

SCUOLA DI SCIENZE

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

**Lo stato dinamico di due ammassi stellari
della Piccola Nube di Magellano tracciato
dalla popolazione di Blue Stragglers**

Tesi di Laurea Magistrale

Presentato da:
Francesca Dresbach

Relatore:
**Chiar.ma Prof.ssa
Barbara Lanzoni**

Co-relatore:
Dott. Davide Massari

**Sessione IV
Anno Accademico 2019/2020**

Indice

Introduzione	4
1 Ammassi Globulari	7
1.1 Proprietà generali	8
1.2 Dinamica negli ammassi globulari	8
1.2.1 Modelli di King	10
1.2.2 Processi dinamici	11
1.3 Blue Straggler Stars	13
1.3.1 Blue Stragglers come traccianti dinamici	15
1.4 Risultati osservativi	19
1.4.1 Ammassi nella Piccola Nube di Magellano	21
2 Strumentazione e Dati	24
2.1 Strumenti	24
2.1.1 ACS	24
2.1.2 WFC3	25
2.2 Dati fotometrici	25
2.2.1 Analisi fotometrica	26
2.2.2 Analisi astrometrica	29
2.3 Selezione qualitativa dei dati	33
3 Selezione cinematica delle stelle di ammasso	37
3.1 Selezione cinematica	37
3.1.1 Decontaminazione di NGC 339	38
3.1.2 Decontaminazione di NGC 419	40
3.2 Stima della contaminazione residua	42
3.2.1 Contaminazione di NGC 339	43
3.2.2 Contaminazione di NGC 419	46
4 Stato dinamico degli ammassi	51
4.1 Parametro A_{rh}^+	51
4.1.1 A_{rh}^+ di NGC 339	52

4.1.2	A_{rh}^+ di NGC 419	54
4.2	Test sulla robustezza della stima di A_{rh}^+	56
4.2.1	Distribuzione di Blue Stragglers contaminata	56
4.2.2	Effetti di selezione	56
4.3	Correlazione con i parametri strutturali/dinamici	58
5	Conclusioni	64
	Bibliografia	67

Introduzione

Gli ammassi globulari sono sistemi stellari compatti, composti da $10^5 - 10^6$ stelle all'incirca coeve e gravitazionalmente legate tra loro. Sono sistemi collisionali, nei quali il processo di rilassamento a 2 corpi agisce su tempi brevi rispetto all'età del sistema stesso. Per questo motivo la struttura interna degli ammassi globulari evolve progressivamente nel tempo, tendendo alla fase chiamata di *collasso del nucleo*. La rapidità di questa evoluzione dinamica dipende in maniera complessa e non ancora ben chiarita da diverse proprietà del sistema, sia interne (come la massa totale, la densità, la frazione di binarie primordiale, ecc.), che esterne (come gli effetti mareali della galassia ospite e la densità locale dell'ambiente in cui l'ammasso si trova). Determinare lo stato evolutivo (l'età dinamica) di un sistema stellare è quindi un problema di difficile soluzione. Le interazioni gravitazionali portano inoltre alla formazione di oggetti esotici quali binarie X, millisecond pulsar e Blue Straggler Stars. Quest'ultime sono un particolare tipo di stelle più massicce di quelle "normali" dell'ammasso e sono localizzate lungo l'estensione della sequenza principale nel diagramma colore-magnitudine, nella regione più calda e più blu rispetto al punto di Turn-Off. La loro esistenza viene spiegata assumendo che questi oggetti si formino per processi di collisione diretta tra stelle o per fenomeni di trasferimento di massa in sistemi binari. Essendo più massicce della media, le Blue Stragglers vengono frenate (frizione dinamica) dalle interazioni con le altre stelle dell'ammasso e tendono progressivamente a segregarsi nelle regioni centrali. *Il grado di segregazione di queste stelle è quindi un indicatore dell'età dinamica degli ammassi, ovvero del loro stadio evolutivo.*

In effetti, studiando la distribuzione radiale delle Blue Stragglers in numerosi ammassi galattici, aventi tutti simile età cronologica (avanzata) di circa 11-13 Gyr, si è riscontrato che il livello di segregazione delle Blue Stragglers (misurato, per esempio, tramite il cosiddetto *parametro* A^+ ; Alessandrini et al. 2016) correla in maniera stretta con i parametri strutturali/dinamici degli ammassi globulari (come, ad esempio, il tempo di rilassamento centrale, o il valore del raggio di core), nel senso che ammassi dinamicamente vecchi (evoluti) mostrano Blue Stragglers che sono fortemente segregate al centro, mentre ammassi dinamicamente giovani hanno Blue Stragglers che seguono la distribuzione spaziale delle altre stelle meno massive (Ferraro et al. 2012, Lanzoni et al. 2016).

La validità di queste correlazioni è stata poi confermata anche in ammassi vecchi localizzati in ambienti extragalattici, come la Grande Nube di Magellano (Ferraro et al. 2019). Tuttavia, un'analisi di questo tipo non è ancora stata effettuata per ammassi globulari più giovani. A tale scopo, la Piccola Nube di Magellano rappresenta l'ambiente ideale, essendo popolata da ammassi giovani ($t < 2$ Gyr) e di età intermedia ($t = 3-7$ Gyr).

In questo elaborato verrà quindi analizzata la popolazione di Blue Straggler Stars di due ammassi globulari, NGC 339 e NGC 419, localizzati in questa galassia. Essi sono sistemi molto più giovani dei tipici ammassi galattici ($t_{339} \sim 6$ Gyr e $t_{419} \sim 1.5$ Gyr, Glatt et al. 2009), ma lo studio delle loro Blue Stragglers è stato fino ad ora impossibile a causa della forte contaminazione da parte delle stelle della SMC circostanti. Il problema di una contaminazione così forte non può essere risolto con i tradizionali metodi statistici, in cui si assume che le stelle di un campo esterno e vicino all'ammasso siano rappresentative della popolazione contaminante (e.g. Cabrera-Ziri et al. 2016), ma richiede una decontaminazione cinematica, che agisca individualmente su ogni stella. Utilizzando osservazioni multi-epoca ottenute con il telescopio spaziale Hubble è stato possibile determinare i moti propri delle singole stelle ed effettuare quindi uno studio cinematico per selezionare solo le Blue Stragglers membre degli ammassi.

L'obiettivo è capire se tali stelle possono essere utilizzate come indicatori dinamici anche in questi sistemi giovani.

Il lavoro è strutturato nel seguente modo:

- Nel capitolo 1 vengono presentate le caratteristiche principali degli ammassi globulari, soffermandosi sulla descrizione dei fenomeni dinamici che li caratterizzano. Sono inoltre descritte le proprietà delle Blue Stragglers e gli indicatori utilizzati per stimare l'età dinamica degli ammassi. Vengono infine illustrate le caratteristiche generali dei sistemi studiati in questo lavoro, ovvero gli ammassi globulari NGC 339 e NGC 419.
- Nel capitolo 2 è descritta la strumentazione utilizzata per acquisire i dati utilizzati in questo elaborato. Vengono presentati i dataset acquisiti ed elencate le procedure effettuate per ottenere i cataloghi fotometrici e per calcolare i moti propri delle sorgenti nei due ammassi.
- Nel capitolo 3 viene presentata la procedura effettuata per selezionare le stelle di ammasso, decontaminate cinematicamente dalle stelle di campo, e per stimare l'eventuale contaminazione residua.
- Nel capitolo 4 viene descritta l'analisi della popolazione di Blue Stragglers nei due ammassi e viene determinato, a partire dallo studio della loro distribu-

zione radiale, lo stato dinamico dei sistemi, utilizzando il parametro A^+ come indicatore della loro segregazione.

- Nel capitolo 5 vengono riassunti i risultati ottenuti e presentate le conclusioni di questo lavoro, a partire dal confronto di NGC 339 e NGC 419 con ammassi galattici e della Grande Nube di Magellano.

Capitolo 1

Ammassi Globulari

In questo capitolo si vuole dare una descrizione generale degli ammassi globulari e delle loro proprietà fisiche, focalizzandosi in particolare sui processi dinamici che caratterizzano questi sistemi. La loro elevata densità fa sì che essi siano sistemi collisionali, in grado di dar luogo ai processi di interazione dinamica alla base della formazione e dell'evoluzione delle *Blue Straggler Stars (BSSs)* in tempi cosmologicamente brevi. Studiando le caratteristiche di questo particolare tipo di stelle è possibile ricavare importanti informazioni sullo stato dinamico del sistema.



Figura 1.1: Immagine ottenuta con il telescopio spaziale Hubble dell'ammasso globulare *M3*. Credit: ESA/Hubble & NASA

1.1 Proprietà generali

Gli ammassi globulari sono densi sistemi stellari pressoché sferici, composti da circa 10^5 - 10^6 stelle gravitazionalmente legate. Privi di gas, polveri e stelle giovani, sono localizzati principalmente nell'alone della galassia ospitante. Nella Via Lattea si contano circa 160 ammassi (Harris, 2010), ma galassie ellittiche giganti come *M87* possono contenerne fino a 10^4 (Binney & Tremaine, 2008). Tutti gli ammassi galattici (*Galactic Globular Clusters, GGC*) hanno un'età molto avanzata, compresa tra 10 e 13 miliardi di anni, si sono quindi formati nelle prime fasi di formazione ed evoluzione della Galassia¹. L'assenza di gas e le caratteristiche osservative delle loro popolazioni stellari indicano che questi sistemi hanno sperimentato un unico episodio (principale) di formazione stellare, circa 10-13 miliardi di anni fa, sono perciò popolati da sole stelle vecchie e coeve, aventi una massa media di $0.3M_{\odot}$ ². Queste caratteristiche fanno degli ammassi globulari il miglior esempio in natura di *Popolazione Stellare Semplice (Simple Stellar Populations, SSP)*, cioè il modello teorico di un insieme di stelle singole, coeve, nate da un singolo episodio di formazione stellare e con la stessa composizione chimica iniziale. Il vantaggio di questi sistemi sta nella loro relativa semplicità e nella quantità di informazioni che si possono estrapolare dallo studio della loro rappresentazione nel diagramma di Hertzsprung-Russell³ o il corrispettivo osservativo, il diagramma Colore-Magnitudine (*CMD, Color Magnitude Diagram*), che sono fondamentali per lo studio delle differenti fasi dell'evoluzione stellare e per un confronto diretto tra diversi ammassi.

1.2 Dinamica negli ammassi globulari

Gli ammassi globulari sono sistemi stellari densamente popolati con caratteristiche fisiche tali da poter essere definiti **sistemi collisionali**, dove le stelle che orbitano nel potenziale gravitazionale possono dare luogo a numerose interazioni dinamiche che giocano un ruolo significativo nell'evoluzione dell'ammasso stesso.

Un sistema si definisce collisionale se ha un *tempo di rilassamento a due corpi*, t_{2b} , inferiore alla sua età, t_{age} . Si definisce t_{2b} :

$$t_{2b} \sim \frac{0.1N}{\ln N} t_{cross} \quad (1.1)$$

¹alcuni ammassi molto luminosi, come ω Centauri, si pensa che siano ciò che rimane dei densi nuclei di galassie accresciute dalla Via Lattea e distrutte per effetti mareali (Freeman, 1993)

²Valore medio stimato da popolazioni sintetiche costruite con software di L. Girardi:
<http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

³diagramma teorico che rappresenta per ogni stella appartenente alla popolazione stellare risolta la sua temperatura in funzione della luminosità

il tempo scala entro il quale il sistema perde memoria delle sue condizioni iniziali a causa dell'effetto cumulativo delle singole interazioni gravitazionali. Dipende dal numero totale di stelle, N , e dal *tempo di attraversamento*, t_{cross} ,

$$t_{cross} = \frac{R}{v} \quad (1.2)$$

cioè il tempo che impiega una stella con velocità tipica v ad attraversare interamente il sistema di raggio R .

Per un tipico *GGC*: $N \sim 10^5$, $t_{cross} \sim 10^5 \text{ yr}$ e $t_{age} \sim 13 \text{ Gyr}$; per cui $t_{2b} \sim 0.1 \text{ Gyr} \ll t_{age}$, quindi gli ammassi sono sistemi collisionali.

In verità il tempo di rilassamento dipende anche dalla densità locale ($t_{2b} \propto 1/\rho(r)$) e si dovrebbe quindi definire in termini della posizione, $t_{2b} = t_{2b}(r)$. Si utilizza ad esempio il *tempo di rilassamento centrale*:

$$t_{rc} = 1.491 \cdot 10^7 \text{ yr} \frac{k}{\ln(0.4N_*)} \langle m_* \rangle^{-1} \rho_{M,0}^{1/2} r_c^3 \quad (1.3)$$

così definito da Djorgovski et al. (1993), in cui $k=0.5592$ è una costante numerica, $N_* = M_{GC}/\langle m_* \rangle$ è il numero di stelle in un ammasso di massa M_{GC} , $\langle m_* \rangle$ è la massa stellare media in unità di massa solare, $\rho_{M,0}$ è la densità di massa centrale in M_\odot/pc^3 e r_c è il raggio di core, cioè il raggio contenente metà della densità superficiale centrale.

Nei sistemi collisionali le stelle interagiscono tra loro e scambiano energia, portando al rilassamento del sistema. Questi processi avvengono in modo casuale, portando anche ad un rilassamento nella distribuzione delle velocità, che evolve quindi in una *distribuzione di velocità maxwelliana*. Ogni disomogeneità nella distribuzione viene cancellata dalle interazioni gravitazionali e il sistema dinamico acquisisce le caratteristiche di una *sfera isoterma*: simmetria sferica, distribuzione isotropa delle orbite e assenza di rotazione⁴. Tuttavia, dal punto di vista fisico questo modello è poco realistico perché prevede un sistema con massa infinita, oltre che una piccola percentuale di stelle con velocità che tende all'infinito, le stelle nelle code della distribuzione maxwelliana. Un sistema reale ha infatti una massa totale finita e un limite alla velocità massima che le stelle possono acquisire, rappresentato dalla velocità di fuga del sistema. Per questo motivo un ammasso reale non potrà mantenere a lungo una distribuzione maxwelliana, proprio a causa dell'espulsione di stelle dal sistema. Una rappresentazione più realistica degli ammassi globulari è data invece dai **modelli di King** (King, 1966).

⁴Studi recenti hanno mostrato che alcuni GGCs presentano un certo livello di rotazione interna, probabilmente un residuo di una maggiore rotazione presente alla nascita dell'ammasso e poi dissipata dal rilassamento a due corpi (Ferraro et al. 2018b)

1.2.1 Modelli di King

I modelli di King descrivono sistemi con una funzione di distribuzione di sfera isoterma nelle zone centrali ma tendente a zero per velocità vicine alla velocità di fuga del sistema. Hanno quindi una massa totale finita e un raggio di troncamento, o *raggio mareale* r_t , oltre il quale le stelle non sono più legate al sistema, avendo $v > v_{fuga}$ e $E > 0$, dove E è l'energia per unità di massa:

$$E = \frac{v^2}{2} + \Psi(r) \quad (1.4)$$

in cui $\Psi(r)$ rappresenta il potenziale medio tale che $\Psi(r_t) = 0$.

La funzione di distribuzione di King, per sistemi sferici, isotropi e non rotanti è espressa quindi dalla formula:

$$f_K(E) = \begin{cases} \rho(2\pi\sigma^2)^{-3/2}(e^{E/\sigma^2} - 1), & E > 0 \\ 0 & E \leq 0 \end{cases} \quad (1.5)$$

dove il parametro σ è legato alla dispersione di velocità.

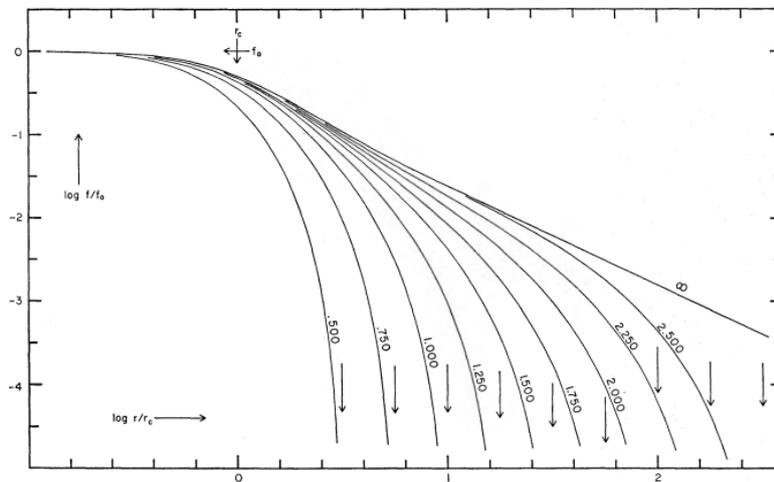


Figura 1.2: Diversi modelli di profili di densità di King al variare della concentrazione dell'ammasso, il cui valore è indicato accanto a ciascuna curva. (King 1966)

Questi modelli riproducono molto bene quantità osservabili degli ammassi globulari come i profili di densità, brillantezza superficiale e dispersione di velocità proiettata. Il **profilo di densità proiettato** di King è rappresentato in figura 1.2: piatto al centro e decrescente nelle zone esterne, ha una forma determinata da un singolo parametro, la *concentrazione* c . Questa è definita come il rapporto tra il raggio di troncamento r_t e il *raggio di King*, r_0 , la lunghezza caratteristica del modello:

$$c = \log \frac{r_t}{r_0} \quad (1.6)$$

Il raggio di King, puramente teorico, è spesso identificato con una quantità osservabile, il *raggio di core*, r_c , definito come la distanza a cui la densità proiettata ha valore uguale alla metà del valore centrale: $\Sigma_*(r_c) = \Sigma_*(0)/2$. A rigore, però, questa identità è strettamente valida solo per sistemi con elevato parametro di concentrazione c .

1.2.2 Processi dinamici

Le interazioni dinamiche all'interno degli ammassi globulari sono frequenti e di vario tipo, date dalla natura collisionale di questi sistemi. Questo comporta una loro evoluzione nel tempo, con variazioni significative del budget energetico, della struttura interna e del contenuto stellare.

L'evoluzione dinamica degli ammassi globulari è principalmente influenzata da:

- **Sistemi binari**

Sistemi composti da due stelle in orbita attorno ad un baricentro comune. Dinamicamente si comportano come una particella di massa pari alla somma delle masse delle singole componenti, con l'eccezione che le binarie possono anche stringersi, fino addirittura alla coalescenza delle due compagne, o allargarsi, fino alla totale evaporazione o ionizzazione del sistema stesso.

- **Interazioni a tre corpi**

Processo in cui una stella singola interagisce gravitazionalmente con un sistema binario, perturbando le orbite delle due componenti. Il risultato di questi incontri è determinato dalla *Legge di Heggie*: binarie strette (*Hard Binaries*) tendono a diventare più strette e binarie larghe (*Soft Binaries*) tendono ad allargarsi.

Le hard binaries son sistemi con energia di legame maggiore dell'energia cinetica media delle stelle $E_b > m\sigma^2$, la quale aumenta a seguito dell'interazione, mentre l'energia interna diminuisce ($E_{int} = -E$), sottratta dalla stella singola che acquisisce energia cinetica; il sistema diventa quindi più legato. In alcuni casi, a seguito di questo incontro la stella di campo (se più leggera) può sostituire una delle due compagne, che viene quindi espulsa dal sistema.

Al contrario, una soft binary è un sistema con energia di legame minore dell'energia cinetica media delle stelle $E_b < m\sigma^2$. Interagendo con una stella singola, le sottrae parte dell'energia cinetica aumentando la propria energia interna, diminuisce quindi l'energia di legame: la binaria diventa meno legata. In alcuni casi questo può comportare anche la distruzione, la *ionizzazione* del sistema.

• **Frizione dinamica**

Una stella di massa M maggiore di quella media dell'ammasso, percepisce una costante decelerazione dovuta all'interazione gravitazionale con tutte le particelle più leggere ($m_i \ll M$), la frizione dinamica (*Dynamical Friction*, DF), e spiraleggia progressivamente verso il fondo della buca di potenziale in un tempo scala dipendente dalla sua posizione rispetto al centro del sistema, r , e dato dalla formula:

$$t_{DF}(r) = \frac{3}{4(2\pi)^{1/2}G^2 \ln\Lambda} \frac{\sigma^3(r)}{M\rho(r)} \quad (1.7)$$

dove il termine $\ln\Lambda$ indica il logaritmo di Coulomb⁵. Questo tempo è inversamente proporzionale alla densità, perciò la frizione dinamica è più efficiente - il tempo scala è minore - nelle zone più dense, quindi verso il centro dell'ammasso. Il tempo è inoltre minore per masse M grandi, quindi oggetti più massicci orbitano più velocemente verso il centro dell'ammasso.

• **Segregazione in massa**

A causa della frizione dinamica gli oggetti più massicci si concentrano al centro dell'ammasso mentre quelli più leggeri vengono spinti verso le zone più esterne. Questo causa la segregazione in massa del sistema. Tale processo è conseguenza della natura collisionale degli ammassi; essendo sistemi all'equilibrio (aventi distribuzioni di velocità quasi maxwelliana), le stelle al loro interno si comportano come particelle di gas e tendono quindi ad acquisire la stessa energia attraverso scambi di energia cinetica (processo cosiddetto di *equipartizione dell'energia cinetica*). Per l'equipartizione $m_i \langle v_i^2 \rangle = m_j \langle v_j^2 \rangle$, quindi se $m_i > m_j$ allora $\langle v_i^2 \rangle < \langle v_j^2 \rangle$: stelle più massicce perdono velocità e si spostano verso il centro, stelle leggere acquisiscono velocità spostandosi su orbite più esterne. Se poi queste superano la velocità di fuga dell'ammasso possono anche essere espulse dal sistema (*evaporazione*).

• **Collasso del nucleo**

Dato che le zone centrali degli ammassi cedono energia cinetica alle zone esterne, per ristabilire l'equilibrio il nucleo si contrae e, seguendo il *teorema del viriale*⁶, si riscalda dinamicamente. Questa è una cruciale differenza rispetto ai sistemi gassosi, nei quali solitamente ad una perdita di energia corrisponde un raffreddamento del sistema. Poiché il nucleo dell'ammasso si scalda e si contrae, diventa più denso favorendo le interazioni dinamiche e gli scambi di

⁵definito come $\ln\Lambda = \frac{b_{max}}{b_{min}}$, con b = parametro d'impatto, ovvero la distanza perpendicolare tra le traiettorie dei 2 corpi.

⁶Teorema che descrive l'equilibrio di un sistema gravitazionale: $K = |W| + E$, con K =energia cinetica, $|W|$ =valore assoluto dell'energia potenziale e E =energia totale

energia. Questo porta ad un'ulteriore perdita di energia da parte del nucleo e a una sua ulteriore contrazione. Si avvia così un processo a catena, in cui più il nucleo si contrae, più si scalda, più energia viene sottratta, finché non avviene il *collasso del nucleo* (*Core Collapse, CC*). Teoricamente questo processo potrebbe continuare fino al raggiungimento di una densità centrale infinita, condizione impossibile dal punto di vista fisico. In questa fase giocano un ruolo fondamentale le *hard binaries*, le quali agiscono da ulteriore fonte di energia per le regioni centrali e ne arrestano il collasso. Esse cedono parte della loro energia di legame alle stelle del nucleo, il quale può ricominciare a espandersi, avviando una fase *post core collapse* (*PCC*) caratterizzata da *oscillazioni gravotermiche* in cui si alternano contrazioni e espansioni del nucleo (come rappresentato in figura 1.3, Gao et al. 1991). Il collasso del nucleo si evidenzia inoltre nel profilo di densità di King, che per ammassi PCC mostra una risalita nelle zone centrali dove altrimenti avrebbe un andamento piatto.

