

**Alma Mater Studiorum - Università di Bologna**

---

Dipartimento di Fisica e Astronomia  
Corso di Laurea in Astrofisica e Cosmologia

**Analisi chimica e origine dell'ammasso  
globulare ESO 121-SCO3**

Tesi di laurea

Presentata da:  
**Formigari Sofia**

Relatore:  
**Prof. Alessio Mucciarelli**

**Appello III**

---

Anno Accademico 2022-2023



*Ai miei genitori,  
a mia sorella  
e a Walter*



## Abstract

La Grande Nube di Magellano (LMC) è il più massivo satellite della Via Lattea (MW), la cui vicinanza permette di risolvere e studiare le popolazioni stellari che la compongono. Si tratta di una galassia che ospita ammassi globulari di un vasto range di età e metallicità, ma che presenta una particolarità, una quasi totale assenza di ammassi globulari in un ampio periodo che va dai 4 ai 10 Gyr, noto come *age gap*.

Per anni solo un ammasso è stato osservato avere un'età compatibile con questo periodo, l'ammasso globulare ESO 121-SC03, di  $\sim 9$  Gyr, la cui origine è ancora discussa. È stata ipotizzata un'origine *ex-situ*, che vede l'ammasso nascere nella Piccola Nube di Magellano (SMC), per poi essere catturato dalla LMC in un momento successivo, grazie alle periodiche interazioni mareali che agiscono fra le due galassie. I numerosi lavori presenti in letteratura si limitano a studi prevalentemente fotometrici di ESO 121-SC03, che non forniscono un quadro completo sulla sua origine. Questo lavoro di tesi si pone come obiettivo quello di investigare l'origine di questo ammasso globulare, effettuando un'analisi dettagliata sulle sue abbondanze chimiche, grazie alla disponibilità di dati spettroscopici ad alta risoluzione, ottenuti con lo spettrografo UVES del Very Large Telescope. In particolare, verranno studiate due stelle appartenenti all'ammasso, M167 e M313, giganti rosse al tip dell'RGB. Dall'analisi chimica emerge un valore di metallicità coerente con le stime ottenute in letteratura,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.79 \pm 0.01$ . I rapporti di abbondanza misurati indicano come tale ammasso sia nato da un gas arricchito dalle SNe Ia. Inoltre, è stata effettuata una nuova stima dell'età, basata sulla composizione chimica dell'ammasso, ottenendo un'età di  $\sim 9.5$  Gyr. Questi dati hanno permesso di confrontare ESO 121-SC03 all'interno del piano età-metallicità con gli ammassi della LMC, della SMC e con i modelli teorici per le due galassie, suggerendo uno scenario che vede l'ammasso nascere nella LMC. Questa ipotesi viene ulteriormente confermata anche dai confronti che verranno presentati fra le abbondanze di ESO 121-SC03 con gli ammassi globulari della LMC e della SMC.

# Indice

<b>1</b>	<b>La Grande Nube di Magellano</b>	<b>2</b>
1.1	Storia di Formazione . . . . .	3
1.2	Metallicità e abbondanza chimiche . . . . .	5
<b>2</b>	<b>ESO 121-SCO3</b>	<b>10</b>
2.1	Caratteristiche . . . . .	10
2.2	Origine . . . . .	11
<b>3</b>	<b>Dati Analizzati</b>	<b>12</b>
3.1	Dati spettroscopici . . . . .	12
3.1.1	UVES . . . . .	12
3.1.2	Campione spettroscopico . . . . .	12
3.2	Dati fotometrici . . . . .	14
3.2.1	HST . . . . .	14
3.2.2	Dataset fotometrico . . . . .	15
<b>4</b>	<b>Analisi chimica</b>	<b>16</b>
4.1	Metodi di analisi . . . . .	16
4.2	Parametri atmosferici . . . . .	18
4.3	AUTOKUR: Lista di righe . . . . .	19
4.4	4DAO: misura dell'EW . . . . .	22
4.5	GALA: misura delle abbondanze chimiche . . . . .	25
4.6	SALVADOR: spettro-sintesi . . . . .	29
4.7	Trattazione degli errori . . . . .	31
<b>5</b>	<b>La composizione chimica di ESO 121-SCO3</b>	<b>32</b>
5.1	Abbondanze chimiche . . . . .	32
5.2	Elementi $\alpha$ . . . . .	36
5.3	Elementi <i>iron-peak</i> . . . . .	39
5.4	Elementi <i>s</i> . . . . .	40
5.5	Elementi <i>r</i> . . . . .	43
<b>6</b>	<b>L'età di ESO 121-SCO3</b>	<b>44</b>
6.1	Calibrazione . . . . .	44
6.2	Confronto con le isocrone . . . . .	45
<b>7</b>	<b>Conclusioni</b>	<b>47</b>

# Capitolo 1

## La Grande Nube di Magellano

La Grande Nube di Magellano (*LMC*), secondo la classificazione di de Vaucouleurs, è una galassia di tipo *SB(s)m* (Fig.1.1), cioè una galassia a spirale barrata, di forma irregolare, che assieme alla Piccola Nube di Magellano (*SMC*) costituiscono i satelliti più vicini alla Via Lattea (*MW*) e in cui è ancora presente attività di formazione stellare. La *LMC* con una massa totale di  $\sim 1\text{-}2.5 \times 10^{11} M_{\odot}$  (Peñarrubia et al., 2015) è il satellite più massivo ed è situato ad una distanza di  $\sim 50$  kpc (de Grijs e Bono, 2014) dalla *MW*.

Data la sua vicinanza, è possibile risolvere le stelle appartenenti alla *LMC*, rendendola un perfetto laboratorio per lo studio delle diverse popolazioni stellari che la compongono.

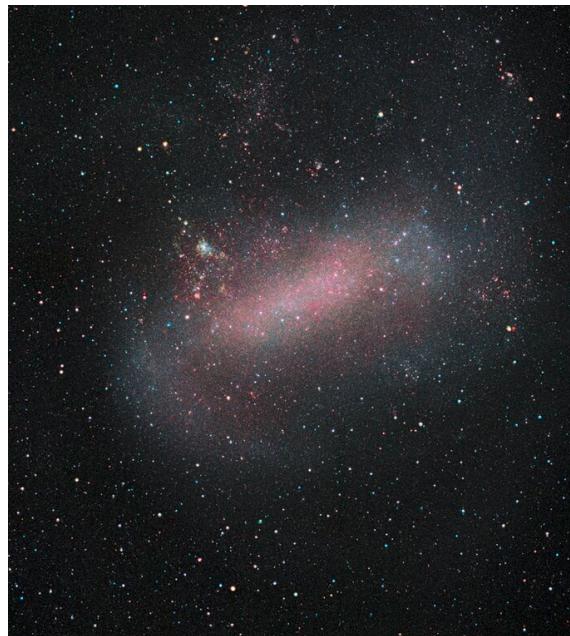


Figura 1.1: La Grande Nube di Magellano osservata con il telescopio VISTA dell'E-SO.

Le interazioni gravitazionali fra la LMC e la SMC giocano un ruolo fondamentale sulla morfologia e sulla storia di formazione stellare (*SFH*) delle due galassie. Queste interazioni sono evidenziate dalla presenza di due particolari strutture: il *Magellanic Bridge*, una corrente di idrogeno neutro e stelle che collega le due galassie, firma di un recente incontro ravvicinato delle due strutture (Noël et al., 2013), e il *Magellanic Stream*, un'estesa struttura di idrogeno neutro, risultato delle interazioni mareali fra la MW e le Nubi di Magellano (Hammer et al., 2015).

## 1.1 Storia di Formazione

Si ritiene che le periodiche interazioni mareali fra le due galassie siano responsabili della complessa storia di formazione stellare che caratterizza le due strutture, descritta da diversi e sincronizzati episodi di formazione stellare, come mostrato in Fig.1.2.

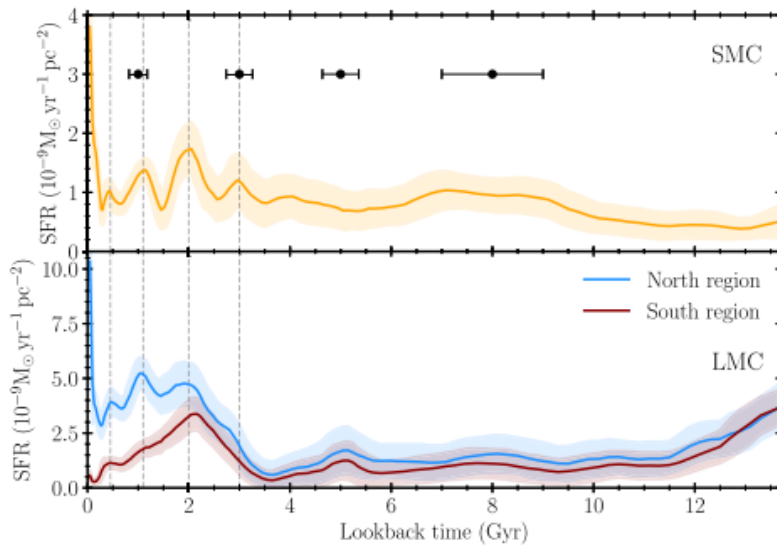


Figura 1.2: Confronto fra la SFR della SMC e della LMC ottenuta nel lavoro di Massana et al.(2022). Le linee tratteggiate verticali collegano i picchi di formazione stellare avvenuti 0.45, 1.1, 2 e 3 Gyr fa nella SMC a quelli della LMC, mentre le barre orizzontali rappresentano la larghezza dei picchi.

La storia della formazione stellare della LMC presenta notevoli differenze rispetto a quella della MW. A differenza della MW, che ospita principalmente ammassi globulari vecchi con un'età di  $\sim 10-12$  Gyr, la LMC contiene ammassi globulari distribuiti su un ampio range di età, da età vecchie, simili a quelle della MW, fino ad ammassi giovanissimi, di qualche Myr. Tuttavia, va notato che la storia di formazione di questi ammassi globulari non è stata continua nel tempo. Esaminando la distribuzione dell'età degli ammassi globulari nella LMC, emerge una mancanza di *cluster* nell'intervallo di età compreso tra 4 e 10 Gyr, suggerendo un periodo di inattività totale nella formazione stellare, noto come "age-gap" (Jensen et al., 1988), il quale, al contrario, non è stato osservato nella SMC.

Secondo il lavoro di Harris e Zaritsky (2011) la SFH della LMC inizia con un burst



di formazione a  $\sim 13$  Gyr per poi seguire un periodo di quiescenza durato fino all'innesco di un secondo burst avvenuto  $\sim 4$  Gyr fa, momento in cui la formazione stellare riprende in maniera vigorosa, mantenendosi fino ad oggi con un tasso di formazione stellare di  $\sim 0.2 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . Il secondo burst, verificatosi anche nella SMC, suggerisce che ci sia stato un incontro ravvicinato fra la LMC e la SMC, che ha dato il via ad intense interazioni mareali, provocando collisioni tra nubi di gas e innescando un'importante formazione stellare, aumentando, di conseguenza, il numero di ammassi globulari (Bekki et al., 2004). Sono stati, inoltre, osservati burst di minore entità successivi a questo evento, verificatosi contemporaneamente anche nella SMC. Potrebbe esserci, quindi, un forte collegamento fra i passaggi ravvicinati delle due galassie ed i periodi di formazione stellare. A differenza degli ammassi globulari, la SFH delle stelle di campo della LMC segue un comportamento diverso, mostrando una certa continuità nella formazione stellare, osservando, infatti, stelle di età intermedia. Secondo il lavoro di Bekki et al. (2004), la formazione di stelle di campo è più sensibile alle perturbazioni mareali rispetto alla formazione di ammassi stellari, quindi l'aumento nella formazione di stelle di campo può verificarsi fin dalle prime fasi evolutive della LMC.

Nel lavoro di Bekki e Chiba (2005) sono stati proposti tre scenari per spiegare l'origine dell'*age gap*. Il primo scenario suggerisce che la LMC, dopo il primo burst di formazione, abbia vissuto un periodo di interruzione della formazione stellare, durato fino all'innesco del secondo burst, a  $\sim 4$  Gyr, causato dall'incontro ravvicinato con la SMC. Una seconda ipotesi vede una formazione di ammassi globulari continua nel tempo e che l'*age gap* sia conseguenza degli stripping mareali della MW che hanno agito sui cluster. L'ultimo scenario suggerisce che gli ammassi globulari con un'età compresa tra i 4 e i 10 Gyr siano stati distrutti dal campo mareale della LMC, diventando stelle di campo. Sull'origine dell'*age gap* si predilige particolarmente la prima ipotesi. Il secondo scenario, infatti, prevede che gli ammassi globulari di 4-10 Gyr si sarebbero dovuti formare preferenzialmente nell'alone esterno della LMC, affinché lo stripping mareale da parte della MW potesse agire in maniera efficiente sui cluster, rendendo questa ipotesi improbabile. Per quanto riguarda la terza ipotesi, affinché gli ammassi di quel range di età potessero essere distrutti dalle forze mareali della LMC, sarebbero dovuti essere sistematicamente meno densi e meno massivi rispetto agli altri ammassi della LMC. Poiché nessun modello teorico precedente aveva previsto dipendenze dell'età dalle proprietà strutturali degli ammassi globulari anche il terzo scenario è considerato altrettanto improbabile.

Per decenni solo un ammasso era conosciuto con un'età corrispondente all'*age gap*, stimata essere di  $\sim 9$  Gyr, l'ammasso globulare ESO 121-SCO3 (Mackey et al., (2006)), la cui origine è ancora incerta e per il quale si era ipotizzato potesse essere un ammasso accresciuto da una galassia esterna come la SMC, che presenta molti ammassi di età comparabile. Solo recentemente sono stati individuati altri tre ammassi globulari caratterizzati da un'età che rientra perfettamente nell'*age gap* (Fig.1.3): NGC 1997 (Pieres et al., 2016), di 4.5 Gyr, KMHK 1592 (Piatti, 2022), di  $\sim 8$  Gyr e KMHK 1762 (Gatto et al., 2022), di 5.5 Gyr. Di questi tre ammassi globulari sono disponibili solo dati fotometrici e non è possibile stabilirne con precisione l'origine. Lo studio e l'analisi degli ammassi globulari di *age gap* è fondamentale per poter ottenere importanti informazioni sulla storia e sull'evoluzione della LMC. Lo scopo di questo elaborato sarà proprio quello di indagare l'origine di ESO 121-SCO3,

attraverso un'analisi dettagliata della sua composizione chimica attraverso spettri ad alta risoluzione.

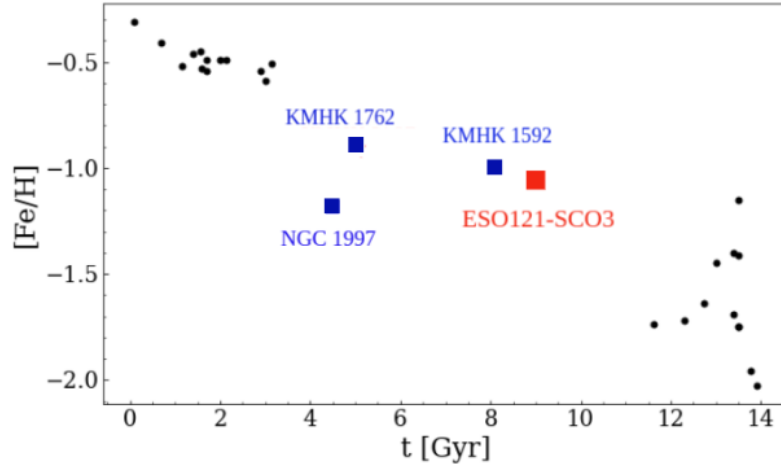


Figura 1.3: Relazione età-metallicità ottenuta nel lavoro di Gatto et al.(2022) per un sottocampione di ammassi globulari della LMC (punti neri), analizzati attraverso le osservazioni spettroscopiche di Song et al.2021 e Mucciarelli et al.(2021b). I quadrati indicano la posizione nel plot dei GCs con età compresa nell'*age gap*, in particolare si evidenzia in rosso la posizione di ESO 121-SCO3.

## 1.2 Metallicità e abbondanza chimiche

Le misure delle abbondanze chimiche delle popolazioni stellari è un ottimo strumento per ricostruire la storia di evoluzione chimica di una galassia. Diversi lavori si sono concentrati proprio sullo studio della metallicità della LMC, fra questi, la survey spettroscopica di Cole et al. (2005), basata sull'analisi delle righe del tripletto del Calcio su un campione di 373 giganti rosse nella regione della barra. Da questo lavoro è stata ottenuta una distribuzione di metallicità della LMC, con un picco a  $[Fe/H]=-0.37$  dex nella zona centrale del disco, con una coda di stelle nelle zone più esterne che si estende verso le basse metallicità fino a  $[Fe/H] \sim -2.1$  dex (Fig.1.4).

Questo lavoro venne successivamente confermato da Carrera et al.(2008), analizzando  $\sim 500$  giganti a diverse distanze dalla LMC, basate sempre sull'analisi del tripletto del Calcio. Tuttavia, bisogna sottolineare che tali studi sono stati eseguiti analizzando spettri a bassa risoluzione delle righe del tripletto del Calcio, fornendo, quindi, una misura indiretta della metallicità.

La nuova classe di telescopi di 8-10m ha dato il via a studi basati sull'analisi di spettri ad alta risoluzione di stelle di RGB appartenenti alla LMC, col fine di ottenere una visione più precisa non solo della relazione età-metallicità nella LMC, ma anche della sua evoluzione chimica.

Il lavoro di Hill et al.(2000) si pone come obiettivo quello di indagare la particolare

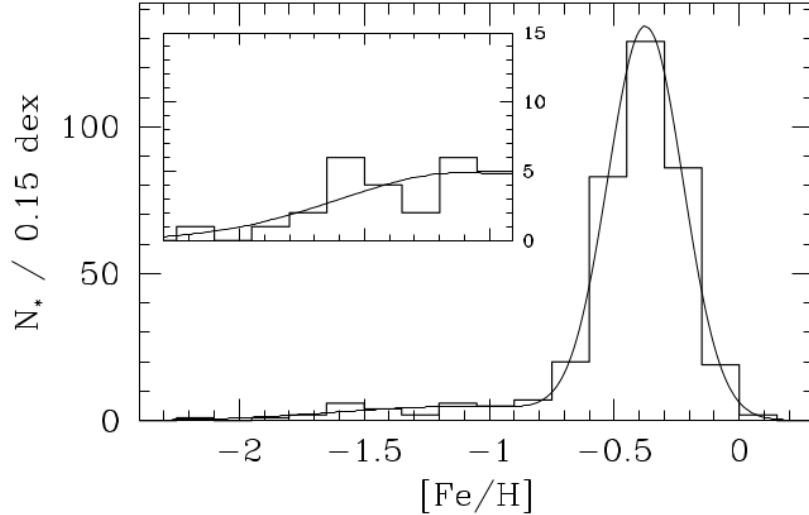


Figura 1.4: Distribuzione di metallicità ottenuta dal lavoro di Cole et al.(2005). La curva è la somma di due profili gaussiani che si adattano meglio ai dati.

distribuzione bimodale di età e di metallicità che caratterizza la LMC. La distribuzione età-metallicità, ottenuta dallo studio di spettri ad alta risoluzione di quattro ammassi globulari, sembra essere compatibile con un burst di formazione stellare avvenuta circa 3 Gyr fa, che ha innescato un aumento delle abbondanze di metalli di un fattore di  $\sim 3$  intorno a questa età (Fig.1.5).

Johnson et al.(2006) analizzano stelle giganti appartenenti a quattro ammassi globulari vecchi. La disponibilità di spettri ad alta risoluzione ha permesso loro di ottenere abbondanze chimiche con una precisione elevata. Da questo lavoro emerge che le distribuzioni dei rapporti di abbondanza osservate nelle stelle giganti rosse nei cluster della LMC sono marcatamente diverse da quelle riscontrate nelle giganti rosse dei GCs galattici, nelle giganti rosse del campo dell'alone e nelle giganti rosse dei sistemi dSph, suggerendo che la formazione stellare e l'evoluzione chimica nella LMC siano avvenute in modo distintivo rispetto alla MW e alle altre regioni dello spazio.

Mucciarelli et al.(2008) studiano le abbondanze chimiche di 27 giganti rosse localizzate in quattro GCs di età intermedia. Da questo lavoro emergono importanti informazioni sulle proprietà chimiche relative alla popolazione di età intermedia della LMC. In particolare, si evidenzia come la popolazione in questione risulti essere *metal-rich*, con una metallicità media di  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.38$  dex. I rapporti di abbondanza, degli elementi  $\alpha$  e degli elementi  $s$  ottenuti, suggeriscono uno scenario in cui il mezzo interstellare, da cui queste stelle si sono formate, ha avuto il tempo di essere significativamente arricchito dalle SNe Ia e dagli ejecta delle stelle del ramo asintotico (AGB). Inoltre, la mancanza di chiare anticorrelazioni O-Na e Mg-Al sembra indicare che gli ammassi della LMC studiati non abbiano subito un'apprezzabile autoarricchimento, come è avvenuto probabilmente per i vecchi ammassi globulari della MW. Infine, le alte abbondanze di Eu sembrano contraddire le abbondanze solari  $[\alpha/\text{Fe}]$ , nonostante condividano la stessa origine (stelle massive). Questa discrepanza tra elementi  $r$  ed elementi  $\alpha$  sembra essere una caratteristica distintiva di diversi ambienti extragalattici (LMC, SMC, Sgr, dSphs).

