

Alma Mater Studiorum - Università di Bologna

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Fisica

**La popolazione di Blue Straggler Stars
nell'ammasso globulare NGC 6366**

Tesi di laurea

Presentata da:
Martina Selleri

Relatore:
Prof. Mario Cadelano

Appello **III**
Anno Accademico **2025-2026**

*A mio nonno,
che con la mente viaggiava nella storia e nell'arte,
in maniera silenziosa ma costante.
Ora, ti porto sulla pelle
e ti cerco fra le stelle.*

*A Nam, alla nostra crescita.
Dalle figurine e i campetti
ai chilometri percorsi con qualsiasi mezzo.
Da compagni di banco a "in bocca al lupo" prima di un esame.
Da faccine tristi a faccine felici.*

*“Non so nulla con certezza,
ma la vista delle stelle
mi fa sognare.”*

— VINCENT VAN GOGH

Abstract

Gli ammassi globulari sono dei sistemi stellari estremamente densi e compatti da essere interessati da fenomeni dinamici che portano alla nascita di popolazioni stellari esotiche. Tra queste rientrano le *Blue Straggler Stars*: stelle più luminose, calde e apparentemente più giovani delle altre stelle di ammasso, ma che in realtà hanno semplicemente masse maggiori della media del sistema.

Nonostante l'età cronologica elevata, gli ammassi globulari possono avere età dinamiche differenti: la distribuzione radiale delle Blue Straggler Stars funge da tracciante dell'evoluzione dinamica degli ammassi globulari.

In questo lavoro di tesi si è studiata la popolazione Blue Stragglers all'interno dell'ammasso globulare Galattico NGC 6366, e si è indagato il suo stadio di evoluzione dinamica mediante il calcolo del *parametro* A^+ , che misura la differenza tra la distribuzione radiale cumulativa di Blue Straggler Stars e quella di una popolazione stellare di riferimento dell'ammasso. Il valor medio di tale parametro per NGC 6366 risulta essere $A^+ = (0.09 \pm 0.04)$. Si conclude che NGC 6366 è un sistema stellare di età dinamica intermedia.

Indice

Introduzione	1
1 Ammassi globulari	3
1.1 Proprietà generali	3
1.2 Dinamica di un ammasso	4
1.2.1 Principali processi dinamici	5
1.3 Cenni di evoluzione stellare	6
1.4 Blue Straggler Stars	13
1.4.1 Proprietà generali	13
1.4.2 Meccanismi di formazione	14
1.4.3 Osservazione delle BSSs	15
1.4.4 Indicatori di evoluzione dinamica	16
1.5 Ammassi nella Via Lattea	22
1.5.1 Il rapporto con i sistemi binari	22
1.5.2 Doppie sequenze di BSSs	25
2 Dataset e riduzione dati	27
2.1 I cataloghi degli ammassi globulari Galattici	27
2.2 Analisi del moto proprio	28
2.3 Correzione per reddening differenziale	31
2.4 Stima dell'età dell'ammasso	33
3 Analisi del campione di Blue Straggler Stars	35
3.1 Selezione del campione di Blue Straggler Stars	35
3.2 Caratteristiche della popolazione di Blue Straggler Stars	37
3.3 Distribuzione radiale delle Blue Straggler Stars	41
3.4 Il parametro A^+	42
Conclusioni	46
Bibliografia	48

Introduzione

Gli ammassi globulari sono sistemi stellari gravitazionalmente legati di forma sferoidale, composti da circa 10^6 stelle, orbitanti attorno al centro della galassia ospite. Sono strutture di fondamentale importanza nell'ambito dell'Astrofisica Stellare: essi permettono di verificare i modelli di Evoluzione Stellare, fungono da testimonianze degli scenari di formazione ed evoluzione delle galassie ospiti e, per via della loro elevata densità, sono dei laboratori per studiare la dinamica multi-body e i suoi effetti sull'evoluzione delle singole stelle.

Gli ammassi globulari sono, quindi, sistemi talmente densi e compatti che le reciproche interazioni gravitazionali tra stelle danno origine a diversi fenomeni dinamici che modificano nel tempo la struttura interna dell'ammasso stesso: fenomeno chiamato dagli astronomi *evoluzione dinamica*. Di conseguenza, gli ammassi stellari con la stessa età cronologica possono variare notevolmente nell'aspetto e nella forma a causa di una differente *età dinamica*.

In aggiunta, queste stesse interazioni dinamiche sono in grado di generare popolazioni stellari esotiche. Ne sono un esempio le *Blue Straggler Stars* (BSSs): stelle che in apparenza sembrano più giovani rispetto alle altre stelle dell'ammasso, perché più luminose e calde. Eppure ciò è impossibile, perché questi sistemi hanno avuto origine dallo stesso evento di formazione stellare, quindi le caratteristiche anomale delle BSSs sono dovute a masse maggiori rispetto a quelle medie degli ammassi.

Lo scopo di questo lavoro di tesi è quello di svolgere un'analisi approfondita dello stadio di evoluzione dinamica dell'ammasso globulare Galattico NGC 6366. Tuttavia, determinare l'età dinamica di un ammasso globulare è un processo particolarmente complesso: in questo lavoro è stato utilizzato un metodo empirico (Alessandrini et al. 2016) basato sull'analisi del livello di segregazione di massa delle Blue Straggler Stars.