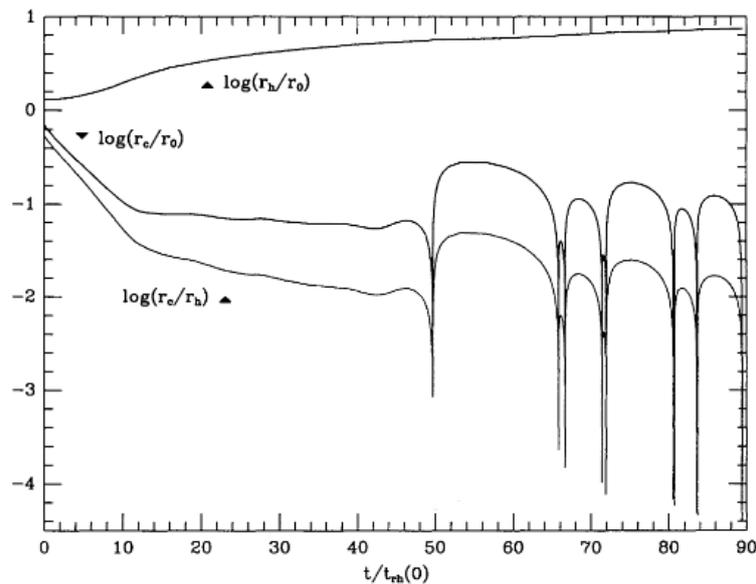


Figura 1.3: Evoluzione nel tempo del logaritmo del raggio di metà massa e del raggio di core normalizzati a quello di King (prime due curve dall'alto al basso), e del logaritmo del loro rapporto (curva più in basso). Da Gao et al. (1991)

1.3 Blue Straggler Stars

Le Blue Straggler Stars sono stelle più calde e più luminose del punto di Turn-Off della sequenza principale (*Main Sequence Turn-Off, MSTO*).

Esse si rivelano costruendo il diagramma colore-magnitudine di un ammasso in esame, che riporta in ascissa il colore delle stelle e in ordinata la loro magnitudine. Il

colore misura la differenza in magnitudine tra due differenti bande di osservazione, dà quindi un'indicazione della temperatura superficiale della stella. La magnitudine osservata è invece indice della luminosità della stella, quindi il CMD è utilizzato come corrispettivo osservativo del diagramma HR. Diverse posizioni in questo grafico indicano differenti fasi dell'evoluzione stellare (rappresentate in figura 1.4) e differenti proprietà fisiche della stella.

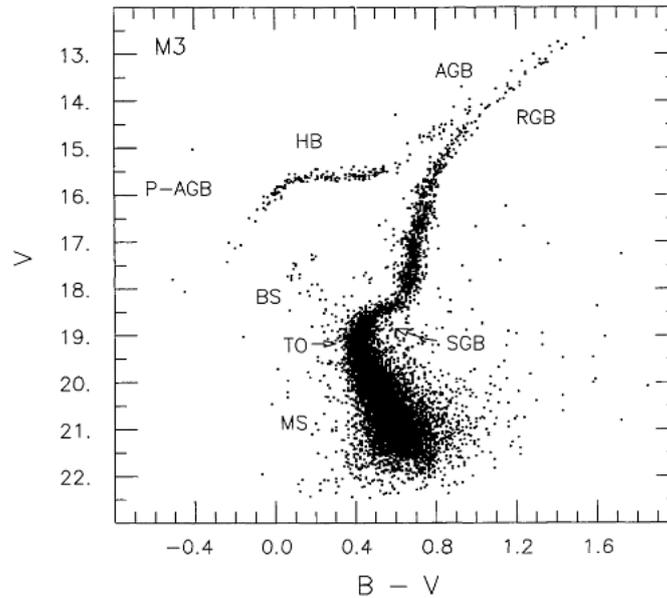


Figura 1.4: CMD di M3 con indicate le differenti fasi evolutive (Renzini & Fusi Pecci, 1988)

Al momento della sua formazione, l'ammasso è composto da stelle con la stessa composizione chimica ma di differente massa che si posizionano tutte sulla sequenza principale. Qui iniziano la loro storia term nucleare, avviando la fusione di idrogeno in elio all'interno del nucleo. Le stelle più massicce sono anche più luminose poiché hanno un processo di combustione più efficiente, in grado di produrre una maggiore luminosità. Queste stelle si posizionano quindi nella parte più alta della MS, che si può interpretare come una sequenza in massa. Il tempo di permanenza di una stella sulla sequenza principale è inversamente proporzionale alla terza potenza della massa ($t_{MS} \propto 10^{11}/M^3$), per cui le stelle più pesanti saranno le prime a spostarsi in una diversa regione del CMD dove proseguiranno la loro evoluzione. Il punto di Turn-Off, l'estremo più caldo e più luminoso della MS, diventa sempre meno brillante mano a mano che le stelle massicce terminano la combustione dell'idrogeno. Per questo motivo, la posizione del TO nel CMD può essere utilizzata per stimare l'età di una SSP come un ammasso globulare.

Eventuali stelle (come le Blue Stragglers) osservate oltre questo punto (figura 1.5), che per GGCs tipici ($t_{age} \sim 10-12 \text{ Gyr}$) è popolato da stelle di massa $M_{TO} \sim 0.8M_{\odot}$,

sembrerebbero quindi più giovani e massicce. Dato, però, che negli ammassi globulari la formazione stellare non è più attiva da molti miliardi di anni, questa spiegazione non si può applicare: le Blue Stragglers sono quindi una popolazione stellare *esotica*, cioè non prevista dall'evoluzione stellare standard. Queste stelle sono il risultato dell'unione di due stelle più leggere che si sono scambiate materiale in un sistema binario, oppure avvicinate e scontrate a causa delle frequenti interazioni dinamiche del sistema.

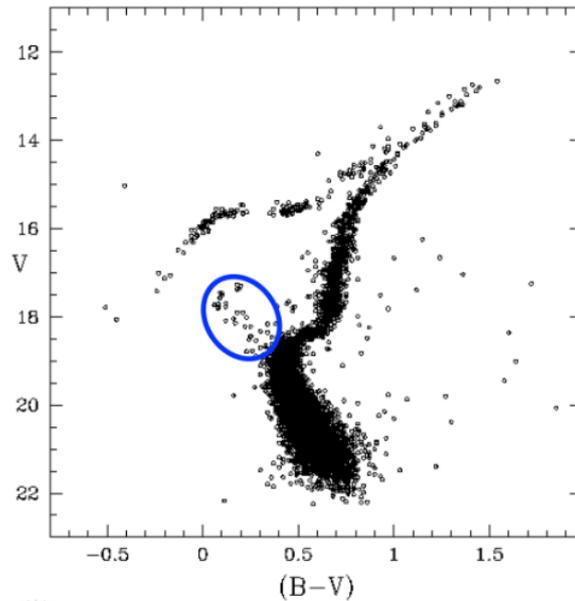


Figura 1.5: CMD dell'ammasso globulare M3. È cerchiata la regione delle BSS (Buonanno et al. 1994).

1.3.1 Blue Stragglers come traccianti dinamici

Lo studio delle Blue Stragglers può fornire numerose informazioni sulla dinamica interna dell'ammasso stellare che le ospita.

Per quanto spiegato nel paragrafo 1.2.2, infatti, essendo più massicce della media, le BSSs risentono dell'azione della frizione dinamica e per questo tenderanno col tempo a segregarsi verso le zone centrali del sistema. Dato inoltre che questo effetto è maggiore in ambienti densi ($t_{DF} \propto \frac{1}{\rho(r)}$), la segregazione delle BSSs inizierà nelle zone centrali dell'ammasso per poi spostarsi a raggi sempre maggiori, dove la densità stellare decresce seguendo il tipico andamento del profilo di King. Studiare la distribuzione radiale delle BSSs permette quindi di ottenere un "orologio dinamico" ("*dynamical clock*") in grado di stimare l'**età dinamica** dell'ammasso (Ferraro et al. 2012). Questa può essere diversa anche tra ammassi con la stessa età cronologica, dato che varia a seconda dalle proprietà strutturali del sistema, quindi le Blue Stragglers rappresentano uno strumento potente per determinare il livello di

evoluzione dinamica dell'ammasso. Per rappresentare la loro distribuzione radiale, cioè la disposizione in funzione della distanza dal centro, si divide il sistema in anelli concentrici e si confronta il numero di Blue Stragglers in ogni bin, $N_{BSS}(r)$, con il numero di stelle (più leggere) appartenenti ad una popolazione di riferimento nello stesso bin, $N_{REF}(r)$, che può essere costituita da stelle in qualunque altra fase evolutiva. Si ottiene così la *frequenza specifica*:

$$F(r) = \frac{N_{BSS}(r)}{N_{REF}(r)} \quad (1.8)$$

Si può determinare il livello di segregazione anche con il *rapporto doppio normalizzato*, un parametro più informativo rispetto al precedente:

$$R_{pop}(r) = \frac{N_{pop}(r)/N_{pop,TOT}}{L_{samp}(r)/L_{TOT}} \quad (1.9)$$

Esso definisce la frazione di una specifica popolazione di stelle in ciascun bin radiale, normalizzata alla frazione di luminosità totale campionata nello stesso bin.

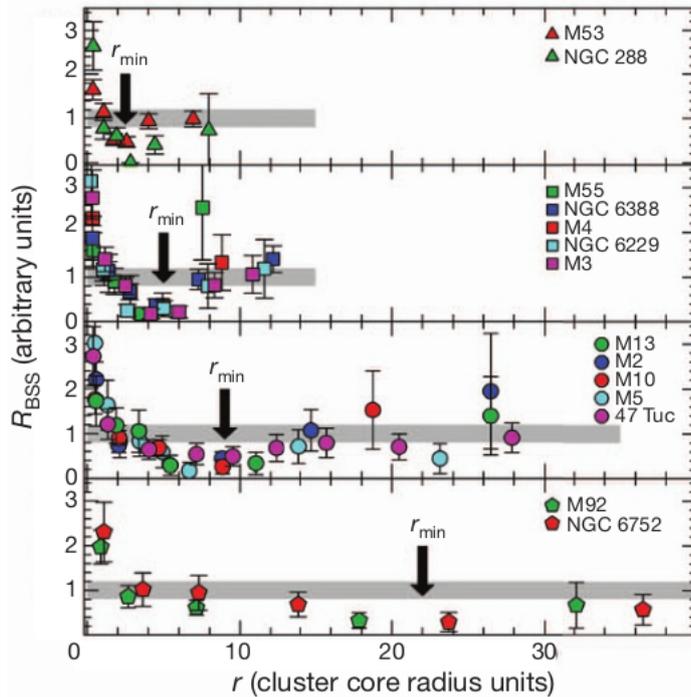


Figura 1.6: Variazione del rapporto doppio normalizzato per vari ammassi globulari con differente livello di segregazione. La striscia grigia rappresenta una popolazione di riferimento non segregata. (Ferraro et al. 2012)

Per una qualsiasi popolazione Post-MS, la distribuzione radiale delle stelle segue la distribuzione di luminosità, quindi il rapporto sarà sempre $R_{PMS} \sim 1$ a qualsiasi distanza dal centro. Per le Blue Stragglers questo è vero solo inizialmente, quando sono ancora distribuite come le altre popolazioni dell'ammasso, ma quando la frizione

dinamica comincia ad agire e le BSSs cominciano a segregarsi, il rapporto comincia a deviare dall'unità. Poichè la DF agisce prima nelle zone più dense, quindi a raggi minori, nella distribuzione radiale si genera un picco centrale dove si stanno accumulando le BSSs, seguito da un minimo che indica fin dove ha agito la frizione dinamica. Infine si potrà osservare una risalita nelle zone esterne (*rising branch*) dove si posizionano le stelle non ancora segregate (figura 1.6).

La posizione del minimo si sposta a raggi maggiori mano a mano che la frizione dinamica agisce, quindi la sua posizione corrisponde alla lancetta di un orologio dinamico e permette di valutare l'età dinamica dell'ammasso.

In base alla forma della distribuzione radiale delle BSSs, gli ammassi globulari vecchi e cronologicamente coevi sono classificabili in tre famiglie:

- **Famiglia I:** famiglia di ammassi dinamicamente giovani nei quali la frizione dinamica non ha ancora agito. Le BSSs non sono ancora segregate quindi hanno una distribuzione radiale piatta ad ogni raggio.
- **Famiglia II:** famiglia di ammassi con età dinamica intermedia nei quale la frizione dinamica ha cominciato ad agire sulle BSSs. Esse sono segregate fino ad un certo raggio \mathbf{r}_{\min} , il quale si posiziona ad una distanza che dipende dal tempo scala della frizione dinamica. La distribuzione radiale è *bimodale*, caratterizzata da un picco centrale e da un minimo poi seguito da una risalita.
- **Famiglia III:** famiglia composta dagli ammassi più dinamicamente evoluti, dinamicamente vecchi. La loro distribuzione radiale è caratterizzata solo da un picco centrale senza *rising branch* poiché la frizione dinamica ha già agito ad ogni raggio, anche nelle zone più esterne. Le BSSs sono tutte segregate al centro dell'ammasso.

Per determinare quale sia effettivamente il livello evolutivo del sistema e la sua famiglia di appartenenza, è necessario misurare con precisione la posizione del raggio a cui la distribuzione radiale di BSSs è minima. Questo raggio di minimo \mathbf{r}_{\min} è indicato anche come *raggio di Avoidance*, $\mathbf{r}_{\text{avoid}}$, definito come la distanza dal centro dell'ammasso fin dove la frizione dinamica è riuscita ad agire:

$$t_{DF}(\mathbf{r}_{\text{avoid}}) = \frac{3}{4(2\pi)^{1/2}G^2\ln\Lambda} \frac{\sigma^3(\mathbf{r}_{\text{avoid}})}{M\rho(\mathbf{r}_{\text{avoid}})} = t_{age} \quad (1.10)$$

La posizione di questo raggio può tuttavia essere difficile da localizzare osservativamente, soprattutto a causa della scarsa statistica delle BSSs. È dipendente dalla tipo di divisione in bin che si applica alla distribuzione e necessita una chiara distinzione del *rising branch*. Per questo è stato introdotto un nuovo parametro indicatore della segregazione, \mathbf{A}_{rh}^+ :

$$A_{rh}^+(x) = \int_{x_{min}}^x \phi_{BSS}(x') - \phi_{REF}(x') dx' \quad (1.11)$$

Questo è definito come l'area racchiusa tra la distribuzione cumulativa di BSSs $\phi_{BSS}(x)$ e quella di una popolazione di riferimento $\phi_{REF}(x)$ (Lanzoni et al. 2016). Il valore $x = \log(r/r_h)$ è il logaritmo della distanza dal centro dell'ammasso normalizzata al raggio di metà massa⁷ e x_{min} è il valore minimo campionato dalle osservazioni (tipicamente zero, il centro del sistema). La distanza si esprime in unità logaritmiche per massimizzare la sensibilità agli effetti della frizione dinamica, che è più efficiente nelle zone centrali.

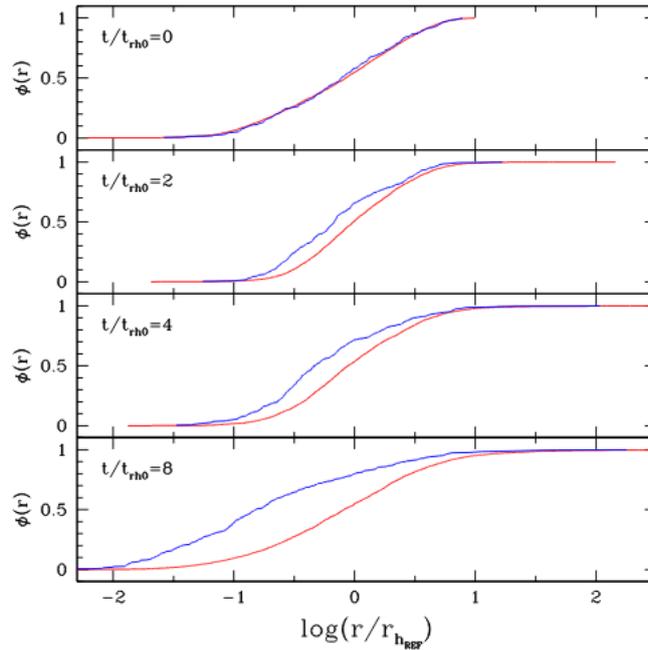


Figura 1.7: Variazione del parametro $A_{r_h}^+$: evoluzione temporale della distribuzione cumulativa di BSSs (curva blu) e di quella di una popolazione di riferimento (curva rossa) misurata in simulazioni N-corpi (Alessandrini et al. 2016)

Simulazioni numeriche hanno dimostrato che il valore di $A_{r_h}^+$ è un buon indicatore di segregazione (Alessandrini et al. 2016), crescendo in funzione del tempo a seguito dell'evoluzione dinamica del sistema (figura 1.7).

Questo parametro ha inoltre diversi vantaggi: non dipende dalla divisione in bin effettuata per costruire la distribuzione radiale e non necessita del campionamento dell'intera estensione radiale dell'ammasso. $A_{r_h}^+$ viene infatti misurato fino al raggio di metà massa, r_h , e dato che per definizione dipende dalla distanza dal centro dell'ammasso, una sua misura ad equivalenti frazioni radiali in ogni sistema permette un confronto diretto tra differenti ammassi. Simulazioni numeriche (Alessandrini et al. 2016) mostrano inoltre che la regione campionata da $A_{r_h}^+$ è sufficientemente sensibile e rappresentativa dell'effetto di segregazione che si vuole misurare. Studiare

⁷Raggio che contiene metà della massa totale dell'ammasso

solo le zone centrali di un ammasso consente inoltre di utilizzare strumenti con un limitato campo di vista ma con un'elevata risoluzione, come Hubble Space Telescope. La figura 1.8 mostra come la variazione di A_{rh}^+ corrisponda a quella del raggio di minimo r_{min} del rapporto doppio normalizzato in ammassi con crescente livello di segregazione, quindi con età dinamica più avanzata.

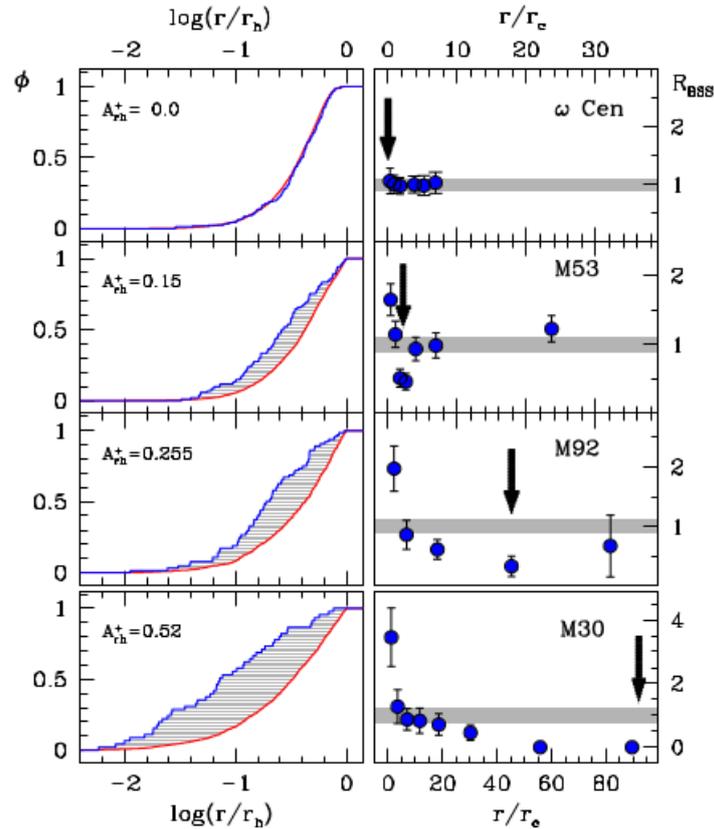


Figura 1.8: Variazione del parametro A_{rh}^+ (sinistra) e di R_{BSS} in ammassi con differente livello di segregazione (Lanzoni et al. 2016)

1.4 Risultati osservativi

La distribuzione radiale delle Blue Stragglers è stata studiata per numerosi ammassi globulari, localizzati in varie zone della Galassia (Disco, Alone e Bulge) e caratterizzati da differenti proprietà strutturali. Grazie a questi studi è stato possibile determinare lo stato dinamico di circa 30% degli ammassi della Via Lattea usando le BSSs come traccianti (Ferraro et al. 2018a). Calcolando il valore di A_{rh}^+ per questi ammassi, che nella Via Lattea sono tutti cronologicamente vecchi, è stata riscontrata un'ampia varietà nei valori di età dinamica, tanto che alcuni sistemi (come NGC 5986), sebbene abbiano oltre 12 miliardi di anni, appaiono ancora dinamicamente giovani ($A_{rh}^+ \sim 0$) e non ancora segregati. In figura 1.10 sono rappresentate le di-

stribuzioni radiali cumulative per alcuni di questi ammassi e i relativi valori di A_{rh}^+ stimati.

Le Blue Stragglers sono state utilizzate anche per studiare l'età dinamica di ammassi in ambienti esterni alla Galassia, ovvero nella Grande Nube di Magellano (*Large Magellanic Cloud, LMC*) (Ferraro et al. 2019). Gli ammassi di LMC analizzati nel lavoro citato sono vecchi ($t_{age} \sim 13 \text{ Gyr}$), ma mostrano diversi livelli di evoluzione dinamica, come è evidente in figura 1.11.

È stato inoltre mostrato come per questi ammassi vecchi, sia galattici che di LMC, sussista una relazione tra il parametro A_{rh}^+ e le proprietà strutturali dell'ammasso (figura 1.9). In particolare, studiando l'andamento di A_{rh}^+ in funzione di diversi raggi di core r_c , si riscontra un aumento del valore di A_{rh}^+ al diminuire di r_c ; ammassi più evoluti dinamicamente hanno un raggio di core inferiore, quindi il livello di segregazione (e il valore di A_{rh}^+) sarà maggiore.

Un'altra importante proprietà osservata è che A_{rh}^+ correla positivamente con il numero di rilassamenti centrali avvenuti dal tempo di formazione dell'ammasso, definito come $N_{relax} = t_{GC}/t_{rc}$. Ciò significa che sistemi in cui i processi dinamici sono più efficienti ($N_{relax} \gg 1$), sono anche più rilassati, e quindi mostrano un valore di A_{rh}^+ elevato.

Queste proprietà dimostrano come A_{rh}^+ sia un ottimo tracciante dell'evoluzione dinamica in ammassi vecchi. Tuttavia mancano studi approfonditi sull'evoluzione dinamica di ammassi globulari con età cronologiche inferiori, i quali potrebbero fornire maggiori informazioni o mostrare andamenti differenti.

Per questo motivo, in questo progetto di tesi si cercherà di capire se tali relazioni sussistano anche per ammassi giovani e di età intermedia in un ambiente extragalattico ancora mai investigato, ovvero la Piccola Nube di Magellano, determinando il valore di A_{rh}^+ dallo studio della popolazione di Blue Stragglers.

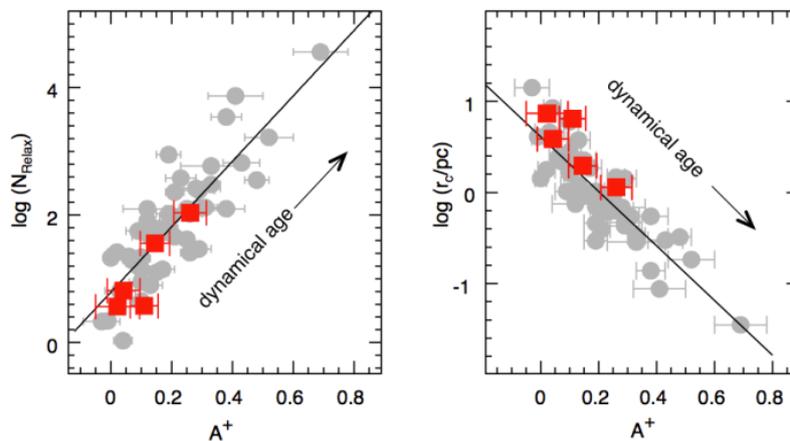


Figura 1.9: Sinistra: Relazione tra A_{rh}^+ e $N_{relax} = t_{age}/t_{rc}$. Destra: relazione tra A_{rh}^+ e r_c . I punti in grigio rappresentano 48 ammassi galattici, i punti rossi si riferiscono a 5 ammassi della LMC (Ferraro et al. 2019).