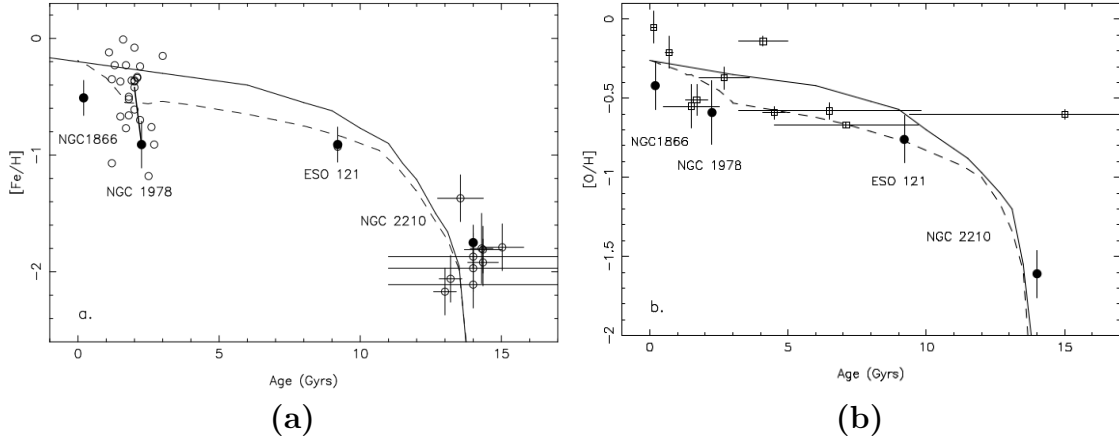


Figura 1.5: Relazione età-metallicità ottenuta dallo studio di Hill et al.(2000). Le nuove abbondanze derivate dai quattro ammassi globulari sono sovrapposte al campione di ammassi stellari di Geisler et al. (1997) (pannello **(a)**) in cui la metallicità è tracciata da  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e al campione di nebulose planetarie (PN) di Dopita et al. 1998 (pannello **(b)**), dove la metallicità è tracciata da  $[\text{O}/\text{H}]$ ). In entrambi i pannelli i dati sono sovrapposti alle previsioni del modello semi-empirico di Pagel e Tautvaišiene (1998) per due regimi di formazione stellare differenti: la linea continua rappresenta un tasso di formazione stellare continuo, mentre la linea tratteggiata deriva da due forti episodi di formazione stellare. La distribuzione sembra prediligere un modello basato su due burst di formazione stellare.

Diversi lavori, inoltre, si sono concentrati sulla composizione chimica delle stelle di campo della LMC, finalizzati ad ottenere una maggiore comprensione della formazione stellare ed evoluzione chimica del disco e della Barra centrale della LMC. Lo studio di Pompeia et al.(2008) fornisce per la prima volta un'analisi chimica dettagliata di un grande campione di giganti rosse, localizzate nel disco interno, facendo uso di spettri ad alta risoluzione, dimostrando come gli elementi  $[\alpha/\text{Fe}]$  della LMC siano molto più bassi della MW, deducendo una storia chimica del disco influenzata maggiormente dalle SNe Ia. Analizza, inoltre, gli elementi  $s$ , riscontrando una riduzione di  $[\text{light-}s/\text{Fe}]$  e un incremento di  $[\text{heavy-}s/\text{Fe}]$  rispetto al valore solare. Tale andamento potrebbe riflettere un contributo significativo da parte delle stelle di AGB a bassa metallicità all'arricchimento di metalli in questi sistemi, in quanto le stelle AGB a bassa metallicità tendono a produrre elementi di cattura di neutroni pesanti piuttosto che leggeri (Travaglio et al., 2004; de Laverny et al., 2006). Il lavoro di Van der Swaelmen et al.(2013) mira a investigare l'origine della formazione della Barra centrale della LMC mediante il confronto chimico fra un grande campione di giganti rosse nella regione della barra e il campione di stelle del disco interno osservate precedentemente da Pompeia et al.(2008). I due campioni coprono l'intervallo di metallicità  $[\text{Fe}/\text{H}]$  da -1.5 a -0.1 dex, includendo l'intera distribuzione di metallicità del disco della LMC (Cole et al., 2005, Carrera et al., 2008). Dal confronto emerge una leggera discrepanza nel valore di  $[\alpha/\text{Fe}]$  in quanto si osserva uno scatter maggiore nella Barra e degli offset nella distribuzione delle abbondanze di Y, Zr, Na e V. Questi risultati rafforzano uno scenario in cui la barra della LMC ha attraversato un recente episodio di formazione stellare. Tale conclusione è

in accordo con la SFH presentata da Harris & Zaritsky (2011), per cui il burst di formazione avvenuto  $\sim 5$  Gyr fa è stato particolarmente pronunciato nella regione della Barra centrale.

Più recentemente, la survey spettroscopica APOGEE (Nidever et al., 2020) ha presentato abbondanze per un ampio campione di stelle delle Nubi di Magellano su un ampio intervallo di metallicità ( $-2.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.2$ ) e ha rivelato importanti informazioni sull'evoluzione chimica delle Nubi di Magellano. Tale studio si è posto come obiettivo quello di analizzare i rapporti di abbondanza  $[\alpha/\text{Fe}]$ - $[\text{Fe}/\text{H}]$ , col fine di stabilire limiti superiori sulla posizione del "ginocchio" degli elementi  $\alpha$  della LMC e della SMC, fornendo potenti vincoli sull'efficienza di formazione stellare delle due galassie. Il ginocchio, nel diagramma  $[\alpha/\text{Fe}]$  vs  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , indica la metallicità in cui il rapporto  $[\alpha/\text{Fe}]$  inizia a decrescere per il contributo delle SNe Ia. La distribuzione di  $[\alpha/\text{Fe}]$ , ottenuta da questo studio, in funzione di  $[\text{Fe}/\text{H}]$  nelle Nubi di Magellano mostra un andamento piuttosto piatto su una vasta gamma di metallicità,  $-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.2$ , ma che presenta una crescita di  $\sim 0.1$  dex nel range  $1.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.5$ . Questo comportamento è stato interpretato come un segno dell'aumento dell'attività di formazione stellare nelle Nubi di Magellano, che è possibile riprodurre e con un modello di evoluzione chimica che include un recente "starburst" (Fig.1.6).

La metallicità del ginocchio degli  $[\alpha/\text{Fe}]$  è attorno a  $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -2.2$  sia per la LMC che per la SMC, suggerendo una bassa efficienza di formazione stellare di  $\sim 0.01 \text{ Gyr}^{-1}$ . La metallicità del ginocchio delle due galassie è inferiore rispetto a quella delle galassie nane della MW meno massive come Fornax, Sculptor o Sagittarius. Una possibile interpretazione è che le Nubi di Magellano si siano formate in un ambiente a bassa densità rispetto alla MW, un'ipotesi che è coerente con il paradigma secondo cui le Nubi di Magellano siano cadute nel potenziale gravitazionale della MW solo di recente.

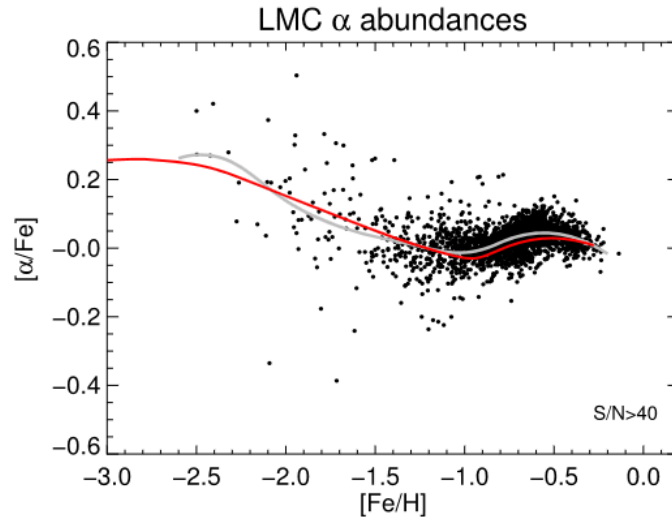


Figura 1.6: Abbondanze degli elementi  $\alpha$  della LMC (punti neri), sovrapposte alla linea di trend della distribuzione (linea grigia) e alla linea che descrive il modello di evoluzione chimica (linea rossa) che prevede un burst di formazione in corrispondenza del bulk della distribuzione.

Il lavoro di Mucciarelli et al. (2021a) suggerisce l'ipotesi di un evento di merging passato che ha coinvolto la LMC e una galassia caratterizzata da una bassa efficienza di formazione stellare e con una massa stellare simile a quella delle galassie nane sferoidali. Testimone di questo evento è l'ammasso globulare vecchio NGC 2005 della LMC, che possiede una particolare composizione chimica che lo rende un possibile detrito di questo evento di merging. Le abbondanze di NGC 2005, infatti, risultano sistematicamente più basse rispetto agli ammassi globulari della LMC di pari metallicità, suggerendo un'origine differente rispetto ai GCs della LMC, ipotizzando che l'ammasso globulare si sia originato in un sistema caratterizzato da una bassa SFR, tipico dei satelliti sferoidali nani (dSph) della MW. Ci sono due satelliti in particolare che sono in grado di generare ammassi globulari: Sagittarius e Fornax. Solo il secondo, però, mostra un pattern chimico simile a quello di NGC 2005. Di conseguenza, le caratteristiche della galassia progenitrice ipotizzata di NGC 2005, ora completamente incorporata nella LMC, sono compatibili con le caratteristiche di galassie già ben conosciute, come la galassia nana sferoidale di Fornax che rappresenta il miglior esempio locale.

# Capitolo 2

## ESO 121-SCO3

La LMC ospita circa 60 ammassi globulari, che variano notevolmente in età, spaziando dai 3-4 Myr fino ai 10-12 Gyr. Come accennato nel capitolo precedente, la distribuzione di età della LMC mostra un comportamento bimodale, con una carenza di GCs nel nell'intervallo di età compreso tra i 3-4 Gyr e i 10 Gyr (*age-gap*). Un caso interessante è rappresentato dall'ammasso globulare ESO 121-SCO3, che ha la particolarità di rientrare nel range di età dell'*age-gap*, avendo un'età stimata di  $\sim 9$  Gyr (Mateo et al., 1986a; Mackey et al., (2006)). Nelle sezioni successive verranno discusse le caratteristiche di questo ammasso e le teorie proposte nella letteratura per spiegare la sua possibile origine.

### 2.1 Caratteristiche

ESO 121-SCO3 è stato inizialmente studiato da Mateo et al.(1986b), attraverso un'analisi fotometrica di 718 stelle appartenenti all'ammasso. Ciò che emerge da questo studio è la sua peculiare età di  $\sim 9$  Gyr, una metallicità di  $[\text{Fe}/\text{H}]=-0.9 \pm 0.2$  e una massa di  $4 \times 10^3 M_{\odot}$ . Mackey et al.(2006) presentano per la prima volta uno studio fotometrico dettagliato e accurato dell'ammasso, attraverso immagini ACS/WFC nei filtri F555W e F814W. Da questo lavoro risulta che ESO 121-SCO3 è situato nella parte settentrionale remota della LMC e si trova a una distanza angolare proiettata di circa  $10^{\circ}$  dal centro della galassia. Dalla posizione del centro ottico della LMC è stata determinata la distanza lineare tra il centro della LMC e l'ammasso, stimato essere di circa 11.5 kpc, rendendo ESO 121-SCO3 uno degli ammassi stellari più remoti conosciuti della LMC. Da questo studio, inoltre, emerge una nuova stima dell'età basata sul confronto con altri due ammassi globulari, Palomar 12 e 47 Tucanae, ottenendo un range di età per ESO 121-SCO3 che va da 8,3 a 9,8 Gyr. È importante sottolineare come questa stima di età sia affetta dall'ignoranza sulla misura di  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $[\alpha/\text{Fe}]$ , che vengono trattati come parametri liberi, aumentando l'incertezza sulla stima di età. Uno dei pochi studi in cui sono presenti informazioni spettroscopiche relative all'ammasso fa riferimento al lavoro di Hill et al.(2000), in cui grazie alla disponibilità di spettri ad alta risoluzione ottenuti con UVES è stato possibile ottenere le abbondanze di ossigeno e alluminio di 10 giganti appartenenti a quattro GCs, di cui due appartenenti a ESO 121-SCO3. Da questo lavoro emerge una metallicità media di  $[\text{Fe}/\text{H}]=-0.91 \pm 0.16$ , coerente con il lavoro fotometrico citato precedentemente.

## 2.2 Origine

L'origine di ESO 121-SCO3 è ancora oggetto di discussione. In particolare, ci sono tre possibili scenari che vengono considerati per spiegare la sua origine: la formazione *in situ*, in cui l'ammasso si è originariamente formato nella LMC, lo scenario che prevede la formazione dell'ammasso nella SMC, per poi essere catturato dalla LMC mediante interazioni mareali, e lo scenario di accrescimento dell'ammasso precedentemente formatosi in una galassia nana diversa dalla SMC. Nel lavoro condotto da Bica et al. (1998) è emerso come ESO 121-SCO3 sia circondato da una popolazione stellare nella regione circostante che condivide le stesse caratteristiche dell'ammasso, ipotizzando come ESO 121-SCO3 possa rappresentare parte di una galassia nana recentemente accresciuta dalla LMC. Tuttavia, è importante notare come nel lavoro di Dirsch et al. (2000) l'età e la metallicità di questo ammasso siano in accordo con la relazione età-metallicità derivata dalle osservazioni delle stelle di campo nella LMC. Questo solleva discussioni sulla possibilità che ESO 121-SCO3 sia un oggetto catturato dalla LMC. Per essere un ammasso accresciuto, ESO 121-SCO3 deve manifestare delle caratteristiche distintive. In primo luogo, potrebbe presentare una velocità peculiare, in contrasto con quella prevista dalla dinamica osservata della LMC. In secondo luogo, potrebbe essere presente una popolazione stellare anomala attorno all'ammasso. Infine, potrebbe essere possibile che ESO 121-SCO3 presenti pattern chimici discrepanti da quelli osservati negli altri ammassi globulari della LMC. Per quanto riguarda il primo aspetto, Olszewski et al. (1991) misurano una velocità radiale di  $\sim 309 \text{ km s}^{-1}$  che è coerente con la velocità degli altri ammassi globulari vecchi e più esterni della LMC (Schommer et al., 1992). Secondo questi risultati, è probabile che ESO 121-SCO3 non sia un ammasso globulare accresciuto.

Studi più recenti hanno confermato il lavoro di Dirsch et al. (2000), dimostrando come gli ammassi globulari e le stelle di campo nella LMC e nella SMC abbiano relazioni età-metallicità simili (Piatti e Geisler, 20123; Narloch, W. et al., 2021), quindi ci si aspetta anche ammassi stellari formatisi durante l'*age gap*, paralleli alla formazione stellare di campo. Tuttavia, l'esistenza di soli quattro ammassi in questo intervallo di età risulta piuttosto insolita e viene favorito lo scenario di formazione *ex situ*, nella SMC, in cui le interazioni mareali, da parte della LMC, hanno influenzato la distribuzione degli ammassi stellari in entrambe le galassie. Nel lavoro condotto da Bekki et al. (2007) viene sostenuta l'ipotesi che vede ESO 121-SCO3 originarsi nella SMC e che sia stato catturato dalla LMC durante l'ultima interazione fra le due galassie, avvenuta  $\sim 0.2 \text{ Gyr}$  fa. Più recentemente, in uno studio condotto da Carpintero et al. (2013), sono state utilizzate simulazioni numeriche per esaminare come queste interazioni possano aver influito sugli ammassi stellari. Da questo studio emerge che, per eccentricità dell'orbita della SMC intorno alla LMC  $> 0.4$ , circa il 15% degli ammassi stellari della SMC potrebbe essere stato catturato dalla LMC, mentre un ulteriore 20-50% disperso nello spazio intergalattico. Questi ammassi stellari catturati o dispersi potrebbero ritrovarsi, quindi, nelle regioni esterne della LMC. L'origine di ESO 121-SCO3 risulta ancora incerta e richiede analisi più approfondite, sia con una fotometria più profonda, sia analizzando i suoi rapporti di abbondanza. Insieme, tali osservazioni potrebbero offrire importanti indizi sull'origine di ESO 121-SCO3 con forti implicazioni sulla formazione e l'evoluzione della LMC.



# Capitolo 3

## Dati Analizzati

In questo lavoro sono stati esaminati dati fotometrici, derivanti da osservazioni effettuate con HST, e dati spettroscopici acquisiti attraverso lo strumento UVES. Nel seguente capitolo verranno discussi sia i dati analizzati sia le strumentazioni impiegate per la loro raccolta.

### 3.1 Dati spettroscopici

In questo lavoro sono state analizzate due stelle (M313 e M167) dell'ammasso globulare ESO 121-SC03. Si tratta di stelle giganti al tip dell'RGB (Red Giant Branch). I dati spettroscopici a disposizione sono spettri ad alta risoluzione ottenuti con lo spettrografo UVES.

#### 3.1.1 UVES

L'Ultraviolet Visual Echelle Spectrograph (Fig. 3.1) è uno spettrografo montato sul fuoco Nasmyth B dell'unità 2 (UT2, Kueyen) del VLT, situato presso l'osservatorio del Paranal dell'ESO e operativo dal 1999 (Dekker et al., 2000). Si tratta di uno strumento caratterizzato da una configurazione di tipo echelle, che permette di raggiungere alte risoluzioni spettrali e simultaneamente un ampio coverage spettrale. UVES opera nel range spettrale 3000-11000 Å e il fascio di radiazione raccolto viene suddiviso in due bracci: uno per la banda UV-blu e il secondo per la banda ottico-IR. Il potere risolutivo varia in funzione della slit, raggiungendo un valore di 40.000 con una slit di 1". Eseguendo osservazioni con slit più strette la risoluzione può raggiungere valori di 80.000 o 110.000 rispettivamente nel Blue Arm e nel Red Arm.

#### 3.1.2 Campione spettroscopico

I dati spettroscopici dei due target fanno riferimento al campione spettroscopico del lavoro di Hill et al.(2000): le osservazioni sono state eseguite fra l'11 e il 13 Febbraio del 2000, con una slit di 1", utilizzando il setup Red Arm 580 che copre un intervallo compreso fra i 4800 e i 6800 Å. Gli spettri sono stati ridotti mediante il sistema di analisi MIDAS, sviluppato dall'ESO, che esegue la sottrazione del bias (eliminazione del segnale spurio introdotto dall'elettronica del rilevatore), la normalizzazione per il

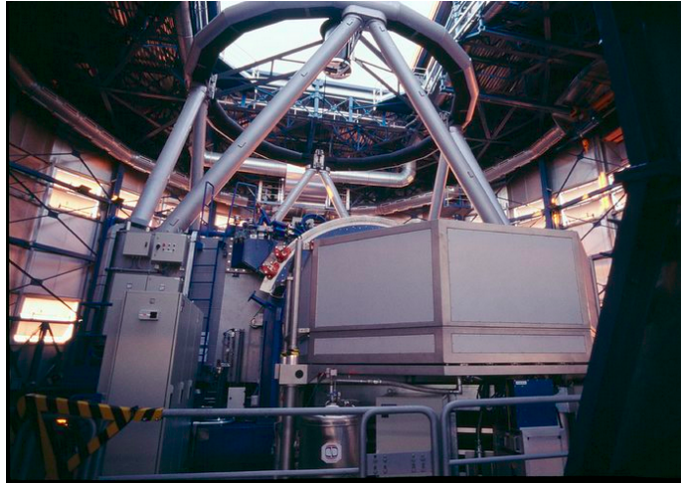


Figura 3.1: Spettrografo UVES

flat field (compensazione della variazione di luminosità dovuta ad una diversa risposta dei pixel nel rivelatore), la calibrazione in lunghezza d'onda (conversione da pixel a lunghezza d'onda facendo uso di lampade di calibrazione che emettono righe spettrali di lunghezza d'onda ben conosciute e stabili), l'estrazione e merging degli ordini. Per ogni stella sono stati ottenuti due spettri: uno spettro low (4800-5800 Å) e uno spettro up (5800-6800 Å). In Fig.3.2 sono mostrati gli spettri low e up relativi alla stella M167.