La tesi è strutturata nel seguente modo:

- Nel **Capitolo 1** vengono presentate le proprietà generali degli ammassi globulari e i vari processi dinamici che li interessano. Prima viene presentata una sintesi della Teoria dell'Evoluzione Stellare, poi particolare attenzione viene posta alla descrizione delle principali caratteristiche delle Blue Straggler Stars e del loro utilizzo come indicatori di evoluzione dinamica. Infine, vengono riportati degli studi recenti sugli ammassi globulari Galattici e sui meccanismi di formazione, sopravvivenza ed evoluzione delle BSSs che ospitano.

- Nel **Capitolo 2** viene descritto il catalogo di NGC 6366 reso pubblico da Stetson et al. 2019, e, in seguito, i processi di riduzione dati e correzione per *reddening differenziale* che hanno permesso di ottenere il catalogo stellare finale.
- Nel **Capitolo 3** viene presentato il processo di selezione della famiglia di Blue Straggler Stars dell'ammasso, e vengono analizzate le loro caratteristiche principali. Le BSSs vengono, poi, impiegate nella determinazione dell'età dinamica di NGC 6366 tramite l'uso del cosiddetto parametro A^+ . Infine, i risultati ottenuti per questo ammasso vengono messi a confronto con quelli ottenuti per altri ammassi studiati in lavori di letteratura precedenti, allo scopo di collocare NGC 6366 nel panorama degli ammassi globulari Galattici già analizzati.
- Nelle **Conclusioni** si presentano i risultati principali dello studio effettuato su NGC 6366. Viene brevemente riassunto il processo di riduzione ed analisi dei dati dell'ammasso con i risultati sperimentali ottenuti per il modulo di distanza, l'eccesso di colore e l'età cronologica. Successivamente, è riportato il valore del parametro A^+ , il quale può essere interpretato, mediante il confronto con altri ammassi globulari Galattici, per comprendere l'età dinamica del sistema. Vengono espone infine alcune osservazioni riguardo la popolazione di BSSs di NGC 6366, la dinamica del sistema e possibili sviluppi futuri legati a questo studio.

Capitolo 1

Ammassi globulari

Nella prima parte di questo capitolo verranno presentate le proprietà principali degli ammassi globulari e i vari processi dinamici che li caratterizzano.

Nella seconda parte sarà presentata la Teoria dell'Evoluzione Stellare e verranno descritte le fasi della vita di stelle con masse diverse.

Poi, l'attenzione si sposterà su una peculiare famiglia di stelle, chiamate *Blue Straggler Stars*, le quali possono essere utilizzate come marcatori per studiare la dinamica degli ammassi globulari. Concludendo, infine, con la descrizione dell'identificazione di queste stelle negli ammassi globulari Galattici.

1.1 Proprietà generali

Gli ammassi globulari (*globular clusters*, GCs) sono sistemi stellari composti tra le 10^5 e le 10^6 stelle gravitazionalmente legate, che hanno avuto origine dallo stesso evento di formazione stellare, di conseguenza hanno tutte la stessa età, la stessa composizione chimica, ma masse differenti. Questi ammassi molto densi e compatti si trovano principalmente nell'alone delle galassie o nel loro bulge, ciò implica che sono anche molto vecchi. Nella Via Lattea (*Milky Way*, MW) si trovano circa 150 GCs, di età compresa tra i 10 e i 13 miliardi di anni (Gyr).

Con le attuali strumentazioni, nella nostra Galassia, fino alla Galassia di Andromeda, gli ammassi stellari possono essere individualmente risolti, ovvero per ogni stella si riesce a risalire al colore e alla magnitudine, attraverso la fotometria, e alla composizione chimica, alla velocità radiale e alla velocità rotazionale, grazie alla spettroscopia. Dunque, per un insieme di stelle risolte si può determinare la distanza, l'età, la cinematica e altre proprietà. Per questo motivo, gli ammassi globulari costituiscono un ottimo esempio di *simple stellar population* (SSP), e quindi possono essere impiegati nella verifica dei modelli di evoluzione stellare e nell'interpretazione delle galassie non risolte. Inoltre, gli ammassi globulari hanno età avanzate, di conseguenza testimoniano la formazione e l'evoluzione delle galassie, in particolare della Via Lattea. Infine, l'elevata densità di questi sistemi li rende dei perfetti laboratori per studiare la dinamica multi-body, e come questa influenza l'evoluzione stellare.

Il target di questo lavoro è l'ammasso globulare NGC 6366, collocato nella nostra Galassia. Alla descrizione delle proprietà degli ammassi globulari nella Via Lattea verrà dunque dedicata successivamente un'intera sezione.

1.2 Dinamica di un ammasso

Data la loro compattezza e densità, gli ammassi globulari sono ambienti soggetti a molteplici processi dinamici che ne possono modificare la struttura interna. In questa sezione verranno presentati i principali.

Innanzitutto, anche incontri gravitazionali distanti sono importanti in qualunque sistema gravitazionale. L'effetto cumulativo di mutue interazioni gravitazionali tra stelle modifica significativamente le loro orbite iniziali. Di conseguenza, la struttura del sistema diventa via via sempre meno dipendente dalle condizioni iniziali, finché non perde completamente la memoria di esse. Questo processo avviene in un tempo scala caratteristico chiamato *tempo di rilassamento a due corpi*, e definito matematicamente nella seguente forma:

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

dove N è il numero di stelle del sistema e t_{cross} è il *tempo di attraversamento*, cioè il tempo che impiega una stella con velocità v ad attraversare un sistema di raggio R .

