

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

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

Chemical tagging di due ammassi globulari galattici ad alta metallicità

Relatore:
Prof. Alessio Mucciarelli

Candidato:
Giacomo Romiti

Sessione IV
Anno Accademico 2022/2023

Sommario

Contesto Il moderno approccio dell’archeologia galattica punta a ricostruire la storia evolutiva della Via Lattea (MW—*Milky Way*) a partire dalle informazioni-fossili ottenibili dalle stelle più vecchie nella nostra Galassia. Secondo il modello cosmologico Λ -CDM, oggi largamente riconosciuto, le galassie massicce dell’universo odierno—come la nostra Via Lattea—si sarebbero formate secondo uno scenario di *merging* gerarchico, tramite l’accrecimento di galassie originariamente più piccole (White and Rees, 1978). Questo ambito è stato messo in luce negli ultimi anni dalla *survey Gaia* (Gaia Collaboration et al. (2016b)), cfr. sezione 2.1.1, che ha fornito informazioni dello spazio delle fasi 6D per un enorme numero di stelle della MW, aprendo le porte ad un accurato metodo di identificazione delle componenti galattiche—basato sul calcolo delle orbite stellari—, tra le quali i possibili resti di sistemi che hanno partecipato a fenomeni di *merging*.

Sfruttando i dati Gaia, sotto l’assunzione che gli ammassi globulari (GC) abbiano seguito lo stesso percorso evolutivo delle stelle di campo nel corso dei *merger* sperimentati dalla Galassia, Massari et al. (2019) hanno associato dinamicamente il 35% degli ammassi globulari galattici con quelle che vengono identificate come componenti fondamentali non originarie della Galassia (cfr. sezione 1.3). In molte situazioni, le incertezze nelle proprietà dinamiche degli ammassi non permettono di associare in maniera sicura un ammasso globulare ad un dato progenitore. Per ovviare a tali incertezze è utile sfruttare dati diversi da quelli dinamici: la chimica degli ammassi globulari assume dunque un ruolo centrale nella ricostruzione della storia evolutiva della Galassia. Proprio in questo contesto si inserisce questo progetto di tesi, il cui scopo è analizzare chimicamente due ammassi globulari, uno con caratteristiche dinamiche *in situ* e l’altro con caratteristiche che non ne permettono una chiara classificazione.

Metodo La composizione chimica di una stella è necessariamente figlia dell'ambiente in cui essa si è formata, in particolare della sua storia di arricchimento chimico e del tasso di formazione stellare della galassia ospite. Alla luce di ciò, dovrebbe essere possibile etichettare stelle formatesi in ambienti simili, plausibilmente stessi sistemi stellari. Questo tipo di analisi—noto come *chemical tagging* (Freeman and Bland-Hawthorn, 2002)—può fornire informazioni sull'origine di stelle o ammassi e viene qui applicata per due ammassi globulari ad alta metallicità situati nella nostra Galassia.

Tutti i fenomeni di *merging* della nostra Galassia sono avvenuti con sistemi decisamente meno massivi di essa (Helmi, 2020); da ciò consegue che le sotto-strutture che troviamo oggi debbano necessariamente avere delle abbondanze chimiche più basse rispetto a stelle della MW con simile $[\text{Fe}/\text{H}]$, data la diversa *star formation history* (SFH). In particolare per stelle con $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$ (come quelle dei due ammassi studiati in questo lavoro), gli elementi del picco del ferro—prodotti principalmente da stelle massive—sono ottimi diagnostici per distinguere stelle formatesi *in situ* e accresciute.

Conclusioni Sono state calcolate le abbondanze chimiche degli ammassi NGC 6624 e NGC 6316 per diversi elementi α , del picco del ferro e da catture neutroniche. Ciò che è stato osservato è un'impressionante somiglianza tra la composizione chimica dei due ammassi, che ne suggerisce l'origine nello stesso progenitore. Confronti con la chimica di altri ammassi globulari galattici e stelle di campo, galattiche e non, portano a confermare l'origine *in situ* di NGC 6624 e, di conseguenza, ad assegnare la stessa origine anche a NGC 6316.

Indice

1 Storia di formazione della Via Lattea	1
1.1 Via Lattea	1
1.2 Componenti extra-galattiche della Via Lattea	4
1.2.1 Gaia-Enceladus	4
1.2.2 Helmi <i>streams</i>	6
1.2.3 Sagittario	6
1.2.4 Sequoia	7
1.3 Ammassi Globulari	7
1.3.1 GC-Via Lattea	7
1.3.2 GC-progenitore extragalattico	9
1.4 Un approccio alternativo per identificare ammassi accresciuti	10
2 Strumentazione e dati	13
2.1 Dati fotometrici	13
2.1.1 Gaia	13
2.2 Dati spettroscopici	15
2.2.1 VLT-UVES	16
3 Analisi chimica	19
3.1 Calcolo dei parametri atmosferici	19
3.2 Calcolo degli spettri sintetici e selezione delle righe	23
3.3 Calcolo dell' <i>equivalent width</i> : DAOSPEC	24
3.3.1 Continuo	26
3.4 Calcolo delle abbondanze chimiche: GALA	27
3.4.1 Velocità di microturbolenza	27
3.5 Spettro-sintesi: SALVADOR	28
3.6 Incertezza sulle misure dei rapporti di abbondanza	29
4 Risultati e discussione	33
4.1 Elementi α	35
4.2 Elementi del picco del Fe	37
4.3 Elementi da catture neutroniche	39
4.4 Sodio	42

4.5 Relazione età-metallicità	43
4.6 Conclusioni	44
Appendice	45

Capitolo 1

Storia di formazione della Via Lattea

1.1 Via Lattea

La Via Lattea è una galassia spirale (SBbc) con una massa stellare di circa $5 \times 10^{10} M_{\odot}$ su una massa totale di $10 \times 10^{12} M_{\odot}$, contenente circa 150 ammassi globulari (Harris, 1996).

Si fornisce qui una breve descrizione delle principali componenti stellari:

- Il disco sottile è il sito in cui avviene attualmente formazione stellare, con un tasso stimato di circa $1.6 M_{\odot} yr^{-1}$ (Licquia and Newman, 2015); esso è supportato rotazionalmente e le orbite delle stelle che lo popolano sono per lo più circolari. La sua funzione di distribuzione di metallicità è piccata a $[Fe/H] \sim 0 dex$ e la si può osservare in figura 1.2 (pannello inferiore).
- Il disco spesso è una componente più diffusa e cinematicamente calda; le sue stelle sono più vecchie di quelle del disco sottile. Differisce inoltre dal disco sottile sia per la funzione di distribuzione di metallicità, il cui picco è a metallicità inferiori, $[Fe/H] \sim -0.5 dex$ (fig. 1.2, pannello superiore), sia per la composizione chimica, come può testimoniare, ad esempio, il piano $[\alpha/Fe] - [Fe/H]$ (Bensby et al. (2003), Fuhrmann (2011)), che dimostra la diversità delle loro storie di formazione stellare.
- Il *bulge* è la componente concentrata al centro della Galassia, le cui osservazioni sono rese spesso difficili, specie in bande ottiche e blu, a causa del forte assorbimento lungo la linea di vista. Per gran parte, il *bulge* è organizzato in una struttura triassiale rotante, denominata barra. Studi spettroscopici mostrano che le popolazioni presenti nelle regioni centrali sono piuttosto variegate (Ness et al., 2013): alcune sono

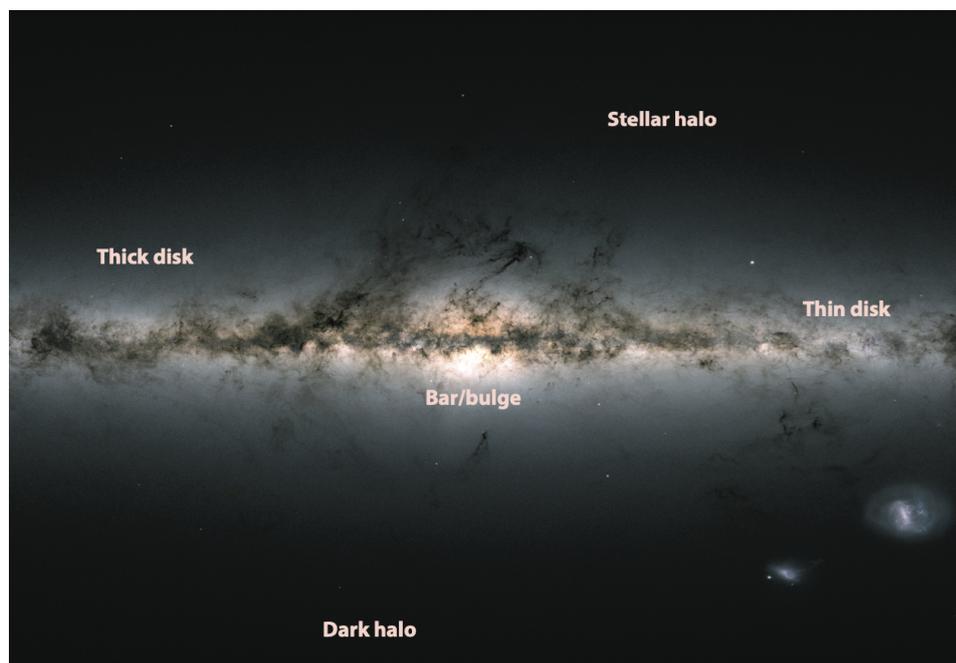


Figura 1.1: La Via Lattea e le sue principali componenti.

Questa immagine è stata ottenuta grazie alla *Data Release 2* di *Gaia* (Gaia Collaboration et al., 2018).

Crediti: ESA/Gaia/DPAC, CC BY-SA 3.0 IGO.

molto vecchie e metalliche, altre sono più simili ad altre componenti galattiche.

- L'alone è la componente più estesa. Stime recenti suggeriscono una massa totale di circa $1.3 \times 10^9 M_{\odot}$ (Deason et al. (2019), Mackereth and Bovy (2020)). Le stelle che lo popolano sono vecchie e povere di metalli.

Le varie componenti della Via Lattea hanno caratteristiche individuali ben distinte, non solo a livello di distribuzione spaziale, ma differiscono anche in cinematica, età e distribuzione chimica, mostrando come tali componenti siano effettivamente distinte a livello della loro fisica. Le stelle che compongono suddette componenti contengono dunque informazioni sui vari processi che hanno contribuito a rendere la Galassia ciò che possiamo osservare e studiare oggi.

Nello scenario del modello cosmologico Λ -CDM, attualmente accettato, una galassia massiva come la nostra si sarebbe formata secondo processi di *merging* gerarchico, tramite sequenze di accrescimento di galassie originariamente più piccole (White and Rees, 1978). In questo contesto, i resti-fossili di tali processi costituiscono ad oggi parte integrante della nostra Galassia,

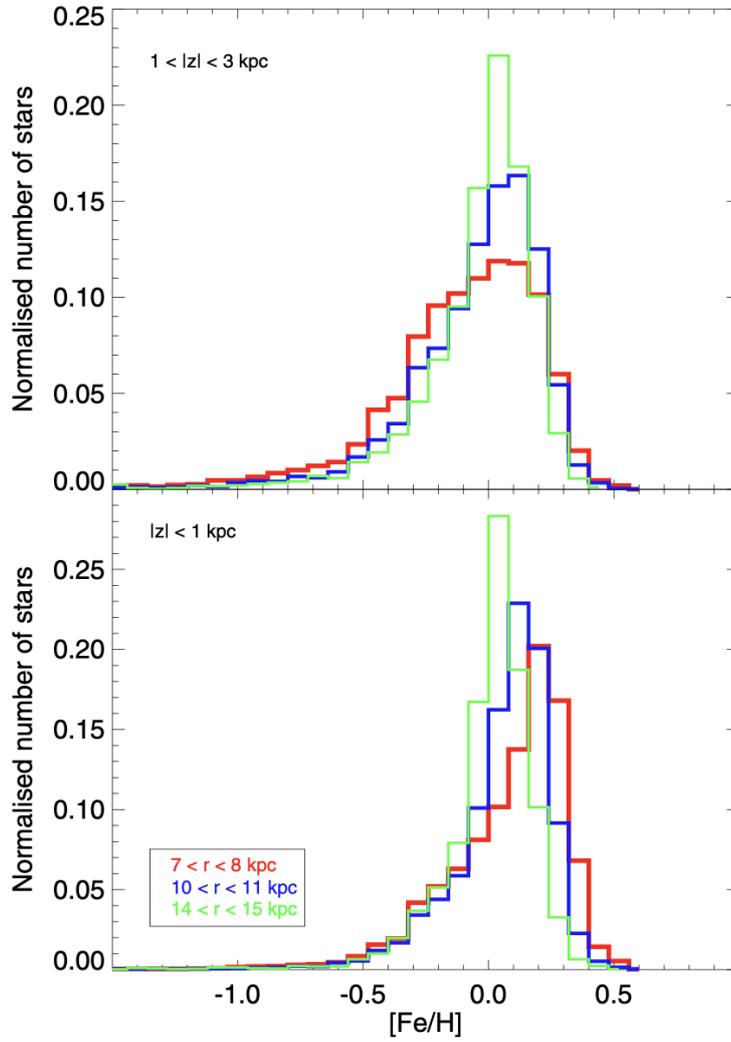


Figura 1.2: Funzione di distribuzione di metallicità del disco sottile ($|z| < 1 \text{ kpc}$, pannello inferiore) e del disco spesso ($1 < |z| < 3 \text{ kpc}$, pannello superiore), i diversi colori corrispondono a diversi *bin* radiali come indicato nella legenda. Crediti: [Miranda et al. \(2016\)](#).

mantenendo ciononostante alcune caratteristiche dei sistemi originali, quali, ad esempio, proprietà chimiche o cinematiche.

1.2 Componenti extra-galattiche della Via Lattea

In questo capitolo vengono descritte le principali sotto-strutture note presenti nella Galassia e come gli integrali del moto (IoM) a loro associati possano fornire, grazie alla loro conservazione nel tempo, dei vincoli dinamici per l'associazione di un ammasso globulare al suo ambiente di formazione.

Con l'avvento dei più precisi dati di *Gaia* (cfr. sezione 2.1.1), infatti, è stato possibile calcolare gli IoM per un numero molto più elevato di stelle, permettendo di estendere questo studio dinamico ad un più vasto campione stellare.

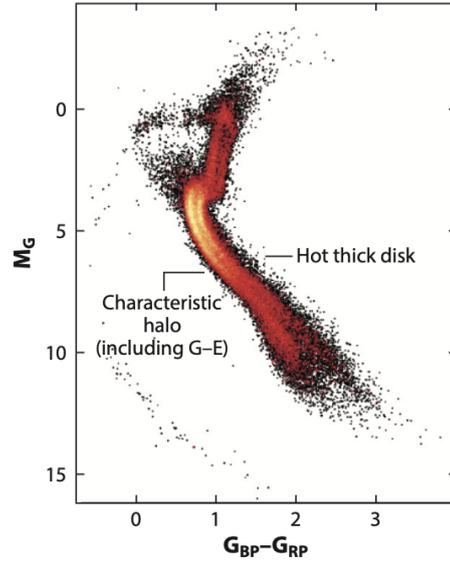
Lo spazio degli integrali del moto a cui si fa riferimento è quello definito dall'energia E , dal momento angolare lungo l'asse Galattico L_Z e dal momento angolare perpendicolare all'asse Galattico L_\perp (Massari et al., 2019); quest'ultimo, sebbene non rispetti appieno la conservazione in un potenziale assi-simmetrico come quello della Via Lattea, può comunque aiutare nel distinguere gruppi di stelle o ammassi con origini simili (Helmi and de Zeeuw, 2000), anche qualora il potenziale sia cambiato nel tempo (Peñarrubia et al., 2006), (Gómez et al., 2013)).

1.2.1 Gaia-Enceladus

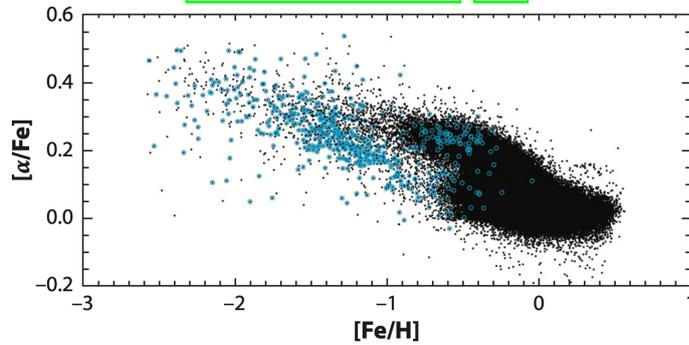
Un'importante frazione delle stelle di alone nelle vicinanze del Sole sembrerebbe essere costituita da detriti di un unico oggetto, a cui è stato dato il nome di Gaia-Enceladus (Helmi et al., 2018). Si tratta di stelle con metallicità tipiche del disco spesso, ma con cinematiche attribuibili all'alone (i.e. con velocità tangenziali $V_T \geq 200 \text{ km s}^{-1}$); tale distinzione a livello cinematico è stata osservata chiaramente grazie alla *Gaia Data Release 2* (DR2, Gaia Collaboration et al., 2020), sebbene la presenza di stelle con queste caratteristiche fosse già nota in precedenza. Grazie ai nuovi dati, Gaia Collaboration et al. (2018) hanno mostrato la presenza di due sequenze ben distinte nel diagramma colore-magnitudine (assoluta), come si può osservare in figura 1.3a, evidenziando la presenza di due popolazioni che si differenziano per età e composizione chimica.

Selezionando le stesse stelle, Helmi et al. (2018) hanno mostrato come esse definiscano una sequenza chimica estesa e popolata nel piano $[\alpha/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$ che si distacca da quella del disco spesso di almeno 1 dex in $[\text{Fe}/\text{H}]$ e di 0.1–0.2 dex in $[\alpha/\text{Fe}]$ alla stessa metallicità (fig. 1.3b).

Le informazioni chimiche appena citate confermano che le stelle in questione provengono effettivamente da una popolazione diversa da quella formata *in-situ* nella nostra Galassia e sono dunque state accresciute. Fernandez-Alvar et al. (2018) hanno inoltre mostrato come la loro sequenza chimica



(a) Il Diagramma Colore-Magnitudine (CMD) di Gaia-Enceladus per stelle selezionate con proprietà cinematiche da alone. Crediti: [Gaia Collaboration et al. \(2018\)](#).



