

Dipartimento di Fisica e Astronomia “Augusto Righi”

Corso di Laurea in Fisica

**Studio delle popolazioni stellari nella
Piccola Nube di Magellano con i dati
della missione Gaia**

Relatore:

Prof. Alessio Mucciarelli

Presentata da:

Alessia Ciaccia

Anno Accademico 2024/2025

Sommario

La formazione stellare (SF) è uno dei processi fondamentali per comprendere la distribuzione delle popolazioni stellari e l’evoluzione delle galassie nel tempo. Questo lavoro di tesi si propone di analizzare le popolazioni stellari all’interno della Piccola Nube di Magellano (SMC) utilizzando i dati fotometrici e astrometrici provenienti dalla terza data-release della missione Gaia (EDR3) dell’Agenzia Spaziale Europea (ESA). Entrambe le Nubi di Magellano, in particolare la SMC, offrono un ambiente tuttora ad elevata SF, grazie soprattutto alla presenza di ambienti a bassa metallicità. Per procedere con lo studio è stato inizialmente estratto un catalogo stellare centrato sulla SMC tramite ADQL sul Gaia Archive. Successivamente, i dati ottenuti sono stati elaborati tramite il software TOPCAT che ha permesso la realizzazione dei diagrammi colore-magnitudine (CMD). I CMD sono stati analizzati e confrontati con delle isocrone teoriche a bassa metallicità ottenute dal database BaSti e riportate nei filtri Gaia. Sulla base di tale confronto è stata infine studiata l’età delle popolazioni stellari presenti nella SMC, per poter così osservare le distribuzioni delle zone in cui sono presenti stelle più o meno giovani.

Indice

Introduzione	1
1 La Piccola Nube di Magellano	3
1.1 Struttura, morfologia e cinematica	4
1.2 Formazione e popolazioni stellari	5
1.3 Fasi evolutive stellari	6
2 Strumentazione e raccolta dati	11
2.1 Gaia	11
2.1.1 Sistema fotometrico	13
2.2 TOPCAT	13
2.3 Utilizzo dell'archivio Gaia	14
3 Elaborazione e analisi dati	17
3.1 Analisi preliminare: pulizia del catalogo	17
3.1.1 Analisi tramite moti propri	18
3.1.2 Analisi tramite parallasse	22
3.1.3 Confronto tra i due metodi	23
3.2 Analisi della distribuzione spaziale delle popolazioni stellari	25
4 Applicazione tramite analisi delle popolazioni intermedie	27
4.1 Utilizzo delle isocrone teoriche	27
4.1.1 Correzione delle isocrone	28
4.2 Verifica locale attorno all'ammasso NGC 416	29
4.3 Analisi della distribuzione spaziale delle popolazioni stellari intermedie	30
4.4 Generazione delle mappe di densità e dei contorni per le popolazioni stellari	33
5 Risultati e conclusioni	35
Appendice	37
Bibliografia	41

Introduzione

La Piccola Nube di Magellano (SMC) è un satellite della Via Lattea (MW). Può essere considerato come un laboratorio ideale il cui fine è lo studio delle popolazioni stellari di una galassia che, nel tempo, è stata caratterizzata da una vigorosa formazione stellare (SF) in periodi differenti. Inoltre, essendo la SMC in interazione gravitazionale con due diversi sistemi, precisamente la Grande Nube di Magellano (LMC) e la MW, questa rappresenta un oggetto di grande interesse per lo studio delle condizioni fisiche che permettono di regolamentare la SF in ambienti esterni alla nostra Galassia. In entrambe le galassie Magellaniche le popolazioni stellari mostrano un ampio intervallo di età. Le prime stelle infatti sono state generate simultaneamente all'incremento iniziale di SF nelle altre galassie del Gruppo Locale, le più recenti invece risalgono a pochi *Myr* fa, cosa che evidenza l'intensità di tale SF che tuttora risulta in corso.

Il lavoro di tesi si basa sull'utilizzo dei dati astrometrici e fotometrici forniti dalla terza data-release della missione Gaia (EDR3) dell'Agenzia Spaziale Europea (ESA), il cui obiettivo è quello di studiare le popolazioni stellari della MW e del Gruppo Locale.

Tali dati di Gaia sono stati utilizzati perché rendono possibile la risoluzione delle stelle indagate. Infatti, a causa della distanza lungo la linea di vista, è frequente la sovrapposizione di stelle appartenenti alla SMC e alla MW, ciò rende quindi complesso l'isolamento delle sole stelle effettivamente presenti nella SMC. È possibile ovviare tale problema selezionando a livello cinematico le sole stelle interessate tramite le informazioni sui moti propri. In conclusione, occorre disporre di grandi cataloghi di alta precisione che permettano un censimento accurato delle popolazioni stellari per escludere così eventuali contaminazioni da stelle esterne. Nei capitoli successivi verranno approfonditi i fondamenti teorici alla base del lavoro e l'analisi svolta sui dati, fino a giungere alla discussione dei risultati finali e alle prospettive future. Nello specifico, il lavoro è strutturato come segue:

- i. Fondamenti teorici che costituiscono la base di questo lavoro di tesi.
- ii. Analisi approfondita degli strumenti adottati.
- iii. Attività di raccolta, analisi ed elaborazione dei dati.
- iv. Presentazione dei risultati e delle conclusioni raggiunte.

Capitolo 1

La Piccola Nube di Magellano

L’osservazione dell’Universo locale permette di analizzare il processo di assemblaggio gerarchico delle galassie su ampie scale, offrendo così l’opportunità di studiare numerosi sistemi. Tra questi sistemi vi sono i satelliti delle galassie principali, come il caso della SMC con la MW.

La SMC, mostrata in *Fig. 1.1*, è una galassia nana irregolare, caratterizzata da una ricca presenza di gas ed è il secondo satellite più massiccio della MW dopo la LMC, con una massa totale stimata di $\sim 2 \cdot 10^9 M_\odot$ (Stanimirovic, Staveley-Smith, Jones et al. 2004), mentre la componente di materia oscura, a seconda del modello adottato, può variare tra $7.5 \cdot 10^7 M_\odot$ e $3 \cdot 10^9 M_\odot$ (Bekki e Stainmirovic 2005). Essendo situata ad una distanza di $\sim 60 kpc$ dalla MW (Graczyk 2020), la SMC offre un eccezionale laboratorio naturale per risolvere le singole stelle della galassia. Inoltre, essendo anche la LMC relativamente vicina, $\sim 50 kpc$ (Pietrzyński et al. 2013), le Nubi di Magellano contribuiscono significativamente allo studio di una coppia di galassie nane interagenti. A causa della vicinanza con la LMC e la MW, la morfologia, la dinamica e l’evoluzione della SMC sono estremamente complesse proprio per l’influenza dovuta alle interazioni gravitazionali.



Figura 1.1: Immagine della SMC ripresa dal telescopio VISTA dell’Osservatorio Europeo Australe (ESO).

1.1 Struttura, morfologia e cinematica

Per quanto riguarda la struttura della SMC, essendo stata stimata la sua massa totale inferiore rispetto alla LMC con un rapporto di 1/10 (De Leo 2013), è molto probabile che l'influenza gravitazionale della LMC abbia avuto un ruolo chiave nel modellare la SMC nel tempo (De Leo, Solari e Besio 2020). Recenti studi hanno mostrato che si ha avuto una convoluzione tra SMC e LMC risalente ad almeno 2.8 miliardi di anni fa o potenzialmente anche a circa 3.5 miliardi di anni fa, confermando così la possibilità di tale modellizzazione (Sakowska et al. 2023).

Sicuramente, le questioni relative alla morfologia e alla cinematica sono strettamente correlate alla struttura tridimensionale, all'interazione con le galassie vicine e alle popolazioni stellari presenti. Infatti, è noto da tempo che la morfologia e la cinematica della SMC tracciate da diverse popolazioni stellari mostrano proprietà molto diverse (L. Gardiner e Hatzidimitriou 1992). Indici delle interazioni (Bekki e Chiba 2005) tra la SMC e la LMC, legate gravitazionalmente, sono il *Magellanic Bridge* e il *Magellanic Stream*, in *Fig. 1.2*. Il primo è una struttura di gas debole che collega le due Nubi, evidenza dell'incontro ravvicinato e recente tra le Nubi Magellaniche (Putman et al. 2003). Il secondo è una struttura filamentare di idrogeno neutro che permette di determinare il passaggio delle Nubi a seguito delle interazioni con la MW (Hammer et al. 2015). Contrariamente a quanto atteso, tramite le misure del moto proprio delle Nubi con Hubble Space Telescope, è risultato che queste stanno effettuando il loro primo passaggio intorno alla MW o, al massimo, hanno compiuto un'orbita completa (Besla et al. 2010; Besla 2015).



Figura 1.2: Le Nubi di Magellano collegate da un pallido alone bianco a forma di ponte che rappresenta la distribuzione delle stelle RR Lyrae rilevate con i dati del satellite Gaia.

1.2 Formazione e popolazioni stellari

Essendo una galassia nana irregolare, la SMC mostra delle differenze rispetto alla MW sotto numerosi aspetti. Quelli principali sono che presenta una minor abbondanza di elementi pesanti, come il Fe (Mucciarelli 2023), e un contenuto di polvere significativamente inferiore, di conseguenza un campo di radiazione interstellare più forte (Stanimirovic e Lazarian 2001; Stanimirovic, Staveley-Smith, Dickey et al. 1999). Studi recenti hanno mostrato che le galassie nane in genere hanno un mezzo interstellare (ISM) molto dinamico, derivante principalmente dalla SF e dalle sue conseguenze. Infatti, essendo il campo di radiazione interstellare l'insieme della radiazione elettromagnetica emessa dalle stelle in una determinata regione di spazio, il materiale ISM è soggetto a moti e turbolenze varie che possono provocare degli aumenti di densità locali che a loro volta creano condizioni favorevoli per la SF.



Figura 1.3: Foto firmata Zorzenon, Russiani e Narduzzi che mostra le Nubi di Magellano intorno al Polo Sud.

La storia delle popolazioni della stellari della SMC è fortemente legata alle interazioni tra le tre galassie: SMC, LMC e MW (Massana 2022) in *Fig. 1.3*, tanto che i numerosi episodi di SF nelle storia sono probabilmente il risultato di incontri ravvicinati tra loro. I diagrammi colore-magnitudine (CMD) di diversi campi della SMC (Harris e Zaritsky 2004; Noel 2007; Cicogni 2012; Luri 2021 in *Fig. 1.4*) mostrano una varietà di popolazioni stellari, evidenziando la presenza di stelle più vecchie, $1 - 2Gyr$, osservabili dalla presenza di un ramo gigante rosso (RGB) più pronunciato. Altre invece più giovani, derivanti dalla sequenza del Blue Loop.

Dunque, il quadro attuale della SF della SMC è che questa si sia formata in isolamento circa 13 miliardi di anni fa e abbia avuto un periodo prolungato di bassa formazione fino a circa 3 – 4 miliardi di anni fa. In questo periodo, come già anticipato nel capitolo precedente, la SMC è entrata probabilmente in interazione con la LMC, legandosi gravitazionalmente in un sistema binario. Tale scontro ha così permesso l'innesto di vigorosi scatti di SF in entrambe le galassie (Bekki e Chiba 2005; Massana 2022) che hanno così originato la maggior parte delle stelle che oggi riusciamo ad osservare.

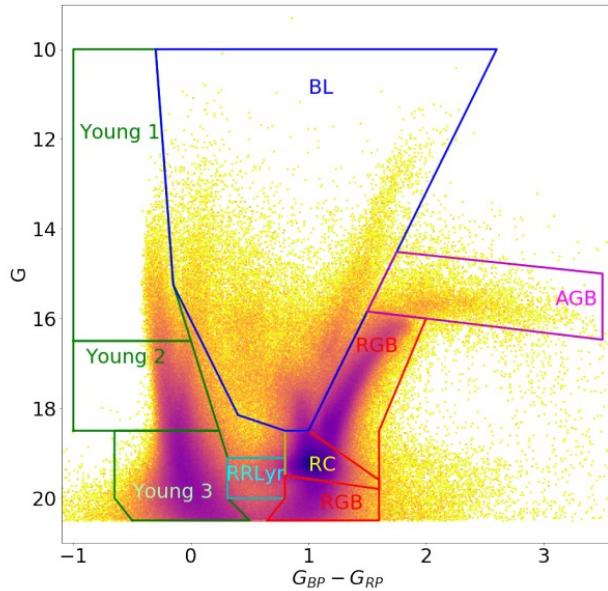


Figura 1.4: Esempio del CMD della SMC presente nel paper *"Gaia Early Data Release 3"* di Luri (Luri 2021).

1.3 Fasi evolutive stellari

Essendo le popolazioni stellari della SMC risolte, è possibile osservare le fasi della teoria dell'evoluzione stellare tramite il diagramma di Hertzsprung-Russel (HR) e la distribuzione delle stelle osservate nel CMD.

In un diagramma HR ogni stella viene posizionata in base ai suoi valori di temperatura superficiale e luminosità in doppia scala logaritmica, dunque con il trascorrere il tempo la stella procederà con la sua evoluzione variando i parametri in termini di struttura fisica e composizione chimica, modificando anche la sua posizione in tale diagramma. Si avrà quindi la *traccia evolutiva*, ovvero l'insieme dei punti sul diagramma HR che la stella ha percorso nella sua vita.