Il tempo di rilassamento a due corpi t_{2b} permette di distinguere tra strutture non collisionali e collisionali. Le prime hanno un tempo di rilassamento molto superiore all'età stessa del sistema ($t_{2b} \gg t_{age}$), quindi ciascuna stella si muove sotto l'influenza del potenziale medio generato da tutte le altre stelle, e la loro distribuzione può essere considerata continua. Invece, i sistemi collisionali sono caratterizzati da $t_{2b} \ll t_{age}$, ciò implica che ogni interazione gravitazionale tra stelle singole gioca un ruolo significativo e gradualmente perturba le traiettorie che queste avrebbero preso se la distribuzione di materia fosse stata perfettamente uniforme.

Per gli ammassi globulari il numero di stelle è pari a $N = 10^5 - 10^6$ e $t_{cross} \sim 10^5$ yr, da cui si ottiene un tempo di rilassamento a due corpi $t_{2b} = 0.1$ Gyr, il quale è notevolmente inferiore alla loro età. Essi vengono dunque classificati come sistemi collisionali.

La stima del tempo di rilassamento, secondo la relazione precedente (Eq.[1.1]) è approssimata, poiché trascura la variazione di densità fra le regioni centrali dell'ammasso, più dense, e quindi con maggiore probabilità di interazioni fra stelle, e le regioni più esterne, meno dense. Perciò, è stato definito il *tempo di rilassamento centrale* (Djorgovski 1993):

$$t_{rc} \propto \frac{k}{\ln(0.4N)} \langle m_* \rangle^{-1} \rho_{M,0}^{1/2} r_c^3 \quad (1.2)$$

dove $k \simeq 0.5592$ è una costante numerica, N è il numero totale di stelle nel sistema, m_* è la massa media di una stella, $\rho_{M,0}$ è la densità centrale in massa del sistema

e r_c è il *raggio di core* del sistema, ovvero il raggio che include metà della densità superficiale centrale.

È stato anche definito il *tempo di rilassamento a metà massa*

$$t_{hm} \propto \frac{1}{\ln(0.4N)} \langle m_* \rangle^{-1} M_{cl}^{1/2} r_h^{3/2} \quad (1.3)$$

dove N è il numero totale di stelle, m_* è la massa media di una stella, M_{cl} è la massa totale dell'ammasso e r_h è il *raggio di metà massa*, ovvero il raggio che include metà della massa totale del sistema.

1.2.1 Principali processi dinamici

Gli ammassi globulari sono caratterizzati da molti processi dinamici tra cui si possono annoverare gli incontri a tre corpi, la frizione dinamica, la segregazione di massa, l'equipartizione dell'energia e la catastrofe gravotermica che verranno descritti brevemente qui di seguito.

Incontri a tre corpi

Per incontro a tre corpi si intende l'interazione tra un sistema binario e una singola stella, e può portare ai seguenti scenari:

- la stella singola può perdere energia a beneficio della binaria, la quale diventa meno legata;
- la stella singola può guadagnare energia a discapito della binaria, che diventa più legata;
- se la stella singola è abbastanza massiva, essa può sostituirsi ad una delle due stelle del sistema binario;
- se la stella singola ha abbastanza energia, essa può provocare la distruzione del sistema binario.

Frizione dinamica

Definita anche attrito dinamico o attrito di Chandrasekhar, indica quel fenomeno che porta alla perdita di quantità di moto e di energia cinetica subita da corpi in movimento nello spazio a causa dell'interazione gravitazionale con la materia circostante. In particolare, una stella massiva, interagendo col potenziale dell'ammasso, decelera e si muove verso il centro della buca di potenziale con un tempo scala pari a

$$t_{DF} = \frac{3}{4\sqrt{2\pi}G^2 \ln \Lambda} \frac{\sigma^3(r)}{M\rho(r)} \quad (1.4)$$

dove $\ln \Lambda$ è noto come *logaritmo di Coulomb*¹, σ è la dispersione di velocità, M è la massa del sistema e ρ la densità del sistema.

¹Il logaritmo di Coulomb è definito come $\ln \Lambda = \frac{b_{max}}{b_{min}}$, con b parametro d'impatto, ossia la distanza minima tra due corpi.

Segregazione di massa

Come conseguenza dell'azione della frizione dinamica, nei sistemi multi-massa le stelle si sistemano a diverse distanze dal centro dell'ammasso in base alla loro massa: le stelle più massive si spostano verso le regioni più centrali, mentre le stelle più leggere, non soggette alla frizione, rimangono nelle zone più esterne.

Equipartizione dell'energia

L'equipartizione dell'energia negli ammassi stellari è un processo dinamico fondamentale, secondo il quale, nel corso del tempo, le stelle del sistema tendono a distribuire la loro energia cinetica $E = \frac{1}{2}mv^2$ in modo uniforme, indipendentemente dalla loro massa. Ciò porta al fatto che stelle più massive sono caratterizzate da velocità minori e si concentrano verso il centro dell'ammasso, mentre stelle meno massive hanno velocità maggiori e popolano le regioni più esterne.

