

Alma Mater Studiorum – Università di Bologna

---

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Corso di Laurea magistrale in Astrofisica e Cosmologia

Abbondanze chimiche e origine  
dell'ammasso globulare Ruprecht 106

Tesi di laurea

Presentata da:

Simone Stefanini

Relatore:

Prof. Alessio Mucciarelli

---

Anno accademico 2021 – 2022



# Abstract

Le misurazioni ottenute grazie alla missione Gaia dell'ESA hanno portato un rinnovato interesse nel campo della cosiddetta Archeologia Galattica, ovvero la ricostruzione della storia di formazione della Via Lattea attraverso le proprietà delle sue popolazioni stellari.

In particolare, le misurazioni di posizioni, distanze e velocità radiali fornite dalla missione Gaia hanno permesso di ricostruire per la prima volta le orbite di quasi un miliardo di stelle e riconoscere tra esse quelle che potrebbero essersi formate in galassie esterne (si parla, cioè, di residui di eventi di merging avvenuti nella vita della nostra Galassia, Helmi 2020). Si è scoperto anche che quasi la metà degli ammassi globulari della Via Lattea potrebbe avere un'origine esterna. Si tratta, quindi, di ammassi nati in galassie nane accresciute dalla Via Lattea (Massari et al., 2019).

Non sempre le informazioni dinamiche sono sufficienti a stabilire con sicurezza una possibile origine esterna di stelle o ammassi. Uno strumento alternativo per riconoscere stelle di origine esterna è la loro composizione chimica. Infatti, se la composizione chimica è molto diversa da quella della Via Lattea (come ci si aspetta per galassie di piccola massa e bassa formazione stellare), tale composizione rimane anche dopo l'episodio di merging.

In questo contesto, questo studio si prefigge di svolgere un'analisi chimica dell'ammasso globulare Ruprecht 106. Tale ammasso è caratterizzato da un'orbita fortemente ellittica e la sua composizione chimica ha rivelato abbondanze  $[\alpha/Fe]$  solari, cioè più basse delle stelle della Via Lattea di simile  $[Fe/H]$ . È importante notare come molti elementi chimici non siano mai stati analizzati per questo ammasso e che non è mai stato investigato il suo possibile progenitore.

Le abbondanze chimiche di Ruprecht 106 ottenute in questo lavoro di tesi usando spettri ad alta risoluzione UVES – VLT, sono state confrontate con quelle di altri ammassi della Via Lattea e con quelle di stelle appartenenti ad alcune sue galassie satelliti. L'obiettivo finale è determinare le caratteristiche principali della storia di arricchimento chimico di Ruprecht 106 e cercare di individuare un possibile candidato come galassia in cui ha avuto origine o, quantomeno, di determinare le caratteristiche della storia di arricchimento chimico del suo progenitore.

# Indice

1. Introduzione	5
1.1 Formazione galattica e merging	5
1.2 Gaia e le evidenze di merging nella Via Lattea	6
1.3 Ruprecht 106	8
2. Dati fotometrici e spettroscopici	10
3. Analisi dati	13
3.1 Parametri stellari	13
3.2 Selezione delle righe	17
3.3 Analisi da EW	19
3.4 Calcolo delle abbondanze chimiche per righe isolate	22
3.5 Calcolo delle abbondanze chimiche per righe con splitting	24
3.6 Stima degli errori sulle abbondanze chimiche	26
4. Risultati	28
5. Discussione risultati	32
5.1 Relazione età – metallicità	32
5.2 Rapporto $[\alpha/Fe]$	34
5.3 Confronto Ruprecht 106 – NGC 288	36
5.4 Confronto Ruprecht 106 – NGC 121	38
5.5 Confronto tra Ruprecht 106 e galassie dalla letteratura	40
5.5.1 Grande Nube di Magellano	41
5.5.2 Piccola Nube di Magellano	43
5.5.3 Gaia – Enceladus	45
5.5.4 Sagittario	46
5.5.5 Fornax	49
5.5.6 Sculptor	51
5.5.7 Helmi streams	52
6. Conclusioni	54
7. Ringraziamenti	56
8. Bibliografia	57

# 1. Introduzione

## 1. 1: Formazione galattica e merging

Secondo la teoria  $\Lambda$  – CDM, le strutture nel nostro Universo si sono formate seguendo un processo di accrescimento gerarchico, per cui sistemi più massivi attraggono a sé sistemi satelliti più piccoli e crescono in massa, attraverso successivi episodi di merging con tali sistemi, fino a raggiungere le dimensioni odierne (Moore et al., 1999).

L'elemento principale che ha contribuito a questo processo è considerato essere la materia oscura (DM). Quando l'Universo era ancora giovane, le buche di potenziale gravitazionale generate dai primi aloni di materia oscura hanno permesso a grandi quantità di materia barionica di addensarsi. La maggiore densità di materia che c'era a quell'epoca, inoltre, ha favorito il merger dei primi oggetti formatesi, che costituiranno, poi, le grandi strutture visibili al giorno d'oggi al centro degli aloni di DM.

Con l'espansione dell'Universo, in seguito, il numero di merger è diminuito ma laddove la gravità ha mantenuto unite queste strutture, le interazioni e lo scambio di gas e stelle sono rimasti una costante durante tutta la loro evoluzione.

La Via Lattea (MW) non è estranea a questo processo di accrescimento ma, anzi, nel corso della sua evoluzione ha interagito con molteplici altri sistemi di dimensioni inferiori. Secondo Bland-Hawthorn & Gerhard (2016), infatti, nel corso della sua evoluzione la MW potrebbe aver inglobato anche un centinaio di galassie satelliti. La maggior parte di queste sarebbero state di piccola massa, mentre gran parte dell'accrescimento dell'alone galattico sarebbe dovuto ad uno o due eventi principali di merger avvenuti quando la Galassia era ancora “giovane”, circa 10 Gyr di anni fa.

Gli eventi di merger passati e le interazioni con altri oggetti che la MW ha sperimentato durante la sua evoluzione hanno lasciato tracce al suo interno. Queste tracce sono costituite principalmente da stelle o ammassi di stelle che non sono nati nella nostra Galassia ma che sono stati catturati e sono diventati parte di essa solo in un secondo momento.

Più in dettaglio, si pensa che circa il 50% dell'odierna popolazione di ammassi globulari (GCs) della MW sia stata accresciuta da progenitori esterni (Forbes, 2020; Massari et al., 2019).

Da ciò se ne deduce che stabilire con esattezza informazioni come il numero, l'origine ed il momento di accrescimento di questi GCs, sia fondamentale per ricostruire la storia di formazione della nostra Galassia.

Determinare con sicurezza l'origine di questi ammassi, però, è complesso. Non basta, infatti, un singolo indizio per poter affermare che un determinato

ammasso si è formato all'esterno o all'interno della Galassia, ma servono molteplici prove a sostegno della sua natura.

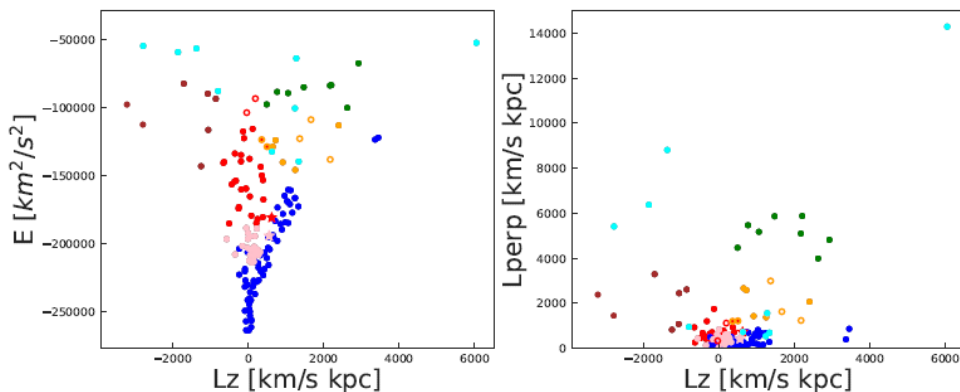
## 1. 2: Gaia e le evidenze di merging nella Via Lattea

Uno dei principali metodi con cui si cerca di stabilire l'origine delle stelle e degli ammassi di stelle si basa sulle informazioni legate alle loro proprietà cinematiche (Helmi, 2020).

Dato che le galassie sono sistemi non collisionali, anche nel momento in cui una galassia satellite venisse distrutta dalle forze mareali durante un merger, le stelle al suo interno per un po' di tempo continueranno a muoversi seguendo la traiettoria del sistema di cui facevano parte. Questo implica che, almeno inizialmente, queste stelle rimarranno "vicine" tra loro nello spazio e le loro orbite saranno caratterizzate dalle proprietà cinematiche della galassia originale. Il risultato nella maggior parte dei casi, quindi, è che queste stelle formano correnti che attraversano la galassia e che sono distinguibili dalle orbite delle stelle nate "in situ" per proprietà come la loro energia e momento angolare.

L'utilizzo di questo sistema, comunque, è reso complicato sia dal numero di variabili in gioco durante il merger tra due galassie (tra cui la tipologia delle galassie, la traiettoria, la massa e il loro potenziale) sia dal fatto che con il passare del tempo le stelle accresciute finiscono per disperdersi tra quelle locali.

In Fig. 1.1 si può vedere un esempio di questa tipologia di studio eseguita su un campione di ammassi globulari della MW e tratta dal lavoro di Massari et al. (2019).



*Figura 1.1: Posizione nello spazio degli integrali del moto per gli ammassi globulari della MW, dove gli assi rappresentano l'energia ( $E$ ), il momento angolare ( $L_z$ ) e la componente di momento angolare perpendicolare a  $L_z$  ( $L_{perp}$ ). Sono rappresentati in differenti colori ammassi associati a progenitori differenti (Massari et al., 2019).*

Un altro sistema con cui si cerca di stabilire l'origine delle stelle è il cosiddetto "chemical tagging", per cui si cercano di determinare e confrontare tra loro le abbondanze chimiche all'interno di stelle diverse (Helmi, 2020; Freeman & Bland-Hawthorn, 2002).

Il principio su cui si basa questo metodo di studio è che la composizione chimica delle stelle accresciute non viene modificata dall'evento di merging. La composizione chimica riflette la storia dell'arricchimento chimico del gas al momento della formazione delle stelle in esame. Quindi, galassie caratterizzate da una storia di arricchimento chimico molto diverso da quella della Milky Way mostreranno una composizione chimica differente. Tale evidenza rimarrà inalterata nelle stelle anche dopo l'accrescimento, rivelando la loro origine extra – galattica.

Una descrizione più dettagliata dei fattori che contribuiscono alla formazione degli elementi verrà data nel capitolo di discussione dei dati (cap. 5). In ogni caso, la storia di arricchimento chimico di una nube di gas è caratterizzata dalla formazione e dall'evoluzione delle precedenti generazioni di stelle, oltre che da eventuali interazioni tra nubi di gas vicine.

Ogni popolazione stellare, perciò, avrà un set di abbondanze chimiche unico e caratteristico dell'ambiente in cui si è formata.

Per poter sfruttare questo metodo, però, sono necessarie misurazioni precise delle abbondanze di vari elementi, che richiedono osservazioni spettrali ad alta risoluzione.

Negli ultimi anni, la ricerca attraverso le proprietà cinematiche di residui di eventi di merging nella MW è stata rivoluzionata dalla missione Gaia (Gaia Collaboration, 2016).

I dati della missione Gaia, infatti, hanno permesso di stabilire la distribuzione spaziale e di ottenere la posizione nello spazio degli integrali del moto di circa un miliardo di stelle. Queste informazioni, combinate con quelle chimiche provenienti da recenti survey spettroscopiche (Gaia – ESO, APOGEE, GALAH, ...) hanno portato alla realizzazione di moltissimi studi in questo campo e ad una serie di scoperte nell'ambito della storia di formazione ed evoluzione della nostra Galassia.

Una delle scoperte più recenti, ad esempio, è stata possibile grazie alla seconda release di dati della missione Gaia, DR2 (Gaia Collaboration, 2018), e riguarda l'alone galattico vicino al Sole. Secondo quanto documentato nell'articolo di Helmi et al. (2018), infatti, buona parte dell'alone odierno è dominata dai residui di una singola struttura accresciuta, la galassia Gaia – Enceladus (G – E). In Fig. 1.2 si può osservare una figura tratta dal suddetto lavoro, che mostra l'applicazione del metodo del chemical – tagging.

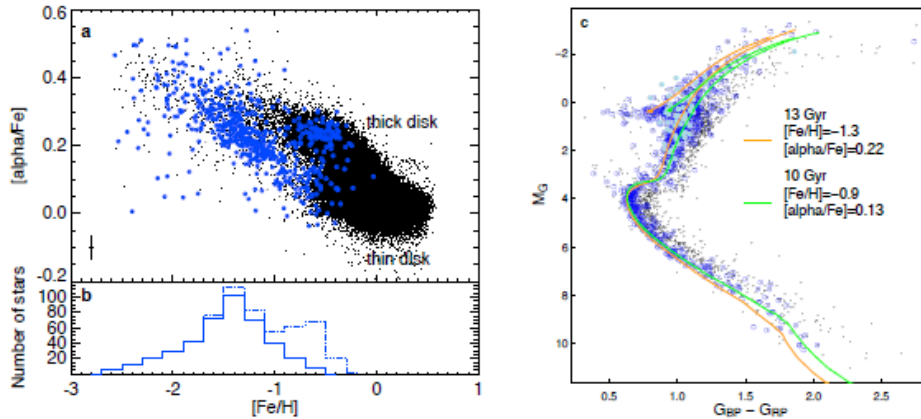


Figura 1.2: Proprietà astrofisiche delle stelle nel sistema Gaia – Enceladus. Il pannello (a) mostra le abbondanze chimiche di un campione di stelle (in blu) situate entro 5 kpc dal Sole, dove si può notare la separazione tra queste ultime e le stelle del disco galattico spesso; il pannello (b) mostra la distribuzione di metallicità di queste stelle; il pannello (c) mostra il diagramma H – R delle stelle del campione.

Sono state, inoltre, identificate ulteriori sottostrutture relative al merging con galassie più piccole, come Sequoia e Thamnos (Massari et al., 2019; Horta et al., 2022).

### 1. 3: Ruprecht 106

L’ammasso preso in esame in questo lavoro è l’ammasso globulare Ruprecht 106. Questo ammasso si trova ad una distanza di circa 18.5 kpc dal centro galattico (Harris 1996, 2010 edition) ed ha una massa di circa  $10^{4.83} M_{sun}$  (Villanova et al., 2013). Si tratta, perciò, di un ammasso di massa relativamente piccola situato nell’alone galattico.

Ciò che lo rende speciale è che da molto tempo è obiettivo di studio per via della sua particolare composizione chimica. Nello specifico, Villanova et al. (2013) presenta l’analisi chimica di 9 stelle associate a Ruprecht 106, focalizzandosi su due aspetti rilevanti che rendono Ruprecht 106 “particolare”:

- 1) Ruprecht 106 presenta un rapporto di abbondanza  $[\alpha/Fe]$  particolarmente basso (circa solare) rispetto alle stelle galattiche di simile  $[Fe/H]$ . Questo lo rende un candidato ideale per essere considerato accresciuto, in quanto la sua composizione chimica appare molto diversa da quella di ammassi galattici di simile metallicità.
- 2) Ruprecht 106 è l’unico ammasso globulare finora conosciuto che non presenta un’anti – correlazione tra  $[Na/Fe]$  e  $[O/Fe]$ , presente in tutti gli ammassi globulari secondo lo studio condotto da Carretta et al. (2009).



Tutti questi fattori hanno spinto a pensare che Ruprecht 106 sia nato in una galassia satellite della MW, successivamente accresciuta in un episodio di merging, ma finora non è stato trovato un accordo su quale sia la galassia da cui ha avuto origine. Massari et al. (2019) propone che questo ammasso sia da associare agli Helmi streams ma tale attribuzione è considerata dagli stessi autori poco sicura.

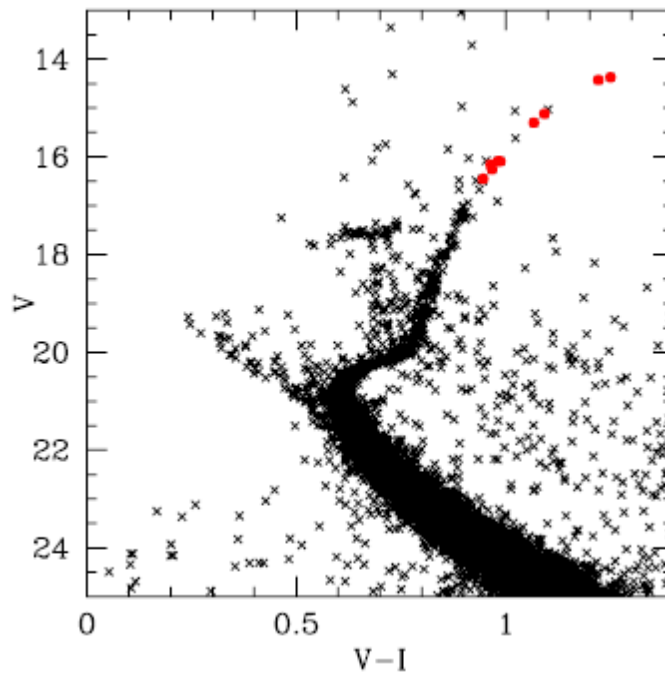
Lo scopo di questo lavoro, perciò, è ottenere una descrizione completa della composizione chimica di questo ammasso. Tale analisi si baserà anche sull'uso dei nuovi dati fotometrici di alta qualità provenienti dalla terza release della missione Gaia, EDR3 (Gaia Collaboration, 2021), che permettono una stima più solida dei parametri stellari dei target spettroscopici.

L'obiettivo finale è confrontare le abbondanze chimiche trovate con quelle di popolazioni stellari di origine interna ed esterna alla MW. Così facendo, si tenterà di determinare le caratteristiche principali della storia di arricchimento chimico di questo ammasso e di identificare il suo progenitore (o comunque caratterizzarne la storia di arricchimento chimico).

## 2. Dati fotometrici e spettroscopici

In questo lavoro sono state studiate 9 stelle dell'ammasso Ruprecht 106. Si tratta di stelle giganti, situate lungo il braccio delle giganti rosse (RGB), tra l'RGB bump e il tip dell'RGB. In particolare, per queste stelle è stato analizzato lo stesso campione spettroscopico già discusso in Villanova et al. (2013). In Fig. 2.1 è riportata la figura, presente nel suddetto articolo, che raffigura il color – magnitude diagram (CMD) di Ruprecht 106 in cui sono state evidenziate le stelle prese in esame.

In aggiunta al campione spettroscopico di Ruprecht 106, è stato analizzato un campione spettroscopico di 10 stelle di RGB dell'ammasso galattico NGC 288. Tale ammasso ha una metallicità simile a quella di Ruprecht 106 e anche in questo caso sono state osservate stelle nella parte brillante dell'RGB. L'analisi di tale campione permette quindi un confronto omogeneo tra Ruprecht 106 ed un ammasso globulare galattico, in modo da evidenziare le possibili particolarità chimiche di Ruprecht 106.



*Figura 2.1: CMD di Ruprecht 106 (fotometria da Dotter et al., 2011) con i target spettroscopici discussi in questo lavoro indicati come cerchi rossi (Villanova et al., 2013).*

Lo studio fotometrico è stato svolto a partire dai dati forniti dalla missione Gaia dell'ESA (Gaia Collaboration, 2016). In particolare, sono stati utilizzati

dati fotometrici provenienti dalla terza release della missione Gaia, EDR3<sup>1</sup> (Gaia Collaboration, 2021).

Si tratta di fotometria a banda larga, che utilizza una combinazione di prismi in silicio e CCDs per disperdere e catturare la luce. Lo strumento opera in tre bande di lunghezza d'onda: il filtro Bp, 330 – 680 nm; il filtro Rp, 640 – 1050 nm; il filtro G, 330 – 1050 nm. La forma dei tre filtri in questione è rappresentata in Fig. 2.2 (tratta dal sito dell'ESA<sup>2</sup>).