Il corrispettivo osservativo del diagramma HR è il CMD dove ogni stella viene definita da un colore e una magnitudine, corrispondenti alla temperatura superficiale e alla luminosità. Nello specifico, il colore lungo l'asse delle ascisse viene espresso in termini di differenza di magnitudini delle due bande fotometriche in cui si conducono le osservazioni, mentre la magnitudine è espressa lungo le ordinate. Le posizioni di stelle con la stessa età per una data metallicità sono rappresentate da delle isocroni, ovvero delle curve teoriche tracciabili nel CMD. In *Fig. 1.5* è riportato un esempio di CMD riferito all'ammasso globulare galattico NGC 416 (Glatt 1997). Segue un elenco delle principali fasi dell'evoluzione stellare, mostrate in *Fig. 1.6*.

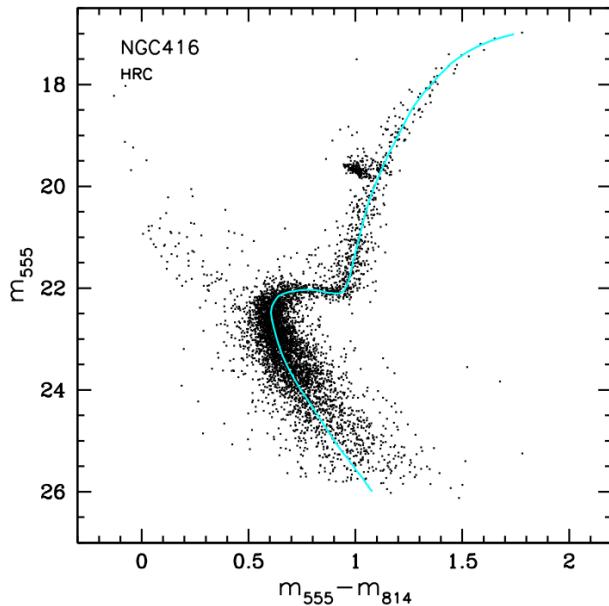


Figura 1.5: CMD della regione centrale di NGC 416 ottenuta tramite l’impiego dell’*High Resolution Camera* (HRC).

Sequenza principale (MS)

La *Main Sequence* (MS) è la fase principale dell’evoluzione stellare, costituita dalle stelle che stanno bruciando idrogeno in elio tramite le reazioni di fusione nucleare, per cui hanno una temperatura nel nucleo $\sim 10^7 K$. Tale temperatura permette l’innesto dei meccanismi di bruciamento dell’idrogeno, che sono differenti a seconda della massa della stella (M). Nel caso di $M < 1.2 M_\odot$ si utilizza la catena protone-protone (pp), mentre per quelle con $M > 1.2 M_\odot$ si ha il ciclo CNO. In generale, la massa minima per le stelle affinché si raggiunga la temperatura di soglia è $M \sim 0.08 M_\odot$. La posizione iniziale e la permanenza delle stelle nella MS dipende dalla massa, infatti, stelle più massicce bruciano più in fretta l’idrogeno e quindi evolvono più velocemente verso le fasi successive post-MS. Il punto in cui le stelle escono dalla MS corrisponde al punto di *Turn-Off* (TO).

Ramo delle Sotto-Giganti (SGB)

Quando viene terminato l’idrogeno nel nucleo si perde l’equilibrio derivante dal bilanciamento tra la forza di collaudo gravitazionale e quella di espansione dovuta alle reazioni nucleari interne. Si ha quindi una fase di contrazione della stella che causa l’aumento della sua temperatura interna fino al raggiungimento della temperatura di soglia per l’innesto della fusione dell’elio nel nucleo, $\sim 10^8 K$, e dell’idrogeno in un guscio spesso degli strati adiacenti. Tale fase è chiamata in generale *Subgiant Branch* (SGB), ma per le stelle più massicce viene chiamata *Hertzsprung Gap* perché molto veloce. La SGB è caratterizzata da un mantenimento costante di luminosità con conseguente diminuzione della temperatura superficiale per la legge di Stefan-Boltzmann.

Ramo delle Giganti Rosse (RGB)

Segue la sequenza *Red Giant Branch* (RGB), caratterizzata dalla fusione dell'idrogeno in un guscio sottile negli strati adiacenti al nucleo che continua a depositare elio nello stesso. La stella quindi si muove in modo parallelo rispetto alla sequenza di Hayashi (*appendice 1*), aumentando la luminosità e il raggio, e causando così una diminuzione della temperatura superficiale. Le stelle con $M < 2.2 M_{\odot}$ a causa dell'elevata densità hanno un nucleo degenero che, per l'instabilità termica, porta all'innesto dell'elio nel nucleo in un regime semi-esplosivo detto He-flash che rimuove la degenerazione e porta il nucleo a $M \sim 0.5 M_{\odot}$. Le stelle con $M > 2.2 M_{\odot}$ non raggiungono la degenerazione e rimangono sempre in un ambiente termoregolato.

Ramo Orizzontale (HB)

L'*Horizontal Branch* (HB) è la fase con combustione stabile di elio nel nucleo tramite il processo 3α con annessa combustione di idrogeno nella shell adiacente. Nel CMD le stelle con massa minore, ovvero quelle che hanno sperimentato l'He-flash, avranno una temperatura superficiale più elevata e occuperanno quindi la parte più blu del ramo orizzontale. Per quelle con massa maggiore si avrà invece l'inverso, per cui si posizioneranno nella parte più rossa detta *Red Clump*. Tali stelle descrivono un percorso sul CMD detto *Blue Loop*, spostandosi prima verso alte temperature e poi verso la traccia di Hayashi.

Ramo Asintotico delle Giganti (AGB)

Si ha quindi una sequenza evolutiva avanzata, l'*Asymptotic Giant Branch* (AGB), dove le stelle hanno un nucleo stabile di carbonio e ossigeno, mentre bruciano idrogeno ed elio in modo alternato in una doppia shell. Le stelle percorrono una traccia parallela all'RGB subendo dei pulsi termici, cioè delle espansioni e contrazioni degli strati esterni che rendono instabile la struttura.

Fasi finali

Le fasi finali dell'evoluzione stellare sono fortemente dipendenti dalla massa iniziale della stella. Le stelle con $M < 8 M_{\odot}$ non raggiungono la temperatura necessaria ad innescare la combustione degli elementi più pesanti nel nucleo. A causa del procedere dell'espansione della struttura, gli stati più esterni sono sempre meno legati al nucleo e avvengono così rilevanti perdite di massa. Tale processo continua finché non si giunge ad una perdita totale dell'inviluppo nel mezzo interstellare, lasciando così raffreddarsi il nucleo che origina una nana bianca di carbonio e ossigeno. Le stelle con $M > 8 M_{\odot}$, invece, riescono a innescare le reazioni di fusione degli elementi nel nucleo via via sempre più pesanti fino a quelli del ferro. A questo punto le reazioni termonucleari terminano e, a causa della pressione degli elettroni degeneri del nucleo di ferro, si ha l'esplosione di una supernova di tipo *Core Collapse*. Questa lascia come residuo una stella di neutroni se la massa iniziale $M < 24 M_{\odot}$, altrimenti un buco nero.

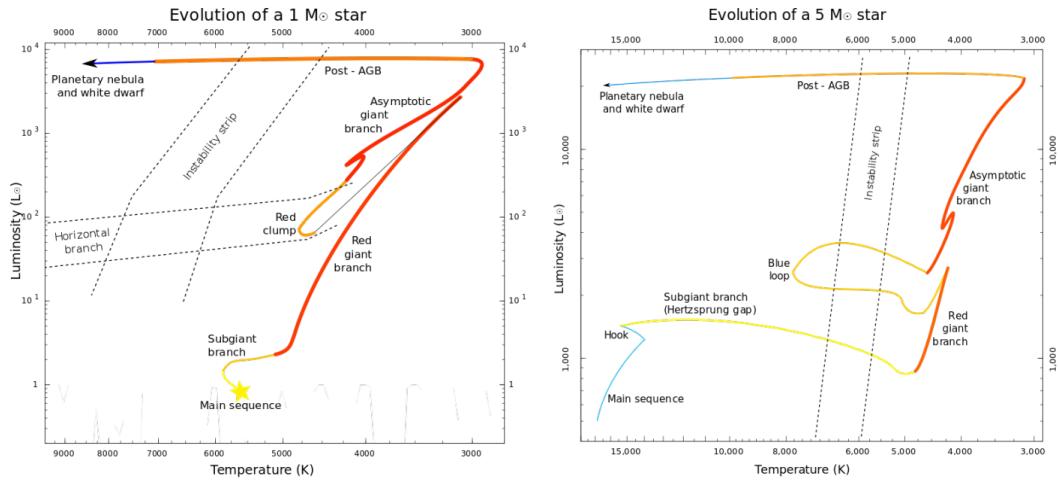


Figura 1.6: Traccia evolutiva di una stella di $1 M_{\odot}$ (a sinistra) e di $5 M_{\odot}$ (a destra).

Capitolo 2

Strumentazione e raccolta dati

2.1 Gaia

La Global Astrometric Interferometer for Astrophysics (Gaia, A. Brown 2016) è una missione spaziale dell’Agenzia Spaziale Europea (ESA) il cui fine è di ottenere informazioni astrometriche, fotometriche e spettroscopiche, riguardanti all’incirca un miliardo di stelle presenti nella nostra galassia e nel Gruppo Locale, tramite l’impiego dell’omonimo satellite, in *Fig. 2.1*.

Gaia non è stata la prima missione spaziale astrometrica, nel 1989 l’ESA ha infatti lanciato Hipparcos (*HIpgh Precision PARallax COLlecting Satellite*) che ha avuto come risultato un catalogo primario di circa 120 mila stelle e un catalogo secondario di oltre 2 milioni di stelle, ma con una precisione inferiore rispetto alle misure di Gaia (Perryman 1997). La Early Data Release 3 (Gaia EDR3) è la più recente release del catalogo Gaia ed è stata rilasciata il 3 Dicembre 2023 (A. G. A. Brown 2020).



Figura 2.1: Visione artistica del satellite Gaia (Crediti: ESA/ATG medialab, background image: ESO/S. Brunier).

Nello specifico, la missione vede come obiettivi:

- i) Misurazione delle popolazioni di circa un miliardo di stelle nella MW e in altre galassie del Gruppo Locale, con una precisione che arriva fino a 24 micronanosecondi.
- ii) Esecuzione delle misurazioni fotometriche e spettrali degli oggetti.
- iii) Derivazioni delle velocità spaziali delle stelle tramite distanze e moti stellari.
- iv) Costruzione di una mappa strutturale tridimensionale della MW.
- v) Misurazione delle distanze di parallasse e moti propri degli oggetti.

Altre caratteristiche di Gaia sono invece elencate in *Fig. 2.2*. Lo spacecraft Gaia è composto da tre moduli funzionali: payload module, mechanical service module ed electrical service module, utilizzati rispettivamente per raccogliere dati astronomici, garantire l'integrità fisica e per gestire l'energia. Inoltre, trasporta un unico strumento integrato che comprende le sue tre funzioni principali di astrometria, fotometria e spettrometria che utilizzano due telescopi comuni e un piano focale condiviso.

FAST FACTS		GAIA
Launch date:	19 December 2013, 09:12 UTC	
Mission end:	nominal mission end after 5 years of operation (July 2019); mission extended to 31 December 2025 (subject to a mid-term review in 2022)	
Launch vehicle:	Soyuz-Fregat	
Launch mass:	2030 kg, including 710 kg of payload, a 920 kg service module, 400 kg of propellant	
Mission phase:	Operations	
Orbit:	Lissajous-type orbit around L2	
Instruments:	Astro (2 identical telescopes and imaging system); BP/RP (Blue and Red Photometers) and RVS (Radial-Velocity Spectrometer)	
Partnerships:	Gaia is a fully European mission designed, built, and operated by ESA. The Gaia Data Processing and Analysis Consortium (DPAC) are responsible for processing the raw data, which will be published in Gaia catalogue.	

Figura 2.2: Informazioni sulla missione Gaia e sulla tipologia di strumentazione adottata.

La calibrazione della maggior parte degli effetti strumentali in Gaia si basa quasi esclusivamente sui dati interni, grazie all'elevata precisione delle misure fotometriche. Inoltre, l'elaborazione ciclica dei dati garantisce che ogni nuova release sia più accurata e completa della precedente. In linea teorica, se si conosce con precisione la distribuzione spettrale dell'energia (SED) di un gran numero di stelle, è possibile confrontare la fotometria osservata con quella sintetica ottenuta applicando un modello di passband, e ricostruire così la forma reale della passband. Con Gaia EDR3 è stato impiegato un insieme molto ampio, comprendente $\sim 100,000$ calibratori che coprono una gamma molto più estesa di tipi stellari, migliorando così l'accuratezza della fotometria per un numero più vasto di sorgenti.

2.1.1 Sistema fotometrico

Il sistema fotometrico di Gaia si basa su tre ampie bande, mostrate in *Fig. 2.3*. La banda *G* è ottenuta del telescopio principale di Gaia ed è molto estesa (330–1050nm), tanto che fornisce una misura ad alta precisione della luminosità della sorgente. Invece, le magnitudini nelle bande dei due fotometri a bassa risoluzione, il *Blue Photometer* (330–680nm) e il *Red Photometer* (640–1050nm), indicate rispettivamente con G_{BP} e G_{RP} o magnitudini *BP* ed *RP*, sono impiegate per ottenere una stima del colore e quindi della temperatura efficace delle stelle. L’uso combinato di questi filtri permette di ricostruire in modo robusto le proprietà fisiche delle sorgenti, rendendo Gaia uno strumento particolarmente adatto allo studio di popolazioni stellari estese come quelle delle Nubi di Magellano.

