidimensionali, variano con la sola distanza dalla superfi-

cie stellare, e questo rappresenta un'approssimazione di quello che è in realtà il vero fenomeno della turbolenza. Infatti si parla di celle convettive in 3D che si espandono e si contraggono e risulterebbe estremamente difficile dare una descrizione più dettagliata del fenomeno. Per questo motivo la teoria adottata si chiama "mixing-length" ([Böhm-Vitense, 1958]), cioè una parametrizzazione con l'obiettivo di sopperire alla mancanza di una rigorosa formulazione dettagliata del trasferimento di energia convettiva. Solitamente v_t viene aggiunto in quadratura alla velocità Doppler.

Il metodo generale per stimare la v_t negli spettri stellari è quello di eliminare ogni slope tra le abbondanze delle righe di ferro e l'equivalent width ridotta ($EWR = \log(EW/\lambda)$). Si scelgono le righe di ferro perchè esse sono molto numerose e solitamente hanno sia righe deboli (quasi insensibili alla microturbolenza) che righe forti (quindi molto sensibili alla microturbolenza). I valori tipici per le stelle giganti sono $v_t \sim 2 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, mentre per le stelle nane $v_t \sim 1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

3.2 Creazione degli spettri sintetici

Come detto in precedenza è necessario calcolare degli spettri sintetici rappresentativi degli spettri osservati per poter procedere poi al riconoscimento e alla selezione delle righe da analizzare. Per la generazione dei sintetici è stato utilizzato il programma SYNTHE ([Sbordone et al., 2004], [Kurucz, 2005]) che usufruisce dei modelli d'atmosfera ATLAS9 ([Kurucz, 2005]) il quale richiede in input una funzione di distribuzione di opacità (ODF), la tabella delle opacità Rosseland e un pre-esistente modello usato come punto di partenza.

Il codice SYNTHE per calcolare uno spettro sintetico richiede in input le seguenti informazioni:

1. la temperatura superficiale/effettiva della stella in kelvin T_{eff} ;
2. il logaritmo della gravità della stella;
3. la metallicità $[M/H]$
4. miscela chimica, solar-scaled (tutti gli elementi hanno $[X/Fe] = 0.0 \text{ dex}$) o α -enhanced (solo gli α hanno $[X/Fe] = +0.4 \text{ dex}$. Avendo a che fare con GCs la nostra scelta sarà la prima dove tutti gli elementi α saranno aumentati di 0.4 dex , $[Fe/H] = +0.4 \text{ dex}$;
5. la velocità di microturbolenza;
6. I file che contengono i parametri per tutte le transizioni atomiche e molecolari da considerare nel calcolo;

7. l'intervallo di lunghezze d'onda espresso in angstrom del nostro spettro sintetico;
8. la risoluzione spettrale, lo spettro viene calcolato ad una risoluzione elevata, $R = 600000$, e successivamente convoluto con una funzione gaussiana per riprodurre il profilo strumentale;

3.3 Selezione delle righe

Grazie agli spettri sintetici prodotti, è stato possibile sovrapporre lo spettro osservato con il sintetico e procedere così con l'identificazione e la successiva selezione delle righe in assorbimento. Si sono quindi identificati gruppi di righe:

- righe unblended, ovvero righe non contaminate dalla presenza di altri elementi dove l'abbondanza può essere ricavata dalla misura della larghezza equivalente;
- righe affette da struttura iperfina o splitting isotopico. Si tratta di transizioni i cui livelli risultano divisi a causa di processi atomici o presenza di isotopi. L'abbondanza di tali righe può essere ricavata dal confronto con spettri sintetici che tengano conto di tali effetti.

Si useranno quindi due programmi differenti, rispettivamente GALA e SALVADOR. Le righe selezionate, inoltre, devono trovarsi in regime lineare altrimenti potrebbero essere saturate e quindi non più sensibile alle variazioni di abbondanza falsando le misure.

Il programma per selezionare le righe si chiama SLINE e per funzionare ha bisogno di un file di input con varie informazioni come lo spettro sintetico, l'osservato, una lista di righe atomiche e molecolari e altri parametri grafici per facilitare la selezione delle righe. In Figura 3.3 viene riportato un esempio della finestra grafica con cui è possibile eseguire la selezione. Inizialmente si sono selezionate le righe di una stella per ogni ammasso per poi caricare la lista di righe selezionate per le altre stelle modificandole in base alla qualità dello spettro. Questa strategia è stata adottata per il fatto che le stelle di ogni ammasso presentavano temperature molto simili tra di loro, perciò le differenze sarebbero state minime. La liste di righe ottenute contengono alcune informazioni sulle transizioni come la lunghezza d'onda, la forza dell'oscillatore armonico, il potenziale d'eccitazione e il numero atomico dell'elemento.

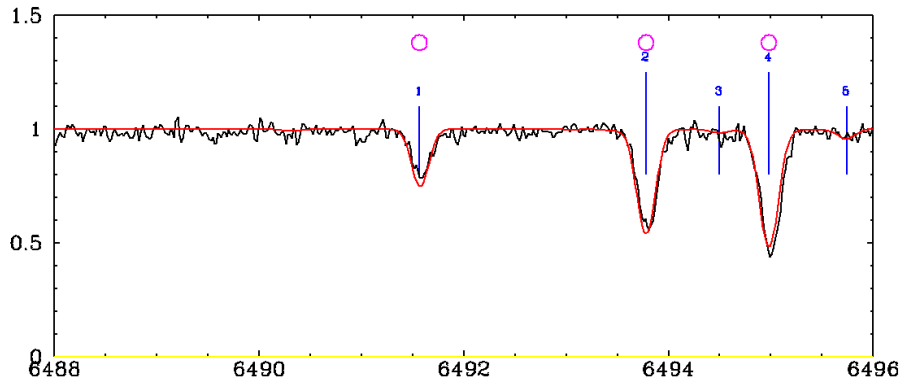


Figura 3.3: Interfaccia grafica per la selezione delle righe del programma SLINE. I due spettri a confronto sono quello osservato (in nero) e quello sintetico (in rosso). I numeri identificano le righe in quell'intervallo spettrale mentre i cerchi magenta sopra i numeri indicano le righe presenti nella lista.

3.4 Calcolo dell'Equivalent Width

Definizione dell'EW

L'Equivalent Width (W_λ) di una riga d'assorbimento è definita come la larghezza, espressa in Å, di un rettangolo avente la medesima area della riga in questione. Perciò è una misura dell'intensità ed è espressa in angstrom.

La formula teorica dell'EW è la seguente:

$$W_\lambda = \int_{-\infty}^{+\infty} \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (3.15)$$

dove F_c è il flusso del continuo normalizzato a 1 e F_λ è il flusso effettivo della riga.

3.4.1 DAOSPEC

DAOSPEC ([Stetson and Pancino, 2008]) è un codice Fortran che permette di identificare automaticamente l'EW delle righe in assorbimento degli spettri stellari, stimare il continuo con un polinomio di Legendre, misurare l'EWs e le velocità radiali per tutte le righe detettabili, e identifica tra di loro quelle fornite in input attraverso una lista. La misurazione delle EWs viene eseguita usando una funzione Gaussiana e usando la stessa FWHM per tutte le righe. Per lanciare il programma, esso richiede:

- uno spettro osservato;

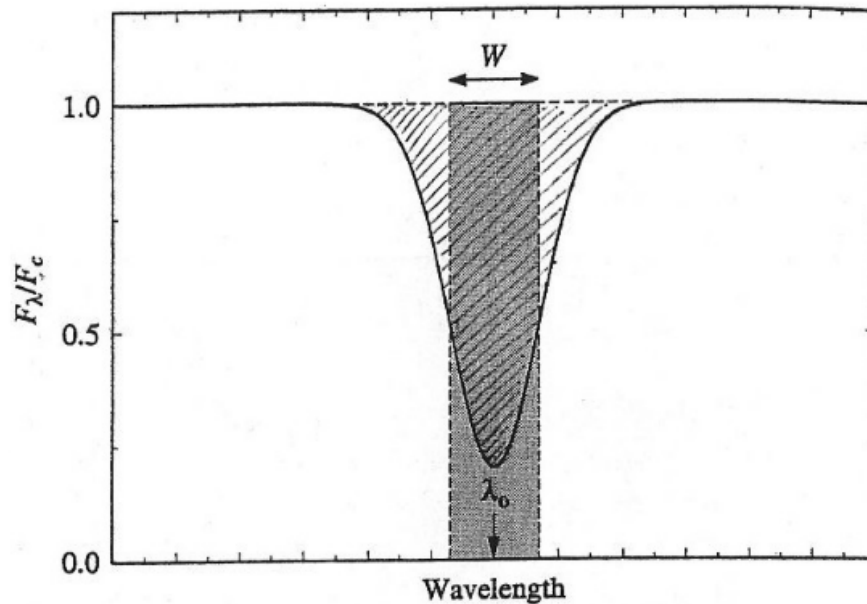


Figura 3.4: Il grafico rappresenta la definizione di EW. Il rettangolo di larghezza W rappresenta graficamente l'EW e ha la stessa area della riga.

- una lista di righe, creata in precedenza con SLINE;
- diversi parametri come:
 - l'intervallo in lunghezza d'onda della regione spettrale d'interesse;
 - il valore della FWHM che può essere fissata oppure lasciata libera di variare;
 - l'ordine del polinomio di Legendre usato per il fit del continuo. Tale valore viene valutato visivamente in base alla forma dello spettro.

Il programma lavora con files in formato FITS ed è progettato per usare alte risoluzioni ($R = 15000$) e alti rapporti di segnale-rumore ($S/N > 30$). DAOSPEC consiste in tre fasi principali:

1. la fase di input e di preparazione dove viene fatto un primo fit del continuo tramite il polinomio di Legendre e vengono identificate le righe presenti nello spettro di assorbimento. Successivamente viene fatta una prima stima della velocità radiale attraverso la correlazione tra le righe identificate e quelle della lista con le lunghezze d'onda di laboratorio. Questa prima fase ha bisogno dei seguenti input (mostrata nel lato sinistro di Fig. 3.5):

- un piccolo set di parametri di configurazione;
- uno spettro;
- una lista di righe.

2. la fase d'iterazione ciclica, mostrata al centro di Figura 3.5 dove viene iterato 5 volte un processo che consiste nel sottrarre le righe identificate dallo spettro per ottenere dei residui in modo da calibrare la normalizzazione e rideterminare le posizioni delle righe e le intensità;
3. la fase di output e di valutazione, mostrata nella parte destra di Figura 3.5. In quest'ultima fase viene determinata la velocità radiale per ogni riga e la sua deviazione standard eliminando le righe al di sopra di una certa soglia.

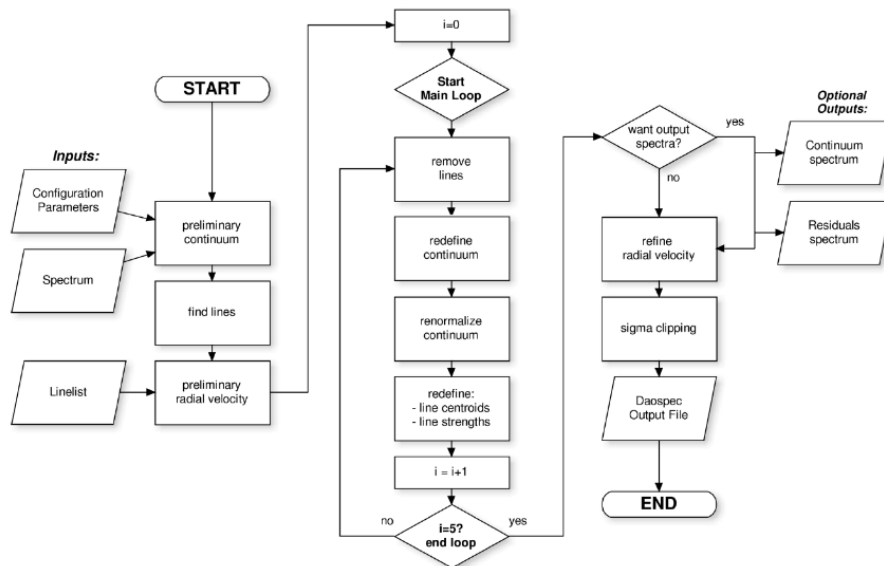


Figura 3.5: Diagramma che mostra il funzionamento di DAOSPEC ([Stetson and Pancino, 2008])

4DAO è un codice Fortran che esegue in maniera automatica DAOSPEC per un numero elevato di spettri ([Mucciarelli, 2013]). Gli obiettivi principali di 4DAO sono:

- permettere un'analisi a cascata di una lista di spettri forniti in input, interfacciandosi in modo automatico con DAOSPEC per i file di input e gestendo i suoi file di output;

- ottimizzare alcuni parametri spettrali usati da DAOSPEC nella fase di misurazione delle EWs, come la FWHM;
- mascherare alcune regioni spettrali che presentano bande telluriche, righe del mezzo interstellare, righe fotosferiche con prominenti ali Lorentziane che possono introdurre degli errori nella misura delle EWs;
- fornire in output dei grafici per poter valutare la correttezza delle soluzioni, in particolar modo dei fit gaussiani di ogni riga;
- fornire gli spettri normalizzati e corretti per le velocità radiali.