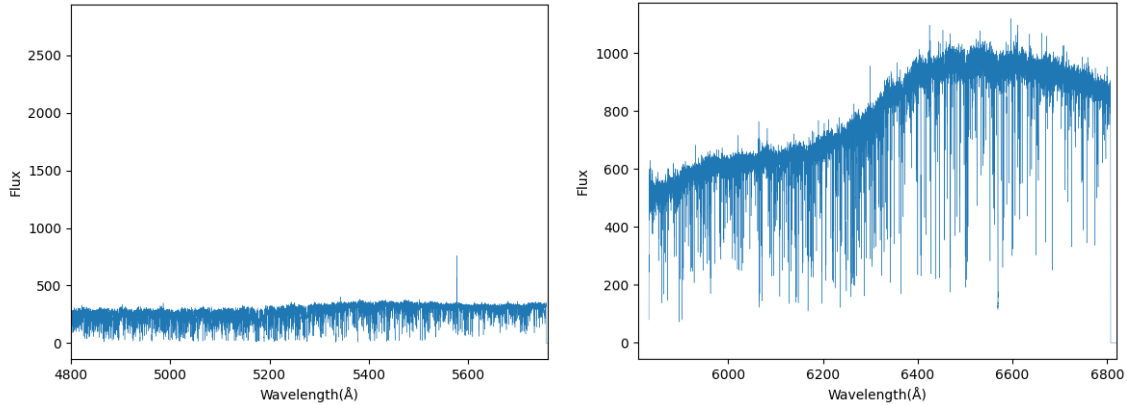


Figura 3.2: Spettro low (4800-5800 Å) e spettro up (5800-6800 Å) relativi alla stella M167.

## 3.2 Dati fotometrici

Al fine di determinare una nuova stima dell'età, sono state analizzate osservazioni effettuate con *Hubble Space Telescope (HST)*, adoperando la camera ACS/WFC.

### 3.2.1 HST

*Hubble Space Telescope* (Fig.3.3) è un telescopio spaziale, frutto del progetto di cooperazione fra NASA ed ESA. Lanciato nel 1990, orbita ad un'altitudine di circa 550 km, posizione che permette allo strumento di avere una visione chiara del cielo, generando immagini ad alta risoluzione spaziale non affette da *seeing*. Oltre a lavorare nelle bande ottiche e infrarosse, HST, è in grado di osservare anche l'ultravioletto, radiazione osservabile solo dallo spazio a causa dell'assorbimento atmosferico. HST è un telescopio riflettore Cassegrain, in cui lo specchio primario ha un diametro di 2.4 m. Attualmente il telescopio ospita cinque strumenti principali: Wide Field Camera 3 (WFC3), Cosmic Origins Spectrograph (COS), Advanced Camera for Surveys (ACS), Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS) and Fine Guidance Sensors (FGS) <sup>1</sup>.

Le osservazioni studiate in questo elaborato sono state acquisite con l'*ACS*. Si tratta di uno strumento installato su HST nel 2002, costituito da tre canali ad alta risoluzione che coprono le regioni ultraviolette fino al vicino infrarosso: il *Wide Field Channel (WFC)*, canale che opera nel range 3500-11000 Å e offre un ampio campo di vista, di 202" × 202"; *High-Resolution Camera (HRC)*, canale che fornisce immagini ad alta risoluzione in una piccola area del cielo (26" × 29"), adatto per osservazioni di oggetti molto dettagliati o compatti; *Solar Blind Channel (SBC)*, canale utilizzato per studiare oggetti che emettono radiazione ultravioletta, come stelle giovani calde, caratterizzato da un campo di vista di 34.6" × 30.0".

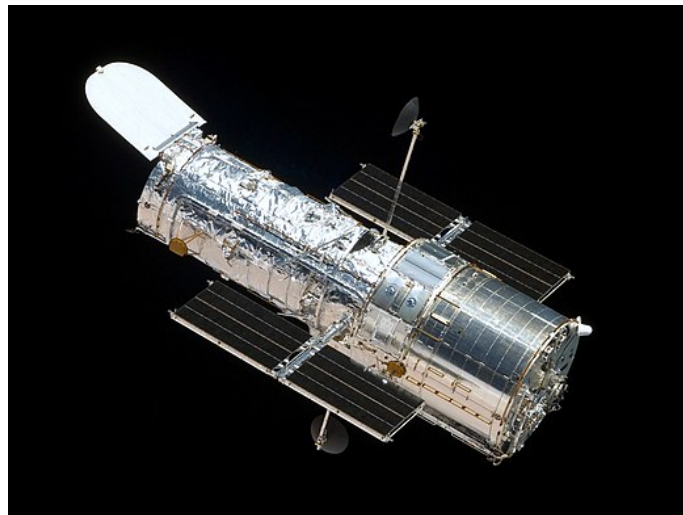


Figura 3.3: Hubble Space Telescope

---

<sup>1</sup><https://hubblesite.org/mission-and-telescope/the-telescope>

### 3.2.2 Dataset fotometrico

Il dataset in esame fa riferimento a osservazioni ottenute con la camera ACS/WFC nei filtri  $F435W$  (blu),  $F606W$  (visibile),  $F814W$  (infrarosso) del programma GO-10595 (P.I.: GOUDFROOIJ) del 3/03/2006. I dati sono pubblici ed è possibile scaricarli dall'archivio HST<sup>2</sup>.

Tali immagini sono state analizzate con il metodo del PSF-fitting, utilizzato per ricavare le magnitudini in caso di sistemi stellari *crowded*. Il metodo consiste nel scegliere un modello che descriva al meglio la PSF (*Point Spread Function*) delle stelle presenti in ogni immagine, andando a scegliere stelle ben isolate, brillanti, non sature e distribuite in maniera omogenea su tutto il campo di vista, per poter ottenere un modello di PSF accurato. Una volta scelto, il modello viene applicato a tutte le stelle presenti nell'immagine, in questo modo è possibile procedere con il calcolo delle magnitudini strumentali di ogni stella, per ogni filtro, mediante la seguente operazione:

$$m_{strum} = -2.5\log(V) \quad (3.1)$$

dove  $V$  (volume) è l'integrale delle curve di best-fit del profilo di brillantezza. Le magnitudini ottenute dovranno essere successivamente calibrate per poter procedere con l'analisi. Tale procedura verrà affrontata nel capitolo 6.

---

<sup>2</sup><https://hla.stsci.edu>

# Capitolo 4

## Analisi chimica

In questa sezione verranno discussi i metodi di analisi ed i software utilizzati per la determinazione delle abbondanze chimiche.

Oggetto di questo studio saranno le righe di assorbimento, regioni dello spettro prodotte dall'assorbimento della radiazione ad una determinata lunghezza d'onda, che fungono da "impronte digitali" per l'identificazione di atomi e molecole.

L'intensità di tali righe dipende dalla composizione chimica e dalla struttura dell'atmosfera stellare, descritta dai parametri atmosferici quali la temperatura effettiva ( $T_{eff}$ ), la gravità superficiale espressa in logaritmo ( $\log g$ ) e la velocità di microturbolenza ( $v_{mic}$ ). È importante, quindi, utilizzare un modello atmosferico adeguato per poter svolgere una corretta analisi. In questo lavoro sono stati utilizzati i modelli di atmosfera calcolati mediante il codice ATLAS9 (Castelli e Kurucz, 2003), assumendo una struttura atmosferica a strati piani e paralleli in equilibrio termodinamico locale (LTE).

### 4.1 Metodi di analisi

Esistono due metodi per la determinazione delle abbondanze chimiche:

1. Metodo dell'Equivalent Width (EW): Il metodo consiste nel determinare l'abbondanza di una riga confrontando la sua EW con quella predetta dalla curva di crescita teorica (Fig. 4.1).

La relazione fra l'EW e l'abbondanza dell'elemento presenta tre andamenti:

- *regime lineare*  $EW \propto Na$ , in cui le due grandezze sono legate in modo lineare e domina il contributo della zona centrale della riga (core). Il profilo della riga viene descritto, in questo caso, da un profilo Gaussiano.
- *regime piatto*  $EW \propto \sqrt{\log Na}$ , la riga inizia ad allargarsi ma il contributo delle ali si considera ancora trascurabile. Il core è ormai saturo.
- *regime di smorzamento (damping)*  $EW \propto \sqrt{Na}$ , in cui l'incremento dell'EW è determinato dalle ali. In questo caso la Gaussiana non è più adatta per descrivere il profilo della riga, che viene descritto da un profilo di Voigt (la combinazione di un profilo gaussiano e di un profilo lorentziano).

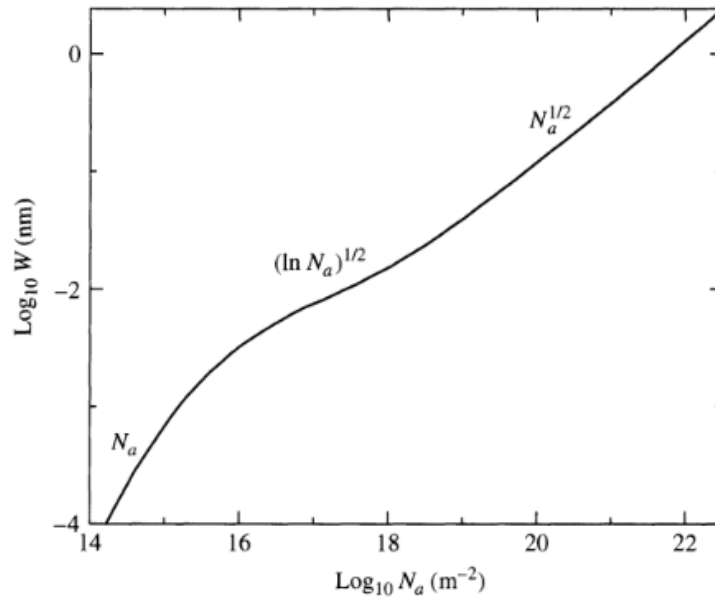


Figura 4.1: In figura sono mostrati i tre regimi che caratterizzano la curva di crescita: regime lineare, regime piatto e regime di smorzamento.

I codici che calcolano l'abbondanza con questo metodo si basano, appunto, sul calcolo della curva di crescita di ogni singola riga: viene calcolata l'EW attesa per una data transizione e viene confrontata con quella misurata. L'abbondanza dell'elemento viene cambiata iterativamente finché l'EW teorica e quella misurata coincidono.

Questo metodo è molto utilizzato per la sua velocità di esecuzione ma è valido solo per righe isolate e non contaminate.

2. Metodo della spettro-sintesi: In questo caso le abbondanze vengono ottenute confrontando gli spettri osservati con spettri sintetici in corrispondenza di una riga; l'abbondanza dello spettro sintetico viene fatta variare fino a trovare un best fit che descriva al meglio il profilo reale. Questo metodo permette di poter trattare in maniera adeguata righe affette da blending con altre righe o che presentano splitting iperfini o isotopici. Nel caso di splitting iperfino, i livelli energetici atomici si dividono in sotto-livelli a causa dell'interazione fra spin elettronico e spin nucleare, ciò comporta una sovrapposizione di righe, generate proprio nei livelli splittati. Nel caso di splitting isotopico, invece, il profilo della riga è dato dalla sovrapposizione di righe di isotopi della stessa specie. Tali eventi modificano il profilo delle righe a tal punto da non poter essere analizzate col metodo dell'EW.

## 4.2 Parametri atmosferici

Come riportato a inizio capitolo, l'intensità delle righe è influenzata dalla composizione chimica e dai parametri atmosferici ( $T_{eff}$ ,  $\log g$  e  $v_{mic}$ ).

I parametri adottati in questo studio fanno riferimento al lavoro di Hill et al.(2000) e nel presente capitolo, verranno esaminate le metodologie adoperate per determinare tali parametri.

1. *Temperatura effettiva ( $T_{eff}$ ):* La  $T_{eff}$  viene stimata seguendo due approcci: l'approccio spettroscopico, per cui il valore di  $T_{eff}$  viene derivato imponendo il cosiddetto *equilibrio di eccitazione*, richiedendo che non vi sia alcuna correlazione tra l'abbondanza e il potenziale di eccitazione  $\chi$  delle righe di ferro. Il numero di elettroni che popola ogni livello di energia è funzione di  $T_{eff}$  e segue l'equazione di Boltzmann. Assumendo una  $T_{eff}$  sbagliata nell'analisi di un dato spettro stellare, abbiamo bisogno di diverse abbondanze per far corrispondere il profilo osservato delle transizioni con i diversi  $\chi$ . L'approccio fotometrico si basa sulla determinazione del colore dearrossato della stella. Il colore viene poi convertito in temperatura effettiva usando appropriate calibrazioni empiriche presenti in letteratura. Tale metodo necessita quindi di avere una fotometria e di conoscere il reddening;
2. *Gravità superficiale ( $\log g$ ):*  $\log g$  viene determinata spettroscopicamente imponendo l'*equilibrio di ionizzazione*, richiedendo che la stessa abbondanza venga ottenuta da righe di Fe in due stati di ionizzazione (FeI e FeII). Essendo la gravità una misura diretta della pressione della fotosfera, le variazioni in  $\log g$  implicano una variazione delle righe ionizzate (molto sensibili alla pressione elettronica). A livello fotometrico la gravità viene calcolata facendo uso delle relazioni tra gravità e luminosità, una volta determinate la  $T_{eff}$  e le masse.
3. *Velocità di microturbolenza ( $v_{mic}$ ):* La  $v_{mic}$  è un parametro correttivo introdotto per compensare la difficoltà dei modelli di atmosfera monodimensionali e statici nel riprodurre i moti convettivi. Le righe sature, localizzate nel regime piatto della curva di crescita, sono quelle che più risentono di questa problematica, poichè righe più grosse si formano in diversi strati dell'atmosfera e risentono dei moti convettivi.  
Tale parametro viene stimato spettroscopicamente imponendo che non vi sia nessun trend fra l'abbondanza di ferro e l'intensità delle righe (EW).
4. *Metallicità ( $[M/H]$ ):* La  $[M/H]$  viene scelto in base al contenuto medio di ferro della stella, assumendo  $[Fe/H]$  come una buona approssimazione della metallicità complessiva, per via della grande disponibilità di righe, anche se non indica necessariamente la metallicità globale della stella. Migliori traccianti per la metallicità risultano essere il C,N e O, ma sono piuttosto difficili da misurare.  
Per esprimere le abbondanze dei metalli nelle stelle si utilizza la notazione spettroscopica:

$[X/H] = A(X)_{star} - A(X)_{\odot}$ , dove  $A(X) = \log N_x / \log N_H + 12$  è l'abbondanza in densità numerica di X.

La decisione di utilizzare un approccio fotometrico piuttosto che spettroscopico per determinare i parametri atmosferici dipende dalla metallicità stellare (Mucciarelli e Bonifacio, 2020). Si è osservato che in stelle metal-poor ( $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.5$ ) si manifesta una discrepanza tra i parametri ottenuti tramite spettroscopia e quelli ottenuti tramite fotometria, favorendo quest’ultimo metodo. La situazione è diversa nel caso di stelle metal-rich ( $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.5$ ), in cui i diversi approcci producono risultati compatibili e la scelta del metodo è legata unicamente alla qualità degli spettri e della fotometria disponibile. Nel lavoro di Hill et al.(2000), i due metodi conducono a risultati equivalenti, in quanto l’ammasso studiato risulta essere metal-rich ( $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.9 \pm 0.16$ ); i parametri ottenuti da Hill et al.(2000) sono riportati di seguito per i due target analizzati con i relativi errori:

<i>Stella</i>	<i>M/H</i>	<i>T<sub>eff</sub> (K)</i>	<i>log g</i>	<i>v<sub>mic</sub> (km s<sup>-1</sup>)</i>
M167	-0.9 ± 0.2	4000 ± 150	0.9 ± 0.2	1.7 ± 0.2
M313	-0.9 ± 0.2	4200 ± 150	1.1 ± 0.2	1.7 ± 0.2

### 4.3 AUTOKUR: Lista di righe

Il primo passo per poter procedere con l’analisi è quello di creare un’opportuna lista di righe che verranno analizzate per la determinazione delle abbondanze.

Per identificare le righe e valutare il loro grado di "blending", viene utilizzato il programma AUTOKUR, che contiene diversi codici fra cui SYNTHÉ e SLINE2.

La selezione viene eseguita attraverso il confronto degli spettri osservati con spettri sintetici generati con il codice SYNTHÉ (Kurucz, 2005).

Gli ingredienti principali per il calcolo di uno spettro sintetico sono i parametri stellari, necessari per il calcolo di un modello atmosferico ATLAS9, la miscela chimica (solare o  $\alpha$ -enhanced), la lista delle transizioni atomiche e molecolari nel range spettrale di interesse e la risoluzione spettrale espressa come  $\lambda/\delta\lambda$ . Per riprodurre l’allargamento strumentale dello spettro sintetico viene eseguita una convoluzione con un profilo gaussiano. Il codice genera un file in output con i valori di flusso uscenti dalla stella in funzione della lunghezza d’onda e una lista di tutte le transizioni usate nel calcolo del sintetico e la loro intensità. In Fig.4.2 viene mostrato l’esempio di spettro sintetico generato dal codice SYNTHÉ per la stella M167 nel range spettrale 6600-6670 Å.

Per ottenere la linelist si fa uso del codice SLINE2, che identifica tutti i minimi presenti nello spettro sintetico, associando ad ognuno di essi la transizione dominante tra quelle presenti nel profilo della riga. Si tratta di una procedura importante, in quanto mira a determinare il grado di contaminazione di ogni riga. SLINE2 necessita in input dei parametri utilizzati da SYNTHÉ generando in output un file contenente tutte le informazioni sulle righe identificate, fra cui la lunghezza d’onda della riga espressa in Å, il numero atomico dell’elemento e stato di ionizzazione, l’EW della riga totale (includendo anche gli effetti di contaminazione), l’EW della riga considerando la transizione più intensa del blending, la differenza in percentuale fra i valori di EW,



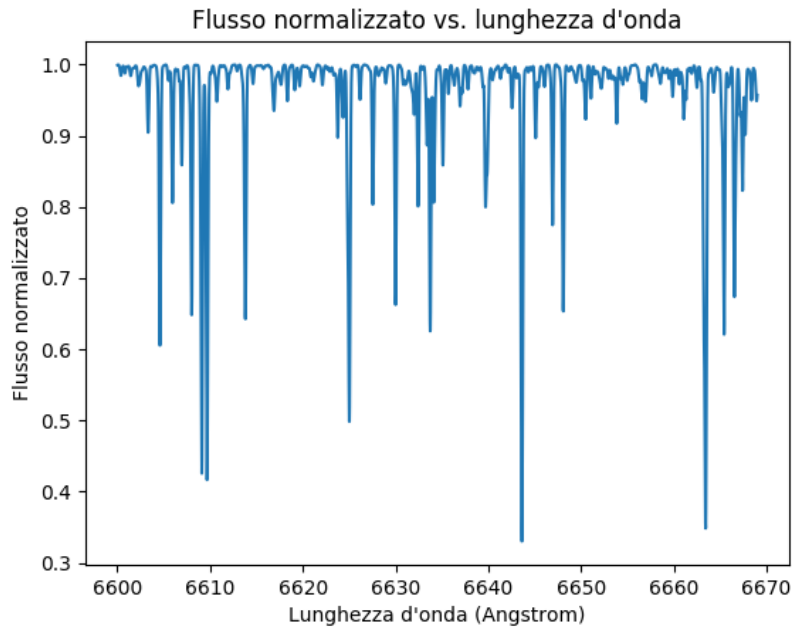


Figura 4.2: Spettro sintetico della stella M167 nel range spettrale 6600-6670 Å.

il flag che identifica la presenza di splitting iperfino o isotopico e la variazione in abbondanza dell'elemento associato (rispetto all'abbondanza del sintetico).

Una volta ottenuta la lista, si procede con un'operazione di filtraggio: per poter procedere con l'analisi delle abbondanze mediante il metodo dell'EW, è necessario scartare tutte le righe che presentano splitting, poichè, come è stato anticipato nella sezione precedente, il metodo funziona solo con righe ben isolate, in cui il grado di contaminazione da parte di righe deboli non vada ad incidere sul profilo della riga, e vengono scartate tutte quelle righe con una differenza in percentuale fra le EW maggiori del 10%. Le righe soggette a splitting verranno analizzate con il metodo della spettro-sintesi, discusso precedentemente.

In Fig.4.3 viene mostrato l'andamento della variazione di EW in percentuale rispetto alla variazione in abbondanza corrispondente per la stella M313. Si possono notare due andamenti: il ramo più popolato è composto da righe nel regime lineare della curva di crescita, mentre il ramo più basso, in cui ad una piccola variazione di EW corrisponde una grande variazione di abbondanza è legato alle righe sature, che occupano il regime piatto della curva di crescita.

In Fig.4.4 viene mostrato lo stesso grafico, ma relativo alla lista di righe filtrata per lo splitting e per la variazione in percentuale in EW.

Una volta ottenuta una lista di righe, si può procedere con l'analisi delle abbondanze con il metodo dell'EW. Il secondo passo è quello di determinare l'EW relativo di ogni riga, utilizzando il codice 4DAO.