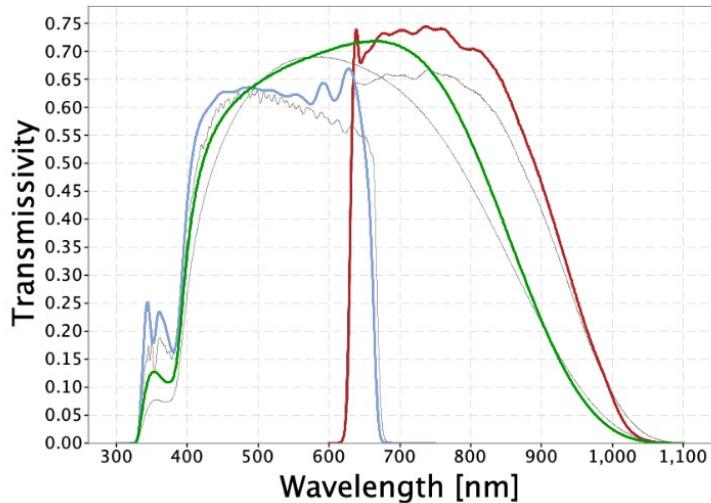


Figura 2.3: Profili delle bande fotometriche di Gaia EDR3 prodotte da *Coordination Unit 5* del *Gaia Data Processing and Analysis Consortium* (DPAC). Le linee colorate in figura mostrano le bande passanti *G*, G_{BP} e G_{RP} (verde: *G*, blu: G_{BP} e rosso: G_{RP}), definendo il sistema fotometrico Gaia EDR3. Le sottili linee grigie mostrano le bande nominali pre-lancio pubblicate in Jordi et al. 2010, utilizzato per Gaia DR1.

2.2 TOPCAT

Tool for Operations on Catalogues And Tables (TOPCAT) è un visualizzatore ed editor grafico progettato principalmente per l’uso di tabelle astronomiche, quali i cataloghi di oggetti di grandi dimensioni, come nel caso di questo lavoro. Dispone di varie modalità di visualizzazione e analisi dati, motivo per cui rende semplice la gestione di grandi dataset, inoltre è compatibile con numerosi formati di file. Grazie proprio a questa flessibilità è possibile utilizzare il programma anche in ambiti al di fuori di quello scientifico (Taylor 2025).

In questa tesi tutti i grafici e le rappresentazioni dei dati sono stati realizzati tramite l’uso di TOPCAT.

2.3 Utilizzo dell'archivio Gaia

La missione GAIA fornisce informazioni astrometriche e fotometriche per un miliardo di sorgenti. Tutte queste sono raccolte all'interno dell'Archivio GAIA ESA, contenente posizioni dedotte, parallassi, moti propri, velocità radiali e misure di luminosità. A seguito della EDR3, dal sito dell'ESA (<https://gea.esac.esa.int/archive/>) sono stati scaricati i dati di nostro interesse. In *Fig. 2.4* è riportata la pagina dell'archivio dell'ESA da cui è possibile ottenere i dati necessari per gli ammassi considerati.

Dalla sezione *Display columns* sono state ottenute informazioni quali coordinate angolari, velocità, moto proprio e varie magnitudini; l'elenco completo è riportato in *Fig. 2.5*. In particolare, dal catalogo Gaia DR3 sono stati selezionati i seguenti parametri:

Coordinate celesti l'ascensione (RA) e la declinazione (Dec) della retta definiscono la posizione angolare della sorgente sulla sfera celeste nel sistema di riferimento celeste standard attualmente utilizzato in astronomia, *International Celestial Reference System* (ICRS). Queste coordinate vengono utilizzate come assi nei diagrammi di distribuzione spaziale per analizzare la morfologia e la struttura delle popolazioni stellari della SMC.

Parallasse (parallax), misura dello spostamento apparente della stella dovuto al moto orbitale della Terra intorno al Sole. Rappresenta l'osservazione fondamentale per stimare la distanza delle sorgenti tramite la relazione: $d = 1/\varpi$, con ϖ parallasse in arcosecondi.

Moto proprio le componenti della velocità angolare nel cielo, pmra e pmdec, fornite rispettivamente lungo le direzioni di ascensione e declinazione della retta, espresse in *mas/yr*. Tali grandezze permettono di analizzare la cinematica stellare e identificare popolazioni coerenti in movimento.

Magnitudini fotometriche la magnitudine nella banda G (phot_g_mean_mag), ottenuta dal telescopio principale di Gaia, e le magnitudini nelle bande dei due fotometri a bassa risoluzione, il *Blue Photometer* (phot_bp_mean_mag) e il *Red Photometer* (phot_rp_mean_mag) conferiscono le informazioni fondamentali per costruire i CMD e studiare le proprietà evolutive delle popolazioni stellari.

Identificatore univoco della sorgente (source_id), consente di identificare ogni stella nel catalogo Gaia e recuperare ulteriori informazioni o incrociare i dati con cataloghi esterni.

Name
 Equatorial

Target in Circle Box

Name Radius arc sec

SMC resolved by Sesame Strasbourg (Simbad-NED-VizieR)

Search in:

▶ Extra conditions

▶ Display columns

 [Reset Form](#)

 [Show Query](#)

 [Submit Query](#)

Figura 2.4: Interfaccia dell’archivio GAIA dell’ESA. Occorre inserire il nome di nostro interesse, quindi nel nostro caso SMC, impostare un raggio pari a 5 arcsec e verificare che i parametri siano relativi alla EDR3.

▼ Display columns				
<input type="checkbox"/> solution_id	<input type="checkbox"/> designation	<input checked="" type="checkbox"/> source_id	<input type="checkbox"/> random_index	<input type="checkbox"/> ref_epoch
<input checked="" type="checkbox"/> ra	<input type="checkbox"/> ra_error	<input checked="" type="checkbox"/> dec	<input type="checkbox"/> dec_error	<input checked="" type="checkbox"/> parallax
<input type="checkbox"/> parallax_error	<input type="checkbox"/> parallax_over_error	<input type="checkbox"/> pm	<input checked="" type="checkbox"/> pmra	<input type="checkbox"/> pmra_error
<input checked="" type="checkbox"/> pmdec	<input type="checkbox"/> pmdec_error	<input type="checkbox"/> ra_dec_corr	<input type="checkbox"/> ra_parallel_corr	<input type="checkbox"/> ra_pmra_corr
<input type="checkbox"/> ra_pmdec_corr	<input type="checkbox"/> dec_parallel_corr	<input type="checkbox"/> dec_pmra_corr	<input type="checkbox"/> dec_pmdec_corr	<input type="checkbox"/> parallel_pmra_corr
<input type="checkbox"/> parallax_pmdec_corr	<input type="checkbox"/> pmra_pmdec_corr	<input type="checkbox"/> astrometric_n_obs_al	<input type="checkbox"/> astrometric_n_obs_ac	<input type="checkbox"/> astrometric_n_good_obs_al
<input type="checkbox"/> astrometric_n_bad_obs_al	<input type="checkbox"/> astrometric_gof_al	<input type="checkbox"/> astrometric_chi2_al	<input type="checkbox"/> astrometric_excess_noise	<input type="checkbox"/> astrometric_excess_noise_sig
<input type="checkbox"/> astrometric_params_solved	<input type="checkbox"/> astrometric_primary_flag	<input type="checkbox"/> nu_eff_used_in_astrometry	<input type="checkbox"/> pseudocolour	<input type="checkbox"/> pseudocolour_error
<input type="checkbox"/> ra_pseudocolour_corr	<input type="checkbox"/> dec_pseudocolour_corr	<input type="checkbox"/> parallax_pseudocolour_corr	<input type="checkbox"/> pmra_pseudocolour_corr	<input type="checkbox"/> pmdec_pseudocolour_corr
<input type="checkbox"/> astrometric_matched_transits	<input type="checkbox"/> visibility_periods_used	<input type="checkbox"/> astrometric_sigma5d_max	<input type="checkbox"/> matched_transits	<input type="checkbox"/> new_matched_transits
<input type="checkbox"/> matched_transits_removed	<input type="checkbox"/> ipd_gof_harmonic_amplitude	<input type="checkbox"/> ipd_gof_harmonic_phase	<input type="checkbox"/> ipd_frac_mult_peak	<input type="checkbox"/> pd_frac_ded_wini
<input type="checkbox"/> ruwe	<input type="checkbox"/> scan_direction_strength_k1	<input type="checkbox"/> scan_direction_strength_k2	<input type="checkbox"/> scan_direction_strength_k3	<input type="checkbox"/> scan_direction_strength_k4
<input type="checkbox"/> scan_direction_mean_k1	<input type="checkbox"/> scan_direction_mean_k2	<input type="checkbox"/> scan_direction_mean_k3	<input type="checkbox"/> scan_direction_mean_k4	<input type="checkbox"/> duplicated_source
<input type="checkbox"/> phot_g_n_obs	<input type="checkbox"/> phot_g_mean_flux	<input type="checkbox"/> phot_g_mean_flux_error	<input type="checkbox"/> phot_g_mean_flux_over_error	<input checked="" type="checkbox"/> phot_g_mean_mag
<input type="checkbox"/> phot_bp_n_obs	<input type="checkbox"/> phot_bp_mean_flux	<input type="checkbox"/> phot_bp_mean_flux_error	<input type="checkbox"/> phot_bp_mean_flux_over_error	<input checked="" type="checkbox"/> phot_bp_mean_mag
<input type="checkbox"/> phot_rp_n_obs	<input type="checkbox"/> phot_rp_mean_flux	<input type="checkbox"/> phot_rp_mean_flux_error	<input type="checkbox"/> phot_rp_mean_flux_over_error	<input checked="" type="checkbox"/> phot_rp_mean_mag

Figura 2.5: Elenco completo delle informazioni ricavate dall'archivio Gaia: le coordinate (RA e Dec), la parallasse (parallax), la velocità angolare (pmra), il moto proprio (pmdec), le magnitudini (nella banda G phot_g_mean_mag, nella banda Blue Photometer phot_bp_mean_mag e nella banda Red Photometer phot_rp_mean_mag) e l'identificatore unico di ciascuna stella (source_id).

Sono state quindi selezionate delle regioni radiali centrate sulla SMC, ottenendo un totale di oltre 6 milioni di righe.

Un metodo alternativo per effettuare questa selezione è utilizzando la sezione *Advanced* (ADQL) e scrivendo il codice seguente:

```
SELECT source_id, ra, dec, parallax, phot_g_mean_mag,  
      phot_bp_mean_mag, phot_rp_mean_mag, pmra, pmdec  
FROM gaiadr3.gaia_scoure  
WHERE ra BETWEEN 74 and 86  
AND dec BETWEEN -72 AND -67  
AND phot_g_mean_mag <20  
ORDERED BY phot_g_mean_mag
```

Tali parametri sono stati quindi riportati in due grafici tramite l'utilizzo di TO-PCAT, riguardanti posizioni e magnitudini, rispettivamente in *Fig. 2.6* e in *Fig. 2.7*, in modo da visualizzare graficamente il database della SMC.

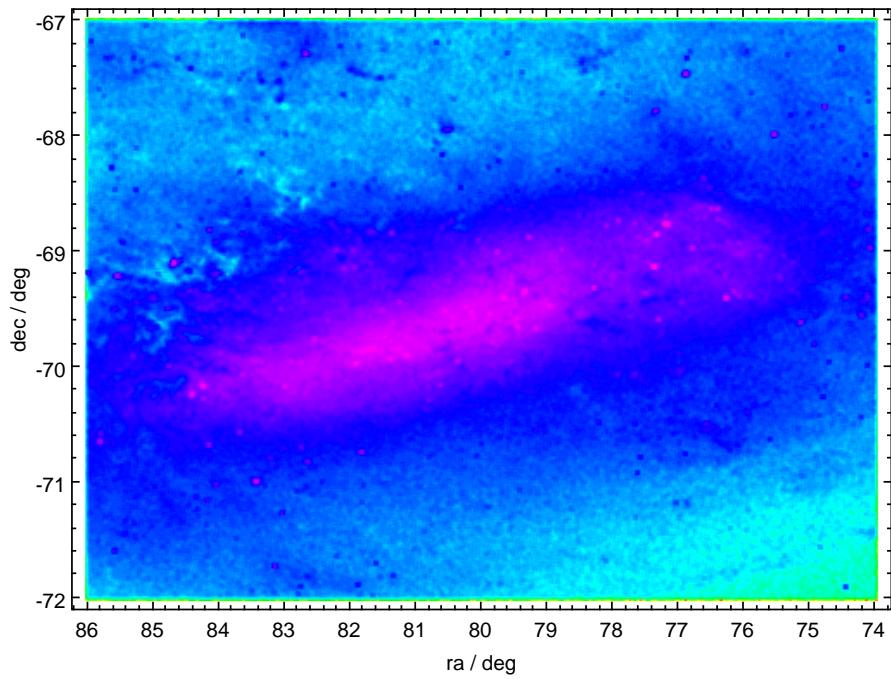


Figura 2.6: Grafico della distribuzione spaziale delle stelle della SMC in coordinate RA e Dec. Ogni punto corrisponde a una stella con posizione nota, evidenziando la struttura complessiva della galassia. Si evidenzia la forma irregolare e asimmetrica.