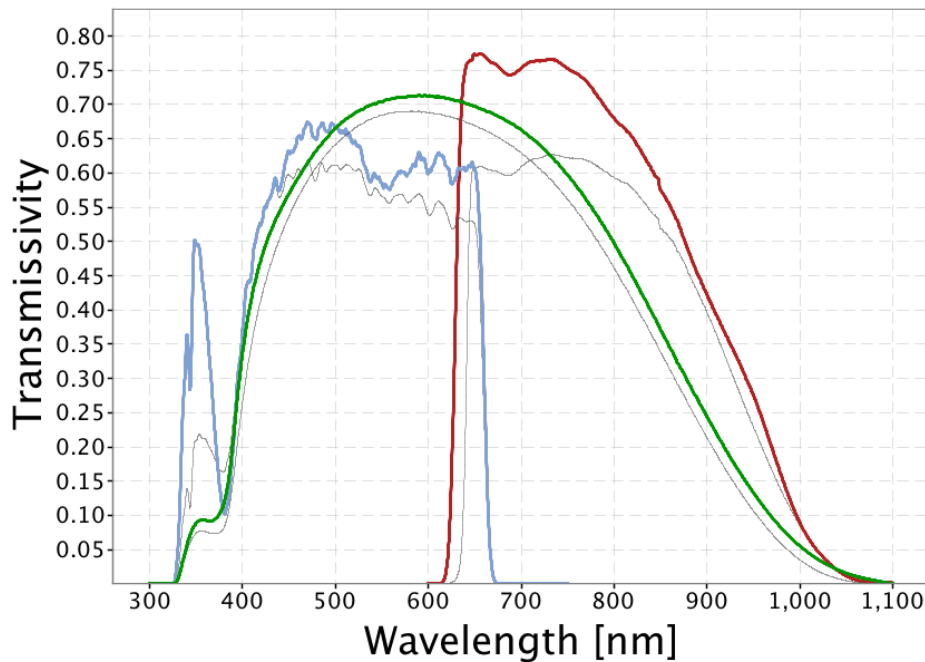


Figura 2.2: Curve di trasmissività dei filtri che definiscono il sistema fotometrico di Gaia DR2: in verde è rappresentato il filtro G, in blu quello  $G_{Bp}$  ed in rosso quello  $G_{Rp}$ . Le linee sottili grigie rappresentano i filtri nominali pre – lancio pubblicati da Jordi et al. (2010) ed utilizzati per Gaia DR1.

Per questo lavoro sono stati utilizzati dati di tutte e tre le bande, in modo da stimare per tutte le stelle dei due ammassi i parametri atmosferici, temperatura effettiva e gravità superficiale.

Lo studio spettroscopico, invece, è stato svolto a partire da spettri ottenuti con lo spettrografo echelle UVES (posizionato sul Very Large Telescope, VLT) e scaricati dall'archivio ESO<sup>3</sup>. Nel caso dell'ammasso NGC 288 i dati sono stati ottenuti con lo spettrografo in configurazione UVES – FLAMES, che sfrutta fibre ottiche per acquisire fino ad 8 oggetti diversi alla volta.

<sup>1</sup> <https://gea.esac.esa.int/archive/>

<sup>2</sup> [https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/iow\\_20180316](https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/iow_20180316)

<sup>3</sup> [http://archive.eso.org/eso/eso\\_archive\\_main.html](http://archive.eso.org/eso/eso_archive_main.html)

Tutte le stelle sono state osservate con il Red Arm dello spettrografo, che permette di osservare regioni spettrali, a seconda del grating adottato, nell'intervallo di lunghezze d'onda da 420 nm a 1100 nm.

Tutte le stelle analizzate sono state osservate con il setup Red Arm 580 che copre un intervallo tra 480 e 680 nm. Tale intervallo viene coperto da due chip (quindi due spettri per stella) denominati "low" e "up", che coprono un intervallo di circa 480 – 580 nm e 580 – 680 nm, rispettivamente.

Le osservazioni UVES sono state ottenute con una slit di 1 arcsec corrispondente ad una risoluzione spettrale di 40,000. Gli spettri UVES – FLAMES, invece, hanno una risoluzione di 48,000. Questi spettri, inoltre, sono caratterizzati da un signal-to-noise ratio (SNR) tra 50 e 70 a 600 nm.

## 3. Analisi dati

### 3. 1: Parametri stellari

La prima fase di questo studio ha avuto come obiettivo quello di determinare la temperatura effettiva ed il logaritmo della gravità superficiale delle stelle, utilizzando i dati fotometrici Gaia EDR3. È stato inizialmente considerato noto il valore della metallicità, avendo essa un piccolo impatto sulla determinazione della temperatura effettiva. Per la metallicità, nel caso di Ruprecht 106 sono stati utilizzati i valori presenti nell'articolo di Villanova et al. (2013), mentre nel caso di NGC 288 è stato utilizzato per tutte le stelle il valore di metallicità medio dell'ammasso, da Forbes & Bridges (2010).

Il primo passaggio è stato quello del calcolo del colore  $B_p - R_p$  e il suo de - arrossamento.

Per il de - arrossamento si è utilizzata la formula:

$$C_0 = C_{oss} - 3.1 * E(B - V) * K$$

dove  $C_0$  è il colore intrinseco,  $C_{oss}$  è il colore osservato (trovato dalla differenza delle magnitudini nelle due bande  $B_p$  ed  $R_p$ ),  $E(B - V)$  è l'eccesso di colore e  $K$  è il coefficiente di estinzione. Per quanto riguarda i valori di  $E(B - V)$ , nel caso di Ruprecht 106 è stato adottato il valore  $E(B - V) = 0.2$  (Villanova et al., 2013), mentre per NGC 288 il valore  $E(B - V) = 0.015$  (Mucciarelli & Bonifacio, 2020).

Per il calcolo del coefficiente di estinzione si è utilizzata la legge di estinzione per le magnitudini di Gaia<sup>4</sup>:

$$K_m = a_1 + a_2 * X + a_3 * X^2 + a_4 * X^3 + a_5 * A_0 + a_6 * A_0^2 + a_7 * A_0^3 + a_8 * A_0 * X + a_9 * A_0 * X^2 + a_{10} * X * A_0^2$$

dove  $a_n$  sono coefficienti,  $X$  è il colore intrinseco e  $A_0 = 3.1 * E(B - V)$ .

I coefficienti vengono forniti sia per stelle di main sequence che per stelle evolute. In questo caso, come coefficienti sono stati utilizzati quelli per il colore  $B_p - R_p$  e per le stelle non di main sequence (perché le stelle considerate sono giganti rosse).

Poiché dalla formula riportata sopra il calcolo dei coefficienti di estinzione dipende dal colore intrinseco (che è proprio ciò che si cerca di calcolare), è

---

<sup>4</sup> <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/edr3-extinction-law> - "This research or product makes use of public auxiliary data provided by ESA/Gaia/DPAC/CU5 and prepared by Carine Babusiaux."

stato necessario applicare una procedura iterativa. Si è quindi partiti assumendo il colore  $B_p - R_p$  osservato (quindi non de - arrossato) come valore di “guess” e con i coefficienti di estinzione derivati si è calcolato un nuovo colore de - arrossato. Il processo è stato, poi, ripetuto fino alla convergenza (tipicamente i coefficienti non cambiano più dopo 4 - 5 iterazioni).

Una volta concluso il processo di de - arrossamento, per il calcolo della temperatura effettiva si è utilizzata la trasformazione colore - temperatura fornita da Mucciarelli et al. (2021) per i colori Gaia EDR3:

$$\theta = b_0 + b_1 * C_0 + b_2 * C_0^2 + b_3 * [Fe/H] + b_4 * [Fe/H]^2 + b_5 * [Fe/H] * C_0$$

dove  $b_n$  sono coefficienti,  $C_0$  è il colore intrinseco e  $\theta = 5040/T_{eff}$ .

Anche in questo caso, come coefficienti si sono utilizzati quelli per il colore  $B_p - R_p$  e per stelle giganti. Inoltre, una volta ottenuto  $\theta$  si è fatta l’inversione per trovare la  $T_{eff}$ .

Contemporaneamente al calcolo dei valori necessari per la determinazione della  $T_{eff}$ , è stato eseguito il calcolo degli errori ad essi associati attraverso la tecnica di propagazione degli errori. Sono state, perciò, eseguite le somme semplici o in quadratura delle incertezze relative ai termini necessari per il calcolo dei suddetti valori, in base alle relazioni di dipendenza o indipendenza di queste incertezze. Le formule utilizzate sono, quindi, le seguenti:

$$\delta q = [(\partial q / \partial x)^2 * (\delta x)^2 + \dots + (\partial q / \partial z)^2 * (\delta z)^2]^{1/2}$$

$$\delta q = |\partial q / \partial x| * \delta x + \dots + |\partial q / \partial z| * \delta z$$

dove con  $q$  si indica il valore per cui si calcola l’incertezza e con  $x, \dots, z$  si indicano le variabili dell’equazione per la determinazione di  $q$ ; di conseguenza con  $\delta q$  si indica l’incertezza relativa a  $q$ , con  $\delta x, \dots, \delta z$  si indicano le incertezze relative alle variabili e con  $\partial q / \partial x, \dots, \partial q / \partial z$  si indicano le derivate parziali di  $q$  rispetto a  $x, \dots, z$ .

Nel caso di  $T_{eff}$ , le principali sorgenti di errore sono state le incertezze sulle magnitudini  $B_p$  ed  $R_p$  utilizzate per il calcolo del colore, le incertezze su  $E(B - V)$  e le incertezze sui valori di metallicità.

All’incertezza appena trovata per  $T_{eff}$ , dell’ordine di  $\sim 10$  K, è stata sommata in quadratura la dispersione del fit della relazione  $(B_p - R_p) - T_{eff}$  fornita da Mucciarelli et al. (2021), dell’ordine di  $\sim 80$  K, e considerata come una stima dell’incertezza per la  $T_{eff}$  determinata con questa relazione colore - temperatura.

Calcolate le temperature effettive, l'attenzione è stata rivolta al logaritmo della gravità. Per il calcolo di questo valore è stata utilizzata la formula:

$$\log(g/g_{sun}) = \log(M/M_{sun}) + 4 * \log(T_{eff}/T_{sun}) - \log(L/L_{sun})$$

dove come temperatura del Sole è stato utilizzato il valore di 5772 K riportato nella tabella 3 dell'articolo di Andrae et al. (2018) e come valore di  $M/M_{sun}$  si è utilizzato il valore di  $0.8 M_{sun}$ , come assunto anche da Villanova et al. (2013).

Per il termine mancante, quello del logaritmo della luminosità, è stata utilizzata l'equazione:

$$\log(L/L_{sun}) = -0.4 * (M_{bol} - 4.75)$$

dove  $M_{bol}$  è la magnitudine bolometrica della stella in questione e 4.75 è quella del Sole.

Per il calcolo della magnitudine si è utilizzata a sua volta l'equazione:

$$M_{bol} = BC_G + G_0 - DM_0$$

dove  $BC_G$  è la correzione bolometrica applicata alla banda G,  $G_0$  è la magnitudine apparente in banda G de - arrossata e  $DM_0$  è il modulo di distanza vero. Di seguito vengono riportati i metodi di calcolo dei rispettivi termini:

$BC_G$ ) In questo caso si è utilizzata l'equazione 7 riportata nell'articolo di Andrae et al. (2018):

$$BC_G(T_{eff}) = \sum_{i=1}^4 [a_i * (T_{eff} - T_{eff\ sun})^i]$$

dove  $a_i$  sono coefficienti presenti nella tabella 4 dello stesso articolo (quelli per temperature comprese tra 4000 e 8000 K) e  $T_{eff\ sun}$  è la stessa utilizzata in precedenza.

$G_0$ ) Per questo termine si è utilizzato lo stesso sistema usato precedentemente per il calcolo del colore intrinseco, ma avendo già calcolato quest'ultimo non è stato necessario svolgere un processo iterativo. Le equazioni sono le stesse utilizzate in precedenza, con la sola differenza dei coefficienti specifici per la banda G.

$DM$ ) In questo caso per Ruprecht 106 si è utilizzato come valore di partenza il modulo di distanza apparente in banda V ( $DM_v = 17.25$ ) presente nel catalogo di Harris (1996) (2010 edition), mentre per NGC 288 si è utilizzato il valore  $DM_v = 14.83$  riportato in Mucciarelli & Bonifacio (2020). Questi valori sono stati de - arrossati, per ottenere il valore intrinseco, per mezzo della classica equazione:

$$DM_0 = DM_v - 3.1 * E(B - V)$$

Una volta ricavati tutti questi coefficienti è stato, quindi, possibile calcolare il logaritmo della gravità. L'ultimo passaggio, infatti, è stato quello di trasformare  $\log(g/g_{sun})$  in  $\log(g)$ , assumendo  $\log(g_{sun}) = 4.44$ .

Anche in questo caso per ogni valore necessario alla determinazione di  $\log(g)$  è stato eseguito il calcolo dell'errore ad esso associato, attraverso la propagazione degli errori descritta in precedenza. In questo caso, le principali sorgenti di errore per  $\log(g)$  sono state le incertezze su  $T_{eff}$ , quelle sui dati fotometrici utilizzati per la determinazione di  $G_0$  e quelle sulla massa, per cui è stato assunto  $0.1 M_{sun}$ .

In Tab. 3.1 e 3.2 vengono riportati i risultati trovati per i due ammassi in seguito a questo primo studio dei parametri stellari.

<b>Stella</b>	<b>T<sub>eff</sub> (K)</b>	<b>log(g) (dex)</b>
<i>Ru 676</i>	4744 ± 80	1.56 ± 0.07
<i>Ru 801</i>	4813 ± 81	1.76 ± 0.07
<i>Ru 970</i>	4536 ± 80	1.15 ± 0.07
<i>Ru 1445</i>	4812 ± 81	1.69 ± 0.07
<i>Ru 1614</i>	4136 ± 81	0.51 ± 0.08
<i>Ru 1863</i>	4778 ± 80	1.62 ± 0.07
<i>Ru 1951</i>	4474 ± 80	1.07 ± 0.07
<i>Ru 2004</i>	4231 ± 80	0.62 ± 0.07
<i>Ru 2032</i>	4796 ± 80	1.65 ± 0.07

Tabella 3.1: Temperatura e gravità superficiale per i target spettroscopici dell'ammasso Ruprecht 106.



<i>Stella</i>	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log(g)$ (dex)
200002	4078 $\pm$ 80	0.66 $\pm$ 0.08
200004	4228 $\pm$ 80	0.87 $\pm$ 0.07
200009	4442 $\pm$ 80	1.24 $\pm$ 0.07
200011	4473 $\pm$ 80	1.32 $\pm$ 0.07
200020	4575 $\pm$ 80	1.49 $\pm$ 0.07
200021	4593 $\pm$ 80	1.54 $\pm$ 0.07
200038	4722 $\pm$ 80	1.79 $\pm$ 0.07
200050	4797 $\pm$ 80	1.96 $\pm$ 0.07
200055	4817 $\pm$ 80	2.00 $\pm$ 0.07
200061	4876 $\pm$ 80	2.09 $\pm$ 0.07

Tabella 3.2: Temperatura e gravità superficiale per i target spettroscopici dell'ammasso NGC 288.

### 3. 2: Selezione delle righe

Il primo passaggio per eseguire l'analisi chimica è identificare negli spettri osservati le righe visibili e stimare tra queste quelle "pulite", ovvero non contaminate da altre righe vicine.

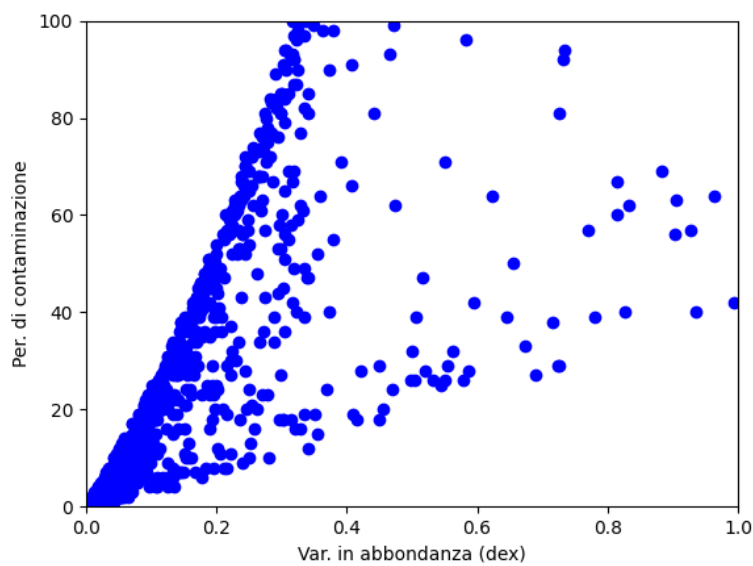
Per identificare le righe e valutare il grado di "blending" di ognuna di esse, si sono utilizzati spettri sintetici calcolati col programma SYNTHE (Kurucz, 2005). Spettri che sono stati realizzati a partire dai parametri stellari appena trovati e a cui si è aggiunto il valore della velocità turbolenta ( $V_t$ ). Per quest'ultimo parametro nel caso di Ruprecht 106 sono stati utilizzati i valori riportati nell'articolo di Villanova et al. (2013), mentre nel caso di NGC 288 è stato utilizzato per tutte le stelle il valore di  $1.5 \text{ km} * \text{s}^{-1}$  (scelta personale, poiché in generale per stelle nane si usa un valore di  $V_t = 1.0 \text{ km} * \text{s}^{-1}$  e per stelle giganti un valore compreso tra 1.5 e  $2 \text{ km} * \text{s}^{-1}$ ).

L'identificazione delle righe e del grado di blending, invece, è stata fatta col programma AUTOKUR.

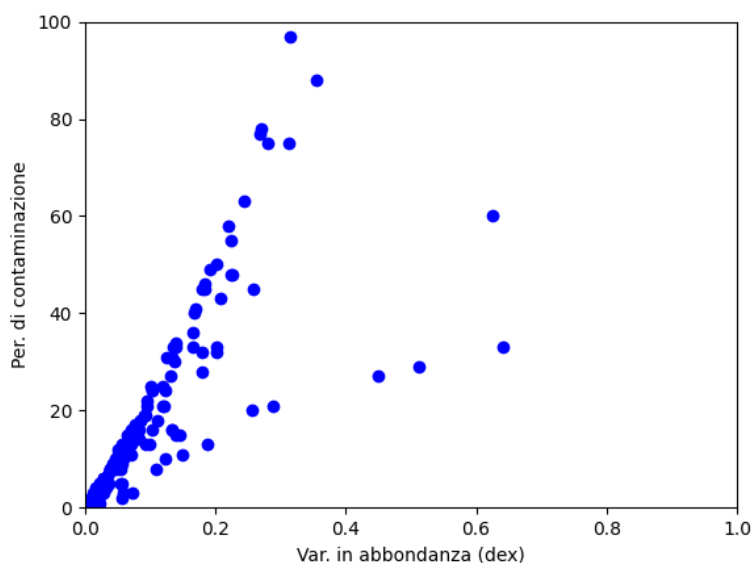
Ciò che si ottiene è una lista di righe, per ognuna delle quali sono riportate varie informazioni tra cui: il nome dell'elemento a cui è associata la riga; l'equivalent width (EW) totale, calcolata integrando il profilo della riga inclusi eventuali contaminatori; l'EW singola, calcolata considerando solo la transizione più intensa del blending; la percentuale di contaminazione dovuta a possibili righe vicine (calcolata come rapporto tra l'EW determinata dal programma e quella associata alla stessa riga in uno spettro reale); la variazione in abbondanza dell'elemento associato (rispetto all'abbondanza originale del sintetico) che comporta considerare la riga come isolata, trascurando eventuali blending.

Le Fig. 3.1 e 3.2 mostrano l'andamento della percentuale di contaminazione dell'EW in funzione della corrispondente variazione in abbondanza. Osservando questi grafici si possono individuare due rami: quello più popolato è quello delle righe sul ramo lineare della curva di crescita, mentre le righe sul ramo più in basso sono righe sature.

Da qui inizia, quindi, il processo per la determinazione dell'EW vera delle righe a partire dalla scelta arbitraria di quali righe considerare isolate. Sulla base dei grafici appena realizzati, la scelta iniziale è stata quella di considerare isolate le righe a cui era associata una variazione in abbondanza  $< 0.1$  dex.