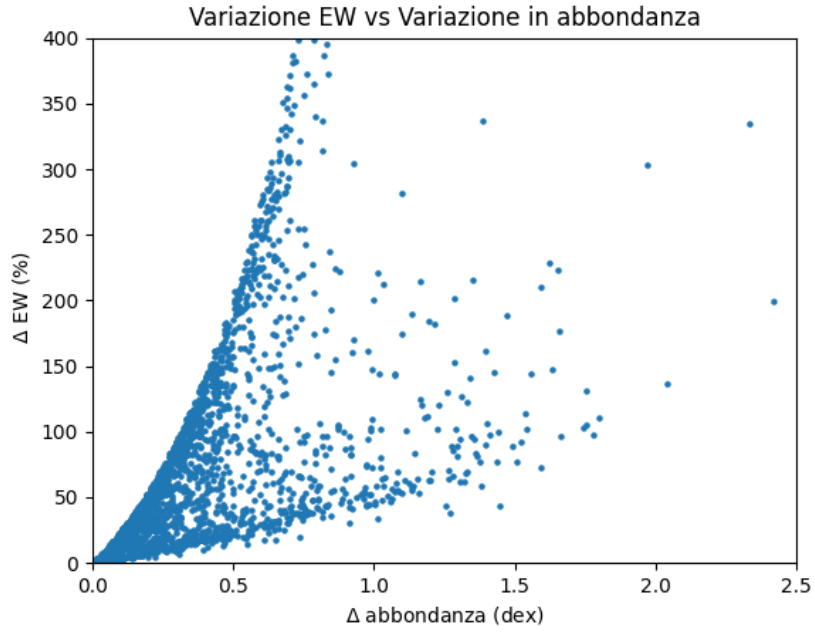


Figura 4.3: Andamento della percentuale di blending dell'EW in funzione della variazione in abbondanza, relativo alla stella M313. Si distingue il ramo costituito da righe in regime lineare (ramo più popolato) e il ramo delle righe sature (ramo più basso).

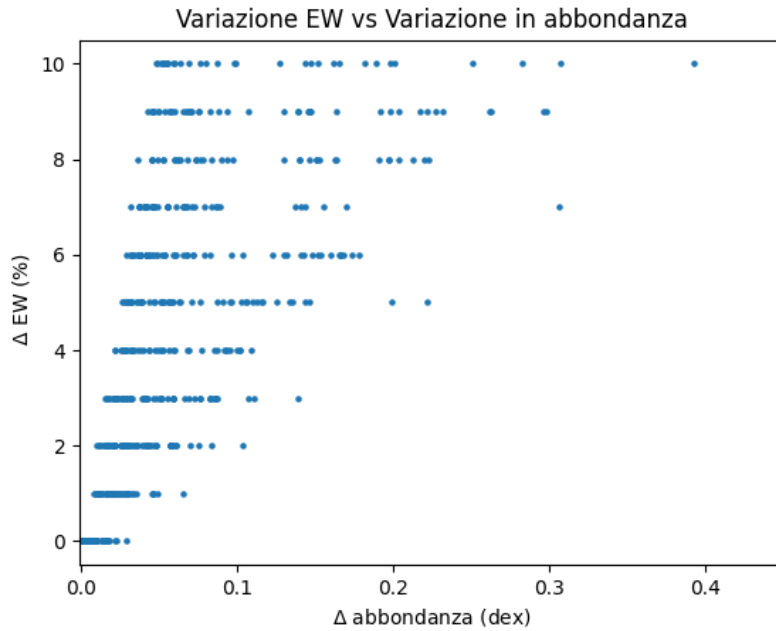


Figura 4.4: Andamento della variazione in percentuale dell'EW rispetto alla corrispondente variazione in abbondanza per la lista di righe filtrata relativa alla stella M313.

## 4.4 4DAO: misura dell'EW

4DAO (Mucciarelli, 2013) è un codice Fortran sviluppato per l'esecuzione automatica di DAOSPEC (Stetson e Pancino, 2008) su una lista di spettri elencati in input. Lo scopo di DAOSPEC è quello di calcolare l'EW e la velocità radiale per tutte le righe della lista creata precedentemente. Per lanciare il codice sono necessari due file:

1. *4dao.list* in cui vengono elencati gli spettri in formato .fits, il valore del polinomio di Legendre, da utilizzare per la normalizzazione, la FWHM dello spettro (in pixel), che può essere mantenuta fissa o ottimizzata dal programma, il range di valori entro cui cercare le velocità radiali, la lista di righe ed eventualmente un file in formato ASCII che include le lunghezze d'onda di una regione spettrale che si vuole mascherare durante l'analisi;
2. *4dao.param* in cui l'utente può gestire alcune funzionalità di DAOSPEC, fra cui il numero massimo di iterazione, il valore massimo di FWHM e il formato dell'output.

Una volta lanciato il programma, DAOSPEC esegue i seguente passaggi:

- Viene eseguito un primo fit polinomiale del continuo facendo riferimento all'ordine del polinomio di Legendre inserito in input;
- Vengono identificate le righe presenti nello spettro e fittate adottando un profilo gaussiano;
- Viene eseguita una cross-correlazione tra i valori di lunghezza d'onda trovati e quelli di riferimento, fornendo una prima stima della velocità radiale calcolata dall'effetto Doppler;
- Segue un ciclo iterativo in cui vengono sottratte le righe identificate dallo spettro originale e viene ridefinito un nuovo continuo (spettro dei residui) per essere successivamente normalizzato e fornire una stima più accurata della FWHM;
- Vengono rideterminati i centroidi e l'intensità delle righe, insieme alla FWHM;
- Il ciclo viene ripetuto per cinque volte, al termine del quale vengono calcolate la media e la deviazione standard delle velocità radiali ricavate e, attraverso un algoritmo di  $\sigma$ -clipping, viene stimata la velocità radiale finale della stella;
- DAOSPEC, infine, genera una serie di file in output, fra cui: 1) un file che contiene i valori di EW per ogni riga espresso in  $\text{m}\text{\AA}$  e l'errore ad esso associato; 2) un file *daospec.log*, contenente i valori di FWHM, velocità radiale con relativo errore e numero di righe identificate per ogni spettro fornito in input; 3) uno spettro *NZV.fits* che rappresenta lo spettro originale normalizzato usando il continuo calcolato con DAOSPEC e corretto per la velocità radiale; 4) un file pdf che include un plot riguardante il continuo derivato dal codice (Fig.4.5), i fit di ogni riga individuata (Fig.4.6) e informazioni legate alle incertezze sulle velocità radiali e sull'EW.

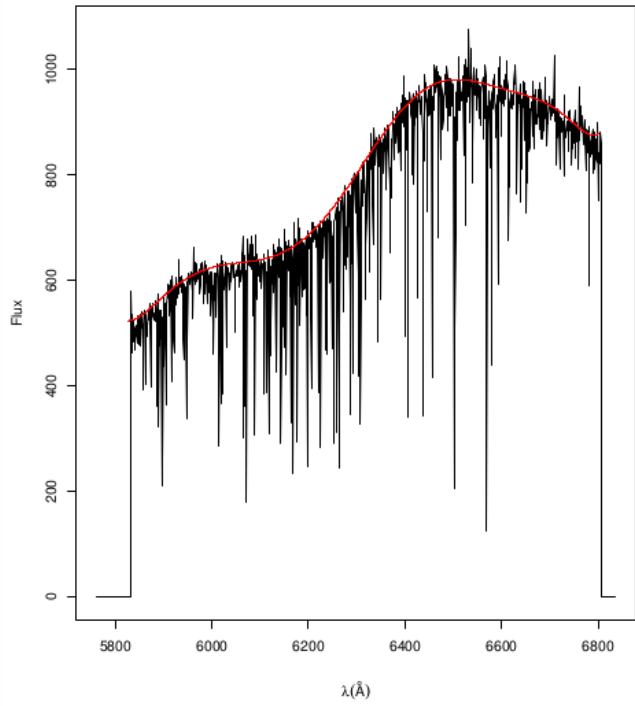
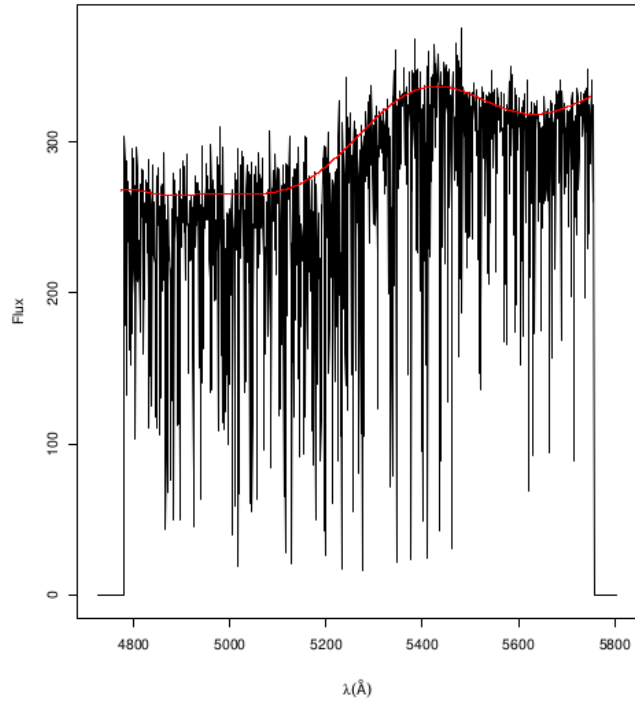


Figura 4.5: Spettri low e up di M167 sovrapposti al livello del continuo calcolato da DAOSPEC (linea rossa), contenuto nel file pdf generato in output da 4DAO.

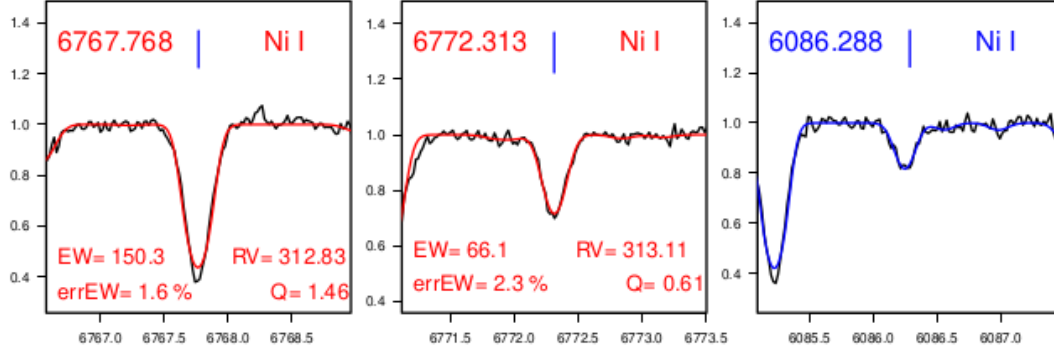


Figura 4.6: I pannelli mostrano tre esempi di righe presenti nella lista di righe fornita in input, sovrapposte al best-fit (riga rossa) calcolato da DAOSPEC. Le righe che vengono rifiutate o non riconosciute dal codice sono rappresentate in blu (terzo pannello).

In questo studio sono stati utilizzati i valori iniziali di  $FWHM = 10$  pixels, il grado del polinomio di Legendre=4 e un range di velocità compreso fra  $-500$  e  $500$   $\text{km s}^{-1}$ . Tali parametri sono stati utilizzati sia per gli spettri up e low di entrambe le stelle. Di seguito sono riportati i valori di FWHM, RV e il numero di righe stimati per ogni target:

<i>Stella</i>	<i>FWHM (pixels)</i>	<i>RV (km s<sup>-1</sup>)</i>	$\sigma_{RV}$	<i>N<sub>lines</sub></i>
M167 <sub>low</sub>	10.30	313.09	0.48	244
M167 <sub>up</sub>	10.14	312.71	0.39	235
M313 <sub>low</sub>	10.63	308.78	0.64	307
M313 <sub>up</sub>	11.31	308.58	0.48	235

Una volta ottenute le EW, è possibile procedere con l'analisi chimica facendo uso del software GALA.

## 4.5 GALA: misura delle abbondanze chimiche

GALA (Mucciarelli et al., 2013) è un codice scritto in Fortran 77, finalizzato alla derivazione automatica dei parametri atmosferici e delle abbondanze degli elementi usando l'EW delle righe analizzate, fornendo strumenti grafici e statistici per valutare la bontà delle soluzioni. L'abbondanza delle singole righe spettrali viene derivata usando il codice WIDTH9 (Kurucz, 2005). Il codice GALA offre la possibilità di ottenere rapidamente le abbondanze chimiche e i parametri atmosferici per un ampio campione di stelle, rendendolo uno strumento estremamente utile per survey e spettrografi multi oggetto.

A partire dai parametri atmosferici, il codice calcola la curva di crescita per una specifica transizione e confronta l'EW prevista con quella misurata. L'abbondanza dell'elemento viene poi iterativamente regolata finché l'EW misurata e quella teorica non corrispondono entro un intervallo di convergenza.

GALA necessita di tre file in input:

1. *autofl.param*= Questo file include i parametri di configurazione principali usati da GALA per eseguire l'analisi: l'utente può specificare il modello di atmosfera utilizzato, scegliere se ottimizzare i parametri in maniera automatica e calcolare le incertezze nelle abbondanze chimiche dovute ai parametri atmosferici. È possibile, inoltre, definire i valori di EW minimo e massimo ed il massimo errore percentuale sull'EW consentito. Questi ultimi tre parametri permettono di selezionare righe in regime lineare o debolmente saturate, utili per l'ottimizzazione della microturbolenza;
2. *list.star*= Si tratta di un file in cui vengono elencate le stelle da analizzare e i parametri atmosferici previsti;
3. *file.in*= Si tratta del file ottenuto in output da 4DAO, che include la lista di righe con i relativi valori di EW ed incertezze.

GALA è strutturato in tre blocchi di lavoro:

- *Ottimizzazione parametri*: l'utente, nel file *autofl.param*, può decidere se eseguire l'ottimizzazione spettroscopica completa dei parametri o di ottimizzarne solo alcuni, mantenendo gli altri fissi ai valori di input. L'algoritmo ottimizza i parametri uno alla volta, monitorando costantemente se il nuovo valore di un determinato parametro influisce sulla validità di quelli selezionati in precedenza. Per ciascun parametro atmosferico ( $T_{eff}$ ,  $\log g$ ,  $v_{mic}$ , e  $[M/H]$ ), viene adottato un parametro di ottimizzazione specifico  $C(X)$ , definito in modo tale che diventi 0 quando viene trovato il valore ottimale di X. Per ogni parametro,  $C(X)$  è definito nel seguente modo:

- Per vincolare  $T_{eff}$ ,  $C(X)$  rappresenta il coefficiente angolare ( $S_\chi$ ) della relazione tra abbondanza di ferro e  $\chi$ ;
- Per vincolare la  $v_{mic}$ ,  $C(X)$  rappresenta il coefficiente angolare della relazione tra abbondanza di Fe ed EW;
- Per la gravità,  $C(X)$  rappresenta la differenza fra l'abbondanza media ottenuta dalle righe di FeI e FeII;

- Per vincolare la metallicità, invece,  $C(X)$  rappresenta l'abbondanza di ferro media.

Alla fine del processo, vengono ottenuti un set di parametri che verifica i vincoli descritti nel paragrafo 4.2.

- *Analisi*: il blocco di analisi esegue la seguente procedura iterativa:
  - Vengono calcolate le abbondanze utilizzando i parametri forniti dall'utente, eliminando le righe che sono discrepanti (outliers). Vengono escluse le righe che superano o non raggiungono il limite di EW specificato all'inizio; righe troppo deboli possono essere influenzate dal rumore, mentre quelle troppo forti sono sensibili alla microturbolenza ma meno sensibili all'abbondanza poiché si trovano vicine alla saturazione. Vengono scartate anche le righe con un'incertezza maggiore rispetto ad un valore in percentuale definito in input. Le ragioni della presenza di outliers possono essere diverse, come la sovrapposizione di righe non riconosciute o misure errate dell'EW. La loro esclusione risulta necessaria per evitare di introdurre errori durante l'analisi;
  - Viene ottimizzato il modello di metallicità in modo che corrisponda all'abbondanza media di ferro;
  - Viene calcolato un nuovo modello variando la  $T_{eff}$  fino a quando non viene trovato il valore del parametro a cui corrisponde il minimo valore di  $S_X$ ;
  - La stessa procedura viene eseguita anche per  $v_{mic}$ . Se il valore finale del parametro è diverso da quello utilizzato nel ciclo precedente, si ritorna al secondo passaggio per verificare se il nuovo valore di velocità richiede di modificare il modello in metallicità e in temperatura per poi procedere con il passaggio successivo;
  - Viene ripetuta la procedura anche per la gravità, ritornando al secondo passaggio nel caso in cui il valore di gravità ottenuto sia discrepante da quello iniziale;
  - Il ciclo termina quando viene trovato un modello che soddisfa tutti e quattro i vincoli descritti in precedenza per poi passare, se è presente, alla seconda stella elencata nella liststar.
- *Raffinamento*: l'ultimo blocco di lavoro raffina la soluzione, partendo dai parametri ottenuti nel blocco precedente, risultando utile per raffinare localmente la soluzione quando il primo blocco è spento. Il vantaggio principale è che l'esclusione delle righe viene eseguita adottando parametri atmosferici più accurati.

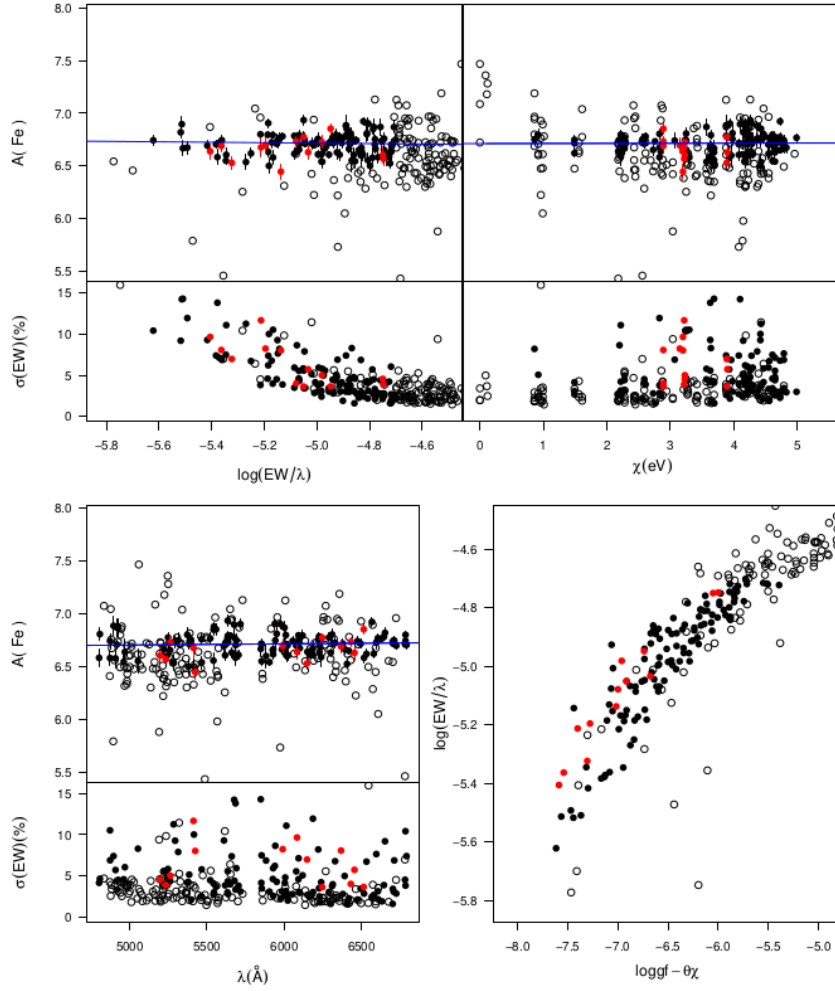


Figura 4.7: Parte del plot generato da GALA per la stella M313. I pannelli mostrano il comportamento delle abbondanze di Fe in funzione dell'EW,  $\chi_{ex}$  e  $\lambda$ : le righe blu sono le linee di best-fit. L'ultimo pannello mostra la curva di crescita ottenuta plottando l'EW in funzione dell'EW teorica, definita come  $EWT = \text{log}gf - \theta_{\chi_{ex}}$ , dove  $\text{log}gf$  è la forza dell'oscillatore. I punti in nero sono le righe di FeI usate per ottimizzare  $T_{eff}$  e  $v_{mic}$ , mentre i punti rossi sono le righe della stessa specie ma in un altro stato di ionizzazione, in questo caso righe di FeII; i cerchi vuoti sono le righe che sono state escluse dall'analisi.



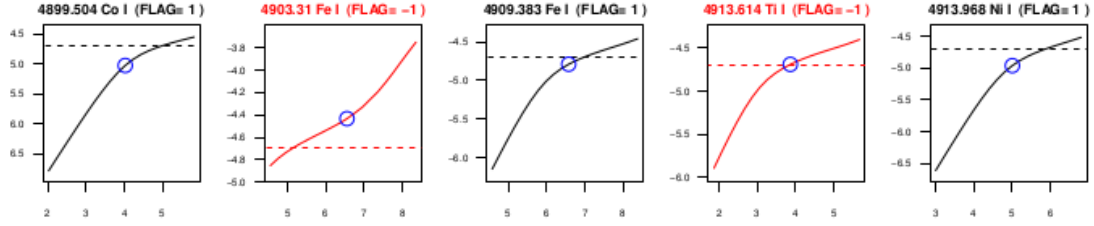


Figura 4.8: Parte del plot generato da GALA per la stella M313, in cui vengono mostrate le curve di crescita per tutte le righe misurate (EWR in funzione delle abbondanze). I cerchi blu vuoti mostrano i valori misurati di EWR e la corrispondente abbondanza misurate da GALA. Le righe colorate in rosso sono quelle che sono state escluse dall’analisi. La linea orizzontale tratteggiata rappresenta il valore massimo di EW selezionato dall’utente.