(b) Piano chimico $[\alpha/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$, la sequenza in blu corrisponde a stelle di disco spesso con proprietà orbitali da alone cinematicamente caldo. Crediti: [Helmi et al. \(2018\)](#).

Figura 1.3: Gaia-Enceladus.

possa essere riprodotta da stelle formatesi in un sistema con SFR (*Star Formation Rate*) medio di $0.3 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ in un periodo di circa 2 Gyr; integrando tale SFR, [Helmi et al. \(2018\)](#) hanno stimato una massa stellare di $\sim 6 \times 10^8 M_{\odot}$ per Gaia-Enceladus. Le stime per il tempo del *merger* indicano che esso potrebbe essere avvenuto circa 10 Gyr fa.

1.2.2 Helmi streams

Si tratta della prima sotto-struttura scoperta nei dintorni del Sole con cinematica simile a quella dell'alone interno ([Helmi et al. 1999](#)). Già identificati da [Chiba and Yoshii \(1998\)](#) con dati di Hipparcos integrati con velocità radiali e distanze di letteratura, essi appaiono chiaramente con l'utilizzo dei dati *Gaia* DR2, facilmente identificabili dalle loro elevate velocità in direzione dell'asse di simmetria della Galassia. Ad oggi sono noti abbastanza membri degli Helmi streams da poter costruire un diagramma colore-magnitudine (CMD) ben popolato (fig. [1.4a](#)). Il CMD degli Helmi streams mostra una forte somiglianza con le sequenze evolutive che popolano i CMD delle galassie sferoidali nane ([Tolstoy et al. 2009](#)), indicando delle popolazioni stellari analoghe in termini di età e metallicità. Dal CMD è stato possibile estrarre ulteriori informazioni riguardo la *star formation history* e la funzione di distribuzione di metallicità (fig. [1.4b](#)) per questo sciame di stelle.

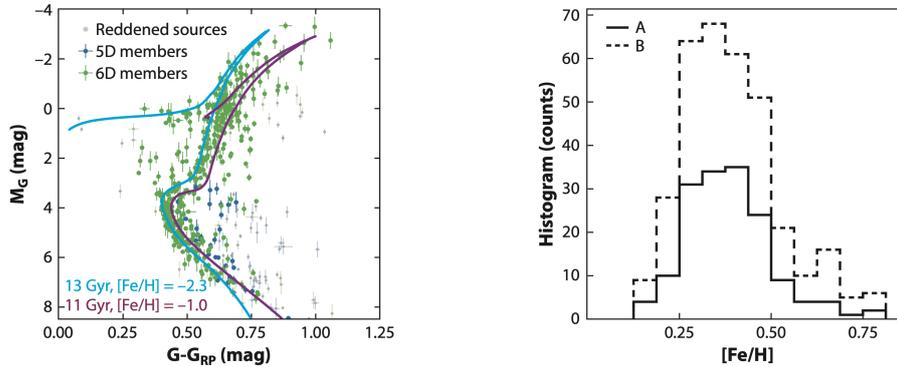
La massa della galassia nana progenitrice è stata stimata essere di circa $10^8 M_{\odot}$ ([Koppelman et al. 2019](#)) per mezzo del confronto tra la dispersione di velocità osservata e quella predetta da simulazioni a N-corpi e si fa risalire l'epoca dell'accrescimento a 5 – 8 Gyr fa.

1.2.3 Sagittario

La galassia nana del Sagittario fu scoperta da [Ibata et al. \(1994\)](#) ed è l'unica galassia massiva, satellite della MW, che si trova tutt'ora in fase di disintegrazione dinamica per via dell'interazione dinamica con la MW. Complesse simulazioni numeriche suggeriscono che tali interazioni siano avvenute non solo in tempi recenti, ma anche circa 5–6 Gyr fa (quando Sagittario si è avvicinata per la prima volta alla nostra Galassia) per poi ripetersi ancora due volte, 2 Gyr e 1 Gyr fa. I detriti di questa interazione che si trovano nell'alone galattico prendono spesso il nome di *Sagittarius Streams*.

1.2.4 Sequoia

Due degli sciami stellari identificati da [Koppelman et al. \(2018\)](#) potrebbero essere parte di una più grande sotto-struttura associata con i detriti della galassia nana denominata Sequoia ([Myeong et al. 2019](#)). Si tratta di stelle con moto più retrogrado e meno metalliche rispetto a Gaia-Enceladus.



(a) CMD dei membri identificati con coordinate 6D (5D da Gaia DR2 con integrazione di velocità radiali da RAVE, APOGEE e LAMOST).

(b) Funzione di distribuzione delle metallicità calcolata per mezzo dei dati di APOGEE, RAVE, LAMOST (A e B sono due diverse selezioni nello spazio degli integrali del moto).

Figura 1.4: Helmi streams (Koppelman et al., 2019). Il fit delle isocrone sul CMD (a) mostra che le età delle popolazioni rientrano in un intervallo tra gli 11 e i 13 Gyr. Questa evidenza di popolazioni multiple è confermata dall'ampia gamma di metallicità riscontrabile in (b).

1.3 Ammassi Globulari

A partire da Searle and Zinn (1978) si è cercato di capire quali dei circa 150 GC situati nella nostra Galassia si fossero effettivamente formati *in situ* e quali fossero invece formati in progenitori differenti che solo successivamente sono stati accresciuti dalla MW.

Recentemente è stato possibile scoprire che la relazione età-metallicità (AMR—Age-Metallicity Relation) dei GC della Galassia mostra due sequenze distinte (Marín-Franch et al., 2009): si è visto infatti che i GC più giovani (età < 12 Gyr) si dividono in due gruppi in $[Fe/H]$, uno distribuito attorno a $-1.5 dex$ e uno attorno a $-0.5 dex$. Dal punto di vista dinamico è stato inoltre possibile notare che il braccio più povero di metalli mostra delle cinematiche da alone e ospiterebbe dunque i GC che con più probabilità sono stati accresciuti, mentre i GC del braccio più ricco di metalli mostrano cinematiche da disco e sarebbero dunque consistenti con l'ipotesi di formazione *in situ*.

Con l'avvento dei dati *Gaia*, le informazioni di tutte e sei le dimensioni dello spazio delle fasi per un vasto campione di stelle ha permesso a Massari et al. (2019) di rivisitare lo studio dell'origine di 151 GC galattici.

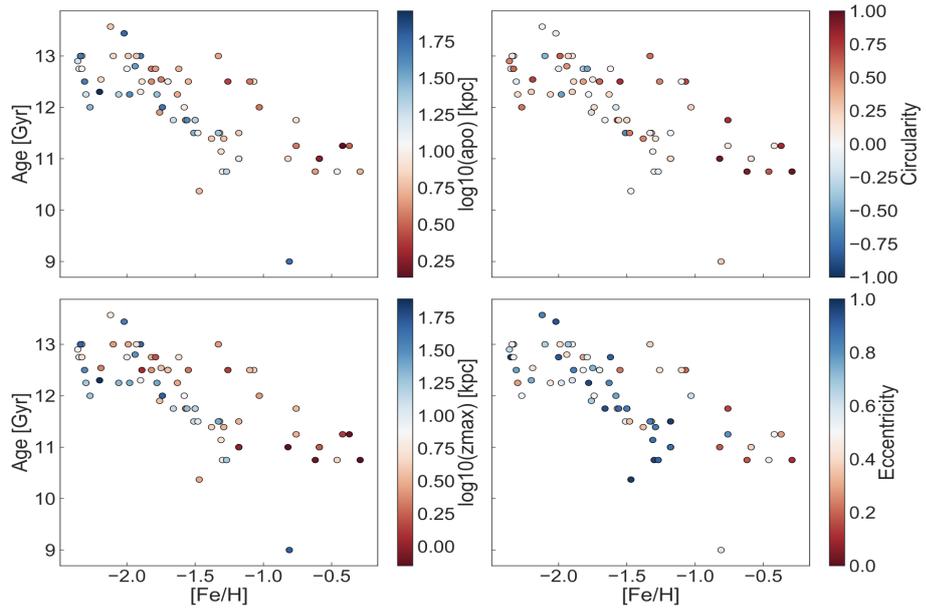


Figura 1.5: AMR per un campione di 69 ammassi globulari, colorati secondo le loro proprietà dinamiche, ossia apocentro (apo), altezza massima del disco (Z_{max}), eccentricità (ecc) e circolarità orbitale ($circ = L_Z/L_{Z,circ}$ —con $L_{Z,circ}$ momento angolare di un'orbita circolare con la stessa energia del cluster). Gli autori notano come gli ammassi del braccio giovane e ricco di metalli condividano proprietà dinamiche (in rosso) e che ammassi con queste caratteristiche, ma tipicamente più vecchi, sono presenti anche per basse metallicità.

Crediti: [Massari et al. \(2019\)](#)

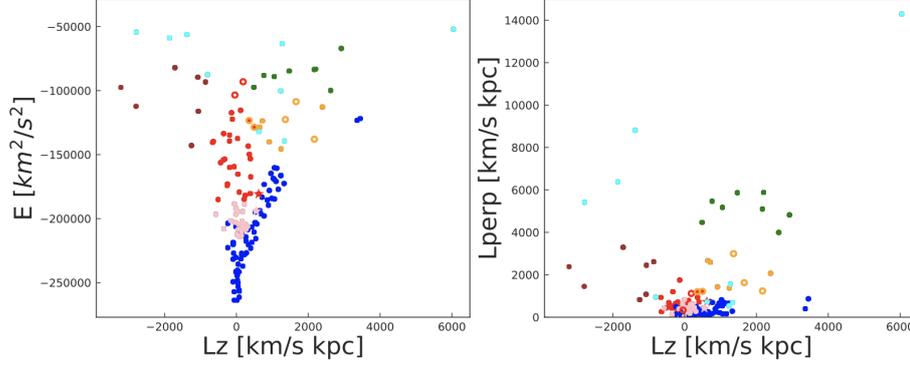


Figura 1.6: Due proiezioni dello spazio degli IoM per i 151 GC del campione di [Massari et al. \(2019\)](#), colorati secondo la loro associazione con i diversi progenitori. Il blu per il progenitore principale (MW), rosso per Gaia-Enceladus, verde per Sagittario, arancione per il progenitore degli Helmi *streams*, marrone per Sequoia, rosa per il gruppo a bassa energia e ciano per il gruppo ad alta energia.

1.3.1 GC-Via Lattea

I GC giovani e ricchi di metalli (picco a $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.5 \text{ dex}$) sono stati catalogati come formati *in situ*. Questi si distinguono dalla controparte povera di metalli anche nelle proprietà dinamiche: infatti, generalmente, non raggiungono altitudini elevate sul piano Galattico (Z_{max}), hanno apocentri più piccoli e tendono ad avere minori eccentricità. Essi sono stati divisi tra ammassi di *bulge* ($apo < 3.5 \text{ kpc}$) e ammassi di disco ($Z_{max} < 5 \text{ kpc}$, $circ < 0.5$).

1.3.2 GC-progenitore extragalattico

Per i restanti ammassi sono stati investigati gli integrali del moto definiti da E , L_Z e L_{\perp} , sfruttando ciò che si conosce dello spazio degli IoM di ogni progenitore, così da associarvi i relativi GC.

Galassia nana sferoidale Sagittario

Sfruttando dei modelli numerici che hanno riprodotto accuratamente la posizione e la velocità radiale delle stelle appartenenti agli sciami del Sagittario, sei ammassi globulari erano già stati associati a questo sistema ([Law and Majewski, 2010](#)). Suddetti ammassi descrivono un sottogruppo ben definito nello spazio degli IoM:

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

Grazie ai dati di *Gaia*, due nuovi GC sono stati aggiunti a questo gruppo.

Progenitore degli Helmi *streams* (H99)

Secondo [Koppelman et al. \(2019\)](#), in base alle loro proprietà dinamiche, i sette GC in arancione in fig. [1.6](#) potrebbero essere associati a questo sistema accresciuto. I criteri appropriati nello spazio degli IoM sembrerebbero essere:

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

Dieci GC potrebbero essere associati ad H99 secondo i criteri appena citati; tuttavia per tre di essi non si hanno informazioni relative alla loro età, motivo per cui la loro appartenenza a tale gruppo risulta più incerta (simboli arancioni aperti in fig. [1.6](#)).

Gaia-Enceladus

Dal confronto della distribuzione di GC e di stelle di campo nello spazio degli IoM (fig. [1.6](#)), sono stati associati a G-E gli ammassi con i seguenti criteri:

- $-800 < L_Z < 620 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$
- $-1.86 \times 10^5 < E < -0.9 \times 10^5 \text{ km}^2 \text{ s}^{-2}$
- $L_{\perp} < 3500 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$

Questa selezione associa 26 GC a G-E, oltre ad altri 8 ammassi le cui associazioni risultano più incerte: alcuni popolano regioni dello spazio degli IoM che risultano essere condivise da detriti stellari di diversi progenitori, altri fanno parte di una sovradensità di stelle con caratteristiche simili tra loro che già in passato sono state associate ad H99, sebbene solamente due di esse rientrino nei criteri appena descritti.

Sequoia

[Myeong et al. \(2019\)](#), nel proporre l'esistenza dei resti del *merger* con la galassia che hanno denominato Sequoia, hanno associato cinque ammassi globulari a tale sistema. [Massari et al. \(2019\)](#) trovano sette ammassi plausibilmente associabili secondo i criteri:

- $-37000 < L_Z < -850 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$
- $-1.5 \times 10^5 < E < -0.7 \times 10^5 \text{ km}^2 \text{ s}^{-2}$

Tre di questi GC sono condivisi con i 5 di Myeong et al., mentre gli altri quattro erano stati esclusi per la loro eccentricità lievemente maggiore. Come già accennato, è importante notare che ci sono delle sovrapposizioni nella selezione degli IoM con la sovradensità ascritta ai resti di G-E.

Ammassi restanti

Non rientrano nei criteri qui descritti 36 GC dei 151 totali dello studio. Dalla loro distribuzione nello spazio degli IoM si può notare che almeno 25 di essi potrebbero essere associati ad una struttura a bassa energia, con $E < 1.86 \times 10^5 \text{ km}^2 \text{ s}^{-2}$, basso L_{\perp} e $L_Z \sim 0 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}$.

1.4 Un approccio alternativo per identificare ammassi accresciuti

L'informazione cinematica degli IoM ha permesso di identificare ammassi con orbite che rivelano la loro natura di oggetti accresciuti. Ovviamente la distinzione tra i sistemi formati *in situ* e quelli accresciuti, e l'attribuzione di questi ultimi ai diversi progenitori, non è sempre ovvia: la cinematica di alcuni ammassi mostra infatti uno scenario intermedio tra i due casi, rendendo quindi la sola informazione cinematica non sufficiente.

In questi casi, uno strumento alternativo che può aiutare a discriminare gli ammassi accresciuti da quelli formati *in situ* è la composizione chimica, che riflette la storia di arricchimento chimico del sistema in cui l'ammasso si è formato, preservando questa informazione anche dopo il processo di accrescimento.

Quindi ammassi che nascono con una chimica nettamente differente da quella della MW continueranno a mostrare tali differenze anche se le loro orbite non sono distinguibili da quelle di ammassi formati *in situ*.

Uno dei classici diagnostici chimici per evidenziare tali differenze è il rapporto $[\alpha/\text{Fe}]$, utilizzato anche da [Helmi et al. \(2018\)](#) per evidenziare le differenze delle stelle associate a Gaia-Enceladus.

[Minelli et al. \(2021a\)](#), sulle basi teoriche e osservative secondo cui l'abbondanza degli elementi α sia uno strumento efficiente per distinguere stelle nate nella MW da quelle nate in galassie nane, hanno proposto di utilizzare i rapporti di abbondanze chimiche di alcuni elementi del picco del ferro, ossia Sc, V e Zn, come diagnostici per identificare eventuali stelle extragalattiche in un regime *metal-rich* ($[\text{Fe}/\text{H}] > -1 \text{ dex}$). [Minelli et al. \(2021b\)](#) hanno trovato che la più grande differenza in composizione chimica tra la Grande Nube di Magellano (LMC—*Large Magellanic Cloud*) o la galassia nana del Sagittario (Sgr) e la MW avviene nei rapporti $[\text{V}/\text{Fe}]$ e $[\text{Zn}/\text{Fe}]$, raggiungendo fino a 0.5/0.7 *dex*.

Lo studio di questi rapporti di abbondanza, poco trattati in letteratura, permette di distinguere stelle formatesi in ambienti ricchi di metalli e con basso tasso di formazione stellare, come possono essere le galassie nane; vale a dire che sono efficaci laddove i rapporti di abbondanze più comunemente analizzati (elementi α esplosivi, elementi da catture neutroniche) perdono di sensibilità.

In questo lavoro, nello specifico, sono stati analizzati due ammassi associati al *bulge*: NGC 6624 e NGC 6316. Entrambi vengono catalogati da [Massari et al. \(2019\)](#), utilizzando i dati *Gaia* DR2, come ammassi formati *in situ*. Una recente analisi dei loro IoM utilizzando i dati *Gaia* EDR3 (Massari et al, in preparation) ha confermato la natura *in situ* di NGC 6624, mentre attribuisce un'origine accresciuta a NGC 6316. Quest'ultimo ammasso si rivela dunque essere un caso in cui l'attribuzione cinematica è incerta e non permette di conoscerne con certezza l'origine. È quindi necessaria un'analisi della loro composizione chimica per evidenziare possibili similarità o differenze (in particolare per gli elementi come Sc, V e Zn) e comprendere infine l'origine di NGC 6316.

Capitolo 2

Strumentazione e dati

In questo capitolo vengono descritti i *set* di dati fotometrici e spettroscopici analizzati e la strumentazione per mezzo della quale sono stati raccolti.