Catastrofe gravotermica

Il fenomeno dell'equipartizione dell'energia determina un trasferimento dell'energia cinetica dalle stelle nel centro di un ammasso a quelle più periferiche, facendo cadere le prime verso il centro della buca di potenziale. Tuttavia, la diminuzione di energia cinetica del nucleo viene bilanciata da una sua contrazione, secondo il Teorema del Viriale², il sistema perciò diventa più denso e caldo. Nel nucleo le interazioni tra le stelle diventano più frequenti, provocando ulteriori perdite di energia cinetica e quindi la contrazione del sistema aumenta progressivamente, innescando un processo in grado di autoalimentarsi, noto come *collasso del core* (*core collapse*, CC). Tale fenomeno, però, si arresta quando il numero di sistemi binari compatti nel nucleo del sistema diventa troppo elevato, per via dell'aumento della densità nelle regioni centrali e delle interazioni gravitazionali sempre più frequenti. Infatti, a quel punto non è più l'energia cinetica delle singole stelle ad essere ceduta, bensì l'energia di legame delle binarie. Le binarie diventano così sempre più legate, rimanendo, però, nelle loro orbite, senza concentrarsi verso le regioni centrali. Questo fenomeno porta all'arresto del processo di contrazione del nucleo, evitando che la densità centrale diverga.

1.3 Cenni di evoluzione stellare

L'evoluzione di tutti i sistemi stellari, come gli ammassi, è determinata da come cambiano le proprietà fotometriche e chimiche del loro contenuto stellare. Perciò, per comprendere il destino delle strutture cosmiche occorre prima conoscere l'evoluzione delle singole stelle. La Teoria dell'Evoluzione Stellare si occupa di studiare proprio la variazione delle proprietà macroscopiche delle stelle nel tempo.

²Il teorema del viriale in forma scalare vale per i sistemi di particelle autogravitanti all'equilibrio e afferma che $2K + U = 0$, dove K è l'energia cinetica e U l'energia potenziale.

Strumenti per studiare l'evoluzione delle stelle

Lo strumento fondamentale per indagare l'evoluzione stellare è il *diagramma Hertzsprung-Russell* (diagramma HR), il quale rappresenta la luminosità in funzione della temperatura effettiva, o superficiale, in scala logaritmica. Nel diagramma HR, la vita di una stella di determinata massa e composizione chimica descrive una *traccia evolutiva*, cioè una sequenza di punti che descrivono l'evoluzione della luminosità e della temperatura nel corso del tempo.

I discriminanti principali per capire l'evoluzione di una stella sono: la massa e la composizione chimica. In particolare, stelle di masse diverse possono avere tracce evolutive molto differenti, come mostrato nel pannello di sinistra della Figura [1.1]. Nel diagramma HR, si può però anche tracciare il luogo dei punti di tracce evolutive di stelle con masse diverse che si trovano nello stesso istante di tempo: definito come *isocrona*. Questa curva permette di confrontare direttamente le previsioni teoriche con le osservazioni, a differenza delle singole tracce evolutive.

Infatti, le isocrone teoriche possono essere facilmente confrontate con i *diagrammi colore-magnitudine* (*color-magnitude diagrams*, CMDs). Essi mettono in relazione la magnitudine delle stelle, che è legata alla loro luminosità, con il colore, legato, invece, alla temperatura efficace. Ciascun punto di un CMD corrisponde a una stella risolta, descritta univocamente dalla sua magnitudine e dal suo colore.

Nel pannello a destra della Figura [1.1] è mostrato un esempio di diagramma colore-magnitudine per un ammasso globulare di 13 Gyr della Via Lattea (M5). Le stelle di un ammasso globulare si sono formate tutte allo stesso tempo ed hanno quindi la stessa età (Sez. 1.1), ma, avendo masse differenti, si trovano in fasi evolutive differenti. Di seguito verranno presentate le principali fasi della vita di una stella.