Al termine dell’analisi, GALA genera tre file in output per ogni stella elencata nella lista: 1) un file.pdf (l’output grafico di GALA, in cui viene mostrato il comportamento dell’abbondanza di Fe e la relativa incertezza in funzione dell’EWR ( $EW/\lambda$ ),  $\chi_{ex}$  e  $\lambda$  (Fig.4.7) e in cui vengono rappresentate le posizione di ogni riga sulla sua curva di crescita, utile per visualizzare la correttezza del taglio scelto in EW (Fig.4.8); 2) un file.ABU, che riassume i parametri derivati, l’abbondanza media di ogni elemento con l’incertezza associata e il numero di righe adottate da GALA durante l’analisi; 3) un file.EW in cui vengono elencate tutte le righe utilizzate con i relativi parametri, come l’abbondanza, l’EW e l’errore associato.

Di seguito sono riportati i parametri atmosferici ottimizzati da GALA:

<i>Stella</i>	<i>M/H</i>	<i>T<sub>eff</sub> (K)</i>	<i>log g</i>	<i>v<sub>mic</sub> (km s<sup>-1</sup>)</i>
M167	-0.8	4050	1.1	1.6
M313	-0.8	4250	1.3	1.7

In questo lavoro sono state calcolate le abbondanze delle due stelle partendo da una prima lista di righe, creata adottando i parametri atmosferici riferiti al lavoro di Hill et al.(2000) (come anticipato nel paragrafo 4.2) e con una mistura chimica solare, per avere una prima idea sui risultati ottenuti da GALA. In seguito, per avere dei risultati più accurati, sono state generate due liste di righe, una per ogni stella, facendo uso dei parametri ottimizzati da GALA e aumentando l’abbondanza di Neodimio (Nd) di 0.5, in quanto le righe identificate dell’elemento erano scarse e le abbondanze molto elevate.

Gli elementi che sono stati analizzati con il metodo dell’EW sono: Ferro neutro (FeI) e Ferro II (FeII), Sodio (Na), Alluminio (Al), Silicio (Si), Calcio (Ca), Scandio neutro (ScI), Scandio II (ScII), Titanio neutro (TiI), Titanio II (TiII), Vanadio (V), Cromo neutro (CrI) e Cromo II (CrII), Manganese (Mn), Cobalto (Co), Nichel (Ni), Ittrio II (YII), Zirconio (Zr), Neodimio II (NdII).

Tutti gli elementi, le cui righe sono soggette a splitting iperfina o isotopico, sono state analizzate con il metodo della spettro-sintesi, facendo uso del codice SALVADOR.

## 4.6 SALVADOR: spettro-sintesi

SALVADOR è un codice finalizzato al calcolo delle abbondanze chimiche per mezzo di spettro-sintesi. Il codice genera un sintetico per ogni riga con AUTOKUR e lo confronta con lo spettro osservato, cercando il miglior fit e facendo variare l'abbondanza del sintetico fino a quando non viene trovata l'abbondanza che minimizza il  $\chi^2$ . SALVADOR calcola spettri sintetici su un intervallo di circa 10 Å attorno alla riga da analizzare, a differenza di GALA che calcola il profilo della singola riga. Si tratta, quindi, di un codice che fornisce risultati più accurati per righe affette da blending a discapito di un tempo di calcolo più lungo. Il programma necessita dei seguenti file in input:

1. Una lista di righe, contenente la lunghezza d'onda della riga, il numero atomico e la risoluzione spettrale, quest'ultima calcolata facendo uso della formula:

$$R = \frac{\lambda}{FWHM * \delta} \quad (4.1)$$

dove  $\lambda$  è la lunghezza d'onda centrale dello spettro, la FWHM viene fornita da 4DAO in pixel e  $\delta$  è la dimensione di un pixel, fornito dall'header degli spettri;

2. Un file con nome arbitrario, che include tutte le finestre di continuo scelte per centrare lo spettro sintetico su quello reale, in modo da affinare l'analisi;
3. Un ulteriore file con nome arbitrario in cui vengono elencati gli spettri normalizzati e corretti per la velocità radiale delle stelle da analizzare (spettri generati da 4DAO), seguiti dai parametri atmosferici, la lista di righe e il nome del file contenente le finestre di continuo;
4. Il file input.autofit, in cui viene riportato il file precedente e in cui l'utente può scegliere un metodo di lavoro interattivo o automatico. Inoltre è possibile scegliere di non normalizzare il sintetico o decidere di centrarlo sullo spettro reale facendo uso delle finestre di continuo.

Terminata l'analisi, SALVADOR genera un file.pdf, con l'output grafico, in cui vengono mostrati i best-fit di ogni riga (Fig.4.9) e un file.fit, contenente tutte le righe analizzate e le relative abbondanze.

La lista utilizzata in questa analisi contiene tutte le righe segnalate da AUTOKUR come righe di splitting: Scandio II (Sc II), Vanadio (V), Manganese (Mn), Cobalto (Co), Rame (Cu), Zinco (Zn), Bario II (BaII), Lantanio II (LaII), Neodimio II (Nd II), Europio II (Eu II). A questa lista sono state aggiunte anche la riga di Ossigeno (6300.304 Å), in quanto sovrapposta ad una riga di Nichel, e le righe del tripletto del Magnesio (6318.717 Å, 6319.237 Å, 6319.495 Å), posizionate vicino ad una riga di auto-ionizzazione del Calcio, che altera il continuo locale del tripletto.

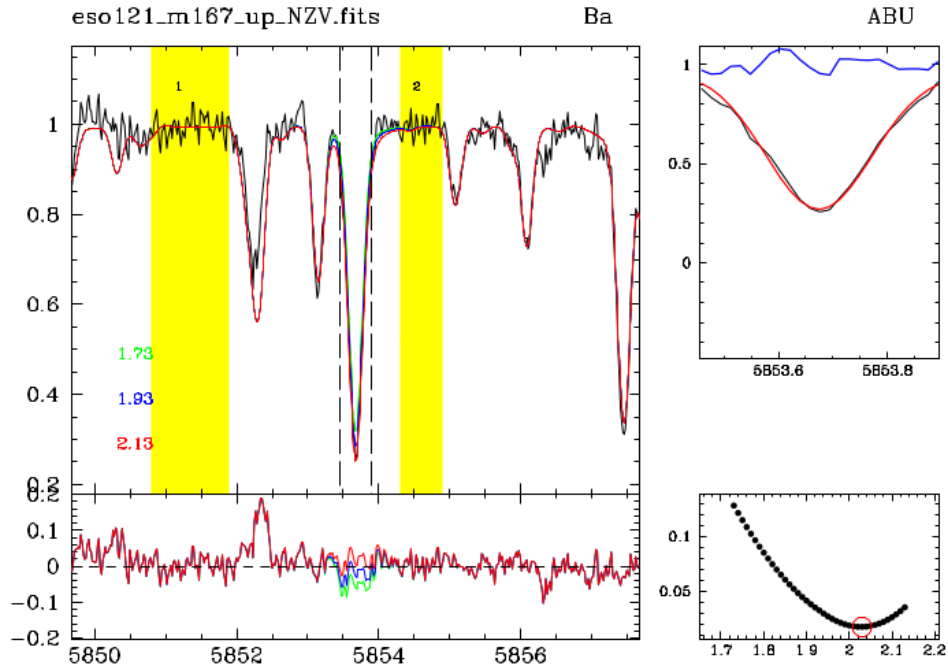


Figura 4.9: Grafico prodotto da SALVADOR al termine dell'analisi per la riga di Bario a 5853.675 Å (stella M167). Il pannello centrale mostra lo spettro osservato (nero) sovrapposto ai vari sintetici calcolati (verde, blu e rosso) con i corrispondenti valori di abbondanza. Le righe tratteggiate delimitano la riga centrale analizzata, mentre le zone gialle definiscono le regioni di continuo scelte per la normalizzazione. Il pannello sottostante mostra i residui fra spettro sintetico e osservato. Nel pannello in alto a destra viene evidenziato il profilo della riga sovrapposto al sintetico di best-fit, mentre il pannello in basso a destra mostra il  $\chi^2$  associato ad ogni abbondanza e il cerchio rosso indica il valore di abbondanza che minimizza il  $\chi^2$ .

## 4.7 Trattazione degli errori

Le incertezze sulle abbondanze sono state calcolate sommando in quadratura gli errori legati ai processi di misura  $\sigma/\sqrt{N}$ , dove  $\sigma$  è la dispersione sul valore medio e  $N$  è il numero di righe utilizzate durante l'analisi, e gli errori legati ai parametri atmosferici, adottando le formule riportate nello studio di Minelli et al.(2021). La 4.2 si riferisce al calcolo delle incertezze sull'abbondanza di Fe, mentre la 4.3 ad un generico elemento:

$$\sigma_{Fe/H} = \sqrt{\frac{\sigma_{Fe}^2}{N_{Fe}} + (\delta_{Fe}^T)^2 + (\delta_{Fe}^{logg})^2 + (\delta_{Fe}^v)^2} \quad (4.2)$$

$$\sigma_{X/Fe} = \sqrt{\frac{\sigma_X^2}{N_X} + \frac{\sigma_{Fe}^2}{N_{Fe}} + (\delta_X^T - \delta_{Fe}^T)^2 + (\delta_X^{logg} - \delta_{Fe}^{logg})^2 + (\delta_X^v - \delta_{Fe}^v)^2} \quad (4.3)$$

Per quanto riguarda il metodo dell'EW, l'incertezza sulla misura è legato all'errore del codice sul fitting della riga. Per il calcolo delle incertezze sulle abbondanze misurate con GALA è stata ripetuta l'analisi chimica fornendo gli errori dei parametri atmosferici. In questo lavoro viene scelto come errore di misura sulla  $T_{eff}$  50K, mentre per la  $\log g$  0.1 e per la  $v_{mic}$  0.1. Il codice ripete l'analisi facendo variare un parametro alla volta. L'errore totale è ottenuto dalla somma in quadratura fra l'errore di misura e la variazione fra le abbondanze vere e quelle ottenute variando i parametri e viene svolto automaticamente da GALA.

La stima degli errori con la spettro-sintesi richiede di distinguere due casi: uno in cui le abbondanze degli elementi sono state determinate utilizzando più di una riga e una in cui si ha solo una riga in esame. L'errore di misura nella sintesi è legata al rapporto segnale rumore (SNR) dello spettro. Nel caso di  $N > 1$  l'errore di misura viene stimato sempre con il rapporto  $\sigma/\sqrt{N}$ , mentre gli errori sui parametri vengono calcolati rilanciando SALVADOR, facendo variare un parametro per volta a cui viene aggiunto l'errore sul parametro, come nel caso precedente. Per  $N=1$ , la stima dell'errore di misura è più complessa. Viene richiesto il SNR di ogni spettro, ricavato da IRAF, e per ogni riga sono stati simulati 300 spettri in cui viene variato di volta in volta il SNR. Gli spettri vengono poi analizzati con SALVADOR e le abbondanze ricavate vengono utilizzate per calcolare la deviazione standard da inserire nella 4.3 aggiungendo gli errori sui parametri atmosferici.

# Capitolo 5

## La composizione chimica di ESO 121-SCO3

In questo capitolo verranno presentati i risultati ottenuti dall'analisi chimica relativi alle stelle M167 e M313. Tali risultati verranno, poi, confrontati con dati ottenuti in letteratura per ammassi globulari della MW e della LMC (Mucciarelli et al., 2008; Mucciarelli et al., 2021a) e per l'ammasso globulare NGC121 della SMC (Mucciarelli et al., 2023). I confronti saranno divisi in base alla categoria di appartenenza degli elementi (elementi  $\alpha$ , *iron peak*, *s* e *r*).

### 5.1 Abbondanze chimiche

Di seguito sono riportati i valori medi di abbondanza di M167 (Tabella 5.1) e di M313 (Tabella 5.2) con i rispettivi errori. Le abbondanze dei due target sono compatibili fra di loro sempre entro i  $2\sigma$  eccetto che per gli elementi *s* (Ba II, La II, Nd II), che risultano essere più elevati per M167.

Questo eccesso in M167 potrebbe essere la firma di un processo di trasferimento di massa dentro un sistema binario, in cui la compagna è una stella di AGB (Asymptotic Giant Branch), fase evolutiva responsabile della produzione di elementi più pesanti del ferro, attraverso il processo di cattura neutronica lenta (Busso et al., 1999). Tali elementi potrebbero essere stati catturati da M167 mediante un trasferimento di massa dalla stella compagna.

L'eccesso di elementi *s* di M167 viene evidenziato in Fig.5.1: l'immagine (a) mostra l'abbondanza dei due target in funzione del numero atomico, l'immagine (b) presenta la variazione in abbondanza dei due target in funzione del numero atomico. La variazione viene calcolata come la differenza in valore assoluto delle abbondanze delle due stelle normalizzata alla somma in quadratura delle incertezze delle singole stime. In Tabella 5.3 sono riportate le abbondanze medie per le due stelle con associato l'errore sulla media, calcolato come  $\sigma/\sqrt{N}$ , che indica quanto le due quantità siano simili fra loro, e l'errore massimo, che esprime l'errore tipico su ogni valore di abbondanza calcolato in base a quanto spiegato in sezione 4.7. Si evidenzia la nuova stima di metallicità ottenuta,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.79 \pm 0.01$  (con errore tipico 0.04), che risulta compatibile con la stima ottenuta da Hill et al. (2000),  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.91 \pm 0.16$ . I dati in tabella verranno utilizzati successivamente per plottare i dati relativi a ESO 121-SCO3 confrontandoli con quelli degli altri ammassi globulari, utilizzando come

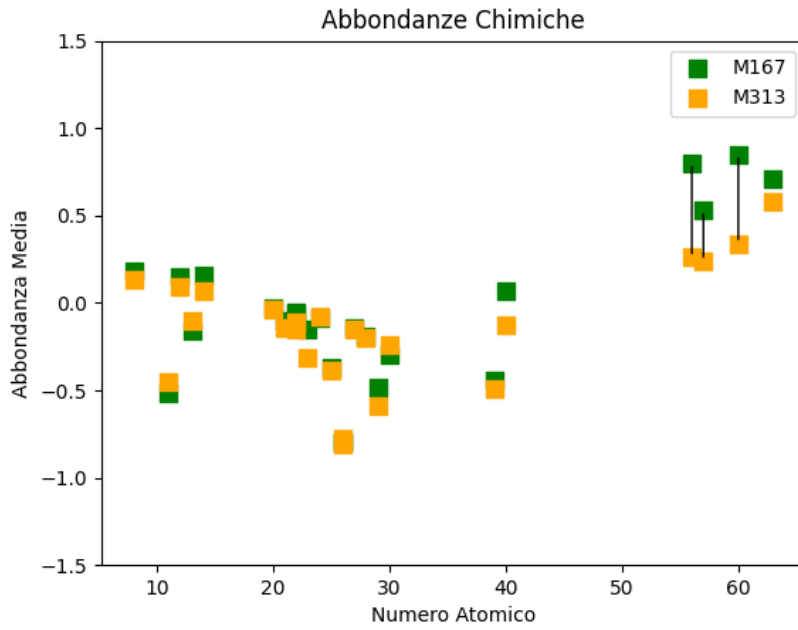
barre di errore gli errori massimi associati ad ogni abbondanza. Per gli elementi  $s$ , invece, verranno plottati i dati riportati in Tab.5.1 e in Tab.5.2.

<i>Elemento</i>	<i>Media</i>	<i>Errore</i>
[O/Fe]	0.18	0.07
[Na/Fe]	-0.52	0.09
[Mg/Fe]	0.15	0.13
[Al/Fe]	-0.16	0.06
[Si/Fe]	0.16	0.06
[Ca/Fe]	-0.03	0.07
[Sc II/Fe]	-0.10	0.09
[Ti/Fe]	-0.05	0.09
[Ti II/Fe]	-0.06	0.05
[V/Fe]	-0.15	0.13
[Cr/Fe]	-0.09	0.09
[Mn/Fe]	-0.37	0.17
[Fe/H]	-0.80	0.04
[Fe II/H]	-0.79	0.13
[Co/Fe]	-0.14	0.14
[Ni/Fe]	-0.09	0.09
[Cu/Fe]	-0.48	0.14
[Zn/Fe]	-0.30	0.08
[Y II/Fe]	-0.44	0.09
[Zr/Fe]	0.07	0.11
[Ba II/Fe]	0.80	0.24
[La II/Fe]	0.53	0.06
[Nd II/Fe]	0.85	0.06
[Eu II/Fe]	0.71	0.09

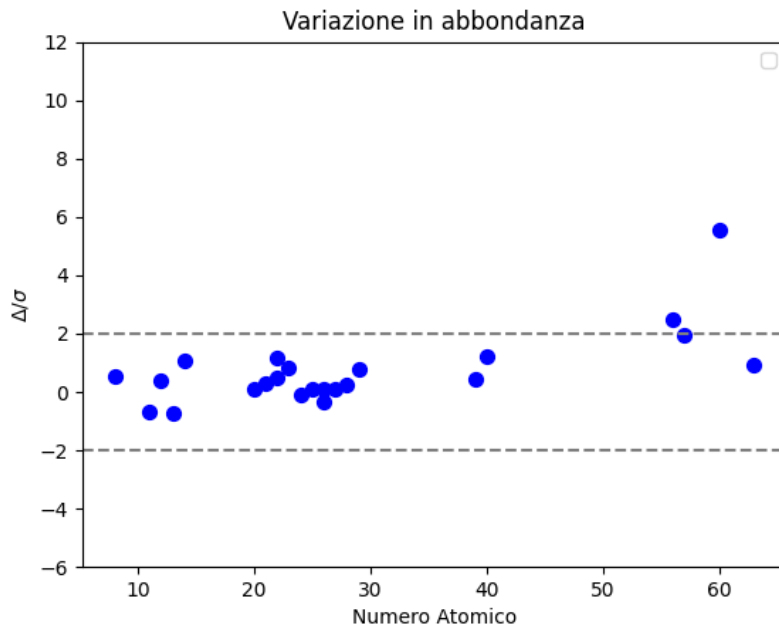
Tabella 5.1: Abbondanze M167

<i>Elemento</i>	<i>Media</i>	<i>Errore</i>
[O/Fe]	0.13	0.06
[Na/Fe]	-0.45	0.05
[Mg/Fe]	0.09	0.08
[Al/Fe]	-0.10	0.06
[Si/Fe]	0.07	0.06
[Ca/Fe]	-0.04	0.06
[Sc II/Fe]	-0.14	0.09
[Ti/Fe]	-0.11	0.08
[Ti II/Fe]	-0.15	0.06
[V/Fe]	-0.31	0.14
[Cr/Fe]	-0.08	0.09
[Mn/Fe]	-0.39	0.09
[Fe/H]	-0.78	0.04
[Fe II/H]	-0.81	0.11
[Co/Fe]	-0.15	0.07
[Ni/Fe]	-0.20	0.02
[Cu/Fe]	-0.59	0.05
[Zn/Fe]	-0.24	0.11
[Y II/Fe]	-0.49	0.07
[Zr/Fe]	-0.13	0.12
[Ba II/Fe]	0.26	0.16
[La II/Fe]	0.24	0.09
[Nd II/Fe]	0.34	0.07
[Eu II/Fe]	0.58	0.11

Tabella 5.2: Abbondanze M313



(a)



(b)

Figura 5.1: Abbondanze chimiche delle stelle M167 (verde) e M313 (arancione) in funzione del numero atomico (a). Significatività statistica della differenza in abbondanza delle due stelle in funzione del numero atomico (b). In entrambe le figura viene mostrato l'eccesso di elementi  $s$  che caratterizzano la stella M167, in particolare, come si evince dall'immagine a destra, tale eccesso è maggiore di  $2\sigma$ .

<i>Elemento</i>	<i>Media</i>	<i>Errore massimo</i>
[O/Fe]	0.15±0.02	0.07
[Na/Fe]	-0.49±0.03	0.09
[Mg/Fe]	0.12±0.02	0.03
[Al/Fe]	-0.13±0.02	0.06
[Si/Fe]	0.12±0.03	0.06
[Ca/Fe]	-0.04±0.01	0.07
[Sc II/Fe]	-0.12± 0.01	0.09
[Ti/Fe]	-0.08±0.02	0.09
[Ti II/Fe]	-0.23±0.03	0.06
[V/Fe]	-0.09±0.06	0.14
[Cr/Fe]	-0.09±0.01	0.09
[Mn/Fe]	-0.38±0.01	0.17
[Fe/H]	-0.79±0.01	0.04
[Fe II/H]	-0.80±0.01	0.13
[Co/Fe]	-0.15±0.01	0.14
[Ni/Fe]	-0.15±0.01	0.09
[Cu/Fe]	-0.54±0.01	0.14
[Zn/Fe]	-0.27±0.04	0.11
[Y II/Fe]	-0.47±0.02	0.09
[Zr/Fe]	-0.03±0.07	0.12
[Ba II/Fe]	0.53±0.19	0.24
[La II/Fe]	0.39±0.10	0.09
[Nd II/Fe]	0.60±0.18	0.07
[Eu II/Fe]	0.65±0.05	0.11

Tabella 5.3: Abbondanze medie per le due stelle con associato l'errore sulla media ( $\sigma/\sqrt{N}$ ) e l'errore massimo.