1.4.1 Ammassi nella Piccola Nube di Magellano

La Piccola Nube di Magellano (*Small Magellanic Cloud, SMC*) è una galassia nana irregolare appartenente al Gruppo Locale, localizzata ad una distanza di 60 kpc dalla Via Lattea (Cioni et al. 2000). Interagisce gravitazionalmente con la galassia vicina, la Grande Nube di Magellano, ed è collegata ad essa tramite una struttura stellare detta *Magellanic Bridge*. A causa di queste interazioni e di quelle con la Via Lattea, la formazione di stelle e di ammassi è stata molto attiva anche in tempi recenti. Per questo motivo, a differenza della Galassia, nella SMC è possibile trovare anche ammassi globulari giovani e di età intermedia. In particolare, gli ammassi qui oggetto di studio, **NGC 339** e **NGC 419**, hanno rispettivamente un'età di $t_{age} \sim 6$ Gyr e $t_{age} \sim 1.5$ Gyr (Glatt et al. 2009). Le loro proprietà principali sono riportate nella tabella 1.1. Studiare l'età dinamica di ammassi nella Piccola Nube non era stato fino ad ora possibile a causa dell'elevato numero di stelle contaminanti appartenenti alla galassia ospite che impedivano un'accurata selezione delle BSSs. Infatti, le stelle più giovani della SMC si distribuiscono nel CMD proprio lungo la sequenza seguita dalle BSSs. Tuttavia, per i due ammassi in esame sono disponibili osservazioni multi epoca ottenute con HST che permettono un'accurata stima dei moti propri delle stelle nel campo di vista. Questo ha consentito di applicare tecniche cinematiche per rimuovere la contaminazione delle stelle di campo, al fine di selezionare con precisione le BSSs d'ammasso e studiare l'evoluzione dinamica dei due sistemi.

	NGC 339	NGC 419
α (<i>RA</i>)	$00^h 57^m 46.38^s$	$1^h 08^m 17.31^s$
δ (<i>Dec</i>)	$-74^\circ 28' 14.24''$	$-72^\circ 53' 02.49''$
Distanza	57.6 ± 4.1 kpc	50.2 ± 2.6 kpc
Età	6 ± 0.5 Gyr	1.2-1.6 Gyr
Metallicità	$[\text{Fe}/\text{H}] = -1.12 \pm 0.10; Z \approx 0.001$	$[\text{Fe}/\text{H}] = -0.67 \pm 0.12; Z \approx 0.004$

Tabella 1.1: Proprietà principali di NGC 339 e NGC 419. Valori di Glatt et al. (2009)

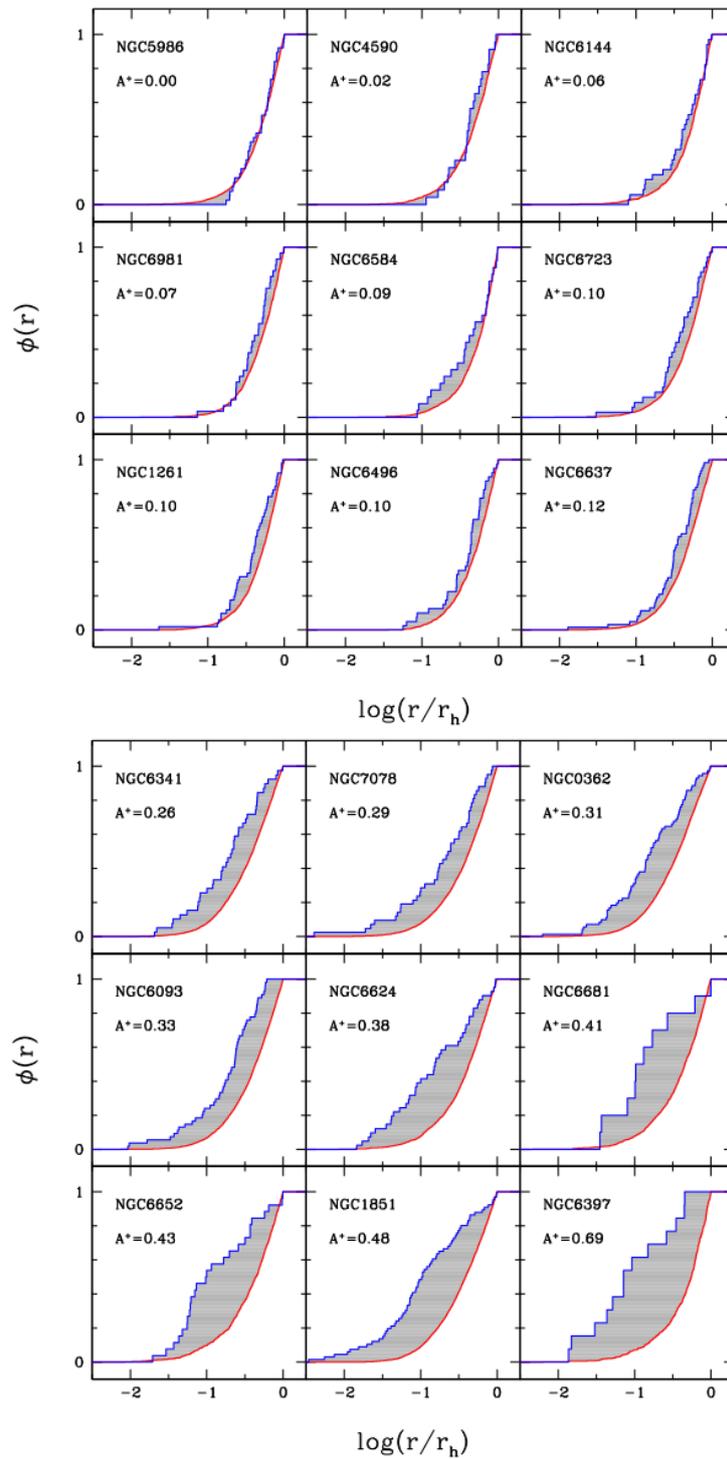


Figura 1.10: Distribuzioni radiali cumulative di BSS (blu) e di una popolazione di riferimento (rosso) per alcuni ammassi galattici con crescente livello di segregazione (Ferraro et al. 2018a)

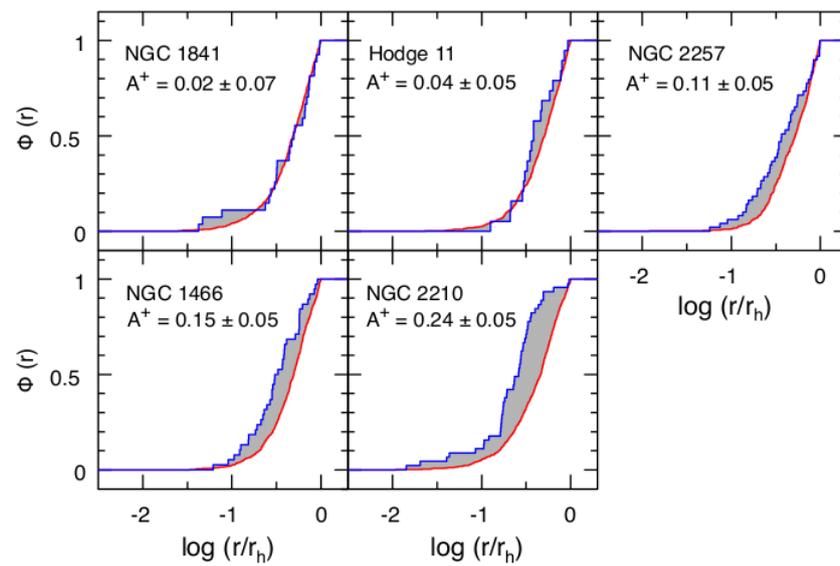


Figura 1.11: Distribuzioni radiali cumulative di BSS (blu) e di una popolazione di riferimento (rosso) per 5 ammassi localizzati nella LMC (Ferraro et al. 2019)

Capitolo 2

Strumentazione e Dati

2.1 Strumenti

I dati a disposizione per questo studio sono stati ottenuti tramite osservazioni effettuate con *Hubble Space Telescope*, (*HST*)¹, un telescopio spaziale in orbita attorno alla Terra dal 1990. Le osservazioni sono state eseguite tramite le camere ad alta risoluzione ACS (*Advanced Camera for Surveys*) e WFC3 (*Wide Field Camera 3*), particolarmente adatte ad investigare campi stellari estremamente densi come quelli oggetto di questa analisi.

2.1.1 ACS

La *Advanced Camera for Surveys* è una camera operativa su HST a partire dal 2002. Copre un ampio range di lunghezze d'onda che va dall'ultravioletto al vicino infrarosso (350-1050 nm), ha un'elevata risoluzione ma è anche dotata di un grande campo di vista. È composta da tre sotto-canali indipendenti, High Resolution Channel (HRC), Solar Blind Channel (SBC) e Wide Field Channel (WFC), ognuno adatto a differenti utilizzi a seconda del target scientifico che si vuole studiare.

ACS/WFC è lo strumento utilizzato per osservare gli ammassi in esame, ha un campo di vista di $202'' \times 202''$ e utilizza un rivelatore a CCD (*Charge-Coupled Device*) formato da una coppia di chip composti da 4096×2048 pixel ciascuno. Ogni pixel ha dimensioni di $15\mu m^2$, per cui la *pixel scale* dello strumento è di $0.05''/\text{pixel}$. È dotato di una serie di filtri a banda larga la cui curva di trasmissione in funzione della lunghezza d'onda è rappresentata in figura 2.1. Essi permettono di raccogliere luce in un intervallo di frequenze più ampio rispetto ai filtri stretti, i quali si focalizzano sullo studio di frequenze specifiche. In particolare, i dati analizzati in questo lavoro sono stati ottenuti con i filtri larghi F555W e F814W.

¹<https://www.stsci.edu/hst/instrumentation>

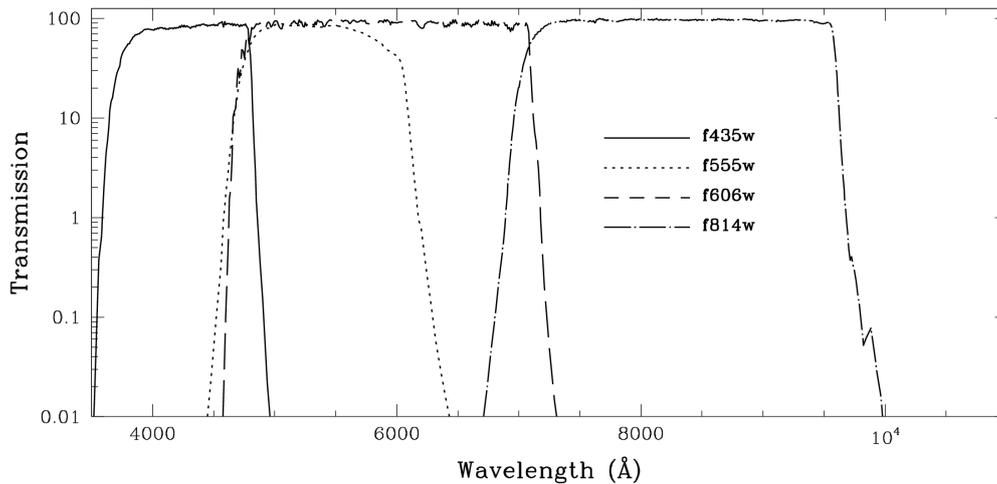


Figura 2.1: Curve di trasmissione di alcuni filtri della camera ACS/WFC, tra i quali F555W e F814W con cui sono stati raccolti i dati analizzati in questo lavoro. Fonte: <https://hst-docs.stsci.edu/acsihb/chapter-5-imaging/5-1-imaging-overview>

2.1.2 WFC3

La Wide Field Camera 3 opera su HST a partire dal 2009, quando ha sostituito la precedente Wide Field and Planetary Camera 2, WFPC2. È composta da due distinti strumenti, UVIS (*Ultraviolet-Visible Channel*) che opera tra 200 e 1000 nm e IR (*Infrared Channel*) da 900 a 1700 nm. WFC può quindi coprire un ampio range spettrale che va dall'ultravioletto all'infrarosso ed è dotata di un ampio campo di vista, in particolare $162'' \times 162''$ per UVIS e $126'' \times 123''$ per IR. Le immagini in questo lavoro sono state ottenute attraverso il canale UVIS, a cui è associato un rilevatore CCD composto da due chip di dimensioni 2051×4096 pixel ciascuno. Ogni pixel ha dimensioni di $15\mu m^2$, per cui la pixel scale è di $0.04''/\text{pixel}$. WFC3/UVIS è dotato di numerosi filtri, sia a banda larga che a banda stretta, ma per le osservazioni analizzate in questa tesi sono stati utilizzati i filtri larghi centrati sulle frequenze F336W e F438W. In figura 2.2 sono rappresentate le curve di trasmissione di alcuni di questi filtri, inclusi quelli sopracitati.

2.2 Dati fotometrici

I dati analizzati sono stati ottenuti dall'archivio pubblico MAST², da cui è possibile scaricare immagini e cataloghi delle sorgenti in esame.

Dato che per i 2 ammassi si vuole ottenere anche un catalogo cinematico, che comprende la misura dei moti propri, sono necessarie osservazioni multi-epoca, cioè

²<https://archive.stsci.edu/hst/search.php>

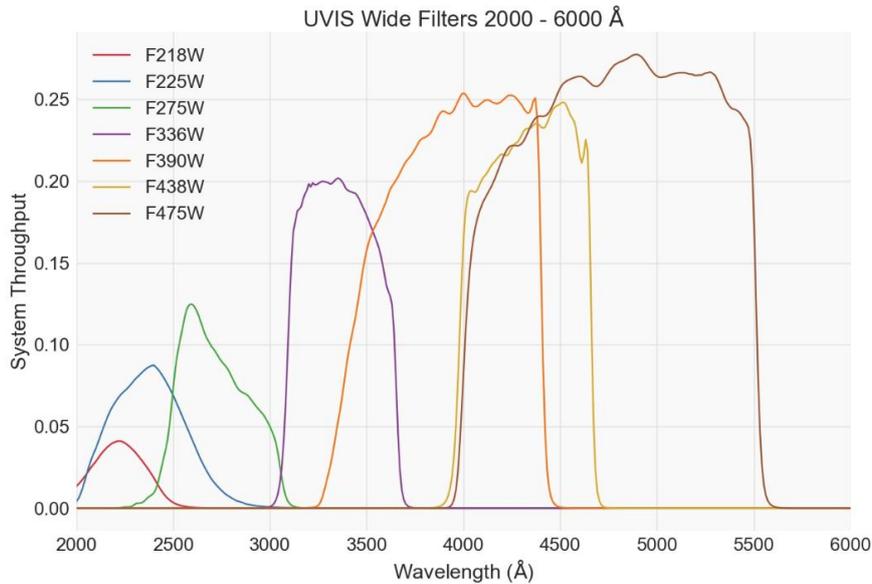


Figura 2.2: Curve di trasmissione dei filtri larghi della camera WFC3/UVIS. Fonte: <https://www.stsci.edu/hst/instrumentation/wfc3/performance/throughputs>

inquadrature della stessa sorgente a distanza di un certo intervallo temporale. Per **NGC 339** le immagini della prima epoca sono state ottenute nel 2005 con la camera ACS/WFC, nelle bande F555W e F814W (PI: J. Gallagher). Per la seconda epoca invece sono state effettuate osservazioni con WFC3/UVIS, utilizzando i filtri F336W e F438W. I dati sono stati ottenuti nel 2016 (PI: N. Bastian) per cui la separazione temporale è di ~ 10.75 anni. Ulteriori dettagli sulle osservazioni effettuate per NGC 339 sono disponibili nella tabella 2.1.

Per il secondo ammasso, **NGC 419**, le prime osservazioni sono state ottenute nuovamente da J. Gallagher con ACS/WFC, sia a gennaio del 2006 che a luglio dello stesso anno. Per entrambe le rilevazioni sono state effettuate esposizioni con i due filtri a banda larga, F555W e F814W. I dati successivi sono invece stati ottenuti con la camera WFC3/UVIS, nei filtri F336W e F438W. In particolare sono stati utilizzati dati del 2011 (PI: L. Girardi), del 2016 e del 2018 (PI: N. Bastian). Per questo ammasso quindi la separazione temporale è maggiore, di ~ 12.67 anni. I dettagli specifici delle varie osservazioni sono riportati in tabella 2.2.

2.2.1 Analisi fotometrica

Dopo aver ottenuto i dati fotometrici è necessario applicare una procedura di analisi al fine di rendere le immagini utilizzabili dal punto di vista scientifico. Questa operazione è volta a correggere le alterazioni apportate all'immagine nella fase di osservazione, cioè variazioni che possono essere causate dal detector, dagli specchi

ID	PI	Epoca (yyyy/mm)	Camera	Filtro	Esposizioni $N \times t_{exp}$
GO-10396	J. Gallagher	2005/11	ACS/WFC	F555W	2×20 s
					4×496 s
				F814W	2×10 s
					4×474 s
GO-14069	N. Bastian	2016/08	WFC3/UVIS	F336W	2×1200 s
					1×700 s
				F438W	1×120 s
					1×180 s
					1×560 s
					1×660 s

Tabella 2.1: Osservazioni effettuate con HST per **NGC 339**

del telescopio o da eventuali sorgenti contaminanti, e porta a ottenere i valori delle posizioni e delle magnitudini di ogni stella nel campo di vista. Tale analisi viene effettuata tramite dei codici pubblici appositamente costruiti per analizzare dati HST (Anderson & King 2000).

Inizialmente si applica una procedura di *pre-riduzione*, che comprende una serie di passaggi:

- **correzione del bias:** questa procedura è necessaria per rimuovere il segnale che il detector può rilevare ma che è dovuto a rumore elettronico dello strumento e non a sorgenti fisiche. Per effettuare tale correzione è necessario ricavare dei *bias frames*, cioè delle immagini che contengono solo il rumore strumentale e che si ottengono effettuando brevissime esposizioni con otturatore chiuso;
- **correzione per flat:** tale operazione viene effettuata per correggere la risposta non uniforme del detector, dovuta alla diversa sensibilità di ognuno dei singoli pixel. Al fine di rendere l'immagine originale uniforme, la si divide per un *flat frame*, un'immagine ottenuta inquadrando un campo di vista uniformemente illuminato (e già corretta dagli effetti di bias).

Per ricavare la magnitudine di ogni stella del catalogo si effettua ora la *riduzione* dei dati. Questa operazione comprende:

- **PSF fitting:** è una procedura effettuata per ottenere il modello analitico che meglio descrive la PSF (*Point Spread Function*) dello strumento, ovvero la risposta del sistema ad una sorgente puntiforme. Per i dati disponibili la PSF è

ID	PI	Epoca (yyyy/mm)	Camera	Filtro	Esposizioni $N \times t_{exp}$
GO-10396	J. Gallagher	2006/01	ACS/WFC	F555W	1 × 20 s
				F814W	2 × 10 s
					4 × 474 s
		2006/07	ACS/WFC	F555W	2 × 20 s
					4 × 496 s
				F814W	2 × 10 s
					4 × 474 s
GO-12257	L. Girardi	2011/08	WFC3/UVIS	F336W	1 × 400 s
					1 × 690 s
					2 × 700 s
					1 × 740 s
GO-14069	N. Bastian	2016/08	WFC3/UVIS	F438W	1 × 70 s
					1 × 150 s
					1 × 350 s
					1 × 550 s
GO-15061	N. Bastian	2018/09	WFC3/UVIS	F336W	2 × 1395 s
					1 × 3036 s
				F438W	2 × 1454 s

Tabella 2.2: Osservazioni effettuate con HST per NGC 419

stata ricavata utilizzando un codice sviluppato nello specifico per gli strumenti di HST (Anderson & King 2006), il quale utilizza un modello di PSF che varia spazialmente, in base alla posizione sul detector, e tiene conto di possibili variazioni temporali dovute a perturbazioni dello strumento. Applicare il modello di PSF alle sorgenti rilevate permette quindi di ottenere una misura della loro magnitudine e delle loro posizioni strumentali.

- **calibrazione** in magnitudine: permette di ottenere la magnitudine di ogni stella in unità fisiche a partire dai valori strumentali, determinati dal numero di conteggi rilevati dal detector. La calibrazione è stata effettuata seguendo il procedimento descritto da Raso et al. (2019), il quale permette di ottenere la magnitudine calibrata delle stelle del catalogo in riferimento al sistema *VegaMag*³, applicando la seguente formula:

$$m_{F,cal} = m_{F,inst} + \Delta mag + ZP_F \quad (2.1)$$

Per ottenere $m_{F,cal}$, la magnitudine calibrata in un dato filtro F , è necessario sommare alla magnitudine strumentale $m_{F,inst}$ il termine Δmag , che indica la mediana (calcolata con una procedura di σ -clipping) della differenza tra le magnitudini strumentali ottenute dal PSF fitting e quelle ricavate da fotometria d'apertura effettuata entro circonferenze di raggio via via crescente. Il termine di *Zero Point*, ZP_F , è una costante specifica per ogni filtro di HST che consente il passaggio al sistema di riferimento delle magnitudini *VegaMag* e si ottiene da valori tabulati⁴.

Quando anche la riduzione dei vari data-set è completa e la magnitudine apparente di ogni stella è nota, è possibile visualizzare i dati finali dei cataloghi, costruendo i CMD dei due ammassi (figura 2.3). L'analisi fotometrica ha permesso di ottenere dati di qualità elevata anche per le sorgenti più deboli, infatti i CMD degli ammassi risultano chiaramente delineati anche alle magnitudini più elevate, cosa solitamente non possibile con osservazioni da terra per sistemi localizzati a elevate distanze e in zone di cielo così affollate. Si possono inoltre distinguere chiaramente tutte le sequenze evolutive, sia degli ammassi che della nube. In particolare, NGC 419 mostra una doppia sequenza di SGB (*Sub Giant Branch*), una più luminosa propria dell'ammasso e una più debole costituita dalle sorgenti contaminanti del campo della SMC (Massari et al. 2021).