*Figura 3.1: Andamento della percentuale di contaminazione dell'EW in funzione della corrispondente variazione in abbondanza per lo spettro low della stella Ru 676. Nell'immagine è presente solo la regione in cui è stata fatta la selezione, per renderla più visibile.*



*Figura 3.2: Andamento della percentuale di contaminazione dell'EW in funzione della corrispondente variazione in abbondanza per lo spettro up della stella Ru 676. Nell'immagine è presente solo la regione in cui è stata fatta la selezione, per renderla più visibile.*

### 3. 3: Analisi da EW

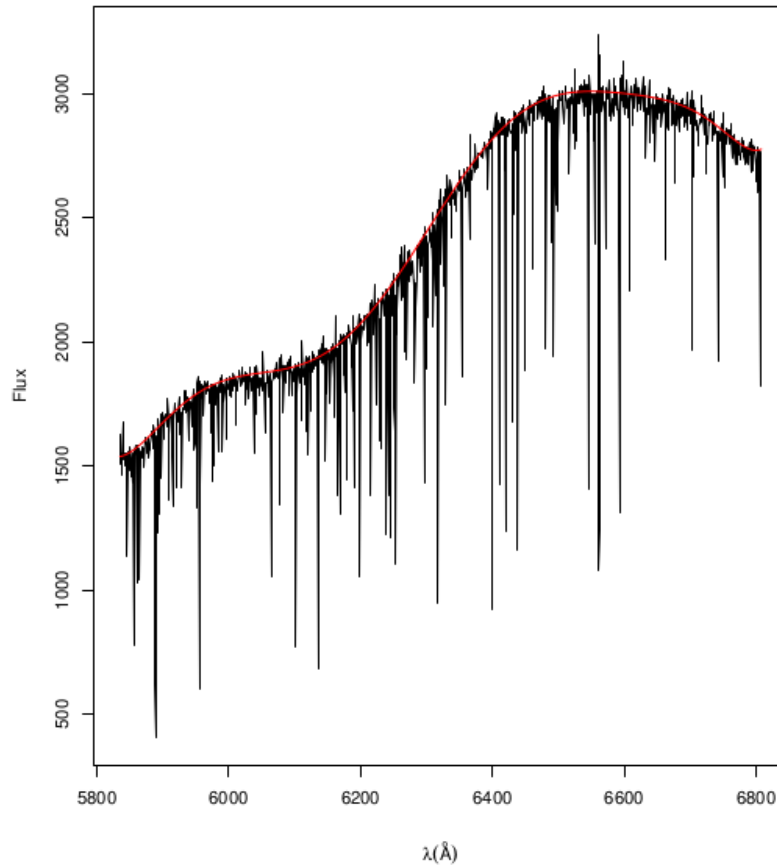
Le righe identificate come isolate o con un grado di contaminazione che comporti una variazione di abbondanza inferiore di 0.1 dex sono state analizzate utilizzando la loro misura di EW per stimare l'abbondanza.

La misura dell'EW è stata eseguita col programma DAOSPEC (Stetson & Pancino, 2008) lanciato automaticamente col wrapper 4DAO (Mucciarelli, 2013).

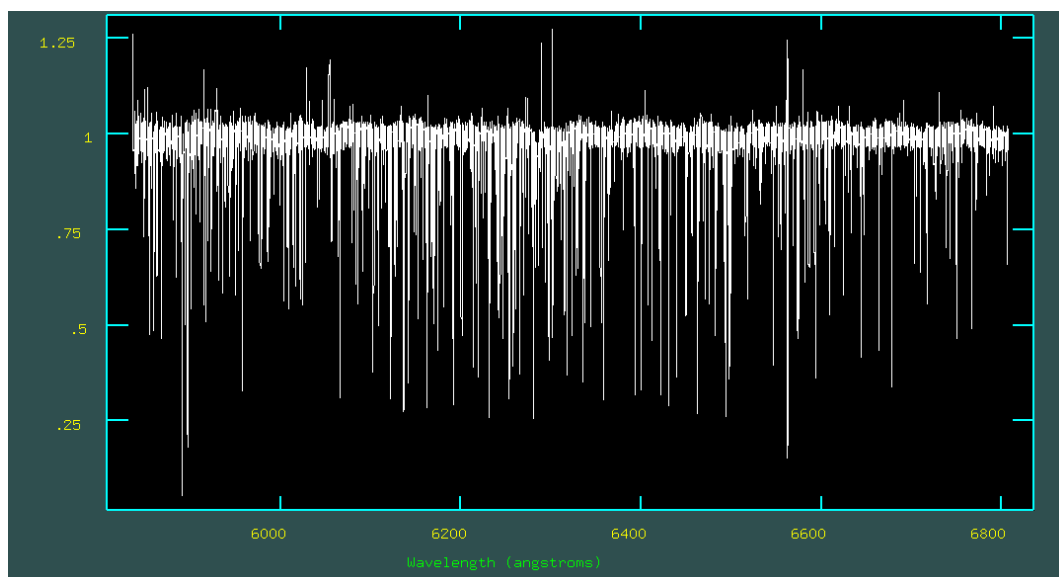
Questo nuovo programma è un codice che automaticamente identifica le linee di assorbimento spettrale, stima il continuo con un polinomio di Legendre, normalizza lo spettro, misura le EWs e le velocità radiali (RVs) per tutte le righe trovate e identifica, tra queste, quelle messe come input. La misura delle EWs è svolta adottando una funzione gaussiana saturata e usando la stessa full width at half maximum (FWHM) per tutte le righe. 4DAO, inoltre, rinormalizza lo spettro e lo riporta a zero. Per questo motivo, alcuni dei più importanti parametri in input sono il valore di FWHM e l'ordine del polinomio di Legendre.

Come valori di input sono stati utilizzati 10 pixel come FWHM e 7 e 10 come ordine del polinomio per gli spettri low e up, rispettivamente. Il valore della FWHM è stato automaticamente ottimizzato fino a trovare dei valori che minimizzano i residui dei fit di tutte le righe.

In Fig. 3.3, 3.4 e 3.5 si possono osservare, rispettivamente, un esempio di spettro con il continuo ottenuto, lo stesso spettro rinormalizzato e un esempio di fit su una singola riga.



*Figura 3.3: Spettro up della stella Ru 1614. In nero è rappresentato lo spettro reale, mentre la linea rossa rappresenta il continuo ottenuto.*



*Figura 3.4: Spettro up della stella Ru 1614 rinormalizzato.*

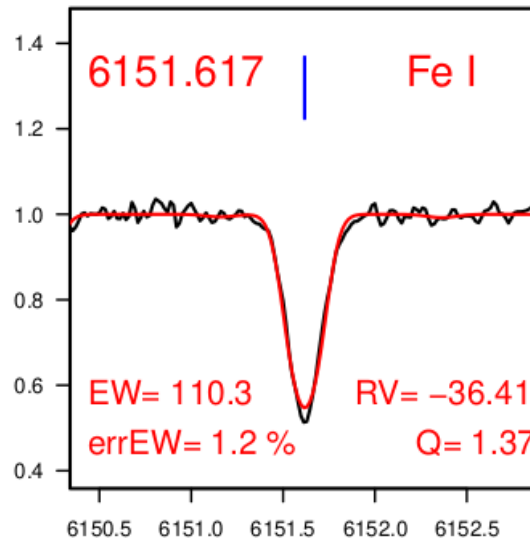


Figura 3.5: Righe a 6151.617 Å di Fe I. In nero è rappresentato lo spettro della stella Ru 1614, mentre in rosso è rappresentato il fit della riga ottenuto da DAOSPEC.

Una volta ottenuti in output, tra le altre informazioni, i valori di EW ed i relativi errori per ogni riga, sono state unite per ogni stella le liste di righe dei due spettri low e up.

Durante la selezione iniziale sono state trovate alcune righe con variazione in abbondanza negativa. Temendo che si trattasse di righe su ali di righe più grosse, è stato effettuato un controllo visivo sulla loro natura. Si è proceduto, quindi, a sovrapporre graficamente lo spettro normalizzato trovato con 4DAO e lo spettro sintetico, mettendo in evidenza le righe “negative”. Facendo questo controllo si è trovato che in realtà si trattava di righe isolate o righe centrali di blend sottili. Molte di queste righe, inoltre, erano righe del Fe. Si è, quindi, deciso di lasciare nella selezione tutte le righe, attribuendo la variazione negativa ad un errore del codice.

L’ultimo passaggio di questa analisi è stato l’utilizzo del codice GALA (Mucciarelli et al., 2013). Questo codice serve a trovare i migliori parametri atmosferici e le abbondanze degli elementi individuali usando l’EW di righe metalliche.

I file di input del codice sono 3: la lista di righe con rispettive EWs, nominata in precedenza, un file di parametri e uno che contiene la lista di stelle. Come condizione si è scelto di lasciare fissi i valori di  $T_{eff}$  e  $\log(g)$ , mentre i valori di  $[Fe/H]$  e  $V_t$  sono stati lasciati liberi in modo che venissero ottimizzati. Inoltre, per NGC 288 si è utilizzata l’opzione di considerare l’ $\alpha$  – enhancement, mentre per Ruprecht 106 la stessa opzione è stata impostata come solar – scaled.

Nel file che comprendeva la lista delle stelle, invece, sono stati ripetuti i parametri stellari fondamentali, con la differenza di  $[Fe/H]$  e  $V_t$ . Nel caso di

Ruprecht 106, questi ultimi due valori sono stati impostati rispettivamente a  $-1.5$  e  $1.5 \text{ km} * \text{s}^{-1}$ , mentre nel caso di NGC 288 sono stati impostati a  $-1.15$  e  $1.5 \text{ km} * \text{s}^{-1}$ . Sono stati, inoltre, considerati come valore minimo e massimo di  $\log(EW)/\lambda$  rispettivamente  $-6$  e  $-4.7$ . Il valore minimo permette di escludere righe troppo piccole, quindi affette da una maggiore incertezza, mentre il valore massimo serve per escludere le righe troppo saturate o in fase di damping (quindi caratterizzate da ali non gaussiane). Il valore del massimo deve trovarsi circa a metà tra i due andamenti lineari (quello della riga “buona” e quello della riga già saturata), quindi per le stelle Ru 1614, Ru 1951 e Ru 2004 è stato possibile alzare la soglia a  $-4.6$ . Infine, come errore percentuale in EW si è considerato un massimo di 15 (righe con un errore percentuale maggiore vengono scartate).

In Fig. 3.6 si possono osservare alcuni esempi di grafici, realizzati con GALA, che rappresentano la curva di crescita di alcune righe.

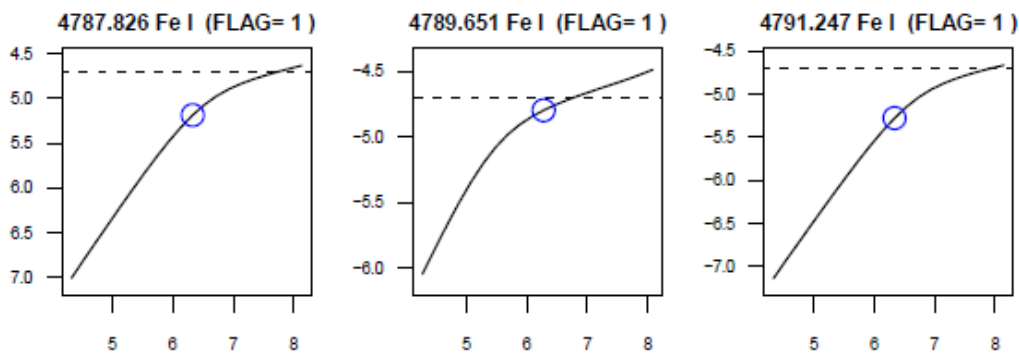


Figura 3.6: Curva di crescita di 3 righe del Fe della stella Ru 2032 (rappresentate come EW ridotta, EWR, in funzione dell’abbondanza). I cerchi blu indicano la posizione misurata delle righe e le righe tratteggiate in valore massimo di EWR adottata per considerare le righe per l’analisi.

Una volta terminato il processo di Gala, per ogni stella è stato estratto il valore dell’abbondanza media del Fe (in termini di  $\log(N_{Fe}/N_H) + 12$ , dove  $N_X$  indica il numero di atomi dell’elemento), che poi è stato trasformato in  $[Fe/H]$  sottraendo al valore di abbondanza media 7.5 (che è il valore solare).

### 3. 4: Calcolo delle abbondanze chimiche per righe isolate

Il processo per il calcolo delle abbondanze chimiche degli altri elementi è molto simile a quello appena descritto per il Fe.

È stata calcolata la media dei valori di  $[Fe/H]$  appena trovati, che è poi stata utilizzata per la realizzazione di nuovi spettri sintetici con AUTOKUR.

In seguito, è stata fatta una nuova selezione delle righe. La base di partenza della selezione è rimasta la stessa, ovvero la variazione in abbondanza  $< 0.1$  dex, ma a questa è stata aggiunta l'ulteriore condizione che le righe non presentassero splitting. L'unica eccezione è stata quella degli elementi Ti I, Ti II, Na I, Al I e Ni I, perché hanno uno splitting trascurabile.

Una volta realizzate queste nuove linelist, sono stati ripetuti gli stessi passaggi con 4DAO e GALA descritti nella sezione precedente.

Finita l'esecuzione dei codici, sono stati calcolati nuovamente i valori di  $[Fe/H]$  e sono stati salvati i valori di  $V_t$  forniti da GALA.

Con i nuovi valori di  $[Fe/H]$ , inoltre, sono stati ricalcolati la  $T_{eff}$  e il  $\log(g)$  delle stelle. Questi valori, uniti a quelli di  $[Fe/H]$  e  $V_t$ , costituiscono i risultati finali dei parametri stellari calcolati in questo studio e sono riportati in Tab. 3.3 e 3.4.

Come controllo della qualità dei risultati trovati è stata osservata la deviazione standard di ogni elemento in ogni stella. In media le deviazioni standard dovrebbero essere dell'ordine di quella del Fe, ma se per un elemento si hanno poche righe è facile ritrovarsi con deviazioni più elevate a causa di una o due righe discrepanti che non sono state escluse. Si è verificato, quindi, di non avere elementi con deviazioni standard maggiori di 0.2 e, in quel caso, sono stati ricontrollati i fit di 4DAO. In generale sono state trovate deviazioni standard molto piccole, tranne che in un caso: l'elemento Ce II nella stella Ru 1951. Avendo, però, la riga discrepante di questo elemento un buon fit in 4DAO, si è deciso di lasciarla nel calcolo dei rapporti medi.

L'ultimo passaggio è stato, quindi, quello di determinare l'abbondanza chimica, come rapporto  $[X/Fe]$ , di ogni elemento di ogni stella.

<i>Stella</i>	$T_{eff}$ (K)	$\log(g)$ (dex)	$[Fe/H]$	$V_t$ (km * s <sup>-1</sup> )
<i>Ru 676</i>	4749 ± 80	1.57 ± 0.07	-1.33 ± 0.09	1.5 ± 0.1
<i>Ru 801</i>	4820 ± 81	1.77 ± 0.07	-1.27 ± 0.09	1.4 ± 0.1
<i>Ru 970</i>	4539 ± 80	1.15 ± 0.07	-1.28 ± 0.09	1.5 ± 0.1
<i>Ru 1445</i>	4820 ± 81	1.70 ± 0.07	-1.28 ± 0.09	1.5 ± 0.1
<i>Ru 1614</i>	4138 ± 81	0.51 ± 0.08	-1.35 ± 0.07	1.7 ± 0.1
<i>Ru 1863</i>	4782 ± 80	1.62 ± 0.07	-1.33 ± 0.09	1.5 ± 0.1
<i>Ru 1951</i>	4477 ± 80	1.07 ± 0.07	-1.28 ± 0.09	1.5 ± 0.1
<i>Ru 2004</i>	4232 ± 80	0.63 ± 0.07	-1.41 ± 0.08	1.7 ± 0.1
<i>Ru 2032</i>	4803 ± 80	1.65 ± 0.07	-1.26 ± 0.09	1.4 ± 0.1

Tabella 3.3: Parametri stellari per i target spettroscopici dell'ammasso Ruprecht 106.

<i>Stella</i>	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log(g)$ (dex)	[Fe/H]	$V_t$ (km * s <sup>-1</sup> )
200002	4074 ± 80	0.66 ± 0.08	-1.31 ± 0.04	1.6 ± 0.1
200004	4224 ± 80	0.87 ± 0.07	-1.30 ± 0.05	1.6 ± 0.1
200009	4438 ± 80	1.24 ± 0.07	-1.28 ± 0.07	1.6 ± 0.1
200011	4470 ± 80	1.32 ± 0.07	-1.25 ± 0.07	1.5 ± 0.1
200020	4571 ± 80	1.49 ± 0.07	-1.27 ± 0.08	1.5 ± 0.1
200021	4590 ± 80	1.54 ± 0.07	-1.25 ± 0.08	1.4 ± 0.1
200038	4721 ± 80	1.79 ± 0.07	-1.18 ± 0.08	1.3 ± 0.1
200050	4796 ± 80	1.96 ± 0.07	-1.19 ± 0.08	1.3 ± 0.1
200055	4816 ± 80	2.00 ± 0.07	-1.18 ± 0.08	1.4 ± 0.1
200061	4873 ± 80	2.08 ± 0.07	-1.25 ± 0.09	1.4 ± 0.1

Tabella 3.4: Parametri stellari per i target spettroscopici dell'ammasso NGC 288.

### 3. 5: Calcolo delle abbondanze chimiche per righe con splitting

L'eventuale presenza di splitting iperfino e/o isotopico può modificare il profilo delle righe che, quindi, non possono più essere approssimate con una gaussiana. Per questa ragione, non è stato possibile svolgere un'analisi chimica basata sulla misura dell'EW ma si è utilizzato il metodo della spettrosintesi, cioè sono state confrontate le righe osservate con sintetici calcolati variando l'abbondanza dell'elemento in esame.

Le righe su cui è stata svolta questa analisi sono quelle segnalate da AUTOKUR durante lo studio precedente e che principalmente sono righe simil ferro (come Sc I, Sc II, V I, Mn I, Co I e Cu I), più elementi di cattura neutronica lenta (come Ba II e La II), più elementi di cattura neutronica veloce (come Eu II) ed altri elementi (come Na I, Al I, Ti I, Ti II e Ni I). Inoltre, è stata svolta l'analisi anche sulla riga dell'O I a circa 6300.3 Å perché, anche se è difficile da osservare, è sovrapposta ad una riga di Ni.

Come prima cosa, quindi, è stato necessario calcolare la risoluzione spettrale di ogni spettro. Per farlo sono serviti i dati della FWHM, della dimensione di un pixel e di  $\lambda$ . Il primo valore è stato misurato per ogni spettro da 4DAO (che restituisce in output la FWHM in pixel); il secondo valore viene fornito dall'header degli spettri (e vale 0.016 Å/pixel per tutti gli spettri di Ruprecht 106, mentre per NGC 288 vale 0.014 e 0.017 Å/pixel per gli spettri low e up, rispettivamente); come ultimo dato, invece, si è utilizzata la lunghezza d'onda a metà dello spettro (che per Ruprecht 106 è risultata essere 5267.5 Å per gli spettri low e 6320 Å per gli spettri up, mentre per NCG 288 è risultata essere 5275 Å per gli spettri low e 6330 Å per gli spettri up).

Una volta determinati questi termini, per trovare la risoluzione spettrale si è utilizzata la formula:



$$R = \frac{\lambda}{FWHM * \delta}$$

dove con  $\delta$  si indica la dimensione di un pixel e  $FWHM$  (in pixel) \*  $\delta = FWHM$  (in Å).

Come secondo passaggio, invece, sono state selezionate le righe con splitting, tra tutte quelle prodotte da AUTOKUR. In questo caso, durante il processo di selezione è stato ignorato il valore della variazione in abbondanza, poiché essa rifletterebbe i blending tra le varie componenti della transizione.

Con questi dati è stato possibile utilizzare il programma per la sintesi, SALVADOR. Il programma lavora partendo da uno spettro, dai parametri associati ad esso e da una lista di righe da analizzare, poi calcola le abbondanze che minimizzano il  $\chi^2$ .

In Fig. 3.7 si può osservare un esempio del risultato ottenuto per una riga attraverso l'utilizzo del programma SALVADOR.

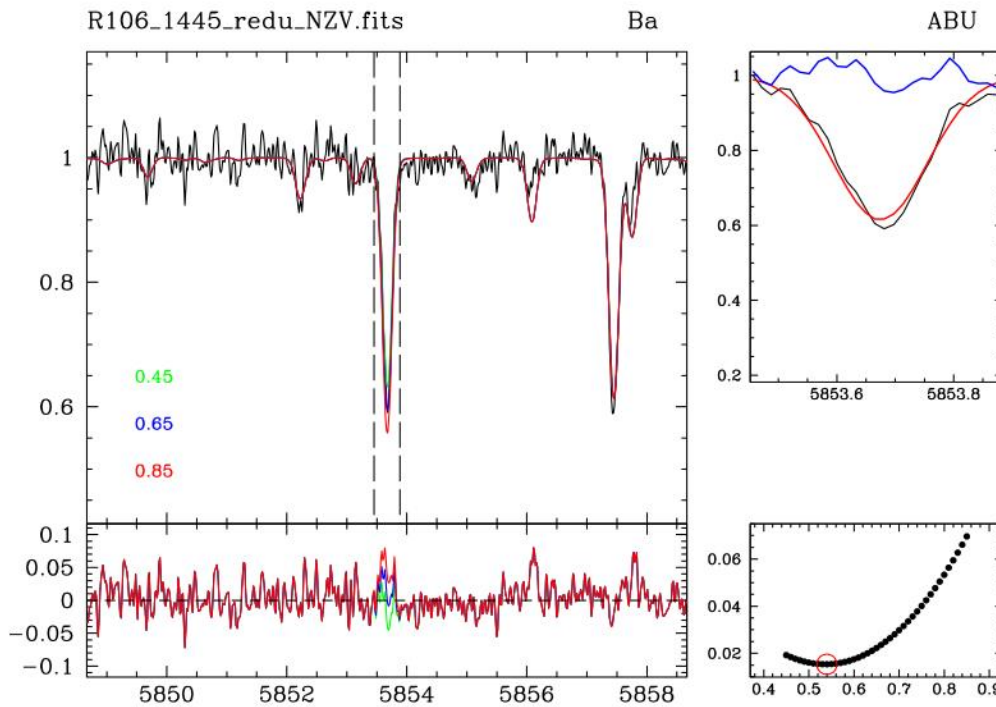


Figura 3.7: Risultato di SALVADOR per una riga di Ba dello spettro up della stella Ru 1445. Nell'immagine a sinistra si può osservare la sovrapposizione tra spettro reale (nero) e sintetici calcolati a partire dai dati in input (verde, blu e rosso), con annessi residui (in basso); in alto a destra si può osservare un ingrandimento della riga presa in esame; in basso a destra si può osservare la ricerca del minimo effettuata dal programma.