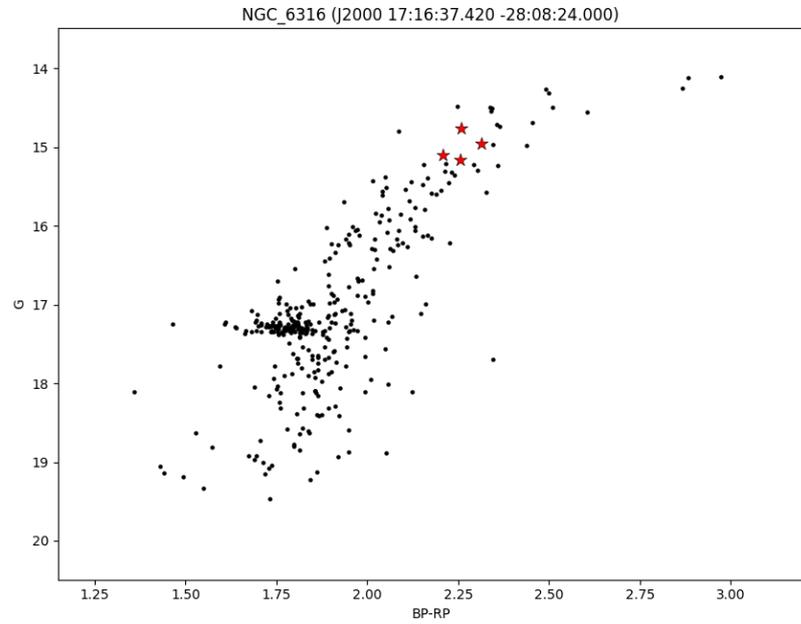
2.1 Dati fotometrici

I dati fotometrici provengono dalla Data Release 3 (DR3, [Gaia Collaboration et al. \(2021\)](#)) della missione spaziale *Gaia* dell'ESA e consistono in posizioni, distanze da parallasse e moti propri estremamente accurati di tutte le stelle nelle regioni degli ammassi selezionati, oltre alle loro magnitudini nelle tre bande del sistema fotometrico *Gaia*, rendendo dunque disponibili degli indici di colore. Con questi dati sono stati costruiti i CMD dei due ammassi (fig. [2.1](#)).

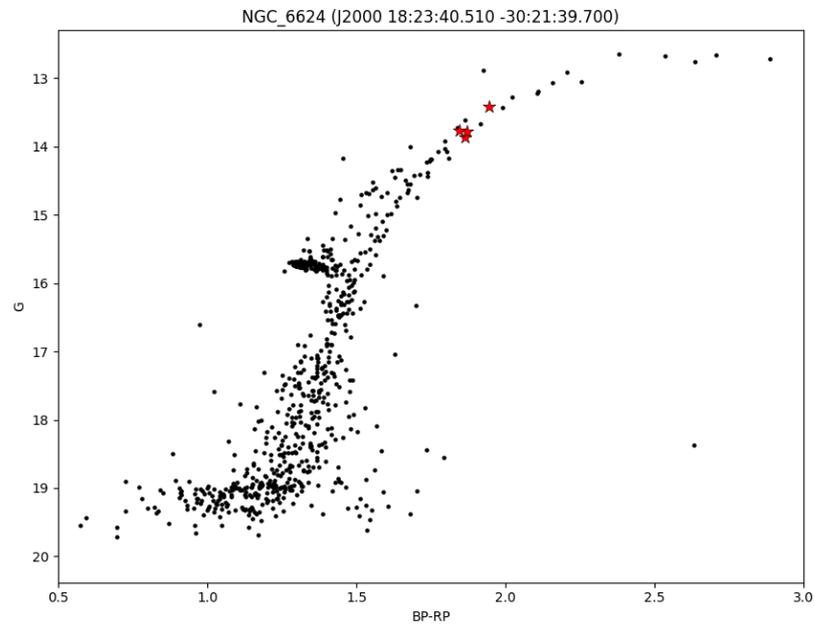
2.1.1 Gaia

Gaia ([Gaia Collaboration et al. \(2016a\)](#), [Gaia Collaboration et al. \(2016b\)](#)) è una missione astrometrica dell'ESA, che ha costruito la più grande e precisa mappa tridimensionale di quasi due miliardi di oggetti nella nostra Galassia e oltre, misurando i loro moti, luminosità, temperatura e composizione. Il satellite di *Gaia* contiene due telescopi ottici che lavorano con tre strumenti scientifici per determinare con precisione la posizione delle stelle e le loro velocità, scomponendo inoltre la loro luce in uno spettro per ulteriori analisi. L'ambiente spaziale, unito al *design* di *Gaia*, offrono una combinazione di accuratezza, sensibilità, *range* dinamico e copertura che sarebbero altrimenti inaccessibili con strumentazione *ground-based*.

L'unicità di *Gaia* risiede nel fornire informazioni fotometriche, astrometriche e distanze con una precisione senza precedenti e su un campione statistico estremamente ampio.



(a) NGC 6316.



(b) NGC 6624.

Figura 2.1: *dex* Diagrammi colore-magnitudine dei due ammassi studiati in questo lavoro, realizzati con dati *Gaia* EDR3; in rosso i target dell'analisi spettrale.

A livello di fotometria, *Gaia* fornisce magnitudini nelle tre bande denominate G , G_{BP} e G_{RP} , le cui curve di trasmissività sono mostrate in fig. 2.2.

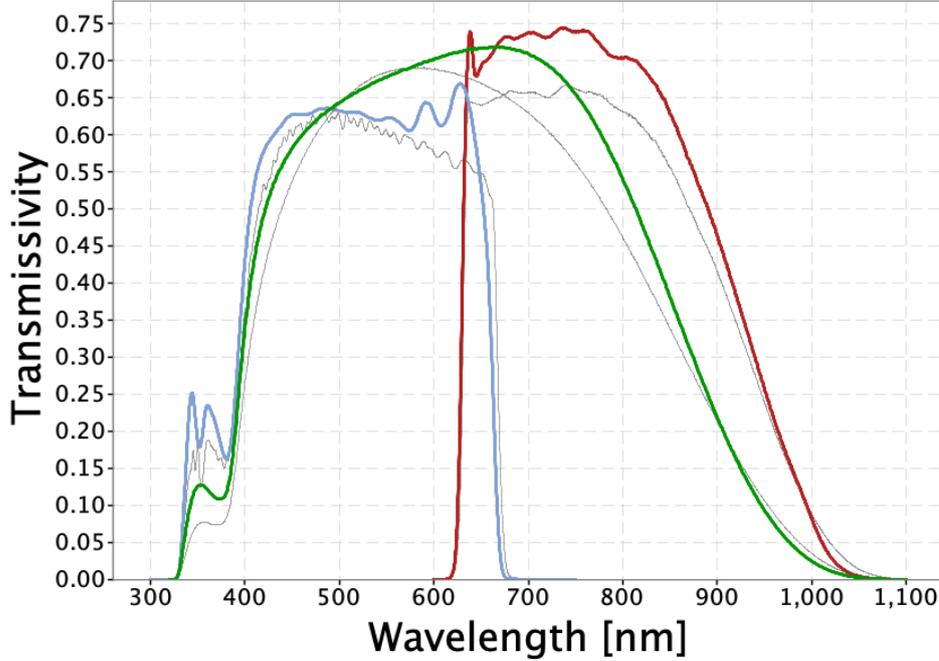


Figura 2.2: Filtri passa-banda di *Gaia* EDR3 come prodotti dalla “*Coordination Unit 5*” del “*Gaia Data Processing and Analysis Consortium*”. Le linee colorate in figura mostrano i filtri G , G_{BP} e G_{RP} (verde: G ; blu: G_{BP} ; rosso: G_{RP}), definendo il sistema fotometrico di *Gaia* EDR3. Le linee grigie sottili mostrano i filtri nominali pre-lancio, pubblicati in [Jordi et al. \(2010\)](#), usati per *Gaia* DR1.

Crediti: ESA/Gaia/DPAC, P. Montegriffo, F. De Angeli, M. Bellazzini, E. Pancino, C. Cacciari, D. W. Evans, and CU5/PhotPipe team.

2.2 Dati spettroscopici

Il set di dati spettroscopici analizzati in questo lavoro consiste in spettri di stelle giganti degli ammassi NGC 6316 e NGC 6624, ottenuti con lo spettrografo ottico a *slit* UVES ([Dekker et al., 2000](#)) del *Very Large Telescope* (VLT) dell’*European Southern Observatory* (ESO). Le osservazioni sono state ottenute all’interno del programma osservativo 109.23DW.001 (PI: Mucciarelli). I target selezionati per questo lavoro sono quattro stelle del Red Giant Branch (RGB) per ognuno dei due ammassi, come mostrato in figura 2.1.

Lo spettrografo UVES permette di ottenere una risoluzione spettrale notevole (fino a $R = 80\,000$) su *range* spettrali di diverse migliaia di Å,

oltre che di ottenere un adeguato rapporto segnale-rumore (SNR) per *target* relativamente deboli come quelli studiati ($V \sim 14\text{--}15$).

Le osservazioni sono state effettuate con la *slit* da 1×12 *arcsec*, che fornisce una risoluzione $R \sim 40\,000$, con lo *standard setting* Red Arm CD3 520, che fornisce per ogni *target* due spettri: il *lower chip* campiona l'intervallo $4200 - 5200$ Å, l'*upper chip* campiona l'intervallo $5200 - 6200$ Å. Tale *range* spettrale permette di misurare la riga di Zn a 4810 Å e circa dieci righe di Sc e V (oltre a diverse righe di Fe, utili a stimare la metallicità stellare). Infine, per ottenere un SNR di circa 50, ogni *target* di NGC 6624 è stato osservato con una singola esposizione da 3 000 secondi e ogni *target* di NGC 6316 è stato osservato con quattro esposizioni da 3 000 secondi (poi combinate assieme).

La stella *Gaia* EDR3 4046460698804525312 di NGC 6624 è stata successivamente scartata dall'analisi in quanto è stata notata la presenza nel suo spettro di bande di TiO che rendono estremamente difficile una normalizzazione accurata dello spettro e dunque un'analisi efficace.

2.2.1 VLT–UVES

UVES (*Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph*—(Dekker et al., 2000)) è lo spettrografo ottico ad alta risoluzione del VLT.

Il Very Large Telescope (VLT) è uno dei telescopi ottici *ground-based* più avanzati al mondo; situato all'osservatorio del Paranal (monte Cerro Paranal, $2\,635$ m s.l.m.) nel deserto dell'Atacama in Cile, è composto da quattro unità principali (*Unit Telescopes*—UT), con specchi primari di 8.2 metri di diametro e da quattro unità ausiliarie mobili (*Auxiliary Telescopes*—AT) di 1.8 metri di diametro (fig. 2.3). I quattro telescopi da 8.2 metri—nominati Antu, Kueyen, Melipal e Yepun—possono lavorare singolarmente: con ognuno di essi è possibile ottenere immagini di oggetti celesti fino a 30 magnitudini in una sola ora di esposizione. Alternativamente, tutti i telescopi possono lavorare insieme formando un enorme interferometro (*Very Large Telescope Interferometer*—VLTI) consentendo osservazioni fino a 25 volte più dettagliate rispetto all'utilizzo delle singole unità, raggiungendo risoluzioni angolari effettive di circa 1 *milliarcsec*.

All'interno del fuoco Nasmyth B dell'unità principale 2 (UT2, Kueyen) è situato lo spettrografo *echelle* a dispersione incrociata UVES.

UVES è stato progettato per operare ad alta efficienza nell'intervallo che va dal *cut-off* atmosferico a $3\,000$ Å fino al limite di lunghezza d'onda dei rivelatori CCD (circa $11\,000$ Å). Per questo scopo, il fascio luminoso viene suddiviso in due canali all'interno dello strumento: uno adibito all'ultravioletto (*Blue Arm*—da $3\,000$ a $5\,000$ Å) e uno all'ottico (*Red Arm*—da $4\,200$ a

11 000 Å). Ciò permette di ottenere spettri anche per oggetti molto deboli, fino a circa 20 *mag*, garantendo inoltre che solo una minima parte della luce campionata dal telescopio vada perduta.



Figura 2.3: Veduta aerea del VLT sul Cerro Paranal, deserto dell'Atacama, nord del Cile. Si distinguono, oltre alle quattro unità principali e alle quattro unità ausiliarie, il *Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy* (VISTA) sul fondo e il centro di controllo dell'osservatorio, in primo piano sulla sinistra. Crediti: J.L. Dauvergne & G. Hüdepohl (atacamaphoto.com)/ESO

Capitolo 3

Analisi chimica

3.1 Calcolo dei parametri atmosferici

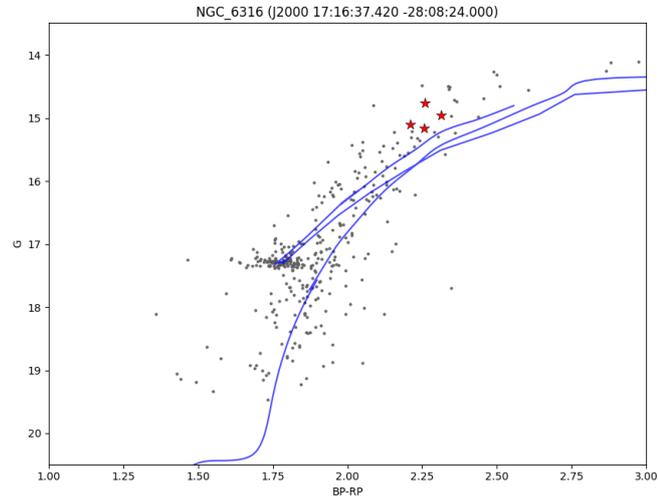
L'analisi chimica di una stella punta a legare l'intensità delle righe di assorbimento del suo spettro alle abbondanze degli elementi chimici che ne causano la presenza. Le abbondanze chimiche sono ottenute dal confronto tra righe spettrali osservate e le corrispondenti righe teoriche, calcolate in base ai parametri atmosferici della stella (temperatura effettiva e gravità superficiale come *proxy* della pressione del gas), ai dati atomici che caratterizzano ogni transizione spettrale, e alle abbondanze dei singoli elementi chimici. Il calcolo del profilo teorico si basa quindi sulla soluzione delle equazioni di Saha e Boltzmann che forniscono il popolamento dei livelli energetici coinvolti in ogni transizione.

Per calcolare i parametri atmosferici dei *target* spettroscopici di questo lavoro è stata sfruttata la fotometria ad altissima precisione di *Gaia* (cfr. sezione 2.1). Oltre alla fotometria nelle tre bande *Gaia*, i dati necessari per il calcolo dei parametri sono metallicità $[Fe/H]$, eccesso di colore $E(B-V)$ e modulo di distanza DM_V medi degli ammassi, presi dal catalogo di Harris (2010) (tabella 3.1).

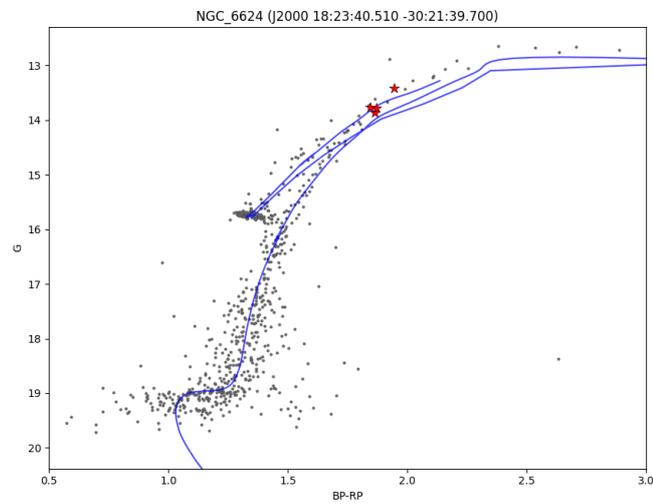
Un primo *step* è stato il controllo della correttezza di questi dati per mezzo della fotometria di *Gaia*: sono stati costruiti per gli ammassi dei diagrammi colore-magnitudine nel piano $(G_{BP} - G_{RP})$ vs G (cfr. fig. 3.1).

Ammasso Globulare	$[Fe/H]$	$E(B-V)$	$\Delta E(B-V)$	DM_V	ΔDM_V	RA	Dec
NGC 6316	-0.45	0.54	+0.05	16.77	+0.10	17:16:37.420	-28:08:24.000
NGC 6624	-0.44	0.28	+0.10	15.36	+0.20	18:23:40.510	-30:21:39.700

Tabella 3.1: Posizioni (J2000) e valori medi di $[Fe/H]$, $E(B-V)$, DM_V per i GC dal catalogo di Harris (2010) con correzioni su eccessi di colore e moduli di distanza.



(a) CMD di NGC 6316 con sovrapposta un'isocrona BaSTI di età 13 Gyr e $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.45$.



(b) CMD di NGC 6624 con sovrapposta un'isocrona BaSTI di età 12 Gyr e $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.44$.

Figura 3.1: Diagrammi colore-magnitudine dei due ammassi analizzati, realizzati con dati *Gaia* EDR3, con le corrispettive isocrone (le cui età fanno riferimento a [VandenBerg et al. \(2013\)](#)), dettagli in sezione [4.5](#); in rosso i target spettroscopici.

Le stelle membre degli ammassi sono state selezionate secondo la probabilità di *membership* fornita da Vasiliev and Baumgardt (2021) basata sui moti propri ottenuti con *Gaia* per le stelle del *dataset*.

Ai CMD dei due ammassi sono state sovrapposte delle isocrone: una di 13 Gyr per NGC 6316 (fig. 3.1a) e una di 12 Gyr per NGC 6624 (fig. 3.1b), ottenute dal database BaSTI (*a Bag of Stellar Tracks and Isochrones*) (Pietrinferni et al., 2021)¹ adottando la metallicità di letteratura² e una mistura chimica α -enhanced. Tali isocrone sono state riportate dal piano assoluto al piano osservativo adottando i valori di modulo di distanza ed eccesso di colore da Harris (2010). Sono state poi applicate delle piccole correzioni (cfr. tabella 3.1) per ottenere un miglior accordo tra CMD osservato e isocrone, cercando di riprodurre la posizione in colore e magnitudine del *He-clump* e del *TurnOff* (quest'ultimo visibile solo nel CMD di NGC 6624).

Una volta corretto l'E(B-V) medio dell'ammasso, si è proceduto a de-arrossare le magnitudini di ogni stella. Ciò è stato fatto sfruttando la formula empirica per il calcolo dei coefficienti di estinzione che segue il metodo presentato in Danielski et al. (2018) per giganti rosse osservate da *Gaia*.³ Si calcolano dunque i coefficienti k della banda m , in funzione dell'estinzione A_0 e del colore X :

$$k_m = a_1 + a_2X + a_3X^2 + a_4X^3 + a_5A_0 + a_6A_0^2 + a_7A_0^3 + a_8A_0X + a_9A_0X^2 + a_{10}XA_0^2$$

Tale correzione per il *reddening* interstellare è essenziale per poter sfruttare i dati *Gaia*, in quanto filtri larghi come la banda G di *Gaia* portano con loro alti livelli di degenerazione tra estinzione e distribuzione di energia spettrale (SED).