2.2.2 Analisi astrometrica

Al termine dell'analisi fotometrica dei dati è possibile ottenere la misura dei moti propri delle sorgenti osservate, ovvero il loro spostamento sul piano del cielo nell'arco

³sistema nel quale la magnitudine apparente di Vega è zero ad ogni lunghezza d'onda

⁴<https://acstools.readthedocs.io/en/latest/acszpt.html>

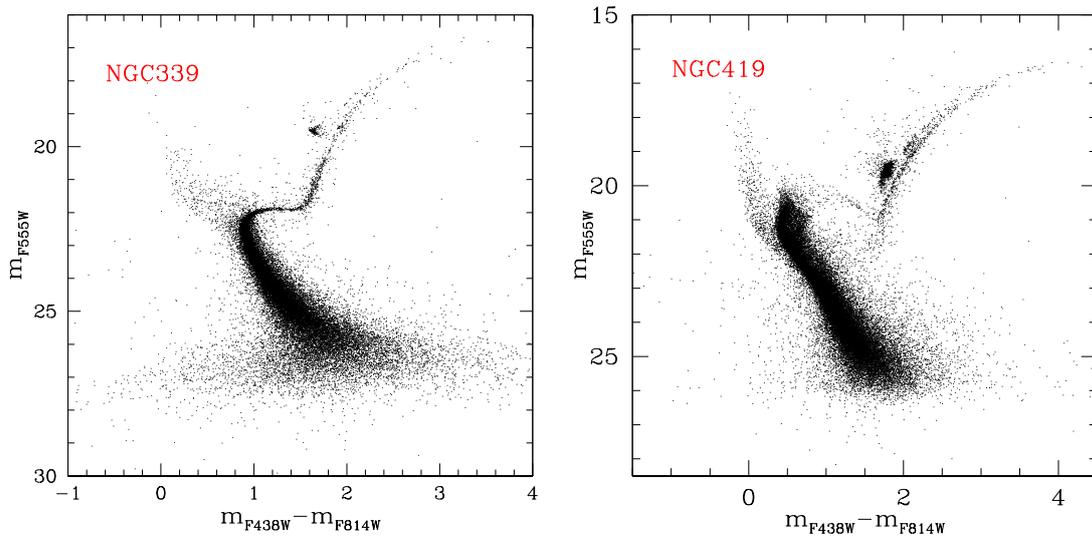


Figura 2.3: CMD di NGC 339 e NGC 419 ottenuti dai dataset calibrati.

temporale coperto dalle osservazioni. Essi si ottengono grazie a osservazioni multi-epoca della stessa regione di cielo, le quali vengono confrontate per determinare come le stelle si siano spostate nel tempo. Le posizioni delle singole stelle sono state identificate in ogni esposizione durante la procedura di PSF fitting, che ha associato ad ogni sorgente una posizione strumentale in X e Y. Queste misurazioni devono però essere corrette per le distorsioni geometriche delle immagini, causate da imperfezioni nelle varie componenti del telescopio, ad esempio nell'ottica delle camere, nei filtri o nel detector. La loro correzione risulta fondamentale se si vuole ottenere un catalogo astrometrico, dato che tali distorsioni hanno l'effetto di alterare le posizioni delle stelle, inducendo un effetto del tutto degenerare con un moto proprio. Per rimuoverle servono dei calibratori astrometrici: si prendono dei campi di vista di cui sono note le posizioni reali di stelle catalogate, si osservano con lo strumento che si vuole utilizzare e confrontando i due cataloghi si ricava lo spostamento generato dalle distorsioni. Conoscendo l'entità delle deformazioni associate alle varie posizioni nel campo di vista è possibile correggere le immagini degli oggetti studiati e ottenere le posizioni reali delle stelle sul piano del cielo. A questo punto, confrontando le osservazioni nelle varie epoche è possibile determinare i moti propri delle stelle nel catalogo. Le due componenti del moto devono essere espresse in coordinate equatoriali quindi sono date dalla variazione in *ascensione retta* (*Right Ascension, RA*), $\mu_\alpha \cos \delta$, e in *declinazione* (*Declination, DEC*), μ_δ . Il termine $\cos \delta$ è necessario per correggere la scala dell'ascensione retta in funzione della distanza dai poli, quindi il moto proprio totale è dato da:

$$\mu = \sqrt{\mu_\alpha^2 \cos^2 \delta + \mu_\delta^2} \quad (2.2)$$

La procedura applicata per misurare i moti propri ha previsto i seguenti passaggi:

- i. si riporta ogni esposizione nello stesso sistema di riferimento, cioè si sceglie un *master frame* privo di distorsioni rispetto al quale si misureranno i moti. Questo sistema di riferimento può essere un precedente data-set astrometrico dell'ammasso, quando disponibile, ma in questo caso è stato utilizzato un catalogo ottenuto dalla combinazioni delle singole esposizioni effettuate per la seconda epoca e corrette per le distorsioni geometriche utilizzando la soluzione fornita da Bellini et al. (2011).
- ii. si applica una *trasformazione lineare a sei parametri* per riportare la posizione delle stelle in ogni esposizione (corretta per distorsione geometrica) sul sistema di riferimento del master frame. Per calcolare in modo preciso la trasformazione da applicare è necessario utilizzare almeno un centinaio di stelle, e per fare ciò sono state utilizzate solamente quelle che sono con maggior probabilità appartenenti all'ammasso, in base alla loro posizione nel CMD. Dato che l'applicazione di trasformazioni lineari causa la perdita della scala assoluta dei moti propri, la scelta di tali stelle implica che, per costruzione, il moto medio misurato dell'ammasso globulare sarà centrato sullo zero.
- iii. Per misurare i moti propri delle singole stelle è stata applicata una procedura iterativa. Inizialmente, per ogni epoca, si calcolano le posizioni mediane delle stelle sul master frame, in X e in Y, e il relativo errore σ dato dalla dispersione delle misure attorno al valore mediano. La differenza nelle posizioni tra le varie epoche rappresenta lo spostamento delle stelle, che viene poi modellato in funzione del tempo da una linea retta; la pendenza di tale retta fornisce una prima stima dei moti propri. Ricalcolando le posizioni mediane nelle singole epoche tramite una selezione dei dati entro 3σ , si ripete iterativamente la procedura di fitting e il calcolo moti propri, finché i risultati non convergono.
- iv. Per ricavare il moto proprio in unità di mas/yr si moltiplica lo spostamento appena calcolato per la pixel scale del master frame, cioè $0.04''/\text{pixel}$, e lo si divide per la separazione temporale delle osservazioni ΔT .

L'errore associato a questi valori è dato dall'errore sul coefficiente angolare del fit lineare calcolato per la misurazione dei moti propri.

I valori dei moti propri sono rappresentati in un *Vector Point Diagram (VPD)*, il quale riporta in ascissa il moto proprio in ascensione retta $\mu_\alpha \cos \delta$, e in ordinata quello in declinazione μ_δ . I VPD per NGC 339 e NGC 419 sono riportati in figura 2.4. Come ci si aspetta, i moti sono centrati sullo zero e sono per lo più simmetrici, ma già si intuiscono asimmetrie dovute alle stelle non appartenenti all'ammasso caratterizzate da una cinematica differente.

Osservando inoltre l'andamento dell'errore sulla misura dei moti in funzione della magnitudine (F555W) si può studiare come la precisione dei moti calcolati dipenda

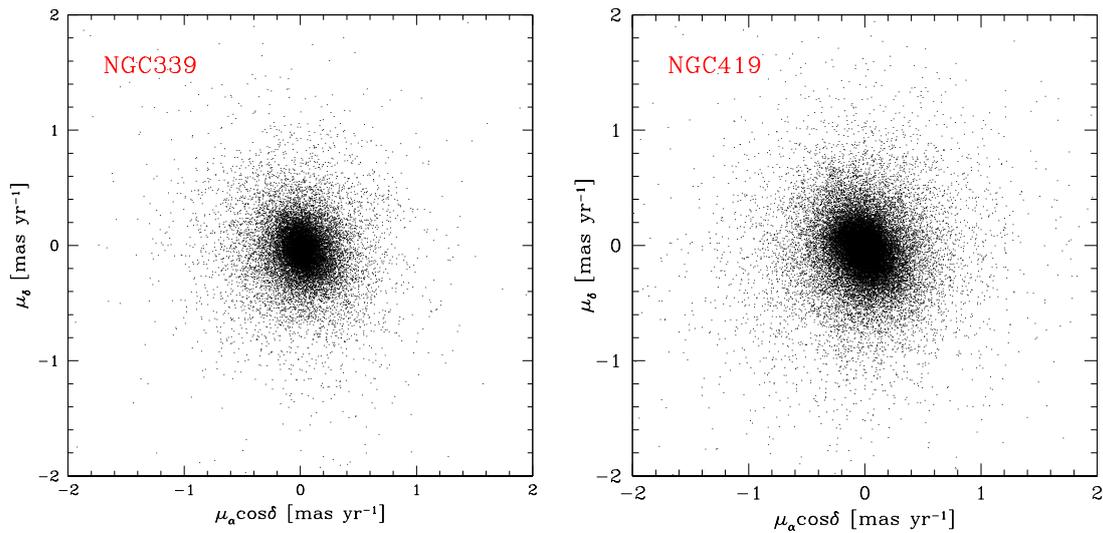


Figura 2.4: Vector Point Diagrams di NGC 339 e NGC 419. In ascissa è riportato il moto proprio in ascensione retta, in ordinata quello in declinazione.

dalla qualità fotometrica (figura 2.5). Per le stelle più brillanti ($m < 22$, quelle rilevanti per lo studio di BSSs) l'errore è inferiore a 0.05 mas/yr, quindi alla distanza della SMC ($d \sim 60$ kpc) le misurazioni migliori raggiungono precisioni inferiori a 10 km/s.

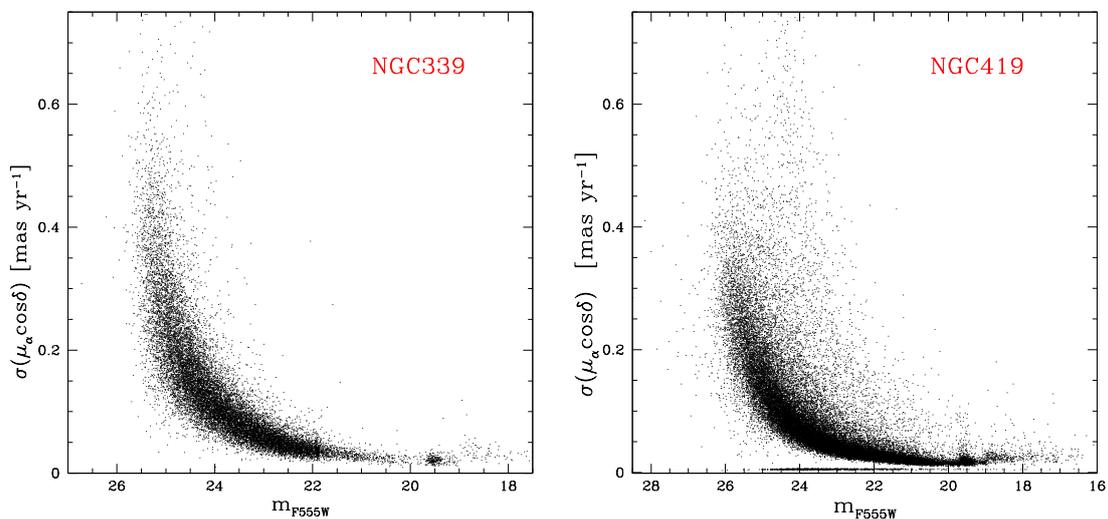


Figura 2.5: Andamento dell'errore nella misura di $\mu_{\alpha} \cos \delta$ in funzione della magnitudine F555W per i due ammassi globulari.

Al termine dell'analisi descritta, per ognuno dei due ammassi è stato costruito un singolo catalogo di stelle contenente sia l'informazione fotometrica che quella astrometrica. Le posizioni delle stelle, originariamente espresse in unità strumentali, sono state trasformate sul sistema equatoriale (astrometrizzate). Questo è possibile

conoscendo la pixel-scale dello strumento ($0.04''/\text{pixel}$), l'orientazione delle singole esposizioni (che nei casi analizzati erano tutte già allineate secondo RA e Dec) e le coordinate del centro di ogni ammasso:

$(RA=00^h 57^m 48.90^s, Dec=-74^\circ 28' 00.2'')_{NGC339}$ (Niederhofer et al. 2017)

$(RA = 1^h 08^m 17.31^s, Dec = 72^\circ 53' 02.49'')_{NGC419}$ (Glatt et al. 2009)

Infatti, noti questi parametri, è possibile centrare la posizione strumentale dell'ammasso su quella equatoriale e riscalarle tutte le posizioni stellari strumentali in base alle loro distanze reciproche, calcolate in unità fisiche.

2.3 Selezione qualitativa dei dati

Per eliminare dalla successiva analisi artefatti, sorgenti spurie e misure incerte, ogni catalogo viene sottoposto ad una selezione qualitativa dei dati. Per fare ciò si adottano i criteri di selezione utilizzati da Libralato et al. (2019), che si sono rivelati particolarmente efficaci per questo tipo di analisi astro-fotometrica di dati HST. Le selezioni si applicano quindi sui seguenti parametri:

- Errore fotometrico: si scartano le stelle a cui è associato un errore in magnitudine maggiore di una certa soglia. Questa selezione avviene tramite una procedura di σ -clipping iterativa: si divide la distribuzione di stelle in intervalli di magnitudine; in ogni intervallo si calcola la media degli errori sulla magnitudine e la σ associata a questo valore medio; si eliminano le stelle che in ogni bin hanno un errore maggiore di 3σ dalla media. Per migliorare la selezione si eseguono 5 reiterazioni di questa procedura, scartando così un maggior numero di stelle. Questa operazione viene poi effettuata per tutte e 4 le bande di osservazione di entrambi gli ammassi. In figura 2.6 è rappresentata graficamente la procedura effettuata sul filtro F336W per i due ammassi.
- Errore astrometrico: analogamente a quanto fatto per l'errore in magnitudine, si esegue una procedura di σ -clipping sull'errore associato al moto proprio e si scartano i dati con le maggiori incertezze. Si effettua la selezione per entrambe le direzioni del moto.
- Parametri legati alla procedura di calibrazione e analisi.
 - i. χ^2 : la stima dei moti propri è stata effettuata tramite una procedura di fit lineare tra lo spostamento e l'intervallo di tempo ΔT , alla quale è associato un χ^2 ridotto. Si selezionano solo le stelle per le quali il valore di χ^2 è inferiore a 2.
 - ii. **radxs**: parametro legato alla forma della PSF. Misura quanto flusso viene raccolto nei pixel adiacenti al centro della PSF, in eccesso o in difetto

rispetto al valore previsto dal modello (Bedin et al. 2008). Ha quindi un valore positivo se l'immagine è più larga della PSF e negativo quando è più stretta. Questo può essere causato da sorgenti estese come galassie, o sorgenti contaminanti come raggi cosmici. Per questo motivo si scartano stelle a cui è associato un valore assoluto di radxs elevato, effettuando nuovamente una procedura di σ -clipping.

- numero di esposizioni: si confronta il numero di rilevazioni totali per ogni sorgente N_g con il numero di rilevazioni ritenute utilizzabili dall'analisi effettuata dai software HST, N_u . Vengono eliminate le sorgenti per le quali $N_u/N_g < 0.8$.

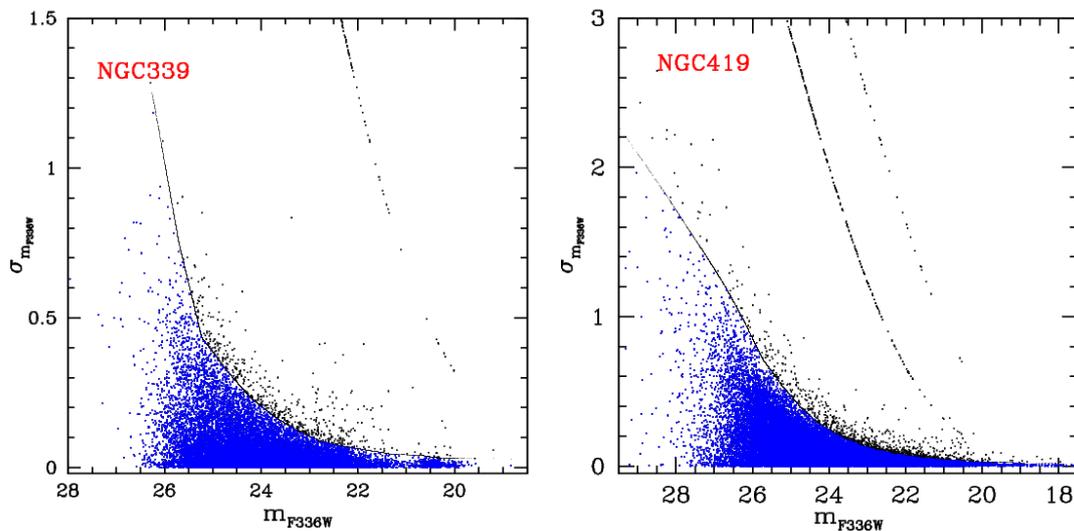


Figura 2.6: Andamento dell'errore fotometrico in funzione della magnitudine misurata con il filtro F336W. In nero sono rappresentate le sorgenti scartate dalla procedura di σ -clipping, in blu le sorgenti di maggiore qualità selezionate da questa procedura.

Terminata anche quest'ultima procedura di analisi è possibile visualizzare i dataset finali, dai quali si partirà per effettuare l'analisi scientifica dei due ammassi. In figura 2.7 e 2.8 sono rappresentati i CMD e i VPD di NGC 339 e NGC 419, nei quali si può vedere come la selezione di qualità abbia migliorato entrambi i diagrammi. Le asimmetrie nei VPD risultano più evidenti e le sequenze evolutive nei CMD si distinguono più nitidamente. Per NGC 419 in particolare, si possono ora chiaramente osservare le due sequenze di SGB, si possono separare AGB (*Asymptotic Giant Branch*) e RGB (*Red Giant Branch*) dell'ammasso e studiando la regione del Turn-Off emerge chiaramente la sua struttura estesa, tipica di ammassi globulari più giovani (Milone et al. 2009).

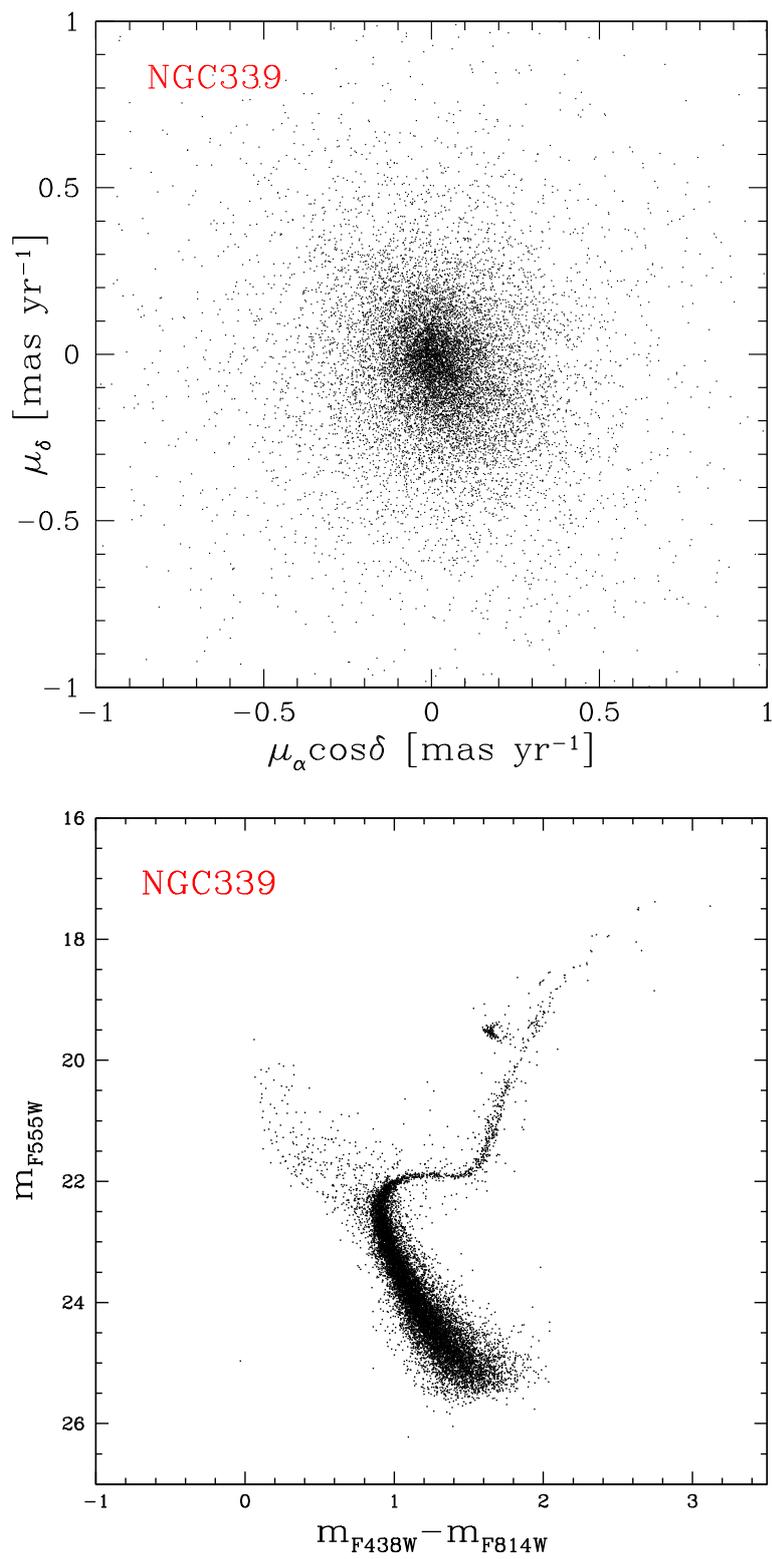


Figura 2.7: CMD e VPD di NGC 339 dopo le selezioni in qualità descritte nel paragrafo 2.3.

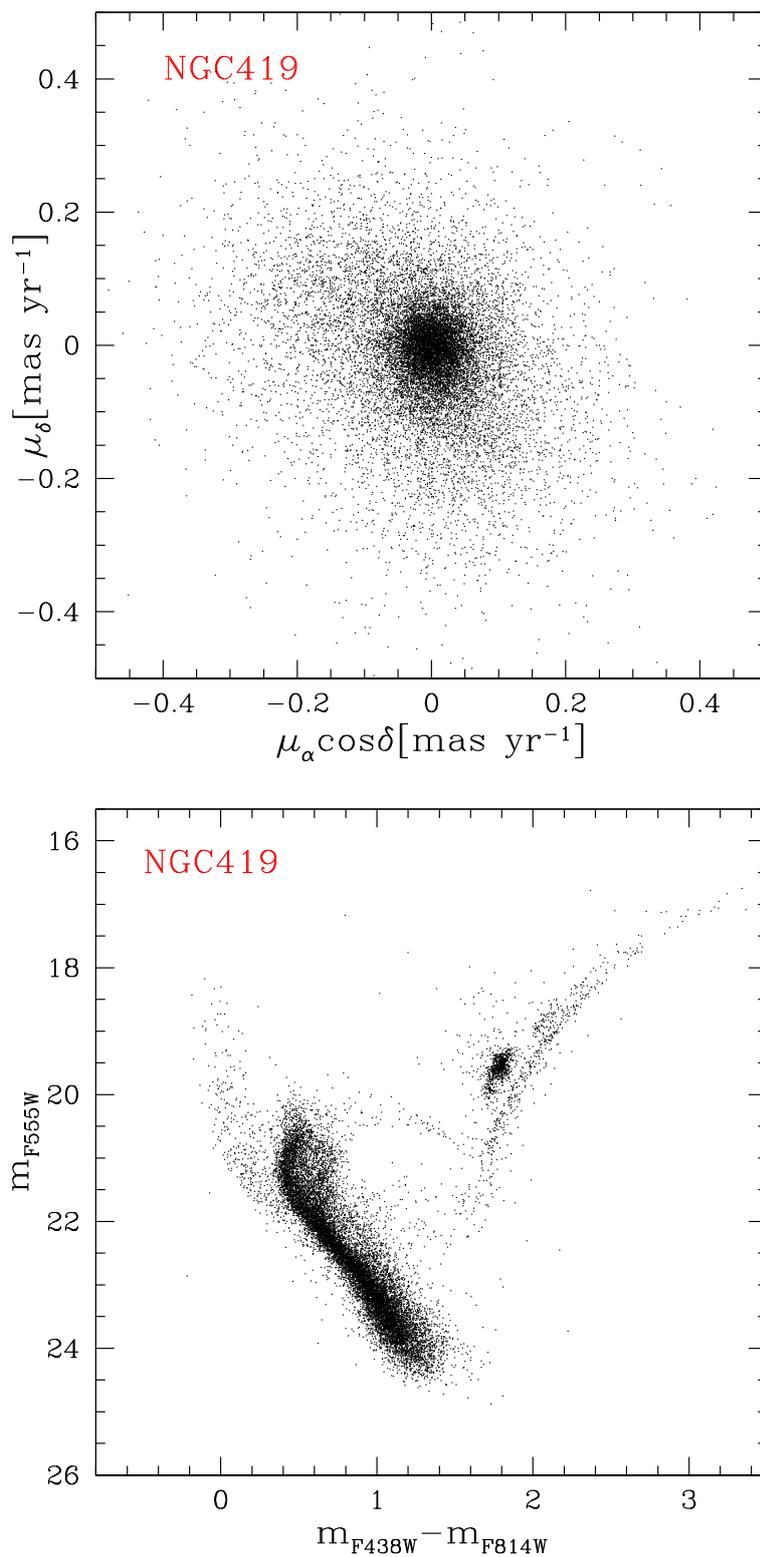


Figura 2.8: CMD e VPD di NGC 419 dopo le selezioni in qualità descritte nel paragrafo 2.3.

Capitolo 3

Selezione cinematica delle stelle di ammasso

Una volta costruiti i cataloghi astro-fotometrici, è possibile iniziare lo studio scientifico dei due ammassi stellari in considerazione. L'obiettivo finale è quello di determinare la distribuzione radiale delle BSSs in modo da poter valutare il loro livello di segregazione, ottenendo così una stima dell'età dinamica dei due sistemi. Le Blue Stragglers vengono selezionate a partire dalle loro caratteristiche fotometriche, ovvero dalla loro posizione nel CMD, ma lo studio e la selezione di tali popolazioni in ammassi extragalattici può risultare particolarmente difficile. La grande distanza a cui si trova la Piccola Nube di Magellano ($d_{SMC} \sim 60$ kpc, Cioni et al. 2000) richiede strumenti ad alta risoluzione, in modo da poter risolvere le singole stelle con sufficiente precisione. A questa distanza e in queste specifiche zone di cielo così ricche di popolazioni stellari è necessario superare un ulteriore ostacolo all'analisi delle BSSs: l'elevata contaminazione della zona del CMD dove queste sono situate, da parte di stelle non membre del sistema. I due ammassi della SMC sono localizzati in zone di cielo densamente popolate, quindi nel campo di vista delle osservazioni compaiono anche stelle esterne all'ammasso, appartenenti alla Galassia o alla Nube stessa. È necessario quindi rimuovere tali sorgenti poiché fotometricamente possono essere confuse con le BSSs e possono portare ad una stima errata del loro livello di segregazione.