Una volta che il programma ha completato i suoi calcoli è stato possibile controllare i risultati. Si è proceduto, quindi, ad eliminare dalle liste le righe

per cui il programma non era riuscito a calcolare l'abbondanza e le righe che il programma aveva identificato male. Le uniche righe che non sono state toccate sono state quelle di La ed Eu, perché sono elementi di cattura neutronica e con poche righe. Per questo motivo, si è preferito mantenere tutte le righe possibili, anche a costo di ottenere come risultato finale un risultato poco preciso.

Apportati questi cambiamenti è stato fatto ripartire il programma SALVADOR.

Una volta terminato anche il secondo giro, sono stati uniti i file di output dei due spettri di ogni stella e sono state eliminate le righe comprese tra 6278 e 6300 Å. Questa, infatti, è una regione spettrale piena di righe telluriche, il che rende difficile per il programma la normalizzazione dello spettro e può quindi portare a risultati imprecisi.

Grazie a questi dati, è stato possibile calcolare il rapporto  $[X/Fe]$  per ogni elemento di ogni stella.

### **3. 6: Stima degli errori sulle abbondanze chimiche**

Il metodo con cui è stata calcolata l'incertezza associata ad ogni abbondanza chimica è la somma in quadratura degli errori legati ai parametri atmosferici e degli errori legati al metodo stesso per la determinazione delle abbondanze chimiche.

Per quel che riguarda i parametri atmosferici, una stima del peso della loro incertezza sui valori finali è stata realizzata modificando un solo valore per volta e calcolando la variazione di abbondanza ad esso associata. Ai parametri utilizzati, perciò, sono stati separatamente aggiunti valori di: 80 K alla  $T_{eff}$ , 0.1 dex al  $\log(g)$  e  $0.1 \text{ km} * \text{s}^{-1}$  a  $V_t$  (che sono approssimazioni delle incertezze relative ad ognuno dei parametri).

Gli errori interni collegati all'abbondanza di ogni elemento (relativi al processo di calcolo per mezzo dell'EW), invece, sono stati stimati dividendo la deviazione standard per la radice del numero di righe associate all'elemento stesso.

Nel caso di elementi con una sola riga, la stima dell'errore è stata eseguita attraverso un processo di simulazione Monte Carlo. Per prima cosa sono stati simulati  $N = 500$  spettri che riproducono quelli osservati, partendo da un sintetico ricampionato alla dimensione del pixel dello spettro osservato a cui è stato aggiunto del rumore Poissoniano analogo al SNR dello spettro reale. Questi spettri, poi, sono stati rianalizzati con SALVADOR. In questo modo si ottiene una deviazione standard della distribuzione delle  $N$  abbondanze che è una stima dell'errore relativo al fit per una riga in uno spettro reale con lo stesso SNR.

Poiché le stelle prese in esame avevano parametri stellari simili, per risparmiare tempo si è deciso di svolgere questa procedura solo per un paio di righe rappresentative e di applicare i risultati ottenuti a tutte le stelle. Sono stati, perciò, realizzati 500 spettri sintetici per ognuna delle righe analizzate: la riga del Fe a 5133.688 Å dello spettro Ru 970 low, la riga del Fe a 6355.028 Å dello spettro Ru 970 up, la riga del Fe a 4950.105 Å dello spettro 200021 low e la riga del Fe a 6024.057 Å dello spettro 200021 up.

Per la somma in quadratura che è stata realizzata con tutti i termini appena descritti, si è utilizzata l'equazione 2 dell'articolo di Minelli et al. (2021):

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

dove con  $\sigma_{X,Fe}$  si indica la dispersione attorno la media dell'abbondanza chimica, con  $N_{X,Fe}$  si indica il numero di righe con cui è stata derivata l'abbondanza e con  $\delta_{X,Fe}^i$  si indicano le variazioni di abbondanza ottenute modificando i parametri stellari  $i$ .

## 4. Risultati

È ora possibile riassumere tutti i risultati trovati dall'analisi degli spettri discussi in questo lavoro.

Una volta determinati i rapporti di abbondanza di tutti gli elementi misurati, sono stati calcolati i valori medi di queste abbondanze per entrambi gli ammassi.

Ad ognuno di questi rapporti di abbondanza sono stati associati due errori: l'errore standard della media e la media delle incertezze sulle singole abbondanze, calcolate con il sistema descritto nel capitolo 3.6.

Per il calcolo dell'errore standard della media, invece, è stata utilizzata la seguente formula:

$$\sigma_{\bar{x}} = \sqrt{\frac{\sum (x - \bar{x})^2}{N}} * \frac{1}{\sqrt{N}} = \frac{\sqrt{\sum (x - \bar{x})^2}}{N}$$

dove con  $x$  si indica l'abbondanza di un elemento misurata in una data stella, con  $\bar{x}$ , di conseguenza, si indica il valore medio dell'abbondanza e con  $N$  si indica il numero di stelle in cui quell'elemento è stato osservato.

Le abbondanze sono state suddivise tra abbondanze da EW (GALA) e abbondanze da spettro – sintesi (SALVADOR) nel seguente modo: le abbondanze da spettro – sintesi sono state utilizzate per tutti gli elementi che presentano splitting e per quelli formati da cattura neutronica, mentre le abbondanze da EW sono state utilizzate per il Fe, per gli elementi alpha, per una parte degli elementi “iron – peak” e per un paio di elementi di cattura neutronica.

Per i due ammassi, quindi, sono stati utilizzati i dati di GALA per gli elementi: Fe I, Fe II, Na I, Mg I, Al I, Si I, Ca I, Ti I, Ti II, Cr I, Cr II, Ni I, Zn I, Y I e Ce II. Per tutti gli altri (O I, Sc I, Sc II, V I, Mn I, Co I, Cu I, Y II, Ba II, La II ed Eu II), invece, sono state utilizzate le abbondanze di SALVADOR.

In Tab. 4.1 e 4.2 sono riportati i valori finali dei rapporti di abbondanza per l'ammasso Ruprecht 106 e NGC 288, rispettivamente. In Tab. 4.1, inoltre, sono stati riportati anche i valori trovati da Villanova et al. (2013) e le differenze tra i valori calcolati in questo studio e quelli presentati nel suddetto articolo. A queste differenze è stato associato come errore la somma in quadratura delle incertezze dei due termini.

<b>Elemento</b>	<b>Media</b>	<b>Errore medio</b>	<b>Villanova et al.</b>	<b>Differenza</b>
[Fe I/H]	-1.31 ± 0.02	0.09	-1.47 ± 0.02	+0.16 ± 0.03
[Fe II/H]	-1.32 ± 0.02	0.07	---	---
[O I/Fe]	+0.10 ± 0.04	0.20	-0.07 ± 0.02	+0.17 ± 0.04
[Na I/Fe]	-0.67 ± 0.02	0.05	-0.66 ± 0.02	-0.01 ± 0.03
[Mg I/Fe]	-0.08 ± 0.01	0.05	-0.02 ± 0.01	-0.06 ± 0.01
[Al I/Fe]	-0.10 ± 0.05	0.09	-0.43 ± 0.10	+0.33 ± 0.11
[Si I/Fe]	-0.12 ± 0.01	0.08	+0.00 ± 0.02	-0.12 ± 0.02
[Ca I/Fe]	-0.02 ± 0.01	0.04	+0.00 ± 0.02	-0.02 ± 0.02
[Sc I/Fe]	-0.55 ± 0.11	0.12	---	---
[Sc II/Fe]	-0.33 ± 0.01	0.21	-0.37 ± 0.03	+0.04 ± 0.03
[Ti I/Fe]	-0.12 ± 0.01	0.06	-0.06 ± 0.01	-0.06 ± 0.01
[Ti II/Fe]	-0.06 ± 0.01	0.11	---	---
[V I/Fe]	-0.31 ± 0.01	0.07	-0.53 ± 0.02	+0.19 ± 0.02
[Cr I/Fe]	-0.08 ± 0.01	0.05	-0.14 ± 0.01	+0.06 ± 0.01
[Cr II/Fe]	-0.06 ± 0.02	0.14	---	---
[Mn I/Fe]	-0.37 ± 0.01	0.09	-0.35 ± 0.02	-0.05 ± 0.02
[Co I/Fe]	-0.34 ± 0.01	0.12	-0.14 ± 0.04	-0.22 ± 0.04
[Ni I/Fe]	-0.36 ± 0.02	0.03	-0.29 ± 0.01	-0.07 ± 0.02
[Cu I/Fe]	-0.91 ± 0.01	0.14	-0.78 ± 0.03	-0.2 ± 0.03
[Zn I/Fe]	-0.25 ± 0.03	0.11	-0.20 ± 0.04	-0.05 ± 0.05
[Y I/Fe]	-0.83 ± 0.00	0.14	-0.72 ± 0.02	-0.11 ± 0.02
[Y II/Fe]	-0.72 ± 0.02	0.20	---	---
[Ba II/Fe]	-0.08 ± 0.02	0.21	-0.46 ± 0.02	+0.38 ± 0.03
[La II/Fe]	-0.28 ± 0.02	0.18	-0.27 ± 0.02	-0.01 ± 0.03
[Ce II/Fe]	-0.35 ± 0.02	0.11	-0.58 ± 0.02	+0.23 ± 0.03
[Eu II/Fe]	-0.26 ± 0.06	0.18	-0.19 ± 0.02	-0.07 ± 0.06

*Tabella 4.1: La prima colonna contiene l'elenco dei rapporti di abbondanza misurati per Ruprecht 106; la seconda colonna contiene i risultati di questo studio; la terza colonna contiene l'incertezza media; la quarta colonna contiene i risultati di Villanova et al. (2013); la quinta colonna contiene le differenze tra i due valori medi.*

<b>Elemento</b>	<b>Media</b>	<b>Errore medio</b>
[Fe I/H]	-1.25 ± 0.01	0.07
[Fe II/H]	-1.36 ± 0.03	0.09
[O I/Fe]	+0.64 ± 0.04	0.15
[Na I/Fe]	+0.07 ± 0.07	0.04
[Mg I/Fe]	+0.46 ± 0.01	0.04
[Al I/Fe]	+0.43 ± 0.03	0.04
[Si I/Fe]	+0.28 ± 0.01	0.08
[Ca I/Fe]	+0.33 ± 0.01	0.04
[Sc I/Fe]	-0.07 ± 0.03	0.07
[Sc II/Fe]	+0.11 ± 0.01	0.17
[Ti I/Fe]	+0.32 ± 0.01	0.07
[Ti II/Fe]	+0.26 ± 0.01	0.10
[V I/Fe]	+0.13 ± 0.03	0.06
[Cr I/Fe]	+0.04 ± 0.01	0.06
[Cr II/Fe]	-0.10 ± 0.01	0.13
[Mn I/Fe]	-0.25 ± 0.02	0.07
[Co I/Fe]	+0.00 ± 0.01	0.09
[Ni I/Fe]	-0.09 ± 0.01	0.03
[Cu I/Fe]	-0.22 ± 0.03	0.16
[Zn I/Fe]	-0.05 ± 0.02	0.12
[Y I/Fe]	+0.02 ± 0.01	0.12
[Y II/Fe]	+0.12 ± 0.01	0.15
[Ba II/Fe]	+0.75 ± 0.02	0.12
[La II/Fe]	+0.31 ± 0.01	0.15
[Ce II/Fe]	+0.15 ± 0.01	0.09
[Eu II/Fe]	+0.47 ± 0.02	0.17

*Tabella 4.2: La prima colonna contiene l'elenco dei rapporti di abbondanza misurati per NGC 288; la seconda colonna contiene i risultati di questo studio; la terza colonna contiene l'incertezza media.*

Confrontando la seconda e la terza colonna delle suddette tabelle, si può notare come i valori di abbondanza delle diverse stelle di uno stesso ammasso siano in buon accordo tra loro, ma per alcuni elementi sono state trovate differenze significative. Queste differenze possono essere spiegate alla luce dei diversi dati atomici per le righe utilizzate. Le differenze più forti, infatti, sono state trovate per elementi con poche righe a disposizione, per cui le differenze dei dati atomici possono avere un impatto importante.

Come si può vedere dalla Tab. 4.1, inoltre, con i dati a disposizione sono stati osservati quasi tutti gli elementi presenti nell'articolo di Villanova et al.

(2013) e per questi elementi, in molti casi, si sono ottenuti risultati anche per la loro controparte non neutra.

I dati di grande qualità provenienti da Gaia EDR3, perciò, hanno permesso di determinare i parametri atmosferici delle stelle e quindi con maggiore precisione le loro abbondanze chimiche.

In Fig. 4.1 sono rappresentati i confronti tra le abbondanze chimiche di Ruprecht 106 trovate in questo studio e quelle di Villanova et al. (2013).

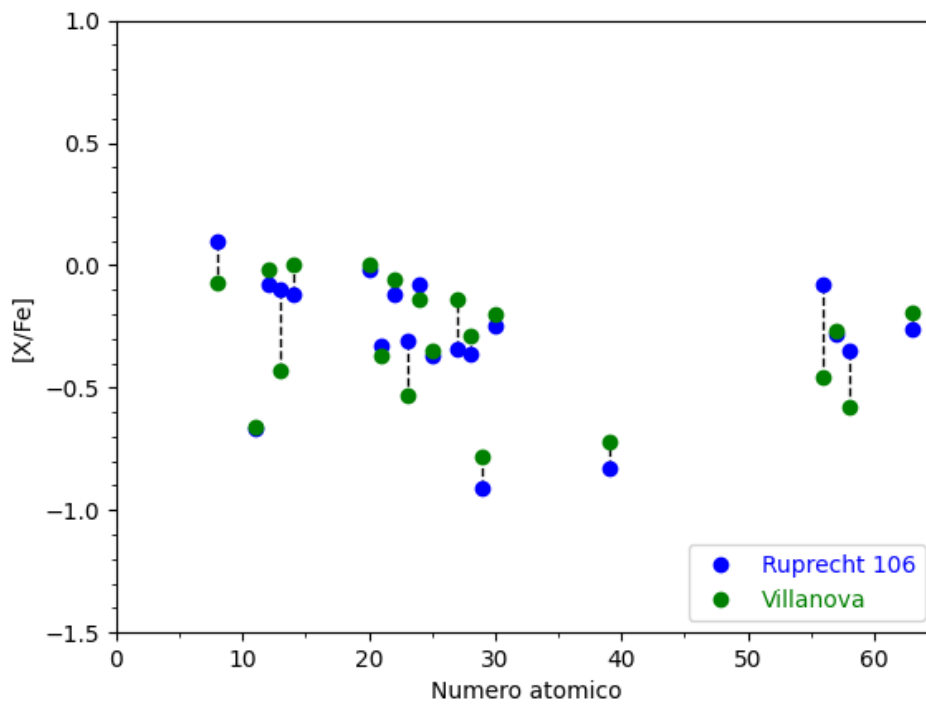


Figura 4.1: Andamento dei rapporti di abbondanza in funzione del numero atomico per ogni elemento. In blu sono rappresentati i dati di Ruprecht 106 di questo studio, mentre in verde sono rappresentati quelli di Villanova et al. (2013).

## 5. Discussione risultati

### 5. 1: Relazione età – metallicità

Il valore di  $[Fe/H]$  del gas di un ammasso stellare o di una galassia non rimane costante nel tempo, ma tende ad aumentare. Questo fatto è dovuto ai processi di formazione ed evoluzione stellare e al continuo arricchimento del gas da parte degli ejecta di stelle alla fine della loro vita (in particolare supernovae (SNe) di tipo II e supernovae di tipo Ia).

Le stelle, infatti, durante la loro vita e anche nel momento della loro morte producono una grande varietà di elementi che andranno poi a disperdersi nel gas circostante, arricchendolo. Questo gas, in seguito, darà origine a nuove stelle che ricominceranno il processo.

Ci si aspetta, perciò, che le stelle più vecchie mostreranno valori di metallicità più bassi, mentre le stelle più giovani, nate da un gas arricchito dalla precedente generazione di stelle, mostreranno metallicità maggiori.

Dato che la metallicità di una stella è strettamente legata alla storia di arricchimento della nube di gas da cui si è formata, il valore di metallicità trovato per un gruppo di stelle diverse, ma della stessa età, può essere diverso.

Estendendo questo discorso agli ammassi globulari nati all'interno della stessa galassia, ci si aspetta che essi seguano la stessa relazione età – metallicità (AMR), per cui ammassi più vecchi avranno una metallicità media inferiore e ammassi più giovani avranno una metallicità media maggiore. Ogni galassia, inoltre, sarà caratterizzata da una propria AMR, dovuta alla storia di arricchimento del gas al suo interno. Quindi, galassie con storie di formazioni stellari diverse avranno AMR diverse.

Essendo il sistema di ammassi globulari della MW composto anche da ammassi accresciuti da altre galassie, ci si aspetta di identificare diverse AMR o quantomeno due: una per gli ammassi nati “in situ” (che raggiungeranno quindi metallicità più alte), ed una per quelli accresciuti da galassie più piccole e con un tasso di formazione stellare (SFR) più basso.

La relazione età – metallicità diventa, quindi, un utile mezzo per ottenere informazioni sull'origine di un particolare ammasso stellare.

Lo studio dell'AMR di Ruprecht 106, perciò, è stato svolto in modo da avere una prima idea sulla sua possibile origine.

Come valore di  $[Fe/H]$  è stato utilizzato il valore medio calcolato in questo studio, mentre come età è stata utilizzata quella ricavata dallo studio di Leaman et al. (2013), ovvero  $10.75 \pm 0.25$  Gyr.

Gli ammassi che sono stati utilizzati per il confronto, invece, sono una serie di ammassi globulari della MW: si tratta sia di ammassi associati al cosiddetto Main Progenitor (MP), sia di ammassi associati al principale



evento di accrescimento della MW con una galassia nana, G – E, sia di ammassi accresciuti.

L'attribuzione degli ammassi al MP o a G – E è basata sulle informazioni ottenute dalla missione Gaia (Massari et al., 2019). Le età sono state misurate da VandenBerg et al. (2013), mentre le informazioni chimiche sono prese da diversi lavori precedenti di letteratura (si veda Minelli et al., In preparazione, per le referenze).

In Fig. 5.1 è riportato il grafico età – metallicità realizzato con questi dati.

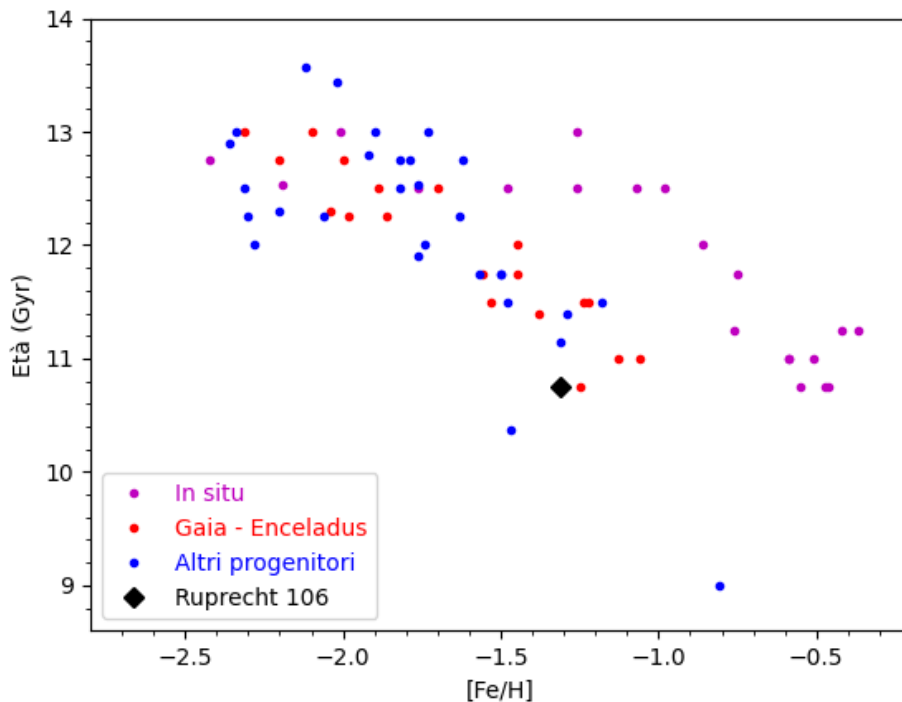


Figura 5.1: Grafico età – metallicità: in magenta sono rappresentati gli ammassi definiti “in situ” e associati al MP; in rosso quelli associati a G – E; in blu quelli associati ad altri progenitori; in nero Ruprecht 106.