Tramite questo procedimento, conoscendo con precisione i coefficienti di estinzione di ogni stella, è stato possibile calcolare le loro temperature effettive tramite il metodo esposto da Mucciarelli et al. (2021a), dove il miglior *fit* polinomiale viene calcolato correlando ogni colore C con θ (definita come $\theta = 5040/T_{eff}$) e con la metallicità stellare, secondo la seguente forma funzionale:

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

dove b_i sono i coefficienti per stelle giganti, relativi al colore $(BP - RP)_0$; in tabella 3.2 i loro valori con l'intervallo di validità del colore, il numero di stelle usate per il *fit* e la dispersione a 1σ dei residui del *fit*.

Il primo calcolo della temperatura è stato eseguito assumendo la metallicità degli ammassi riportata in Harris (2010), ovvero $[Fe/H] = -0.45$ per

¹<http://basti-iac.oa-abruzzo.inaf.it/index.html>

²La metallicità di letteratura fa riferimento, per entrambi gli ammassi, agli articoli Carretta et al. (2009a) e Armandroff and Zinn (1988).

³Il metodo di Danielski et al. (2018) consiste nell'implementazione di catene di Markov Monte Carlo in cui sono state utilizzate relazioni di calibrazione tra $(G - K_S)_0$ e T_{eff} e tra $(J - K_S)_0$ e $(G - K_S)_0$ per la stima dei suddetti coefficienti.

NGC 6316 e $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.44$ per NGC 6624. Poiché le abbondanze di ferro successivamente misurate in questo lavoro (sezione 3.4) risultano differire di ~ 0.3 dex rispetto ai valori di Harris (2010), i parametri sono stati successivamente ricalcolati con i nuovi valori di $[\text{Fe}/\text{H}]$. Si tratta comunque di un effetto trascurabile, comportando variazioni in T_{eff} di circa 10 K.

Intervallo di colore [mag]	$\sigma_{T_{eff}}$ [K]	N	b_0	b_1	b_2	b_3	b_4	b_5
[0.33 – 1.81]	83	209	0.5323	0.4775	-0.0344	-0.00110	-0.0020	-0.0009

Tabella 3.2: Coefficienti b_0, \dots, b_5 per la relazione colore- T_{eff} ; validi per stelle giganti, con colore $(BP - RP)_0$.

Per la gravità superficiale sono state utilizzate le correzioni bolometriche per la banda G, calcolate come in Andrae et al. (2018):

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

con i valori dei coefficienti del *fit* in tabella 3.3.

BC_G	
4000 – 8000 K	
a_0	6.000×10^{-02}
a_1	6.731×10^{-05}
a_2	-6.647×10^{-08}
a_3	2.859×10^{-11}
a_4	-7.197×10^{-15}
3300 – 4000K	
a_0	1.749×10^0
a_1	1.977×10^{-03}
a_2	3.737×10^{-07}
a_3	-8.966×10^{-11}
a_4	-4.183×10^{-14}

Tabella 3.3: Coefficienti polinomiali del modello $BC_G(T_{eff})$ di Andrae et al. (2018); sono stati utilizzati modelli diversi per i due intervalli di temperatura, con accortezze di convergenza a 4000 K.

Grazie a tali correzioni si è potuto ottenere la luminosità bolometrica delle stelle, da cui, nota la temperatura effettiva, è possibile risalire al raggio tramite la nota relazione tra luminosità e flusso luminoso

$$L = 4\pi R^2 F \quad \text{con } F = \sigma T^4.$$

3.2. CALCOLO DEGLI SPETTRI SINTETICI E SELEZIONE DELLE RIGHE23

Ammasso Globulare	ID <i>Gaia</i> DR3	T_{eff} [K]	$\log(g)$
NGC 6624	4046460904958628992	4104	1.17
	4046460698836049920	4071	1.16
	4046460900579442560	4080	1.20
NGC 6316	4107742868341986560	4015	0.93
	4107743624261592576	3950	0.97
	4107742735311896320	4076	1.11
	4107742937060990080	4017	1.09

Tabella 3.4: Parametri atmosferici (temperatura e gravità superficiale) dei target spettroscopici.

Per tutte le stelle è stata assunta una massa di $0.8 M_{\odot} = M_{TurnOff}$, valore ragionevole per stelle giganti di ammassi globulari vecchi. La gravità superficiale è stata infine calcolata come

$$\log(g) = \log\left(\frac{G \times M_{TO}}{R^2}\right).$$

Per la velocità di microturbolenza cfr. sezione [3.4.1](#)

3.2 Calcolo degli spettri sintetici e selezione delle righe

Considerata la forte similitudine, in termini di parametri atmosferici, tra le stelle dei due ammassi, si è optato per la sintesi di uno spettro teorico che comprendesse l'intero *range* spettrale (4 200 – 4 600 Å) a partire da parametri medi. Per il calcolo del sintetico è stato utilizzato il programma SYNTH (Sbordone et al. (2004), Kurucz (2005)), che usufruisce dei modelli di atmosfere ATLAS9 (Kurucz (1970), Kurucz (1993)). Tali programmi sono stati gestiti per mezzo del codice Fortran AUTOKUR (sviluppato presso il DIFA, Università di Bologna), che è stato scritto appositamente per gestire i codici sviluppati da R. L. Kurucz e F. Castelli.

Il modello di atmosfera viene calcolato richiedendo in input la funzione di distribuzione di opacità (ODF—identificata dalla mistura chimica e dalla velocità di microturbolenza adottate), la tabella delle opacità Rosseland (identificate solo dalla mistura chimica) e un modello pre-esistente utilizzato come punto di partenza, il quale dovrebbe essere il più simile possibile al modello che si desidera calcolare, in termini di T_{eff} , $\log g$ e mistura chimica, al fine di facilitare la convergenza.

Suddetto codice necessita, oltre agli input citati, di una lista di righe contenente i parametri per tutte le transizioni atomiche e molecolari, e dei parametri atmosferici della stella:

- temperatura effettiva
- logaritmo della gravità superficiale
- metallicità [M/H]
- miscela chimica: avendo a che fare con GC della nostra Galassia, la scelta ricade su una miscela α -enhanced $[\alpha/\text{Fe}] = +0.4 \text{ dex}$.
- velocità di microturbolenza: essendo questo parametro calcolato empiricamente dallo spettro stesso, si è scelto come valore iniziale 2 km s^{-1} , tipico per stelle giganti rosse.

AUTOKUR permette inoltre di identificare le righe visibili nello spettro sintetico, fornendo anche informazioni sul possibile grado di *blending* di ogni riga. Infatti, per avere abbondanze più precise, è necessario utilizzare solo transizioni pulite, ovvero non sovrapposte ad altre righe, o comunque con un livello di *blending* trascurabile, che causi dunque un impatto piccolo sulle abbondanze derivate. Tali righe *unblended* verranno analizzate con il metodo della larghezza equivalente (EW, sezioni 3.3 e 3.4).

Il programma AUTOKUR identifica inoltre le righe che sono affette da *splitting* isotopico o iperfine. Tali righe verranno analizzate con il metodo della sintesi (sezione 3.5).

Per tutte le stelle si è deciso di ignorare l'intervallo spettrale da 4200 a 4600 Å, poiché la combinazione di alta metallicità e basse temperature delle stelle in questione fa sì che questa zona a più basse lunghezze d'onda dello spettro sia estremamente popolata da righe atomiche e molecolari inscindibili con precisione le une dalle altre, fornendo quindi abbondanze non precise (cfr. sezione 3.4).

3.3 Calcolo dell'*equivalent width*: DAOSPEC

DAOSPEC (Stetson and Pancino, 2008) è un codice Fortran che mira a misurare le *equivalent width* (EW)⁴ delle righe di assorbimento negli spettri stellari con il minimo coinvolgimento umano; esso è progettato per lavorare ad alta risoluzione ($R > 15\,000$) e alto segnale-rumore ($\text{SNR} > 30$). In

⁴Si definisce EW di una riga, la larghezza in Å di un rettangolo avente stessa area della riga; essa misura pertanto l'intensità della riga stessa, esprimendola in Ångstrom:

$$EW = \int_{-\infty}^{+\infty} \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda$$

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

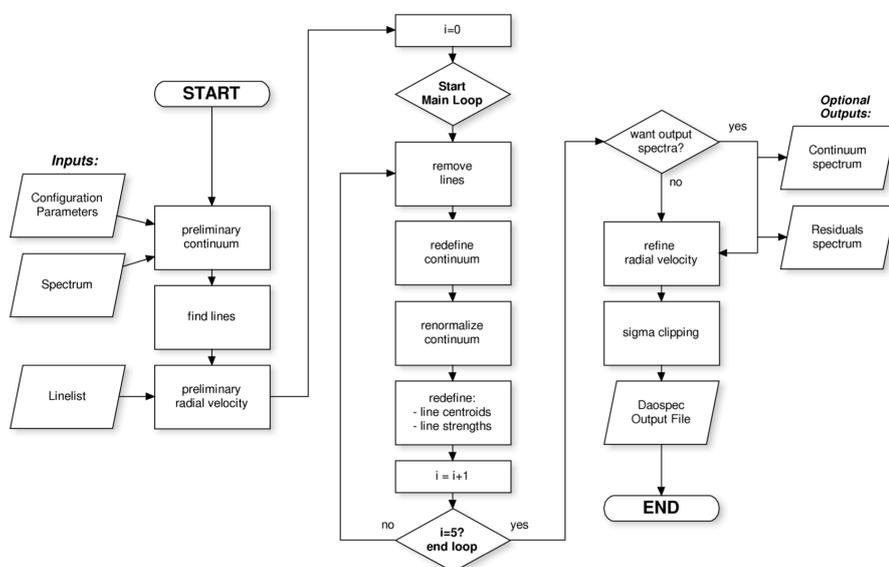


Figura 3.2: Diagramma del funzionamento di DAOSPEC; figura da [Stetson and Pancino \(2008\)](#)

quanto processi correlati alla misura dell'EW, DAOSPEC deve misurare la velocità radiale della stella, rilevando e correggendo il *Doppler shift*, e deve stimarne il continuo, cosa che avviene tramite il *fit* con un polinomio di Legendre.

Il codice lavora in tre fasi (fig. [3.2](#)):

1. input e preparazione

per mezzo di un piccolo *set* di parametri di configurazione—tra cui limiti in lunghezza d'onda della regione spettrale di interesse, una prima stima della *full width at half maximum* (FWHM), l'ordine del polinomio per la normalizzazione del continuo, etc.—il codice effettua un primo *fit* del continuo con l'aiuto dei polinomi di Legendre, seguito da una correlazione preliminare delle righe rilevate con una lista—fornita in input—contenente le righe selezionate secondo i criteri della sezione [3.2](#) alla lunghezza d'onda di laboratorio, cosicché si possa derivare una stima iniziale della velocità radiale;
2. iterazione ciclica principale

le righe identificate vengono sottratte dallo spettro, la normalizzazione viene ricalibrata tramite i residui e vengono dunque aggiornate posizioni e intensità delle righe, questo processo viene iterato cinque volte;

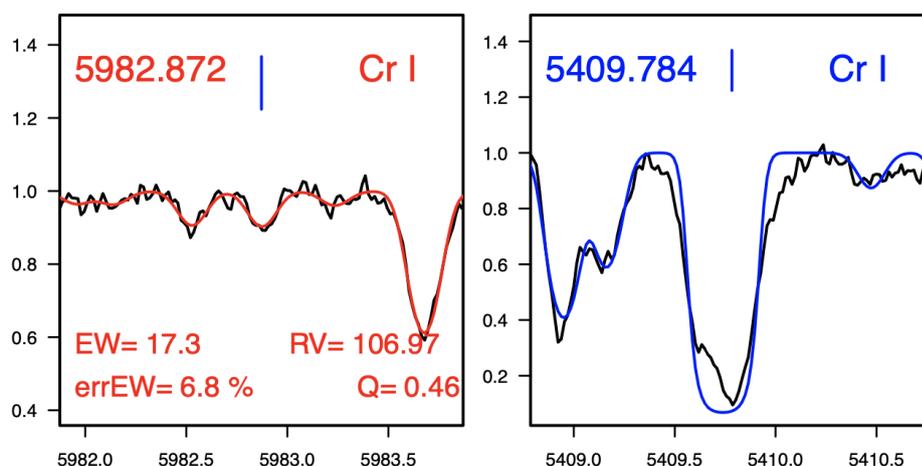


Figura 3.3: Output grafico di 4DAO per due righe di Cr. Il pannello di sinistra mostra un *fit* Gaussiano riuscito, con conseguente calcolo dell'EW della riga e della sua velocità radiale. Il pannello di destra mostra una riga che è stata poi scartata dal programma a causa del *fit* malriuscito, dovuto alla saturazione della riga.

3. output e valutazione

le lunghezze d'onda delle singole righe vengono confrontate con quelle di laboratorio e, tramite un algoritmo di rimozione dei valori anomali, viene determinata la stima finale della velocità radiale e, al tempo stesso, quali righe sono da considerarsi come effettive manifestazioni di specifiche transizioni atomiche.

DAOSPEC è stato utilizzato per mezzo di 4DAO (Mucciarelli, 2013), un codice Fortran ideato per lanciare automaticamente DAOSPEC per un elevato numero di spettri. 4DAO ha come obiettivi: (1) effettuare un'analisi a cascata di una lista di spettri, forniti in input, compilando automaticamente i *file* di *input* di DAOSPEC e gestendone gli *output*; (2) ottimizzare automaticamente alcuni parametri spettrali nel processo di misura dell'EW, in particolare la FWHM; (3) mascherare alcune regioni spettrali che possono pregiudicare la corretta misura dell'EW (quali bande telluriche, *feature* interstellari, righe fotosferiche con marcate ali Lorentziane); (4) fornire strumenti grafici al fine di valutare la qualità delle soluzioni, specialmente il *fit* Gaussiano delle singole righe spettrali; (5) fornire lo spettro finale, normalizzato, corretto per la velocità radiale. Un esempio di *output* grafico di 4DAO è mostrato in figura 3.3.

3.3.1 Continuo

Per le frequenze più alte degli spettri—anche a causa dell'elevata metallicità degli ammassi e delle basse temperature stellari—si presenta un elevato

crowding di righe; questo inficia la precisione del *fit* per mezzo di polinomi attuato da DAOSPEC tramite 4DAO, motivo per cui si è scelto di attuare un processo manuale di selezione di finestre di continuo, i cui valori medi di flusso hanno costituito le base per un *fit* tramite *spline* con cui è stato normalizzato lo spettro.

3.4 Calcolo delle abbondanze chimiche: GALA

GALA (Mucciarelli et al., 2013) è un codice Fortran scritto allo scopo di trovare i migliori parametri atmosferici e le abbondanze dei singoli elementi per mezzo delle EW di righe metalliche. Le abbondanze sono calcolate a partire dalle EW precedentemente ottenute tramite DAOSPEC: ogni EW viene confrontata con l'intensità teorica della riga e l'abbondanza viene variata fintanto che l'EW osservata e teorica non coincidano entro un certo intervallo di convergenza, seguendo il codice WIDTH9 originariamente sviluppato da R. L. Kurucz. L'importanza di selezionare righe *unblended* deriva dal metodo di calcolo del profilo teorico della riga: mentre le sorgenti di opacità del continuo sono tenute in considerazione nel calcolo, il contributo delle righe vicine non lo è.

GALA è in grado di ottenere il miglior modello di atmosfera ottimizzando temperatura, gravità superficiale, velocità di microturbolenza e metallicità;⁵ poiché i primi due di questi parametri sono stati ricavati dalla fotometria, GALA è stato utilizzato solamente per il calcolo di velocità di microturbolenza e metallicità.

3.4.1 Velocità di microturbolenza

Per il calcolo di questo parametro è stata sfruttata la saturazione delle righe all'aumentare dell'abbondanza dell'elemento chimico che le genera. L'andamento di questo fenomeno è descrivibile tramite una curva di crescita (fig. 3.4): si può osservare dal grafico come si possano distinguere tre regimi:

- lineare ($EW \propto N$, con N numero di atomi): l'allargamento della riga è dominato dall'effetto Doppler e il profilo totale della riga rimane gaussiano;
- piatto/di saturazione ($EW \propto \log N$): il core della riga è saturo, l'allargamento Doppler non è più efficiente;

⁵L'ottimizzazione dei parametri atmosferici viene eseguita minimizzando dei parametri intermedi, che prendono il nome di "parametri di ottimizzazione", definiti appositamente per annullarsi in corrispondenza del miglior valore del parametro atmosferico corrispondente.

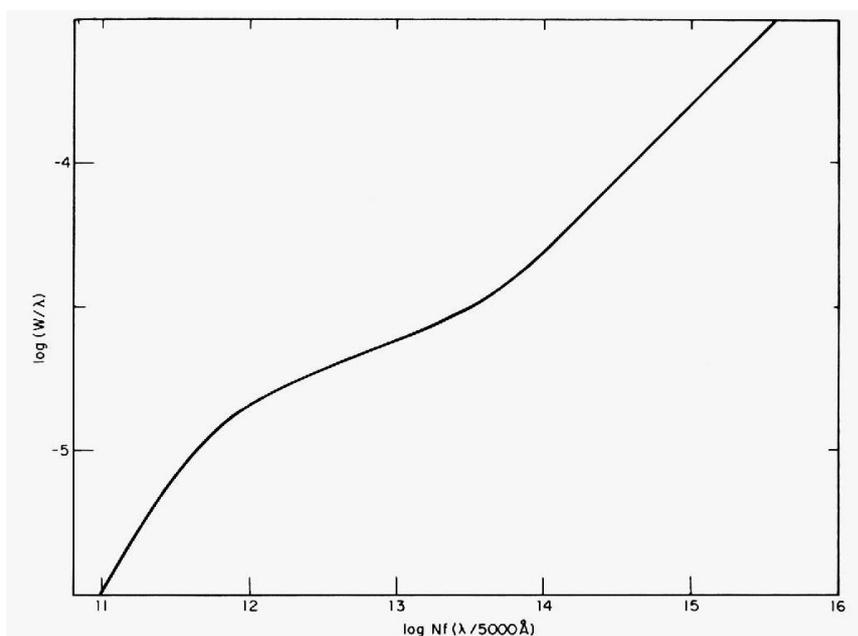


Figura 3.4: Una curva di crescita generale per il Sole.