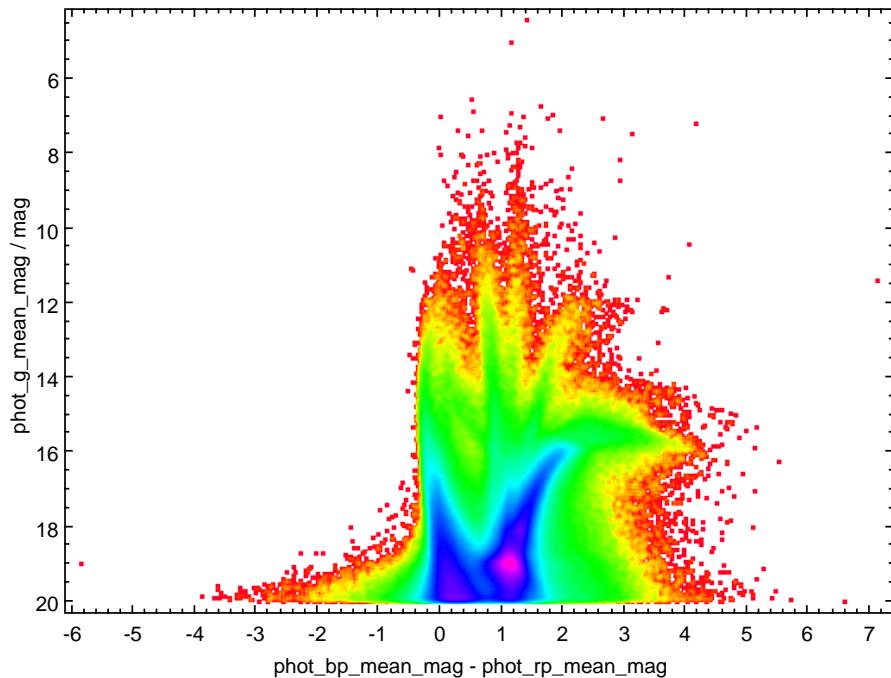


Figura 2.7: Grafico della distribuzione delle magnitudini delle stelle della SMC, permettendo di confrontare luminosità relative. I punti rappresentano stelle misurate in diverse bande fotometriche.

Capitolo 3

Elaborazione e analisi dati

3.1 Analisi preliminare: pulizia del catalogo

Una prima analisi dei dati ha previsto la realizzazione del CMD della SMC in un range ridotto, come mostrato in *Fig. 3.1*. Ciò è stato effettuato per garantire una rappresentazione chiara delle sequenze evolutive principali, adottando i seguenti limiti di visualizzazione: $-1 < (BP - RP) < 4$ e $10 < G < 19.5$.

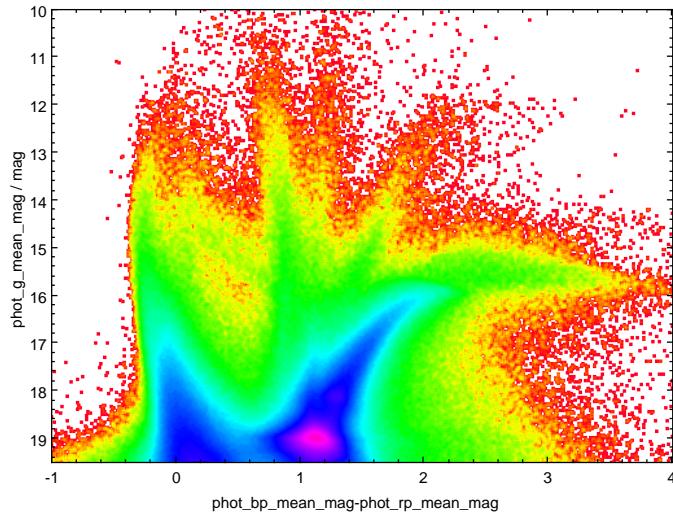


Figura 3.1: CMD della SMC nel range $-1 < (G_{BP} - G_{RP}) < 4$ e $10 < G < 19.5$.

Tramite tale scelta è possibile includere sia le stelle più brillanti del campione, sia le componenti più deboli e vicine al limite di detenzione del Gaia ($G \sim 20$), mantenendo al contempo un campo dinamico adeguato alla successiva interpretazione. Il CMD così ottenuto mette in evidenza la sequenza brillante delle stelle evolute, delineata nella parte superiore del ramo dell'RGB che si estende in un intervallo di colori ($G_{BP} - G_{RP}$) compreso tra $\sim 0.7 - 2.0$ e magnitudine $G > 15.5$. È inoltre ben riconoscibile un He-Clump localizzato attorno a $(G_{BP} - G_{RP}) = 1.2$ e $G = 18.5$, ciò testimonia la presenza di una popolazione intermedia in fase di combustione dell'elio nel nucleo. Il CMD mostra anche una Main Sequence ampia ed estesa che raggiunge colori negativi ($G_{BP} - G_{RP} < 0$) e magnitudini brillanti, fino a $G = 12$, indicando

una componente stellare giovane e massiccia. Nel complesso, queste strutture confermano la presenza di differenti popolazioni stellari nella SMC e una storia di SF complessa e prolungata.

Tale CMD rappresenta il catalogo completo nella direzione della SMC lungo la linea di vista e include quindi le stelle appartenenti alla SMC, le stelle della MW ed eventuali sorgenti di fondo. Al fine di distinguere e quindi rimuovere le stelle non appartenente alla SMC, è stata isolata la popolazione stellare indagata tramite due metodi che prevedono l'utilizzo dei parametri astrometrici forniti da Gaia EDR3 dei moti propri, `pmra` e `pmdec`, e della parallasse `parallax`.

3.1.1 Analisi tramite moti propri

Il primo metodo prevede l'utilizzo dei parametri astrometrici dei moti propri, `pmra` e `pmdec`, il cui diagramma iniziale è riportato in *Fig. 3.2*, contenente quindi tutte le stelle presenti nel catalogo.

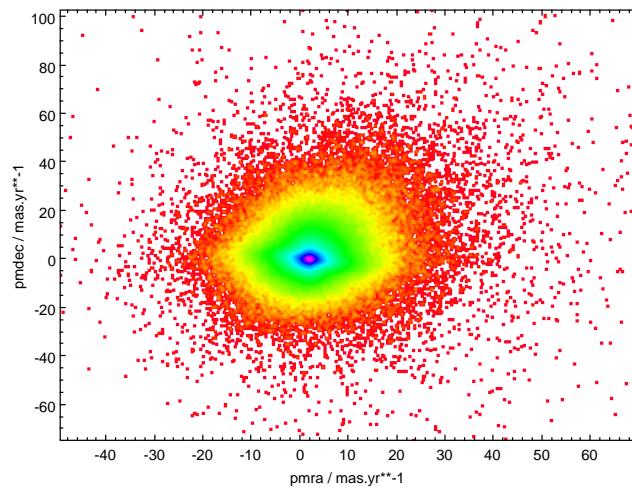


Figura 3.2: Grafico dei moti propri in RA e Dec di tutto il catalogo ottenuto tramite Gaia Archive contenente le stelle della SMC, della MW e altre varie stelle lungo la linea di vista.

Successivamente, dal CMD totale sono state selezionate le stelle appartenenti all'RGB, indicativamente nell'intervallo di colore $(G_{BP} - G_{RP}) < 1$ e magnitudine $16 < G < 17.5$, affinché potessero fungere da riferimento per la distribuzione stellare della SMC (*Fig. 3.3*). Si osserva come tali stelle siano concentrate principalmente al centro del diagramma dei moti propri, come atteso dalla loro grande luminosità.

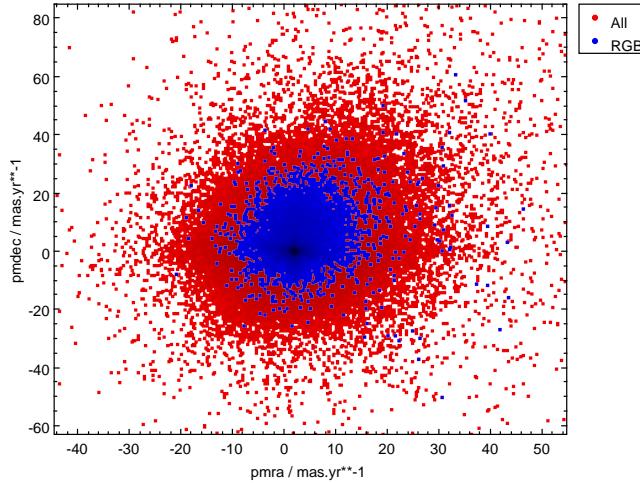


Figura 3.3: Grafico dei moti propri in RA e Dec delle stelle nell'RGB (blu) in relazione con tutte quelle presenti nel catalogo iniziale (rosso).

Sulla base di tale distribuzione centrale è stato definito un nuovo sotto-catalogo circolare centrato sull'addensamento delle stelle nell'RGB, come illustrato in *Fig. 3.4*. Questa ultima selezione rappresenta le stelle appartenenti alla SMC, ripulita da parte delle contaminazioni della MW e di varie stelle lungo la linea di vista.

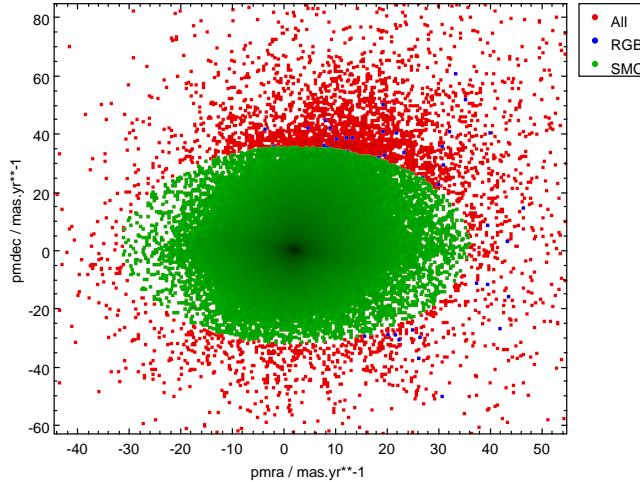


Figura 3.4: Grafico dei moti propri in RA e Dec delle stelle appartenenti alla SMC (verde), confrontato con le stelle nell'RGB (blu) e le restanti presenti nel catalogo iniziale (rosso).

Il relativo CMD è riportato in *Fig. 3.5*, mentre la distribuzione spaziale in *Fig. 3.6*. Si osserva come, rispetto ai grafici iniziali, la selezione ha comportato solo una minima riduzione del ramo delle nane rosse della MW. Ciò indica quindi che, sebbene la procedura di selezione non sia stata molto accurata poiché effettuata manualmente, essa risulta comunque efficace nel ridurre le contaminazioni senza alterare significativamente la sequenza RGB della SMC.

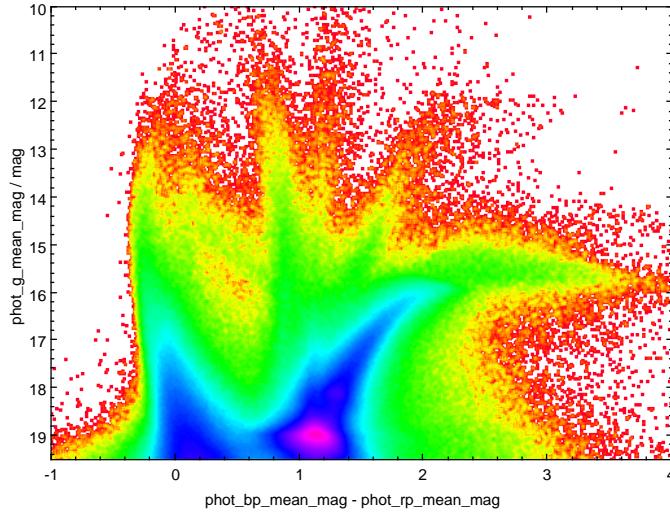


Figura 3.5: CMD della SMC dopo la prima selezione dei moti propri.

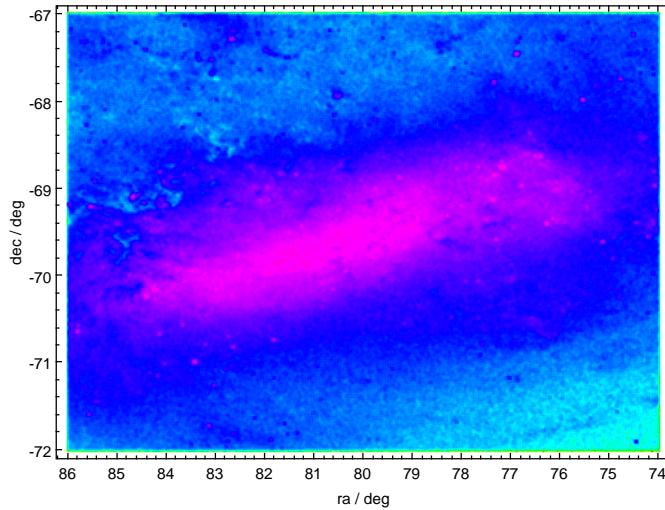


Figura 3.6: Grafico Ra-Dec della SMC dopo la prima selezione dei moti propri.

Tuttavia, per ottenere risultati più evidenti con questo approccio, sarebbe necessario applicare un criterio di selezione più restrittivo sui moti propri (`pmra` e `pmdec`), riducendo notevolmente il raggio dell'area considerata, *Fig. 3.7*, il cui CMD e distribuzione spaziale sono mostrati in *Fig. 3.8* e *3.9*. Un taglio più netto infatti, permette di isolare con maggiore precisione la componente cinematica associata alla SMC, eliminando gran parte delle contaminazioni del campo galattico e migliorando la leggibilità delle principali sequenze evolutive nel CMD. Allo stesso tempo, però, una selezione così recisa escludere una frazione significativa delle stelle effettivamente appartenenti alla SMC, in particolare quelle con moti propri leggermente deviati a causa dei moti interni.