Dal grafico in Fig. 5.1 sono immediatamente visibili due cose. La prima è che ci sono due principali AMRs, una che caratterizza gli ammassi globulari associati al MP e una che caratterizza tutti gli altri ammassi, associati a progenitori esterni alla MW. Ciò conferma l’origine esterna di ammassi dinamicamente “anomali”: essi risultano caratterizzati da un arricchimento chimico più lento, come atteso in galassie con uno SFR più basso della MW. La seconda è che Ruprecht 106 è posizionato esattamente tra gli ammassi non associati al MP.

A parità di età, infatti, gli ammassi globulari associati al MP presentano un  $[Fe/H]$  medio significativamente più alto di quello di Ruprecht 106 (con

$[Fe/H] \sim -0.5$  dex), mentre gli ammassi globulari associati a G – E presentano valori di  $[Fe/H]$  comparabili a quello di Ruprecht 106.

Questa prima informazione, quindi, conferma che Ruprecht 106 sia nato in una galassia esterna, che ha raggiunto a  $\sim 11$  Gyr una metallicità inferiore a quella raggiunta dalla Milky Way alla stessa età.

## 5. 2: Rapporto $[\alpha/Fe]$

Il rapporto  $[\alpha/Fe]$  è un ottimo strumento per ottenere informazioni sullo SFR.

Alla base dell'importanza di questo rapporto si trovano la differenza nella quantità di metalli che i diversi tipi di SNe iniettano nel gas circostante, a seguito della loro esplosione, e la differenza temporale con cui queste SNe esplodono.

Le SNe di tipo II, per esempio, arricchiscono in modo diverso il gas circostante rispetto alle SNe di tipo Ia. Le SNe II espellono grandi quantità di elementi alpha e modeste quantità di Fe, mentre le SNe Ia, a confronto, espellono quantità molto maggiori di Fe e meno elementi alpha.

Le stelle progenitrici delle SNe II, inoltre, sono stelle massicce (con massa maggiore di  $\sim 8 - 10 M_{sun}$ ) che esplodono dopo pochi milioni di anni. Le SNe Ia, invece, derivano da stelle di massa inferiore in sistemi binari, che hanno una vita media molto più lunga. Il loro contributo all'arricchimento di gas, perciò, avverrà con un ritardo temporale rispetto alle SNe II.

Il rapporto  $[\alpha/Fe]$ , quindi, ci fornisce informazioni sul tipo di SNe che hanno dominato l'arricchimento del gas da cui, poi, sono nate le stelle che si stanno osservando.

Una popolazione stellare con un alto  $[\alpha/Fe]$  è nata da un gas arricchito quasi solamente da SNe II. Una popolazione stellare con un basso  $[\alpha/Fe]$ , invece, è probabile che sia nata da una nube di gas che è stata arricchita anche da SNe Ia.

Le ulteriori informazioni sulla storia di arricchimento chimico di una galassia forniteci dal rapporto  $[\alpha/Fe]$ , quindi, possono essere confrontate con i risultati trovati grazie all'AMR della stessa galassia.

Per questa ragione, è stato realizzato un grafico che mette a confronto il rapporto di  $[\alpha/Fe]$  tra Ruprecht 106 e gli altri ammassi della MW trattati nel capitolo precedente. Come elementi alpha sono stati utilizzati Si e Ca. Si sono esclusi gli elementi alpha O e Mg poiché negli ammassi globulari essi variano da stella a stella in seguito a processi di auto – arricchimento dell'ammasso stesso (si veda Bastian & Lardo, 2018). Le abbondanze di O e Mg negli ammassi, quindi, non riflettono le abbondanze originarie del gas da cui l'ammasso si è formato.

Anche in questo caso per Ruprecht 106 sono stati utilizzati i valori determinati durante questo lavoro, mentre per gli ammassi della MW sono stati nuovamente utilizzati i dati ricavati dall'articolo di Minelli et al. (In preparazione).

Il grafico  $[(Si + Ca)/Fe]$  vs  $[Fe/H]$  è riportato in Fig. 5.2.

Poiché non si disponeva dei rapporti di abbondanza di  $[Si/Fe]$  e  $[Ca/Fe]$  per tutti gli ammassi rappresentati in Fig. 5.1, nel grafico proposto in quest'ultima figura sono presenti solo gli ammassi di cui si disponeva dei rapporti di tutti e due gli elementi.

Ciò che si può osservare da questo grafico è che a differenza di quel che riguarda l'AMR, per cui Ruprecht 106 si trovava in buon accordo con i valori di G – E, ora Ruprecht 106 si distanzia da tutti gli ammassi della MW, inclusi quelli accresciuti.

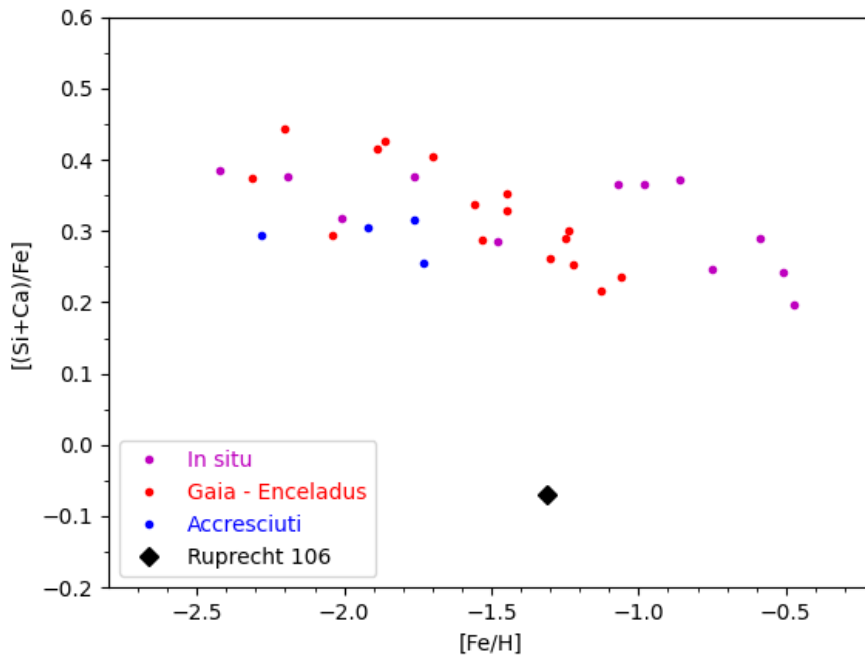


Figura 5.2: Grafico che rappresenta il rapporto  $[(Si + Ca)/Fe]$  vs  $[Fe/H]$  dei seguenti ammassi globulari: in magenta quelli associati al MP, in rosso quelli associati a G – E, in blu quelli associati ad altri progenitori e in nero Ruprecht 106.

In base a questo confronto è evidente come Ruprecht 106 abbia un rapporto  $[\alpha/Fe]$  significativamente più basso rispetto ad ammassi globulari di simile  $[Fe/H]$ , sia quelli associati al MP che a G – E o altri sistemi accresciuti. Ciò indica che il progenitore di Ruprecht 106 sia stato caratterizzato da uno SFR inferiore a quello degli altri sistemi accresciuti di simile  $[Fe/H]$ , che ha permesso al gas che ha formato le stelle di questo ammasso di essere arricchito anche da SNe Ia.

### 5.3: Confronto Ruprecht 106 – NGC 288

Vengono ora confrontati i rapporti di abbondanza di Ruprecht 106 con quelli di NGC 288, un ammasso globulare della MW con metallicità comparabile. Tale confronto permette di mettere in evidenza gli elementi chimici che risultano maggiormente differenti in Ruprecht 106 rispetto alle abbondanze chimiche della nostra Galassia a simile  $[Fe/H]$ . Il confronto tra i rapporti di abbondanza nei due ammassi è mostrato in Fig. 5.3.

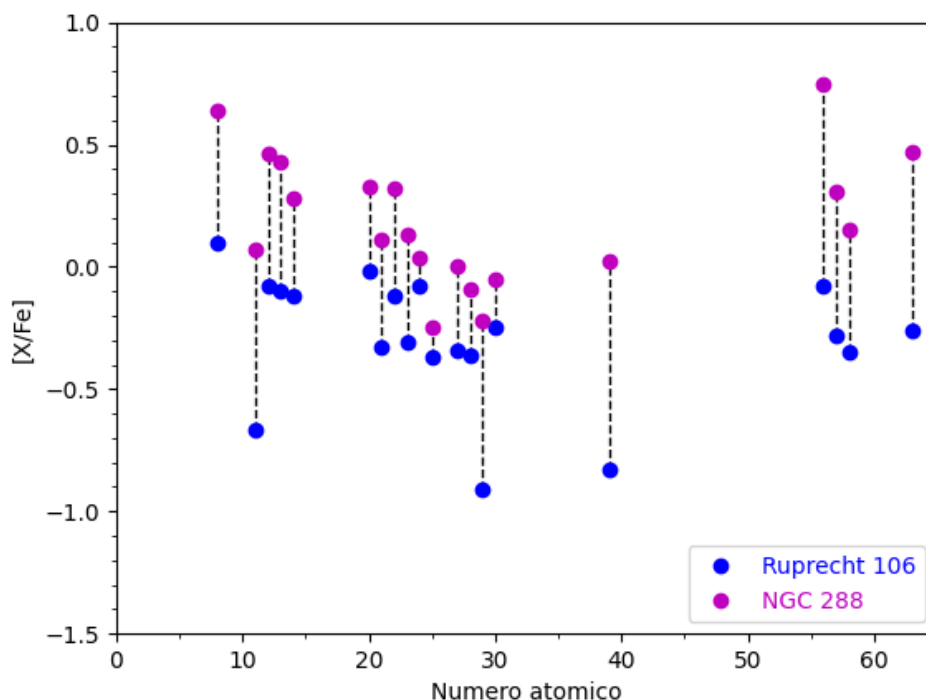


Figura 5.3: Andamento dei rapporti di abbondanza in funzione del numero atomico per ogni elemento misurato in questo studio. In blu sono rappresentati i dati di Ruprecht 106, mentre in magenta sono rappresentati quelli di NGC 288.

È evidente fin da subito che i due ammassi differiscono molto tra loro per quasi ogni rapporto di abbondanza e che, in generale, tutti i valori di Ruprecht 106 sono inferiori a quelli di NGC 288.

Per fare un'analisi più approfondita dei risultati trovati, però, ci si soffermerà sui singoli valori degli elementi più rappresentativi.

Innanzitutto, si può notare come per Ruprecht 106 le abbondanze degli elementi  $\alpha$  siano sempre molto più basse di quelle di NGC 288. Questo risultato, però, era atteso, visto che il rapporto  $[\alpha/Fe]$  di Ruprecht 106 si è dimostrato essere molto più basso di quelli di tutti gli altri ammassi della MW studiati nel capitolo precedente (e di cui NGC 288 fa parte).

Un altro risultato interessante riguarda i valori di Na e Al, elementi che sono prodotti principalmente da SNe II. Il rapporto  $[Al/Fe]$ , in particolare, cresce al crescere della metallicità, poiché gli yields di Al nelle stelle massive sono dipendenti dalla metallicità (Weinberg et al., 2019). La relazione  $[Al/Fe]$  rispetto a  $[Fe/H]$ , inoltre, è stata utilizzata in letteratura per distinguere stelle facenti parte dell'alone accresciuto della MW, rispetto a stelle dell'alone formatesi "in situ" (Hawkins et al., 2015).

La differenza tra le abbondanze di Na e Al di Ruprecht 106 e NGC 288 conferma che il primo ammasso è nato da un gas meno arricchito da stelle massive rispetto al gas da cui si è formato NGC 288.

Anche gli elementi iron – peak, come Sc, V, Cr, Mn, Co, Ni e Zn presentano abbondanze inferiori a quelle di NGC 288. Questi elementi, però, hanno un'origine diversa tra loro: Sc e Zn vengono principalmente prodotti da SNe II e hypernovae (HNe) (Romano et al., 2010), i cui progenitori sono stelle massive; Mn si ritiene che sia principalmente formato attraverso SNe Ia (Iwamoto et al., 1999); le abbondanze degli altri elementi, infine, sono frutto sia di SNe II che di SNe Ia (Weinberg et al., 2019). Studi dimostrano, inoltre, che il contributo alle abbondanze di questi elementi, fornito dalle SNe Ia, ha una dipendenza dalla metallicità diversa di caso in caso. Le abbondanze di V, Mn e Co, ad esempio, hanno una forte dipendenza dalla metallicità, mentre elementi come Cr e Ni hanno una dipendenza minima (Weinberg et al., 2019).

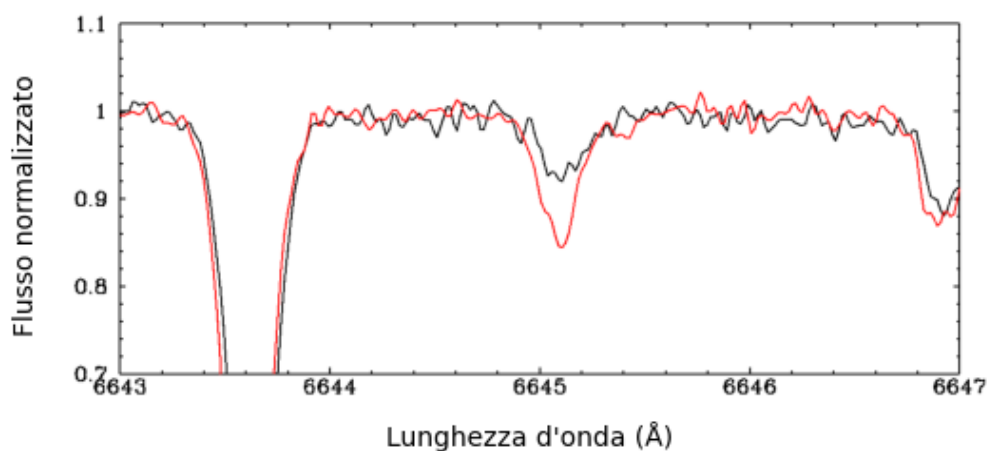
In generale, le differenze in abbondanza di questi elementi sembrano confermare la differente storia di formazione stellare dei due ammassi.

Passando ad elementi di cattura neutronica, si prende in esame Eu. Questo elemento viene prodotto attraverso processi di cattura neutronica veloce ( $r$ ) (Burbidge et al., 1957), che avvengono durante SNe II o kilonovae (Molero et al., 2021).

Un valore basso come quello di Ruprecht 106, perciò, suggerisce una bassa efficienza di arricchimento del gas da parte di processi  $r$ . Visto che le stelle progenitrici sia delle SNe II che delle kilonovae sono stelle massive, questo basso valore di Eu suggerisce un basso contributo da parte di questo tipo di stelle.

In Fig. 5.4 è mostrato un grafico che raffigura la sovrapposizione dello spettro di due stelle, una di Ruprecht 106 e una di NGC 288. I due spettri sono centrati attorno alla riga di Eu a  $6645.047 \text{ \AA}$ . Poiché le due stelle hanno parametri atmosferici simili (quindi virtualmente la stessa  $T_{eff}$  e lo stesso  $\log(g)$ ), la differenza di profondità delle righe è attribuibile solo all'abbondanza chimica di Eu.

Come si può vedere, la profondità della riga nello spettro della stella di NGC 288 è decisamente maggiore di quella nello spettro della stella di Ruprecht 106.



*Figura 5.4: Confronto tra gli spettri di 200004 (rosso) e Ru 2004 (nero) attorno alla riga di Eu a circa 6645 Å.*

Gli elementi di cattura neutronica lenta (s), invece, vengono prodotti in un contesto differente. Questo tipo di elementi, infatti, viene prodotto all'interno di stelle di asymptotic giant branch (AGB) di piccola massa (Travaglio et al., 2004).

Elementi di questo tipo sono Ba, La e Ce. Tra questi, Ba viene prodotto quasi interamente attraverso processi s, mentre gli altri due sono il risultato sia di processi s che r (Bisterzo et al., 2014).

Valori bassi di questi elementi, perciò, suggeriscono un contributo basso da stelle di AGB o un bassissimo contributo iniziale da parte dei processi r (poiché le stelle di AGB arrivano in un secondo momento rispetto all'inizio della formazione stellare).

L'ultimo elemento preso in esame è Cu. L'elemento Cu è anch'esso prodotto da processi s, ma in questo caso il processo avviene all'interno di stelle massive (Romano & Matteucci, 2007).

Un valore così basso di questo elemento, perciò, suggerisce nuovamente un basso contributo da parte di questo tipo di stelle nel processo di arricchimento di Ruprecht 106.

#### **5. 4: Confronto Ruprecht 106 – NGC 121**

L'ammasso globulare NGC 121 fa parte della Piccola Nube di Magellano (SMC). Si tratta dell'ammasso globulare più vecchio presente nella SMC,

con un'età di  $10.5 \pm 0.5$  Gyr (Glatt et al., 2009) e una metallicità di  $-1.17 \pm 0.02$  dex (Minelli et al., In preparazione).

Il confronto con Ruprecht 106 permette, quindi, di comparare le caratteristiche chimiche di questo ammasso con quelle di un ammasso di simile metallicità ed età ma nato in una galassia irregolare caratterizzata da un arricchimento chimico più lento rispetto a quello della Milky Way. È importante notare, inoltre, che altre galassie del Gruppo Locale che presentano ammassi globulari, non hanno ammassi vecchi di metallicità comparabile a Ruprecht 106.

Per i valori dei rapporti di abbondanza e della metallicità di questo ammasso sono stati usati quelli trovati da Minelli et al. (In preparazione).

La Fig. 5.5 mostra il confronto tra i rapporti di abbondanza di Ruprecht 106 e NGC 121.

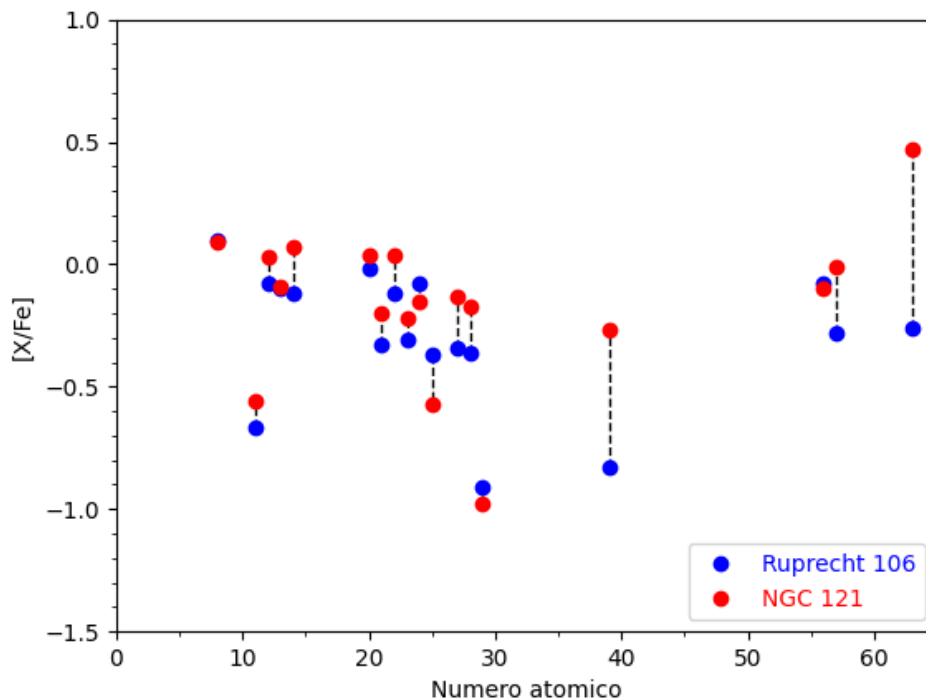


Figura 5.5: Andamento dei rapporti di abbondanza in funzione del numero atomico per ogni elemento. In blu sono rappresentati i dati di Ruprecht 106 misurati in questo studio, mentre in rosso sono rappresentati quelli di NGC 121 presenti nell'articolo di Minelli et al. (In preparazione).