Crediti: [Aller and Goldberg \(1971\)](#).

- di smorzamento ($EW \propto \sqrt{N}$): diventa significativo l'allargamento collisionale della riga, provocando un aumento del contributo delle ali.

La curva di crescita non è però in grado di riprodurre i dati osservativi nel regime di saturazione, poiché essa è figlia dei modelli di atmosfere, che sono modelli unidimensionali (i parametri sono descritti in funzione della sola profondità ottica) e che non riescono quindi a descrivere in maniera soddisfacente effetti tridimensionali come la convezione. Per ovviare a questo problema, [Böhm-Vitense \(1958\)](#) ha formulato la teoria della *mixing-length*, ovvero una parametrizzazione che mira a sopperire alla mancanza di una descrizione rigorosa dei moti delle celle convettive nelle atmosfere stellari. Il parametro della velocità di microturbolenza v_t viene solitamente aggiunto in quadratura alla velocità Doppler.

Il suo metodo di stima consiste in un'iterazione che ne modifica il valore fino ad annullare la *slope* tra l'abbondanza del ferro e l'EW ridotta ($\log \frac{EW}{\lambda}$). La scelta del ferro è dovuta all'elevato numero delle sue righe, sia deboli, dunque insensibili alla microturbolenza, che forti, quindi molto sensibili alla microturbolenza. Per stelle giganti come quelle del caso, i valori tipici sono dell'ordine di $1.5\text{--}2 \text{ km s}^{-1}$ (mentre per stelle nane, caratterizzate da involucri convettivi più sottili, la microturbolenza è inferiore a 1 km s^{-1}).

Ammasso Globulare	ID <i>Gaia</i> DR3	v_t
NGC 6624	4046460904958628992	1.20 ± 0.11
	4046460698836049920	1.30 ± 0.07
	4046460900579442560	1.20 ± 0.15
NGC 6316	4107742868341986560	1.50 ± 0.12
	4107743624261592576	1.50 ± 0.16
	4107742735311896320	1.50 ± 0.11
	4107742937060990080	1.50 ± 0.10

Tabella 3.5: Velocità di microturbolenza dei target spettroscopici, misurate dal codice GALA.

3.5 Spettro-sintesi: SALVADOR

SALVADOR (sviluppato presso il DIFA, Università di Bologna) è un codice per il calcolo delle abbondanze chimiche per mezzo di spettro-sintesi: il codice confronta lo spettro osservato di ogni riga con un *set* di spettri sintetici—ognuno con una diversa abbondanza per l’elemento associato alla *feature*—poi cerca il miglior *fit*, variando l’abbondanza dei modelli sintetici, fino a minimizzare il χ^2 (figura 3.5).

Rispetto a GALA, che si limita a calcolare il profilo di una singola riga, SALVADOR calcola spettri sintetici su un intervallo di circa 10 Å attorno alla riga da analizzare; si tratta quindi di un codice che fornisce risultati più precisi per righe contaminate, ma questa precisione viene chiaramente pagata in termini di tempo di calcolo. Per ottimizzare le tempistiche, si è deciso di utilizzare questo codice solamente per aggirare la problematica dello splitting— isotopico o dovuto a struttura iperfine—che, modificando il profilo della riga, impedisce a GALA di offrire stime precise per alcuni specifici elementi.

3.6 Incertezza sulle misure dei rapporti di abbondanza

Per gli errori su T_{eff} e $\log g$ —dovuti alla fotometria *Gaia* e alle relazioni di derivazione—sono stati assunti 100 K e 0.1 dex rispettivamente, in base alle principali sorgenti di errore che affliggono la derivazione di questi parametri (errore fotometrico, errore sull’E(B-V), errore sulla calibrazione T_{eff} -colore). Per la microturbolenza, è stato utilizzato l’errore che GALA fornisce in base al processo di ottimizzazione di questo parametro (tipicamente errori dell’ordine di $\sim 0.1 \text{ km s}^{-1}$).

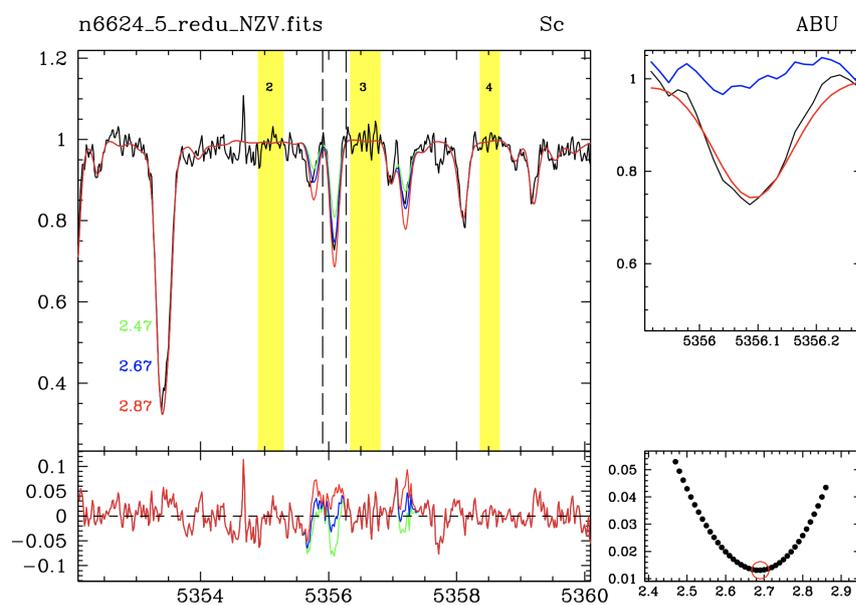


Figura 3.5: Esempio dei grafici generati in *output* da Salvador. Qui la riga di Sc a 5356 Å. Il pannello principale mostra il confronto tra lo spettro osservato (linea continua nera) e tre spettri sintetici (linee verde, blu e rossa). Il *fit* della riga viene calcolato all'interno delle linee tratteggiate verticali. Le aree gialle indicano finestre di continuo, selezionate per la normalizzazione dello spettro, di cui il pannello in basso a sinistra mostra i residui. Il pannello in basso a destra mostra l'andamento del χ^2 , mentre il pannello in alto a destra mostra il miglior *fit* tra spettro sintetico (rosso) e osservato (nero) con i relativi residui (in blu).

3.6. INCERTEZZA SULLE MISURE DEI RAPPORTI DI ABBONDANZA 31

Le incertezze sulle abbondanze chimiche sono state calcolate sommando in quadratura gli errori relativi al processo di misura insieme a quelli dovuti ai parametri atmosferici adottati.

Gli errori interni relativi alla procedura adottata (EW o sintesi) sono stati stimati per ogni elemento analizzato come dispersioni riga per riga divise per l'*rms* del numero di righe utilizzate.

Considerando che i risultati sono qui espressi come rapporti di abbondanze, l'incertezza sull'abbondanza del Fe entra nell'equazione, cosicché gli errori finali nei rapporti [Fe/H] e [X/Fe] vengono calcolati come segue:

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

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

dove $\sigma_{X,Fe}$ è la dispersione attorno alla media delle abbondanze chimiche, $N_{X,Fe}$ è il numero di righe usate per ricavare le abbondanze, e le $\delta_{X,Fe}^i$ sono le variazioni di abbondanza ottenute variando i parametri atmosferici i .

Per il La, che presenta una sola riga, è stata stimata l'incertezza sulla misura ricorrendo ad un procedimento di simulazione Monte Carlo: è stato creato uno spettro sintetico con valori rappresentativi dei parametri atmosferici per le stelle dei due ammassi, iniettando poi rumore Poissoniano nello spettro relativamente al SNR dello spettro osservato; sono stati dunque generati 1000 spettri con rumore e da essi si è derivata l'abbondanza di La secondo la stessa procedura attuata per lo spettro osservato. Infine è stato calcolato l'errore interno alla misura come deviazione standard dei valori di abbondanza derivati dalle 1000 simulazioni.

Capitolo 4

Risultati e discussione

In questo capitolo vengono presentati i risultati dell'analisi chimica descritta nel capitolo [3](#), ovvero le abbondanze chimiche, sotto forma di rapporti di abbondanze, dei diversi elementi chimici analizzati, quali Na, Si, Ca, Ti, Sc, V, Cr Ni, Zn, Y, Zr, Ba, La, Nd. Tutte le abbondanze vengono espresse secondo la notazione classica riferita alle abbondanze solari:¹

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

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

$$\text{con } A(X) = \log \frac{N_X}{N_H} + 12.$$

I valori dei rapporti di abbondanza così calcolati sono stati confrontati con valori di letteratura di stelle di campo della Via Lattea ([Minelli et al. \(2021b\)](#), Ceccarelli et al. in prep.), di stelle di campo della Grande Nube di Magellano (LMC—Large Magellanic Cloud) e della galassia nana del Sagittario (Sgr) ([Minelli et al., 2021b](#)), e con i valori di altri ammassi globulari della nostra Galassia (Mucciarelli et al. in prep.).

Il confronto tra i due ammassi ha rivelato una significativa somiglianza tra le loro composizioni chimiche (cfr. fig. [4.1](#), fig. [4.2](#) e tabelle in appendice), in particolare per elementi che sono noti differire in circostanze di diverse SFH, quali sono gli elementi α o alcuni elementi del picco del Fe.

¹I valori solari di riferimento provengono dal lavoro di [Grevesse and Sauval \(1998\)](#).

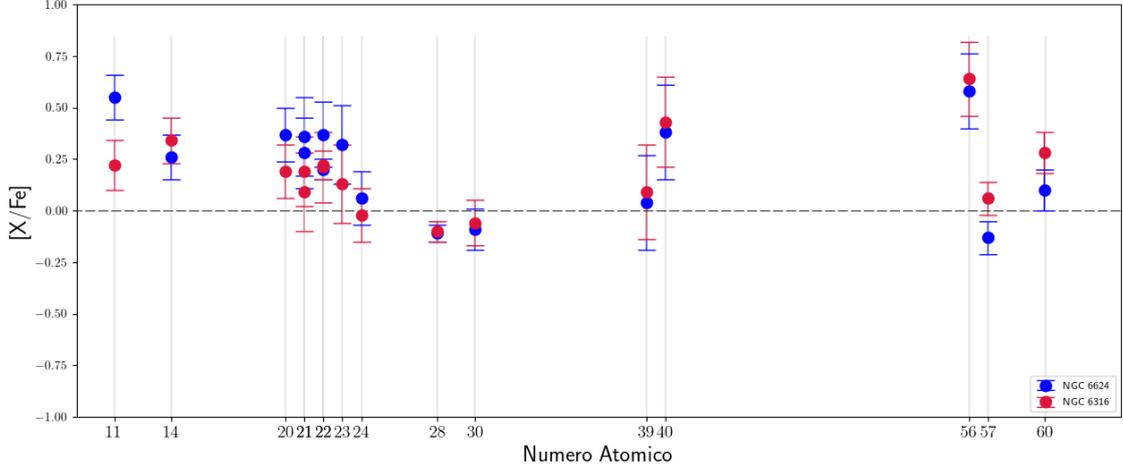


Figura 4.1: Rapporti di abbondanza per tutti gli elementi analizzati degli ammassi NGC 6624 (in blu) e NGC 6316 (in rosso). I punti doppi per Sc (21) e Ti (22) sono relativi a ScI e ScII, TiI e TiII.

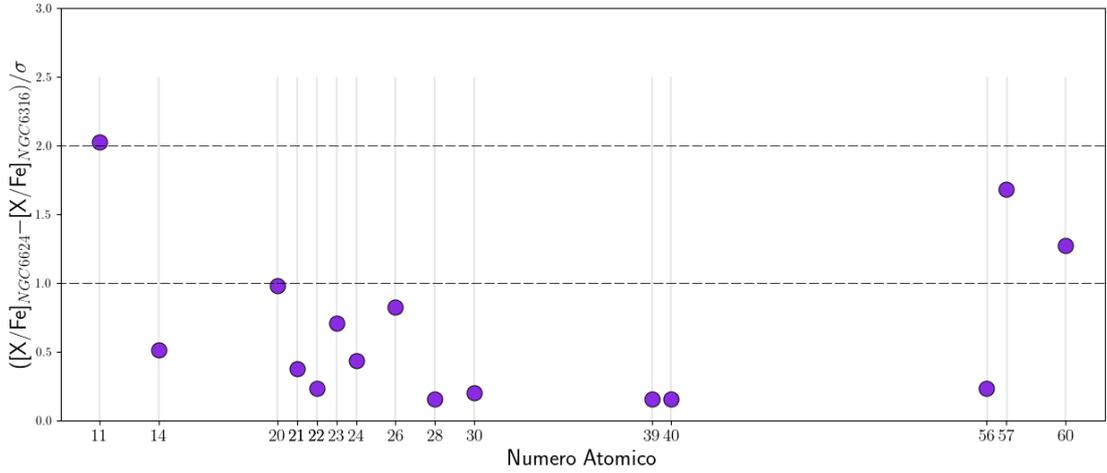


Figura 4.2: Differenze in unità di errore tra i rapporti di abbondanza degli elementi analizzati di NGC 6624 e NGC 6316. Si può notare come i rapporti di abbondanza non abbiano variazioni superiori a 2σ , se non per Na (cfr. sezione 4.4). Con σ si fa riferimento alle incertezze sulle misure dei rapporti di abbondanza dei due ammassi sommati in quadratura.

4.1 Elementi α

Questi elementi vengono prodotti da processi di cattura α . Trattasi di un processo di fusione tra un nucleo di ${}^4_2\text{He}$ con altri specifici elementi (che prendono appunto il nome di elementi α) che, a partire dal C, costituiscono una scala di reazioni successive per la formazione di elementi sempre più pesanti.

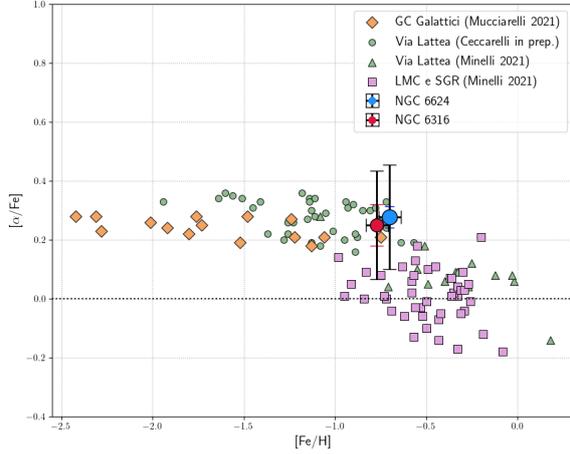
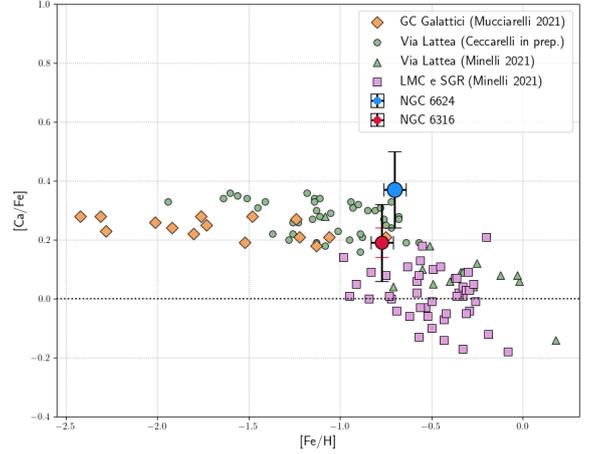
Le catture α avvengono principalmente in stelle più massive di $\sim 8\text{--}10 M_{\odot}$, in quanto queste devono aver accumulato sufficiente C da poter innescare la scala di reazioni. Il contributo maggioritario alla produzione di questi elementi (O, Mg, Si, Ca, Ti) è quindi dato dalle supernove di tipo II (SNe II), sebbene un contributo più modesto venga dato anche dalle supernove di tipo Ia (SNe Ia), che producono una frazione importante di Ca e Ti e una quantità inferiore di Si, mentre non contribuiscono alla produzione di O e Mg. Le SNe Ia producono invece quantità significative di Fe su lunghi tempi-scala rispetto alle SNe II, questo fa sì che i rapporti $[\alpha/\text{Fe}]$, posti su di un piano con i rapporti $[\text{Fe}/\text{H}]$, possano fungere da traccianti dei tempi-scala della formazione stellare in un dato ambiente (Tinsley (1979), Matteucci and Brocato (1990), Gilmore and Wyse (1991)).

Gli ammassi formati in progenitori con una diversa storia di arricchimento chimico, ossia una diversa SFH, dovrebbero dunque porsi su sequenze distinte nel piano $[\alpha/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$. Si può osservare questo fenomeno nella distribuzione delle stelle di campo della Galassia rispetto a quella delle stelle di Sgr o della LMC (quadrati magenta e simboli verdi in figura 4.3). Inoltre, anche le galassie sferoidali nane isolate (Fornax, Sculptor, Sextant, etc.) mostrano rapporti $[\alpha/\text{Fe}]$ inferiori a quelli della Via Lattea per simili valori di $[\text{Fe}/\text{H}]$, proprio alla luce di più basse SFH (Tolstoy et al., 2009).

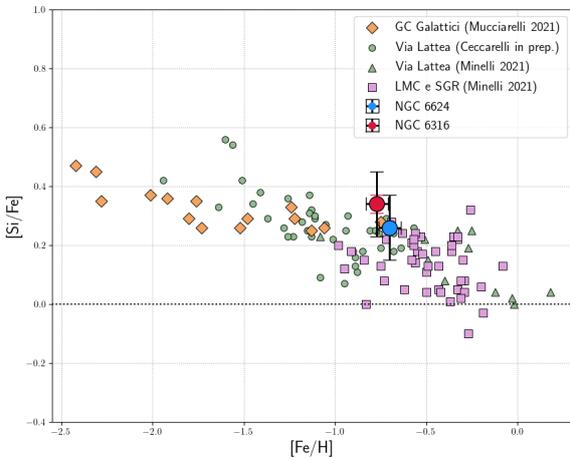
L'analisi chimica discussa in questo lavoro mostra che i rapporti di abbondanza degli elementi α Si, Ca e Ti sono molto simili per i due ammassi studiati e, entro le incertezze, seguono la sequenza degli ammassi globulari galattici nel piano $[\alpha/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$ (fig. 4.3a).