Il metodo più efficace per effettuare questa decontaminazione è quello cinematico, che sfrutta le precise misurazioni dei moti propri per distinguere le differenti popolazioni stellari.

3.1 Selezione cinematica

Stelle appartenenti ad una stessa popolazione devono avere una cinematica simile, determinata dal moto complessivo del sistema e dalla dispersione di velocità delle sue stelle. Per questo motivo, stelle membre dello stesso sistema stellare tendono a

raggrupparsi in zone specifiche del VPD. Rappresentando i moti propri di tutte le stelle dei dataset qui analizzati, ci si aspetta che le stelle di ammasso si distribuiscano gaussianamente attorno all'origine degli assi del VPD, con una dispersione σ che dipende dalla dispersione di velocità intrinseca del sistema e dal tipico errore di misura. La decontaminazione dalle stelle di campo avviene quindi eliminando tutte le stelle che nel VPD mostrano un moto proprio relativo non consistente con 0 mas/yr entro una certa tolleranza.

3.1.1 Decontaminazione di NGC 339

Per effettuare la decontaminazione applicando una selezione cinematica è necessario stimare la dispersione attesa nei moti propri delle stelle di ammasso attorno allo 0 del VPD. Essa è data da due termini indipendenti, i quali vengono sommati in quadratura per ottenere la dispersione totale.

- *Dispersione di velocità intrinseca* dell'ammasso, σ_{disp} . Indica la variazione rispetto al moto medio delle stelle dell'ammasso, dovuta al moto casuale delle stelle al suo interno. Ha tre componenti, σ_x e σ_y sul piano del cielo, e σ_{rad} , la dispersione radiale, data dal moto lungo la linea di vista e misurabile con tecniche spettroscopiche. Assumendo assenza di anisotropie, i tre termini coincidono, quindi è possibile considerare solo il termine radiale.

In particolare, per NGC 339 è stato utilizzato il valore centrale della dispersione di velocità radiale fornito da McLaughlin & Van der Marel (2005):

$$\sigma_{disp} \sim \sigma_{rad} = 2.11 \text{ km/s} \quad (3.1)$$

Per un confronto con le misure dei moti propri è necessario esprimere questo risultato in unità angolari. Conoscendo la distanza dell'ammasso, $d_{NGC339} \sim 57.6 \text{ kpc}$, (Glatt et al. 2009), è possibile applicare la conversione:

$$\sigma_{rad}[\text{mas/yr}] = \frac{\sigma_{rad} [\text{km/s}]}{0.00474 \cdot d_{NGC339} [\text{pc}]} \sim 0.01 \text{ mas/yr} \quad (3.2)$$

- *Errore associato alla misura dei moti propri*, σ_{epm} . Indica l'incertezza associata alle misurazioni dei moti propri ottenuti dall'analisi astrometrica. Tale errore non è costante ma tende a variare in funzione della magnitudine (si veda figura 2.5 del Capitolo 2). Per questo si è deciso di utilizzare il valore medio alla magnitudine a cui iniziano a distinguersi le BSSs nel CMD dell'ammasso, (cioè $m_{F555W} = 22.7$):

$$\sigma_{epm} = \bar{\sigma}_{22.7} = 0.05 \text{ mas/yr} \quad (3.3)$$

Questi due termini possono ora essere sommati in quadratura per ottenere la dispersione totale:

$$\sigma_{339} = \sqrt{\sigma_{disp}^2 + \sigma_{epm}^2} \sim 0.05 \text{ mas/yr} \quad (3.4)$$

La dispersione di velocità intrinseca dell'ammasso è relativamente bassa e in questo caso risulta trascurabile rispetto all'errore associato alla misura dei moti propri.

È ora possibile selezionare dal VPD le stelle da considerare appartenenti all'ammasso, decontaminando i dati dalle stelle di campo. Generalmente viene scelto un valore proporzionale a σ_{339} entro il quale selezionare il campione. Son state perciò studiate varie possibilità.

In un primo caso sono state scelte le stelle situate entro un raggio di $3\sigma_{339}$ dal centro del VPD, quindi all'interno di un cerchio di raggio $r = 0.15 \text{ mas/yr}$ dall'origine, selezione che dovrebbe includere circa il 99% delle stelle di ammasso (ma al contempo anche una certa frazione di contaminanti). La condizione che le stelle di ammasso devono soddisfare è espressa dalla formula:

$$\sqrt{(\mu_{\alpha} \cos \delta)^2 + (\mu_{\delta})^2} < 0.15 \text{ mas/yr} \quad (3.5)$$

È stata inoltre applicata un'ulteriore selezione eliminando le sorgenti con una magnitudine superiore a 22.7 in banda F555W. Il risultato finale di questa procedura è rappresentato sia nel CMD che nel VPD di NGC 399 in figura 3.1.

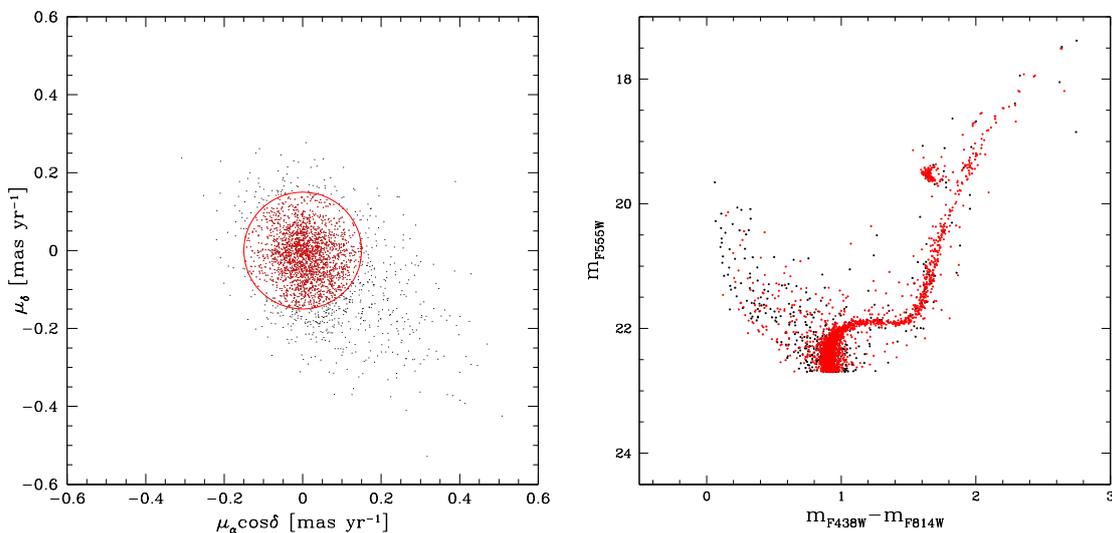


Figura 3.1: CMD e VPD di NGC 399 per stelle con $m_{F555W} < 22.7$. In rosso sono rappresentate le stelle di ammasso, scelte con selezione cinematica a 3σ .

Nel VPD (si confrontino le figure 3.1 e 2.7), l'eliminazione di stelle con magnitudine elevata ha fatto emergere una chiara asimmetria dovuta alla presenza di stelle di campo, che viene largamente rimossa grazie alla selezione cinematica. Dal CMD si

nota inoltre che buona parte delle sorgenti eliminate (i punti in nero sul diagramma) sono situate oltre il MSTO, dove BSSs e stelle di campo si possono confondere.

Nel secondo caso studiato è stata applicata una selezione a $2\sigma_{339} = 0.10$ mas/yr. Questo caso è più restrittivo e può comportare la perdita di alcune stelle dell'ammasso dato che considera circa il 95% delle stelle del sistema, ma permette di rimuovere una maggiore percentuale di stelle contaminanti. Anche in questo caso è stato effettuato un taglio alla magnitudine di 22.7. I risultati di tale selezione sono rappresentanti nel VPD e CMD in figura 3.2.

Nelle fasi successive dell'analisi entrambi i casi verranno studiati e confrontati per determinare quale sia la migliore selezione da considerare per lo studio delle Blue Stragglers e della loro distribuzione radiale.

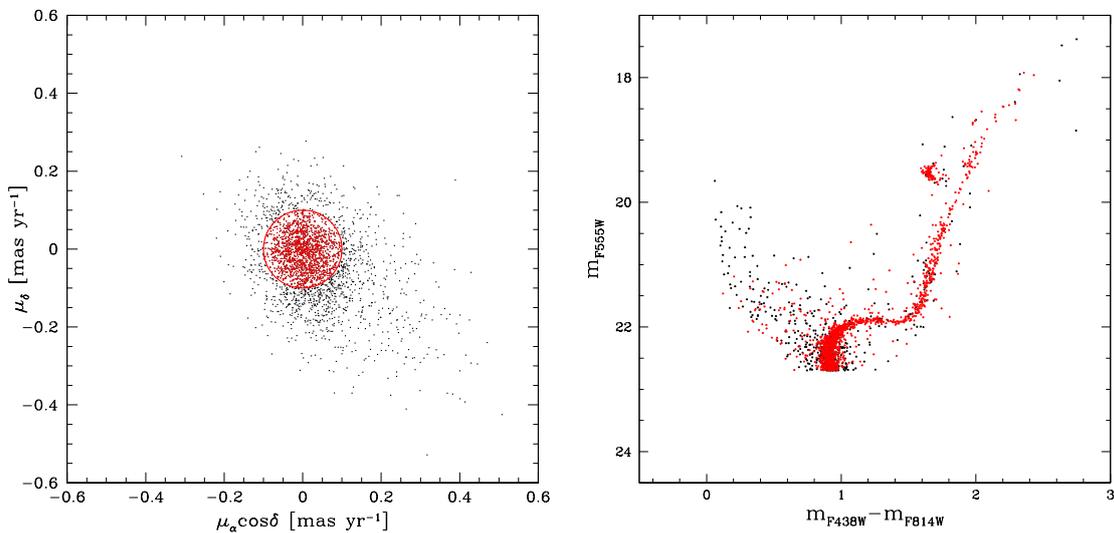


Figura 3.2: CMD e VPD di NGC 339 per stelle con $m_{F555W} < 22.7$. In rosso sono rappresentate le stelle di ammasso, scelte con selezione cinematica a 2σ .

3.1.2 Decontaminazione di NGC 419

Per decontaminare NGC 419, analogamente a quanto è stato fatto per NGC 339, si effettua una selezione cinematica delle stelle.

Per il termine di dispersione di velocità intrinseca si considera anche in questo caso solo la componente radiale. In particolare, da Song et al. (2019) è stata misurata la dispersione di velocità centrale: $\sigma_{rad} \sim 2.44$ km/s. Nota la distanza dell'ammasso ($d_{419} \sim 50.2$ kpc da Glatt et al. 2009), si calcola la dispersione di velocità in unità angolari:

$$\sigma_{disp} \sim 2.44 \text{ km/s} \sim 0.01 \text{ mas/yr} \quad (3.6)$$

Per il secondo termine di dispersione, l'errore associato ai moti propri, si considera il valore medio dell'errore a $m_{F555W} = 22.3$, ovvero alla magnitudine a cui si

distinguono le BSSs nel CMD:

$$\sigma_{epm} = \bar{\sigma}_{22.3} = 0.03 \text{ mas/yr} \quad (3.7)$$

Il secondo termine è di nuovo quello dominante, infatti, effettuando la somma in quadratura per ricavare la dispersione totale si ottiene:

$$\sigma_{419} = \sqrt{\sigma_{disp}^2 + \sigma_{epm}^2} \sim 0.03 \text{ mas/yr} \quad (3.8)$$

Noto questo valore è ora possibile effettuare la decontaminazione del catalogo dalle stelle di campo. Nel primo caso studiato si considerano stelle di ammasso quelle aventi dispersione dei moti inferiore a $3\sigma_{419}$, quindi entro un raggio di 0.09 mas/yr dal centro del VPD (figura 3.3). Dal confronto tra tale grafico e la figura 2.8 si nota come il taglio in magnitudine effettuato per questo ammasso, $m_{F555W} < 22.3$, abbia messo in risalto una forte asimmetria nella distribuzione dei moti propri (dovuta principalmente a stelle di campo), che viene eliminata con questa selezione cinematica.

Rappresentando tali sorgenti anche sul CMD si può notare come la selezione abbia permesso di rimuovere buona parte delle stelle situate sulla sequenza di SGB meno luminosa, quella popolata dalle stelle di campo (Massari et al. 2021), confermando l'efficacia della procedura di decontaminazione effettuata.

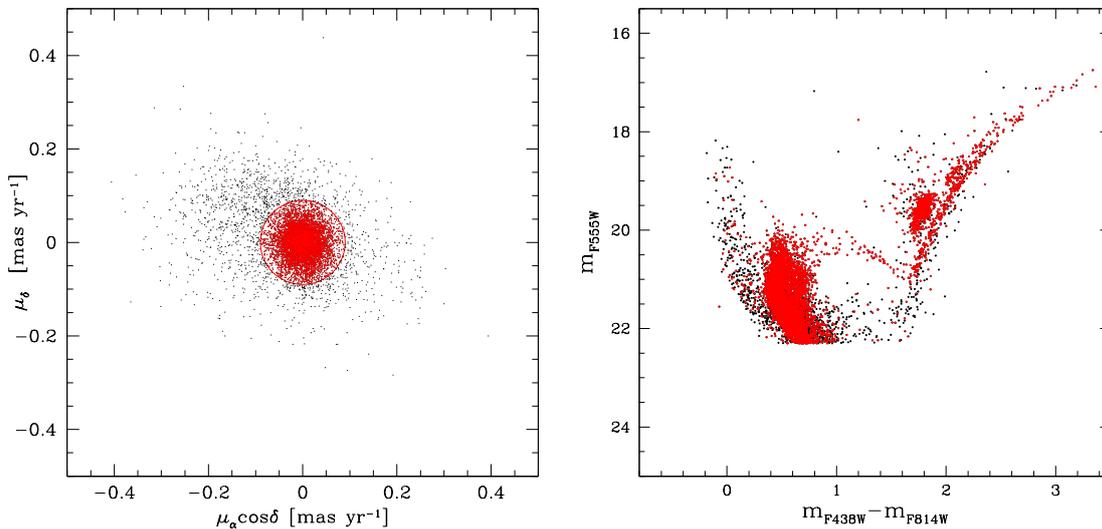


Figura 3.3: CMD e VPD di NGC 419 per stelle con $m_{F555W} < 22.3$. In rosso sono rappresentate le stelle di ammasso, scelte con selezione cinematica a 3σ .

Questa prima selezione si può poi confrontare con il caso più restrittivo, in cui la selezione cinematica viene effettuata a un raggio inferiore, considerando stelle di ammasso quelle aventi dispersione inferiore a $2\sigma_{419} \sim 0.06 \text{ mas/yr}$. Nelle figure 3.4 si possono vedere in VPD e CMD risultanti da questa selezione.

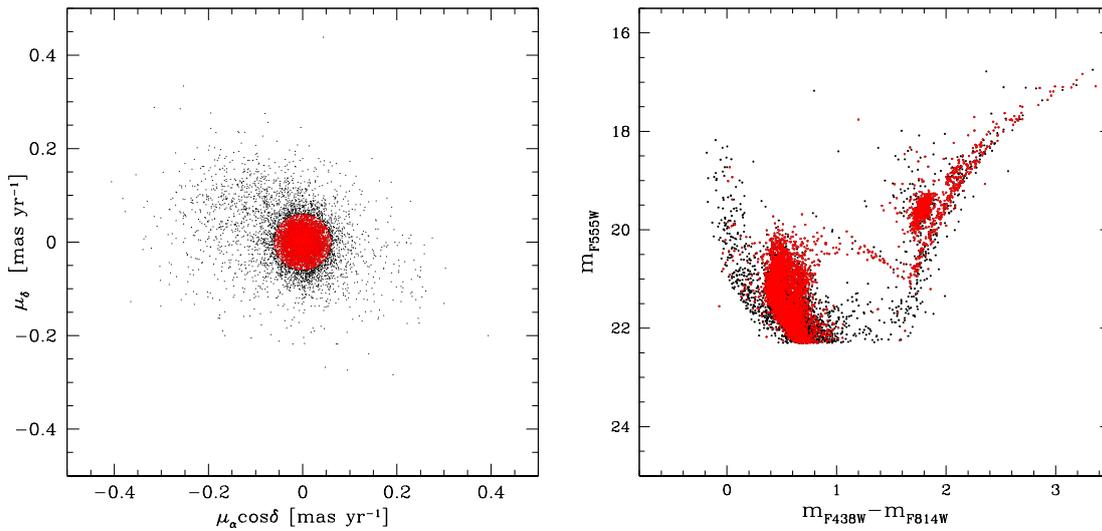


Figura 3.4: CMD e VPD di NGC 419 per stelle con $m_{F555W} < 22.3$. In rosso sono rappresentate le stelle di ammasso, scelte con selezione cinematica a 2σ .

3.2 Stima della contaminazione residua

La selezione cinematica è stata effettuata assumendo che le stelle di campo contaminanti abbiano tutte un moto differente da quelle dell'ammasso, cioè maggiore di un certo valore dipendente dalla dispersione di velocità intrinseca del sistema e dagli errori fotometrici. Una parte di stelle della Nube potrebbe però avere moti propri simili alle stelle di ammasso e trovarsi all'interno del campione selezionato dal VPD, quindi non essere eliminata da questo tipo di decontaminazione.

Per questo motivo si vuole stimare statisticamente quale sia la contaminazione residua nei campioni selezionati. Studiando la distribuzione nel VPD delle stelle di campo si può calcolare quale percentuale di queste stelle potrebbe essere rimasta all'interno del catalogo nonostante la selezione cinematica.

Per fare ciò si esegue la seguente procedura:

- i. Partendo dal campione di stelle che la selezione cinematica ha definito di campo, se ne rappresenta la distribuzione dei moti propri nelle due componenti, $\mu_\alpha \cos \delta$ e μ_δ . Si identificano come stelle di campo tutte le sorgenti aventi una distanza dal centro del VPD maggiore di $3\sigma_{gc}$:

$$\sqrt{(\mu_\alpha \cos \delta)^2 + (\mu_\delta)^2} > 3\sigma_{gc}$$

- ii. Ognuna delle distribuzioni nelle due componenti del moto viene descritta da una funzione Gaussiana, per la quale viene calcolato il modello di best-fit in termini di valore medio, dispersione e normalizzazione;
- iii. Noti i parametri di tali modelli, è possibile creare delle distribuzioni di stelle che simulano l'andamento della distribuzione di campo. Seguendo una procedura

Monte-Carlo si generano, in maniera casuale e in entrambe le direzioni del moto, 1000 distribuzioni di stelle che devono disporsi seguendo l'andamento delle gaussiane di campo.

- iv. Per ogni distribuzione generata, si calcola quante di queste stelle si posizionano entro la distanza dal centro del VPD che corrisponde al raggio scelto per la selezione cinematica, quindi quante stelle di campo vengono in realtà selezionate come stelle di ammasso.
- v. Si calcola la media del numero di queste stelle contaminanti nelle 1000 iterazioni e, confrontando tale valore con il numero di stelle di ammasso selezionate cinematicamente, si calcola la contaminazione percentuale.

3.2.1 Contaminazione di NGC 339

La prima stima di contaminazione dell'ammasso viene effettuata sul campione a cui è stata applicata la selezione cinematica a $3\sigma_{339}$ e taglio in magnitudine a $m_{F555W} < 22.7$. Si inizia costruendo gli istogrammi delle distribuzioni di stelle nelle due direzioni del moto, in RA e Dec. Questi sono rappresentati in figura 3.5 dove sono state distinte la popolazione di ammasso (rosso) da quella di campo (nero).

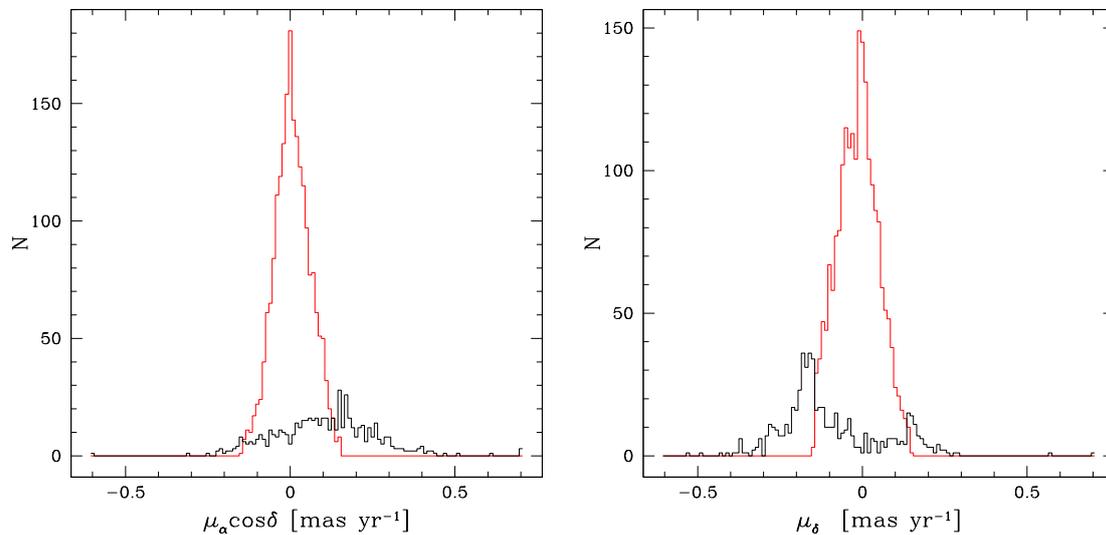


Figura 3.5: Distribuzione dei moti propri delle stelle in ascensione retta (sinistra) e in declinazione (destra) per NGC 339. L'istogramma in rosso rappresenta le stelle di ammasso, quello in nero le stelle di campo.

Per entrambe le direzioni si calcolano i valori di media μ e sigma σ della distribuzione gaussiana che modella le stelle di campo:

$$\text{Ra: } \mu = 0.104, \sigma = 0.145$$

$$\text{Dec: } \mu = -0.095, \sigma = 0.162$$

A partire da questi valori si generano 1000 distribuzioni gaussiane (in ciascuna delle due direzioni del moto) contenenti un numero di stelle pari alle stelle di campo. Nelle varie distribuzioni, si conta quante stelle si posizionerebbero ad una distanza dal centro del VPD inferiore a $3\sigma_{339}$ e si calcola la media di questo numero sulle 1000 iterazioni. Confrontando questo valore con il numero di stelle considerate membre dalla selezione cinematica, si stima che in media, il **7.6%** del campione è costituito da stelle contaminanti.

Nei grafici in figura 3.6 la distribuzione delle stelle di campo viene confrontata con la curva che rappresenta la media delle 1000 distribuzioni gaussiane generate per modellare l'andamento di tali stelle.