Rispetto a ciò che è stato osservato con NGC 288, in questo caso i valori di abbondanza di Ruprecht 106 sembrano generalmente abbastanza simili a quelli di NGC 121, con differenze solo per Y ed Eu.

Anche in questo caso, verrà fatto un confronto diretto dei valori dei singoli elementi.

Per iniziare si può osservare come le abbondanze degli elementi  $\alpha$  siano molto simili tra i due ammassi.

Tutto ciò rende i due ammassi molto simili tra loro sia in termini di AMR che in termini di rapporto  $[\alpha/Fe]$ , il che suggerisce che la SMC e la galassia da cui ha avuto origine Ruprecht 106 abbiano avuto uno SFR simile.

Anche le abbondanze degli elementi iron – peak risultano molto simili e consistenti entro le incertezze. Questo fatto, perciò, potrebbe far pensare ad un'ulteriore similitudine nella storia di arricchimento di questi due ammassi. Il valore più alto di abbondanza del Mn in Ruprecht 106, però, potrebbe essere sintomo di un contributo differente (leggermente maggiore) da parte delle SNe Ia.

Le principali differenze tra i due ammassi, ad ogni modo, risiedono nelle abbondanze degli elementi prodotti da cattura neutronica. Y, La ed Eu, infatti, hanno abbondanze molto più basse in Ruprecht 106 rispetto a NGC 121. Tali elementi sono prodotti da processi di cattura neutronica sia veloce (Eu) che lenta (Y e La).

Una tale differenza mostra che sebbene per molti aspetti questi due ammassi sembrino simili tra loro, il loro processo di arricchimento chimico non è stato lo stesso.

Alla luce di questo confronto è quindi possibile escludere che Ruprecht 106 si sia formato proprio nella SMC e successivamente sia stato catturato dalla Milky Way. D'altra parte, è ragionevole pensare che la galassia in cui sia formato Ruprecht 106 sia stata una galassia che abbia avuto una storia di arricchimento chimico, almeno in termini di contributo da SNe II e Ia, simile alla SMC (ma con un diverso contributo da processi di cattura neutronica, in particolare quella rapida come dimostrato dalla forte differenza di Eu).

## **5. 5: Confronto tra Ruprecht 106 e galassie dalla letteratura**

Con l'obiettivo di cercare galassie nel Gruppo Locale la cui composizione chimica possa essere compatibile con quella di Ruprecht 106 alla stessa metallicità, sono stati confrontati i dati di Ruprecht 106 con i pattern di abbondanza di stelle giganti di diverse galassie esterne alla MW. Per alcuni dei rapporti di abbondanza più interessanti, inoltre, sono stati realizzati grafici,  $[X/Fe]$  vs  $[Fe/H]$ , che mettono direttamente a confronto i valori trovati per Ruprecht 106 con quelli tratti dalla letteratura per le galassie prese in esame. In particolare, ci si concentrerà su 7 elementi che mostrano forti differenze tra Ruprecht 106 e la nostra Galassia,  $[\alpha/Fe]$  (classico diagnostico dello SFR), Na e Al (prodotti principalmente da SNe II), Ni (prodotto da SNe II e Ia e che nella MW risulta con valori solari), Cu (prodotto da processi di cattura neutronica lenta in stelle massive), Ce (prodotto sia da catture



neutroniche lente, in stelle di AGB, che veloci) ed Eu (prodotto da catture neutroniche veloci).

Di seguito il confronto verrà suddiviso in capitoli, uno per ogni galassia presa in esame.

### 5.5.1: Grande Nube di Magellano

La Grande Nube di Magellano (LMC) è il principale satellite della Milky Way ed è una galassia irregolare caratterizzata da una forte attività di formazione stellare. La sua storia di arricchimento chimico è connessa alle sue interazioni gravitazionali con la SMC, il suo principale satellite.

In Fig. 5.6 e 5.7 sono rappresentate le abbondanze degli elementi presi in esame per il confronto tra la LMC e Ruprecht 106. Per i rapporti di abbondanza di  $[(O + Mg)/Fe]$ ,  $[Na/Fe]$ ,  $[Al/Fe]$ ,  $[Ni/Fe]$  e  $[Ce/Fe]$  sono stati utilizzati i valori presenti in Hasselquist et al. (2021) (survey APOGEE), mentre per i rapporti di abbondanza di  $[Cu/Fe]$  ed  $[Eu/Fe]$  sono stati utilizzati quelli presenti in Van der Swaelmen et al. (2013).

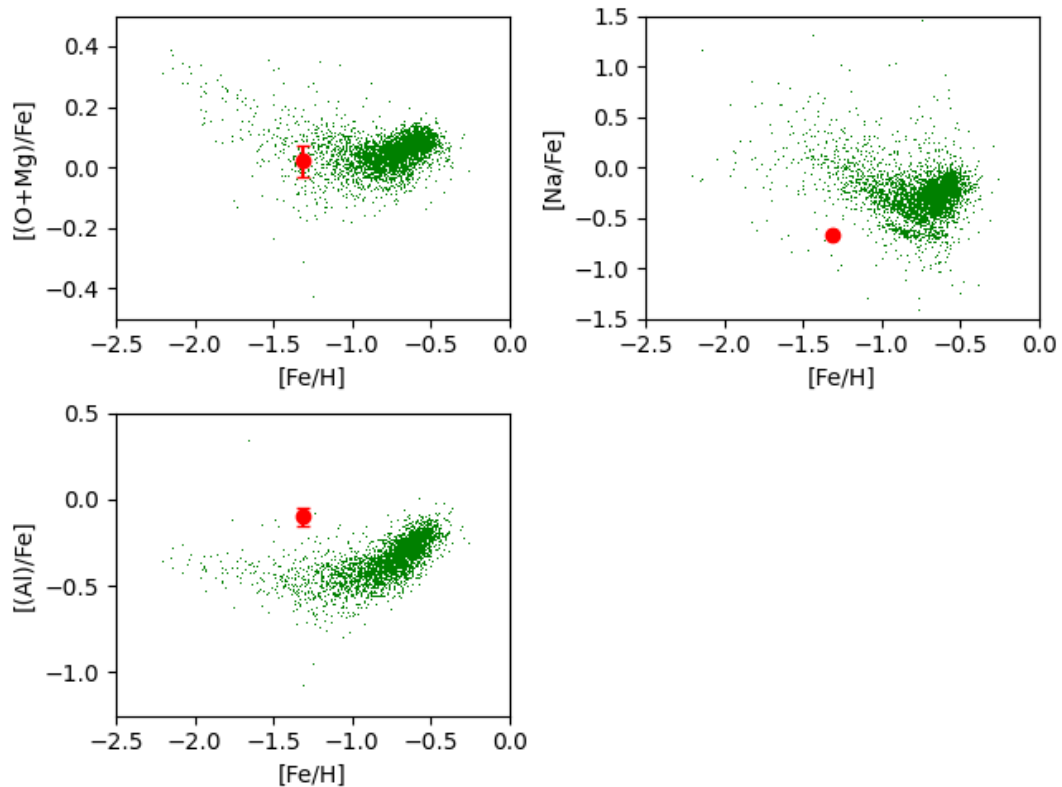


Figura 5.6: Pattern di abbondanza degli elementi  $\alpha$  (in alto a sinistra), di Na (in alto a destra) e di Al (in basso a sinistra). I valori di Ruprecht 106 sono rappresentati in colore rosso, mentre quelli della LMC in colore verde.

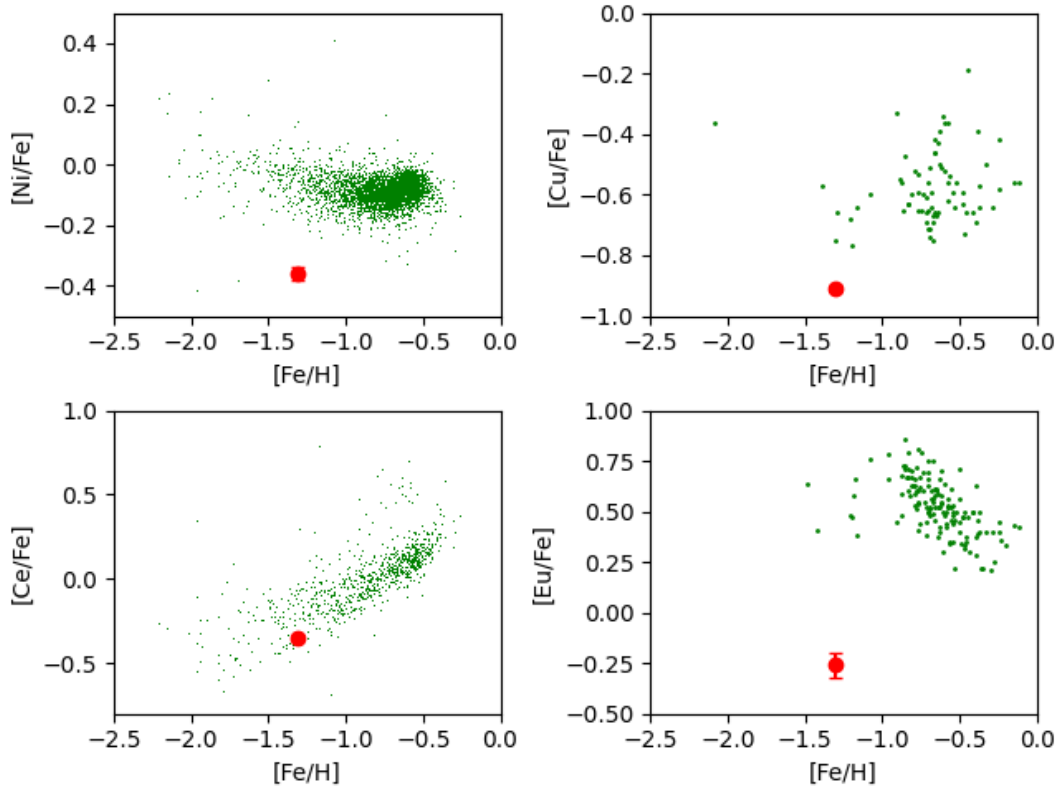


Figura 5.7: Pattern di abbondanza di Ni (in alto a sinistra), di Cu (in alto a destra), di Ce (in basso a sinistra) e di Eu (in basso a destra). I valori di Ruprecht 106 sono rappresentati in colore rosso, mentre quelli della LMC in colore verde.

Come prima cosa si può notare che in generale le stelle di questa galassia hanno una metallicità più alta di quelle di Ruprecht 106 (con la maggioranza delle stelle con  $[Fe/H] > -1$ ). Nonostante ciò, la distribuzione di metallicità della LMC si estende fino a  $[Fe/H] \sim -2$ , quindi sono presenti stelle con metallicità analoga a quelle di Ruprecht 106.

Per quanto riguarda gli elementi  $\alpha$  e Na, Ruprecht 106 ha abbondanze compatibili con quelle delle stelle della LMC di simile  $[Fe/H]$ .

Una differenza, invece, si può notare per Al, poiché il rapporto  $[Al/Fe]$  di Ruprecht 106 risulta essere sopra la media rispetto alle stelle della LMC di simile  $[Fe/H]$ .

Lo stesso discorso vale anche per gli elementi iron – peak. In Fig. 5.7, infatti, si può notare come le abbondanze di Ni e Cu di Ruprecht 106 siano più basse della media delle stelle della LMC (anche se per Cu i risultati sono più incerti visti i pochi dati a disposizione).

Per gli elementi di cattura neutronica, infine, i risultati sono diversi. I rapporti di abbondanza di Ce sono compatibili tra i due sistemi, mentre quelli di Eu mostrano differenze significative.

Tutti questi fattori portano alla conclusione che Ruprecht 106 non si sia sviluppato all'interno della LMC o comunque in una galassia con una storia di arricchimento paragonabile a quella della LMC. Questi due sistemi, infatti,

sono stati caratterizzati da storie di arricchimento chimico diverse fra loro. In particolare, la principale differenza sembrerebbe essere dovuta ad una bassa efficienza di arricchimento da parte delle stelle massive, nel progenitore di Ruprecht 106.

### 5.5.2: Piccola Nube di Magellano

La SMC è un'altra galassia irregolare, di massa inferiore a quella della LMC e legata gravitazionalmente ad essa. La sua storia di arricchimento chimico è connessa alle interazioni con la LMC.

In Fig. 5.8 e 5.9 sono rappresentate le abbondanze degli elementi presi in esame per il confronto tra la SMC e Ruprecht 106. Per i rapporti di abbondanza di  $[(O + Mg)/Fe]$ ,  $[Na/Fe]$ ,  $[Al/Fe]$ ,  $[Ni/Fe]$  e  $[Ce/Fe]$  sono stati utilizzati i valori presenti in Hasselquist et al. (2021), per i rapporti di abbondanza di  $[Cu/Fe]$  sono stati utilizzati quelli presenti in Mucciarelli et al. (2023) e per i rapporti di abbondanza di  $[Eu/Fe]$  sono stati utilizzati i valori medi di tre ammassi globulari della SMC presenti in Minelli et al. (In preparazione).

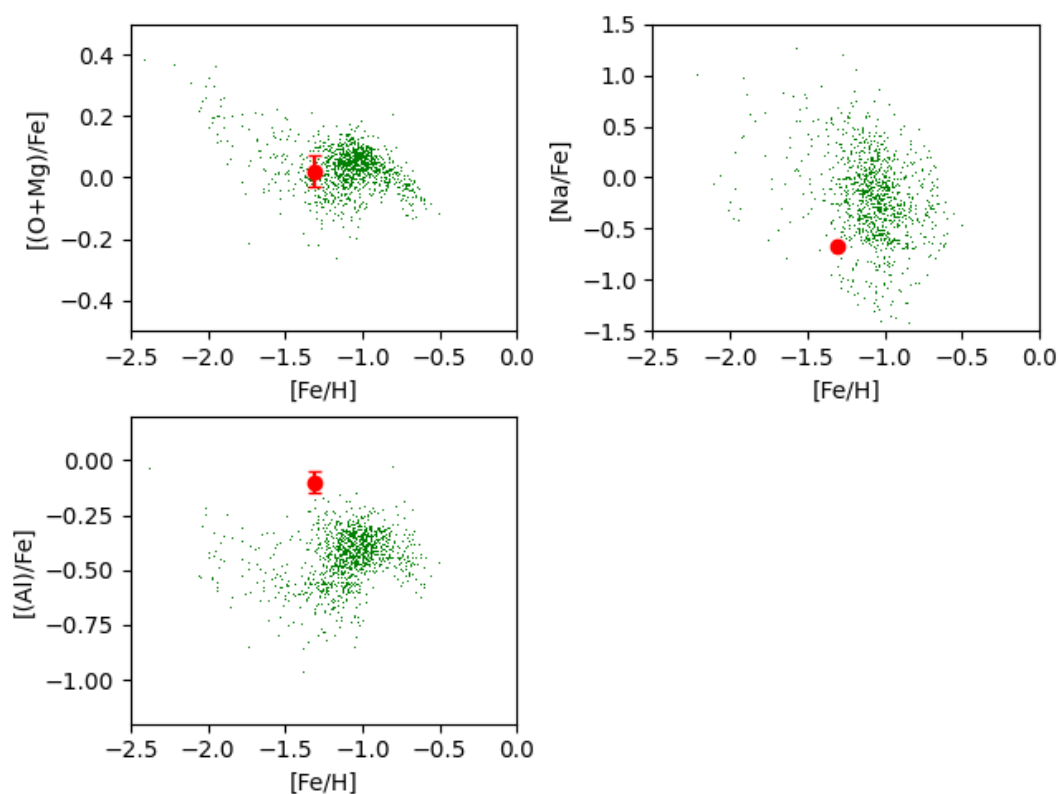


Figura 5.8: Pattern di abbondanza degli elementi  $\alpha$  (in alto a sinistra), di Na (in alto a destra) e di Al (in basso a sinistra). I valori di Ruprecht 106 sono rappresentati in colore rosso, mentre quelli della SMC in colore verde.

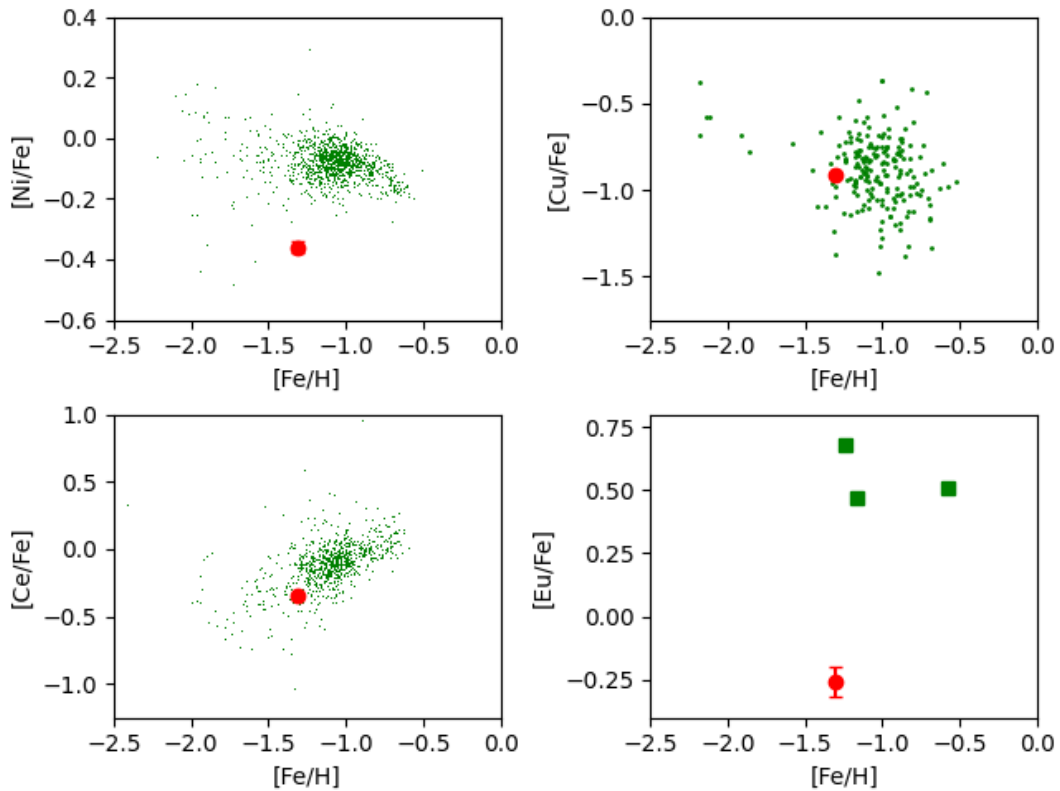


Figura 5.9: Pattern di abbondanza di Ni (in alto a sinistra), di Cu (in alto a destra), di Ce (in basso a sinistra) e di Eu (in basso a destra). I valori di Ruprecht 106 sono rappresentati in colore rosso, mentre quelli della SMC in colore verde. I valori di Eu, essendo i valori medi di tre ammassi globulari della SMC presenti in Minelli et al. (In preparazione), sono rappresentati con dei quadrati per distinguerli dagli altri.

Innanzitutto, si può notare che, rispetto alla LMC, la metallicità media delle stelle della SMC è più simile a quella di Ruprecht 106, con il picco della distribuzione di metallicità attorno a  $[Fe/H] \sim -1.1 dex$ .

In secondo luogo, i rapporti di abbondanza degli elementi  $\alpha$ , di Na e di Al sono compatibili tra i due sistemi, se si considerano i valori stelle di metallicità simile. Come si può vedere in Fig. 5.8, però, il valore di  $[Al/Fe]$  di Ruprecht 106 è un po' al limite del trend della SMC, per questo motivo non si può escludere che ci sia effettivamente una differenza tra i due sistemi.

Per quel che riguarda gli elementi iron – peak, invece, il valore di  $[Ni/Fe]$  di Ruprecht 106 appare significativamente più basso della media delle stelle della SMC, mentre i valori di Cu dei due sistemi sono compatibili tra loro.

Anche i rapporti di abbondanza di Ce sono in buon accordo tra i due sistemi.

I valori di Eu, invece, sono significativamente diversi tra loro, anche se per questo confronto sono stati considerati solo tre ammassi della SMC. Probabilmente, anche in questo caso la causa è da ricercarsi in un basso contributo da parte dalle kilonovae, prodotte da merging di oggetti compatti.

In generale, i risultati rispecchiano ciò che era già stato osservato con l'ammasso NGC 121. Il progenitore di Ruprecht 106 e la SMC sembrano entrambi caratterizzati da un basso SFR iniziale, ma il gas che ha dato origine

alle stelle di Ruprecht 106 deve essere anche stato soggetto ad un basso contributo da parte delle kilonovae.