Tra questi elementi, la differenza maggiore tra i due ammassi è stata trovata per $[\text{Ca}/\text{Fe}]$, con quasi 0.2 dex di differenza. È però importante notare che questo rapporto di abbondanza risulta anche il più incerto dei tre $[\alpha/\text{Fe}]$, a causa di una forte sensibilità delle righe di Ca ai parametri atmosferici. I target spettroscopici sono infatti stelle fredde, vicine all'*RGB-tip* (cfr. fig. 3.1); ciò ha portato ad un *bias* di selezione per le righe del Fe: nella selezione delle righe (cfr. sezione 3.2), sono state scartate molte delle righe dal basso potenziale d'eccitazione in quanto sature, lasciando quindi spazio alle righe ad alto potenziale d'eccitazione, meno sensibili alle variazioni di temperatura. Questo ha comportato una misura dell'abbondanza di Fe che risponde meno della differenza di temperatura tra le stelle rispetto ad altri elementi per cui sono disponibili solo righe a basso potenziale d'eccitazione, quali, ad esempio, il Ca.

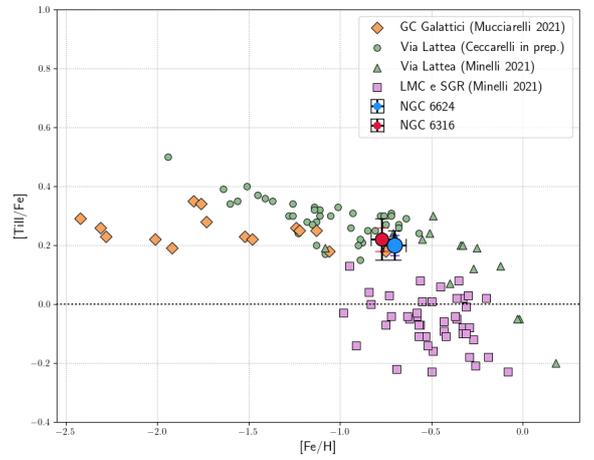
La differenza tra i due valori di $[Ca/Fe]$, per quanto significativa, è consistente entro le incertezze

(a) Media dei tre elementi α .

(b) Calcio.



(c) Silicio.



(d) Titanio.

Figura 4.3: Diagrammi $[X/Fe] - [Fe/H]$ per gli elementi α (Si, Ca e Ti) di NGC 6624 (in blu) e NGC 6316 (in rosso). Le barre di errore nere fanno riferimento all'errore medio sulla misura, mentre le barre colorate fanno riferimento all'errore sul valore medio dell'ammasso ($\frac{\sigma}{\sqrt{N}}$), a volte non visibili nei grafici a causa dei bassi valori dovuti all'omogeneità chimica tra le stelle degli ammassi globulari. In background si trovano, per confronto, valori di stelle di campo della MW in verde (Minelli et al. (2021b), Ceccarelli et al. in prep.), stelle di campo di Sgr e LMC in magenta (Minelli et al. (2021b)) e ammassi globulari galattici in arancione (Mucciarelli et al. (2021b)).

4.2 Elementi del picco del Fe

Si tratta degli elementi più pesanti sintetizzati attraverso le reazioni termoneucleari. Essi sono prodotti in parte da stelle massive, con un significativo contributo da parte delle *Hypernovae* (HNe—più energetiche delle SNe II e associate a stelle più massive di 25–30 M_{\odot}); sebbene una quantità non trascurabile venga prodotta dalle SNe Ia (Leung and Nomoto (2018), Leung and Nomoto (2020)).

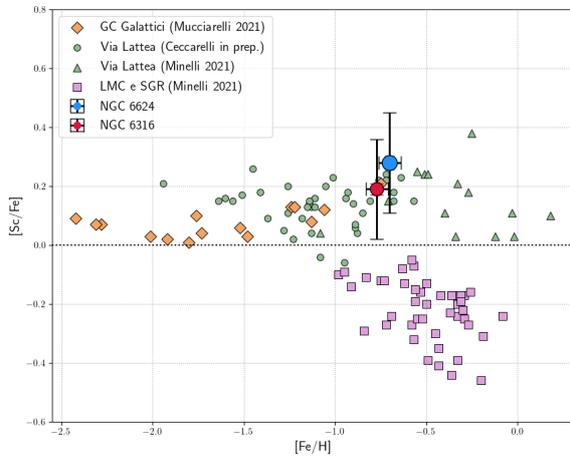
Come già riportato da Minelli et al. (2021b), le stelle di LMC e Sgr, a metallicità paragonabile a quella dei due ammassi qui discussi, mostrano le maggiori differenze con le stelle della Via Lattea proprio per gli elementi del picco del ferro (in particolare Sc, V, Zn) prodotti quasi completamente da stelle massive tramite HNe o SNe II.

Per nessuno degli elementi analizzati (Sc, V, Cr, Ni, Zn) sono state rilevate discrepanze importanti tra i due ammassi, entro le incertezze; benché per alcuni elementi si sia presentata la problematica—già citata per il calcio nella sezione precedente—dell’elevato errore dovuto alla forte sensibilità dalla temperatura per alcune righe, rispetto alla scarsa sensibilità delle righe di ferro selezionate (cfr. Cr in figura 4.5a, Sc in figura 4.4a). Primo tra questi, tra gli elementi del picco del Fe, è il V, che mostra una differenza di ~ 0.2 dex, ma con incertezze altrettanto ampie (figura 4.4b); ciò non sorprende se si tiene in considerazione il fatto che le righe di V sono per lo più righe a basso potenziale di eccitazione, è infatti la loro forte sensibilità alla temperatura rispetto alla sensibilità del ferro a causare valori così dispersi per i due ammassi. Ciononostante, entrambi i rapporti di abbondanza, sia per NGC 6624 che per NGC 6316, sembrerebbero collocarsi al di sopra della sequenza di LMC e Sgr nel piano $[V/Fe] - [Fe/H]$ (figura 4.4b), seppure vada sottolineato che la metallicità degli ammassi è tale da non poter chiaramente distinguere tra le due sequenze nel piano.

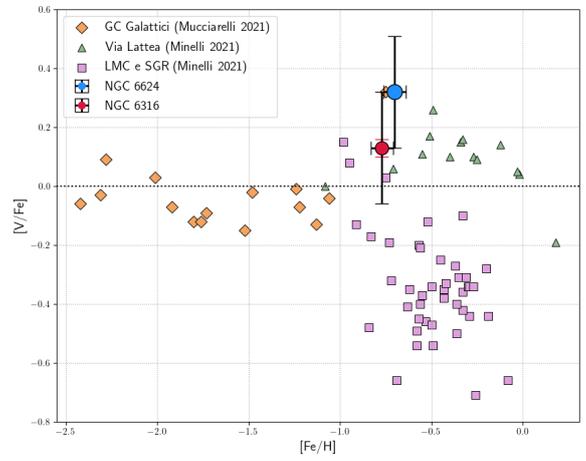
Il V, insieme allo Sc e allo Zn, sono gli elementi del picco del Fe su cui si è posta più attenzione, alla luce di Minelli et al. (2021b) e di quanto detto nella sezione 1.4. Infatti le abbondanze misurate da Minelli et al. (2021b) per la maggior parte degli elementi del picco del Fe, nelle stelle della LMC e di Sgr, sono compatibili con uno scenario in cui il contributo da parte di stelle massive all’arricchimento chimico della galassia genitrice è meno importante rispetto che nella Via Lattea. Nello studio degli ammassi globulari, si è notato che questa differenza è più significativa, alle alte metallicità, nei rapporti $[Sc/Fe]$, $[V/Fe]$ e $[Zn/Fe]$. Le loro minori abbondanze, infatti, suggerirebbero un contributo alla chimica piccolo, se non nullo, da parte di stelle più massive di $\sim 25\text{--}30 M_{\odot}$, in quanto la loro produzione è probabilmente trascurabile nelle SNe, venendo prodotti principalmente nelle HNe (Nomoto et al., 2013).

Lo $[Sc/Fe]$ (fig. 4.4a) sembrerebbe compatibile con un’origine *in situ* dei due ammassi. $[V/Fe]$ e $[Zn/Fe]$ sono purtroppo più incerti, in quanto le se-

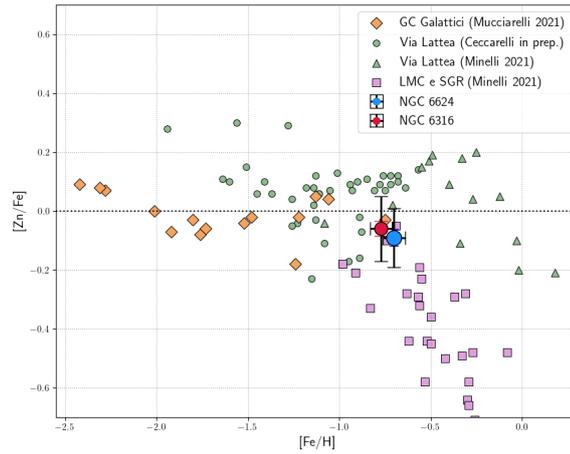
quenze chimiche si separano significativamente a metallicità più alte ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0.6\text{--}0.7$) rispetto quelle dei due ammassi studiati ($[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{NGC6624}} = 0.70$, $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{NGC6316}} = 0.77$).



(a) Scandio.



(b) Vanadio.



(c) Zinco.

Figura 4.4: Elementi del picco del ferro I.

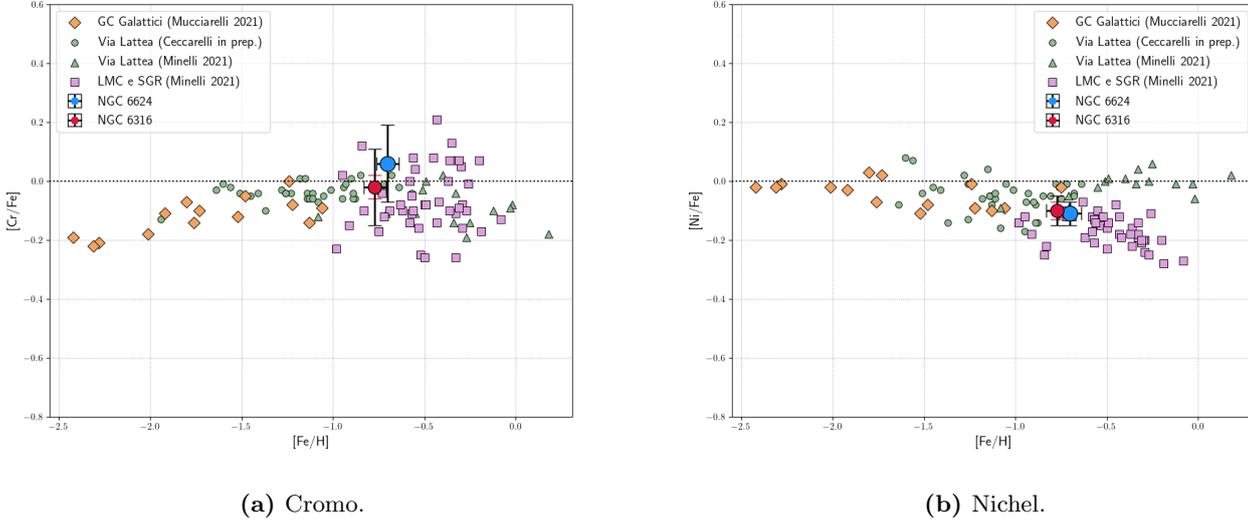
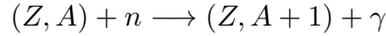


Figura 4.5: Elementi del picco del ferro II.

4.3 Elementi da catture neutroniche

Gli elementi più pesanti di quelli del picco del Fe, vengono sintetizzati in ambienti in cui è presente un forte flusso di neutroni: un elemento di numero atomico Z e numero di massa A , può catturare un neutrone n tramite il processo



Se il nucleo così formatosi è stabile, potrà ripetere il processo catturando un nuovo neutrone; se esso è invece instabile, andrà in contro a decadimento β . In base al tasso di cattura neutronica rispetto al tempo scala del decadimento β si distingue tra due tipi di processi, che prendono il nome di processo s (*slow*) e processo r (*rapid*).

Affinché il processo r avvenga, è necessaria la presenza di un ingente flusso di neutroni ($> 10^{20}$ neutroni/cm³). Sono stati proposti diversi siti in cui possa avvenire tale processo, quali *merger* di stelle di neutroni (Lattimer and Schramm, 1974), collapsars (Siegel et al., 2019) o proto-magnetars (Nishimura et al., 2015). Degli elementi prodotti da cattura neutronica analizzati in questo lavoro, Nd è quello che viene prodotto maggiormente da processi r , pur avendo un'importante componente di produzione (circa il 40% del totale—Arlandini et al. (1999)) da parte di processi s .

La produzione di elementi s avviene principalmente nell'*Asymptotic Giant Branch* (AGB). Nello specifico, dai modelli di AGB di (Lugaro et al., 2012) e (Karakas and Lattanzio, 2014), si osserva che la produzione di elementi s pesanti (come Ba, La, Nd) avvenga per lo più in stelle di piccola massa

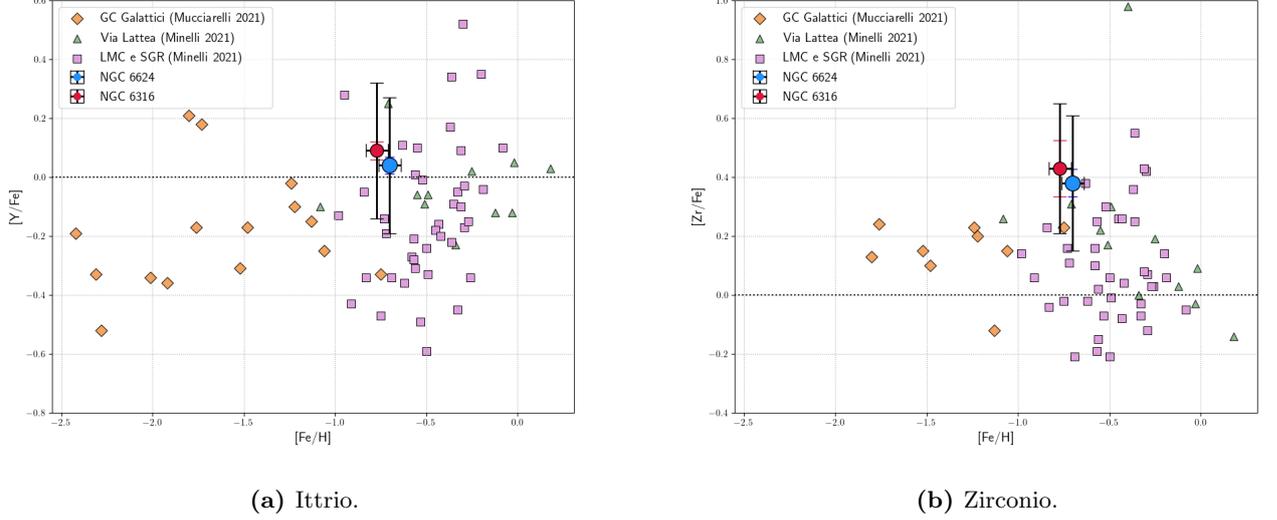


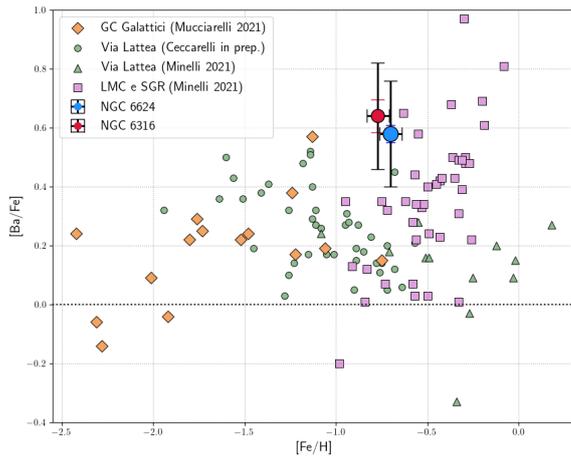
Figura 4.6: Elementi da catture neutroniche I.

($1-3 M_{\odot}$), mentre la produzione degli elementi s più leggeri (Y, Zr) avvenga entro un'ampia gamma di masse stellari (Gallino et al. (1998), Busso et al. (1999)). Il rapporto tra elementi s pesanti e leggeri varia inoltre con la metallicità: in sistemi più metallici vengono prodotti più elementi s leggeri piuttosto che pesanti (Gallino et al. (1998), Busso et al. (1999)).

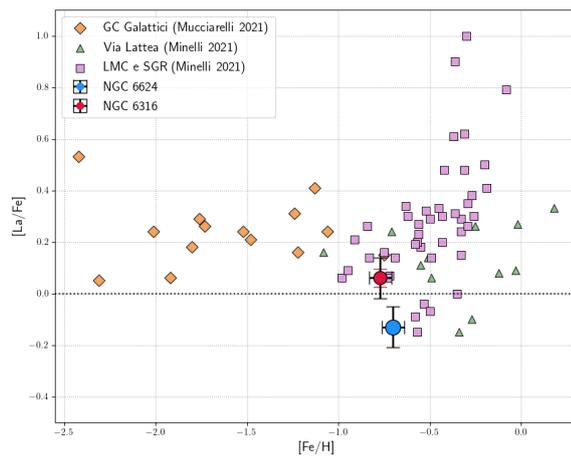
Quanto si deduce dalle abbondanze misurate è che NGC 6624 e NGC 6316 hanno, di nuovo, una chimica simile nonché consistente con quella di altri ammassi della Via Lattea.

Gli elementi s pesanti misurati con più precisione, vale a dire La e Nd, mostrano infatti delle abbondanze relativamente basse rispetto alle stelle di galassie meno massive come LMC o Sgr (figure 4.7b, 4.7c), dove il contributo da parte di stelle di AGB è maggiore rispetto alla MW. Questo, unito alle alte abbondanze rilevate per gli elementi s leggeri (Y, Zr, figure 4.6a, 4.6b), indicherebbe un contributo all'evoluzione chimica da parte di stelle massive, rinforzando l'ipotesi dell'origine *in situ* di NGC 6316.