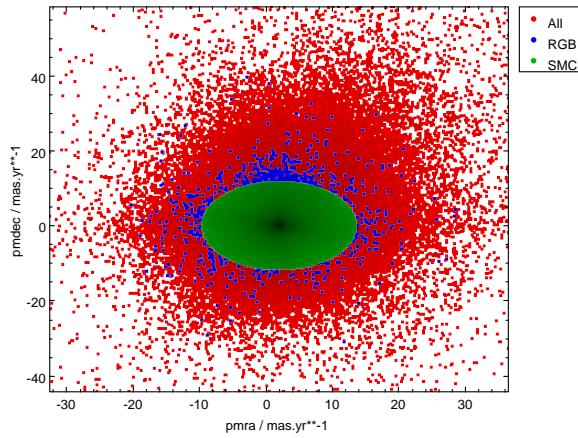


Figura 3.7: Grafico dei moti propri in RA e Dec delle stelle appartenenti alla SMC (verde), notevolmente ridotto rispetto al caso precedente, confrontato con le stelle nell'RGB (blu) e tutte le restanti presenti nel catalogo iniziale (rosso).

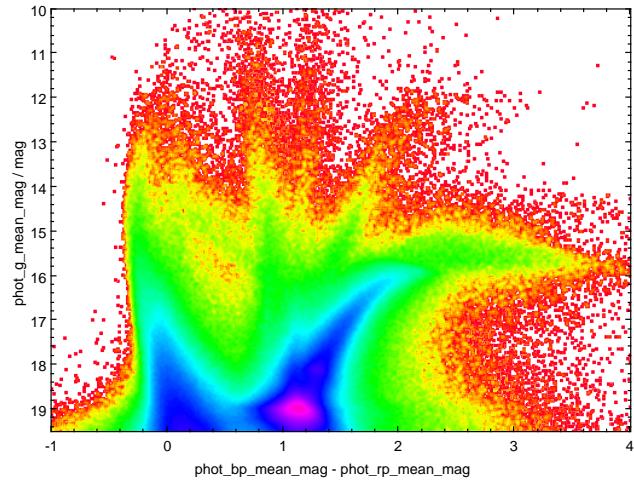


Figura 3.8: CMD della SMC dopo la seconda selezione per moti propri.

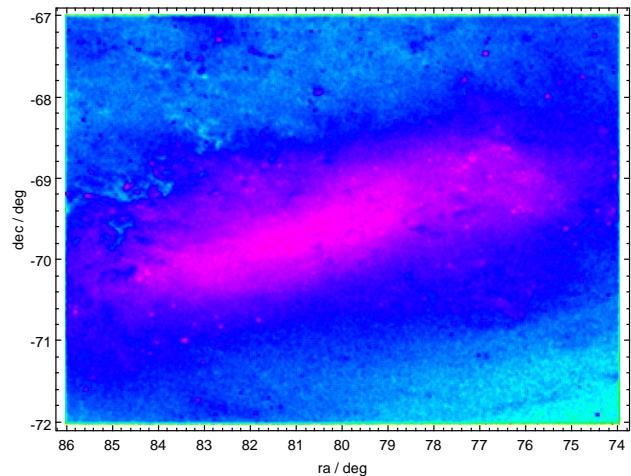


Figura 3.9: Grafico RA-Dec della SMC dopo la seconda selezione per moti propri.

3.1.2 Analisi tramite parallasse

Un ulteriore metodo per effettuare una selezione preliminare delle stelle appartenenti alla SMC è tramite lo studio della parallasse fornita da Gaia EDR3. A tale scopo è stato realizzato il diagramma in *Fig. 3.10*, che riporta la parallasse in funzione del moto proprio in declinazione. Nello specifico, di tutte le stelle rappresentate nel grafico, sono state selezionate come appartenenti alla SMC quelle che possiedono le seguenti proprietà:

- Possiedono i moti propri concentrati in una piccola regione del piano, circa intorno allo zero.
- Presentano parallassi prossime allo zero essendo la SMC una galassia esterna. Infatti, le stelle della MW avranno dei valori di parallassi significativamente più elevati.
- Presentano parallassi negative, cosa fisicamente impossibile. In realtà, questo comportamento si attende per stelle molto lontane, cioè per sorgenti con parallasse reale molto piccola, e dunque gli errori di misura di Gaia possono dominare sulla misura, producendo valori ampiamente negativi.

Dunque, applicando tali criteri è stata effettuata la suddivisione in *Fig. 3.11*, da cui deriva un sotto-catalogo composto dalle sole stelle considerate appartenenti alla SMC.

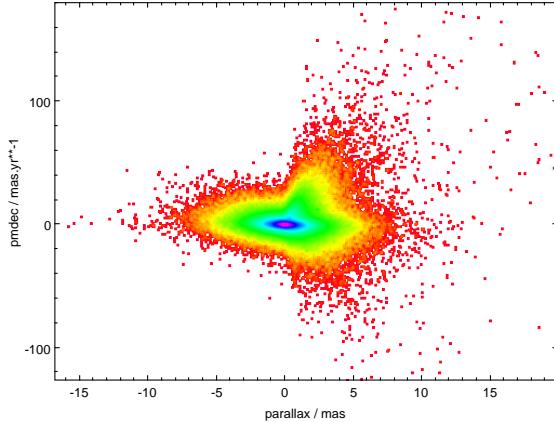


Figura 3.10: Grafico in funzione della parallasse e dei moti propri di tutto il catalogo.

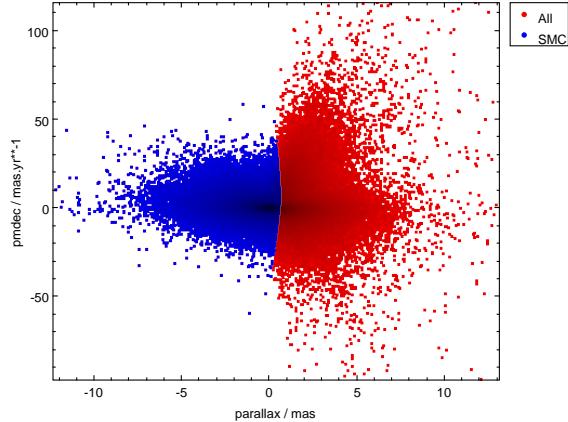


Figura 3.11: Grafico in funzione della parallasse e dei moti propri suddiviso nelle stelle appartenenti alla SMC (blu), e di tutte le altre stelle appartenenti alla MW o lungo la linea di vista (rosso).

Di tale catalogo è stato realizzato un CMD, riportato in *Fig. 3.12*, dove è evidente l'assenza della sequenza delle nane rosse della MW. Analogamente, il grafico della distribuzione spaziale delle stelle selezionate è in *Fig. 3.13*. Esso risulta coerente con la morfologia attesa della SMC e più regolare rispetto alla distribuzione originale.

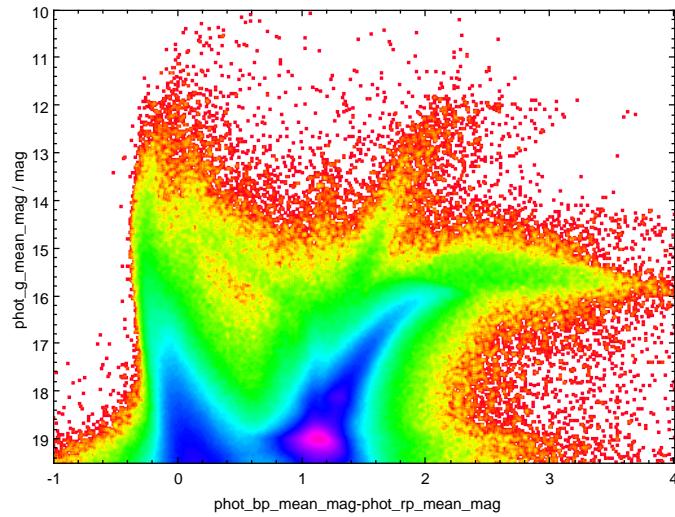


Figura 3.12: CMD della SMC ripulita a seguito dello studio della parallasse.

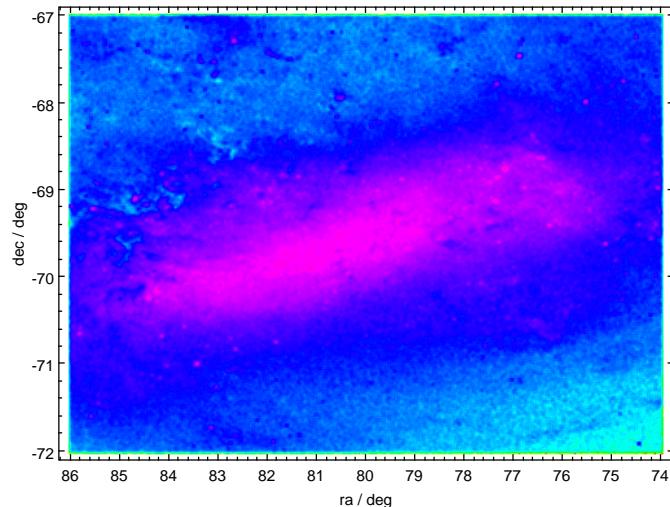


Figura 3.13: Grafico Ra-Dec della SMC ripulita e seguito dello studio della parallasse.

3.1.3 Confronto tra i due metodi

È utile confrontare i due approcci utilizzati per isolare le stelle appartenenti alla SMC: il metodo basato sulla parallasse e quello basato sui moti propri, i cui risultati sono in *Fig. 3.14*.

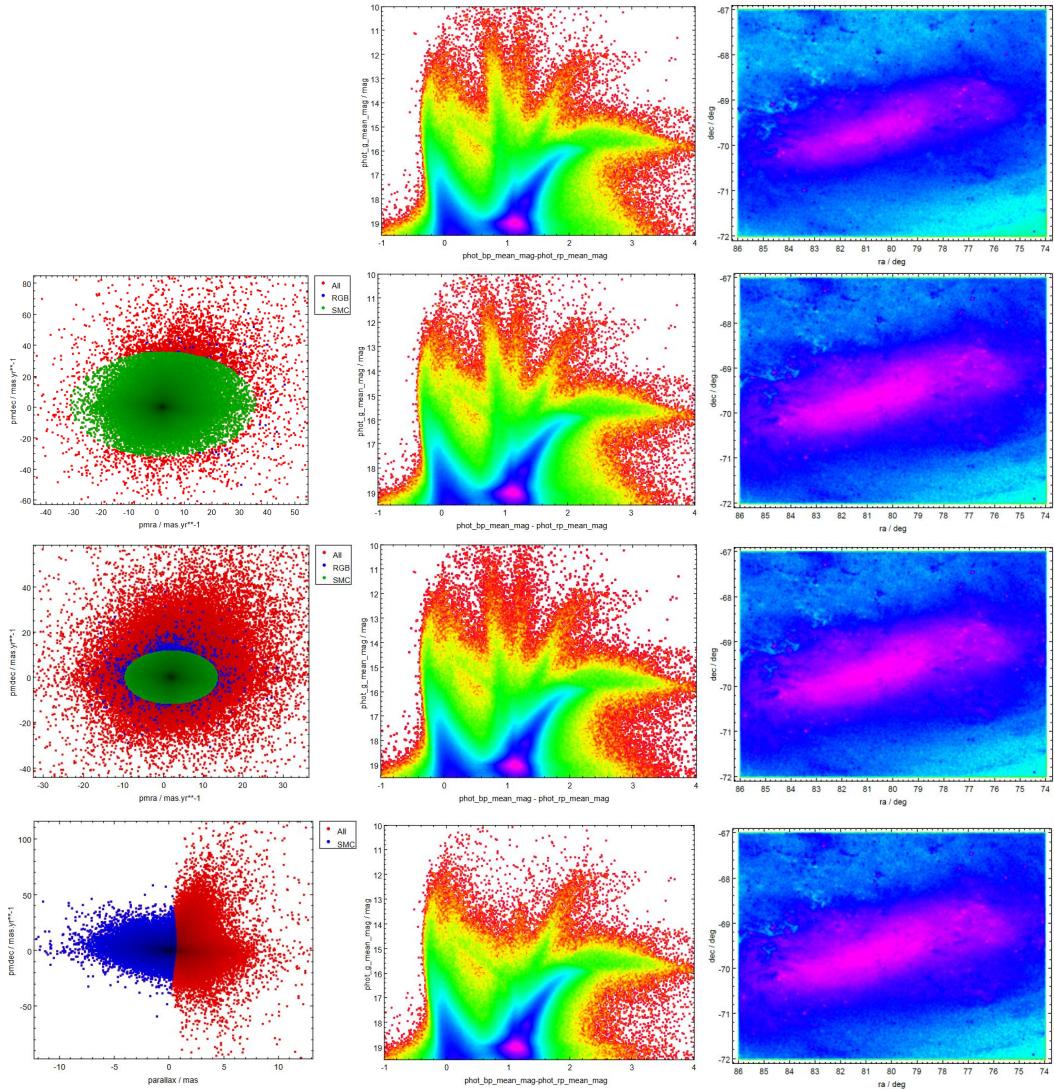


Figura 3.14: Confronto grafico tramite CMD e diagramma RA-Dec dei metodi utilizzati per selezionare le sole stelle appartenenti alla SMC, precisamente le regioni considerate sono riportate nella prima colonna.