## 5.2 Elementi $\alpha$

Gli elementi  $\alpha$  vengono sintetizzati attraverso catture di particelle  $\alpha$  (nuclei di  $^4\text{He}$ ) su atomi già esistenti. Tale processo è caratteristico di stelle massive ( $M > 8M_{\odot}$ ), che terminano la loro esistenza in supernove core-collapse, diffondendo nel mezzo interstellare i prodotti della nucleosintesi.

Il valore  $[\alpha/\text{Fe}]$  ad una data metallicità è uno strumento fondamentale per comprendere la velocità dell'arricchimento chimico di un sistema: le SNe core-collapse emettono nel mezzo interstellare grandi quantità di elementi  $\alpha$ , ma scarse quantità di Fe, mentre le SNe Ia (supernove originate dall'esplosione di una nana bianca in un sistema binario che eccede il limite di Chandrasekhar), al contrario, rilasciano grandi quantità di Fe, ma modeste quantità di elementi  $\alpha$  (Tinsley, 1979; Matteucci e Greggio, 1986). Di conseguenza, un elevato o un basso rapporto  $[\alpha/\text{Fe}]$  funge da traccia distintiva del tipo di supernova che ha influenzato l'arricchimento chimico dell'ISM. Di conseguenza, quando l'arricchimento chimico inizia ad essere dominato dalle SNe Ia, il valore  $[\alpha/\text{Fe}]$  inizia a calare. La metallicità a cui avviene questo calo è detta "ginocchio" (*knee*). Dalla Fig.5.2 si può assumere che sistemi con diverse storie di formazione stellare (SFH) si posizionino su diverse sequenze nel piano, in cui la presenza del ginocchio è la firma di SNe Ia. Il livello del plateau è guidato dall'*Initial Mass Function* (IMF), poichè il livello di elementi  $\alpha$  è legato al numero di stelle massive presenti nella popolazione, mentre la metallicità a cui avviene il ginocchio è guidata dalla *Star Formation Rate* (SFR). Perciò, sistemi stellari con un'elevata SFR presenteranno il ginocchio a metallicità più elevate, mentre con bassi SFR, il cambiamento di pendenza avverrà a metallicità più basse.

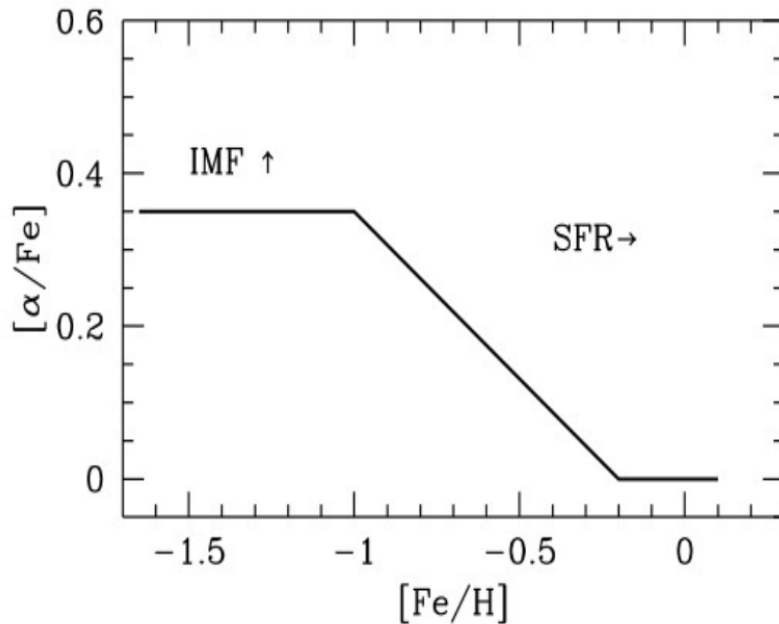


Figura 5.2: Rappresentazione schematica dell'andamento di  $[\alpha/\text{Fe}]$  vs  $[\text{Fe}/\text{H}]$  nell'alone e disco della nostra Galassia, in cui sono segnate le dipendenze principali da IMF e SFR.

Il tempo scala tipico per la formazione del ginocchio è il tempo necessario affinché le SNe Ia possano esplodere e inquinare il mezzo interstellare in maniera efficiente, che è stimato essere  $\sim 1$  Gyr. Il loro contributo all'arricchimento del mezzo avverrà, quindi, con un ritardo temporale rispetto alle SNe II, che esplodono in tempi scala di Myr.

In questa sezione gli elementi  $\alpha$  presi in considerazione sono il Calcio, il Silicio, il Titanio I e Titanio II.

In Figura 5.3 vengono confrontate le abbondanze medie di Si (**a**), Ca (**b**), Ti I (**c**) e Ti II (**d**) di ESO 121-SCO3, per le due stelle, con ammassi globulari della MW (punti grigi), ammassi globulari della LMC (triangoli verdi), di cui NGC2005 è un ammasso accresciuto (triangolo vuoto) e con NGC121, il più vecchio ammasso globulare della SMC, di  $\sim 11$  Gyr (triangolo giallo). Per il Ti II, è stato possibile confrontare le abbondanze solo con gli ammassi globulari della MW e della LMC. Ciò che si evince dal grafico è che i rapporti di abbondanza degli elementi  $\alpha$  di ESO 121-SCO3 seguono la sequenza descritta dagli ammassi globulari della LMC, mentre risultano molto discrepanti con gli ammassi della MW. Questo suggerisce la possibilità che l'ammasso abbia condiviso una storia di arricchimento chimico compatibile con quella della LMC. Si evidenzia, inoltre, una chiara discrepanza con l'ammasso NGC2005: si tratta di un ammasso accresciuto della LMC, nato in un sistema con un basso tasso di formazione stellare, in quanto mostra abbondanze di elementi  $\alpha$  sistematicamente più bassi rispetto a quelli della LMC, dimostrando una storia di evoluzione chimica diversa da quella della galassia ospitante (Mucciarelli et al., 2021a).

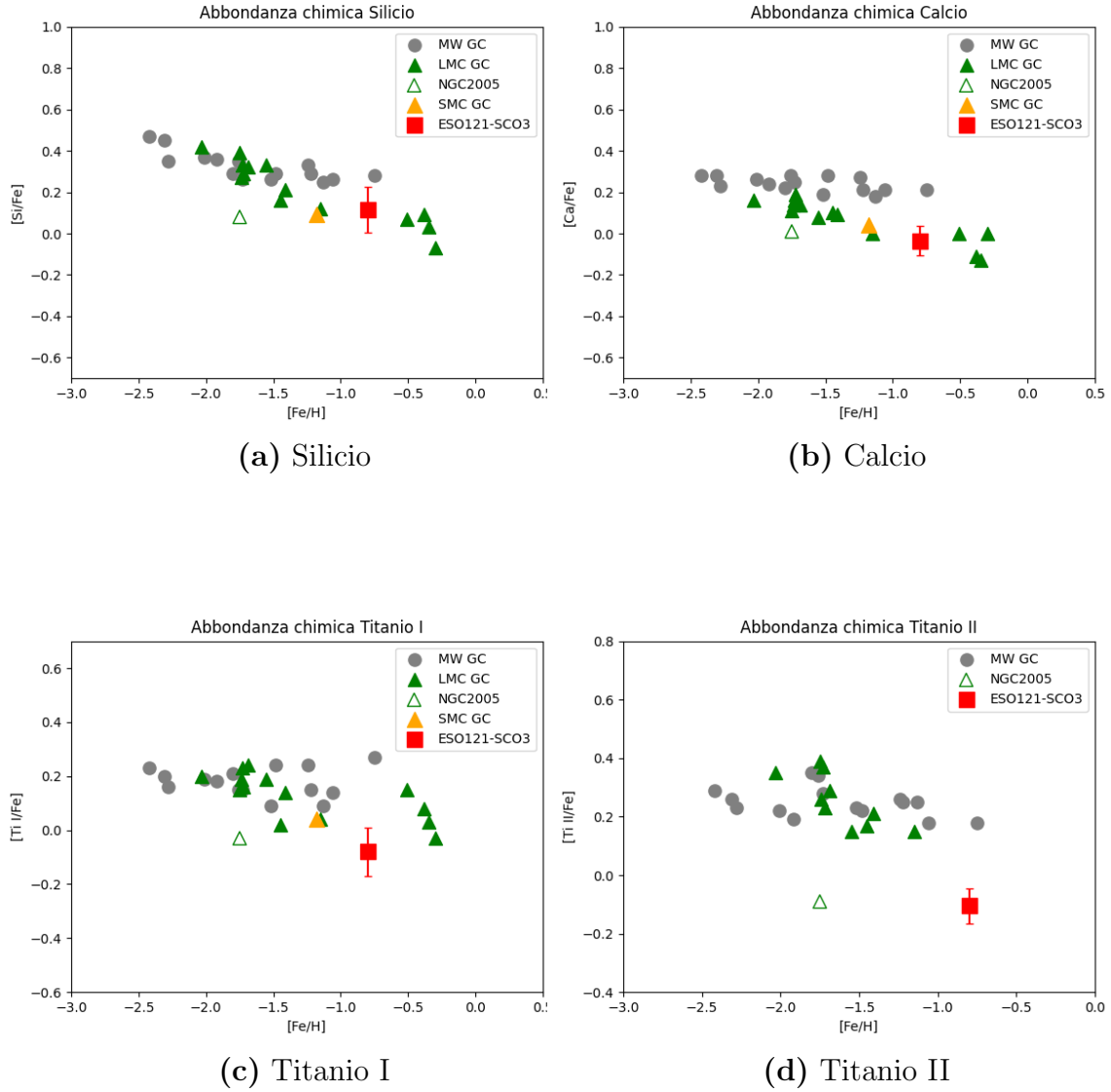
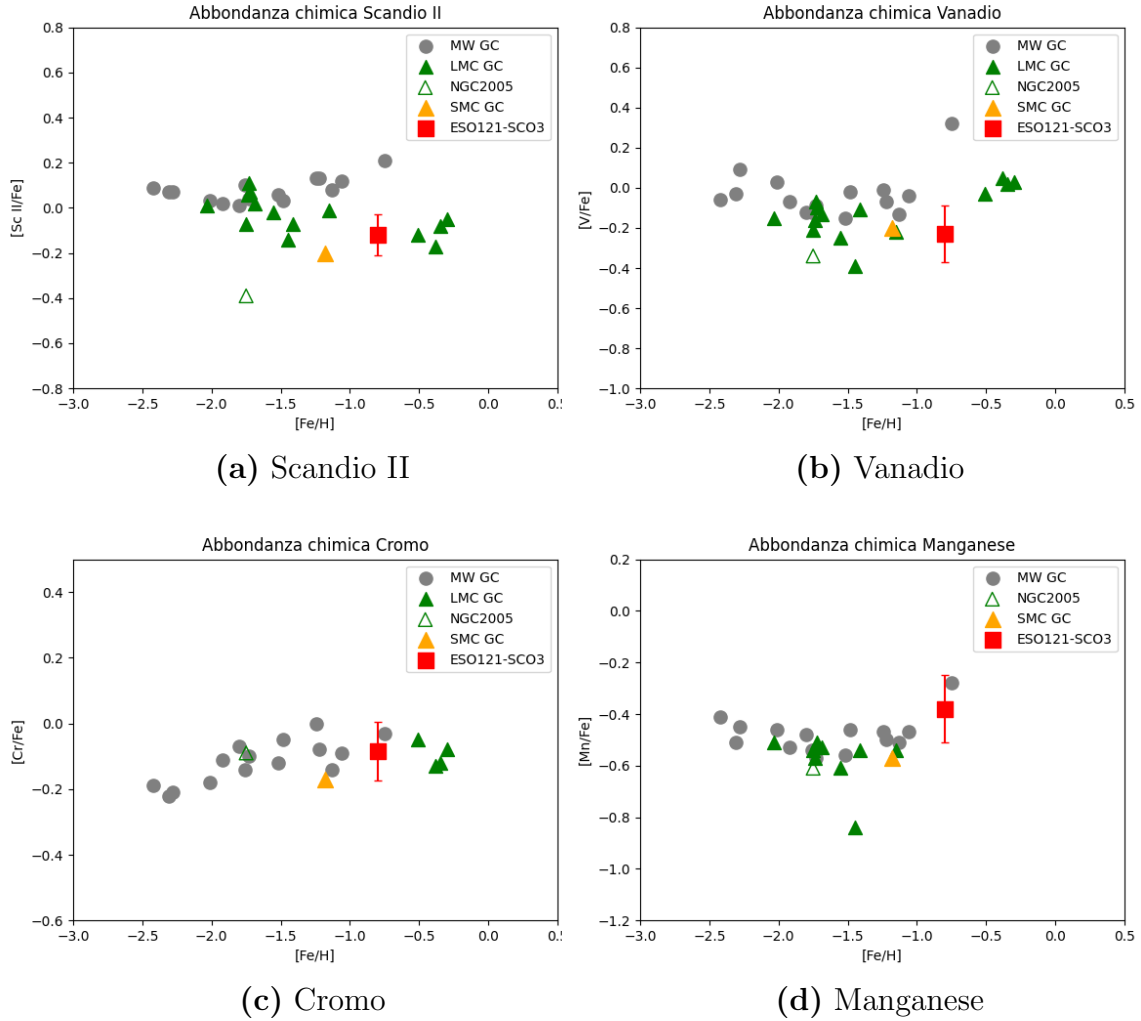


Figura 5.3: In figura sono mostrati i rapporti di abbondanza  $[\alpha/Fe] - [Fe/H]$ , per il Silicio (a), il Calcio (b), il Titanio I (c) e per il Titanio II (d), relativi a ESO121,SCO3 (quadrato rosso), gli ammassi globulari della LMC (traingoli verdi), agli ammassi globulare della MW (punti grigi) all'ammasso globulare NGC121 della SMC (trianangolo giallo). Il triangolo verde vuoto fa riferimento all'ammasso globulare NGC2005, un ammasso accresciuto della LMC. I pattern chimici descritti dagli elementi  $\alpha$  di ESO 121-SCO3 sono compatibili con la sequenza descritta dagli ammassi di LMC.

### 5.3 Elementi *iron-peak*

Gli elementi Iron-Peak sono gli elementi più pesanti che possono essere sintetizzati attraverso processi di fusione nucleare. Si formano principalmente in SNe core-collapse, ma una certa quantità di elementi del picco del ferro si possono formare anche in SNe Ia (Leung e Nomoto, 2018). In particolare, Sc, Cu, e Zn vengono prodotti quasi del tutto da stelle massive, mentre la maggior parte di Cr, Mn e Ni vengono prodotte dalle SNe Ia (Romano et al., 2010; Kobayashi et al., 2020). Dalla Fig.5.4 emerge come i rapporti di abbondanza dei GCs della LMC e della SMC siano sistematicamente più bassi rispetto a quelli della MW, mostrando dei trend decrescenti con la metallicità, suggerendo uno scenario in cui il contributo delle stelle massive all'arricchimento chimico è meno importante rispetto a quello della MW. In particolare, il basso rapporto di abbondanza  $[Zn/Fe]$  suggerisce come il contributo delle ipernovae, che sono il risultato finale di stelle con massa maggiore di  $25-30 M_{\odot}$  che producono quasi tutto lo Zn (Nomoto e Suzuki, 2014), sia inferiore rispetto alla MW.



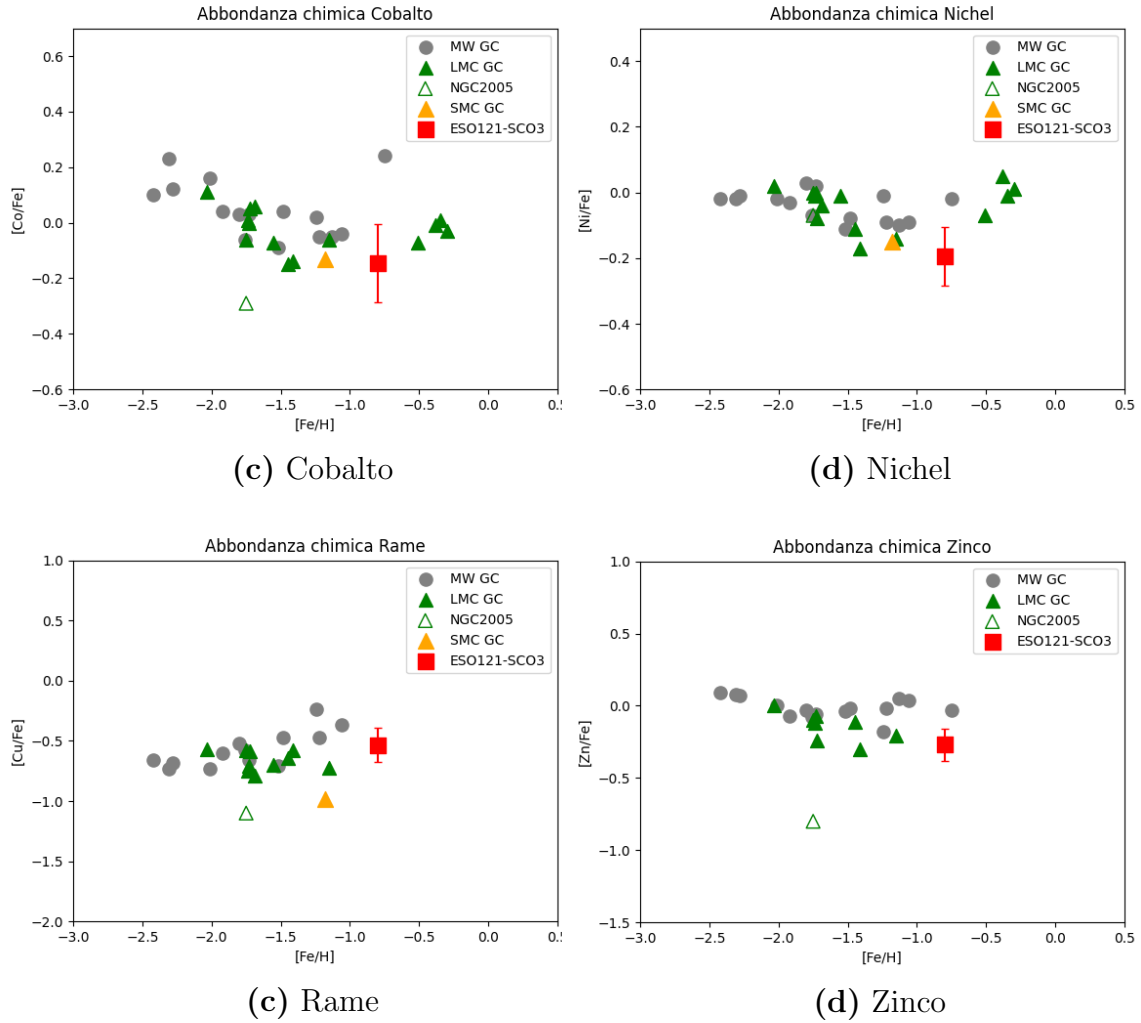
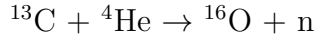


Figura 5.4: Rapporti di abbondanza degli elementi Iron-peak.