4DAO fornisce in output (in aggiunta ai file output di DAOSPEC) dei files, che come già detto, servono a fare un controllo accurato della qualità delle soluzioni. Questi file sono:

- un pdf che mostra il continuo calcolato da DAOSPEC, il fit di ogni singola riga e le informazioni riguardo alle incertezze delle RVs e delle EWs;
- un file che contiene numerose informazioni riguardo le EWs;
- lo spettro normalizzato usando il continuo calcolato da DAOSPEC e corretto per le RVs;
- il file daospec.log che registra i principali parametri derivati da 4DAO per tutti gli spettri analizzati.

In Figura 3.6 sono mostrati due fit gaussiani di righe che ritroviamo all'interno del pdf.

3.5 Abbondanze chimiche

La determinazione delle abbondanze chimiche degli spettri stellari può essere

3.5.1 GALA

GALA ([Mucciarelli et al., 2013]) è un codice Fortran sviluppato con l'obiettivo di trovare i migliori parametri atmosferici e le abbondanze chimiche dei singoli elementi usando l'EWs delle righe del ferro. Il calcolo delle abbondanze è eseguito una versione modificata del codice WIDTH9 (originariamente sviluppato da R. L. Kurucz). GALA permette di ottenere le abbondanze chimiche e i parametri spettrali per un grande campione di stelle in poco tempo, calcolando gli errori interni per ogni valore ottenuto. Le abbondanze chimiche sono calcolate grazie

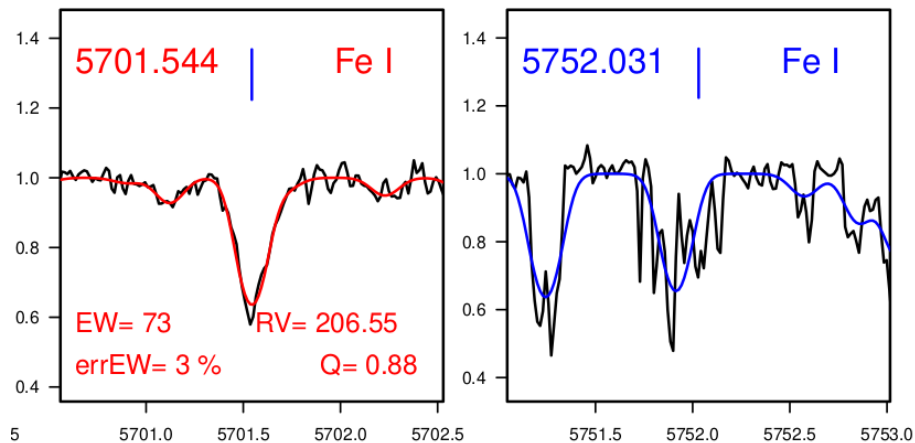


Figura 3.6: Esempio di due righe di ferro con fit Gaussiano eseguito con 4DAO. Il pannello di sinistra mostra con una riga rossa il miglior fit e vengono riportate le principali informazioni della riga. Il pannello di destra mostra con una riga blu il tentativo non riuscito di fittare tale riga che è stata quindi rigettata.

al confronto dell'EW misurata con quella teorica ricavata dalla curva di crescita di tale elemento e viene iterato il processo finchè non coincidono all'interno di un intervallo di convergenza. Il profilo teorico della riga è solitamente calcolato includendo le sorgenti di opacità del continuo ma trascurando il contributo di eventuali righe vicine, perciò le righe devono essere controllate con cura affinché non sia presente un blending.

Righe discrepanti

Prima di calcolare il valore medio dell'abbondanza di un dato elemento, è importante eliminare eventuali righe che forniscano un'abbondanza discrepante rispetto alle altre. Le principali cause di abbondanze discrepanti sono:

- dati atomici imprecisi (ad esempio la forza dell'oscillatore($\log gf$)) che possono sovra o sotto stimare l'abbondanza;
- righe che presentano un blend con un'altra porteranno sistematicamente una sovra stima dell'abbondanza;
- misure non precise dell'EW.

Perciò per evitare tali discrepanze è fondamentale che le transizioni selezionate abbiano un $\log gf$ accurato e che non siano presenti dei blending.

GALA adotta i seguenti criteri per l'esclusione delle righe:

- dei valori di soglia di EWR dove le righe più forti e più deboli vengono rimosse. Quelle più deboli possono essere altamente affette dal rumore mentre quelle più forti possono essere troppo sensibili alla microturbolenza oppure essere nel regime di saturazione/smorzamento e quindi avere profili non gaussiani;
- le righe che presentano un'errore maggiore sulla misura dell'EW di un certo valore vengono escluse;
- le righe che si posizionano sui piani $A(Fe) - \chi$ e $A(Fe) - EWR$ ad una certa distanza dal best fit vengono escluse tramite un algoritmo di σ rejection. L'esclusione delle righe da parte di GALA non viene eseguita ad ogni iterazione del codice, ma solo all'inizio. Questo permette di usare lo stesso campione di righe durante il processo di ottimizzazione dei parametri, evitando la possibilità di introdurre degli andamenti spuri nel comportamento dell'ottimizzazione di un dato parametro.

I file di input e output

I file di input necessari al corretto funzionamento del codice GALA sono:

- una lista di stelle con i corrispondenti parametri atmosferici iniziali;
- il file .in ottenuto dal codice 4DAO quindi una lista di righe per ogni stella contenente l'EW e altri parametri relativi alla riga;
- un file di configurazione dei parametri usati dall'algoritmo per eseguire l'analisi.

Una volta che il codice GALA è stato fatto girare, produrrà in output dei file relativi ad ogni stella. Essi sono:

- un file .abu che riassume i parametri derivati, le incertezze e le abbondanze medie di ogni elemento disponibile nel file di input;
- un file .EW che include le principali informazioni per ogni transizione presente nel file .in. Vengono riportate anche le righe che sono state rigettate tramite un flag che può assumere determinati valori interi a seconda del motivo per cui la riga non è stata considerata;
- un file pdf che mostra dei grafici riassuntivi dei risultati, un esempio lo si può vedere nelle Figure 3.7 e 3.8.

Metodologia usata

Per ottenere il miglior modello di atmosfera, GALA permette di ottimizzare, lasciando liberi di variare oppure fissare, i parametri atmosferici come la temperatura effettiva (T_{eff}), la gravità superficiale ($\log g$), la velocità di microturbolenza (v_t) e la metallicità ($[M/H]$). Per i nostri tre ammassi globulari la T_{eff} e il $\log g$ sono stati derivati con la fotometria, come descritto nelle sezioni 3.1.1 e 3.1.2. Inoltre la determinazione spettroscopica dei parametri può introdurre delle sottostime significative di T_{eff} e $\log g$ a bassa metallicità ([Mucciarelli et al., 2021b]). In questa analisi si è deciso di mantenere fissi questi due parametri per il fatto che la missione spaziale GAIA ha fornito dei dati molto accurati e di elevata qualità. Per quanto riguarda la metallicità si ha a disposizione per tutti e tre gli ammassi un elevato numero di righe ferro in tutta l'estensione dello spettro. Perciò l'unico parametro lasciato libero di variare è la microturbolenza, quindi il programma stimerà quest'ultima a seconda di che valore renderà piatto questi grafici.

3.5.2 SALVADOR

SALVADOR è un codice sviluppato per derivare le abbondanze chimiche attraverso la sovrapposizione tra lo spettro stellare osservato e quello sintetico. Il programma esegue una minimizzazione del chi-quadro (χ^2) tra l'osservato e una griglia di spettri sintetici con differenti abbondanze chimiche per trovare il miglior fit, calcolando il χ^2 ogni volta. Il minimo valore trovato corrisponderà al miglior valore dell'abbondanza chimica dell'elemento considerato. SALVADOR richiede rispetto a GALA un tempo di calcolo maggiore perchè mentre GALA deve calcolare esclusivamente il profilo di una riga, SALVADOR calcola un sintetico di una certa estensione. SALVADOR è necessario tutte le volte che si trattano righe non formate da una sola transizione bensì affette da struttura iperfina e/o splitting isotopico ovvero degli effetti atomici/subatomici per cui il livello energetico coinvolto nella transizione si divide in tante sotto-transizioni. Come input, SALVADOR ha bisogno di uno spettro normalizzato e nel nostro caso abbiamo utilizzato DAOSPEC, una lista di stelle da analizzare coi loro parametri atmosferici, un file per ogni stella con le principali informazioni delle transizioni da analizzare e un file che include i principali parametri di configurazione per eseguire l'analisi. In output avremo:

- un file .best che contiene per ogni transizione il miglior fit dello spettro sintetico all'interno della finestra di fit;
- un file .fit che contiene i parametri per ogni riga analizzata come la lunghezza d'onda, il numero atomico, le abbondanze medie e l'EW.
- un file pdf con i risultati grafici dell'analisi, in Fig. 3.9 viene riportato un esempio. In questo file viene riportato per ogni riga un fit dello spettro

osservato con tre sintetici di differenti valori, i residui e il comportamento del χ^2 .

Errori dei parametri atmosferici sulle abbondanze

Gli errori sulla temperatura sono stati calcolati come somma in quadratura degli errori dovuti alla fotometria GAIA, al reddening e alla relazione *colore* – T_{eff} ([Mucciarelli et al., 2021a]).

Per la gravità si è scelto di associare a tutte le stelle un errore di 0.1 in $\log g$ mentre per la velocità di microturbolenza il valore derivato dal codice GALA e per tutte le stelle risulta essere circa $0.1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ in v_t tranne per la stella S634 dell'ammasso globulare IC4499 che è leggermente più elevata, $0.2 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

Le abbondanze si esprimono come rapporti di abbondanza, perciò gli errori si calcolano attraverso le seguenti formule:

$$\sigma_{[Fe/H]} = \sqrt{\frac{\sigma_{Fe}^2}{N_{Fe}} + (\delta_{Fe}^{T_{eff}})^2 + (\delta_{Fe}^{\log g})^2 + (\delta_{Fe}^{v_t})^2} \quad (3.16)$$

$$\sigma_{[X/Fe]} = \sqrt{\frac{\sigma_X^2}{N_X} + \frac{\sigma_{Fe}^2}{N_{Fe}} + (\delta_X^{T_{eff}} - \delta_{Fe}^{T_{eff}})^2 + (\delta_X^{\log g} - \delta_{Fe}^{\log g})^2 + (\delta_X^{v_t} - \delta_{Fe}^{v_t})^2} \quad (3.17)$$

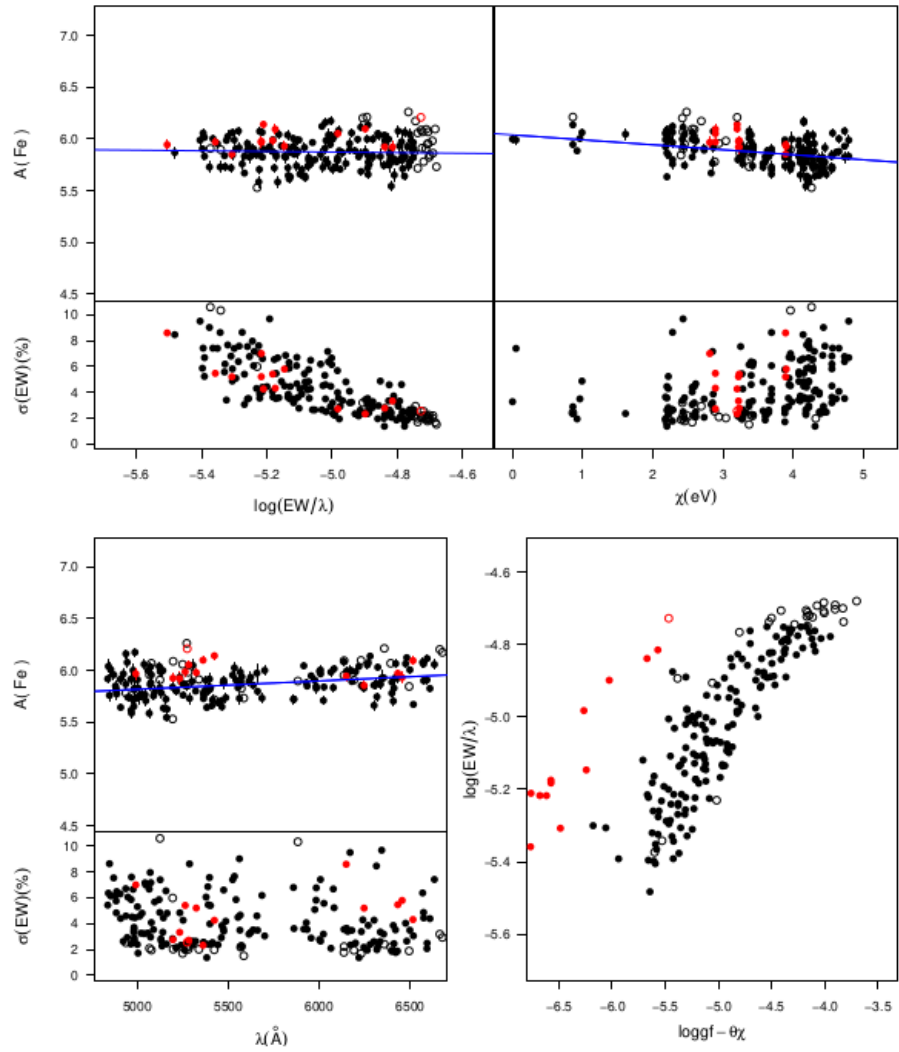


Figura 3.7: Esempio di un output grafico di GALA relativo alla stella 193 dell'ammasso globulare NGC 1904. Il pannello in alto a sinistra mostra l'andamento dell'abbondanze di ferro in funzione dell'equivalent width ridotta (EWR) mentre il pannello più piccolo sottostante mostra l'errore dell'EW in funzione dell' EWR. Quello in alto a destra mostra l'andamento dell' abbondanza di ferro in funzione del potenziale d'eccitazione mentre quello più piccolo si riferisce all'errore. Nel pannello in basso a sinistra si hanno le abbondanze del ferro in funzione della lunghezza d'onda espressa in angstrom e in quello più piccolo gli errori. In basso a destra, il pannello mostra una curva di crescita empirica. In tutti i pannelli le righe blu rappresentano i best fit, i punti neri le righe utilizzate, quelli vuoti le righe non considerate e quelli rossi il $Fe II$.