Prima riga: stelle di tutto il catalogo iniziale.

Seconda riga: stelle selezionate con lo studio dei moti propri in una regione vasta.

Terza riga: stelle selezionate con lo studio dei moti propri in una regione limitata.

Quarta riga: stelle selezionate con lo studio della parallasse.

La selezione tramite parallasse, pur essendo concettualmente semplice, risulta in realtà un metodo poco convenzionale. Infatti, le parallassi misurate da Gaia per oggetti distanti come la SMC sono dominate dal rumore statistico e sistematico. Ciò porta a valori spesso negativi o distribuiti attorno allo zero senza una chiara separazione tra stelle della MW e della SMC. Paradossalmente, quindi, proprio le parallassi più negative tendono a identificare le stelle più lontane, e dunque della SMC. Questo rende il metodo utile dal punto di vista dimostrativo, ma poco affidabile per una selezione accurata.

Al contrario, la selezione basata sui moti propri risulta fisicamente motivata. Le stelle della SMC condividono infatti un moto proprio medio ben definito e concentrato, dato dalla combinazione del moto orbitale della galassia e della sua piccola dispersione interna. Le stelle della MW viceversa, presentano moti propri più ampi e dispersi. Ciò consente di separare in modo molto più netto le due popolazioni. Per questo motivo, mentre il metodo sulla parallasse è stato mostrato principalmente a scopo illustrativo, la selezione finale utilizzata nell'analisi è quella ottenuta tramite i moti propri. Questa fornisce un catalogo ripulito, più realistico e coerente con la cinematica attesa della SMC.

Nonostante queste differenze metodologiche, tutti i criteri di selezione applicati nel presente lavoro di tesi hanno prodotto risultati globalmente simili e pienamente confrontabili. Le distinzioni minime emergono soprattutto nella mappa spaziale RA-Dec, dove le varie tecniche si differenziano analogamente dal catalogo originale. Dunque, essendo le differenze minime, questi metodi non alterano in modo significativo la struttura complessiva della SMC né le conclusioni dell'analisi.

3.2 Analisi della distribuzione spaziale delle popolazioni stellari

Al fine di studiare le popolazioni stellari della SMC in funzione della loro età sono stati creati due sotto-cataloghi partendo dal CMD ripulito. Tali cataloghi sono riferiti alle stelle di RGB, con colori e magnitudini rispettivamente $(G_{BP} - G_{RP}) \sim 0.7 - 2.0$ e $G \sim 15 - 18$, e a quelle più brillanti, con $(G_{BP} - G_{RP}) < 0.5$ e $G < 15$. Rispettivamente queste rappresentano la popolazione più vecchia, con età tipiche dell'ordine $1 - 2 Gyr$, e quella più giovane con età di circa $\sim 200 - 300 Myr$.

La scelta di queste due regioni del CMD consente di separare in modo semplice, ma efficace, due fasi evolutive ben distinte. Vi sono infatti stelle che tracciano l'evoluzione più lenta e distribuita nel tempo della SMC antica, e stelle più luminose e massicce che riflettono eventi di SF più recenti. Tale suddivisione, pur basata su criteri fotometrici elementari, permette comunque di cogliere con buona approssimazione la contrapposizione tra struttura antica e struttura giovane della SMC.

I sotto-cataloghi così definiti sono stati utilizzati per costruire le mappe RA-Dec relative a ciascuna popolazione, riportate in *Fig. 3.15* e *3.16*. Queste mappe permettono sia di visualizzare la distribuzione spaziale delle stelle selezionate, sia di individuare eventuali pattern morfologici differenti, potenzialmente collegati alla storia dinamica e ai processi di SF che hanno modellato la SMC nel corso del tempo.

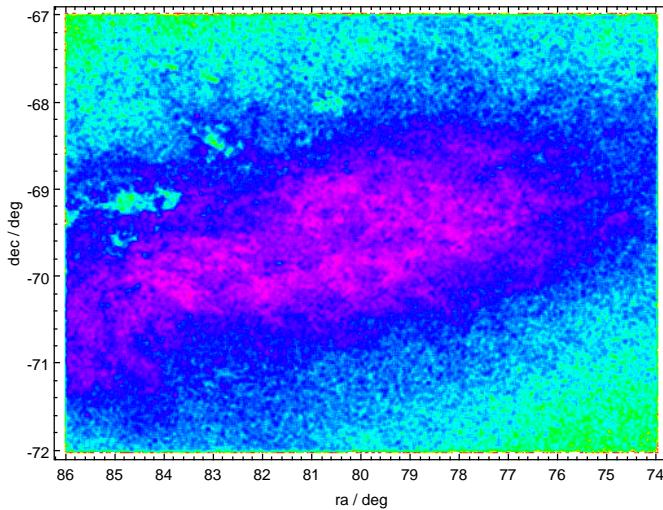


Figura 3.15: Grafico RA-Dec dell'RGB.

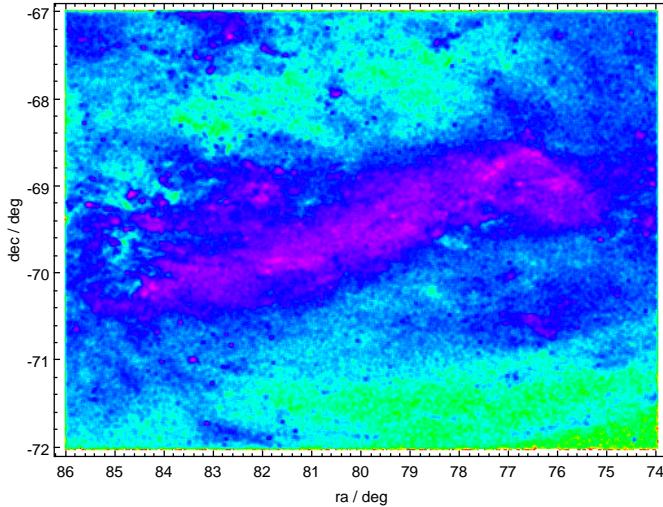


Figura 3.16: Grafico RA-Dec della popolazione di stelle più giovani.

Si osserva come le stelle dell'RGB hanno una distribuzione più regolare, estesa e sferoidale, coerente con la struttura antica della SMC essendo queste le stelle di età maggiore. Infatti, il loro profilo spaziale più omogeneo indica che tali stelle hanno subito un'evoluzione dinamica più lunga, che ha contribuito a smussare eventuali irregolarità e a diffondere la popolazione su scale più ampie.

A differenza, le stelle più giovani presentano una distribuzione irregolare a allungata, chiamata *peanuts*, con asimmetrie e concentrazioni lungo la parte centrale, più simile alla forma attuale della SMC. Ciò suggerisce l'influenza dei processi di interazione mareale con la LMC e con la MW, oltre che la presenza di regioni attive di SF.

La distinzione tra queste due popolazioni estreme permette di confrontare visivamente le componenti antiche e giovani della galassia, evidenziando come la SMC sia un sistema dinamicamente complesso e in evoluzione.

Capitolo 4

Applicazione tramite analisi delle popolazioni intermedie

4.1 Utilizzo delle isocrone teoriche

Partendo dal catalogo ripulito ottenuto nel capitolo precedente, *Sez. 3.1*, sono state analizzate le popolazioni stellari intermedie della SMC attraverso il confronto con i CMD. È stato utilizzato inizialmente un insieme di isocrone teoriche che riproducessero accuratamente le proprietà fotometriche delle stelle nelle medesime condizioni ambientali. Infatti, le isocrone permettono di indagare la distribuzione di luminosità e colore di una popolazione stellare della medesima età, fornendo così un riferimento fondamentale per poter interpretare l'età delle stelle presenti nella SMC.

Le isocrone utilizzate in questo lavoro di tesi sono state ottenute dal database *Bag of Stellar Tracks and Isochrones*(BaSTI-IAC), accessibile tramite il sito dell'istituto Nazionale di Astrofisica relativo all'Osservatorio dell'Abruzzo (Hidalgo et al. 2018). I parametri utilizzati per la selezione delle isocrone sono stati:

1. Heavy element mixture: Solar-scaled.
2. Available grids: Overshooting no.
3. Metallicity $[Fe/H]$: -0.60 .
4. Age (Myr): $100 - 1000, 100$, ovvero da $100Myr$ a $1Gyr$ con step di $100Myr$.
5. Photometric system: Gaia DR3.

Il CMD della SMC a confronto con tali isocrone è riportato in *Fig. 4.1*. Il range di età da $100Myr$ a $1Gyr$ è fondamentale perché le isocrone più giovani, di età compresa tra circa $100Myr$ e $500Myr$ permettono di identificare il *Blue Loop* caratteristico delle stelle che stanno bruciando l'elio. A differenza, le rimanenti isocrone solo le più antiche che quindi consentono di evidenziare l'RGB delle popolazioni più evolute. Ogni isocrona viene fornita come un file ASCII che, per ciascun punto, contiene: massa iniziale e finale, luminosità, temperatura efficace e magnitudini assolute.

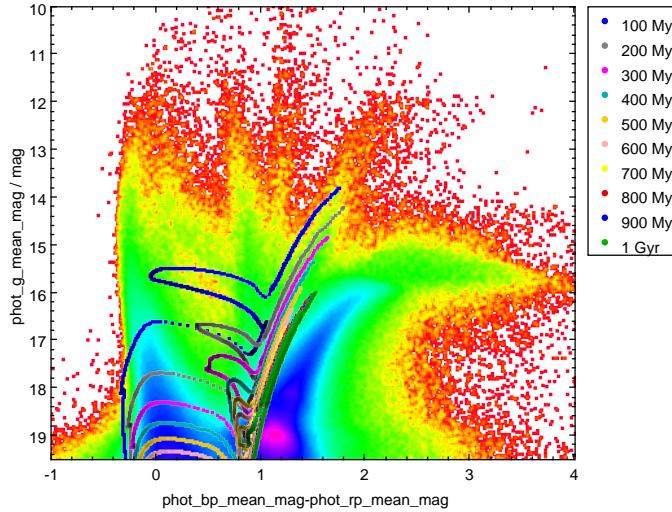


Figura 4.1: Grafico delle isocronie teoriche ottenute dal database BaSTI-IAC prima della correzione. Partendo dall'alto vi sono le isocronie più giovani, mentre quelle più vecchie compaiono via via procedendo verso il basso.

4.1.1 Correzione delle isocronie

Le isocronie selezionate tramite BaSTI-IAC nel sistema fotometrico Gaia DR3 devono essere confrontabili con i dati osservati. Per questo motivo, essendo le isocronie del database espresse in magnitudini assolute e quelle osservate da Gaia in magnitudini apparenti, occorre applicare due tipi di correzioni. Tali correzioni sono il modulo della distanza e l'arrossamento per la presenza di polvere lungo la linea di vista.

Modulo della distanza della SMC

È stato inizialmente applicato il modulo della distanza medio della SMC, che permette la trasformazione delle magnitudini assolute teoriche nelle corrispondenti apparenti:

$$(m - M)_0 = 18.96$$

Arrossamento interstellare

Analizzando i preliminari CMD, si osserva come le sequenze stellari siano decentrate rispetto alle isocronie teoriche, tale effetto è dovuto all'arrossamento dei dati Gaia, per cui occorre una correzione di estinzione, assumendo come eccesso di colore medio della SMC:

$$E(B - V) = 0.05$$

In realtà, questo valore varia da zona a zona, ma non in maniera così influente, per cui è stato mantenuto uniforme per l'intera distribuzione della SMC.

Per il sistema fotometrico Gaia DR3 sono stati utilizzati i seguenti coefficienti di estinzione:

$$A_G = 2.59E(B - V)$$

$$A_{BP} = 3.36E(B - V)$$

$$A_{RP} = 1.96E(B - V)$$

Dunque, unendo queste due correzioni, ad ogni magnitudine teorica sono stati applicati gli incrementi:

$$G_{CORR} = G_{ABS} + (m - M)_0 + A_G$$

$$G_{BP,CORR} = G_{BP,ABS} + (m - M)_0 + A_{BP}$$

$$G_{RP,CORR} = G_{RP,ABS} + (m - M)_0 + A_{RP}$$

Tramite questo procedimento le isocrona vengono arrossate in modo analogo rispetto ai dati osservati, eliminando così il disallineamento e rendendo i dati confrontabili (Fig. 4.2). Il codice scritto in Python e utilizzato per la correzione è presente in *appendice 2*. È quindi evidente dal grafico che, a seguito dell'applicazione della correzione, le isocrona risultano allineate con le sequenze osservate.

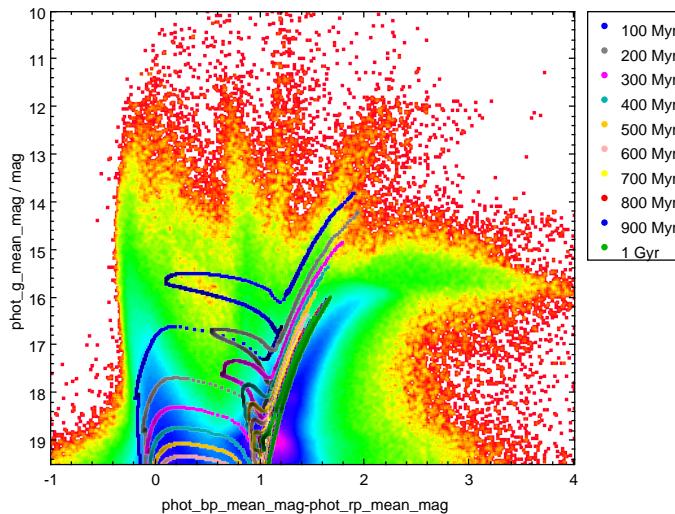


Figura 4.2: Grafico delle isocrona teoriche ottenute dal database BaSTI-IAC a seguito della correzione.