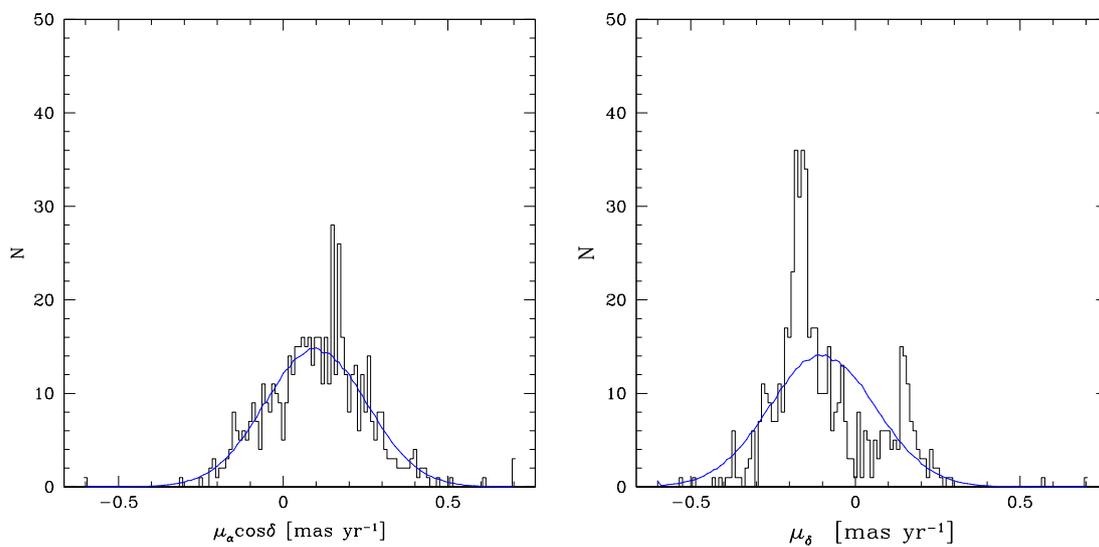


Figura 3.6: Distribuzione dei moti propri delle stelle di campo in RA (sinistra) e Dec (destra). La curva in blu rappresenta la media delle 1000 distribuzioni gaussiane di campo simulate.

Mantenendo gli stessi parametri di μ e σ , si effettua la stessa procedura sul campione di stelle di ammasso selezionato entro $2\sigma_{339}$. In questo caso, la contaminazione percentuale è inferiore, ha un valore di **4.9%**, come ci si può aspettare da una selezione cinematica più restrittiva.

Contaminazione entro il raggio di metà massa

Come discusso in letteratura (Lanzoni et al. 2016, Ferraro et al. 2019), il confronto tra la distribuzione radiale delle BSSs in ammassi differenti deve essere effettuato all'interno della stessa regione fisica, che è stata identificata con l'area inclusa entro il raggio di metà massa. Per questo motivo è stata ricalcolata la contaminazione percentuale nelle due selezioni considerando solo le stelle all'interno di R_{hm} .

Questo è il raggio 3-dimensionale entro il quale è contenuta metà della massa totale del sistema, un parametro non direttamente misurabile dalle osservazioni. Per cal-

colarlo, quindi, è stato adottato il raggio proiettato, o *di metà luce*, R_{hl} , misurato da Glatt et al. (2011), $R_{hl} = 52.10''$, ed è stata sfruttata la relazione che vale tra questi due valori assumendo un modello di King. Utilizzando un software online dedicato¹ (Miocchi et al. 2013) si possono costruire diversi modelli di King con differenti valori del parametro di concentrazione c e, poiché ad ognuno di questi modelli sono associati anche i valori di R_{hm} e R_{hl} , è possibile ricavare una relazione tra c e il rapporto R_{hl}/R_{hm} . L'andamento di questa relazione è mostrato in figura 3.7. Il valore di c per NGC 339 è $c=0.755$ (Glatt et al. 2009), a cui corrisponde un valore di $R_{hl}/R_{hm} = 0.757$. Di conseguenza $R_{hm} = 68.78''$.

Come atteso, calcolando la contaminazione statistica dell'ammasso campionato fino a questo raggio si ottengono dei valori inferiori rispetto a quelli corrispondenti all'intero sistema, ovvero **6.5%** a $3\sigma_{339}$ e **4.3%** a $2\sigma_{339}$.

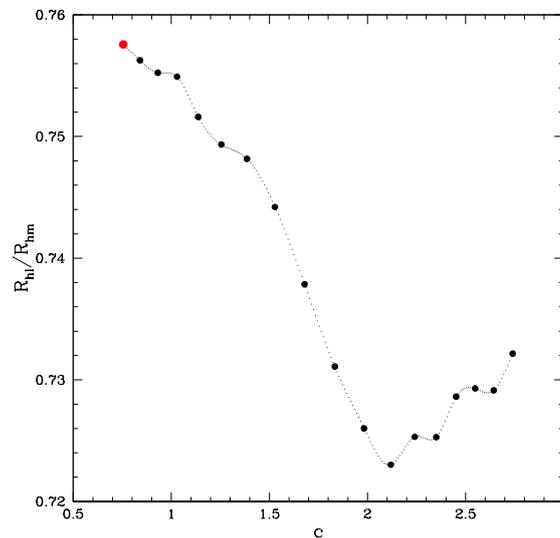


Figura 3.7: Andamento del rapporto R_{hl}/R_{hm} in funzione della concentrazione. Il punto rosso rappresenta il valore di c relativo a NGC 339 per il quale è stato estrapolato R_{hl}/R_{hm} : $c=0.755$, $R_{hl}/R_{hm} = 0.757$

Contaminazione delle Blue Stragglers

Poiché l'analisi dei dati si concentrerà sulla popolazione di Blue Stragglers, risulta più informativo calcolare la contaminazione relativa a questo tipo di stelle. Per questo motivo la procedura appena descritta ed effettuata sul campione totale di stelle viene ora ripetuta su un sottocampione selezionato in questo modo:

- magnitudine, $m_{F555W} < 22.7$
- colore, $m_{F438W} - m_{F814W} < 0.3$
- distanza dal centro dell'ammasso $r > r_c = 29''$

¹<http://www.cosmic-lab.eu/bhking/index.php>

La scelta di considerare solo stelle oltre il raggio di core (misurato da Glatt et al. 2009) deriva dal fatto che entro questo raggio le stelle di ammasso dominano il campione totale e la coda della loro distribuzione cinematica rischia di contaminare il campione delle stelle di campo da modellare in questo caso. La selezione in colore e in magnitudine è stata invece effettuata per studiare solamente le zone del CMD occupate dalle BSSs.

Le distribuzioni gaussiane che ben riproducono le distribuzioni dei moti propri delle stelle di campo nel sotto-campione appena descritto sono caratterizzate dai seguenti valori medi e dispersioni:

$$\text{Ra: } \mu = 0.134, \sigma = 0.187$$

$$\text{Dec: } \mu = -0.106, \sigma = 0.173$$

Noti questi parametri si può ricalcolare la contaminazione statistica per le BSSs individualmente; i valori ottenuti sono riportati in tabella 3.1. Come ci si aspetta, la contaminazione stimata per le Blue Stragglers risulta più elevata rispetto a quella del campione totale. Questo è dovuto al fatto che la regione del CMD che esse occupano, oltre il MSTO dell'ammasso, si sovrappone alla MS della Nube.

Per confronto, la stessa procedura è stata effettuata anche per studiare la sequenza dell'RGB, modificando la selezione in colore per considerare la regione del CMD dove queste stelle si posizionano: $m_{F438W} - m_{F814W} > 0.3$. La percentuale di contaminazione ottenuta lungo questa sequenza è pressoché nulla in ognuno dei sottocampioni studiati ($\sim 0.0\%$).

Alla luce di questi risultati, si è ritenuto opportuno prediligere la selezione entro $2\sigma_{339}$, che al prezzo di sacrificare una frazione piccola di probabili stelle di ammasso garantisce il minor livello di contaminazione, pari a circa il 13%.

		Contaminazione	
		Totale	BSSs
\mathbf{R}_{all}	$3\sigma = 0.15 \text{ mas/yr}$	7.6%	20%
	$2\sigma = 0.10 \text{ mas/yr}$	4.9%	16%
\mathbf{R}_{hm}	$3\sigma = 0.15 \text{ mas/yr}$	6.5%	18%
	$2\sigma = 0.10 \text{ mas/yr}$	4.3%	13%

Tabella 3.1: Percentuale di stelle contaminanti per differenti campioni di stelle selezionati nell'ammasso NGC 339.

3.2.2 Contaminazione di NGC 419

Studiare la contaminazione di NGC 419 richiede un procedimento più complicato. Tale ammasso è situato in una zona peculiare della Piccola Nube di Magellano,

ovvero lungo la sottostruttura stellare che la collega alla Grande Nube, chiamata *Magellanic Bridge* (Zivick et al. 2019). L'ammasso risulta quindi contaminato da due popolazioni di stelle, una propria della Piccola Nube e una composta dalle stelle del Bridge. Poiché è stato osservato che le due popolazioni hanno un comportamento cinematico differente (Massari et al. 2021), esse devono essere trattate separatamente.

La figura 3.8, tratta dall'articolo sopracitato, mostra infatti che le stelle della SMC (in blu) "inseguono" quelle dell'ammasso (in rosso) lungo RA, le quali sono a loro volta precedute da quelle del Bridge (in ciano). Per questo motivo le stelle di campo non possono essere modellate con un semplice andamento gaussiano ma sono meglio descritte da due distinte distribuzioni.

Alla luce di questi risultati, si distinguono dal dataset a disposizione le due differenti popolazioni di campo. Le stelle di SMC vengono selezionate nella regione in alto a sinistra nel VPD (figura 3.3) mentre quelle di Bridge nella regione speculare.

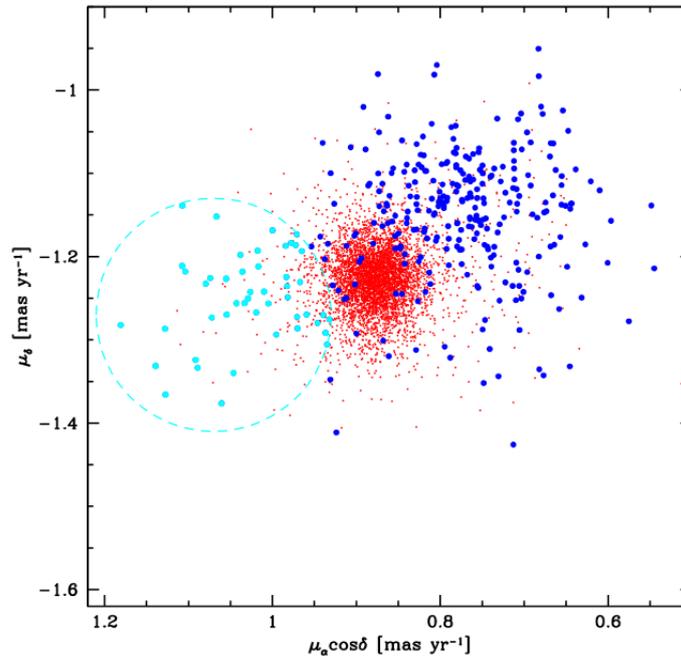


Figura 3.8: VPD di NGC 419 che mostra due differenti popolazioni contaminanti, una propria della SMC (blu) e una associata a stelle di Bridge (ciano). (Massari et al. 2021)

Modellando ognuna delle due distribuzioni (rappresentate in figura 3.9) con una funzione gaussiana si ricavano i seguenti parametri:

SMC:

$$\text{Ra: } \mu = -0.116, \sigma = 0.097$$

$$\text{Dec: } \mu = 0.069, \sigma = 0.099$$

Bridge:

$$\text{Ra: } \mu = 0.075, \sigma = 0.087$$

$$\text{Dec: } \mu = -0.071, \sigma = 0.069$$

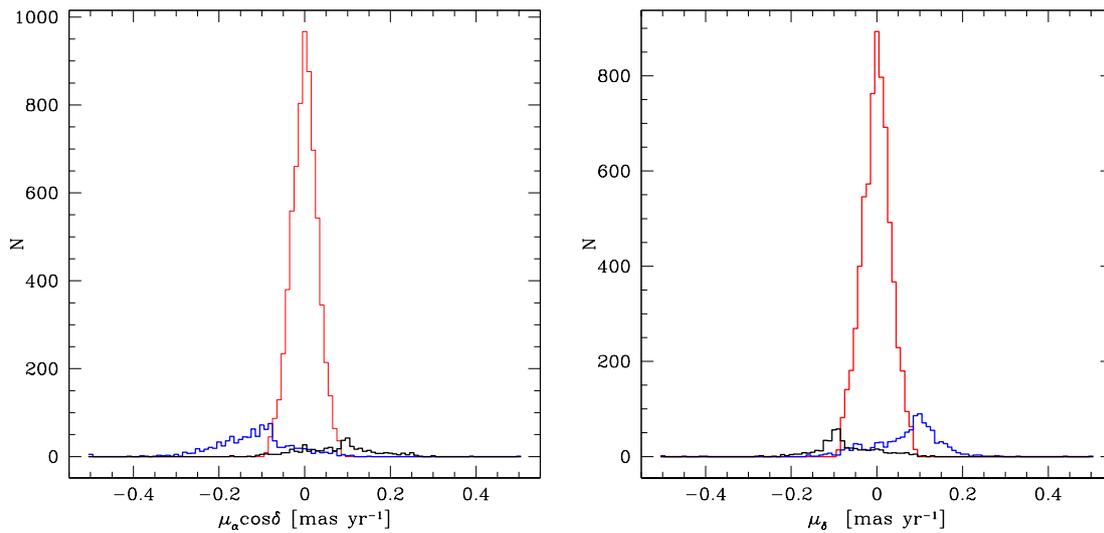


Figura 3.9: Distribuzione dei moti propri delle stelle in ascensione retta (sinistra) e in declinazione (destra) per NGC 419. L'istogramma in rosso rappresenta le stelle di ammasso selezionate cinematicamente ($< 3\sigma_{419}$), quello in blu le stelle della SMC e in nero le stelle di Bridge.

A partire da questi valori è possibile effettuare la procedura Monte-Carlo descritta per NGC 339 e determinare la contaminazione percentuale per i diversi campioni di stelle di ammasso. In figura 3.10 sono rappresentate le distribuzioni medie generate per le due popolazioni contaminanti, nel campione a cui è stata applicata una selezione cinematica a $3\sigma_{419}$ lungo l'intera estensione radiale dell'ammasso, a cui corrisponde una contaminazione percentuale totale (SMC+Bridge) di **4.2%**. Per il campione selezionato a $2\sigma_{419}$ la contaminazione è ancora più bassa, di circa **2.4%**. Per questo ammasso, noti i valori di $R_{hl} = 27.69''$ e $c=1.059$ da Glatt et al. 2009 è stato determinato il raggio di metà massa $R_{hm} = 36.73''$ e la contaminazione è stata ricalcolata per stelle di ammasso selezionate fino a questo raggio. Tutti i risultati sono riportati in tabella 3.2.

Contaminazione delle Blue Stragglers e dell'RGB

Per studiare la contaminazione della popolazione di BSSs, è stata ripetuta la procedura appena eseguita su un sottocampione selezionato in questo modo:

- magnitudine, $m_{F555W} < 22.3$
- colore, $m_{F438W} - m_{F814W} < 0.4$
- distanza dal centro dell'ammasso $r > r_c = 12''$ (Glatt et al. 2009)

Le nuove distribuzioni gaussiane che riproducono le distribuzioni dei moti propri delle stelle di campo in questo sotto-campione sono caratterizzate dai seguenti valori di media e dispersione:

SMC:

Ra: $\mu = -0.116$, $\sigma = 0.067$

Dec: $\mu = 0.101$, $\sigma = 0.047$

Bridge:

Ra: $\mu = 0.149$, $\sigma = 0.075$

Dec: $\mu = -0.038$, $\sigma = 0.065$

Noti questi valori, si ripete la procedura Monte-Carlo e si calcola la contaminazione del sotto-campione di Blue Stragglers per le varie selezioni effettuate, i cui risultati sono riportati in tabella 3.2. Come ci si aspettava, anche per questo ammasso la contaminazione percentuale sul campione di BSSs è più elevata rispetto a quella calcolata sul campione totale.

Inoltre, in questo ammasso, risulta non nulla anche la contaminazione nella regione del CMD occupata dalle stelle di RGB, calcolata a partire da un differente sotto-campione di stelle, selezionate in questo modo:

- magnitudine, $m_{F555W} < 22.3$
- colore, $m_{F438W} - m_{F814W} > 1.6$
- distanza dal centro dell'ammasso $r > r_c = 12''$

Sono così stati ottenuti i nuovi valori di media e sigma relativi alle gaussiane che modellano i moti propri delle stelle di campo:

SMC:

Ra: $\mu = -0.145$, $\sigma = 0.147$

Dec: $\mu = 0.077$, $\sigma = 0.187$

Bridge:

Ra: $\mu = 0.089$, $\sigma = 0.063$

Dec: $\mu = -0.043$, $\sigma = 0.067$

I valori di contaminazione residua calcolati per le stelle di RGB, riportati in tabella 3.2, seppure non nulli, risultano trascurabili nelle casistiche più restrittive, più precisamente con un valore percentuale di 0.4% per la selezione a $2\sigma_{419}$ e entro R_{hm} .

		Contaminazione		
		Totale	BSSs	RGB
\mathbf{R}_{all}	$3\sigma = 0.09$ mas/yr	4.2%	25%	2.5%
	$2\sigma = 0.06$ mas/yr	2.4%	14%	1.3%
\mathbf{R}_{hm}	$3\sigma = 0.09$ mas/yr	3.3%	8%	0.8%
	$2\sigma = 0.06$ mas/yr	1.9%	4%	0.4%

Tabella 3.2: Percentuale di stelle contaminanti per differenti campioni di stelle selezionati nell'ammasso NGC419.

Confrontando tutti i risultati ottenuti, si può osservare che anche per NGC 419 la selezione a $2\sigma_{419}$ fornisce valori di contaminazione percentuale inferiori, perciò si utilizzerà questo criterio per studiare le stelle di ammasso e selezionare le BSSs da investigare dinamicamente.

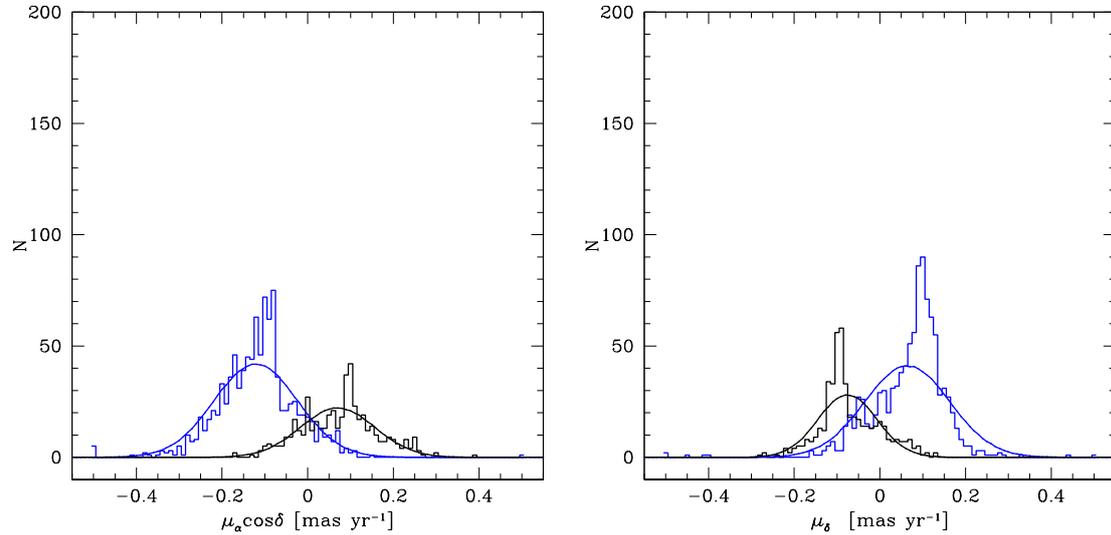


Figura 3.10: Distribuzione dei moti propri in Ra (sinistra) e Dec (destra) per NGC 419 per le due popolazioni di campo (SMC in blu e Bridge in nero). Le curve sovrapposte rappresentano la media delle 1000 distribuzioni gaussiane simulate, in blu per la SMC, e in nero per le stelle di Bridge.

Capitolo 4

Stato dinamico degli ammassi

A partire dai cataloghi decontaminati dei due ammassi è possibile studiare nel dettaglio la loro popolazione di Blue Stragglers. Analizzando la distribuzione radiale di queste stelle si può così valutare lo stato dinamico di entrambi i sistemi e determinare se le BSSs siano un valido strumento per studiare l'evoluzione dinamica di ammassi globulari giovani ed extragalattici.

4.1 Parametro A_{rh}^+

Come discusso nel Capitolo 1, è possibile stimare l'età dinamica dei sistemi stellari attraverso il calcolo del "parametro A_{rh}^+ " (Alessandrini et al. 2016), che permette di valutare il livello di segregazione delle BSSs all'interno dell'ammasso confrontando la distribuzione radiale cumulativa di queste stelle con quella di una popolazione di riferimento più leggera.

Per calcolare A_{rh}^+ si applica quindi la seguente procedura:

- i. si selezionano le BSSs e le popolazioni di riferimento dal CMD dell'ammasso, costruito a partire dal catalogo delle stelle membre selezionate cinematicamente;
- ii. si costruisce la distribuzione radiale cumulativa delle BSSs e della popolazione di riferimento, in unità logaritmiche e normalizzata al raggio di metà massa, quindi la distribuzione di stelle al variare di $x = \log(r/r_h)$;
- iii. si effettua un test statistico di *Kolmogorov-Smirnov* (*KS-test*) per confrontare le due distribuzioni e determinare con quale grado di confidenza è possibile considerarle differenti. Tale test misura la massima distanza tra le due funzioni cumulative e determina il livello di confidenza ($0 < Pb < 1$) con il quale è possibile considerare le due distribuzioni appartenenti alla stessa popolazione. Maggiore è la distanza misurata, maggiore è la probabilità che le due distribuzioni siano differenti e quindi minore è il livello di confidenza Pb .

- iv. si determina il valore di A_{rh}^+ misurando l'area racchiusa tra le due distribuzioni radiali. Maggiore è questa quantità, maggiore è la segregazione delle Blue Stragglers rispetto alla popolazione di riferimento, quindi maggiore è l'età dinamica dell'ammasso;
- v. si calcola l'errore associato alla stima di A_{rh}^+ con un metodo *Jackknife*. Tale procedura fornisce una stima statistica dell'errore ricalcolando il parametro A_{rh}^+ N volte (con N numero di BSSs campionate), eliminando in maniera casuale ad ogni iterazione una delle BSS del campione e calcolando la deviazione standard tra questi N valori ottenuti.

Al termine di questa procedura sono note tutte le informazioni necessarie per una valutazione accurata del livello di segregazione degli ammassi e del loro stato dinamico.

4.1.1 A_{rh}^+ di NGC 339

Per studiare lo stato dinamico di NGC 339 e determinare il valore del parametro A_{rh}^+ , sono state selezionate dal CMD delle stelle membre le Blue Straggler Stars e tre popolazioni di riferimento, precisamente le stelle di Red Clump (RC, rappresentate con simboli rossi in figura 4.1), stelle di Turn Off (simboli verdi in figura 4.1) e stelle nel ramo delle giganti rosse (RGB, simboli ciano in figura 4.1).

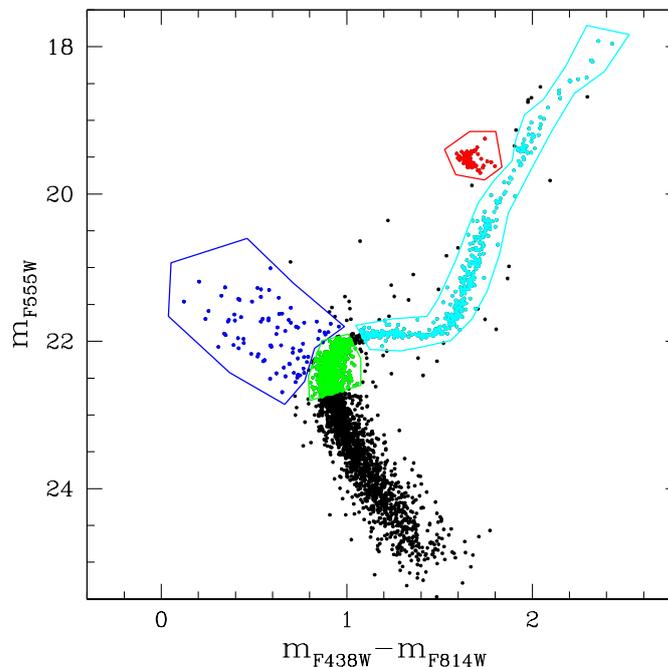


Figura 4.1: CMD dell'ammasso NGC 339 decontaminato. In blu sono state selezionate le BSSs, in rosso, verde e ciano le stelle di RC, TO e RGB rispettivamente.