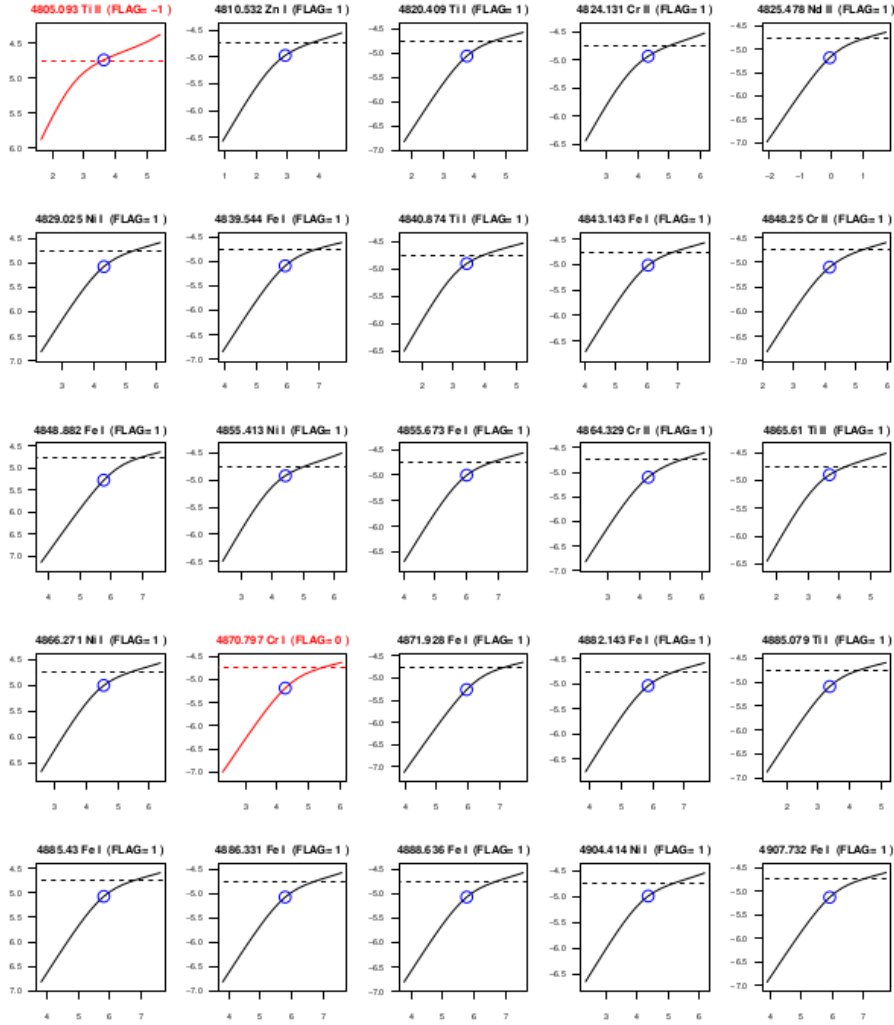


Figura 3.8: Esempio di un output grafico di GALA relativo alla stella 193 dell'ammasso globulare NGC 1904. Ciascun pannello raffigura, con la linea blu, la curva di crescita dell'elemento in questione. Le righe tratteggiate indicano il limite superiore di EWR adottato per l'esclusione delle righe. I cerchi blu vuoti sono i valori effettivi di EWR e abbondanza della riga considerata. I pannelli rossi rappresentano le righe che sono state escluse dall'analisi.

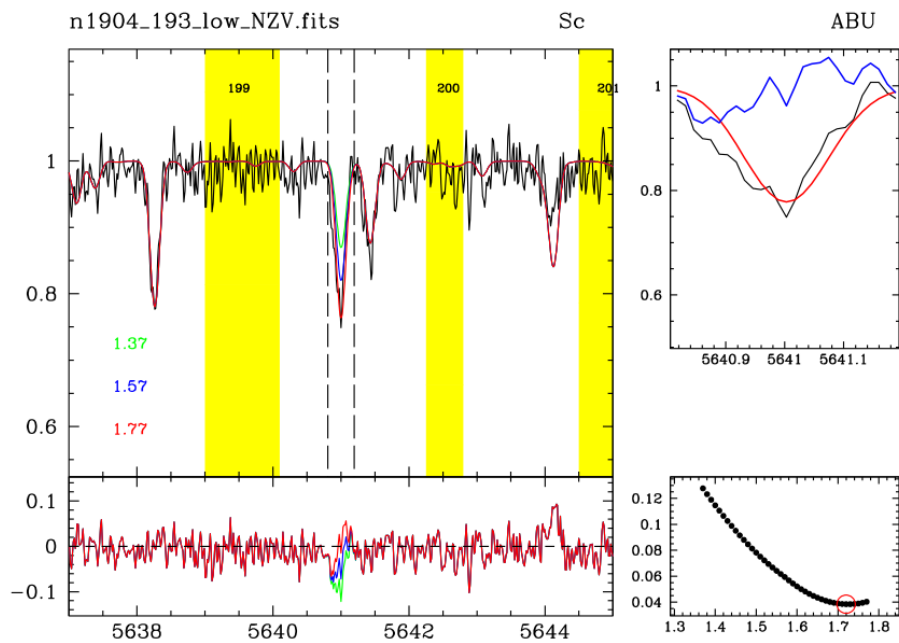


Figura 3.9: Grafici generati da SALVADOR per la riga di scandio a 5641 Å. Il pannello grande mostra il confronto tra lo spettro osservato (riga nera) con tre spettri sintetici. Il fit della riga viene calcolato all'interno delle linee tratteggiate verticali. I rettangoli gialli delimitano la finestra selezionata per il fit del continuo e il pannello in basso mostra i residui. Il pannello in basso a destra mostra il comportamento del χ^2 .

Capitolo 4

Risultati

In questo capitolo vengono presentati i risultati dell'analisi chimica (descritta nel capitolo precedente) per le stelle dei tre GCs oggetto di questo lavoro: M3, NGC 1904 e IC4499. L'obiettivo di questo studio è di caratterizzare la composizione chimica di tre ammassi di simile metallicità associati a diversi progenitori ed evidenziare possibili discrepanze che gettino luce sulla storia di arricchimento chimico di questi progenitori: l'Helmi Stream per M3, Sequoia per IC 4499 e Gaia-Enceladus (GE) per NGC 1904.

A tal fine sono state derivate le abbondanze chimiche coi loro errori per diversi elementi tra cui:

- elementi α : *Si*, *Ca* e *Ti*;
- elementi del picco del ferro: *Sc*, *V*, *Cr*, *Mn*, *Co*, *Ni*, *Cu* e *Zn*;
- elementi da cattura neutronica lenta: *Y*, *Ba*, *La*, *Nd*;
- elementi da cattura neutronica rapida: *Eu*.

Gli elementi leggeri "dispari" *Na* e *Al* così come gli elementi α , *O* e *Mg*, sono stati esclusi da quest'analisi poichè essi sono coinvolti nel fenomeno delle popolazioni multiple, tipiche degli ammassi globulari ([[Bastian and Lardo, 2018](#)]). Si tratta quindi di elementi che mostrano variazioni delle loro abbondanze tra stelle dello stesso ammasso, come risultato di un fenomeno di autoarricchimento chimico proprio dei GCs. Di conseguenza, le abbondanze di questi elementi non sono rappresentative della chimica del loro progenitore, ma riflettono le proprietà del gas originario e l'evoluzione successiva dell'ammasso. I codici GALA e SALVADOR forniscono il numero di atomi per un generico elemento X (N_X) rispetto al numero di atomi d'idrogeno (N_H):

$$A(X) = \log \frac{N_X}{N_H} + 12 \quad (4.1)$$

Le abbondanze di Silicio (*Si*), calcio (*Ca*), titanio (*Ti*), titanio ionizzato (*Ti II*), cromo (*Cr*) e nichel (*Ni*) sono state derivate dalle misure delle larghezze equivalenti (EWs) di righe "unblended" usando il codice GALA. Le abbondanze chimiche del magnesio (*Mg*), scandio ionizzato (*Sc II*), vanadio (*V*), manganese (*Mn*), cobalto (*Co*), rame (*Cu*), zinco (*Zn*), ittrio ionizzato (*Y II*), bario ionizzato (*Ba II*), lantanio ionizzato (*La II*), neodimio ionizzato (*Nd II*) e europio ionizzato (*Eu II*) sono state derivate con il codice SALVADOR poichè presentavano situazioni più complesse come righe "blended" o regioni spettrali complesse.

Tutte le abbondanze sono successivamente espresse nella classica notazione riferita alle abbondanze solari:

$$[Fe/H] = A(Fe)_{star} - A(Fe)_{\odot} \quad (4.2)$$

$$[X/Fe] = [X/H] - [Fe/H] = A(X)_{star} - A(X)_{\odot} - A(Fe)_{star} + A(Fe)_{\odot} \quad (4.3)$$

I valori di riferimento sono quelli di Grevesse & Sauval (1998).

4.1 Elementi α

In questa sezione vengono riportate le abbondanze degli elementi α analizzati nei nostri GCs, che sono: *Si*, *Ca*, *Ti*, *Ti II* coi rispettivi errori per ogni stella (vedi Tabella 4.2 e 4.3). Questi elementi vengono prodotti dalle catture α che avvengono principalmente in stelle massive perciò il maggior contributo viene fornito dalle supernovae di tipo II (SNe II). Anche le supernovae di tipo Ia (SNe Ia), seppur in minor misura, contribuiscono alla produzione di tali elementi (in particolare *Ca* e *Ti*). Il ferro invece è prodotto principalmente da SN Ia e in quantità inferiore dalle SN II. Quindi, i rapporti $[\alpha/Fe]$ vengono usati come traccianti dei tempi scala della formazione stellare in un dato ambiente ([Tinsley, 1979]; [Matteucci and Brocato, 1990]; [Gilmore and Wyse, 1991]).

Il *Mg* e l' *O*, anche se elementi α prodotti quasi esclusivamente da SN II, non sono stati considerati poichè portano in sè gli effetti combinati dell'evoluzione interna del GC e dell'evoluzione primordiale. Il *Si*, il *Ca* e il *Ti* vengono chiamati elementi esplosivi, perchè sintetizzati con un bruciamento esplosivo di *O* e *Si*, principalmente in stelle con masse di 15 – 25 M_{\odot} ([Woosley and Weaver, 1995]), e in piccole quantità nelle *SNe Ia*. La Figura 4.1 mostra i rapporti delle abbondanze medie del *Si*, *Ca* e *Ti* dei tre GCs analizzati in funzione del $[Fe/H]$. Per il

Si e il Ti troviamo valori molto simili tra i tre GCs con una abbondanza media di $[Si/Fe] = +0.38 dex$ e $[Ti/Fe] = +0.11 dex$, e dispersioni attorno al valore medio di $\sigma_{Si} = 0.005$ e $\sigma_{Ti} = 0.02$, rispettivamente. Per quanto riguarda il Ca , invece, si trovano le seguenti differenze tra i tre GCs: $[Ca/Fe]_{NGC1904} = +0.27 dex$, $[Ca/Fe]_{IC4499} = +0.18 dex$ e il $[Ca/Fe]_{M3} = +0.11 dex$.