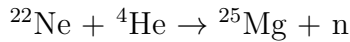
## 5.4 Elementi s

Gli elementi più pesanti del Ferro non possono essere sintetizzati mediante processi di fusione nucleare, poichè richiedono una quantità significativa di energia esterna per essere prodotti (processi endoergonici). Tali elementi vengono sintetizzati attraverso processi di cattura neutronica lenta (*slow neutron-capture*), per cui i nuclei atomici, dopo aver catturato un neutrone libero, decadono in un nucleo stabile prima che venga catturato un altro neutrone. Il processo *s* richiede quindi un flusso di neutroni liberi, tipici delle stelle di AGB. Si tratta di una fase evolutiva caratterizzata dalla combustione in doppia shell: una shell di He interna circondata da una shell più esterna di H. La combustione nelle due shell non avviene simultaneamente ma avviene in maniera alternata. La combustione dell'idrogeno è presente per la maggior parte del tempo ed è periodicamente interrotta da brevi episodi di combustione dell'elio, noti come *pulsazioni termiche* (TPs). Queste pulsazioni fa-

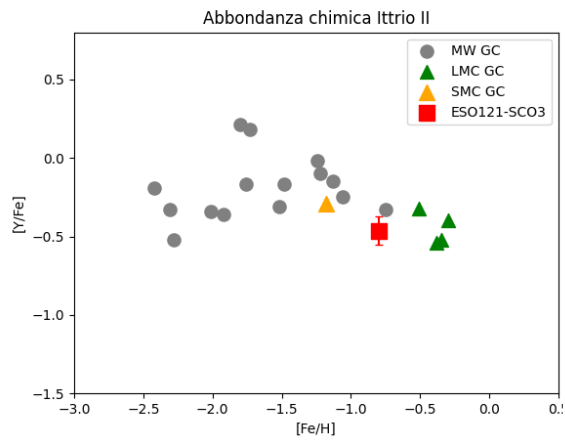
voriscono lo sviluppo di moti convettivi che portano in superficie i prodotti della combustione dell'He, tra cui il  $^{12}\text{C}$  (terzo dredge up). Durante questi episodi il  $^{12}\text{C}$  viene parzialmente mescolato con la shell di H sovrastante, producendo  $^{13}\text{N}$ , che decade successivamente in  $^{13}\text{C}$ , formando uno strato arricchito di  $^{13}\text{C}$ . Quando il successivo impulso termico investe questo strato, il carbonio reagisce con i nuclei di elio mediante la seguente reazione nucleare:



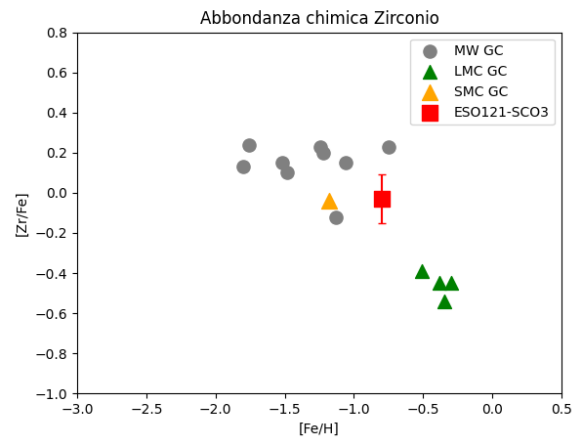
Tale reazione è la principale fonte attraverso cui le stelle di AGB di piccola massa rilasciano neutroni (Cristallo et al., 2018). Un'ulteriore sorgente di neutroni è data dalla reazione:



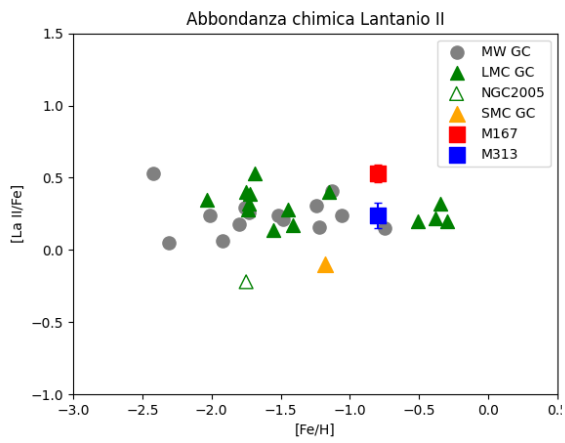
Questa reazione, però, viene attivata solo in modo marginale alla base della zona convettiva durante l'impulso termico e principalmente in stelle massive, questo perchè richiede una temperatura di innesco di  $3 \times 10^8$  K. La disponibilità di neutroni liberi favorisce il processo *s* che porta alla formazione degli elementi pesanti. In particolare, gli elementi *s* leggeri (Y e Zr), vengono prodotti principalmente da stelle di AGB caratterizzate da un ampio range di massa, mentre gli elementi *s* pesanti (Ba, La e Nd) vengono prodotti da stelle di AGB con masse minori di  $4 M_{\odot}$ . Inoltre, aumentando la metallicità delle stelle di AGB, la produzione di elementi *s* leggeri è favorita rispetto a quelli pesanti (Gallino et al., 1998). Come accennato precedentemente, le abbondanze di La, Ba e Nd sono piuttosto discrepanti nelle due stelle target dell'ammasso (Fig.5.5). Questo comportamento potrebbe essere l'evidenza di un sistema binario, in cui la stella M167 cattura i venti stellari della stella compagna di AGB. Sono necessarie, però, informazioni fotometriche dettagliate per poter confermare questa ipotesi. Per quanto riguarda il La e il Ba, i rapporti di abbondanza di M313 sono consistenti con le quantità relative ai GCs della LMC, che mostrano abbondanze più alte rispetto alla MW, mentre l'ammasso globulare della SMC mostra, invece, rapporti più bassi rispetto alla MW e alla LMC. Per il Nd, Y e Zr non sono disponibili i rapporti di abbondanza relativi ai GCs della LMC, inoltre l'ampio scatter dell'Y e la poca statistica dello Zr non permettono un confronto dettagliato con ESO 121-SCO3 e con il GC della SMC.



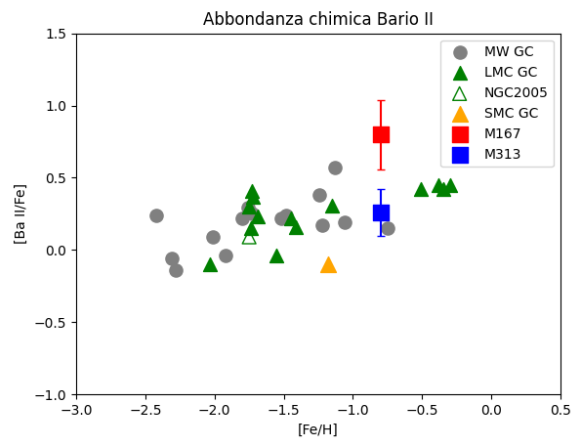
(a) Ittrio



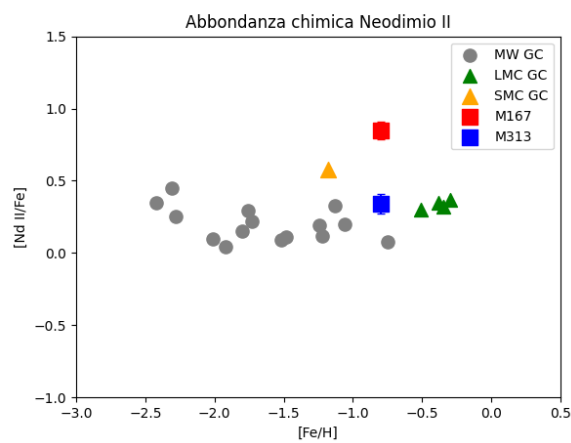
(b) Zirconio



(c) Lantanio



(d) Bario



(e) Neodimio II

Figura 5.5: Rapporti di abbondanza degli elementi s.

## 5.5 Elementi $r$

I processi di cattura neutronica rapida (*rapid neutron-capture*) sono responsabili della produzione degli elementi più pesanti conosciuti. A differenza del processo  $s$  descritto in precedenza, il processo  $r$  si verifica in presenza di un elevato flusso di neutroni ( $> 10^{20}$  neutroni/cm<sup>3</sup>). Il flusso è così elevato che la cattura neutronica avviene in tempi scala più piccoli rispetto al decadimento  $\beta$ ; i neutroni vengono catturati in rapida successione dai nuclei atomici, fino a raggiungere una condizione di instabilità, per cui i nuclei decadono. (Burbidge et al., 1957). Si ritiene che i merger di stelle di neutroni siano potenti sorgenti di elementi  $r$ , ciò è stato confermato dall'osservazione della kilonova associata all'onda gravitazionale GW170817 (Abbott et al., 2017). Ulteriori sorgenti di produzione di elementi  $r$  sono date dal collasso di stelle massive in rapida rotazione, dette *collapsar* (Siegel et al., 2019) e dalle proto-magnetar (Nishimura et al., 2015). L'elemento di cattura  $r$  analizzato in questo lavoro è l'Europio, i cui progenitori sono le kilonove.

In Fig.5.6 è evidente come le abbondanze di Europio presentino un elevato scatter (non compatibile con gli errori), sia negli ammassi di MW, che di LMC. Questo è dovuto dal fatto che le kilonove sono eventi rari e di conseguenza l'arricchimento chimico del mezzo interstellare avviene solo localmente. ESO 121-SCO3 presente un valore di [Eu/Fe] elevato ( $\sim 0.65 \pm 0.05$ ), leggermente più alto degli altri ammassi di LMC, ma compatibile con il valore degli ammassi di MW.

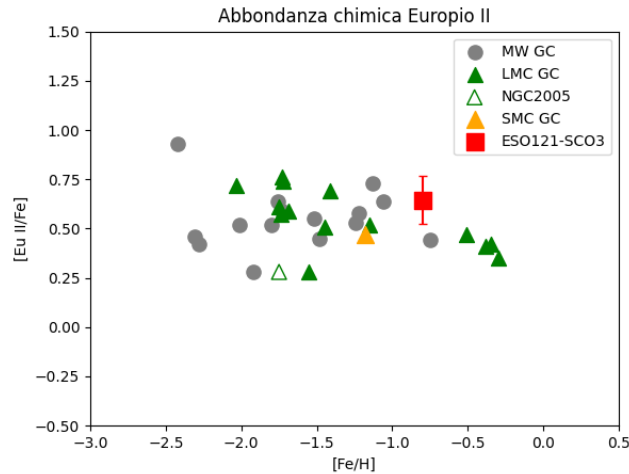


Figura 5.6: Rapporti di abbondanza dell'Europio.



# Capitolo 6

## L'età di ESO 121-SCO3

In questo capitolo verrà discusso il metodo adottato per ottenere una nuova stima dell'età, confrontandola con il range di età dell'ammasso ottenuta in precedenza da Mackey et al.(2006): 8.3 – 9.8 Gyr. Una volta calibrato il catalogo fotometrico, questo verrà confrontato con isocrone di diverse età, fino a trovare quella che descriva al meglio i dati osservati.

### 6.1 Calibrazione

Il catalogo, ottenuto con l'analisi fotometrica descritta in precedenza, deve essere calibrato per poter essere studiato. Calibrare un catalogo significa trasformare le magnitudini strumentali in magnitudini riferite ad un sistema fotometrico scelto, che in questo caso è il sistema *VEGAMAG*, per cui la magnitudine di Vega è per definizione 0. Per procedere con la calibrazione, è stata applicata alle magnitudini strumentali di ogni filtro la seguente formula:

$$m_{calib} = m_{strum} + 2.5 \log T_{exp} + Z_p - C_{inf} \quad (6.1)$$

dove:

- $m_{strum}$  è la magnitudine strumentale;
- $T_{exp}$  è il tempo di esposizione dell'immagine espresso in secondi;
- $Z_p$  è lo zeropoint fotometrico; la correzione da applicare per riportarsi al sistema fotometrico VEGAMAG. I valori dello zeropoint, specifici per ogni filtro, sono stati calcolati mediante lo Zeropoint Calculator webtool di HST;<sup>1</sup>
- $C_{inf}$  è la correzione di apertura all'infinito; si tratta di una correzione che tiene conto dell'effetto della diffusione della luce della stella su più pixel dell'immagine. I valori di  $C_{inf}$  adottati, per ogni filtro, fanno riferimento al lavoro di Sirianni et al.(2005)

In Tabella 6.1 sono elencati i valori del tempo di esposizione, dello Zeropoint fotometrico riferito al sistema VEGAMAG e la correzione di apertura all'infinito.

---

<sup>1</sup><https://www.stsci.edu/hst/instrumentation/acs/data-analysis/zeropoints>

<i>Filtro</i>	$T_{exp}$	$Z_p$	$C_{inf}$
<i>F435W</i>	90	25.789	0.107
<i>F606W</i>	10	26.415	0.088
F814W	8	25.517	0.087

Tabella 6.1: Tempi di espizione, Zeropoint fotometrico e correzioni di apertura all'infinito relativo ad ogni filtro.

Una volta calibrato il catalogo è possibile generare il diagramma colore-magnitudine di ESO 121-SCO3, mostrato in Fig.6.1, plottando la magnitudine osservata espressa nel filtro F606W con l'indice di colore F606W-F814W.

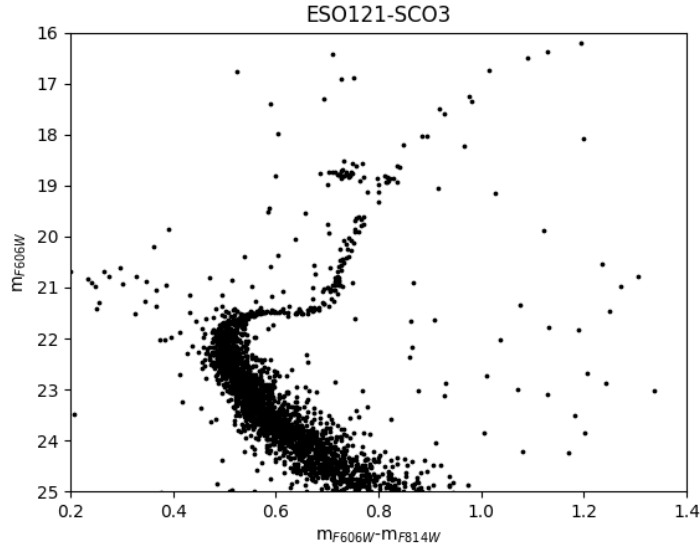


Figura 6.1: Diagramma colore-magnitudine relativo all'ammasso globulare ESO 121-SCO3.

## 6.2 Confronto con le isocrone

Al fine di effettuare una stima dell'età dell'ammasso è necessario confrontare il CMD con un set di isocrone teoriche. Con *isocrona* si intende una curva del diagramma HR che collega punti coevi appartenenti a tracce di stelle di diversa massa; si tratta, proprio, di un'istantanea della popolazione stellare in esame. I parametri che definiscono un'isocrona sono l'età, la metallicità e la composizione chimica, perciò, le isocrone teoriche, ottenute dal database BaSTI<sup>1</sup> (Hidalgo et al., 2018), sono state scelte assumendo la metallicità caratteristica di ESO 121-SCO3 ( $Fe/H=-0.8$ ), ottenuta dall'analisi chimica precedente, e assumendo una composizione chimica solar-scaled ( $[\alpha/Fe]=0$ ). Per poter derivare l'età dell'ammasso, è stato selezionato

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

un set di isocrone con età compresa fra gli 8 e i 10 Gyr. Le isocrone ottenute sono espresse in magnitudini assolute, quindi, è necessario includere gli effetti dovuti al reddening e al modulo di distanza, al fine di effettuare confronti consistenti con il CMD. L'operazione da effettuare sulle magnitudini delle isocrone è data dalla seguente formula:

$$m_\lambda = M_\lambda + (m - M)_0 + A_\lambda \quad (6.2)$$

dove:

- $m_\lambda$  è la magnitudine apparente;
- $M_\lambda$  la magnitudine assoluta;
- $(m-M)_0$  è il modulo di distanza;
- $A_\lambda$  è il coefficiente di estinzione, specifico per ogni filtro.

Il modulo di distanza adottato,  $(m-M)_0=18.11$ , fa riferimento al lavoro di Mackey et al. (2006), mentre i coefficienti di estinzione sono quelli specifici per ACS: 2.62 per il filtro F606W e 1.85 per il filtro F814W.

In Figura 6.2 sono riportate le tre isocrone di 8, 9 e 10 Gyr, sovrapposte al diagramma colore-magnitudine dell'ammasso. Ciò che si evince è che l'isocrona che descrive al meglio i dati osservati ha un'età intermedia fra i 9 e i 10 Gyr, assumendo, così, un'età dell'ammasso di  $\sim 9.5 \pm 0.5$  Gyr, compatibile con il range di età ottenuto da studi precedenti. È importante notare che lo studio di Mackey et al. (2006) non disponeva di informazioni dirette sulla composizione chimica dell'ammasso, quindi  $[Fe/H]$  e  $[\alpha/Fe]$  sono stati trattati come parametri liberi, aumentando l'incertezza della stima dell'età. Questa è la prima stima di età che si basa sulla composizione chimica misurata dell'ammasso.

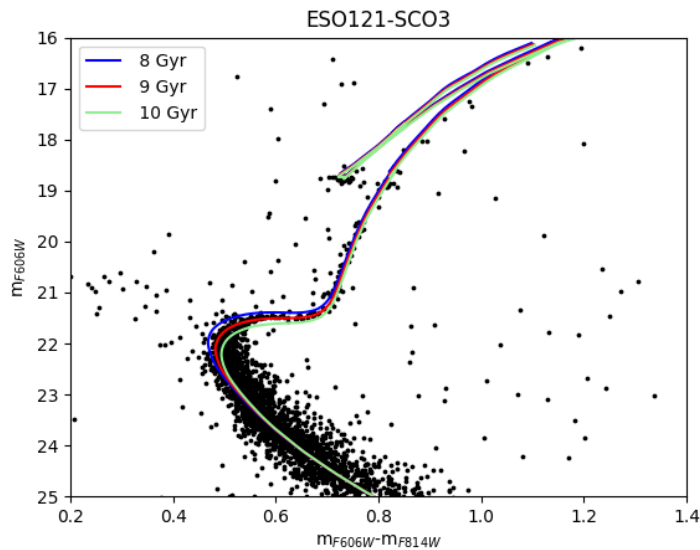


Figura 6.2: Diagramma colore-magnitudine relativo all'ammasso globulare ESO 121-SCO3, con sovrapposte tre isocrone di età 8,9 e 10 Gyr di metallicità  $[Fe/H]=-0.8$

# Capitolo 7

## Conclusioni

ESO 121-SCO3 è uno dei pochi ammassi a popolare la cosiddetta *age gap*, un intervallo di età compreso fra i 4 e i 10 Gyr in cui la LMC è quasi priva di ammassi globulari. È stata ipotizzata un'origine dell'ammasso *ex-situ*, probabilmente nella SMC, per poi essere accresciuto dalla LMC tramite le periodiche interazioni che hanno caratterizzato l'evoluzione delle due galassie (Massana et al., 2022). Per cercare di comprendere l'origine di questo sistema, è stata effettuata, per la prima volta, un'analisi chimica dettagliata dei principali gruppi di elementi chimici per le stelle M167 e M313 dell'ammasso, utilizzando spettri ad alta risoluzione ottenuti da osservazioni UVES del VLT. Utilizzando le informazioni spettroscopiche di  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $[\alpha/\text{Fe}]$  è stata stimata l'età dell'ammasso utilizzando dati ottici da osservazioni HST.

Di seguito sono riportati i principali risultati ottenuti in questo studio:

- Dai dati spettroscopici a disposizione è stato possibile ottenere una nuova stima di metallicità, che risulta coerente con i valori presenti in letteratura,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.79 \pm 0.01$ . Sfruttando la conoscenza della metallicità e della composizione chimica, è stata effettuata una nuova stima dell'età: il diagramma colore-magnitudine ottenuto dai dati fotometrici è stato confrontato con diverse isocrone teoriche di età compresa fra gli 8 e i 10 Gyr. Ciò che emerge è un'età di ESO 121-SCO3 di  $9.5 \pm 0.5$  Gyr, in accordo con la stima di età riportata in precedenza da Mackey et al. (2006). Quest'ultima informazione permette di confrontare la posizione dell'ammasso nella relazione età-metallicità con i GCs della LMC e della SMC rispetto ai modelli teorici di Pagel e Tautvaisiene (1998). Dal grafico in Fig.7.1 è possibile notare come i modelli teorici per queste due galassie siano in accordo con le osservazioni, sia per la LMC, che per la SMC. Si evidenzia un'evoluzione comune delle due galassie nei primi due miliardi di anni, seguita da due evoluzioni distinte. La metallicità della SMC rimane circa costante ad un valore di  $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.3$ , mentre nella LMC, aumenta nel tempo, per poi crescere drasticamente negli ultimi 2 Gyr a causa di interazioni recenti con la SMC che hanno causato nuovi burst di formazione stellare. La posizione di ESO 121-SCO3 suggerisce che il progenitore dell'ammasso sia la LMC, supportata dal fatto che non esiste un meccanismo noto che possa spiegare come la SMC abbia potuto generare ammassi con elevate metallicità in regioni metal-poor.

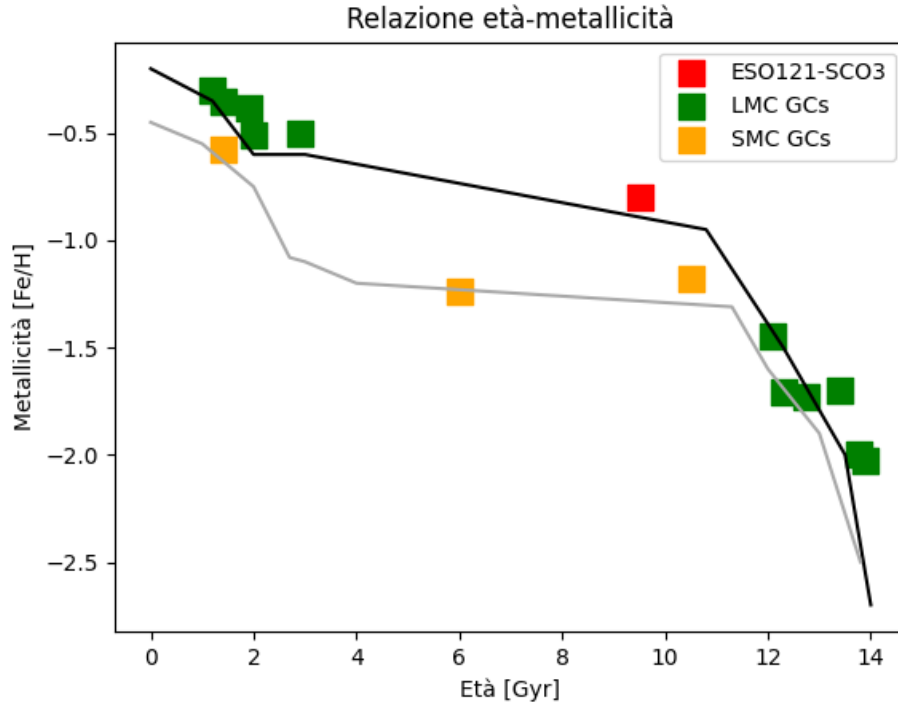


Figura 7.1: Relazione età-metallicità per gli ammassi di SMC (quadrati gialli, Mucciarelli et al., 2023), di LMC (quadrati verdi, Song et al., 2021; Mucciarelli et al., 2008) e per ESO 121-SCO3 (quadrato rosso), in confronto con i modelli teorici età-metallicità di Pagel e Tautvaisiene (1998): la curva nera si riferisce al modello relativo alla LMC, mentre la curva grigia alla SMC.