4.2 Verifica locale attorno all'ammasso NGC 416

Al fine di valutare l'accuratezza della correzione applicata alle isocrona teoriche è utile studiare localmente un'area ben definita. È stata quindi presa in considerazione la regione attorno all'ammasso NGC 416, così da avere un riferimento riguardante una popolazione ben definita di cui si conosce età e posizione. Ciò è stato effettuato per diversi motivi, quali: ridurre gli effetti della variabilità spaziale dell'estinzione, analizzare un campione con distribuzione omogenea e confrontare i raggruppamenti osservati nel CMD con quelli previsti dalle isocrona.

Nello specifico, le coordinate equatoriali di NGC 416 sono state ottenute tramite l'uso del *Set of Identifications Measurements and Bibliography Astronomical Data* (SIMBAD), database astronomico del Centre de Données astronomiques de Strasbourg (Wenger et al. 2000), e risultano: RA = 16.99° e Dec = -72.36° . Tali

coordinate hanno delineato un centro di un'area circolare, con raggio angolare di 15 *arcmin* per includere tutto l'ammasso e la popolazione circostante. In tale regione si è quindi estratto un sotto-catalogo Gaia contenente la fotometria delle stelle più rappresentative rispetto al catalogo globale della SMC, permettendo un confronto diretto con le isocrona della stessa metallicità. Il CMD confrontato con le isocrona corrette è riportato in *Fig. 4.3*.

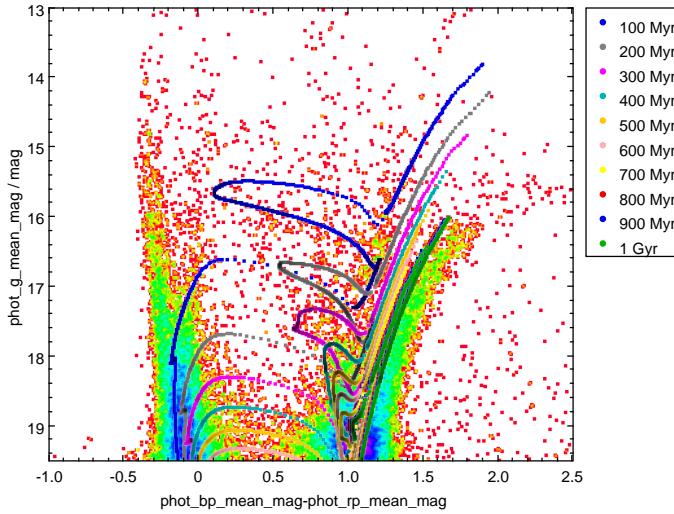


Figura 4.3: CMD della regione attorno all'ammasso NGC 416 confrontato con le isocrona, già corrette in precedenza.

Dunque, è possibile osservare che le isocrona con età di circa 1*Gyr* intersecano esattamente le regione di addensamento viola, ovvero stelle appartenenti alla fase dell'He-Clump. Mentre quelle di età 200 – 500*Myr* passano attraverso la sequenza del Blue Loop. Con questo si conclude che la correzione fotometrica adottata sia coerente in questa regione locale della SMC, confermando l'efficienza della calibrazione adottata.

4.3 Analisi della distribuzione spaziale delle popolazioni stellari intermedie

A seguito della correzione delle isocrona teoriche e della verifica della sua efficienza, occorre identificare, all'interno del CMD della SMC, delle regioni caratteristiche popolate da stelle appartenenti ad una specifica fase evolutiva. In questo modo si isolano i gruppi stellari della medesima età per poterne permettere lo studio della distribuzione spaziale, analogamente a quanto era stato effettuato per quelle stelle dell'RGB o per le più giovani (*Sez. 3.2*). Come riferimento per poter evidenziare le regioni è stata considerata la Figura 1 dell'articolo *"The chemical DNA of the Magellanic Clouds"* (Mucciarelli 2023), riportata direttamente in *Fig. 4.4*.

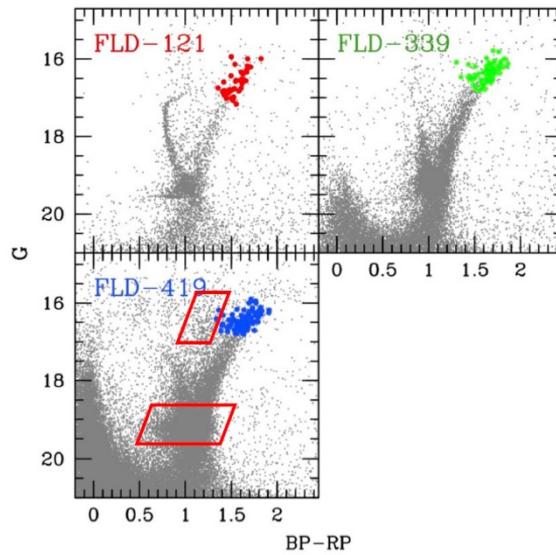


Figura 4.4: CMD di Gaia EDR3 della SMC riferiti a tre campi osservativi distinti e chiamati FLD-121, FLD-339 e FLD-419, centrati rispettivamente sugli ammassi NGC 121, NGC 339 e NGC 419.

In tale figura è stato considerato l'ammasso globulare NGC 419 poiché ha età dell'ordine di circa $1.4Gry$ e quindi rappresenta un ottimo laboratorio per studiare le popolazioni intermedie che producono sia l'He-Clump, sia il Blue Loop. Infatti, sono stati aggiunti due riquadri che permettono il riconoscimento dei due addensamenti: He-Clump (in basso) e Blue Loop (in alto).

Nel CMD della SMC, l'He-Clump appare come un gruppo compatto di stelle la cui posizione è ben delimitata e fortemente dipendente dall'età e i cui parametri sono $0.5 < (G_{BP} - G_{RP}) < 1.5$ e $18.5 < G < 20$. Le stelle che occupano questa regione detengono un'età di circa $1Gry$ e sono quindi una delle popolazioni più antiche della SMC. Per quanto riguarda invece il Blue Loop, questo rappresenta il secondo addensamento di nostro interesse, in questo caso visibile nella regione con colore e magnitudine rispettivamente $0.8 < (G_{BP} - G_{RP}) < 1.4$ e $15.5 < G < 17$. Queste stelle permettono di tracciare le distribuzioni di stelle più giovani rispetto alle precedenti, di età compresa tra $100 - 500Myr$.

Sulla base di questa suddivisione sono stati estratti due sotto-cataloghi relativi all'He-Clump e al Blue Loop, al fine di poter studiare la distribuzione spaziale delle due popolazioni della SMC tramite mappe RA-Dec.

Per quanto riguarda lo studio delle stelle nell'He-Clump, il grafico RA-Dec è riportato in *Fig. 4.5*. Si osserva come la distribuzione spaziale sia regolare e simile alla morfologia globale dell'intera SMC. Ciò mostra che le stelle dell'He-Clump appartengono alla popolazione dominante, che quindi è la più antica.

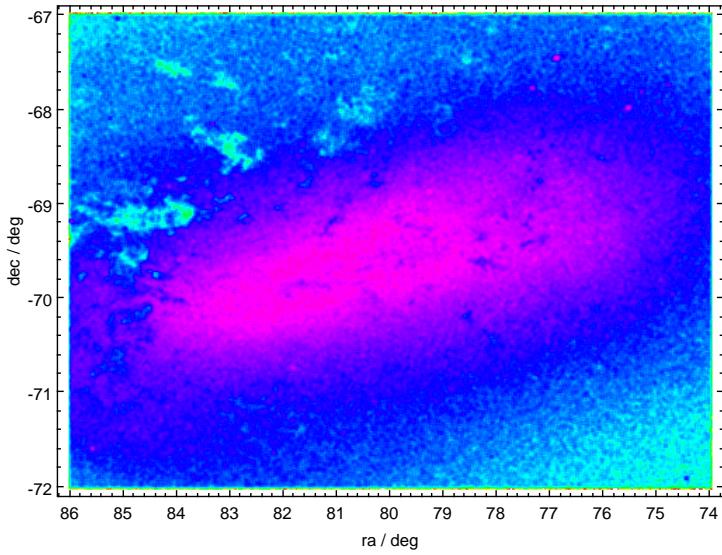


Figura 4.5: Grafico RA-Dec della popolazione stellare dell'He-Clump.

Analogamente, si è eseguito lo stesso procedimento per la popolazione del Blue Loop. Il grafico RA-Dec è presentato in *Fig. 4.6*. Rispetto alla precedente popolazione, queste stelle mostrano una morfologia più irregolare che presenta delle particolarità. Infatti, è presente una coda estesa per valori di $RA < 77 - 78^\circ$ e $Dec \sim -69^\circ$, e una fascia di sovradensità attorno al valore $RA \sim 79 - 81^\circ$ e $Dec \sim -69.5^\circ$. Ciò conferisce una forma complessiva più allungata e dunque tale popolazione più giovane segue delle regioni di SF più recenti.

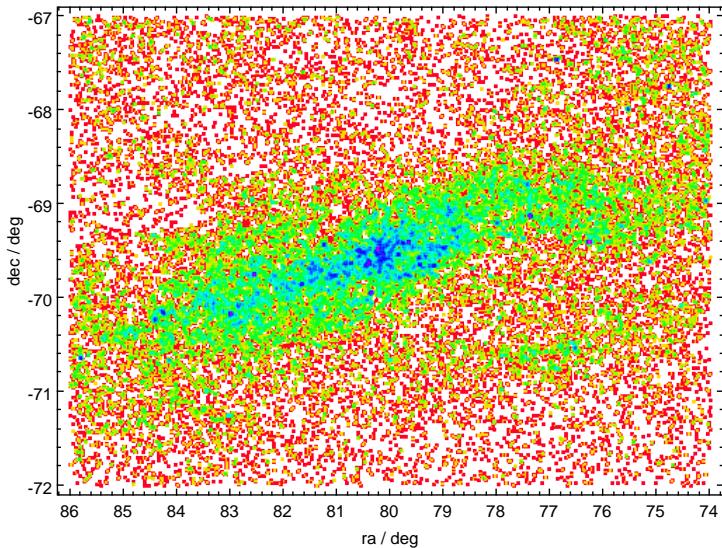


Figura 4.6: Grafico RA-Dec della popolazione stellare del Blue Loop.

4.4 Generazione delle mappe di densità e dei contorni per le popolazioni stellari

A seguito dell'estrazione dei sotto-cataloghi relativi alle stelle dell'He-Clump e del Blue Loop, oltre alla rappresentazione della distribuzione spaziale delle due popolazioni nella SMC, è stato costruito anche un profilo delle densità. Sono stati creati quindi dei contorni di isodensità tramite TOPCAT, che permettono di evidenziare in maniera chiara eventuali strutture, gradienti o estensioni morfologiche presenti nelle due popolazioni. Nello specifico tali sotto-cataloghi sono stati selezionati indipendentemente in TOPCAT, per poi trasformare la distribuzione inizialmente discreta in una continua tramite una certa *Smoothing scale* e un *Number of contour levels* adeguati alla risoluzione desiderata. Nel nostro lavoro si sono scelti rispettivamente di 30 e 4 (Fig. 4.7).

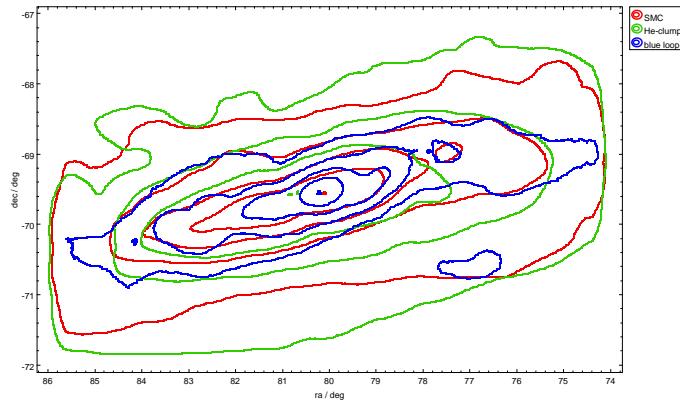


Figura 4.7: Grafico con dei contorni RA-Dec della popolazione stellare dell'He-Clump (verde) e del Blue Loop (blu), confrontata con quella totale della SMC (rossa).

Le mappe di isodensità così ottenute permettono di confrontare direttamente la morfologia spaziale delle due popolazioni intermedie. Dai contorni emerge che l'He-Clump presenta una distribuzione più regolare e compatta, coerente con una popolazione relativamente antica, mentre il Blue Loop mostra una struttura meno simmetrica, più simile alla distribuzione delle popolazioni giovani analizzate in precedenza tramite i grafici RA-Dec. Questo comportamento conferma che le due popolazioni tracciano fasi evolutive intermedie della SMC: l'He-Clump si colloca tra la morfologia quasi sferoidale dell'RGB e la struttura a *peanut* delle stelle giovani, mentre il Blue Loop segue principalmente la componente giovane.