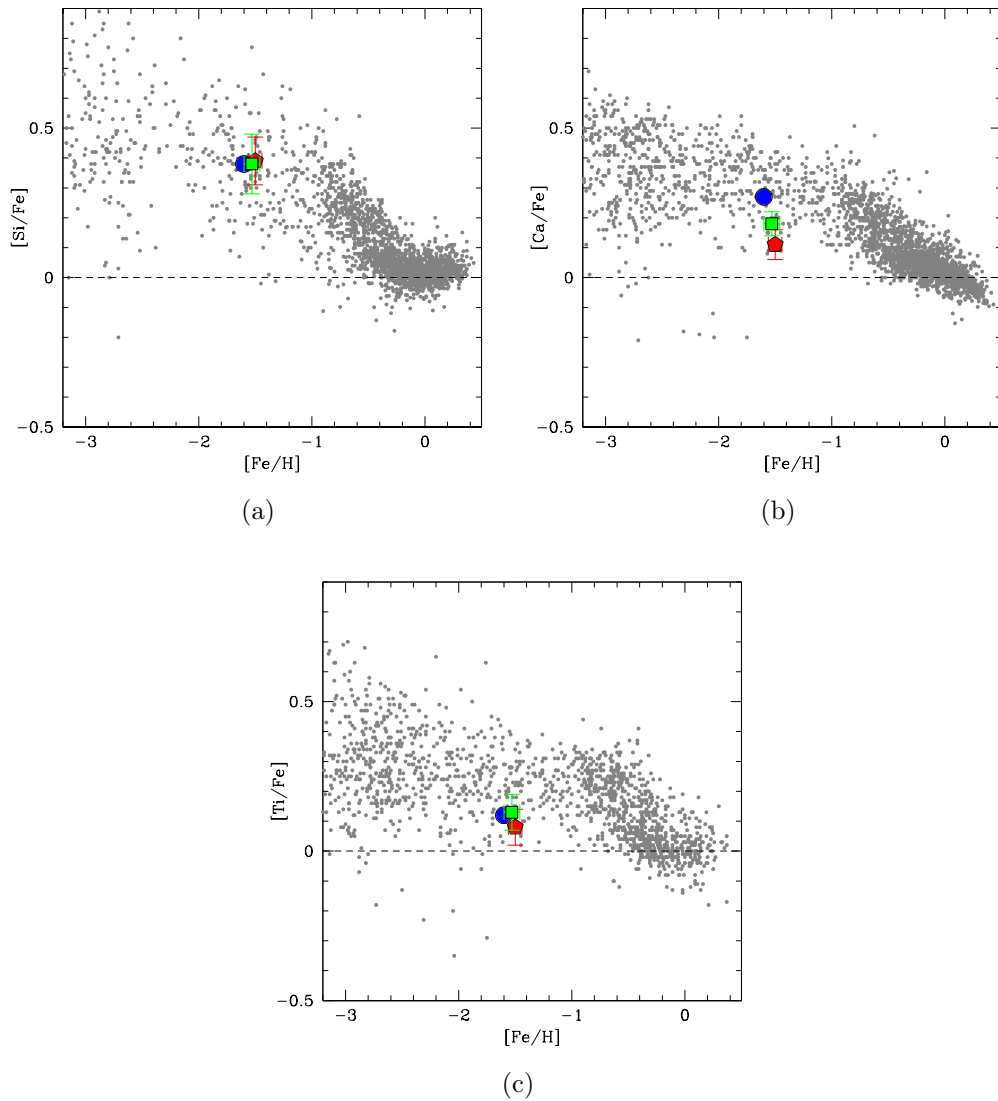


Figura 4.1: Nei grafici sono riportati i rapporti di abbondanze $[X/Fe]$ degli elementi α del Si (a), del Ca (b) e del Ti (c) in funzione di $[Fe/H]$. Il cerchio blu corrisponde a NGC 1904, quello verde a IC 4499 e in rosso M3, i punti grigi corrispondono alle stelle della Via Lattea.

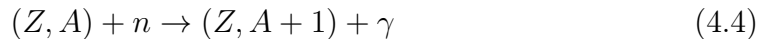
4.2 Elementi del picco del ferro

Gli elementi del picco del ferro sono gli elementi più pesanti sintetizzati attraverso le reazioni termonucleari. Essi formano un gruppo eterogeneo di elementi in termini di nucleosintesi. Sono prodotti in parte da stelle massive, con un significativo contributo da parte delle ipernovae (HNe, associate a stelle più massive di $25 - 30 M_{\odot}$ e più energetiche, di quasi un ordine in più di magnitudine rispetto alle normali SNe II). Una quantità non trascurabile viene prodotta anche nelle SNe Ia ([Leung and Nomoto, 2018], [Leung and Nomoto, 2020]; [Lach et al., 2020]). Inoltre, a complicare ulteriormente le cose, alcuni degli elementi del picco del ferro hanno una forte dipendenza dalla metallicità (vedi, per esempio [Romano et al., 2010]).

Nelle Tabelle 4.4, 4.5 e 4.6 e in Figura 4.2 e 4.3 vengono riportate le abbondanze coi loro relativi errori degli elementi analizzati per i tre GCs: *Sc II*, *V II*, *Cr*, *Mn*, *Co*, *Ni*, *Cu* e *Zn*. Per lo *Zn* è stata utilizzata la riga a 4810 Å a causa del basso S/N , soprattutto nelle regioni a basse lunghezze d'onda dello spettro di M3, per questo ammasso non si è riusciti ad effettuare la misurazione. Come mostrato in Figura 4.3 per NGC 1904 e IC 4499 si nota una differenza di abbondanza media di *Zn* pari a $0.19 dex$ ($[Zn/Fe]_{NGC1904} = +0.00 dex$ e $[Zn/Fe]_{IC4499} = -0.19 dex$). Un'altra differenza significativa si è riscontrata nel *Mn* tra IC 4499 ed M3 di $\sim +0.14 dex$. Per il resto degli elementi non si è trovata una sostanziale differenza, e risultano consistenti tra loro entro le incertezze.

4.3 Catture neutroniche

Le catture neutroniche sono il meccanismo capace di produrre nelle stelle gli elementi più pesanti del picco del ferro che vengono sintetizzati in ambienti in cui è presente un flusso di neutroni. Quando uno dei nuclei degli elementi leggeri presenti cattura un neutrone, esso diventa un isotopo della stessa specie atomica:



dove Z è il numero atomico, A è il numero di massa, n indica il neutrone e γ un fotone. Se il nuovo nucleo è stabile catturerà prima o poi un nuovo neutrone e così via. Se il nuovo nucleo invece è radioattivo, il fatto che catturi un nuovo neutrone o decada tramite processo β dipende dal suo tempo di vita. Questa caratteristica suddivide le catture neutroniche in due principali processi: il processo s ("slow") e il processo r ("rapid").

La produzione degli elementi s avviene principalmente nell' asymptotic giant branch (AGB) in stelle di bassa massa ($1 - 3 M_{\odot}$) e nelle stelle massive in minor quantità ([Busso et al., 1999]). In queste condizioni, il tempo scala per la cattura neutronica

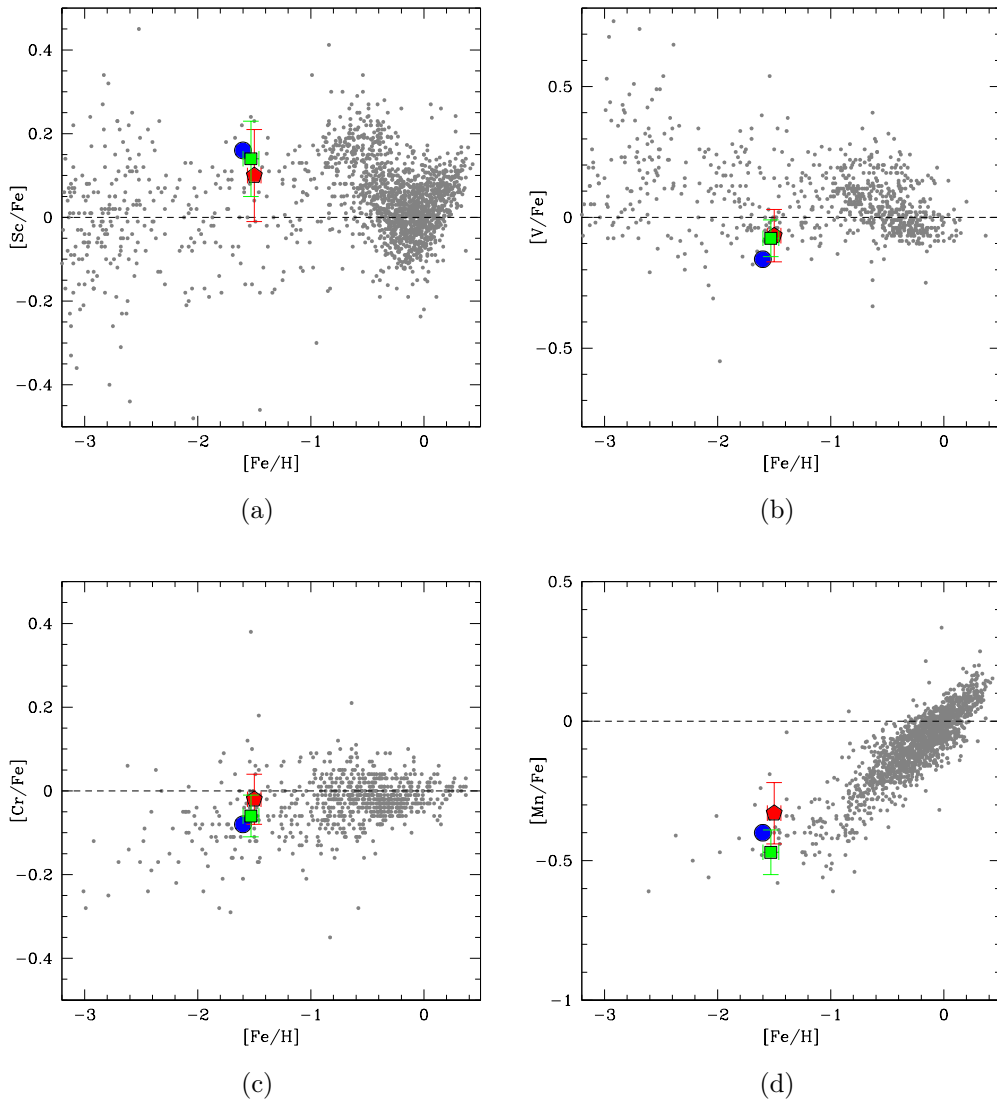


Figura 4.2: Nei grafici sono riportate le abbondanze degli elementi del picco del ferro come lo *Sc* (a), il *V* (b), il *Cr* (c) e il *Mn* (d). Stessi simboli di Fig. 4.1

è molto più lento del tasso di decadimento β degli isotopi radioattivi e l'aggettivo lento risulta giustificato. I siti astrofisici in cui la probabilità che si instauri il processo *r* è maggiore sono le Supernovae di tipo *Ib*, *Ic* e *II*, ovvero quelle che esplodono per collasso gravitazionale del nucleo.

Nel nostro studio è stato analizzato un solo elemento dovuto a questo processo: l'europio (*Eu*, vedi Tabella 4.8). Gli elementi *s* analizzati in questo studio sono: l'*YI*, il *BaI*, il *La* e il *Nd* dove le loro abbondanze ed errori sono riporta-

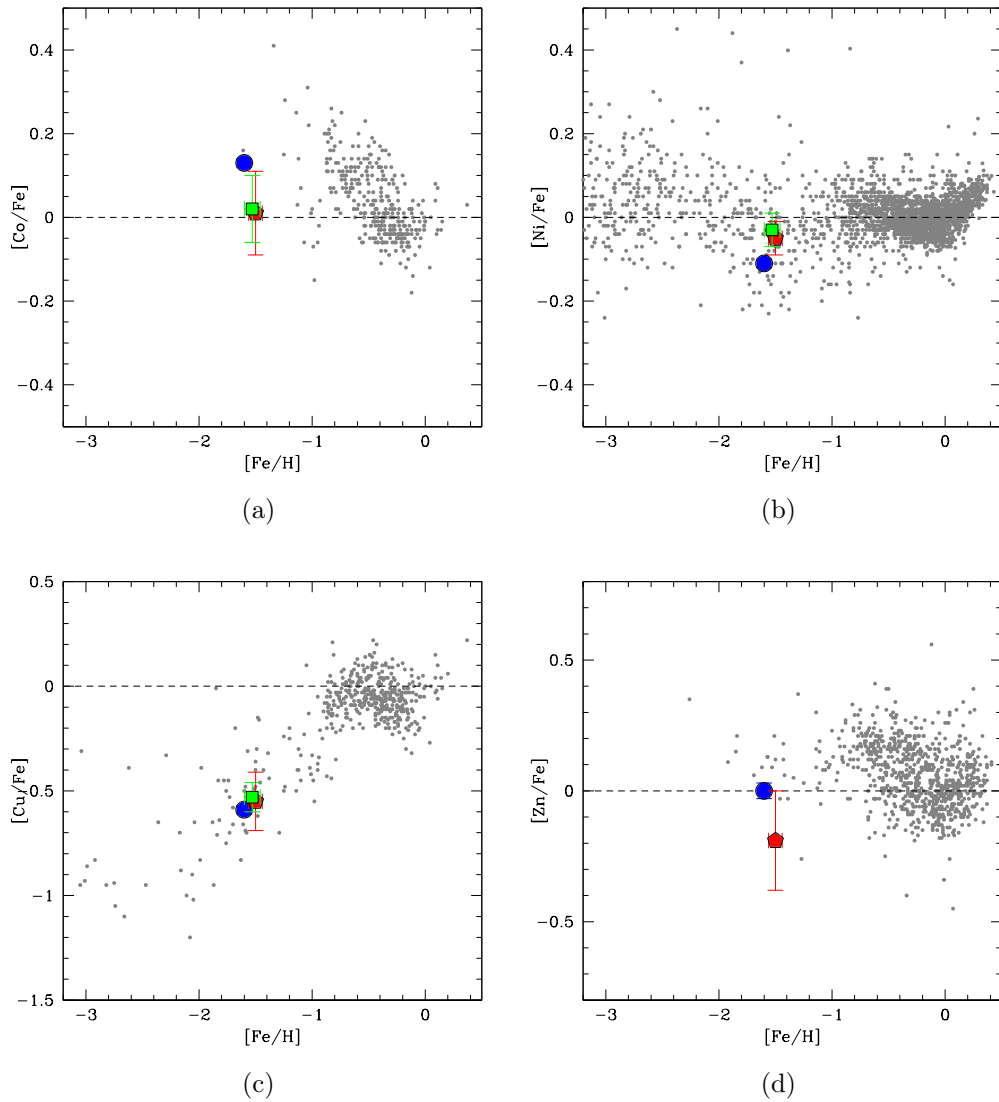


Figura 4.3: Nei grafici sono riportate le abbondanze degli elementi del picco del ferro come il *Co* (a), il *Ni* (b), il *Cu* (c) e lo *Zn* (d). Il cerchio blu corrisponde a NGC 1904, quello verde a IC 4499 e in rosso M3, i punti grigi corrispondono alle stelle della Via Lattea.

ti nelle Tabelle 4.7 e 4.8. L'elemento che presenta una maggior differenza (vedi Fig. 4.4) è il *Ba* che assume i seguenti valori: $[Ba/Fe]_{NGC1904} = +0.46 dex$, $[Ba/Fe]_{IC4499} = +0.30 dex$ e il $[Ba/Fe]_{M3} = +0.57 dex$. È importante sottolineare che il *Ba* dei tre ammassi si discosta in maniera significativa dal trend delle stelle di riferimento, come aspettato per popolazioni nate in ambienti come

le galassie nane ([Lanfranchi et al., 2006]). Oltre al *Ba* anche l'*Y* e il *Nd* sono più abbondanti in M3 rispetto agli altri due ammassi mentre il *La* mostra avere valori molto simili tra di loro. Infine, anche per l'*Eu* si registrano valori leggermente più abbondanti per M3 ma comunque consistenti entro le incertezze, come riportato in Figura 4.5.