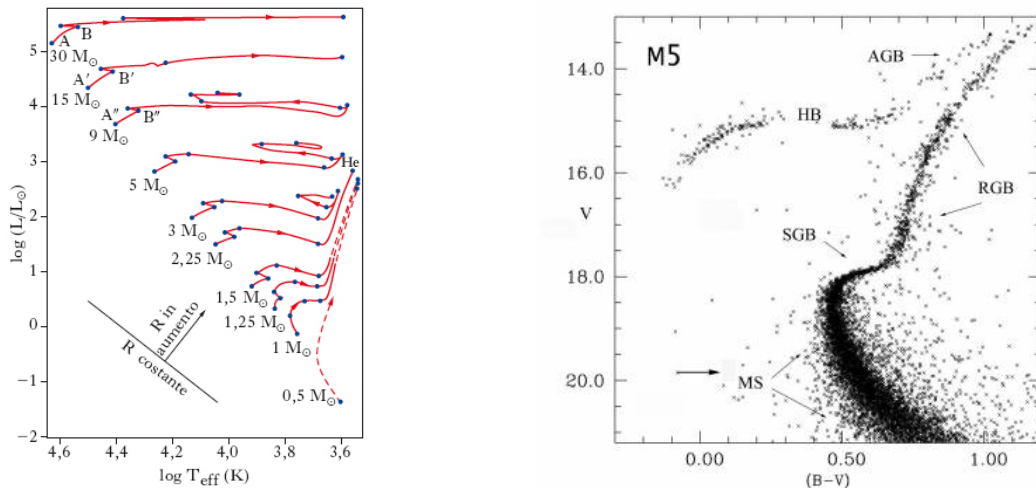


Figura 1.1: A sinistra è rappresentato un diagramma HR con le tracce evolutive di stelle di massa diversa. Nelle ordinate è riportata la luminosità normalizzata rispetto alla luminosità del Sole $L_{\odot}$, mentre sulle ascisse è riportata la temperatura efficace (in kelvin). Entrambe queste quantità sono in scala logaritmica. A destra è rappresentato l'esempio di un diagramma colore-magnitudine dell'ammasso globulare Galattico M5 con età stimata di 13 Gyr. Le stelle che lo compongono hanno tutte la stessa età, eppure si trovano in fasi evolutive differenti, segnate nella figura, poiché possiedono masse differenti. Nelle ordinate è riportata l'informazione di magnitudine nel filtro V, mentre nelle ascisse del colore (B-V). Crediti: Sandquist et al. 1996.

Pre-Main Sequence

Le stelle sono sfere di gas autogravitanti in condizioni di equilibrio idrostatico, quindi si formano da nubi di gas che si contraggono. Utilizzando quello che viene definito *approccio di Jeans* si può stimare la condizione che innesci la contrazione di una nube di gas:

$$M^{2/3} \geq \frac{k}{(\frac{4\pi}{3})^{1/3} Gm} \frac{T}{\rho^{1/3}} \quad (1.5)$$

dove k è la costante di Boltzmann, m è la massa di una molecola del mezzo interstellare (*interstellar medium*, ISM), composto principalmente da H_2 , mentre ρ e T sono la densità e la temperatura dell'ISM.

Si può ottenere la massa minima necessaria per innescare il collasso di una nube di gas, detta *Massa di Jeans*, pari a

$$M_J = 10^{23} \times T^{3/2} \times \rho^{-1/2} \quad [g]$$

Tale valore di soglia diventa più piccolo diminuendo la temperatura o aumentando la densità; perciò si deduce che le stelle si formano da nubi di gas freddo e denso.

Una volta innescato il collasso della nube, questa si frammenta in strutture sub-molecolari secondo una *Initial Mass Function* ancora sconosciuta, tali strutture proto-stellari si contraggono su tempi scala dinamici molto rapidi. Tuttavia, man mano che la contrazione progredisce la temperatura aumenta, e di conseguenza, aumenta la pressione, che rallenta la contrazione, passando a tempi scala termodinamici. Mentre si contrae, la struttura stellare emette energia e nello stesso tempo si riscalda, rispettando il Teorema del Viriale. In particolare, metà dell'energia gravitazionale prodotta dalla contrazione supplisce alle perdite per irraggiamento e metà va a riscaldare il nucleo della struttura. Il raggiungimento delle temperature di combustione (dell'H, He, etc) segna la seconda transizione nelle scale temporali. Infatti, le reazioni termonucleari costituiscono una sorgente di energia autonoma all'interno della struttura stellare, che supplisce alla perdita di energia per irraggiamento e rallenta ulteriormente la contrazione. Le reazioni termonucleari diminuiscono il numero di particelle libere nel nucleo, diminuendo la pressione. Dunque, la struttura nucleare continua a contrarsi sempre, ma su tempi enormemente più lunghi di quelli termodinamici. Al termine della combustione di un dato elemento, la contrazione riprende su tempi scala termodinamici, e porta il nucleo alla temperatura di innesco della reazione termonucleare successiva.

In conclusione, la storia di una stella è la storia di una continua contrazione del nucleo, di volta in volta quasi arrestata dall'innesco delle reazioni termonucleari, con una continua alternanza di tempi scala termodinamici e termonucleari.

Le protostelle che si formano dal collasso della nube di gas con $M \geq M_J$ si contraggono prima su tempi scala dinamici, poi su tempi scala termodinamici, lungo quelle che sono chiamate *traccia di Hayashi* e *traccia di Henyey* sul diagramma HR, finché la temperatura del nucleo non raggiunge 10^7 K in modo da innescare il bruciamento termonucleare dell'idrogeno. Da questo momento in poi la protostella

diventa effettivamente una stella, ed entra nella fase di *Main Sequence*.

Esistono, tuttavia, protostelle che non riescono a raggiungere tali temperature perché hanno $M \leq 0.08 M_{\odot}$. Perciò vengono definite *stelle fallite*, o *Nane Brune*. D'altra parte, protostelle con massa maggiore di $90 - 100 M_{\odot}$ risentono di una pressione relativa troppo elevata per poter stabilire l'equilibrio statico, e quindi diventare strutture stellari. Infatti, per masse così estreme si può raggiungere e superare il limite di Eddington³: il punto critico in cui la pressione di radiazione che spinge verso l'esterno bilancia l'attrazione gravitazionale verso l'interno. Oltre questo limite, la pressione di radiazione tende ad espellere gli strati esterni della stella, o comunque innescare un processo di perdita di massa che riporta la stella a valori di massa associati a livelli di energia sostenibili.