Le distribuzioni radiali cumulative delle diverse popolazioni vengono determinate fino al raggio di metà massa precedentemente calcolato, $R_{hm} = 68.78''$, e quella delle BSSs viene confrontata con ognuna delle popolazioni stellari più leggere (figura 4.2). Applicando la procedura descritta in precedenza, si misura il valore di A_{rh}^+ per i tre casi in esame e si calcola l'errore associato a tale parametro, ε_{A^+} , determinando poi il livello di confidenza di questo risultato effettuando il KS-test.

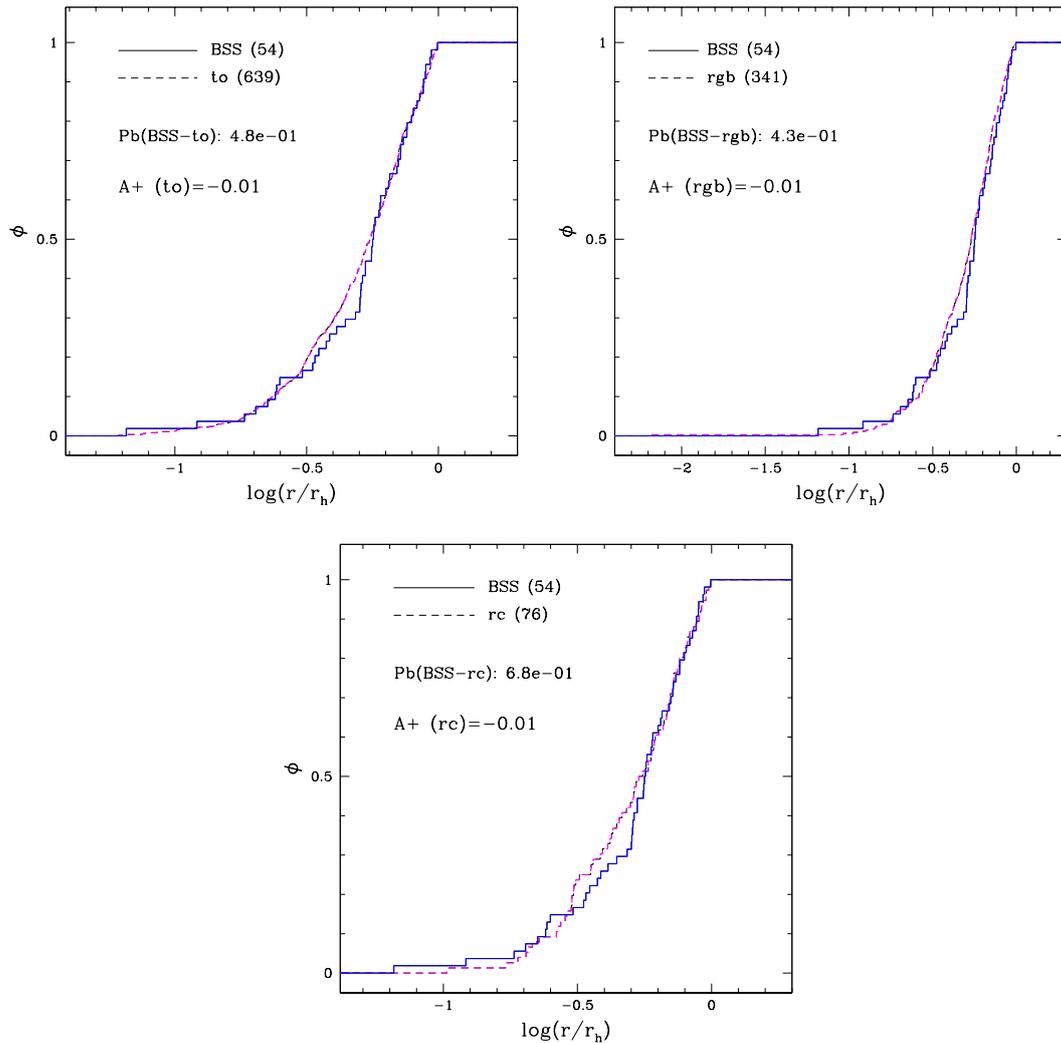


Figura 4.2: Distribuzioni radiali cumulative delle BSSs (linea blu) e delle stelle di riferimento (linea magenta) in NGC 339.

Confrontando i risultati riportati in tabella 4.1, si osserva che il valore stimato di A_{rh}^+ è consistente con zero entro 1σ in ognuna delle casistiche studiate, precisamente $A_{rh}^+ \sim -0.01 \pm 0.03$.

Per questo motivo si può concludere che le BSSs non hanno ancora iniziato il processo di segregazione, che è ciò che ci si aspetta di vedere per un ammasso dinamicamente giovane, secondo le evidenze raccolte sugli ammassi della Via Lattea. A conferma

del risultato, l'applicazione del KS-test sui casi investigati rivela che la distribuzione spaziale delle BSSs è sempre statisticamente identica a quelle delle altre popolazioni di riferimento.

	A_{rh}^+	ε_{A^+}	Pb	N_{BSS}	N_{ref}
TO	-0.01	0.03	0.48	54	639
RGB	-0.01	0.03	0.43	54	431
RC	-0.01	0.03	0.68	54	76

Tabella 4.1: Valori derivati di A_{rh}^+ (colonna 2), del suo errore ε_{A^+} e del livello di confidenza Pb (colonne 3 e 4), calcolati per le differenti popolazioni di riferimento (colonna 1). N_{BSS} e N_{ref} indicano rispettivamente il numero di stelle considerate dalla selezione di BSSs e del campione di riferimento in NGC 339.

4.1.2 A_{rh}^+ di NGC 419

In modo analogo a quanto fatto per NGC 339, si scelgono dal CMD decontaminato dell'ammasso NGC 419 le popolazioni di cui si vuole studiare la distribuzione radiale (figura 4.3, in cui selezioni e colori corrispondono al caso descritto per NGC 339).

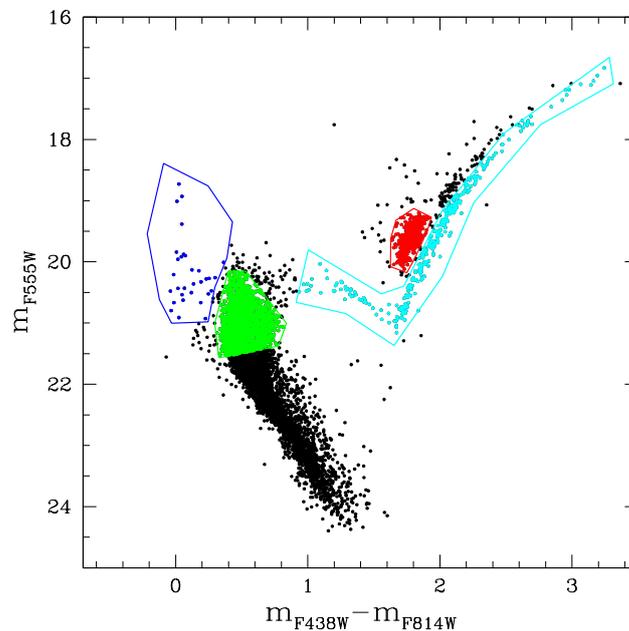


Figura 4.3: CMD decontaminato dell'ammasso NGC 419. In blu sono state selezionate le BSSs, in rosso, verde e ciano le stelle di RC, TO e RGB rispettivamente.

Le distribuzioni cumulative vengono determinate fino al raggio di metà massa, $R_{hm} = 36.73''$, e quella delle BSSs viene confrontata con ognuna delle popolazioni di riferimento, come rappresentato nei grafici in figura 4.4.

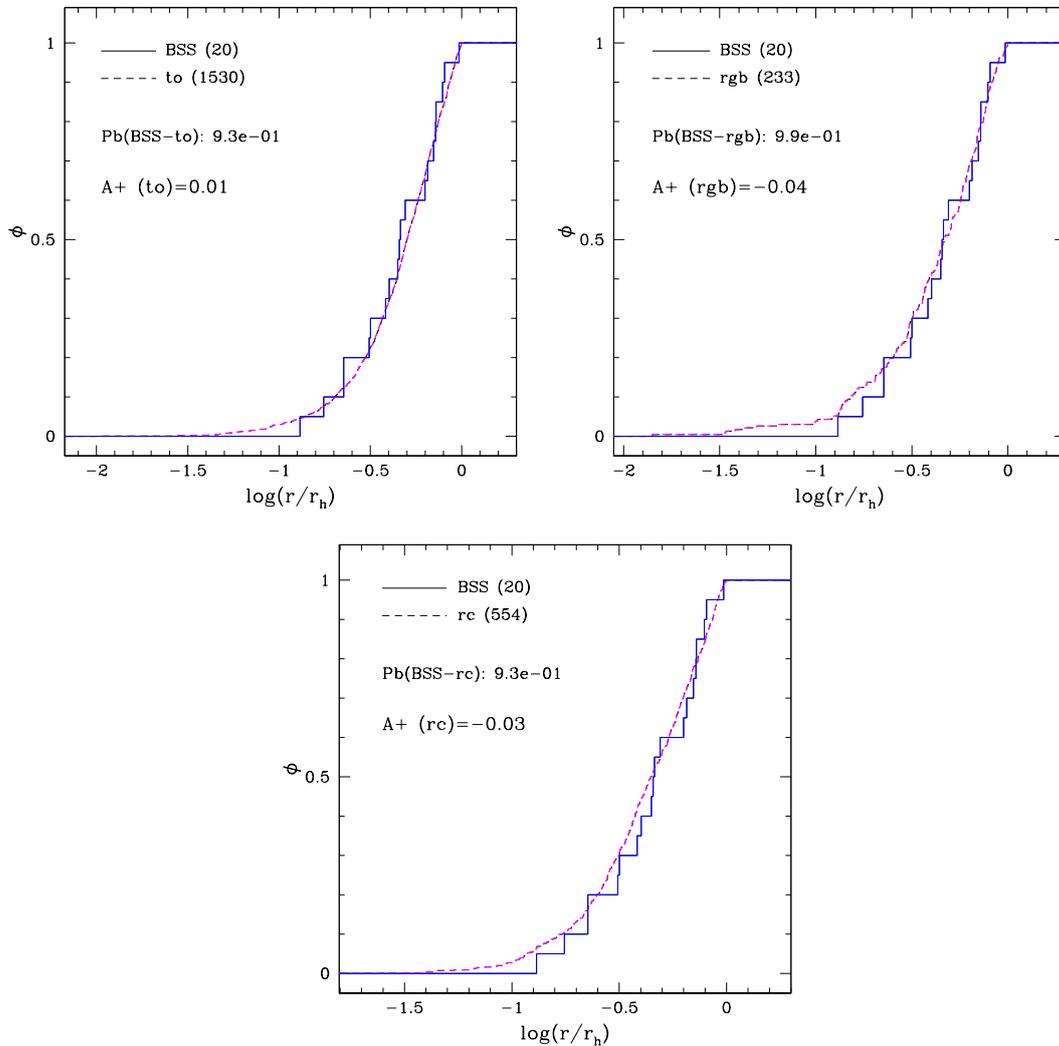


Figura 4.4: Distribuzioni radiali cumulative delle BSSs (linea blu) a delle stelle di riferimento (linea magenta) in NGC 419.

Dai risultati ottenuti dal calcolo di $A_{r_h}^+$ nei tre casi studiati (tabella 4.2), si nota anche in questo ammasso un valore di $A_{r_h}^+$ consistente con zero entro 1σ in tutti i casi investigati. Ciò indica che anche per NGC 419 la popolazione di BSSs non ha ancora subito gli effetti della dinamica e quindi risulta non segregata. Ciò è nuovamente confermato dal risultato del KS-test, che non rileva alcuna differenza statistica tra la distribuzione radiale delle BSSs e quella delle popolazioni di riferimento.

	A_{rh}^+	ε_{A^+}	Pb	N_{BSS}	N_{ref}
TO	0.01	0.05	0.93	20	1530
RGB	-0.04	0.05	0.99	20	233
RC	-0.03	0.05	0.93	20	554

Tabella 4.2: Valori derivati di A_{rh}^+ (colonna 2), del suo errore ε_{A^+} e del livello di confidenza Pb (colonne 3 e 4), calcolati per le differenti popolazioni di riferimento (colonna 1). N_{BSS} e N_{ref} indicano rispettivamente il numero di stelle considerate dalla selezione di BSSs e del campione di riferimento in NGC 419.

4.2 Test sulla robustezza della stima di A_{rh}^+

I risultati finali ottenuti dallo studio dei due ammassi indicano che entrambi i sistemi hanno popolazioni di BSSs non segregate, con un valore di A_{rh}^+ prossimo allo zero. Si vogliono quindi applicare dei test per determinare la robustezza dei valori ricavati e dei metodi utilizzati nell'analisi.

Come prima cosa si vuole determinare se la contaminazione residua delle stelle di campo della SMC ha un effetto apprezzabile sulle distribuzioni cumulative delle popolazioni di ammasso investigate.

4.2.1 Distribuzione di Blue Stragglers contaminata

Nell'ammasso NGC 339, è stata calcolata una contaminazione del 13% nel campione di BSSs utilizzato, ovvero 7 delle 54 BSSs localizzate entro il raggio di metà massa e con dispersione nel moto proprio inferiore a $2\sigma_{339}$ sono statisticamente non membre. Per quantificare quale possa essere l'effetto da esse indotto sul valore di A_{rh}^+ , si aggiungono conservativamente alla distribuzione di BSSs 7 stelle distribuite in posizioni casuali entro R_{hm} , così da simulare una situazione in cui il numero di contaminanti sia doppio. Si ricalcola A_{rh}^+ con le nuove distribuzioni e, ripetendo l'operazione 20 volte, si può ottenere una stima della variazione media di A_{rh}^+ in presenza di stelle aggiuntive. Il valore medio di A_{rh}^+ calcolato su queste 20 realizzazioni è di $A_{rh}^+ \sim 0.005$, a dimostrazione che l'effetto della contaminazione residua sui risultati qui riportati è trascurabile.

4.2.2 Effetti di selezione

La stima A_{rh}^+ è stata effettuata studiando cataloghi ottenuti dopo una selezione basata su parametri di qualità e cinematici. Queste operazioni rimuovono un certo numero di sorgenti dal campione in maniera non necessariamente omogenea: è infatti verosimile che le stelle misurate con minore precisione siano localizzate in zone di

densità stellare maggiore. Questo potrebbe influenzare il risultato finale, basato sulle distribuzioni radiali, introducendo un bias e fornendo un valore di A_{rh}^+ errato. Per questo è necessario studiare l'effetto che queste selezioni hanno sul risultato finale e vedere come questo cambia se non si effettuano le diverse operazioni di selezione. Studiando le stelle di NGC 339, si analizzano le distribuzioni radiali e si ricalcola il valore di A_{rh}^+ utilizzando un catalogo a cui non è stata applicata la selezione di qualità ma solamente la selezione cinematica a $2\sigma_{339}$. In figura 4.5 sono rappresentati i risultati di questa procedura e sono riportati i nuovi valori di A_{rh}^+ , dai quali si ottiene un valore tipico $A_{rh}^+ \sim -0.02 \pm 0.03$. Questo risultato è consistente, entro gli errori, con il valore di A_{rh}^+ misurato in precedenza ($A_{rh}^+ \sim -0.01 \pm 0.03$), a dimostrazione che la rimozione delle stelle di bassa qualità non ha influenzato il risultato finale.

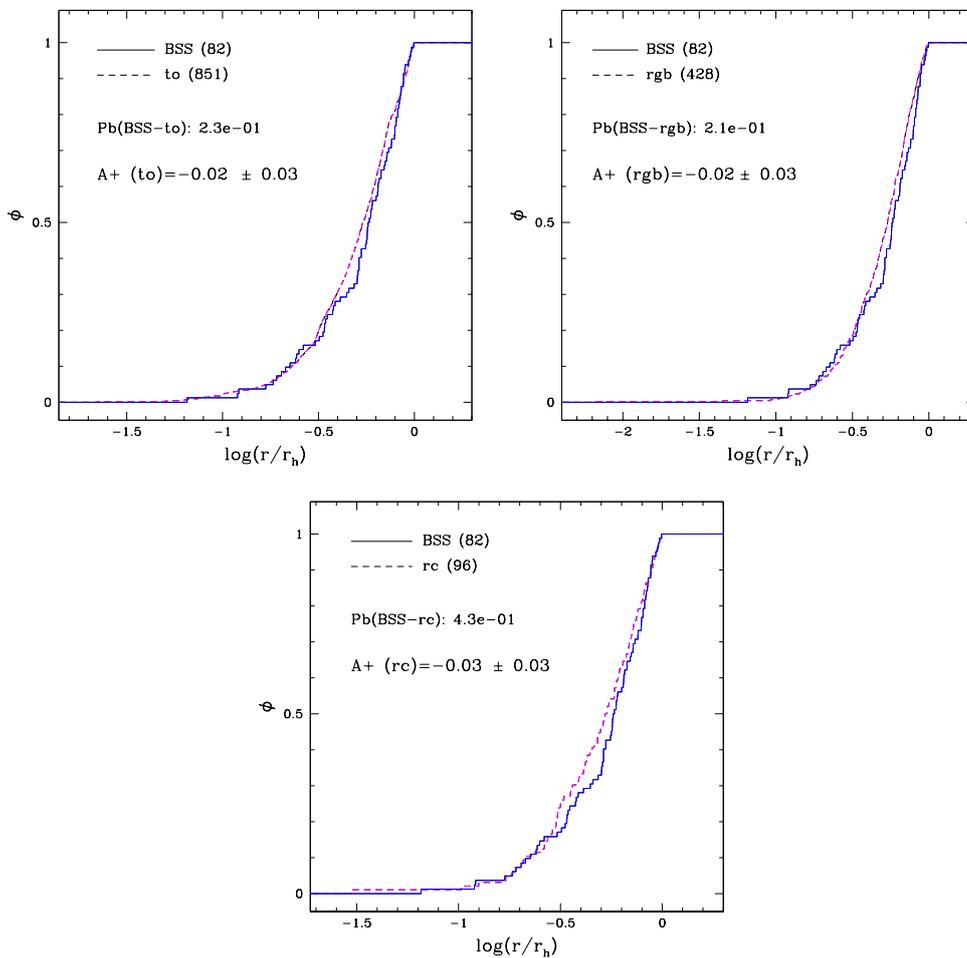


Figura 4.5: Distribuzioni radiali cumulative delle BSSs (linea blu) a delle stelle di riferimento (linea magenta) derivate dal catalogo di NGC 339 non sottoposto alla selezione del campione per qualità fotometrica.

Una variazione significativa si riscontrerebbe invece nel caso in cui venisse rimossa anche la selezione cinematica (figura 4.6), per la quale si otterrebbe un valore di $A_{rh}^+ \sim -0.06 \pm 0.01$. Un tale valore negativo può spiegarsi solo nel caso in cui le BSSs

siano contaminate da una popolazione meno concentrata di quelle dell'ammasso, ovvero dalle stelle di SMC. Tale risultato conferma quindi che la selezione cinematica è fondamentale per rimuovere correttamente la contaminazione da parte delle stelle della Nube.

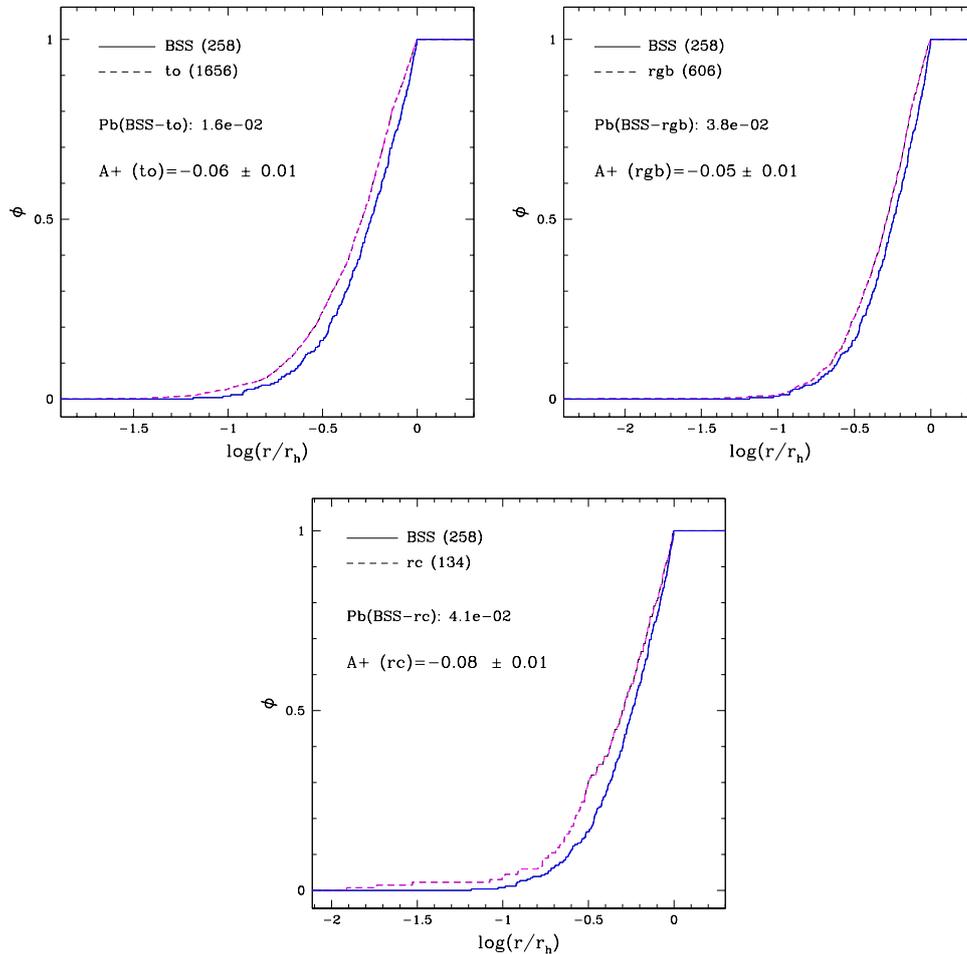


Figura 4.6: Distribuzioni radiali cumulative delle BSSs (linea blu) e delle stelle di riferimento (linea magenta) derivate dal catalogo di NGC 339 non sottoposto alla selezione del campione per qualità fotometrica e non selezionato sulla base dei moti propri delle stelle (che include, quindi, sia stelle membre, che stelle di campo).

4.3 Correlazione con i parametri strutturali/dinamici

Per valutare il legame di questo parametro con le proprietà dinamiche dell'ammasso, si confronta il valore di A_{rh}^+ con il raggio di core del sistema, r_c , e con il numero di rilassamenti centrali, $N_{relax} = t_{GC}/t_{rc}$, in modo da determinare se sussistono le stesse relazioni riscontrate per ammassi galattici e della LMC (figura 1.9).

Utilizzando la formula di Djorgovski (1993) è possibile calcolare il tempo di rilassamento centrale dell'ammasso, t_{rc} , e confrontarlo con la sua età cronologica, t_{GC} , per determinare il numero di rilassamenti N_{relax} .

$$t_{rc} = 1.491 \cdot 10^7 \text{ yr} \frac{0.5592}{\ln(0.4N_*)} \langle m_* \rangle^{-1} \rho_{M,0}^{1/2} r_c^3 \quad (4.1)$$

Per **NGC 339**, i parametri necessari ad applicare la formula sono stati ricavati da Mackey et al. (2003):

$$\begin{aligned} \text{Log}M_{GC} &= 5.02 [M_\odot] \\ \text{Log}\rho_{M,0} &= 1.29 [M_\odot/\text{pc}^3] \\ r_c &= 7.38 \text{ pc} \end{aligned}$$

Poiché questo ammasso globulare ha un età inferiore a quella tipica dei GGC, la massa media delle stelle $\langle m \rangle$ è stata ricalcolata a partire da popolazioni sintetiche. Utilizzando i modelli di popolazione presentati in Marigo et al. (2008)¹, è stata costruita una popolazione di stelle avente le stesse caratteristiche fisiche di NGC 339 ($t_{GC} = 6$ Gyr, $Z=0.001$ da Glatt et al. 2009, $M_{GC} \sim 10^5 M_\odot$ da Mackey et al. 2003) ed è stata calcolata la massa media delle stelle generate. Il valore ottenuto per questo ammasso è $\langle m \rangle = 0.3 M_\odot$. Noto questo parametro è possibile determinare il numero di stelle N calcolando il rapporto tra la massa totale del sistema e la massa stellare media, $N = M_{GC}/\langle m \rangle$, e calcolare quindi il tempo di rilassamento:

$$t_{rc} = 4.16 \text{ Gyr} \quad (4.2)$$

essendo $t_{GC} = 6$ Gyr (Glatt et al. 2009), allora:

$$N_{relax} = \frac{t_{GC}}{t_{rc}} = 1.44 \quad \rightarrow \quad \log N_{relax} = 0.16 \quad (4.3)$$

Poiché i due tempi sono confrontabili, il numero di rilassamenti ottenuto è basso e conferma che l'ammasso in esame è dinamicamente giovane, si trova nelle prime fasi della sua evoluzione dinamica.