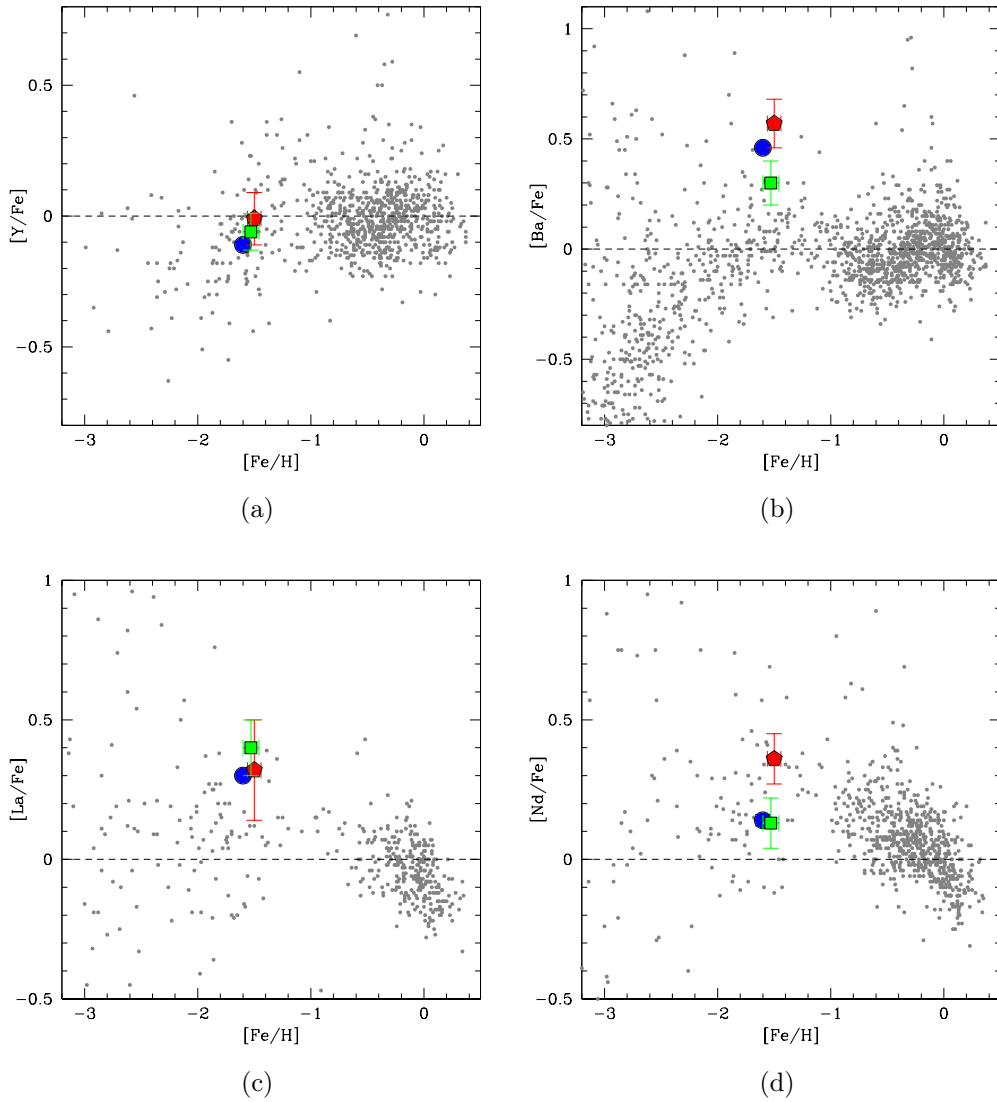


Figura 4.4: Nei grafici sono riportate le abbondanze degli elementi prodotti dal processo *s* come l'*Y* (a), il *Ba* (b), il *La* (c) e il *Nd* (d). Stessi simboli di Fig. 4.1.

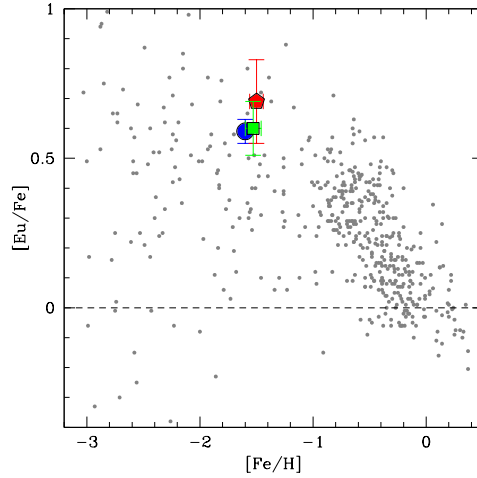


Figura 4.5: Abbondanze medie di $[Eu/Fe]$ in funzione di $[Fe/H]$ per i tre GCs. Stessi simboli di Fig. 4.1.

4.4 Confronto tra i tre ammassi

In figura 4.6 è riportato un grafico che mostra la significatività delle differenze di abbondanze medie di $M3 - NGC1904$ (punti neri), di $IC4499 - NGC1904$ (punti rossi) e di $M3-IC 4499$ (punti verdi) per tutti gli elementi analizzati. Tale grafico presenta quindi le differenze elemento per elemento delle abbondanze di Helmi-GE, Sequoia-GE e Helmi-Sequoia, rispettivamente. Per valutare la significatività statistica di queste differenze, e poter capire se si tratta di differenze reali o trascurabili, tali differenze sono state espresse in unità di σ (calcolato come errore sulle differenze dei rapporti di abbondanza considerati). Queste differenze in unità di σ sono mostrate in Figura 4.6.

Il primo elemento, a partire da bassi numeri atomici, che presenta una differenza significativa è il Ca che indica che NGC 1904 (progenitore Gaia-Enceladus) è l'ammasso con un'abbondanza di questo elemento più elevata di circa 2.2σ rispetto a IC 4499 (progenitore Sequoia) e di circa 3.2σ rispetto a M3 (progenitore Helmi "stream"). Questo risultato è in accordo con il recente lavoro di Matsuno et al. 2021 e con le aspettative legate al fatto che Gaia-Enceladus è il progenitore più massivo dei tre ([Fernández-Alvar et al., 2018]). Anche per il Mn si osserva un valore di IC 4499 inferiore rispetto a NGC 1904 ma il grafico 4.7 mostra che la differenza è consistente con gli errori. Lo stesso discorso lo si può applicare al Co ma con differenze inferiori di circa 1.2σ . Per lo Zn e per il Ba si nota effettivamente una maggior abbondanza di NGC 1904 rispetto a IC 4499 con una differenza rispettivamente di circa 2σ e 1.6σ (Fig. 4.7). Si nota inoltre un andamento maggiore

per gli elementi di cattura neutronica dell'ammasso M3 rispetto a IC 4499.

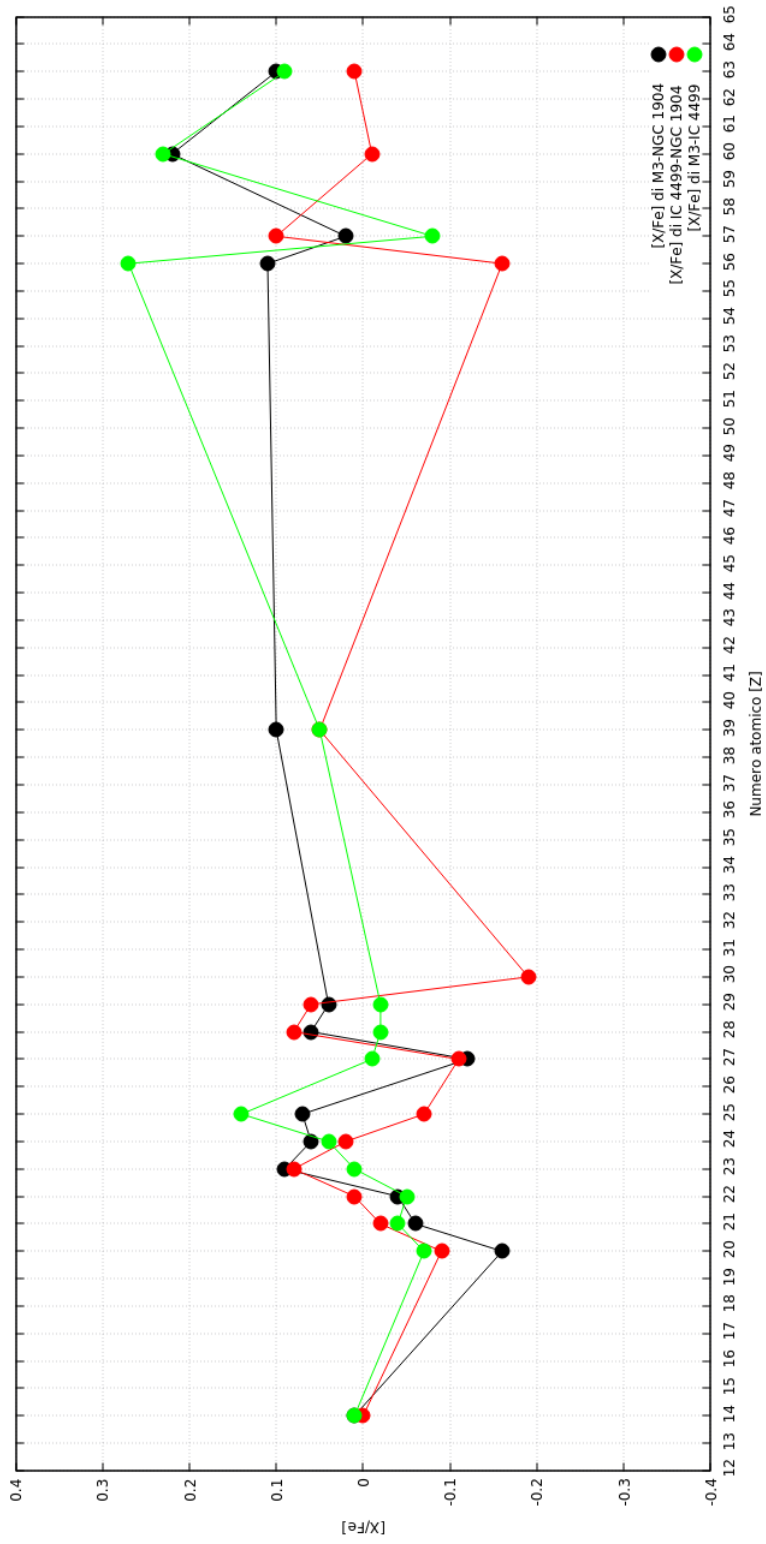


Figura 4.6: Grafico che mostra la differenza delle abbondanze medie in funzione del numero atomico. I punti neri rappresentano le $[X/Fe]_{M3-NGC1904} = [X/Fe]_{NGC1904} - [X/Fe]_{IC4499-NGC1904}$, i punti rossi $[X/Fe]_{IC4499-NGC1904} = [X/Fe]_{IC4499} - [X/Fe]_{NGC1904}$ e i punti verdi $[X/Fe]_{M3-IC4499} = [X/Fe]_{M3} - [X/Fe]_{IC4499}$.