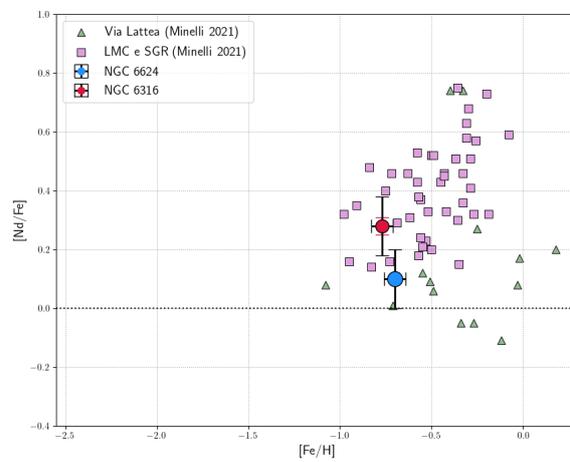
Differisce in questo scenario il Ba (fig. 4.7a), ma si ritiene che ciò sia dovuto ad una sovrastima causata dalle due righe utilizzate nella spettrosintesi, essendo queste prossime alla saturazione e quindi molto sensibili all'unico parametro libero dell'analisi, la velocità di microturbolenza.



(a) Bario.



(b) Lantanio.



(c) Neodimio.

Figura 4.7: Elementi da catture neutroniche II.

4.4 Sodio

Un discorso a parte riguarda le abbondanze di Na. Negli ammassi globulari, le abbondanze di alcuni elementi leggeri come O, Na, Mg e Al, variano da stella a stella (Carretta et al. (2007), Bastian and Lardo (2018)). Tali variazioni sono il risultato di un processo di auto-arricchimento chimico tipico degli ammassi globulari. Lo scenario oggi accreditato è che all'interno degli ammassi globulari, grazie alla loro elevata densità, il gas espulso dalle stelle di AGB più massive (arricchito dai prodotti dei cicli CNO, NeNa, e MgAl) viene trattenuto nella buca di potenziale dell'ammasso, permettendo la formazione di nuove stelle caratterizzate da variazioni solamente in questi elementi.

Nessuno dei due ammassi studiati è mai stato analizzato prima, dunque non si conoscono eventuali variazioni chimiche degli elementi leggeri nel loro contenuto stellare. Nonostante il campione a disposizione sia piccolo e solo Na sia misurabile dei quattro elementi coinvolti, è possibile evidenziare tali anomalie chimiche anche in questo studio. Infatti entrambi gli ammassi mostrano variazioni di $[Na/Fe]$ da una stella all'altra estremamente ampie e non compatibili entro le incertezze. Suddetta variazione si può osservare in figura 4.8, dove vengono mostrati i valori di $[Na/Fe]$ per le quattro stelle di NGC 6316 e per le tre stelle di NGC 6624 che sono state analizzate. Nonostante la povertà del campione statistico, è evidente una variazione analoga a quella di altri ammassi globulari galattici.

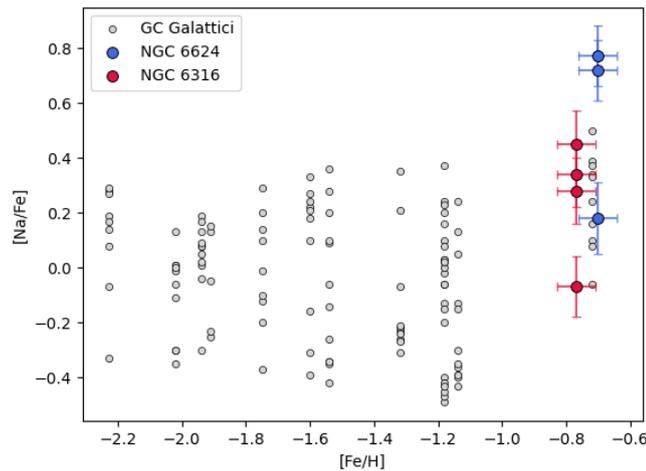


Figura 4.8: $[Na/Fe]$ vs $[Fe/H]$ dei due GC studiati in questo lavoro, confrontati con un *set* di ammassi galattici, con $[Na/Fe]$ da Carretta et al. (2009b) e metallicità da letteratura.

4.5 Relazione età-metallicità

Per ulteriore verifica, si è voluto sfruttare le nuove metallicità calcolate per i due ammassi, ponendole su di un piano età metallicità, in quanto si è visto (sezione 1.3) che ammassi globulari formati *in situ* e accresciuti si pongono su sequenze distinte della AMR.

Le età degli ammassi di MW (*in situ* e accresciuti) provengono da VandenBerg et al. (2013), che hanno calcolato le età assolute di 55 ammassi globulari e da Forbes and Bridges (2010) che ha raccolto le stime di età relative di Salaris and Weiss (1998), De Angeli et al. (2005) e Marín-Franch et al. (2009). In VandenBerg et al. (2013) è presente l'età di NGC 6624 (11.25 ± 0.50 Gyr), ma non quella di NGC 6316; per quest'ultimo è stato utilizzato il recente studio di Deras et al. (2023), effettuato su osservazioni ottiche ad alta risoluzione dell'Hubble Space Telescope, che ha stimato l'età assoluta di NGC 6316 rivelandone la consistenza con l'età di 47 Tucanae. Dunque, per consistenza tra i dati utilizzati, a NGC 6316 è stata assegnata l'età di 47 Tucanae di VandenBerg et al. (2013) (11.75 ± 0.25 Gyr).

Come mostrato in figura 4.9, il posizionamento dei due ammassi nel piano [Fe/H]–età, reso possibile grazie alle prime misure ad alta risoluzione presentate in questo lavoro, è consistente con quella degli ammassi *in situ*, rafforzando i risultati derivanti dallo studio delle loro composizioni chimiche.

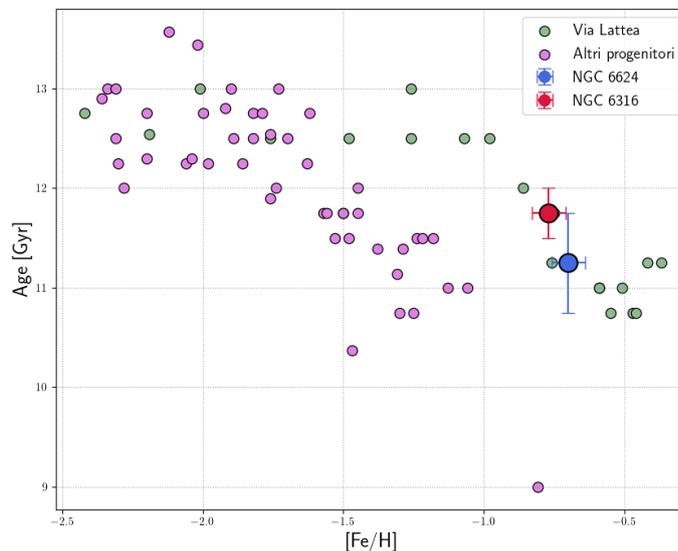


Figura 4.9: AMR di NGC 6624 e NGC 6316 sovrapposti ad un campione di 69 ammassi con età da VandenBerg et al. (2013) e metallicità misurate in letteratura, suddivisi in *in situ* e accresciuti in base a Massari et al. (2019).

4.6 Conclusioni

In questo lavoro di tesi sono stati analizzati spettri UVES ad alta risoluzione ($R \sim 40\,000$) di sette stelle giganti rosse, tre appartenenti all'ammasso globulare associato al *bulge* NGC 6624, la cui dinamica dà ragione di credere che sia un ammasso formatosi *in situ* nella nostra Galassia, e altre quattro appartenenti a NGC 6316, un altro ammasso associato al *bulge*, con simile metallicità, la cui origine risulta più incerta se si utilizzano dati prettamente dinamici.

L'analisi chimica di questi ammassi ha consentito di effettuare la prima stima della loro metallicità da spettri ad alta risoluzione. NGC 6624 ha un'abbondanza di ferro $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.70$, NGC 6316 ha $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.77$. Questi valori sono più bassi di ~ 0.3 dex rispetto alle precedenti stime di metallicità basate su misure dirette di righe di Fe ma su spettri a bassa risoluzione.

Il confronto delle abbondanze chimiche tra i due ammassi mostra, in primo luogo, che essi si sono formati in progenitori quantomeno molto simili in termini di storia di formazione stellare. Sembra trattarsi, infatti, di due ammassi gemelli, formati da nubi molecolari chimicamente paragonabili. L'origine Galattica di NGC 6624 dagli studi dinamici di [Massari et al. \(2019\)](#) risulta essere piuttosto solida, ragion per cui è verosimile ritenere che anche NGC 6316 sia un ammasso formatosi *in situ* e non accresciuto, come la dinamica poteva suggerire. Ipotesi alternativa è che NGC 6316 si sia formato in un sistema stellare la cui SFH è molto simile a quella della Via Lattea e con cui quest'ultima abbia interagito nel corso della sua storia evolutiva; tuttavia, tale sistema ad oggi non ci è noto e risulta poco plausibile ipotizzarne l'esistenza.

Il confronto è stato poi esteso anche alla chimica di letteratura di stelle di galassie notoriamente meno massicce, in interazione dinamica con la MW, quali LMC e Sgr, in quanto esse presentano un'ampia popolazione stellare con metallicità paragonabile a quella dei due ammassi studiati. Gli ammassi analizzati in questo lavoro mostrano, entro i margini di incertezza, una storia di arricchimento chimico dominata da un tasso di formazione stellare più intenso rispetto a LMC e Sgr, quindi con un contributo maggiore da parte di stelle massive e HNe.

Ciò esclude non solo la formazione di NGC 6316 nei sistemi stellari di LMC e Sgr, ma anche la sua formazione in tutti gli altri sistemi noti che hanno interagito con la MW (cfr. sezione [1.2](#)), in quanto si tratta di sistemi con masse inferiori a quelle di LMC ($\sim 2.7 \times 10^9 M_{\odot}$, [van der Marel \(2006\)](#)) o Sgr ($\sim 4 \times 10^8 M_{\odot}$, [Vasiliev and Belokurov \(2020\)](#)).

Si conclude dunque che NGC 6316 è, con estrema probabilità, un ammasso globulare originatosi nella nostra Galassia.

Appendice

Vengono qui riportate le abbondanze chimiche ($[\text{Fe}/\text{H}]$ e $[\text{X}/\text{Fe}]$) misurate per ogni stella, con il relativo errore di misura e il numero di righe (N) utilizzate. Per ogni elemento è riportata anche l'abbondanza media dell'ammasso e la deviazione standard.

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	$[\text{Fe}/\text{H}]$	ID <i>Gaia</i> DR3	N	$[\text{Fe}/\text{H}]$
4046460904958628992	104	-0.68 ± 0.07	4107742868341986560	93	-0.72 ± 0.05
4046460698836049920	101	-0.72 ± 0.04	4107743624261592576	102	-0.80 ± 0.10
4046460900579442560	101	-0.70 ± 0.07	4107742735311896320	97	-0.70 ± 0.05
			4107742937060990080	105	-0.86 ± 0.05
media ammasso:		-0.70 ± 0.06	media ammasso:		-0.77 ± 0.06
deviazione standard:		0.04	deviazione standard:		0.06

Tabella 1: Ferro.

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	$[\text{Na}/\text{Fe}]$	ID <i>Gaia</i> DR3	N	$[\text{Na}/\text{Fe}]$
4046460904958628992	2	0.77 ± 0.11	4107742868341986560	2	0.28 ± 0.12
4046460698836049920	2	0.72 ± 0.11	4107743624261592576	2	0.45 ± 0.12
4046460900579442560	2	0.18 ± 0.13	4107742735311896320	2	-0.07 ± 0.11
			4107742937060990080	2	0.34 ± 0.12
media ammasso:		0.55 ± 0.11	media ammasso:		0.25 ± 0.12
deviazione standard:		0.27	deviazione standard:		0.04

Tabella 2: Sodio.

Elementi α

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Si/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Si/Fe]
4046460904958628992	7	0.25 ± 0.11	4107742868341986560	6	0.30 ± 0.11
4046460698836049920	7	0.27 ± 0.11	4107743624261592576	4	0.42 ± 0.11
4046460900579442560	6	0.26 ± 0.11	4107742735311896320	6	0.26 ± 0.10
			4107742937060990080	6	0.38 ± 0.11
media ammasso:		0.26 ± 0.11	media ammasso:		0.34 ± 0.11
deviazione standard:		0.01	deviazione standard:		0.06

ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Ca/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Ca/Fe]
4046460904958628992	4	0.43 ± 0.13	4107742868341986560	2	0.07 ± 0.12
4046460698836049920	3	0.37 ± 0.13	4107743624261592576	3	0.29 ± 0.13
4046460900579442560	2	0.32 ± 0.12	4107742735311896320	2	0.13 ± 0.11
			4107742937060990080	4	0.29 ± 0.14
media ammasso:		0.37 ± 0.13	media ammasso:		0.19 ± 0.13
deviazione standard:		0.04	deviazione standard:		0.10

ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Ti/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Ti/Fe]
4046460904958628992	56	0.43 ± 0.17	4107742868341986560	50	0.17 ± 0.16
4046460698836049920	54	0.37 ± 0.16	4107743624261592576	52	0.23 ± 0.17
4046460900579442560	45	0.32 ± 0.16	4107742735311896320	48	0.15 ± 0.16
			4107742937060990080	47	0.30 ± 0.17
media ammasso:		0.37 ± 0.16	media ammasso:		0.21 ± 0.17
deviazione standard:		0.04	deviazione standard:		0.06

ID <i>Gaia</i> DR3	N	[TiII/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[TiII/Fe]
4046460904958628992	4	0.34 ± 0.04	4107742868341986560	2	0.30 ± 0.08
4046460698836049920	3	0.13 ± 0.05	4107743624261592576	3	0.18 ± 0.05
4046460900579442560	2	0.22 ± 0.06	4107742735311896320	2	0.28 ± 0.08
			4107742937060990080	4	0.11 ± 0.05
media ammasso:		0.23 ± 0.05	media ammasso:		0.22 ± 0.07
deviazione standard:		0.08	deviazione standard:		0.08

Tabella 3: Silicio, Calcio, Titanio I e II.

Elementi del picco del ferro

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Cr/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Cr/Fe]
4046460904958628992	16	0.08 ± 0.13	4107742868341986560	11	-0.11 ± 0.13
4046460698836049920	13	0.03 ± 0.14	4107743624261592576	12	0.02 ± 0.14
4046460900579442560	13	0.07 ± 0.13	4107742735311896320	13	-0.07 ± 0.13
			4107742937060990080	14	0.10 ± 0.13
media ammasso:		0.06 ± 0.13	media ammasso:		-0.02 ± 0.13
deviazione standard:		0.02	deviazione standard:		0.08

Tabella 4: Cromo.

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Ni/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Ni/Fe]
4046460904958628992	13	-0.08 ± 0.05	4107742868341986560	12	-0.12 ± 0.04
4046460698836049920	13	-0.14 ± 0.04	4107743624261592576	13	0.00 ± 0.05
4046460900579442560	13	-0.12 ± 0.04	4107742735311896320	13	-0.14 ± 0.04
			4107742937060990080	13	-0.13 ± 0.05
media ammasso:		-0.11 ± 0.04	media ammasso:		0.10 ± 0.05
deviazione standard:		0.02	deviazione standard:		0.06

Tabella 5: Nichel.

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Sc/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Sc/Fe]
4046460904958628992	13	0.28 ± 0.19	4107742868341986560	13	-0.08 ± 0.19
4046460698836049920	13	0.31 ± 0.19	4107743624261592576	13	0.18 ± 0.19
4046460900579442560	13	0.49 ± 0.19	4107742735311896320	13	0.06 ± 0.19
			4107742937060990080	13	0.20 ± 0.19
media ammasso:		0.36 ± 0.19	media ammasso:		0.09 ± 0.19
deviazione standard:		0.09	deviazione standard:		0.11

Tabella 6: Scandio.

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	[ScII/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[ScII/Fe]
4046460904958628992	7	0.28 ± 0.17	4107742868341986560	7	0.15 ± 0.17
4046460698836049920	7	0.24 ± 0.17	4107743624261592576	7	0.25 ± 0.17
4046460900579442560	7	0.34 ± 0.17	4107742735311896320	7	0.17 ± 0.17
			4107742937060990080	7	0.17 ± 0.17
media ammasso:		0.28 ± 0.17	media ammasso:		0.19 ± 0.17
deviazione standard:		0.04	deviazione standard:		0.04

Tabella 7: Scandio II.

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	[V/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[V/Fe]
4046460904958628992	45	0.29 ± 0.19	4107742868341986560	45	0.05 ± 0.19
4046460698836049920	45	0.31 ± 0.19	4107743624261592576	45	0.13 ± 0.19
4046460900579442560	45	0.37 ± 0.19	4107742735311896320	45	0.10 ± 0.19
			4107742937060990080		0.23 ± 0.19
media ammasso:		0.32 ± 0.19	media ammasso:		0.13 ± 0.19
deviazione standard:		0.03	deviazione standard:		0.06

Tabella 8: Vanadio.

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Zn/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Zn/Fe]
4046460904958628992	1	-0.05 ± 0.10	4107742868341986560	1	0.02 ± 0.12
4046460698836049920	1	-0.16 ± 0.10	4107743624261592576	1	-0.06 ± 0.12
4046460900579442560	1	-0.06 ± 0.10	4107742735311896320	1	-0.13 ± 0.10
			4107742937060990080	1	-0.08 ± 0.11
media ammasso:		-0.09 ± 0.10	media ammasso:		-0.06 ± 0.11
deviazione standard:		0.05	deviazione standard:		0.05

Tabella 9: Zinco.

Elementi da catture neutroniche

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Y/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Y/Fe]
4046460904958628992	1	0.06 ± 0.23	4107742868341986560		—
4046460698836049920	1	0.09 ± 0.23	4107743624261592576	1	0.08 ± 0.24
4046460900579442560	1	-0.03 ± 0.23	4107742735311896320	1	0.02 ± 0.22
			4107742937060990080	1	0.18 ± 0.23
media ammasso:		0.04 ± 0.23	media ammasso:		0.09 ± 0.23
deviazione standard:		0.05	deviazione standard:		0.06

Tabella 10: Ittrio.