Determinare il tempo di rilassamento centrale di **NGC 419** richiede ulteriori passaggi, dato che non sono noti i parametri strutturali dell'ammasso necessari ad applicare la formula 4.1.

La massa media delle stelle $\langle m \rangle$ è stata calcolata anche in questo caso da una popolazione sintetica generata con i modelli sopracitati, utilizzando i parametri di ammasso noti ($t_{GC} = 1.5$ Gyr, $Z=0.004$ da Glatt et al. 2009, $M_{GC} \sim 0.8 \cdot 10^5 M_\odot$ da Song et al. 2019): $\langle m \rangle = 0.358 M_\odot$.

Sovrapponendo l'isocrona costruita con questi modelli al CMD delle stelle di ammasso (come mostrato il figura 4.7), è possibile stimarne l'eccesso di colore e il modulo

¹<http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

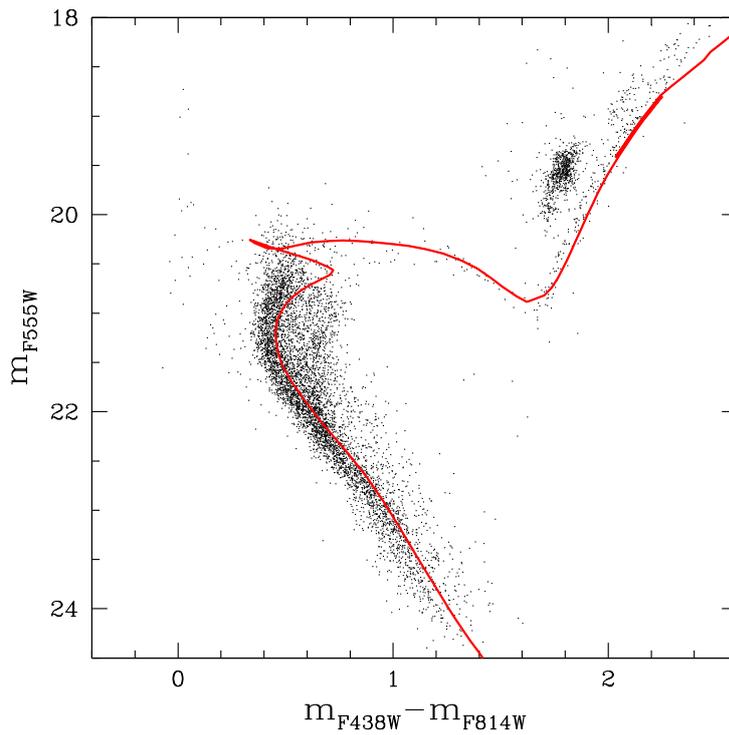


Figura 4.7: CMD di NGC 419 con il miglior fit dell'isocrona di Padova sovrapposta in rosso.

di distanza: $E(B-V)=0.08$ e $DM_0=18.94$. Noti questi valori è possibile correggere il valore della brillantezza superficiale centrale $\mu_V(0) = 18.18$ (Glatt et al. 2009) e calcolare la brillantezza superficiale Σ_0 applicando la seguente formula (Djorgovski et al 1993):

$$\log \Sigma_0 = 0.4(26.362 - \mu_{0,corr}) \quad (4.4)$$

Noti i parametri riportati in tabella 4.3 è possibile utilizzare le altre relazioni ricavate da Djorgovski et al. (1993) e calcolare:

$$\log p = -0.603 \times 10^{-c} + 0.302 \quad (4.5)$$

dove c è il parametro di concentrazione di King. Si può poi ottenere, conoscendo il raggio di core r_c (convertito in parsec con il modulo di distanza) e il rapporto M/L_V , la densità di luminosità centrale $\rho_{L,0}$, da cui si ricava la densità di massa centrale $\rho_{M,0}$, necessaria per il calcolo di t_{rc} :

$$\rho_{L,0} = \frac{\Sigma_0}{p \cdot r_c} \quad (4.6)$$

$$\rho_{M,0} = \rho_{L,0} \cdot \frac{M}{L_V} \quad (4.7)$$

Per ricavare la massa totale dell'ammasso si calcola la sua luminosità L_V :

$$\log L_V = 0.4(M_{V\odot} - M_V) \quad (4.8)$$

$$M_{GC} = L_V \cdot \frac{M}{L_V} \quad (4.9)$$

Ricavando il numero totale di stelle, $N = M_{gc}/\langle m \rangle$, e applicando la formula 4.1:

$$t_{rc} = 1.56 \text{ Gyr} \quad (4.10)$$

Dato che $t_{GC} = 1.5 \text{ Gyr}$:

$$N_{\text{relax}} = \frac{t_{GC}}{t_{rc}} = 0.962 \quad \rightarrow \quad \log(N_{\text{relax}}) = -0.017 \quad (4.11)$$

Tale valore conferma che il sistema è dinamicamente giovane poiché non è ancora avvenuto un rilassamento delle zone centrali dell'ammasso, ed è quindi in accordo con il risultato ottenuto dallo studio delle Blue Stragglers.

t_{GC} (Gyr)	c	r_c (arcsec)	$\mu_{555}(0)$ (mag arcsec ⁻²)	M_V (mag)	M/L ($M_{\odot}L_{\odot}^{-1}$)
1.5	1.059	15.22	18.18	-8.85	0.22
(1)	(1)	(1)	(1)	(1)	(2)

Tabella 4.3: Parametri dell'ammasso NGC 419. Referenze: Glatt et al. 2009 (1) e Song et al. 2019 (2).

La figura 4.8 riassume quindi il risultato principale di questa Tesi. Qui vi è rappresentata la relazione tra il parametro A_{rh}^+ e il numero di rilassamenti N_{relax} ottenuta dallo studio di ammassi della Via Lattea (ottenuti da Ferraro et al. 2018a, simboli neri) e della Grande Nube di Magellano (Ferraro et al. 2019, simboli blu). I due ammassi di SMC qui studiati si posizionano lungo questa sequenza, nella zona occupata da sistemi dinamicamente giovani. Questo significa che lo studio dello stato dinamico di ammassi a partire dalla distribuzione di Blue Stragglers è stato efficace anche in questo tipo di ambiente extragalattico, ma soprattutto che è valido anche per ammassi globulari giovani e di età intermedia.

Lo stesso si riscontra studiando l'andamento di A_{rh}^+ in funzione del raggio di core r_c per gli stessi ammassi. Nel grafico in figura 4.9, i valori degli ammassi NGC 339 e NGC 419 si collocano esattamente sulla sequenza già occupata dagli ammassi galattici e di LMC nonostante siano sistemi più giovani e localizzati in un ambiente extragalattico.

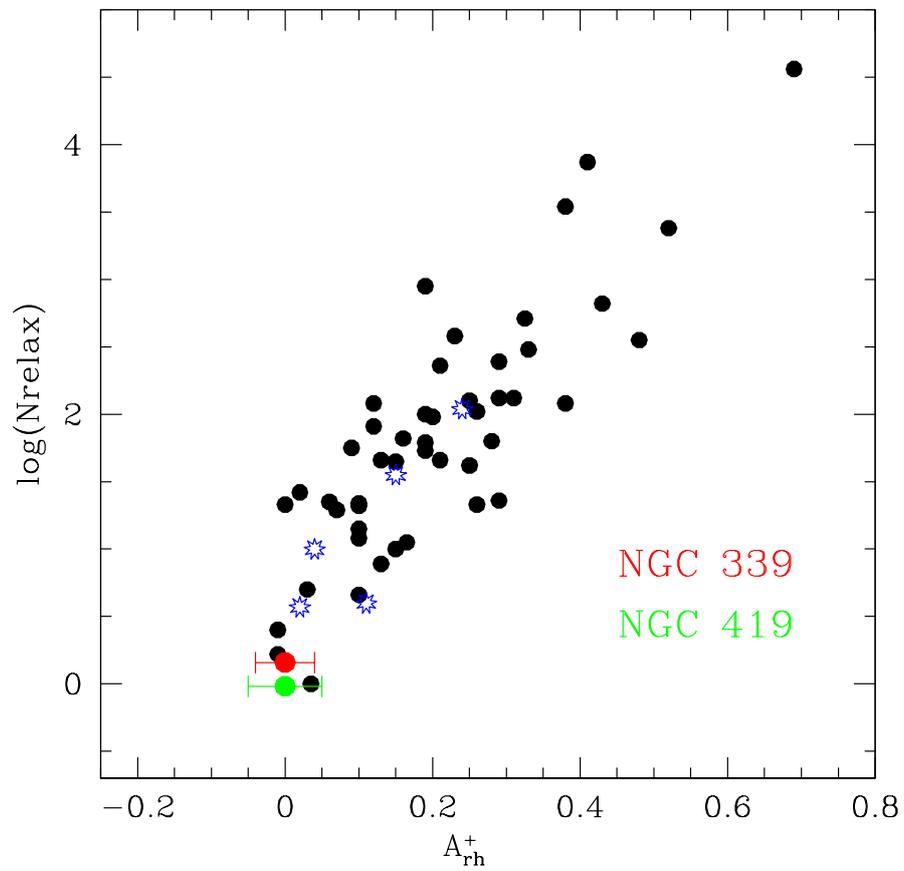


Figura 4.8: Andamento del parametro A_{rh}^+ in funzione del numero di rilassamenti $N_{\text{relax}} = t_{\text{GC}}/t_{\text{rc}}$, per ammassi galattici (in nero), di LMC (in blu) e per i due ammassi di SMC in esame.

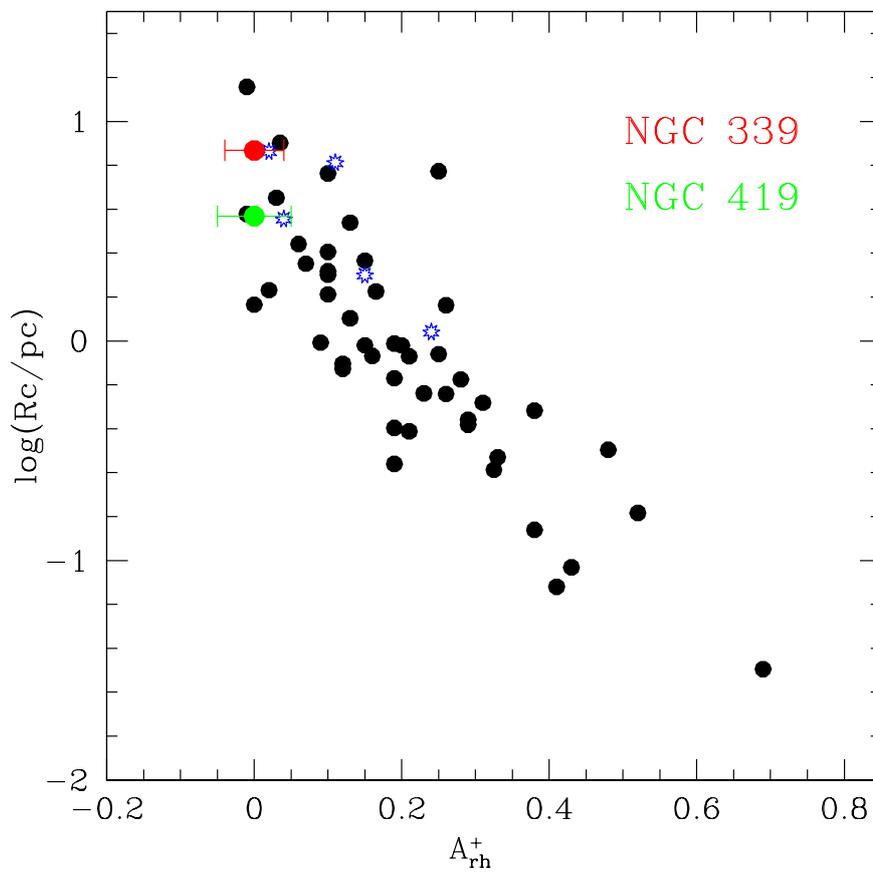


Figura 4.9: Relazione tra il parametro A_{rh}^+ e il raggio do core r_c per ammassi galattici (in nero), di LMC (in blu) e per i due ammassi di SMC in esame.

Capitolo 5

Conclusioni

In questo lavoro è stato presentato lo studio fotometrico e astrometrico di due ammassi globulari appartenenti alla Piccola Nube di Magellano, NGC 339 e NGC 419. L'analisi si è focalizzata sullo studio delle Blue Straggler Stars, con l'obiettivo di determinare l'età dinamica dei due sistemi utilizzando tecniche sviluppate e validate su ammassi globulari galattici vecchi ($t > 11$ Gyr). Poiché i due ammassi in esame hanno un'età inferiore ($t_{339} = 6$ Gyr e $t_{419} = 1.5$ Gyr), si è potuto verificare che le BSSs agiscono da traccianti dinamici anche in sistemi giovani e di età intermedia. Un elemento fondamentale per l'analisi di questi ammassi è stato fornito dalle osservazioni multi-epoca del telescopio spaziale Hubble. Grazie ad esse, infatti, è stato possibile misurare i moti propri delle stelle nella direzione dei due ammassi e separare cinematicamente le popolazioni membre da quelle contaminanti, appartenenti alla SMC.

In particolare, partendo da queste osservazioni ed utilizzando le metodologie di riduzione dati più recenti, è stato possibile creare, per ogni ammasso, un catalogo di sorgenti stellari per cui sono state misurate posizioni e magnitudini. Con questi cataloghi è stato possibile costruire i primi diagrammi colore-magnitudine degli ammassi, nei quali si possono distinguere le varie sequenze evolutive e quindi identificare le Blue Stragglers.

Conoscere le posizioni delle stelle nelle varie esposizioni ha inoltre permesso di calcolarne i moti propri lungo le componenti di ascensione retta $\mu_{\alpha} \cos \delta$ e di declinazione μ_{δ} . L'alta risoluzione degli strumenti di HST e i grandi intervalli temporali con i quali sono state effettuate le osservazioni hanno consentito di ottenere misure dei moti propri con una precisione senza precedenti, tanto che le migliori misurazioni hanno errori inferiori a 0.05 mas/yr (< 10 km/s alla distanza dei due ammassi).

Grazie a queste precise misure dei moti propri è stato possibile effettuare una decontaminazione cinematica dalle stelle di campo, selezionando le stelle da considerare membre degli ammassi. Dopo questa procedura, si è voluto stimare statisticamente quale fosse la contaminazione residua nei campioni selezionati, sia per il catalogo totale che per diversi sotto-campioni studiati nel corso dell'analisi, trovando in en-

trambi i casi che la contaminazione residua è lieve, e soprattutto che non ha influenze apprezzabili sui risultati ottenuti.

La procedura di decontaminazione è risultata di fondamentale importanza per lo studio dei due ammassi in esame: essi si trovano infatti ad una grande distanza dall'osservatore, in un ambiente extragalattico fortemente contaminato dalle stelle di campo. Senza la misurazione dei moti propri che ha permesso questa selezione, lo studio delle BSSs sarebbe stato fortemente ostacolato dalle stelle contaminanti.

A questo punto, studiando la distribuzione radiale delle Blue Stragglers e di diverse popolazioni di riferimento, è stato valutato il livello di segregazione di massa nei due ammassi, calcolando il parametro A_{rh}^+ associato ai due sistemi. I risultati ottenuti indicano che questi ammassi globulari non sono ancora segregati poiché il valore di A_{rh}^+ è consistente con zero in entrambi i sistemi.

Mettendo in relazione il valore misurato di A_{rh}^+ con quello del raggio di core e con il tempo di rilassamento centrale, si è riscontrato che i due sistemi della SMC seguono perfettamente gli andamenti tracciati dagli ammassi galattici (Figure 4.9 e 4.8).

I risultati di questa tesi confermano quindi che anche in questi ammassi extragalattici e giovani, le BSSs sono dei traccianti estremamente efficaci dello stato dinamico del sistema. Si conferma perciò l'importante ruolo delle Blue Stragglers nello studio dinamico dei sistemi collisionali di qualunque età ed in qualunque ambiente.

I risultati di questa tesi sono estremamente rilevanti sotto almeno altri due punti di vista. Prima di tutto la scoperta di due ammassi dinamicamente giovani implica che la loro cinematica attuale è l'esatta fotografia di quella con cui essi sono nati. Sarà quindi estremamente interessante investigarli per fare luce sulle condizioni iniziali con cui nascono le popolazioni stellari negli ammassi globulari, essendo questi degli ingredienti chiave dei modelli che cercano di ricostruire come essi si formano ed evolvono (Vesperini et al. 2013). Inoltre, quanto trovato in questa tesi è fondamentale alla luce della prossima disponibilità di telescopi potenti quali l'Extremely Large Telescope o JWST. Infatti, questi strumenti riusciranno a risolvere ammassi globulari situati in galassie esterne alla nostra, troppo lontani per uno studio dettagliato della loro cinematica interna. Tuttavia, sarà possibile determinare il loro stato dinamico investigando la distribuzione spaziale della loro popolazione di Blue Stragglers.

Bibliografia

- Alessandrini E., Lanzoni B., Ferraro F. R., Miocchi P., Vesperini E., 2016, *Investigating the Mass Segregation Process in Globular Clusters with Blue Straggler Stars: The Impact of Dark Remnants*, [ApJ](#), **833**, 252
- Anderson J., King I. R., 2000, *Toward High-Precision Astrometry with WFPC2. I. Deriving an Accurate Point-Spread Function*, [PASP](#), **112**, 1360
- Anderson J., King I. R., 2006, *PSFs, Photometry, and Astronomy for the ACS/WFC*, Instrument Science Report ACS 2006-01
- Bedin L. R., King I. R., Anderson J., Piotto G., Salaris M., Cassisi S., Serenelli A., 2008, *Reaching the End of the White Dwarf Cooling Sequence in NGC 6791*, [ApJ](#), **678**, 1279
- Bellini A., Anderson J., Bedin L. R., 2011, *Astrometry and Photometry with HST WFC3. II. Improved Geometric-Distortion Corrections for 10 Filters of the UVIS Channel*, [PASP](#), **123**, 622
- Binney J., Tremaine S., 2008, *Galactic Dynamics: Second Edition*. Princeton University Press
- Buonanno R., Corsi C. E., Buzzoni A., Cacciari C., Ferraro F. R., Fusi Pecci F., 1994, *The stellar population of the globular cluster M 3. I. Photographic photometry of 10 000 stars*, [A&A](#), **290**, 69
- Cabrera-Ziri I., et al., 2016, *No evidence for younger stellar generations within the intermediate-age massive clusters NGC 1783, NGC 1806 and NGC 411*, [MNRAS](#), **459**, 4218
- Cioni M. R. L., van der Marel R. P., Loup C., Habing H. J., 2000, *The tip of the red giant branch and distance of the Magellanic Clouds: results from the DENIS survey*, [A&A](#), **359**, 601
- Djorgovski S., 1993, in Djorgovski S. G., Meylan G., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 50, Structure and Dynamics of Globular Clusters*. p. 373

- Ferraro F. R., et al., 2012, *Dynamical age differences among coeval star clusters as revealed by blue stragglers*, [Nature](#), **492**, 393
- Ferraro F. R., et al., 2018a, *The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters. XV. The Dynamical Clock: Reading Cluster Dynamical Evolution from the Segregation Level of Blue Straggler Stars*, [ApJ](#), **860**, 36
- Ferraro F. R., et al., 2018b, *MIKIS: The Multi-instrument Kinematic Survey of Galactic Globular Clusters. I. Velocity Dispersion Profiles and Rotation Signals of 11 Globular Clusters*, [ApJ](#), **860**, 50
- Ferraro F. R., Lanzoni B., Dalessandro E., Cadelano M., Raso S., Mucciarelli A., Beccari G., Pallanca C., 2019, *Size diversity of old Large Magellanic Cloud clusters as determined by internal dynamical evolution*, [Nature Astronomy](#), **3**, 1149
- Freeman K. C., 1993, in Smith G. H., Brodie J. P., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 48, The Globular Cluster-Galaxy Connection*. p. 27
- Gao B., Goodman J., Cohn H., Murphy B., 1991, *Fokker-Planck Calculations of Star Clusters with Primordial Binaries*, [ApJ](#), **370**, 567
- Glatt K., et al., 2009, *Structural Parameters of Seven Small Magellanic Cloud Intermediate-Age and Old Star Clusters*, [AJ](#), **138**, 1403
- Glatt K., et al., 2011, *Present-day Mass Function of Six Small Magellanic Cloud Intermediate-age and Old Star Clusters*, [AJ](#), **142**, 36
- Harris W. E., 2010, *A New Catalog of Globular Clusters in the Milky Way* ([arXiv:1012.3224](#))
- King I. R., 1966, *The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models*, [AJ](#), **71**, 64
- Lanzoni B., Ferraro F. R., Alessandrini E., Dalessandro E., Vesperini E., Raso S., 2016, *Refining the Dynamical Clock for Star Clusters*, [ApJ](#), **833**, L29
- Libralato M., Bellini A., Piotto G., Nardiello D., van der Marel R. P., Anderson J., Bedin L. R., Vesperini E., 2019, *The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters. XVIII. Proper-motion Kinematics of Multiple Stellar Populations in the Core Regions of NGC 6352*, [ApJ](#), **873**, 109
- Mackey A. D., Gilmore G. F., 2003, *Surface brightness profiles and structural parameters for 10 rich stellar clusters in the Small Magellanic Cloud*, [MNRAS](#), **338**, 120

- Marigo P., Girardi L., Bressan A., Groenewegen M. A. T., Silva L., Granato G. L., 2008, *Evolution of asymptotic giant branch stars. II. Optical to far-infrared isochrones with improved TP-AGB models*, [A&A](#), **482**, 883
- Massari D., Raso S., Libralato M., Bellini A., 2021, *Kinematic complexity around NGC 419: resolving the proper motion of the cluster, the Small Magellanic Cloud, and the Magellanic bridge*, [MNRAS](#), **500**, 2012
- McLaughlin D. E., van der Marel R. P., 2005, *Resolved Massive Star Clusters in the Milky Way and Its Satellites: Brightness Profiles and a Catalog of Fundamental Parameters*, [ApJS](#), **161**, 304
- Milone A. P., Bedin L. R., Piotto G., Anderson J., 2009, *Multiple stellar populations in Magellanic Cloud clusters. I. An ordinary feature for intermediate age globulars in the LMC?*, [A&A](#), **497**, 755
- Miocchi P., et al., 2013, *Star Count Density Profiles and Structural Parameters of 26 Galactic Globular Clusters*, [ApJ](#), **774**, 151
- Niederhofer F., et al., 2017, *The search for multiple populations in Magellanic Cloud clusters - II. The detection of multiple populations in three intermediate-age SMC clusters*, [MNRAS](#), **465**, 4159
- Raso S., et al., 2019, *Spectral Energy Distribution of Blue Stragglers in the Core of 47 Tucanae*, [ApJ](#), **879**, 56
- Renzini A., Fusi Pecci F., 1988, *Tests of evolutionary sequences using color-magnitude diagrams of globular clusters.*, [ARA&A](#), **26**, 199
- Song Y.-Y., Mateo M., Mackey A. D., Olszewski E. W., Roederer I. U., Walker M. G., Bailey J. I., 2019, *Dynamical masses and mass-to-light ratios of resolved massive star clusters - I. NGC 419 and NGC 1846*, [MNRAS](#), **490**, 385
- Vesperini E., McMillan S. L. W., D'Antona F., D'Ercole A., 2013, *Dynamical evolution and spatial mixing of multiple population globular clusters*, [MNRAS](#), **429**, 1913
- Zivick P., et al., 2019, *The Proper-motion Field along the Magellanic Bridge: A New Probe of the LMC-SMC Interaction*, [ApJ](#), **874**, 78