Il limite empirico di massa iniziale dei modelli di formazione stellare per accrescimento da nubi molecolari era stimato essere circa $150 M_{\odot}$. Tuttavia, la scoperta della stella R136a1, al centro della Nebulosa Tarantola, nella Grande Nube di Magellano, ha portato allo sviluppo di nuovi modelli sull'accrescimento di singole stelle, eliminando tale limite superiore: essa è una stella di *Wolf-Rayet* (WR)⁴ che fa parte del superammasso stellare R136 con una massa di circa 200 masse solari, mentre la sua luminosità è 5 000 000 di volte quella del Sole.

Main Sequence

La Sequenza Principale (*Main Sequence*, MS) è lo stadio evolutivo più lungo nella vita di una stella, che consiste nel bruciamento di idrogeno nel nucleo e la conseguente produzione di elio. La combustione term nucleare dell'idrogeno può avvenire attraverso diversi processi; tutti, però, hanno come esito la produzione di un nucleo di He-4 consumando quattro nuclei di idrogeno.

Le stelle con massa $0.08 M_{\odot} \leq M \leq 1.2 M_{\odot}$ producono energia tramite la *proton-proton chain* (catena p-p), che si innesca a $T = 1.4 \times 10^7$ K. Tra queste, le stelle con $M < 0.3 M_{\odot}$ hanno una struttura completamente convettiva, mentre stelle di massa maggiore sono composte da un nucleo radiativo e un involucro convettivo.

Le stelle con $M > 1.2 M_{\odot}$ bruciano idrogeno attraverso il *carbon-nitrogen-oxygen cycle* (ciclo CNO) che si instaura a temperature maggiori o uguali a 1.8×10^7 K. Il ciclo CNO ha un tasso di produzione maggiore rispetto alla catena p-p, il che comporta un flusso radiativo maggiore, di conseguenza, tali stelle sono caratterizzate da un nucleo convettivo e un involucro radiativo.

³ $L_{Edd} = \frac{4\pi GcM}{\kappa}$ dove G è la costante gravitazionale, c la velocità della luce e κ è l'opacità del gas.

⁴Le stelle di Wolf-Rayet sono stelle massicce (almeno $20 M_{\odot}$ alla nascita) molto evolute, e molto calde rispetto alla media, poiché hanno temperature efficaci comprese fra 30000 K e 200000 K.

La Main Sequence è la fase più lunga della vita di una stella, poiché il bruciamento di idrogeno è la reazione termonucleare più efficiente. La sua durata dipende dalla massa della stella secondo la relazione

$$t_{MS} \simeq 10^{10} \times M^{-3} \text{ [yr]}$$

Stelle più massive, dunque, evolvono più rapidamente rispetto a quelle di minor massa.

Data una popolazione di stelle, assume grande importanza il punto che contrassegna la fine della combustione di idrogeno nel nucleo, noto come *Main Sequence turn-off* (MS-TO): è facilmente riconoscibile poiché è il punto più luminoso e blu della sequenza principale in un CMD. Inoltre, la massa al MS-TO (M_{TO}) funge da vero e proprio orologio stellare, dato che diminuisce all'avanzare dell'età della popolazione di stelle. Infatti, nei CMD di ammassi giovani, la M_{TO} assume valori elevati, ma poi diminuisce progressivamente per la graduale evoluzione delle stelle massive, che terminano la quantità di idrogeno a disposizione più velocemente delle stelle più piccole. Nel caso degli ammassi globulari osservati oggi nella nostra Galassia, sono presenti al TO stelle di $0.8 M_{\odot}$.

Post-Main sequence

Ramo delle sub-giganti

Nella fase di ramo delle sub-giganti (*Sub-giant branch*, SGB), il nucleo ha ormai esaurito l'idrogeno ed è costituito da elio, allora comincia a contrarsi su tempi scala termodinamici portando all'innescio del bruciamento di idrogeno in un guscio spesso attorno al nucleo. È una fase in cui non varia molto la luminosità, ma varia molto la temperatura efficace T_e , poiché la stella deve espandere il proprio involucro per riuscire a mantenersi in equilibrio statico e controbilanciare la contrazione nucleare.

Ramo delle giganti rosse

Successivamente, la stella entra nel ramo delle giganti rosse (*red-giant branch*, RGB), nel quale la *shell* di combustione dell'idrogeno si è assottigliata, la temperatura efficace continua a calare, ma la luminosità non rimane più costante. Infatti, durante l'SGB la traccia evolutiva della stella procede nel diagramma HR da sinistra verso destra, finché non arriva alla traccia di Hayashi. Quest'ultima costituisce un limite invalicabile, perché per ogni specifica massa e composizione chimica, essa descrive il luogo dei punti sul diagramma HR in cui la stella è completamente convettiva e in equilibrio idrostatico. Secondo il *Teorema di Hayashi*, nella regione del diagramma HR a sinistra dell'omonima traccia, per una data massa e composizione chimica, non è possibile realizzare strutture stellari in equilibrio idrostatico. Di conseguenza, nel diagramma HR, il ramo delle giganti rosse prevede una notevole variazione in luminosità e meno in temperatura efficace, poiché si segue la traccia di Hayashi.