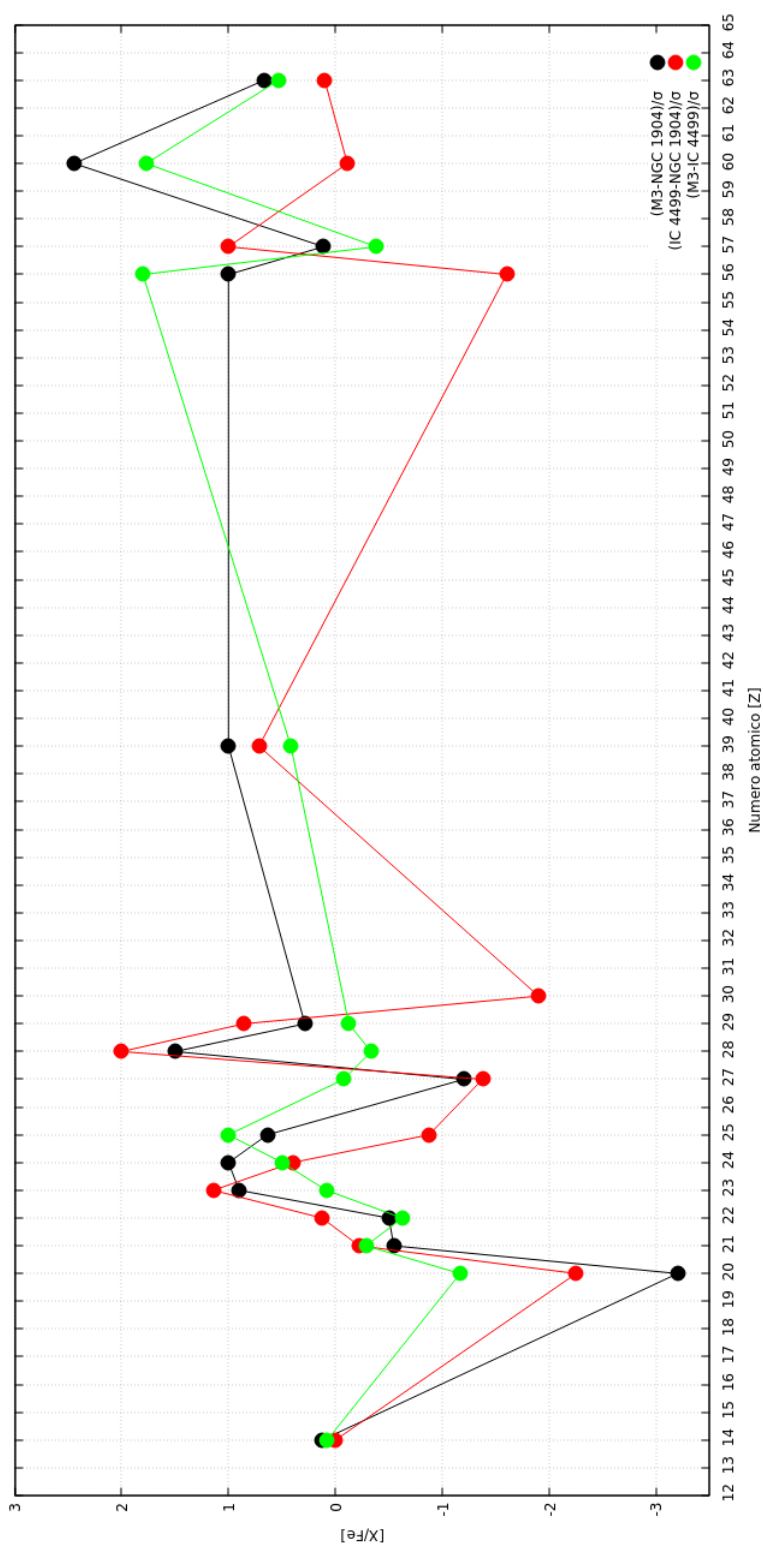


Figura 4.7: Grafico che mostra la differenza in unità di σ delle abbondanze medie in funzione del numero atomico. I punti neri rappresentano $(M3 - NGC1904)/\sigma$, i punti rossi $(IC4499 - NGC1904)/\sigma$ e i punti verdi $(M3 - IC4499)/\sigma$.

NGC 1904			IC 4499			M3		
ID	N°	[Fe/H]	ID	N°	[Fe/H]	ID	N°	[Fe/H]
149	158	-1.65±0.06	S639	106	-1.51±0.07	1015154	88	-1.47±0.06
193	161	-1.62±0.06	S634	95	-1.68±0.08	1129234	97	-1.40±0.06
113	142	-1.70±0.06	S79	104	-1.62±0.07	-	-	-
165	158	-1.65±0.06	S81	51	-1.51±0.08	-	-	-
171	160	-1.63±0.06	S664	83	-1.73±0.08	-	-	-
181	156	-1.68±0.06	S354	106	-1.66±0.06	-	-	-
97	134	-1.69±0.06	-	-	-	-	-	-
191	164	-1.65±0.06	-	-	-	-	-	-
185	155	-1.68±0.06	-	-	-	-	-	-
98	142	-1.70±0.06	-	-	-	-	-	-

Tabella 4.1: In tabella sono riportati per i tre ammassi globulari analizzati in questo studio: l' ID della stella, il numero di righe (N), l'abbondanza di ferro ($[Fe/H]$) e l'incertezza sulla misurazione (σ).

NGC 1904		IC 4499		M3	
ID	[Si/Fe]	ID	[Si/Fe]	ID	[Si/Fe]
149	0.40±0.06	S639	0.32±0.11	1015154	0.46±0.09
193	0.38 ±0.06	S634	0.32±0.15	1129234	0.32±0.07
113	0.41±0.07	S79	0.34±0.11	-	-
165	0.50±0.07	S81	-	-	-
171	0.41±0.07	S664	0.41±0.08	-	-
181	0.42±0.06	S354	0.53±0.06	-	-
97	0.31±0.08	-	-	-	-
191	0.34±0.07	-	-	-	-
185	0.36±0.06	-	-	-	-
98	0.32±0.06	-	-	-	-
Media	0.38±0.05	Media	0.38±0.08	Media	0.39±0.07
ID	[Ca/Fe]	ID	[Ca/Fe]	ID	[Ca/Fe]
149	0.24±0.04	S639	0.25±0.04	1015154	0.20±0.04
193	0.29±0.06	S634	0.12±0.04	1129234	0.02±0.05
113	0.30±0.03	S79	0.22±0.04	-	-
165	0.31±0.03	S81	0.11±0.05	-	-
171	0.28±0.03	S664	0.15±0.05	-	-
181	0.29±0.04	S354	0.21±0.04	-	-
97	0.21±0.08	-	-	-	-
191	0.24±0.04	-	-	-	-
185	0.29±0.03	-	-	-	-
98	0.23±0.03	-	-	-	-
Media	0.27±0.03	Media	0.18±0.05	Media	0.11±0.09

Tabella 4.2: Sono riportate le abbondanze del Mg , Si e del Ca con le loro incertezze per ciascuna stella analizzata dei GCs: NGC 1904, IC 4499 e M3.

NGC 1904		IC 4499		M3	
ID	$[Ti/Fe]$	ID	$[Ti/Fe]$	ID	$[Ti/Fe]$
149	0.11 ± 0.03	S639	0.14 ± 0.05	1015154	0.13 ± 0.06
193	0.15 ± 0.04	S634	0.06 ± 0.04	1129234	0.04 ± 0.05
113	0.13 ± 0.04	S79	0.14 ± 0.05	-	-
165	0.13 ± 0.04	S81	0.11 ± 0.09	-	-
171	0.14 ± 0.03	S664	0.15 ± 0.11	-	-
181	0.14 ± 0.03	S354	0.18 ± 0.05	-	-
97	0.09 ± 0.04	-	-	-	-
191	0.13 ± 0.03	-	-	-	-
185	0.12 ± 0.03	-	-	-	-
98	0.07 ± 0.05	-	-	-	-
Media	0.12 ± 0.02	Media	0.13 ± 0.04	Media	0.08 ± 0.04
ID	$[Ti II/Fe]$	ID	$[Ti II/Fe]$	ID	$[Ti II/Fe]$
149	0.26 ± 0.08	S639	0.21 ± 0.09	1015154	0.14 ± 0.09
193	0.28 ± 0.08	S634	0.27 ± 0.10	1129234	0.35 ± 0.09
113	0.29 ± 0.08	S79	0.23 ± 0.10	-	-
165	0.31 ± 0.08	S81	-	-	-
171	0.28 ± 0.08	S664	0.24 ± 0.10	-	-
181	0.32 ± 0.08	S354	0.26 ± 0.09	-	-
97	0.27 ± 0.09	-	-	-	-
191	0.21 ± 0.08	-	-	-	-
185	0.35 ± 0.09	-	-	-	-
98	0.26 ± 0.09	-	-	-	-
Media	0.28 ± 0.04	Media	0.24 ± 0.02	Media	0.24 ± 0.10

Tabella 4.3: Sono riportate le abbondanze del Ti e del $Ti II$ con le loro incertezze per ciascuna stella analizzata dei GCs: NGC 1904, IC 4499 e M3.

NGC 1904		IC 4499		M3	
ID	[Sc II/Fe]	ID	[Sc II/Fe]	ID	[Sc II/Fe]
149	0.16±0.08	S639	0.12±0.08	1015154	0.12±0.11
193	0.12±0.08	S634	0.11±0.09	1129234	0.08±0.11
113	0.18±0.08	S79	0.12±0.08	-	-
165	0.16±0.08	S81	-	-	-
171	0.16±0.08	S664	0.19±0.11	-	-
181	0.22±0.08	S354	0.17±0.08	-	-
97	0.16±0.09	-	-	-	-
191	0.17±0.08	-	-	-	-
185	-	-	-	-	-
98	0.15±0.09	-	-	-	-
Media	0.16±0.02	Media	0.14±0.03	Media	0.10±0.02
ID	[V/Fe]	ID	[V/Fe]	ID	[V/Fe]
149	-0.15±0.06	S639	-0.06±0.05	1015154	-0.02±0.09
193	-0.12±0.06	S634	-0.22±0.07	1129234	-0.13±0.10
113	-0.16±0.05	S79	-0.06±0.06	-	-
165	-0.14±0.06	S81	-0.03±0.13	-	-
171	-0.13±0.07	S664	0.00±0.07	-	-
181	-0.21±0.05	S354	-0.09±0.06	-	-
97	-0.22±0.03	-	-	-	-
191	-0.10±0.05	-	-	-	-
185	-	-	-	-	-
98	-0.21±0.06	-	-	-	-
Media	-0.16±0.04	Media	-0.08±0.07	Media	-0.07±0.05
ID	[Cr/Fe]	ID	[Cr/Fe]	ID	[Cr/Fe]
149	-0.10±0.03	S639	0.03±0.05	1015154	0.06±0.05
193	-0.09±0.02	S634	-0.20±0.05	1129234	-0.11±0.07
113	-0.08±0.03	S79	-0.03±0.04	-	-
165	-0.08±0.04	S81	-	-	-
171	-0.07±0.03	S664	-0.11±0.06	-	-
181	-0.06±0.03	S354	-0.01±0.04	-	-
97	-0.02±0.04	-	-	-	-
191	-0.13±0.03	-	-	-	-
185	-0.06±0.03	-	-	-	-
98	-0.09±0.03	-	-	-	-
Media	-0.08±0.03	Media	-0.06±0.08	Media	-0.02±0.08

Tabella 4.4: Sono riportate le abbondanze dello *Sc II*, del *V* e del *Cr* con le loro incertezze per ciascuna stella analizzata dei GCs: NGC 1904, IC 4499 e M3.

NGC 1904		IC 4499		M3	
ID	[Mn/Fe]	ID	[Mn/Fe]	ID	[Mn/Fe]
149	-0.39±0.05	S639	-0.40±0.05	1015154	-0.26±0.11
193	-0.42±0.04	S634	-0.60±0.06	1129234	-0.41±0.11
113	-0.40±0.03	S79	-0.44±0.05	-	-
165	-0.35±0.04	S81	-0.44±0.15	-	-
171	-0.42±0.04	S664	-0.43±0.10	-	-
181	-0.38±0.04	S354	-0.50±0.05	-	-
97	-0.42±0.02	-	-	-	-
191	-0.37±0.04	-	-	-	-
185	-	-	-	-	-
98	-0.43±0.05	-	-	-	-
Media	-0.40±0.03	Media	-0.47±0.07	Media	-0.33±0.07
ID	[Co/Fe]	ID	[Co/Fe]	ID	[Co/Fe]
149	0.15±0.05	S639	0.06±0.06	1015154	0.03±0.10
193	0.11±0.05	S634	-0.02±0.07	1129234	0.00±0.10
113	0.17±0.03	S79	0.10±0.05	-	-
165	0.16±0.05	S81	-	-	-
171	0.18±0.05	S664	0.00±0.16	-	-
181	0.09±0.04	S354	-0.03±0.05	-	-
97	0.11±0.03	-	-	-	-
191	0.14±0.05	-	-	-	-
185	-	-	-	-	-
98	0.10±0.04	-	-	-	-
Media	0.13±0.03	Media	0.02±0.05	Media	0.01±0.01
ID	[Ni/Fe]	ID	[Ni/Fe]	ID	[Ni/Fe]
149	-0.10±0.03	S639	0.00±0.03	1015154	-0.04±0.03
193	-0.11±0.03	S634	-0.04±0.04	1129234	-0.06±0.04
113	-0.10±0.03	S79	-0.01±0.03	-	-
165	-0.05±0.03	S81	-0.09±0.09	-	-
171	-0.16±0.03	S664	-0.02±0.04	-	-
181	-0.09±0.03	S354	-0.04±0.03	-	-
97	-0.14±0.03	-	-	-	-
191	-0.11±0.03	-	-	-	-
185	-0.10±0.03	-	-	-	-
98	-0.10±0.03	-	-	-	-
Media	-0.11±0.03	Media	-0.03±0.03	Media	-0.05±0.01

Tabella 4.5: Sono riportate le abbondanze del Mn , Co e del Ni con le loro incertezze per ciascuna stella analizzata dei GCs: NGC 1904, IC 4499 e M3.