Capitolo 5

Risultati e conclusioni

In questo lavoro è stata analizzata la SMC attraverso i dati astrometrici e fotometrici di Gaia EDR3, con l'obiettivo di studiare la distribuzione delle principali popolazioni stellari presenti e di indagare le differenze morfologiche tra stelle giovani, intermedie e vecchie. È stato possibile ricostruire una visione consistente della struttura stellare della SMC attraverso un processo in più fasi che hanno previsto: selezione fotometrica tramite CMD, pulizia astrometrica dei dati ottenuti, identificazione delle sotto-popolazioni tramite isocrone e analisi della distribuzione spaziale. In questa sezione si presentano i risultanti ottenuti dalle sezioni precedenti, con particolare attenzione alle popolazioni dell'RGB, dell'He-Clump, del Blue Loop e le più giovani, con relative distribuzioni spaziali a confronto (*Fig. 5.1*)

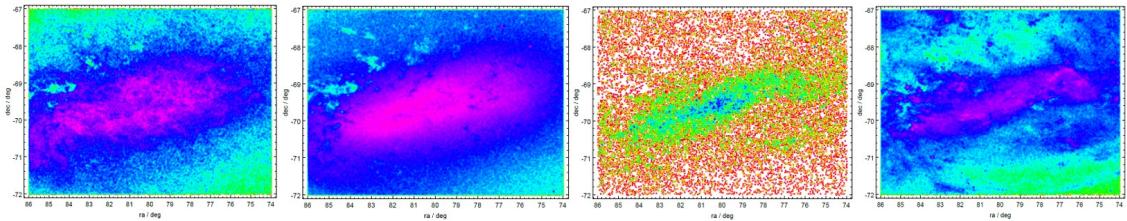


Figura 5.1: Grafici RA-Dec delle diverse popolazioni stellari indagate a confronto. Partendo da sinistra RGB, He-Clump, Blue Loop e le più giovani nella MS.

Popolazioni vecchie e giovani

L'analisi delle popolazioni antiche, tracciate principalmente dall'RGB, e delle popolazioni giovani, identificate attraverso Main Sequence, conferma un quadro già noto negli studi precedenti, ovvero che le due componenti mostrano morfologie spaziali profondamente diverse (L. T. Gardiner e Hatzidimitriou 1992; Stanimirovic, Staveley-Smith, Jones et al. 2004). Anche lavori più recenti (Zaritsky et al. 2000) hanno mostrato che la popolazione giovane ($< 200\text{Myr}$) presenta una distribuzione irregolare, allungata e frammentata, mentre la popolazione antica ($> 1\text{Gyr}$) è invece morfologicamente regolare di forma sferoidale.

I risultati ottenuti con Gaia sono coerenti con quanto atteso poiché la popolazione di età $> 1Gyr$, estratta dopo la pulizia astrometrica lungo la linea di vista, mostra una distribuzione compatta e simmetrica. A differenza, la popolazione giovane appare più allungata e caratterizzata da concentrazioni irregolari, in accordo con la struttura attuale. Dunque, le due popolazioni risultano morfologicamente distinte, evidenziando come le differenze intrinseche tra le due popolazioni siano molto marcate, al punto da emergere chiaramente anche a seguito di un'analisi non eccessivamente accurata.

Popolazioni intermedie: He-Clump e Blue Loop

La parte finale dell'analisi riguarda le popolazioni intermedie, rappresentate dalle stelle dell'He-Clump e del Blue Loop. In questo caso, le isocrone hanno svolto un ruolo fondamentale per definire regioni con intervalli di età compresi tra $\sim 300Myr$ e $1-2Gyr$.

Queste popolazioni hanno un ruolo fondamentale perché costituiscono un collegamento evolutivo tra componenti giovani e antiche, permettendo così di tracciare l'evoluzione morfologica della SMC nel tempo. Infine, attraverso la generazione di mappe di densità, è stato possibile evidenziare chiaramente che le strutture sono più estese, irregolari e asimmetriche per le popolazioni giovani, portando così un ulteriore riscontro della coerenza tra le popolazioni stellari e la struttura spaziale della SMC. Tale risultato è analogo alle mappe di contorno ottenute da Maragoudaki et al. 2001 che mostra come le popolazioni di età $\sim 0.3-1Gyr$ traccino chiaramente un allungamento, suggerendo che tali strutture fossero presenti nella SMC almeno $0.3-0.4Gyr$ fa.

In conclusione, i risultati ottenuti riproducono fedelmente quanto noto per la SMC e dimostrano come sia possibile, attraverso uno studio esemplificato basato su Gaia EDR3, tracciare in modo chiaro l'evoluzione morfologica della SMC attraverso lo studio delle sue diverse popolazioni stellari.

Appendice

1. La *traccia di Hayashi* rappresenta un concetto fondamentale nell’evoluzione pre-MS delle stelle a bassa massa. Descrive il percorso, quasi verticale, seguito da una stella giovane in un diagramma HR, caratterizzato da una costante temperatura (Fig. A1). Dunque, in tale fase pre-MS, la stella rilascia energia principalmente tramite contrazione gravitazionale e la sua luminosità diminuisce progressivamente, mentre la temperatura superficiale rimane quasi invariata, definendo così la cosiddetta *linea di Hayashi* nel diagramma HR (Hayashi 1961). Questo comportamento è particolarmente rilevante per le stelle con massa inferiore, circa $0.5 - 0.6 M_{\odot}$, che restano interamente convettive durante la contrazione. L’esistenza di questa traccia ha implicazioni importanti per la comprensione della SF e della struttura interna delle giovani stelle, influenzando ad esempio le previsioni sulle età stellari stimate dai modelli teorici e sulle isocrone che vengono utilizzate nella Sez. 4.1. Le stelle più massicce, invece, evolvono più rapidamente verso destra nel diagramma HR e non seguono in modo prolungato la traccia verticale di Hayashi.

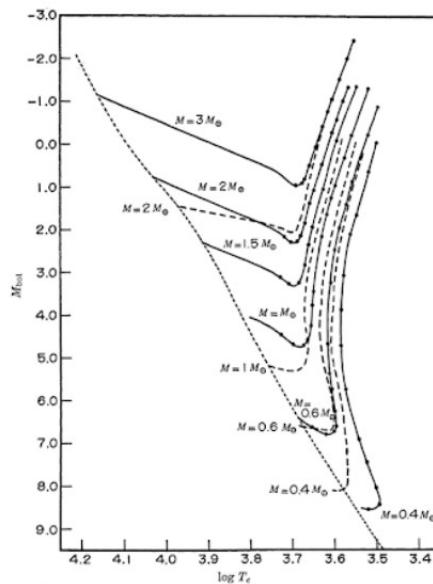


Figura A1: Diagramma HR delle MS di stelle di bassa massa. La traccia di Hayashi è la porzione quasi verticale a destra del diagramma. Tale linea segna il confine tra l’ambiente completamente convettivo e non degenere (destra) e la regione con strutture radiative (sinistra).

2. Segue il codice Python utilizzato per la correzione delle isocrone teoriche ottenute dal database BaSTI-IAC, contenente sia la correzione per il modulo della distanza della SMC, sia la correzione dovuta all’arrossamento interstellare.

```

import os

folder = ".../isocz403y252P0000D0E0_gaia-dr3/FEHm060"
basename = "z0039000y252P0000D0E0.isc_gaia-dr3"
distance_modulus = 18.96
age_min = 100
age_max = 1000
age_step = 100

E_BV = 0.05
G = 2.59 * E_BV
G_BP = 3.36 * E_BV
G_RP = 1.96 * E_BV

correction_folder = os.path.join(folder, "correction")
os.makedirs(correction_folder, exist_ok=True)

column_names = ["M_ini", "M_fin", "logL", "logTeff",
                 "G", "G_BP", "G_RP", "G_RVS"]

name_without_ext, _ = os.path.splitext(basename)

for step in range(age_min, age_max + 1, age_step):
    filename = f"{step}{basename}"
    input_path = os.path.join(folder, filename)

    corrected_filename = f"{step}{name_without_ext}-corrected.csv"
    output_path = os.path.join(correction_folder, corrected_filename)

    if not os.path.exists(input_path):
        print(f"File not found: {input_path} ---SKIPPING IT")
        continue
    with open(input_path, "r") as infile,
         open(output_path, "w") as outfile:
        outfile.write(",".join(column_names) + "\n")

        for line in infile:
            if line.startswith("#") or line.strip() == "":
                continue

```

```
values = line.strip().split()

values[4] = f"{{float(values[4]) + distance_modulus +
G:.5f}}"
values[5] = f"{{float(values[5]) + distance_modulus +
G_BP:.5f}}"
values[6] = f"{{float(values[6]) + distance_modulus +
G_RP:.5f}}"

outfile.write(", ".join(values) + "\n")
print(f"Corrected file created: {corrected_filename}")
```


Bibliografia

- Bekki, K. e M. Chiba (2005). Formation and evolution of the Magellanic Clouds – I. Origin of structural, kinematic and chemical properties of the Large Magellanic Cloud. *MNRAS* 356, p. 680.
- Bekki, K. e S. Stainmirovic (2005). The total mass and dark halo properties of the Small Magellanic Cloud. *arXiv* 2.
- Besla, G. (2015). The Orbits and Total Mass of the Magellanic Clouds. *arXiv* 42, p. 12.
- Besla, G. et al. (2010). Simulations of the Magellanic Stream in a First Infall Scenario. *ApJL* L97, p. 721.
- Brown, A. G. A. (2020). Gaia Early Data Release 3 Summary of the contents and survey properties. *arXiv* 21, p. 15.
- (2016). Gaia Data Release 1. *Astronomy Astrophysics* 595. Catalogs and data, published online 24 November 2016, A2.
- Cicogni, M. (2012). Mean age gradient and asymmetry in the star formation history of the Small Magellanic Cloud. *The Astronomical Journal* 775, p. 83.
- De Leo, F. (2013). The ACS LCID Project - VIII. The short-period Cepheids of Leo A. *MNRAS* 432, p. 3047.
- De Leo, F., S. Solari e G. Besio (2020). Extreme wave analysis based on atmospheric pattern classification: an application along the Italian coast. *NHESS* 20, p. 1233.
- Gardiner, L. T. e D. Hatzidimitriou (1992). The structure and kinematics of the Small Magellanic Cloud. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 257, pp. 195–214.
- (1992). Stellar populations and the large-scale structure of the Small Magellanic Cloud – IV. Age distribution studies of the outer regions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 257, pp. 195–224.
- Glatt, K. (1997). Age determination of six intermediate-age SMC star clusters with HST/ACS. *The Astronomical Journal*.
- Graczyk (2020). A Distance Determination to the Small Magellanic Cloud with an Accuracy of Better than Two Percent Based on Late-type Eclipsing Binary Stars. *The Astrophysical Journal* 904, p. 14.

- Hammer, F. et al. (2015). The Magellanic Stream System. I. Ram-pressure tails and the relics of the collision between the Magellanic Clouds. *ApJ* 813, p. 110.
- Harris, J. e D. Zaritsky (2004). The Star Formation History of the Small Magellanic Cloud. *The Astronomical Journal* 127, p. 1531.
- Hayashi, C. (1961). Evolution of Stars of Small Masses in the Pre-Main-Sequence Stage. *Publications of the Astronomical Society of Japan* 13, pp. 450–476.
- Hidalgo, S. L. et al. (2018). The BaSTI-IAC Stellar Evolution Database: Models and Isochrones. *The Astrophysical Journal* 856.2, p. 125.
- Jordi, C. et al. (2010). Gaia broad band photometry. *Astronomy Astrophysics* 523, A48.
- Luri, X. (2021). Gaia Early Data Release 3. *Astronomy Astrophysics* 649. Extragalactic astronomy, published online 28 April 2021, A7.
- Maragoudaki, F. et al. (2001). Star formation history of the Small Magellanic Cloud: clues from isodensity contour maps. *Astronomy Astrophysics* 379, pp. 864–874.
- Massana, P. (2022). The synchronised dance of the Magellanic Clouds' star formation history. *MNRAS* 18.
- Mucciarelli, A. (2023). The chemical DNA of the Magellanic Clouds I. The chemical composition of 206 Small Magellanic Cloud red giant stars. *arXiv* 671.
- Noel, X. (2007). Alcohol cues increase cognitive impulsivity in individuals with alcoholism. 192, p. 291.
- Perryman, M. A. C. (1997). The HIPPARCOS Catalogue. *Astronomy and Astrophysics* 323, pp. L49–L52.
- Pietrzyński, G. et al. (2013). An eclipsing-binary distance to the Large Magellanic Cloud accurate to two per cent. *Nature* 495.7439, pp. 76–79.
- Putman, M. E. et al. (2003). The Magellanic Stream, High-Velocity Clouds, and the Sculptor Group. *ApJ* 586, p. 170.
- Sakowska, J.D. et al. (2023). Star Formation History of the Small Magellanic Cloud: the shell substructure. *arXiv* 11, p. 46.
- Stanimirovic, S. e A. Lazarian (2001). Velocity and Density Spectra of the Small Magellanic Cloud. *The Astrophysical Journal* 551, pp. L53–L56.
- Stanimirovic, S., L. Staveley-Smith, J.M. Dickey et al. (1999). "Velocity and Density Spectra of the Small Magellanic Cloud". *MNRAS* 302, p. 417.
- Stanimirovic, S., L. Staveley-Smith, P. Jones et al. (2004). A New Look at the Kinematics of Neutral Hydrogen in the Small Magellanic Cloud. *arXiv* 604, pp. 176–186.
- Taylor, M. B. (2025). TOPCAT: Tool for Operations on Catalogues and Tables.

Wenger, M. et al. (2000). The SIMBAD astronomical database. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* 143, pp. 9–22.

Zaritsky, D. et al. (2000). The Star Formation History and Dynamics of the Small Magellanic Cloud. *The Astrophysical Journal* 534.1, pp. L53–L56.