In particolare, il comportamento della stella durante la fase di RGB dipende sempre dalla sua massa:

- Stelle di massa $M > 2.2 M_{\odot}$ mantengono un nucleo di elio in condizioni di gas perfetto, il che lo rende facilmente comprimibile. Quando esso raggiunge la temperatura $T \sim 10^8$ K e la densità $\rho \sim 10^4$ g cm⁻³ avviene l'innesco della catena 3- α (*3- α chain*), cioè il bruciamento di elio per produrre carbonio, in maniera quiescente e termoregolata.
- Stelle di $M < 2.2 M_{\odot}$ sviluppano un nucleo di elio degenere⁵. La degenerazione elettronica contrasta la contrazione del nucleo, dal momento che la pressione di un gas degenere non dipende dalla temperatura come avviene in un gas perfetto. Perciò, la temperatura continua ad aumentare ininterrottamente fino al valore di innesco del bruciamento di elio. L'accensione della reazione di combustione dell'elio in un ambiente non termoregolato avviene in maniera esplosiva: questo fenomeno prende il nome di *helium flash*. Viene rilasciata una grande quantità di energia in grado di rimuovere la degenerazione del nucleo, quindi la stella procede attivando nuovamente la combustione di elio in condizioni di gas perfetto. Il punto del diagramma HR che corrisponde all'*helium flash* e, dunque, al termine della fase di RGB, è noto come *RGB Tip*. Esso viene adottato come candela standard⁶, e impiegato come indicatore terziario della distanza, poiché è collocato sempre alla stessa magnitudine, dal momento che l'*helium flash* avviene quando il nucleo della stella raggiunge il valore fissato di $0.5 M_{\odot}$.
- Stelle di massa $M < 0.5 M_{\odot}$ non possono raggiungere la temperatura limite per l'innesco della fusione dell'elio. Di conseguenza, quando la *shell* di idrogeno avrà consumato la gran parte del combustibile, la stella lascerà il ramo delle giganti e si disporrà su una sequenza di raffreddamento a raggio costante, sotto forma di *Nana Bianca di elio* (*Helium - White Dwarf*, He-WD).

Braccio orizzontale

La fase di *Horizontal Branch* (HB) è caratterizzata dalla combustione dell'elio per produrre carbonio nel nucleo e dalla contemporanea combustione dell'idrogeno in una *shell* sottile. Il parametro q , definito come il rapporto tra la massa del nucleo della stella e la sua massa totale ($q = \frac{M_{core}}{M_{TOT}}$), determina la posizione in cui si colloca una stella lungo il braccio orizzontale una volta terminata la fase di RGB. La massa di una stella dipende dalla metallicità, dal tasso di perdita di massa, dall'età e dall'abbondanza di elio. In particolare, mentre un aumento del primo parametro colloca le stelle verso temperature efficaci basse e colori rossi, un aumento degli altri tre le colloca verso temperature più alte e colori blu.

⁵Un gas viene definito degenere quando tutti i suoi livelli energetici fino al livello di Fermi sono occupati. La sua pressione è legata unicamente alla densità e non alla temperatura, per cui un aumento della pressione non causa un aumento della temperatura, come accade nei gas perfetti.

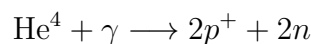
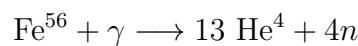
⁶Una candela standard è un oggetto celeste di cui è nota la magnitudine assoluta. È un indicatore terziario della distanza perché misurando la magnitudine apparente m si può risalire alla distanza dell'oggetto D utilizzando la formula del modulo di distanza: $m - M = 5 \log D_{pc} - 5$

Fasi finali della vita di una stella

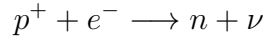
Ancora una volta il comportamento della stella una volta terminato il bruciamento di elio nel nucleo dipende dalla sua massa.

- Stelle con $M < 8 M_{\odot}$ entrano nel cosiddetto *Asymptotic Giant Branch* (AGB), o *fase di bruciamento in doppia shell*, in cui sviluppano un nucleo di carbonio e ossigeno degenere, non interessato da reazioni termonucleari, e due shell adiacenti al nucleo in cui avviene la combustione di elio e idrogeno. Si ha una prima fase di *early-AGB* in cui si attiva il bruciamento di elio in una shell, la quale provoca l'espansione degli strati dell'involuppo più esterni e l'abbassamento della temperatura superficiale. Quando anche la shell di elio giunge ai valori di temperatura tali da causarne lo spegnimento, la stella riprende a contrarsi e si accende una shell di bruciamento di idrogeno. Successivamente, le due shell si accendono in maniera alternata: questa fase prende il nome di *thermal pulses AGB*. Contemporaneamente, avvengono processi di cattura neutronica lenta che portano alla formazione di *elementi s*. L'involuppo continua a espandersi e i suoi strati più esterni sono sempre meno legati gravitazionalmente, di conseguenza, la stella comincia a perdere massa con un rate di $\dot{M} \sim 10^{-4} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. La fase di *super-vento* termina quando l'involuppo raggiunge una massa minima di $10^{-2} - 10^{-3} M_{\odot}$ per cui non si può continuare la reazione termonucleare dell'idrogeno. Pertanto si viene a formare una *Nebulosa Planetaria* (*Planetary Nebula*, PN): il nucleo degenere di carbonio e ossigeno si contrae fino ad instaurare un equilibrio idrostatico grazie alla pressione di degenerazione elettronica, andando a formare una *Nana Bianca di carbonio e ossigeno* (*Carbon-Oxygen White Dwarf*, CO-WD), mentre l'involuppo si espande arricchendo il mezzo interstellare di materiali processati dal ciclo CNO, prodotti del bruciamento di elio, elementi s e litio.
- Stelle di massa $M > 8 M_{\odot}$, terminato il bruciamento di elio, mantengono un nucleo di carbonio e ossigeno in condizioni di gas perfetto, il quale permette di innescare le reazioni termonucleari di elementi più pesanti dell'elio in maniera stabile fino alla formazione del ferro. Ogni volta che una reazione di fusione termonucleare termina nel nucleo, si riattiva in una shell più esterna: ciò porta a una struttura a cipolla della stella, poiché è formata da elementi via via meno pesanti man mano che si procede dal nucleo verso l'esterno. Le reazioni termonucleari avvengono su tempi scala sempre più brevi: si passa da circa un milione di anni per il ciclo 3α a una settimana per il bruciamento di silicio in ferro. Il ferro è l'elemento di picco dell'energia di legame: per nuclei più pesanti le reazioni di fusione non sono più spontanee e per produrre energia occorre scindere gli atomi. Pertanto, il nucleo di ferro comincia a contrarsi fino a raggiungere la condizione di degenerazione elettronica.