NGC 1904		IC 4499		M3	
ID	[Cu/Fe]	ID	[Cu/Fe]	ID	[Cu/Fe]
149	-0.55±0.04	S639	-0.43±0.05	1015154	-0.52±0.14
193	-0.58±0.05	S634	-0.55±0.06	1129234	-0.58±0.13
113	-0.57±0.03	S79	-0.44±0.04	-	-
165	-0.54±0.04	S81	-	-	-
171	-0.53±0.04	S664	-0.52±0.13	-	-
181	-0.74±0.04	S354	-0.69±0.05	-	-
97	-0.60±0.02	-	-	-	-
191	-0.60±0.04	-	-	-	-
185	-	-	-	-	-
98	-0.58±0.05	-	-	-	-
Media	-0.59±0.06	Media	-0.53±0.09	Media	-0.55±0.03
ID	[Zn/Fe]	ID	[Zn/Fe]	ID	[Zn/Fe]
149	-0.02±0.09	S639	-	1015154	-
193	-0.06±0.08	S634	-	1129234	-
113	-0.05±0.09	S79	-0.27±0.09	-	-
165	-0.03±0.08	S81	-	-	-
171	-0.02±0.09	S664	-0.11±0.15	-	-
181	-0.02±0.08	S354	-0.18±0.10	-	-
97	0.06±0.10	-	-	-	-
191	0.07±0.09	-	-	-	-
185	0.09±0.09	-	-	-	-
98	0.00±0.10	-	-	-	-
Media	0.00±0.05	Media	-0.19±0.06	Media	-

Tabella 4.6: Sono riportate le abbondanze del Cu e dello Zn con le loro incertezze per ciascuna stella analizzata dei GCs: NGC 1904, IC 4499 e M3.

NGC 1904		IC 4499		M3	
ID	$[Y II/Fe]$	ID	$[Y II/Fe]$	ID	$[Y II/Fe]$
149	-0.09 ± 0.07	S639	-0.06 ± 0.07	1015154	0.11 ± 0.09
193	-0.11 ± 0.07	S634	-0.15 ± 0.07	1129234	-0.14 ± 0.10
113	-0.13 ± 0.07	S79	-0.13 ± 0.07	-	-
165	-0.11 ± 0.06	S81	-	-	-
171	-0.08 ± 0.07	S664	0.13 ± 0.09	-	-
181	-0.10 ± 0.07	S354	-0.11 ± 0.07	-	-
97	-0.07 ± 0.08	-	-	-	-
191	-0.14 ± 0.07	-	-	-	-
185	-0.15 ± 0.11	-	-	-	-
98	-0.12 ± 0.09	-	-	-	-
Media	-0.11 ± 0.02	Media	-0.06 ± 0.10	Media	-0.01 ± 0.12
ID	$[Ba II/Fe]$	ID	$[Ba II/Fe]$	ID	$[Ba II/Fe]$
149	0.46 ± 0.08	S639	0.30 ± 0.10	1015154	0.67 ± 0.12
193	0.53 ± 0.08	S634	0.21 ± 0.07	1129234	0.48 ± 0.10
113	0.42 ± 0.09	S79	0.24 ± 0.10	-	-
165	0.47 ± 0.08	S81	0.22 ± 0.15	-	-
171	0.45 ± 0.09	S664	0.53 ± 0.11	-	-
181	0.44 ± 0.08	S354	0.32 ± 0.09	-	-
97	0.50 ± 0.10	-	-	-	-
191	0.44 ± 0.08	-	-	-	-
185	-	-	-	-	-
98	0.47 ± 0.13	-	-	-	-
Media	0.46 ± 0.03	Media	0.30 ± 0.11	Media	0.57 ± 0.09
ID	$[La II/Fe]$	ID	$[La II/Fe]$	ID	$[La II/Fe]$
149	0.35 ± 0.07	S639	0.35 ± 0.08	1015154	0.30 ± 0.18
193	0.33 ± 0.06	S634	0.42 ± 0.09	1129234	0.34 ± 0.18
113	0.28 ± 0.06	S79	-	-	-
165	0.30 ± 0.06	S81	-	-	-
171	0.21 ± 0.07	S664	0.57 ± 0.14	-	-
181	0.29 ± 0.06	S354	0.27 ± 0.08	-	-
97	0.37 ± 0.07	-	-	-	-
191	0.34 ± 0.06	-	-	-	-
185	-	-	-	-	-
98	0.31 ± 0.07	-	-	-	-
Media	0.30 ± 0.04	Media	0.40 ± 0.11	Media	0.32 ± 0.02

Tabella 4.7: Sono riportate le abbondanze dell' YI , del BaI e del LaI con le loro incertezze per ciascuna stella analizzata dei GCs: NGC 1904, IC 4499 e M3.

NGC 1904		IC 4499		M3	
ID	[Nd II/Fe]	ID	[Nd II/Fe]	ID	[Nd II/Fe]
149	0.14±0.08	S639	0.05±0.07	1015154	0.38±0.09
193	0.12±0.07	S634	0.09±0.08	1129234	0.35±0.09
113	0.19±0.05	S79	-	-	-
165	0.05±0.08	S81	-	-	-
171	0.07±0.08	S664	0.23±0.14	-	-
181	0.09±0.08	S354	0.17±0.07	-	-
97	0.28±0.08	-	-	-	-
191	0.10±0.08	-	-	-	-
185	-	-	-	-	-
98	0.20±0.07	-	-	-	-
Media	0.14±0.07	Media	0.13±0.07	Media	0.36±0.01
ID	[Eu II/Fe]	ID	[Eu II/Fe]	ID	[Eu II/Fe]
149	0.60±0.09	S639	0.60±0.09	1015154	0.70±0.14
193	0.67±0.08	S634	0.63±0.09	1129234	0.68±0.13
113	0.52±0.07	S79	0.51±0.08	-	-
165	0.48±0.08	S81	-	-	-
171	0.52±0.08	S664	0.60±0.12	-	-
181	0.40±0.08	S354	0.66±0.09	-	-
97	0.64±0.09	-	-	-	-
191	0.72±0.08	-	-	-	-
185	-	-	-	-	-
98	0.73±0.08	-	-	-	-
Media	0.59±0.11	Media	0.60±0.05	Media	0.69±0.01

Tabella 4.8: Sono riportate le abbondanze dell'*NdII* e del *EuII* con le loro incertezze per ciascuna stella analizzata dei GCs: NGC 1904, IC 4499 e M3.

Capitolo 5

Conclusioni

In questo lavoro di tesi sono stati analizzati spettri ad alta risoluzione ($R \sim 47000$) ottenuti con lo spettrografo multi-oggetto FLAMES-UVES del VLT di stelle giganti (RGB), di tre ammassi globulari NGC 1904, IC 4499 e M3. Tali ammassi sono associati rispettivamente a Gaia-Enceladus, Sequoia e Helmi "stream" in base ai dati cinematici forniti dalla missione spaziale Gaia ([Massari et al., 2019]). I tre ammassi oltre ad essere associati a progenitori diversi, hanno simile metallicità. Lo scopo di questo lavoro è stato di eseguire un confronto differenziale tra la chimica, elemento per elemento, di questi tre GCs nel tentativo di evidenziare eventuali differenze che rispecchino diverse storie di arricchimento chimico dei loro progenitori.

I principali risultati trovati sono:

- Non è evidente una sistematica differenza dal punto di vista chimico a metallicità intorno a $[Fe/H] \sim -1.5$ tra i tre GCs. D'altra parte, Ca , Zn e Ba mostrano differenze statisticamente significative che possono suggerire una differenza nelle storie di arricchimento chimico. In particolare, $[Ca/Fe]$ di IC 4499 (Sequoia) e di M3 (Helmi streams) risultano più bassi di NGC 1904 (Gaia-Enceladus). Questo è in accordo col fatto che sistemi meno massivi come Sequoia e Helmi stream dovrebbero essere caratterizzati da arricchimenti chimici più lenti. Questo risultato è consistente con quello di [Matsuno et al., 2021] per le stelle associate a Sequoia.
- Un interessante risultato è che $[Zn/Fe]$ di IC 4499 (Sequoia) è significativamente più basso di quello di NGC 1904 (Gaia-Enceladus), con una differenza media di $\sim 0.2 dex$. Lo zinco è prodotto principalmente dalle HNe e quindi in sistemi con bassa formazione stellare cala sensibilmente. $[Zn/Fe]$ è infatti stato proposto come un diagnostico molto più potente di $[\alpha/Fe]$ dell'efficienza di formazione stellare ([Minelli et al., 2021], [Mucciarelli et al., 2021a]).

- Non si nota la differenza sistematica di 0.1 *dex* negli elementi di Sequoia rispetto a Gaia-Enceladus trovata da [Matsuno et al., 2021]. Questo potrebbe indicare che a $[Fe/H] \sim -1.5$ i tre progenitori abbiano avuto storie di arricchimento chimico paragonabili.
- La storia di arricchimento dei tre progenitori analizzati qui, tramite tre GCs ad essi associati, si è rivelata tracciata in maniera simile da diversi elementi chimici. Maggiori discrepanze potrebbero però rilevarsi ad un diverso regime di metallicità, che si discosti dal ristretto intervallo attorno a $[Fe/H] = -1.5$ campionato dai tre ammassi. Futuri studi saranno quindi mirati a stelle più ricche di metalli, nella speranza che tali discrepanze possano essere utilizzate per risolvere i casi in cui le associazioni dinamiche tra ammassi e progenitori sono più incerte.
- Il confronto tra abbondanze chimiche ottenute in maniera omogenea è uno degli strumenti più potenti a nostra disposizione per caratterizzare differenze anche piccole tra stelle di progenitori diversi. Analisi future devono basarsi su spettri di qualità maggiore (almeno per il caso di M3) per ridurre ulteriormente gli errori e valutare meglio la significatività delle differenze chimiche osservate.

Bibliografía

- [Ahn et al., 2014] Ahn, C. P., Alexandroff, R., Prieto, C. A., Anders, F., Anderson, S. F., Anderton, T., Andrews, B. H., Aubourg, É., Bailey, S., Bastien, F. A., et al. (2014). The tenth data release of the sloan digital sky survey: First spectroscopic data from the sdss-iii apache point observatory galactic evolution experiment. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 211(2):17. 6
- [Alves-Brito et al., 2010] Alves-Brito, A., Melendez, J., Asplund, M., Ramírez, I., and Yong, D. (2010). Chemical similarities between galactic bulge and local thick disk red giants: O, na, mg, al, si, ca, and ti. *Astronomy & Astrophysics*, 513:A35. 2
- [Babusiaux et al., 2018] Babusiaux, C., van Leeuwen, F., Barstow, M., Jordi, C., Vallenari, A., Bossini, D., Bressan, A., Cantat-Gaudin, T., Van Leeuwen, M., Brown, A., et al. (2018). Gaia data release 2-observational hertzsprung-russell diagrams. *Astronomy & Astrophysics*, 616:A10. 5
- [Bastian and Lardo, 2018] Bastian, N. and Lardo, C. (2018). Multiple stellar populations in globular clusters. *Annual review of Astronomy and Astrophysics*, 56:83–136. 49
- [Bellazzini et al., 2020] Bellazzini, M., Ibata, R., Malhan, K., Martin, N., Famaey, B., and Thomas, G. (2020). Globular clusters in the sagittarius stream-revising members and candidates with gaia dr2. *Astronomy & Astrophysics*, 636:A107. 13
- [Binney and Tremaine, 2011] Binney, J. and Tremaine, S. (2011). *Galactic dynamics*, volume 13. Princeton university press. 4
- [Blackwell et al., 1980] Blackwell, D. E., Petford, A. D., and Shallis, M. (1980). Use of the infra-red flux method for determining stellar effective temperatures and angular diameters-the stellar temperature scale. *Astronomy and Astrophysics*, 82:249–252. 30