- I rapporti di abbondanza misurati suggeriscono che ESO 121-SCO3 sia nato da un mezzo già arricchito da SNe Ia, in accordo con gli ammassi vecchi più metal-rich di LMC e con NGC 121 della SMC. Ciò è dimostrato soprattutto dai bassi valori  $[\alpha/\text{Fe}]$  che caratterizzano l'ammasso. Inoltre, per quasi tutti gli elementi misurati, ESO 121-SCO3 sembra seguire la sequenza descritta dagli ammassi vecchi (più metal-poor di ESO 121-SCO3) e giovani (più metal-rich di ESO 121-SCO3) di LMC, indicando che l'evoluzione chimica di questo ammasso è stata coerente con quella di LMC. Al contrario, ESO 121-SCO3 è significativamente più metal-rich anche di ammassi più giovani di SMC, indicando un'evoluzione chimica differente rispetto a questa galassia. Questi risultati portano alla conclusione che ESO 121-SCO3 si sia originato nella LMC e che non sia un ammasso accresciuto, nato nella SMC o in altri sistemi.

Le cause della presenza dell'*age gap* nella LMC sono ancora oggetto di discussione. Attualmente, i dati fotometrici a disposizione per gli altri tre ammassi dell'*age gap* non offrono un quadro completo per esaminarne l'origine. Un'analisi spettroscopica di questi ammassi, combinata a dati fotometrici più dettagliati, potrebbe rivelarsi cruciale nel fornire importanti informazioni sulla storia evolutiva della LMC.



# Bibliografia

- Abbott, B. P., Abbott, R., Abbott, T. D., Acernese, F., Ackley, K., Adams, C., Adams, T., Addesso, P., Adhikari, R. X., Adya, V. B., Affeldt, C., Afrough, M., Agarwal, B., Agathos, M., Agatsuma, K., Aggarwal, N., & Aguiar, O. D. (2017). On the Progenitor of Binary Neutron Star Merger GW170817. *The Astrophysical Journal Letters*, 850(2), L40. <https://doi.org/10.3847/2041-8213/aa93fc>
- Bekki, K., & Chiba, M. (2005). Formation and evolution of the Magellanic Clouds - I. Origin of structural, kinematic and chemical properties of the Large Magellanic Cloud. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 356(2), 680–702. <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.08510.x>
- Bekki, K., & Chiba, M. (2007). Dynamical Influences of the Last Magellanic Interaction on the Magellanic Clouds. *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 24(1), 21–29. <https://doi.org/10.1071/as06023>
- Bekki, K., Couch, W. J., Beasley, M. A., Forbes, D. A., Chiba, M., & Costa, G. S. D. (2004). Explaining the Mysterious Age Gap of Globular Clusters in the Large Magellanic Cloud. *The Astrophysical Journal*, 610(2), L93. <https://doi.org/10.1086/423372>
- Bica, E., Geisler, D., Dottori, H., Clariá, J. J., Piatti, A. E., & João F. C. Santos, J. (1998). Ages and Metallicities of Star Clusters and Surrounding Fields in the Outer Disk of the Large Magellanic Cloud. *The Astronomical Journal*, 116(2), 723. <https://doi.org/10.1086/300448>
- Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., & Hoyle, F. (1957). Synthesis of the Elements in Stars. *Rev. Mod. Phys.*, 29, 547–650. <https://doi.org/10.1103/RevModPhys.29.547>
- Busso, M., Gallino, R., & Wasserburg, G. J. (1999). Nucleosynthesis in Asymptotic Giant Branch Stars: Relevance for Galactic Enrichment and Solar System Formation. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 37(1), 239–309. <https://doi.org/10.1146/annurev.astro.37.1.239>
- Carpintero, D. D., Gomez, F. A., & Piatti, A. E. (2013). On a possible origin for the lack of old star clusters in the small Magellanic cloud., 435, L63–L67. <https://doi.org/10.1093/mnrasl/slt096>

- Carrera, R., Gallart, C., Hardy, E., Aparicio, A., & Zinn, R. (2008). THE CHEMICAL ENRICHMENT HISTORY OF THE LARGE MAGELLANIC CLOUD. *The Astronomical Journal*, 135(3), 836. <https://doi.org/10.1088/0004-6256/135/3/836>
- Castelli, F., & Kurucz, R. L. (2003). New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres. In N. Piskunov, W. W. Weiss & D. F. Gray (Cur.), *Modelling of Stellar Atmospheres* (A20). <https://doi.org/10.48550/arXiv.astro-ph/0405087>
- Cole, A. A., Tolstoy, E., III, J. S. G., & Smecker-Hane, T. A. (2005). Spectroscopy of Red Giants in the Large Magellanic Cloud Bar: Abundances, Kinematics, and the Age-Metallicity Relation. *The Astronomical Journal*, 129(3), 1465. <https://doi.org/10.1086/428007>
- Cristallo, S., Cognata, M. L., Massimi, C., Best, A., Palmerini, S., Straniero, O., Trippella, O., Busso, M., Ciani, G. F., Mingrone, F., Piersanti, L., & Vescovi, D. (2018). The Importance of the  $^{13}\text{C}(n)^{16}\text{O}$  Reaction in Asymptotic Giant Branch Stars. *The Astrophysical Journal*, 859(2), 105. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/aac177>
- de Grijs, R., & Bono, G. (2014). CLUSTERING OF LOCAL GROUP DISTANCES: PUBLICATION BIAS OR CORRELATED MEASUREMENTS? II. M31 AND BEYOND. *The Astronomical Journal*, 148(1), 17. <https://doi.org/10.1088/0004-6256/148/1/17>
- Dekker, H., D’Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., & Kotzlowski, H. (2000). Design, construction, and performance of UVES, the echelle spectrograph for the UT2 Kueyen Telescope at the ESO Paranal Observatory. In M. Iye & A. F. Moorwood (Cur.), *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors* (pp. 534–545). <https://doi.org/10.1117/12.395512>
- de Laverny, P., Abia, C., Domínguez, I., Plez, B., Straniero, O., Wahlin, R., Eriksson, K., & Jørgensen, U. G. (2006). Chemical analysis of carbon stars in the Local Group. *Astronomy & Astrophysics*, 446(3), 1107–1118. <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20053423>
- der Swaelmen, M. V., Hill, V., Primas, F., & Cole, A. A. (2013). Chemical abundances in LMC stellar populations. *Astronomy & Astrophysics*, 560, A44. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201321109>
- Dirsch, B., Richtler, T., Gieren, W. P., & Hilker, M. (2000). Age and metallicity for six LMC clusters and their surrounding field population.
- Gallino, R., Arlandini, C., Busso, M., Lugaro, M., Travaglio, C., Straniero, O., Chieffi, A., & Limongi, M. (1998). Evolution and Nucleosynthesis in Low-Mass Asymptotic Giant Branch Stars. II. Neutron Capture and the s-Process. *The Astrophysical Journal*, 497(1), 388. <https://doi.org/10.1086/305437>
- Gatto, M., Ripepi, V., Bellazzini, M., Tosi, M., Tortora, C., Cignoni, M., Dall’Ora, M., Cioni, M.-R. L., Cusano, F., Longo, G., Marconi, M., Musella, I., Schi-



- pani, P., & Spavone, M. (2022). KMHK 1762: Another star cluster in the Large Magellanic Cloud age gap. *Astronomy & Astrophysics*, *664*, L12. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202243993>
- Geisler, D., Bica, E., Dottori, H., Claria, J. J., Piatti, A. E., & Joao F. C., J. S. (1997). A Search for Old Star Clusters in the Large Magellanic Cloud. *The Astronomical Journal*, *114*, 1920. <https://doi.org/10.1086/118614>
- Hammer, F., Yang, Y. B., Flores, H., Puech, M., & Fouquet, S. (2015). THE MAGELLANIC STREAM SYSTEM. I. RAM-PRESSURE TAILS AND THE RELICS OF THE COLLISION BETWEEN THE MAGELLANIC CLOUDS. *The Astrophysical Journal*, *813*(2), 110. <https://doi.org/10.1088/0004-637X/813/2/110>
- Hidalgo, S. L., Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., Mucciarelli, A., Savino, A., Aparicio, A., Aguirre, V. S., & Verma, K. (2018). The Updated BASTI Stellar Evolution Models and Isochrones. I. Solar-scaled Calculations. *The Astrophysical Journal*, *856*(2), 125. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/aab158>
- Hill, V., François, P., Spite, M., Primas, F., & Spite, F. ((2000)). Age-metallicity relation and Chemical evolution of the LMC from UVES spectra of Globular Cluster giants. *Astronomy and Astrophysics*, *364*.
- Jensen, J., Mould, J., & Reid, N. (1988). The Continuity of Cluster Formation in the Large Magellanic Cloud., *67*, 77. <https://doi.org/10.1086/191266>
- Johnson, J. A., Ivans, I. I., & Stetson, P. B. (2006). Chemical Compositions of Red Giant Stars in Old Large Magellanic Cloud Globular Clusters. *The Astrophysical Journal*, *640*(2), 801–822. <https://doi.org/10.1086/498882>
- Kobayashi, C., Karakas, A. I., & Lugaro, M. (2020). The Origin of Elements from Carbon to Uranium., *900*(2), **jourarticle** 179, 179. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/abae65>
- Kurucz, R. L. (2005). ATLAS12, SYNTHÉ, ATLAS9, WIDTH9, et cetera. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, *8*, 14.
- Leung, S.-C., & Nomoto, K. (2018). Explosive Nucleosynthesis in Near-Chandrasekhar-mass White Dwarf Models for Type Ia Supernovae: Dependence on Model Parameters., *861*(2), **jourarticle** 143, 143. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/aac2df>
- Mackey, A. D., Payne, M. J., & Gilmore, G. F. ((2006)). Photometry of Magellanic Cloud clusters with the Advanced Camera for Surveys - II. The unique LMC cluster ESO 121-SC03. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, *369*(2), 921–932. <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.10342.x>
- Massana, P., Ruiz-Lara, T., Noël, N. E. D., Gallart, C., Nidever, D. L., Choi, Y., Sawkowska, J. D., Besla, G., Olsen, K. A. G., Monelli, M., Dorta, A., Stringfellow, G. S., Cassisi, S., Bernard, E. J., Zaritsky, D., Cioni, M.-R. L., Monachesi,

- A., van der Marel, R. P., de Boer, T. J. L., & Walker, A. R. (2022). The synchronized dance of the magellanic clouds' star formation history. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 513(1), L40–L45. <https://doi.org/10.1093/mnras/slac030>
- Mateo, M., Hodge, P., & Schommer, R. A. (1986a). CCD Photometry of Large Magellanic Cloud Clusters. III. The Unique, Remote Cluster ESO 121-SC03., 311, 113. <https://doi.org/10.1086/164757>
- Mateo, M., Hodge, P., & Schommer, R. A. (1986b). CCD Photometry of Large Magellanic Cloud Clusters. III. The Unique, Remote Cluster ESO 121-SC03., 311, 113. <https://doi.org/10.1086/164757>
- Matteucci, F., & Greggio, L. (1986). Relative roles of type I and II supernovae in the chemical enrichment of the interstellar gas., 154(1-2), 279–287.
- Minelli, A., Mucciarelli, A., Romano, D., Bellazzini, M., Origlia, L., & Ferraro, F. R. ((2021)). A Homogeneous Comparison between the Chemical Composition of the Large Magellanic Cloud and the Sagittarius Dwarf Galaxy\*. *The Astrophysical Journal*, 910(2), 114. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/abe3f9>
- Mucciarelli, A. (2013). 4DAO Cookbook.
- Mucciarelli, A., & Bonifacio, P. (2020). Facing problems in the determination of stellar temperatures and gravities: Galactic globular clusters., 640, **jourarticle** A87, A87. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202037703>
- Mucciarelli, A., Massari, D., Minelli, A., Romano, D., Bellazzini, M., Ferraro, F. R., Matteucci, F., & Origlia, L. (2021a). A relic from a past merger event in the Large Magellanic Cloud.
- Mucciarelli, A., Massari, D., Minelli, A., Romano, D., Bellazzini, M., Ferraro, F. R., Matteucci, F., & Origlia, L. (2021b). A relic from a past merger event in the Large Magellanic Cloud. *Nature Astronomy*, 5, 1247–1254. <https://doi.org/10.1038/s41550-021-01493-y>
- Mucciarelli, A., Minelli, A., Bellazzini, M., Lardo, C., Romano, D., Origlia, L., & Ferraro, F. R. (2023). The chemical DNA of the Magellanic Clouds. *Astronomy & Astrophysics*, 671, A124. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202245133>
- Mucciarelli, A., Minelli, A., Lardo, C., Massari, D., Bellazzini, M., Romano, D., Origlia, L., & Ferraro, F. R. (2023). The chemical DNA of the Magellanic Clouds –II. High-resolution spectroscopy of the SMC globular clusters NGC 121, NGC 339 and NGC 419.
- Mucciarelli, A., Carretta, E., Origlia, L., & Ferraro, F. R. (2008). THE CHEMICAL COMPOSITION OF RED GIANT STARS IN FOUR INTERMEDIATE-AGE CLUSTERS OF THE LARGE MAGELLANIC CLOUD. *The Astro-*

- nomical Journal*, 136(1), 375–388. <https://doi.org/10.1088/0004-6256/136/1/375>
- Mucciarelli, A., Pancino, E., Lovisi, L., Ferraro, F. R., & Lapenna, E. (2013). GALA: AN AUTOMATIC TOOL FOR THE ABUNDANCE ANALYSIS OF STELLAR SPECTRA. *The Astrophysical Journal*, 766(2), 78. <https://doi.org/10.1088/0004-637x/766/2/78>
- Narloch, W., Pietrzyński, G., Gieren, W., Piatti, A. E., Górski, M., Karczmarek, P., Graczyk, D., Suchomska, K., Zgirski, B., Wielgórski, P., Pilecki, B., Taormina, M., Kaluszyński, M., Pych, W., Hajdu, G. & Rojas Garcia, G. (2021). Metallicities and ages for 35 star clusters and their surrounding fields in the Small Magellanic Cloud. *A&A*, 647, A135. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039623>
- Nidever, D. L., Hasselquist, S., Hayes, C. R., Hawkins, K., Povick, J., Majewski, S. R., Smith, V. V., Anguiano, B., Stringfellow, G. S., Sobeck, J. S., Cunha, K., Beers, T. C., Bestenlehner, J. M., Cohen, R. E., Garcia-Hernandez, D. A., Jönsson, H., Nitschelm, C., Shetrone, M., Lacerna, I., . . . Rosado, M. (2020). The Lazy Giants: APOGEE Abundances Reveal Low Star Formation Efficiencies in the Magellanic Clouds. *The Astrophysical Journal*, 895(2), 88. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab7305>
- Nishimura, N., Takiwaki, T., & Thielemann, F.-K. (2015). THE r-PROCESS NUCLEOSYNTHESIS IN THE VARIOUS JET-LIKE EXPLOSIONS OF MAGNETOROTATIONAL CORE-COLLAPSE SUPERNOVAE. *The Astrophysical Journal*, 810(2), 109. <https://doi.org/10.1088/0004-637X/810/2/109>
- Noël, N. E. D., Conn, B. C., Carrera, R., Read, J. I., Rix, H.-W., & Dolphin, A. (2013). THE MAGELLANIC INTER-CLOUD PROJECT (MAGIC). I. EVIDENCE FOR INTERMEDIATE-AGE STELLAR POPULATIONS IN BETWEEN THE MAGELLANIC CLOUDS. *The Astrophysical Journal*, 768(2), 109. <https://doi.org/10.1088/0004-637X/768/2/109>
- Nomoto, K., & Suzuki, T. (2014). Supernova Yields for Chemical Evolution Modeling. In S. Feltzing, G. Zhao, N. A. Walton & P. Whitelock (Cur.), *Setting the scene for Gaia and LAMOST* (pp. 154–166). <https://doi.org/10.1017/S1743921313006327>
- Olszewski, E. W., Schommer, R. A., Suntzeff, N. B., & Harris, H. C. (1991). Spectroscopy of Giants in LMC Clusters. I. Velocities, Abundances, and the Age-Metallicity Relation., 101, 515. <https://doi.org/10.1086/115701>
- Pagal, B. E. J., & Tautvaisiene, G. (1998). Chemical evolution of the Magellanic Clouds: analytical models. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 299(2), 535–544. <https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.1998.01792.x>
- Peñarrubia, J., Gómez, F. A., Besla, G., Erkal, D., & Ma, Y.-Z. (2015). A timing constraint on the (total) mass of the Large Magellanic Cloud. *Monthly Notices*

- of the Royal Astronomical Society: Letters*, 456(1), L54–L58. <https://doi.org/10.1093/mnrasl/slv160>
- Piatti, A. E. (2022). A genuine Large Magellanic Cloud age gap star cluster. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 511(1), L72–L76. <https://doi.org/10.1093/mnrasl/slac010>
- Piatti, A. E., & Geisler, D. (2012). THE AGE–METALLICITY RELATIONSHIP OF THE LARGE MAGELLANIC CLOUD FIELD STAR POPULATION FROM WIDE-FIELD WASHINGTON PHOTOMETRY. *The Astronomical Journal*, 145(1), 17. <https://doi.org/10.1088/0004-6256/145/1/17>
- Pieres, A., Santiago, B., Balbinot, E., Luque, E., Queiroz, A., da Costa, L. N., Maia, M. A. G., Drlica-Wagner, A., Roodman, A., Abbott, T. M. C., Allam, S., Benoit-Lévy, A., Bertin, E., Brooks, D., Buckley-Geer, E., Burke, D. L., Rosell, A. C., Kind, M. C., Carretero, J., ... Walker, A. R. (2016). Physical properties of star clusters in the outer LMC as observed by the DES. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 461(1), 519–541. <https://doi.org/10.1093/mnras/stw1260>
- Pompeia, L., Hill, V., Spite, M., Cole, A., Primas, F., Romaniello, M., Pasquini, L., Cioni, M.-R., & Hane, T. S. (2008). Chemical abundances in LMC stellar populations. *Astronomy & Astrophysics*, 480(2), 379–395. <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20064854>
- Romano, D., Karakas, A. I., Tosi, M., & Matteucci, F. (2010). Quantifying the uncertainties of chemical evolution studies. II. Stellar yields., 522, **journal article** A32, A32. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201014483>
- Schommer, R. A., Suntzeff, N. B., Olszewski, E. W., & Harris, H. C. (1992). Spectroscopy of Giants in LMC Clusters. II Kinematics of the Cluster Sample., 103, 447. <https://doi.org/10.1086/116074>
- Siegel, D. M., Barnes, J., & Metzger, B. D. (2019). Collapsars as a major source of r-process elements., 569(7755), 241–244. <https://doi.org/10.1038/s41586-019-1136-0>
- Sirianni, M., Jee, M. J., Benitez, N., Blakeslee, J. P., Martel, A. R., Meurer, G., Clampin, M., De Marchi, G., Ford, H. C., Gilliland, R., Hartig, G. F., Illingworth, G. D., Mack, J., & McCann, W. J. (2005). The Photometric Performance and Calibration of the Hubble Space Telescope Advanced Camera for Surveys., 117(836), 1049–1112. <https://doi.org/10.1086/444553>
- Song, Y.-Y., Mateo, M., Bailey, J. I., Walker, M. G., Roederer, I. U., Olszewski, E. W., Reiter, M., & Kremin, A. (2021). Dynamical masses and mass-to-light ratios of resolved massive star clusters – II. Results for 26 star clusters in the Magellanic Clouds. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 504(3), 4160–4191. <https://doi.org/10.1093/mnras/stab1065>

- Stetson, P. B., & Pancino, E. (2008). DAOSPEC: An Automatic Code for Measuring Equivalent Widths in High-Resolution Stellar Spectra. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 120(874), 1332–1354. <https://doi.org/10.1086/596126>
- Tinsley, B. M. (1979). Stellar lifetimes and abundance ratios in chemical evolution., 229, 1046–1056. <https://doi.org/10.1086/157039>
- Travaglio, C., Gallino, R., Arnone, E., Cowan, J., Jordan, F., & Sneden, C. (2004). Galactic Evolution of Sr, Y, and Zr: A Multiplicity of Nucleosynthetic Processes. *The Astrophysical Journal*, 601(2), 864. <https://doi.org/10.1086/380507>
- Vassiliadis, E., Dopita, M. A., Bohlin, R. C., Harrington, J. P., Ford, H. C., Meatheringham, S. J., Wood, P. R., Stecher, T. P., & Maran, S. P. (1998). Hubble Space Telescope Observations of Planetary Nebulae in the Magellanic Clouds. VI. Cycles 4 and 5 Ultraviolet Spectroscopy Using the Faint Object Spectrograph. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 114(2), 237. <https://doi.org/10.1086/313071>
- Werchan, F., & Zaritsky, D. (2011). THE STAR CLUSTERS OF THE LARGE MAGELLANIC CLOUD: STRUCTURAL PARAMETERS. *The Astronomical Journal*, 142(2), 48. <https://doi.org/10.1088/0004-6256/142/2/48>