### 5.5.3: Gaia – Enceladus

In Fig. 5.10 e 5.11 sono rappresentate le abbondanze degli elementi presi in esame per il confronto tra la G – E e Ruprecht 106. Per tutti i rapporti di abbondanza sono stati utilizzati i valori presenti in Hasselquist et al. (2021). In questo caso non è stato possibile confrontare i valori di Cu ed Eu.

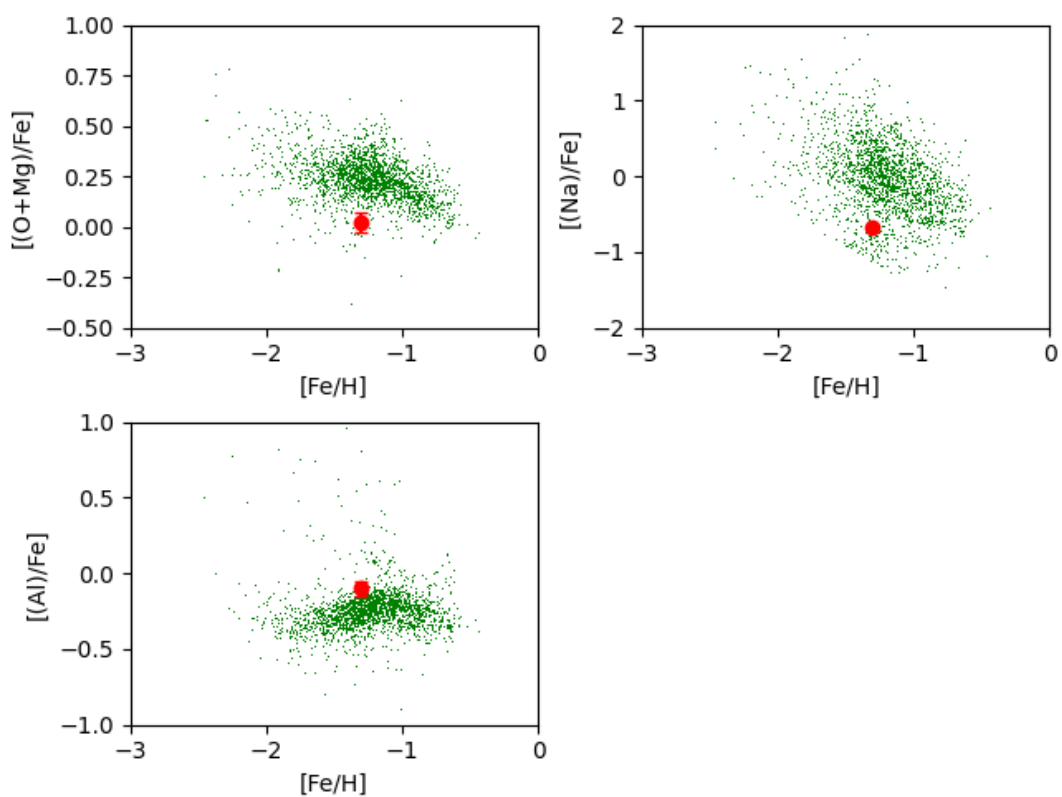


Figura 5.10: Pattern di abbondanza degli elementi  $\alpha$  (in alto a sinistra), di Na (in alto a destra) e di Al (in basso a sinistra). I valori di Ruprecht 106 sono rappresentati in colore rosso, mentre quelli di G – E in colore verde.

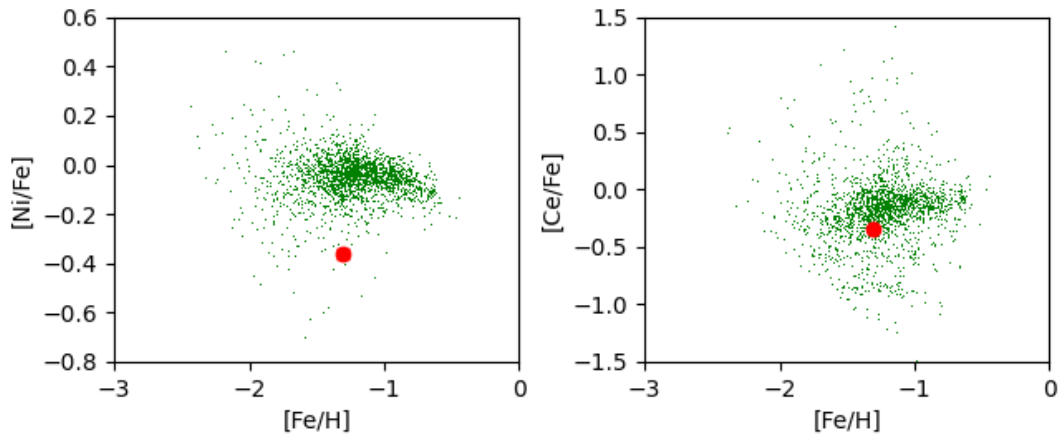


Figura 5.11: Pattern di abbondanza di Ni (a sinistra) e di Ce (a destra). I valori di Ruprecht 106 sono rappresentati in colore rosso, mentre quelli di G – E in colore verde.

Le stelle di G – E, innanzitutto, coprono un ampio intervallo di metallicità, anche se la maggioranza di queste hanno una metallicità simile a quella di Ruprecht 106.

Il grafico degli elementi  $\alpha$  visibile in Fig. 5.10 evidenzia quanto già osservato nel capitolo 5.2, ovvero che in media le stelle di G – E con metallicità simile a quella di Ruprecht 106 risultano  $\alpha$  – enhanced.

I rapporti di abbondanza di Na e Al, invece, risultano compatibili.

Infine, tra gli elementi iron – peak e quelli di cattura neutronica è stato possibile confrontare solo i rapporti di abbondanza di Ni e Ce, visibili in Fig. 5.11. Nel caso di Ni, i valori osservati si discostano molto tra loro, con le stelle di G – E che in media hanno un rapporto maggiore di  $\sim 0.3$  dex rispetto a Ruprecht 106, mentre nel caso di Ce i valori sono compatibili.

Con così pochi elementi, però, è difficile trarre conclusioni sicure.

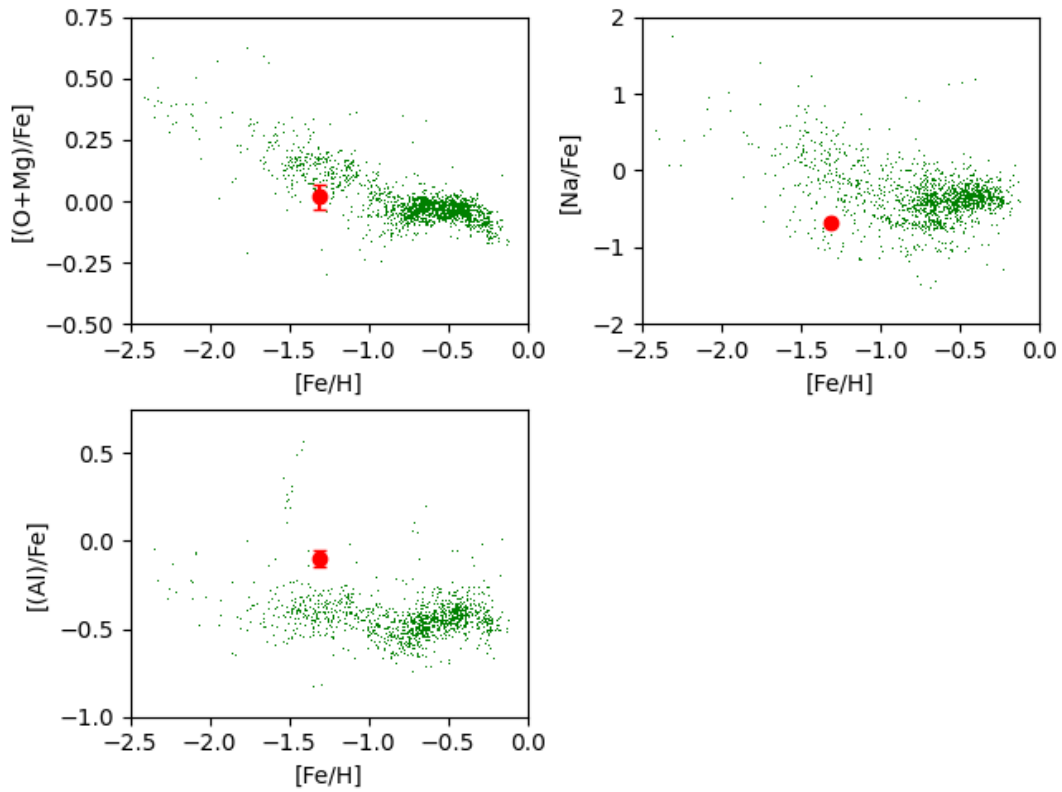
Quel che si può affermare è il risultato già derivato dalle osservazioni riportate nei capitoli 5.1 e 5.2: questi due sistemi, sebbene abbiano una AMR simile, mostrano di aver avuto una storia di arricchimento chimico diversa. Ciò potrebbe essere dovuto ad una differente SFR e quindi ad un diverso contributo delle SNe II.

Si esclude, quindi, che Ruprecht 106 sia nato all'interno di G – E e che sia entrato a far parte della MW durante il processo di merger tra queste due galassie.

#### 5.5.4: Sagittario

Sagittario (Sgr) è il residuo di una galassia nana sferoidale che è stata quasi totalmente disintegrata dall'interazione con la MW (Ibata et al., 1994).

In Fig. 5.12 e 5.13 sono rappresentate le abbondanze degli elementi presi in esame per il confronto tra Sgr e Ruprecht 106. Per i rapporti di abbondanza di  $[(O + Mg)/Fe]$ ,  $[Na/Fe]$ ,  $[Al/Fe]$ ,  $[Ni/Fe]$  e  $[Ce/Fe]$  sono stati utilizzati i valori presenti in Hasselquist et al. (2021), mentre per i rapporti di abbondanza di  $[Cu/Fe]$  e  $[Eu/Fe]$  sono stati utilizzati quelli presenti in Liberatori et al. (In preparazione).



*Figura 5.12: Pattern di abbondanza degli elementi  $\alpha$  (in alto a sinistra), di Na (in alto a destra) e di Al (in basso a sinistra). I valori di Ruprecht 106 sono rappresentati in colore rosso, mentre quelli di Sgr in colore verde.*

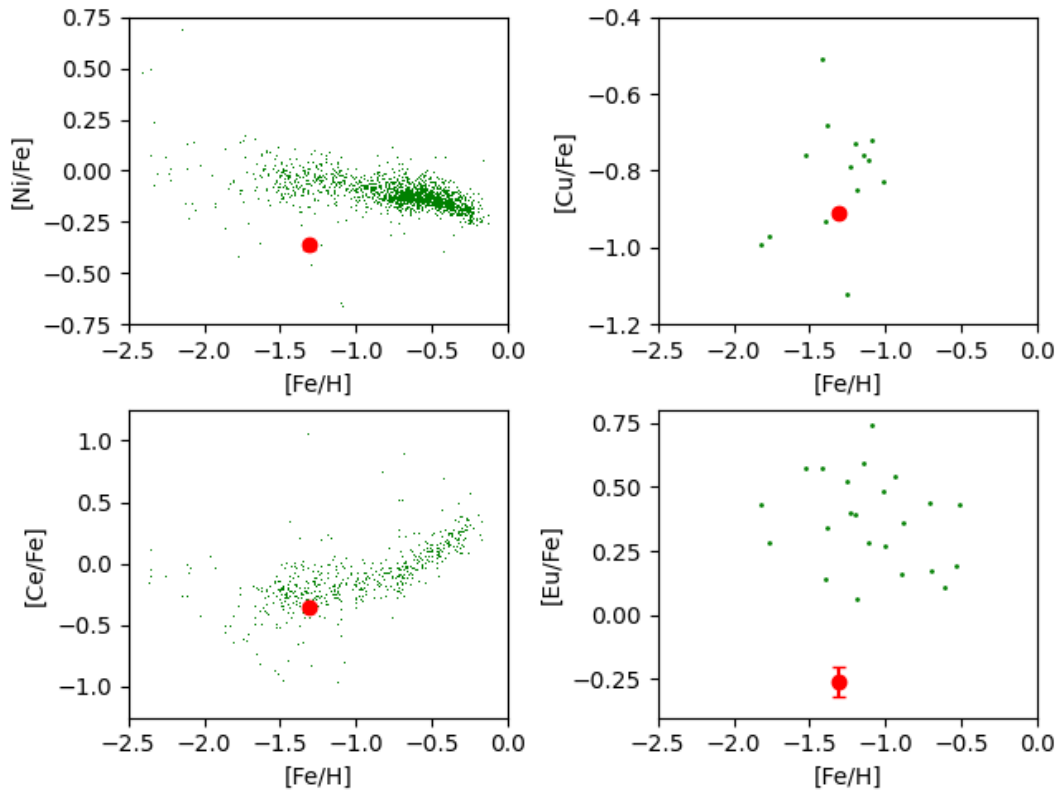


Figura 5.13: Pattern di abbondanza di Ni (in alto a sinistra), di Cu (in alto a destra), di Ce (in basso a sinistra) e di Eu (in basso a destra). I valori di Ruprecht 106 sono rappresentati in colore rosso, mentre quelli di Sgr in colore verde.

Le stelle appartenenti a questa galassia nana si distaccano fin da subito da quelle di Ruprecht 106 per la loro maggiore metallicità media.

Un risultato interessante è quello delle abbondanze degli elementi  $\alpha$ . Il pattern di Sgr, visibile in Fig. 5.12, mostra come il rapporto  $[\alpha/Fe]$  diminuisca all'aumentare della metallicità, segno evidente del progressivo contributo delle SNe Ia. Il valore di Ruprecht 106 è compatibile con questo pattern e si trova in buon accordo con il valore medio delle stelle di Sgr di simile metallicità.

Il rapporto di abbondanza di Na di Ruprecht 106 risulta anch'esso compatibile con Sgr mentre il valore di Al, sebbene compatibile, risulta essere leggermente superiore alla media.

Il valore di Ni di Ruprecht 106, invece, è più basso di quello medio delle stelle di Sgr di simile  $[Fe/H]$ .

Per quel che riguarda i valori di Cu e Ce, entrambi sembrano compatibili tra i due sistemi ma per Cu i risultati sono più incerti visti i pochi dati a disposizione.

Le differenze maggiori, in ogni caso, si trovano per l'elemento di cattura neutronica rapida Eu, come si può osservare in Fig. 5.13. Il valore di  $[Eu/Fe]$  di Ruprecht 106, infatti, risulta essere inferiore di  $\sim 0.5 dex$  rispetto alla media delle stelle di Sgr di simile metallicità.



Questi risultati, quindi, dimostrano la differenza tra la storia di arricchimento chimico di Sgr e del progenitore di Ruprecht 106: sebbene i due sistemi mostrino segni di un simile SFR, sono stati caratterizzati ad un diverso contributo da parte di SN II e Ia e da un diverso arricchimento di elementi di cattura neutronica rapida.

### 5.5.5: Fornax

Fornax (Fnx) è una galassia nana sferoidale isolata, perciò la sua storia di arricchimento chimico non ha risentito di forti interazioni con altri sistemi, a differenza delle galassie discusse precedentemente.

In Fig. 5.14 e 5.15 sono rappresentate le abbondanze degli elementi presi in esame per il confronto tra Fnx e Ruprecht 106. Per i rapporti di abbondanza di  $[(O + Mg)/Fe]$ ,  $[Na/Fe]$ ,  $[Al/Fe]$ ,  $[Ni/Fe]$  e  $[Ce/Fe]$  sono stati utilizzati i valori presenti in Hasselquist et al. (2021), mentre per i rapporti di abbondanza di  $[Eu/Fe]$  sono stati utilizzati quelli presenti in Letarte et al. (2010).

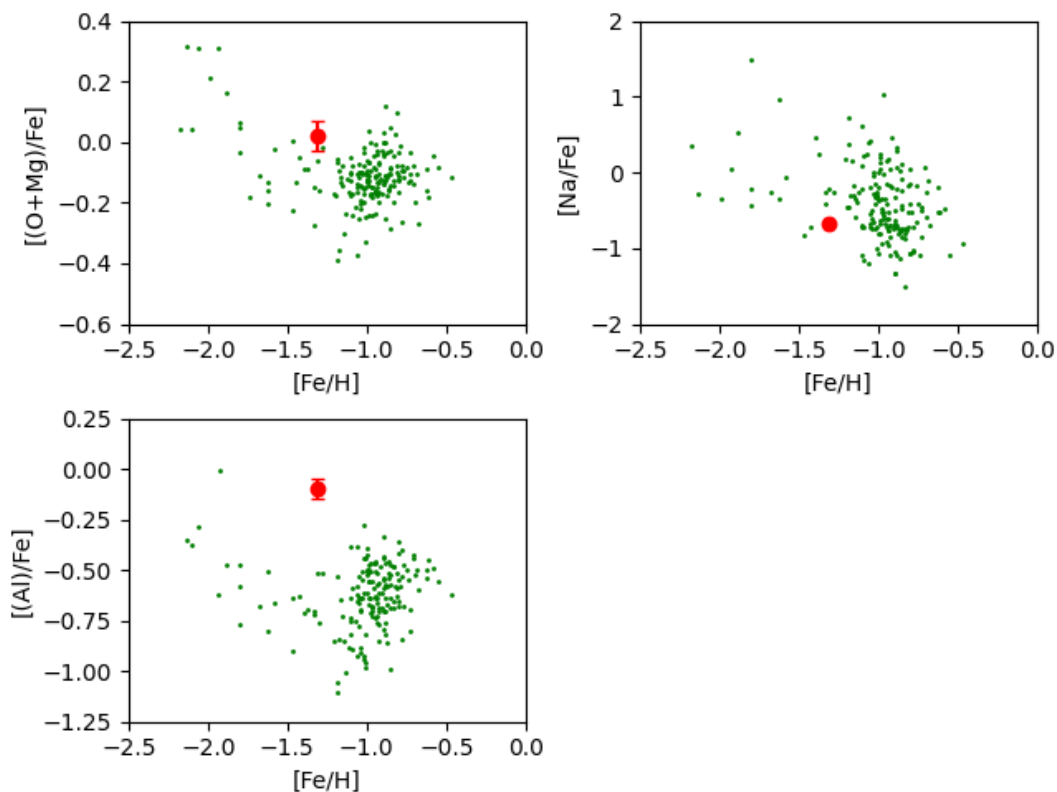


Figura 5.14: Pattern di abbondanza degli elementi  $\alpha$  (in alto a sinistra), di Na (in alto a destra) e di Al (in basso a sinistra). I valori di Ruprecht 106 sono rappresentati in colore rosso, mentre quelli di Fnx in colore verde.

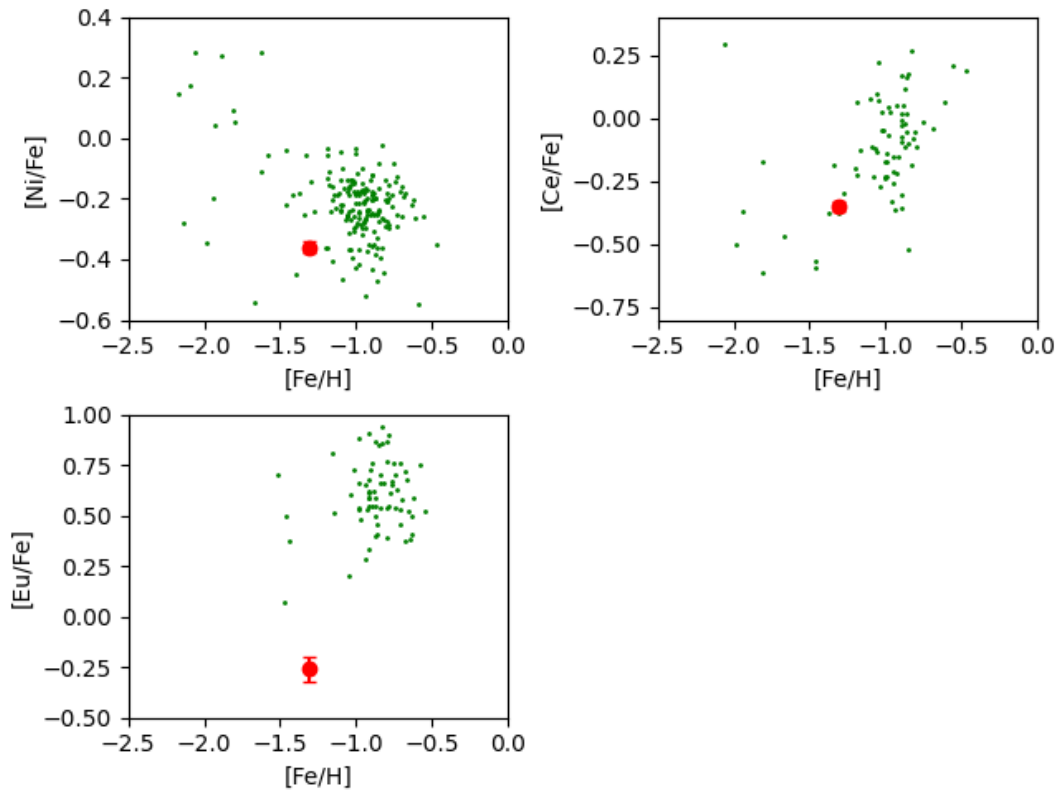


Figura 5.15: Pattern di abbondanza di Ni (in alto a sinistra), di Ce (in alto a destra) e di Eu (in basso a sinistra). I valori di Ruprecht 106 sono rappresentati in colore rosso, mentre quelli di Fnx in colore verde.