- [Blackwell and Shallis, 1977] Blackwell, D. E. and Shallis, M. (1977). Stellar angular diameters from infrared photometry. application to arcturus and other stars; with effective temperatures. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 180(2):177–191. 30
- [Böhm-Vitense, 1958] Böhm-Vitense, E. (1958). Über die wasserstoffkonvektionszone in sternern verschiedener effektivtemperaturen und leuchtkräfte. mit 5 textabbildungen. *Zeitschrift für Astrophysik*, 46:108. 36
- [Brown et al., 2018] Brown, A., Vallenari, A., Prusti, T., De Bruijne, J., Babusiaux, C., Bailer-Jones, C., Biermann, M., Evans, D. W., Eyer, L., Jansen, F., et al. (2018). Gaia data release 2-summary of the contents and survey properties. *Astronomy & astrophysics*, 616:A1. 4
- [Busso et al., 1999] Busso, M., Gallino, R., and Wasserburg, G. (1999). Nucleosynthesis in asymptotic giant branch stars: Relevance for galactic enrichment and solar system formation. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 37(1):239–309. 52
- [Collaboration et al., 2021] Collaboration, G., Antoja, T., McMillan, P., Kordopatis, G., Ramos, P., Helmi, A., Balbinot, E., Cantat-Gaudin, T., Chemin, L., Figueras, F., et al. (2021). Gaia early data release 3: The galactic anticentre. 23, 24
- [Collaboration et al., 2018] Collaboration, G. et al. (2018). VizieR online data catalog: Gaia dr2 (gaia collaboration, 2018). *VizieR Online Data Catalog*, pages I–345. 5, 6
- [Fernández-Alvar et al., 2018] Fernández-Alvar, E., Carigi, L., Schuster, W. J., Hayes, C. R., Ávila-Vergara, N., Majewski, S. R., Prieto, C. A., Beers, T. C., Sánchez, S. F., Zamora, O., et al. (2018). Disentangling the galactic halo with apogee. ii. chemical and star formation histories for the two distinct populations. *The Astrophysical Journal*, 852(1):50. 56
- [Gaia and Bono, 2016] Gaia, C. and Bono, G. (2016). Gaia data release 1. summary of the astrometric, photometric, and survey properties. 24
- [Gaia et al., 2018] Gaia, C., Brown, A., Vallenari, A., Prusti, T., De Bruijne, J., Babusiaux, C., Juhász, Á., Marschalló, G., Marton, G., Molnár, L., et al. (2018). Gaia data release 2 summary of the contents and survey properties. *Astronomy & Astrophysics*, 616(1). 2, 4, 6, 32

- [Gilmore and Wyse, 1991] Gilmore, G. and Wyse, R. F. (1991). Chemical evolution with bursts of star formation—element ratios in dwarf galaxies. *The Astrophysical Journal*, 367:L55–L58. 50
- [Harris, 1996] Harris, W. E. (1996). A catalog of parameters for globular clusters in the milky way. *The Astronomical Journal*, 112:1487. 1
- [Harris, 2010] Harris, W. E. (2010). A new catalog of globular clusters in the milky way. *arXiv preprint arXiv:1012.3224*. 32
- [Helmi, 2020] Helmi, A. (2020). Streams, substructures, and the early history of the milky way. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 58:205–256. 4
- [Helmi et al., 2018] Helmi, A., Babusiaux, C., Koppelman, H. H., Massari, D., Veljanoski, J., and Brown, A. G. (2018). The merger that led to the formation of the milky way’s inner stellar halo and thick disk. *Nature*, 563(7729):85–88. 6, 8, 15, 16
- [Helmi and Tim de Zeeuw, 2000] Helmi, A. and Tim de Zeeuw, P. (2000). 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. 4, 6
- [Helmi et al., 1999] Helmi, A., White, S. D., De Zeeuw, P. T., and Zhao, H. (1999). Debris streams in the solar neighbourhood as relicts from the formation of the milky way. *Nature*, 402(6757):53–55. 9
- [Ibata et al., 1994] Ibata, R., Gilmore, G., and Irwin, M. (1994). A dwarf satellite galaxy in sagittarius. *Nature*, 370(6486):194–196. 5
- [Koppelman et al., 2018] Koppelman, H., Helmi, A., and Veljanoski, J. (2018). One large blob and many streams frosting the nearby stellar halo in gaia dr2. *The Astrophysical Journal Letters*, 860(1):L11. 7, 10
- [Koppelman et al., 2020] Koppelman, H. H., Bos, R. O., and Helmi, A. (2020). The messy merger of a large satellite and a milky way-like galaxy. *Astronomy & Astrophysics*, 642:L18. 6
- [Koppelman et al., 2019] Koppelman, H. H., Helmi, A., Massari, D., Price-Whelan, A. M., and Starkenburg, T. K. (2019). Multiple retrograde substructures in the galactic halo: A shattered view of galactic history. *Astronomy & Astrophysics*, 631:L9. 9, 10, 11, 14

- [Kruijssen et al., 2019] Kruijssen, J. D., Pfeffer, J. L., Reina-Campos, M., Crain, R. A., and Bastian, N. (2019). The formation and assembly history of the milky way revealed by its globular cluster population. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 486(3):3180–3202. 17
- [Kurucz, 2005] Kurucz, R. L. (2005). Atlas12, synthe, atlas9, width9, et cetera. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 8:14. 29, 36
- [Lach et al., 2020] Lach, F., Röpke, F., Seitenzahl, I., Coté, B., Gronow, S., and Ruiter, A. (2020). Nucleosynthesis imprints from different type ia supernova explosion scenarios and implications for galactic chemical evolution. *Astronomy & Astrophysics*, 644:A118. 52
- [Lanfranchi et al., 2006] Lanfranchi, G. A., Matteucci, F., and Cescutti, G. (2006). The evolution of barium and europium in local dwarf spheroidal galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 365(2):477–488. 55
- [Law and Majewski, 2010] Law, D. R. and Majewski, S. R. (2010). The sagittarius dwarf galaxy: a model for evolution in a triaxial milky way halo. *The Astrophysical Journal*, 714(1):229. 13
- [Leaman et al., 2013] Leaman, R., VandenBerg, D. A., and Mendel, J. T. (2013). The bifurcated age–metallicity relation of milky way globular clusters and its implications for the accretion history of the galaxy. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 436(1):122–135. 11
- [Leung and Nomoto, 2018] Leung, S.-C. and Nomoto, K. (2018). Explosive nucleosynthesis in near-chandrasekhar-mass white dwarf models for type ia supernovae: dependence on model parameters. *The Astrophysical Journal*, 861(2):143. 52
- [Leung and Nomoto, 2020] Leung, S.-C. and Nomoto, K. (2020). Explosive nucleosynthesis in sub-chandrasekhar-mass white dwarf models for type ia supernovae: Dependence on model parameters. *The Astrophysical Journal*, 888(2):80. 52
- [Licquia and Newman, 2015] Licquia, T. C. and Newman, J. A. (2015). Improved estimates of the milky way’s stellar mass and star formation rate from hierarchical bayesian meta-analysis. *The Astrophysical Journal*, 806(1):96. 1
- [Lin et al., 2010] Lin, L., Cooper, M. C., Jian, H.-Y., Koo, D. C., Patton, D. R., Yan, R., Willmer, C. N., Coil, A. L., Chiueh, T., Croton, D. J., et al. (2010). Where do wet, dry, and mixed galaxy mergers occur? a study of the environments of close galaxy pairs in the deep2 galaxy redshift survey. *The Astrophysical Journal*, 718(2):1158. 3

- [Mackereth and Bovy, 2020] Mackereth, J. T. and Bovy, J. (2020). Weighing the stellar constituents of the galactic halo with apogee red giant stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 492(3):3631–3646. 2
- [Massari et al., 2019] Massari, D., Koppelman, H. H., and Helmi, A. (2019). Origin of the system of globular clusters in the milky way. *Astronomy & Astrophysics*, 630:L4. I, 11, 13, 14, 15, 16, 17, 18, 69
- [Massari et al., 2017] Massari, D., Posti, L., Helmi, A., Fiorentino, G., and Tolstoy, E. (2017). The power of teaming up hst and gaia: the first proper motion measurement of the distant cluster ngc 2419. *Astronomy & Astrophysics*, 598:L9. 13
- [Matsuno et al., 2021] Matsuno, T., Koppelman, H. H., Helmi, A., Aoki, W., Ishigaki, M. N., Suda, T., Yuan, Z., and Hattori, K. (2021). High-precision chemical abundances of galactic building blocks. the distinct chemical abundance sequence of sequoia. *arXiv preprint arXiv:2111.15423*. I, I, 69, 70
- [Matteucci and Brocato, 1990] Matteucci, F. and Brocato, E. (1990). Metallicity distribution and abundance ratios in the stars of the galactic bulge. *The Astrophysical Journal*, 365:539–543. 50
- [McCall, 2004] McCall, M. L. (2004). On determining extinction from reddening. *The Astronomical Journal*, 128(5):2144. 32
- [Miglio et al., 2021] Miglio, A., Chiappini, C., Mackereth, J., Davies, G., Brogaard, K., Casagrande, L., Chaplin, W., Girardi, L., Kawata, D., Khan, S., et al. (2021). Age dissection of the milky way discs: Red giants in the kepler field. *Astronomy & Astrophysics*, 645:A85. 4
- [Minelli et al., 2021] Minelli, A., Mucciarelli, A., Massari, D., Bellazzini, M., Romano, D., and Ferraro, F. R. (2021). A new set of chisels for galactic archeology: Sc, v, and zn as taggers of accreted globular clusters. *The Astrophysical Journal Letters*, 918(2):L32. I, 69
- [Mucciarelli, 2013] Mucciarelli, A. (2013). 4dao cookbook. *arXiv preprint arXiv:1311.1403*. 40
- [Mucciarelli et al., 2021a] Mucciarelli, A., Bellazzini, M., and Massari, D. (2021a). Exploiting the gaia edr3 photometry to derive stellar temperatures. *Astronomy & Astrophysics*, 653:A90. 30, 31, 45, 69
- [Mucciarelli et al., 2021b] Mucciarelli, A., Monaco, L., Bonifacio, P., Salaris, M., Saviane, I., Lanzoni, B., Momany, Y., and Curto, G. L. (2021b). Curiouser

and curiouser: the peculiar chemical composition of the li/na-rich star in omega centauri. *arXiv preprint arXiv:2106.04643*. 44

- [Mucciarelli et al., 2013] Mucciarelli, A., Pancino, E., Lovisi, L., Ferraro, F. R., and Lapenna, E. (2013). Gala: an automatic tool for the abundance analysis of stellar spectra. *The Astrophysical Journal*, 766(2):78. 41
- [Myeong et al., 2019] Myeong, G., Vasiliev, E., Iorio, G., Evans, N., and Belokurov, V. (2019). Evidence for two early accretion events that built the milky way stellar halo. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 488(1):1235–1247. 10, 12, 16, 17
- [Ness et al., 2013] Ness, M., Freeman, K., Athanassoula, E., Wylie-de Boer, E., Bland-Hawthorn, J., Asplund, M., Lewis, G. F., Yong, D., Lane, R., Kiss, L., et al. (2013). Argos-iv. the kinematics of the milky way bulge. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 432(3):2092–2103. 2
- [Pasquini et al., 2002] Pasquini, L., Avila, G., Blecha, A., Cacciari, C., Cayatte, V., Colless, M., Damiani, F., De Propris, R., Dekker, H., Di Marcantonio, P., et al. (2002). Installation and commissioning of flames, the vlt multifibre facility. *The Messenger*, 110:1–9. 20
- [Posti and Helmi, 2019] Posti, L. and Helmi, A. (2019). Mass and shape of the milky way’s dark matter halo with globular clusters from gaia and hubble. *Astronomy & Astrophysics*, 621:A56. 1
- [Robertson et al., 2005] Robertson, B., Bullock, J. S., Font, A. S., Johnston, K. V., and Hernquist, L. (2005). λ cold dark matter, stellar feedback, and the galactic halo abundance pattern. *The Astrophysical Journal*, 632(2):872. 3
- [Romano et al., 2010] Romano, D., Karakas, A. I., Tosi, M., and Matteucci, F. (2010). Quantifying the uncertainties of chemical evolution studies-ii. stellar yields. *Astronomy & Astrophysics*, 522:A32. 52
- [Sbordone et al., 2004] Sbordone, L., Bonifacio, P., Castelli, F., and Kurucz, R. (2004). Atlas and synthe under linux. *arXiv preprint astro-ph/0406268*. 36
- [Searle and Zinn, 1978] Searle, L. and Zinn, R. (1978). Compositions of halo clusters and the formation of the galactic halo. *The Astrophysical Journal*, 225:357–379. 11
- [Skrutskie et al., 2006] Skrutskie, M., Cutri, R., Stiening, R., Weinberg, M., Schneider, S., Carpenter, J., Beichman, C., Capps, R., Chester, T., Elias, J., et al. (2006). The two micron all sky survey (2mass). *The Astronomical Journal*, 131(2):1163. 30

- [Sohn et al., 2018] Sohn, J., Geller, M. J., Rines, K. J., Hwang, H. S., Utsumi, Y., and Diaferio, A. (2018). The hectomap cluster survey. i. redmapper clusters. *The Astrophysical Journal*, 856(2):172. 13
- [Stetson and Pancino, 2008] Stetson, P. B. and Pancino, E. (2008). Daospec: An automatic code for measuring equivalent widths in high-resolution stellar spectra. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 120(874):1332. 38, 40
- [Tinsley, 1979] Tinsley, B. (1979). Stellar lifetimes and abundance ratios in chemical evolution. *The Astrophysical Journal*, 229:1046–1056. 50
- [Villalobos and Helmi, 2008] Villalobos, Á. and Helmi, A. (2008). Simulations of minor mergers–i. general properties of thick discs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 391(4):1806–1827. 6, 8
- [Woosley and Weaver, 1995] Woosley, S. and Weaver, T. A. (1995). The evolution and explosion of massive stars ii: Explosive hydrodynamics and nucleosynthesis. Technical report, Lawrence Livermore National Lab.(LLNL), Livermore, CA (United States). 50