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Zr/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[Zr/Fe]
4046460904958628992	2	0.27 ± 0.21	4107742868341986560	3	0.30 ± 0.23
4046460698836049920	3	0.45 ± 0.23	4107743624261592576	3	0.69 ± 0.22
4046460900579442560	3	0.42 ± 0.24	4107742735311896320	2	0.19 ± 0.21
			4107742937060990080	3	0.53 ± 0.23
media ammasso:		0.38 ± 0.23	media ammasso:		0.43 ± 0.22
deviazione standard:		0.08	deviazione standard:		0.19

Tabella 11: Zirconio.

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	[BaII/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[BaII/Fe]
4046460904958628992	2	0.66 ± 0.18	4107742868341986560	2	0.82 ± 0.18
4046460698836049920	2	0.54 ± 0.18	4107743624261592576	2	0.61 ± 0.18
4046460900579442560	2	0.55 ± 0.18	4107742735311896320	2	0.62 ± 0.18
			4107742937060990080	2	0.53 ± 0.18
media ammasso:		0.58 ± 0.18	media ammasso:		0.64 ± 0.18
deviazione standard:		0.05	deviazione standard:		0.11

Tabella 12: Bario.

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	[LaII/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[LaII/Fe]
4046460904958628992	1	-0.16 ± 0.08	4107742868341986560	1	0.04 ± 0.08
4046460698836049920	1	-0.10 ± 0.08	4107743624261592576	1	0.15 ± 0.08
4046460900579442560	1	-0.12 ± 0.08	4107742735311896320	1	-0.04 ± 0.08
			4107742937060990080	1	0.09 ± 0.08
media ammasso:		-0.13 ± 0.08	media ammasso:		0.06 ± 0.08
deviazione standard:		0.02	deviazione standard:		0.07

Tabella 13: Lantanio.

NGC 6624			NGC 6316		
ID <i>Gaia</i> DR3	N	[NdII/Fe]	ID <i>Gaia</i> DR3	N	[NdII/Fe]
4046460904958628992	5	0.30 ± 0.08	4107742868341986560	7	0.22 ± 0.09
4046460698836049920	8	0.19 ± 0.12	4107743624261592576	8	0.37 ± 0.13
4046460900579442560	7	0.16 ± 0.10	4107742735311896320	8	0.25 ± 0.09
			4107742937060990080	8	0.30 ± 0.10
media ammasso:		0.10 ± 0.10	media ammasso:		0.28 ± 0.10
deviazione standard:		0.02	deviazione standard:		0.06

Tabella 14: Neodimio.

Bibliografia

- Aller, L. H. and Goldberg, L. (1971). *Atoms, stars, and nebulae*.
- Andrae, R., Fouesneau, M., Creevey, O., Ordenovic, C., Mary, N., Burlacu, A., Chaoul, L., Jean-Antoine-Piccolo, A., Kordopatis, G., Korn, A., Lebreton, Y., Panem, C., Pichon, B., Thévenin, F., Walmsley, G., and Bailer-Jones, C. A. L. (2018). Gaia Data Release 2. First stellar parameters from Apsis. , 616:A8.
- Arlandini, C., Käppeler, F., Wisshak, K., Gallino, R., Lugaro, M., Busso, M., and Straniero, O. (1999). Neutron Capture in Low-Mass Asymptotic Giant Branch Stars: Cross Sections and Abundance Signatures. , 525(2):886–900.
- Armandroff, T. E. and Zinn, R. (1988). Integrated-Light Spectroscopy of Globular Clusters at the Infrared CA II Lines. , 96:92.
- Bastian, N. and Lardo, C. (2018). Multiple Stellar Populations in Globular Clusters. , 56:83–136.
- Bensby, T., Feltzing, S., and Lundström, I. (2003). Elemental abundance trends in the Galactic thin and thick disks as traced by nearby F and G dwarf stars. , 410:527–551.
- Böhm-Vitense, E. (1958). Über die Wasserstoffkonvektionszone in Sternen verschiedener Effektivtemperaturen und Leuchtkräfte. Mit 5 Textabbildungen. , 46:108.
- Busso, M., Gallino, R., and Wasserburg, G. J. (1999). Nucleosynthesis in Asymptotic Giant Branch Stars: Relevance for Galactic Enrichment and Solar System Formation. , 37:239–309.
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R., D’Orazi, V., and Lucatello, S. (2009a). Intrinsic iron spread and a new metallicity scale for globular clusters. , 508(2):695–706.
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R., and Lucatello, S. (2009b). Na-O anticorrelation and HB. VIII. Proton-capture elements and metallicities in 17 globular clusters from UVES spectra. , 505(1):139–155.

- Carretta, E., Recio-Blanco, A., Gratton, R. G., Piotto, G., and Bragaglia, A. (2007). The Link between Chemical Anomalies along the Red Giant Branch and the Horizontal Branch Extension in Globular Clusters. , 671(2):L125–L128.
- Chiba, M. and Yoshii, Y. (1998). Early Evolution of the Galactic Halo Revealed from Hipparcos Observations of Metal-poor Stars. , 115(1):168–192.
- Danielski, C., Babusiaux, C., Ruiz-Dern, L., Sartoretti, P., and Arenou, F. (2018). The empirical Gaia G-band extinction coefficient. , 614:A19.
- De Angeli, F., Piotto, G., Cassisi, S., Busso, G., Recio-Blanco, A., Salaris, M., Aparicio, A., and Rosenberg, A. (2005). Galactic Globular Cluster Relative Ages. , 130(1):116–125.
- Deason, A. J., Belokurov, V., and Sanders, J. L. (2019). The total stellar halo mass of the Milky Way. , 490(3):3426–3439.
- Dekker, H., D’Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., and Kotzlowski, H. (2000). Design, construction, and performance of UVES, the echelle spectrograph for the UT2 Kueyen Telescope at the ESO Paranal Observatory. In Iye, M. and Moorwood, A. F., editors, *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, volume 4008 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, pages 534–545.
- Deras, D., Cadelano, M., Ferraro, F. R., Lanzoni, B., and Pallanca, C. (2023). Digging into the Galactic Bulge: Stellar Population and Structure of the Poorly Studied Cluster NGC 6316. , 942(2):104.
- Fernandez-Alvar, E., Carigi, L., Schuster, W. J., Hayes, C. R., Avila-Vergara, N., Majewski, S. R., Allende Prieto, C., Beers, T. C., Sanchez, S. F., Zamora, O., Garcia-Hernandez, D. A., Tang, B., Fernandez-Trincado, J. G., Tissera, P., Geisler, D., and Villanova, S. (2018). VizieR Online Data Catalog: Galactic halo with APOGEE. II. Abundances. (Fernandez-Alvar+, 2018). *VizieR Online Data Catalog*, page J/ApJ/852/50.
- Forbes, D. A. and Bridges, T. (2010). Accreted versus in situ Milky Way globular clusters. , 404(3):1203–1214.
- Freeman, K. and Bland-Hawthorn, J. (2002). The New Galaxy: Signatures of Its Formation. , 40:487–537.
- Fuhrmann, K. (2011). Nearby stars of the Galactic disc and halo - V. , 414(4):2893–2922.

- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., and de Bruijne, J. e. a. (2018). Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties. , 616:A1.
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., and et al., M. (2016a). Gaia Data Release 1. Summary of the astrometric, photometric, and survey properties. , 595:A2.
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., and de Bruijne, J. H. J. e. a. (2021). Gaia Early Data Release 3. Summary of the contents and survey properties. , 649:A1.
- Gaia Collaboration, Helmi, A., van Leeuwen, F., McMillan, P. J., and Massari, D. e. a. (2020). Gaia Data Release 2. The kinematics of globular clusters and dwarf galaxies around the Milky Way (Corrigendum). , 642:C1.
- Gaia Collaboration, Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., Brown, A. G. A., Vallenari, A., and Babusiaux, C. e. a. (2016b). The Gaia mission. , 595:A1.
- Gallino, R., Arlandini, C., Busso, M., Lugaro, M., Travaglio, C., Straniero, O., Chieffi, A., and Limongi, M. (1998). Evolution and Nucleosynthesis in Low-Mass Asymptotic Giant Branch Stars. II. Neutron Capture and the S-Process. , 497(1):388–403.
- Gilmore, G. and Wyse, R. F. G. (1991). Chemical Evolution with Bursts of Star Formation: Element Ratios in Dwarf Galaxies. , 367:L55.
- Gómez, F. A., Helmi, A., Cooper, A. P., Frenk, C. S., Navarro, J. F., and White, S. D. M. (2013). Streams in the Aquarius stellar haloes. , 436(4):3602–3613.
- Grevesse, N. and Sauval, A. J. (1998). Standard Solar Composition. , 85:161–174.
- Harris, W. E. (1996). A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way. , 112:1487.
- Harris, W. E. (2010). A New Catalog of Globular Clusters in the Milky Way. *arXiv e-prints*, page arXiv:1012.3224.
- Heasley, J. N., Janes, K. A., Zinn, R., Demarque, P., Da Costa, G. S., and Christian, C. A. (2000). Hubble Space Telescope Photometry of the Metal-rich Globular Clusters NGC 6624 and NGC 6637. , 120(2):879–893.
- Helmi, A. (2020). Streams, Substructures, and the Early History of the Milky Way. , 58:205–256.

- Helmi, A., Babusiaux, C., Koppelman, H. H., Massari, D., Veljanoski, J., and Brown, A. G. A. (2018). The merger that led to the formation of the Milky Way’s inner stellar halo and thick disk. , 563(7729):85–88.
- Helmi, A. and de Zeeuw, P. T. (2000). Mapping the substructure in the Galactic halo with the next generation of astrometric satellites. , 319(3):657–665.
- Helmi, A., White, S. D. M., de Zeeuw, P. T., and Zhao, H. (1999). Debris streams in the solar neighbourhood as relicts from the formation of the Milky Way. , 402(6757):53–55.
- Ibata, R. A., Gilmore, G., and Irwin, M. J. (1994). A dwarf satellite galaxy in Sagittarius. , 370(6486):194–196.
- Jordi, C., Gebran, M., Carrasco, J. M., de Bruijne, J., Voss, H., Fabricius, C., Knude, J., Vallenari, A., Kohley, R., and Mora, A. (2010). Gaia broad band photometry. , 523:A48.
- Karakas, A. I. and Lattanzio, J. C. (2014). The Dawes Review 2: Nucleosynthesis and Stellar Yields of Low- and Intermediate-Mass Single Stars. , 31:e030.
- Koppelman, H., Helmi, A., and Veljanoski, J. (2018). One Large Blob and Many Streams Frosting the nearby Stellar Halo in Gaia DR2. , 860(1):L11.
- Koppelman, H. H., Helmi, A., Massari, D., Roelenga, S., and Bastian, U. (2019). Characterization and history of the Helmi streams with Gaia DR2. , 625:A5.
- Kurucz, R. (1993). ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. *ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. Kurucz CD-ROM No. 13. Cambridge*, 13.
- Kurucz, R. L. (1970). Atlas: a Computer Program for Calculating Model Stellar Atmospheres. *SAO Special Report*, 309.
- Kurucz, R. L. (2005). ATLAS12, SYNTHE, ATLAS9, WIDTH9, et cetera. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 8:14.
- Lattimer, J. M. and Schramm, D. N. (1974). Black-Hole-Neutron-Star Collisions. , 192:L145.
- Law, D. R. and Majewski, S. R. (2010). Assessing the Milky Way Satellites Associated with the Sagittarius Dwarf Spheroidal Galaxy. , 718(2):1128–1150.

- Leung, S.-C. and Nomoto, K. (2018). Explosive Nucleosynthesis in Near-Chandrasekhar-mass White Dwarf Models for Type Ia Supernovae: Dependence on Model Parameters. , 861(2):143.
- Leung, S.-C. and Nomoto, K. (2020). Explosive Nucleosynthesis in Sub-Chandrasekhar-mass White Dwarf Models for Type Ia Supernovae: Dependence on Model Parameters. , 888(2):80.
- 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. , 806(1):96.
- Lugaro, M., Karakas, A. I., Stancliffe, R. J., and Rijs, C. (2012). The s-process in Asymptotic Giant Branch Stars of Low Metallicity and the Composition of Carbon-enhanced Metal-poor Stars. , 747(1):2.
- Mackereth, J. T. and Bovy, J. (2020). Weighing the stellar constituents of the galactic halo with APOGEE red giant stars. , 492(3):3631–3646.
- Marín-Franch, A., Aparicio, A., Piotto, G., Rosenberg, A., Chaboyer, B., Sarajedini, A., Siegel, M., Anderson, J., Bedin, L. R., Dotter, A., Hempel, M., King, I., Majewski, S., Milone, A. P., Paust, N., and Reid, I. N. (2009). The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. VII. Relative Ages. , 694(2):1498–1516.
- Massari, D., Koppelman, H. H., and Helmi, A. (2019). Origin of the system of globular clusters in the Milky Way. , 630:L4.
- Matteucci, F. and Brocato, E. (1990). Metallicity Distribution and Abundance Ratios in the Stars of the Galactic Bulge. , 365:539.
- Minelli, A., Mucciarelli, A., Massari, D., Bellazzini, M., Romano, D., and Ferraro, F. R. (2021a). A New Set of Chisels for Galactic Archeology: Sc, V, and Zn as Taggers of Accreted Globular Clusters. , 918(2):L32.
- Minelli, A., Mucciarelli, A., Romano, D., Bellazzini, M., Origlia, L., and Ferraro, F. R. (2021b). A Homogeneous Comparison between the Chemical Composition of the Large Magellanic Cloud and the Sagittarius Dwarf Galaxy. , 910(2):114.
- Miranda, M. S., Pilkington, K., Gibson, B. K., Brook, C. B., Sánchez-Blázquez, P., Minchev, I., Few, C. G., Smith, R., Domínguez-Tenreiro, R., Obreja, A., Bailin, J., and Stinson, G. S. (2016). Origin of the metallicity distribution in the thick disc. , 587:A10.
- Mucciarelli, A. (2013). 4DAO Cookbook. *arXiv e-prints*, page arXiv:1311.1403.

- Mucciarelli, A., Bellazzini, M., and Massari, D. (2021a). Exploiting the Gaia EDR3 photometry to derive stellar temperatures. , 653:A90.
- Mucciarelli, A., Massari, D., Minelli, A., Romano, D., Bellazzini, M., Ferraro, F. R., Matteucci, F., and Origlia, L. (2021b). A relic from a past merger event in the Large Magellanic Cloud. *Nature Astronomy*, 5:1247–1254.
- Mucciarelli, A., Pancino, E., Lovisi, L., Ferraro, F. R., and Lapenna, E. (2013). GALA: An Automatic Tool for the Abundance Analysis of Stellar Spectra. , 766(2):78.
- Myeong, G. C., Vasiliev, E., Iorio, G., Evans, N. W., and Belokurov, V. (2019). Evidence for two early accretion events that built the Milky Way stellar halo. , 488(1):1235–1247.
- Ness, M., Freeman, K., Athanassoula, E., Wylie-de-Boer, E., Bland-Hawthorn, J., Asplund, M., Lewis, G. F., Yong, D., Lane, R. R., and Kiss, L. L. (2013). ARGOS - III. Stellar populations in the Galactic bulge of the Milky Way. , 430(2):836–857.
- Nishimura, N., Takiwaki, T., and Thielemann, F.-K. (2015). The r-process Nucleosynthesis in the Various Jet-like Explosions of Magnetorotational Core-collapse Supernovae. , 810(2):109.
- Nomoto, K., Kobayashi, C., and Tominaga, N. (2013). Nucleosynthesis in Stars and the Chemical Enrichment of Galaxies. , 51(1):457–509.
- Peñarrubia, J., Benson, A. J., Martínez-Delgado, D., and Rix, H. W. (2006). Modeling Tidal Streams in Evolving Dark Matter Halos. , 645(1):240–255.
- Pietrinferni, A., Hidalgo, S., Cassisi, S., Salaris, M., Savino, A., Mucciarelli, A., Verma, K., Silva Aguirre, V., Aparicio, A., and Ferguson, J. W. (2021). Updated BaSTI Stellar Evolution Models and Isochrones. II. α -enhanced Calculations. , 908(1):102.
- Romano, D., Karakas, A. I., Tosi, M., and Matteucci, F. (2010). Quantifying the uncertainties of chemical evolution studies. II. Stellar yields. , 522:A32.
- Salaris, M. and Weiss, A. (1998). Metal-rich globular clusters in the galactic disk: new age determinations and the relation to halo clusters. , 335:943–953.
- Sbordone, L., Bonifacio, P., Castelli, F., and Kurucz, R. L. (2004). ATLAS and SYNTHE under Linux. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 5:93.
- Searle, L. and Zinn, R. (1978). Composition of halo clusters and the formation of the galactic halo. , 225:357–379.

- Siegel, D. M., Barnes, J., and Metzger, B. D. (2019). Collapsars as a major source of r-process elements. , 569(7755):241–244.
- Stetson, P. B. and Pancino, E. (2008). DAOSPEC: An Automatic Code for Measuring Equivalent Widths in High-Resolution Stellar Spectra. , 120(874):1332.
- Tinsley, B. M. (1979). Stellar lifetimes and abundance ratios in chemical evolution. , 229:1046–1056.
- Tolstoy, E., Hill, V., and Tosi, M. (2009). Star-Formation Histories, Abundances, and Kinematics of Dwarf Galaxies in the Local Group. , 47(1):371–425.
- Valenti, E., Ferraro, F. R., and Origlia, L. (2007). Near-Infrared Properties of 24 Globular Clusters in the Galactic Bulge. , 133(4):1287–1301.
- van der Marel, R. P. (2006). The Large Magellanic Cloud: structure and kinematics. 17:47–71.
- VandenBerg, D. A., Brogaard, K., Leaman, R., and Casagrande, L. (2013). The Ages of 55 Globular Clusters as Determined Using an Improved VHB_TO Method along with Color-Magnitude Diagram Constraints, and Their Implications for Broader Issues. , 775(2):134.
- Vasiliev, E. and Baumgardt, H. (2021). VizieR Online Data Catalog: Gaia EDR3 view on Galactic globular clusters (Vasiliev+, 2021). *VizieR Online Data Catalog*, page J/MNRAS/505/5978.
- Vasiliev, E. and Belokurov, V. (2020). The last breath of the Sagittarius dSph. , 497(4):4162–4182.
- White, S. D. M. and Rees, M. J. (1978). Core condensation in heavy halos: a two-stage theory for galaxy formation and clustering. , 183:341–358.