I rapporti di abbondanza degli elementi  $\alpha$  e di Na di Ruprecht 106, visibili in Fig. 5.14, in generale sono compatibili quelli delle stelle di Fnx di metallicità simile.

Il valore di Al di Ruprecht 106, invece, è sopra la media rispetto alle stelle di Fnx.

Tra gli elementi iron – peak è stato possibile confrontare solo Ni, di cui si può vedere il pattern in Fig. 5.15. In questo caso, rispetto a ciò che è stato trovato per le galassie discusse in precedenza, i valori tra i due sistemi sono più compatibili, ma in generale per Fnx si dispone di un numero inferiore di dati.

Lo stesso discorso, inoltre, vale per l'elemento Ce.

I valori che si discostano di più, ad ogni modo, sono quelli di  $[Eu/Fe]$ . In questo caso i rapporti di abbondanza delle stelle di Fnx sono significativamente maggiori di quello di Ruprecht 106.

Ciò che si deduce da questo confronto è che i due sistemi in esame hanno avuto storie di arricchimento chimico simili tra loro. È ragionevole pensare che i due sistemi abbiano avuto SFR comparabili, ma con un'efficienza di arricchimento da parte di processi r differente. I valori di Al, inoltre, potrebbero suggerire anche una leggera differenza di arricchimento da parte delle SNe II.

### 5.5.6: Sculptor

Sculptor è anch'essa una galassia nana sferoidale isolata.

In Fig. 5.16 sono rappresentate le abbondanze degli elementi presi in esame per il confronto tra Sculptor e Ruprecht 106. Per tutti i rapporti di abbondanza sono stati utilizzati i valori presenti in Hill et al. (2019).

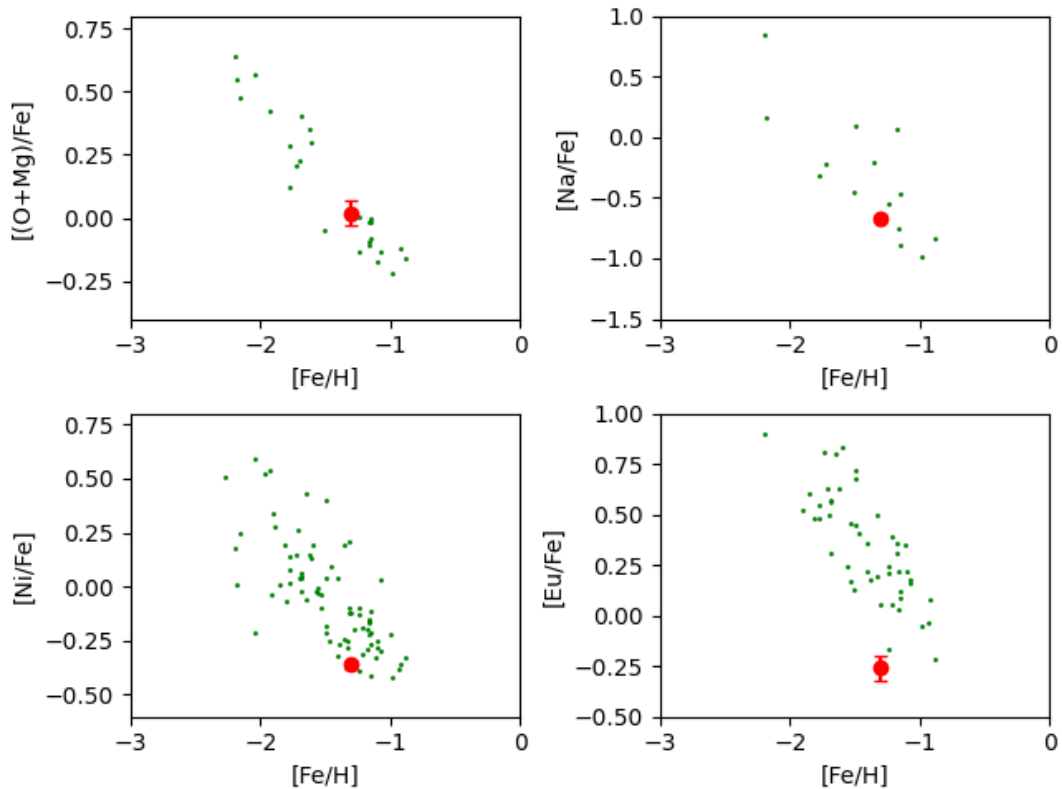


Figura 5.16: Pattern di abbondanza degli elementi  $\alpha$  (in alto a sinistra), di Na (in alto a destra), di Ni (in basso a sinistra) e di Eu (in basso a destra). I valori di Ruprecht 106 sono rappresentati in colore rosso, mentre quelli di Sculptor in colore verde.

In questo caso, le stelle di Sculptor coprono un intervallo di metallicità abbastanza ampio (con valori compresi tra circa -2.4 e -0.8), all'interno del quale ricade anche il valore di metallicità medio di Ruprecht 106.

Per questa galassia, purtroppo, con i dati a disposizione è stato possibile fare pochi confronti con Ruprecht 106, ma fortunatamente si sono potuti confrontare i rapporti di abbondanza di alcuni degli elementi che mostrano i valori più estremi in Ruprecht 106.

Gli elementi  $\alpha$ , innanzitutto, sembrano essere in buon accordo tra i due sistemi, come si può notare in Fig. 5.16.

Anche il rapporto di abbondanza di Na di Ruprecht 106 sembra essere compatibile con quello delle stelle di Sculptor di simile metallicità.

Lo stesso discorso si può fare osservando i valori di Ni dei due sistemi.

Il progenitore di Ruprecht 106 e Sculptor, quindi, sembrano aver percorso una strada di arricchimento chimico molto simile.

L'elemento di cattura neutronica Eu, però, è quello con il risultato più incerto. Eu, infatti, mostra un rapporto di abbondanza non perfettamente comparabile tra Ruprecht 106 e Sculptor. In particolare, in Fig. 5.16 si può vedere come il valore di questo elemento in Ruprecht 106, nonostante possa sembrare in linea con il trend delle stelle di simile metallicità di Sculptor, rimane comunque il valore più basso tra tutti quelli analizzati.

Questo confronto, perciò, ha portato alla luce molte similitudini ma anche una possibile differenza tra i due sistemi. L'unico aspetto che non permette di affermare che il progenitore di Ruprecht 106 e Sculptor hanno avuto un'uguale storia di arricchimento chimico è il rapporto di abbondanza di Eu, elemento prodotto principalmente attraverso processi r.

Questo potrebbe indicare che Ruprecht 106 si è formato all'interno di una galassia simile a Sculptor in termini di massa e di storia di formazione stellare.

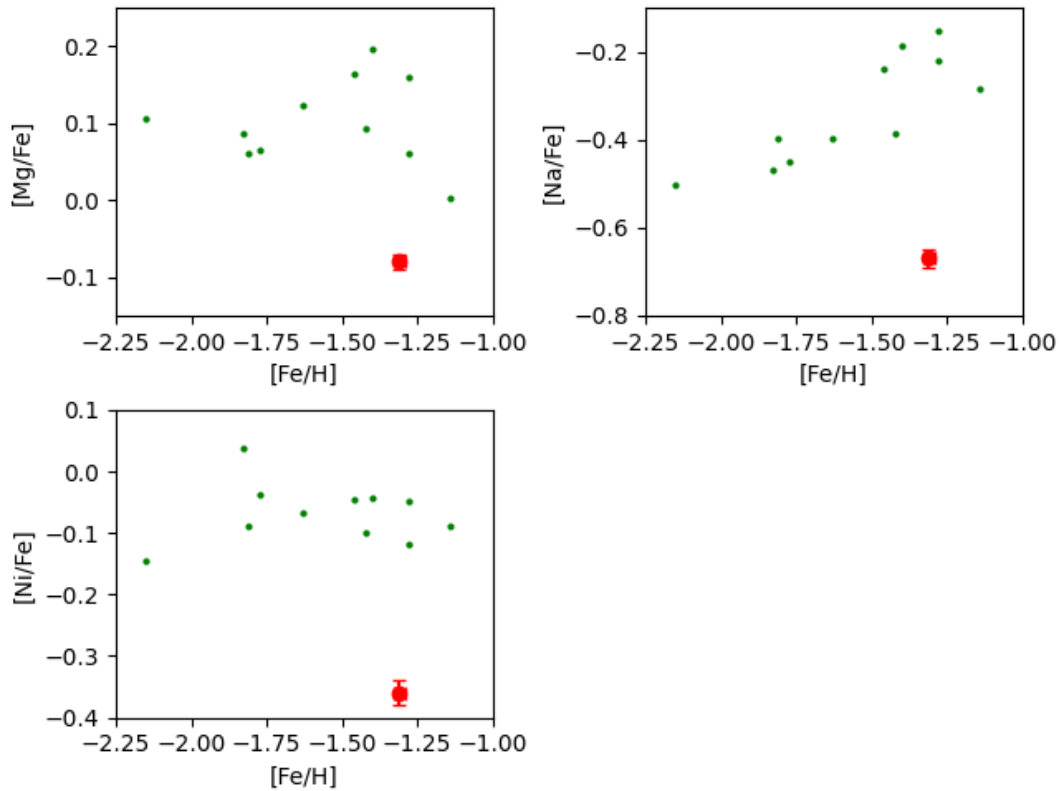
### **5. 5. 7: Helmi streams**

Gli Helmi streams (Hs) sono una sottostruttura dell'alone Galattico, scoperta da Helmi et al. (1999), che si discosta dal resto dell'alone per via delle sue proprietà cinematiche. Si ritiene che questa struttura sia ciò che rimane di un passato merger tra la MW e una galassia nana ormai completamente distrutta.

Massari et al. (2019) ha proposto Ruprecht 106 come possibile ammasso associato agli Hs in base alle sue proprietà cinematiche.

Si è deciso, perciò, di confrontare Ruprecht 106 con i risultati delle misure spettroscopiche di questa struttura presenti in letteratura. Purtroppo, però, non si hanno molte informazioni sulla composizione chimica degli Hs, poiché le stelle di questa ex – galassia nana si trovano mischiate con quelle dell'alone e risultano difficili da identificare. È stato, quindi, possibile mettere a confronto solo le abbondanze di Mg, Na e Ni di un numero limitato di stelle associate agli Hs.

In Fig. 5.17 sono rappresentate le abbondanze degli elementi presi in esame per il confronto tra gli Hs e Ruprecht 106. Per tutti i rapporti di abbondanza sono stati utilizzati i valori presenti in Matsuno et al. (2022).



*Figura 5.17: Pattern di abbondanza di Mg (in alto a sinistra), di Na (in alto a destra) e di Ni (in basso a sinistra). I valori di Ruprecht 106 sono rappresentati in colore rosso, mentre quelli degli Hs in colore verde.*

In questo caso, le stelle degli Hs mostrano mediamente una metallicità inferiore a Ruprecht 106, ma raggiungono anche valori compatibili con questo ammasso.

Ciò che si può osservare è che i valori di Ruprecht 106 di tutti e tre questi elementi si discostano significativamente dai valori medi delle stelle degli Hs di simile metallicità. Più precisamente, i rapporti di abbondanza di Ruprecht 106 risultano minori di quelli degli Hs in tutti i casi, fatto che suggerisce una differenza tra la storia di arricchimento chimico dei due sistemi.

I risultati di questo confronto, quindi, paiono essere in contraddizione con l'associazione di Ruprecht 106 con gli Hs, sebbene i dati a disposizione siano pochi.

## 6. Conclusioni

Il confronto tra la composizione chimica di Ruprecht 106 e quella di altri sistemi stellari del Gruppo Locale permette di porre dei vincoli utili ad identificare e caratterizzare il progenitore in cui si è formato questo ammasso.

In particolare, in questo lavoro si è confrontata la composizione chimica di Ruprecht 106 (ottenuta da spettri ad alta risoluzione UVES – VLT) con quella di galassie del Gruppo Locale (LMC, SMC, Fornax, Sculptor) e con alcune galassie in fase di merging (Sgr) o totalmente distrutte dalla MW (G – E, Hs).

La prima conclusione a cui si è arrivati è che Ruprecht 106 ha avuto origine all'esterno della Galassia. In generale, quasi tutti i suoi rapporti di abbondanza risultano significativamente inferiori a quelli delle stelle della MW della stessa metallicità (come si evince dal confronto omogeneo con l'ammasso NGC 288). Inoltre, i risultati trovati per l'AMR e il rapporto  $[\alpha/Fe]$  non consentono di associare questo ammasso globulare alla MW.

La bassa metallicità raggiunta in rapporto all'età dell'ammasso, inoltre, suggerisce che il progenitore di Ruprecht 106 è stato caratterizzato da una bassa formazione stellare, paragonabile a quelle che caratterizzano sistemi di massa inferiore alla MW (ad esempio le galassie nane).

A questo fatto, vanno poi aggiunte altre considerazioni tra cui: il basso rapporto  $[\alpha/Fe]$  e il bassissimo rapporto di abbondanza di elementi come Cu ed Eu, gli ultimi due associati a stelle massive.

Il basso rapporto di  $[\alpha/Fe]$  raggiunto da Ruprecht 106, in particolare, potrebbe essere dovuto alla piccola massa del suo progenitore, che ha permesso solo in parte di trattenere gravitazionalmente il gas accelerato dalle esplosioni stellari (come SNe II), oppure al fatto che il suo progenitore è stato caratterizzato da un debole burst iniziale di formazione stellare seguito da un basso SFR, che ha reso più significativo l'arricchimento da parte delle SNe Ia.

Lo scarso contributo da parte di stelle massive, invece, potrebbe essere dovuto ad una initial mass function (IMF) sbilanciata a favore delle stelle di piccola massa.

Non è stato possibile associare con certezza Ruprecht 106 a nessuna delle galassie prese in esame. Tra tutte, quelle la cui composizione chimica si avvicina di più a quella di Ruprecht 106 sono la SMC, in particolar modo per quel che riguarda i risultati trovati con l'ammasso globulare della SMC NGC 121, e Sculptor. Entrambe le galassie, però, hanno una caratteristica che lascia qualche dubbio: il rapporto di abbondanza di Eu, elemento prodotto principalmente da cattura neutronica rapida. Questo fatto indica un differente contributo da parte di kilonovae in Ruprecht 106.

Infine, è interessante come le (poche) misure disponibili ad oggi di stelle degli Hs (il possibile progenitore di Ruprecht 106 in base alle sue proprietà

dinamiche) non sembrano compatibili con la composizione chimica dell'ammasso, suggerendo che questa attribuzione dinamica non sia corretta. In conclusione, Ruprecht 106 è nato in una galassia con un pattern chimico non riconducibile a quelli delle galassie del Gruppo Locale o già accresciute dalla MW finora conosciute.

## 7. Ringraziamenti

Vorrei ringraziare, innanzitutto, il professor Alessio Mucciarelli, per tutto l'aiuto che mi ha dato e per la pazienza che ha avuto con me durante la preparazione di questo lavoro.

Vorrei anche ringraziare il professor Gabriele Giovannini, che non ho avuto modo di ringraziare a tempo debito e che mi ha sostenuto quando ero ancora agli inizi di questo percorso.

Colgo, inoltre, questa occasione per ringraziare tutte le persone che mi hanno aiutato e mi sono state accanto in tutto questo tempo: la mia famiglia, che mi ha incoraggiato e supportato da quando ho memoria, e i miei amici, che nonostante le differenti strade che stanno percorrendo mi sono rimasti vicini da tutta una vita.

Infine, vorrei dedicare questo lavoro a una persona in particolare: la mia cara nonna Silvana, venuta a mancare qualche anno fa e che non ha potuto assistere alla conclusione di questo mio percorso.



## 8. Bibliografia

- Andrae R. et al., 2018, A&A, Vol. 616, A8
- Bastian N., Lardo C., 2018, ARA&A, Vol. 56, pp. 83 – 136
- Bisterzo S. et al., 2014, ApJ, Vol. 787: 10
- Bland-Hawthorn J., Gerhard O., 2016, ARA&A, Vol. 54, pp. 529 – 596
- Burbidge E. M. et al., 1957, Reviews of Modern Physics, Vol. 29, Issue 4, pp. 547 – 650
- Carretta E. et al., 2009, A&A, Vol. 505, Issue 1, pp. 117 – 138
- Dotter A. et al., 2011, ApJ, Vol. 738: 74
- Forbes D. A., 2020, MNRAS, Vol. 493, Issue 1, pp. 847 – 854
- Forbes D. A., Bridges T., 2010, MNRAS, Vol. 404, Issue 3, pp. 1203 – 1214
- Freeman K., Bland-Hawthorn J., 2002, ARA&A, Vol. 40, pp. 487 – 537
- Gaia Collaboration, Prusti T., de Bruijne J. H. J. et al., 2016, A&A, Vol. 595, A1
- Gaia Collaboration, Brown A. G. A., Vallenari A. et al., 2018, A&A, Vol. 616, A1
- Gaia Collaboration, Brown A. G. A., Vallenari A. et al., 2021, A&A, Vol. 649, A1
- Glatt K. et al., 2009, AJ, Vol. 138, pp. 1403 – 1416
- Harris W. E., 1996, AJ, Vol. 112, pp. 1487 – 1488
- Hasselquist S. et al., 2021, ApJ, Vol. 923: 172
- Hawkins K. et al., 2015, MNRAS, Vol. 453, Issue 1, pp. 758 – 774
- Helmi A. 2020, ARA&A, Vol. 58, pp. 205 – 256
- Helmi A. et al., 1999, Nature, Vol. 402, Issue 6757, pp. 53 – 55
- Helmi A. et al., 2018, Nature, Vol. 563, Issue 7729, pp. 85 – 88
- Hill V. et al., 2019, A&A, Vol. 626, A15
- Horta D. et al., 2022, MNRAS, Advance Access
- Ibata R. A. et al., 1994, Nature, Vol. 370, Issue 6486, pp. 194 – 196
- Iwamoto K. et al., 1999, ApJ Supplement Series, Vol. 125, pp. 439 – 462
- Jordi C. et al., 2010, A&A, Vol. 523, A48
- Kurucz R. L., 2005, Memorie della Società Astronomica Italiana Supplementi, Vol. 8, 14
- Leaman R. et al., 2013, MNRAS, Vol. 436, Issue 1, pp. 122 – 135
- Letarte B. et al., 2010, A&A, Vol. 523, A17
- Liberatori A. et al., In preparazione

Massari D. et al., 2019, A&A, Vol. 630, L4  
Matsuno T. et al., 2022, A&A, Vol. 665, A46  
Minelli A. et al., 2021, ApJ, Vol. 910: 114  
Minelli A. et al., In preparazione  
Molero M. et al., 2021, MNRAS, Vol. 505, Issue 2, pp. 2913 – 2931  
Moore B. et al., 1999, ApJ, Vol. 542, pp. L19 – L22  
Mucciarelli A., 2013, arXiv: 1311.1403  
Mucciarelli A., Bonifacio P., 2020, A&A, Vol. 640, A87  
Mucciarelli A. et al., 2013, ApJ, Vol. 766: 68  
Mucciarelli A. et al., 2021, A&A, Vol. 653, A90  
Mucciarelli A. et al., 2023, arXiv: 2301.08758  
Romano D., Matteucci F., 2007, MNRAS, Vol. 378, Issue 1, pp. L59 – L63  
Romano D. et al., 2010, A&A, Vol. 522, A32  
Stetson P., Pancino E., 2008, PASP, Vol. 120, pp. 1332 – 1354  
Travaglio C. et al., 2004, ApJ, Vol. 601, pp. 864 – 884  
Van der Swaelmen M. et al., 2013, A&A, Vol. 560, A44  
VandenBerg D. A. et al., 2013, ApJ, Vol. 775: 134  
Villanova S. et al., 2013, ApJ, Vol. 778: 186  
Weinberg D. H. et al., 2019, ApJ, Vol. 874: 102