Quando la temperatura nel nucleo raggiunge circa $5 - 10 \times 10^9 \text{ K}$, i fotoni sono talmente energetici da rompere i nuclei stessi degli atomi: si parla, infatti, di *fotodisintegrazione*



Allo stesso tempo, gli elementi del gruppo del ferro, come il magnesio e il cromo, possono effettuare la *cattura elettronica* per cui



Tutto ciò porta ad un aumento del numero di neutroni e di neutrini nel nucleo e alla diminuzione del numero di elettroni. La pressione di degenerazione elettronica diminuisce, perciò il nucleo si contrae sempre più velocemente. I neutrini, inoltre, sono particelle molto poco interagenti con la materia, quindi molta energia viene persa dalla stella a causa della loro emissione. La contrazione del nucleo ne aumenta la temperatura e la densità, di conseguenza, i processi di cattura elettronica e di fotodisintegrazione continuano ad aumentare e ad alimentare ulteriormente la contrazione. Questo fenomeno di contrazione autoalimentata viene chiamato *URCA-process*.

Il nucleo arriva, poi, a superare la *massa di Chandrasekhar* di $1.4 M_\odot$ e progredisce in una contrazione incontrollata, in caduta libera, che dura circa un centesimo di secondo.

Infatti, la contrazione si arresta quando si arriva a una densità paragonabile a quella atomica, di $\sim 2.4 \times 10^{14} \text{ g cm}^{-3}$. Si verifica, quindi, un impatto tra il nucleo e gli strati più esterni in caduta libera verso di esso, il quale produce un'onda d'urto.

A tali densità perfino i neutrini interagiscono con la materia, depositandovi la loro energia e supportando la propagazione dell'onda d'urto.

L'onda si muove attraverso tutta la stella producendo una *Core-Collapse (o Type II) Supernova explosion*.

Un evento del genere porta alla formazione di una protostella di neutroni, costituita dal nucleo di neutroni degeneri, e all'espulsione di idrogeno, elio, elementi α , elementi r ed elementi del gruppo del ferro, con un'energia cinetica di $\sim 10^{51}$ erg. Se la massa della stella $M < 25 M_\odot$ si forma una *stella di neutroni* (*neutron star*, NS), mentre per $M > 25 M_\odot$ la massa della protostella di neutroni rimanente dalla supernova supera la massa limite di $2.5\text{-}3 M_\odot$, detta *massa di Oppenheimer-Volkov*, generando un *Buco Nero* (*Black Hole*, BH).

1.4 Blue Straggler Stars

Nonostante gli ammassi globulari siano sistemi stellari vecchi, essi sono popolati anche da particolari famiglie di stelle calde, tra cui spiccano le *Blue Straggler Stars*, poiché possiedono determinate caratteristiche che le rendono ottimi indicatori dello stadio di evoluzione dinamica di un sistema, ossia dei *dynamical clocks*.

1.4.1 Proprietà generali

Le *Blue Straggler Stars* (BSSs) sono una peculiare famiglia di stelle presente negli ammassi globulari, osservata per la prima volta da Allan Sandage nel 1953 nell'ammasso M3 (Sandage 1953). Il nome “stelle vagabonde blu” deriva dal fatto che sono stelle che ricoprono punti più luminosi e più blu, cioè più caldi, nel diagramma

HR rispetto al *Turn-Off* del CMD dell'ammasso. Ciò porterebbe a pensare che abbiano un'età minore rispetto alle altre stelle del GC, eppure gli ammassi globulari sono popolazioni stellari formatesi da un unico evento di formazione stellare. Ciò porta a concludere che queste stelle rappresentano anomalie rispetto alla normale evoluzione di una stella.

Attraverso calcoli diretti su sistemi binari, informazioni sulla temperatura efficace e sulla gravità superficiale ottenute da lavori spettroscopici (Shara et al. 1997) oppure sfruttando le loro proprietà pulsazionali (Fiorentino et al. 2014), è stata stimata la massa di queste stelle pari a $M_{BSS} \sim 1.2 - 1.7 M_{\odot}$. Dato che la massa media delle stelle di un ammasso globulare è circa $M_{cluster} \sim 0.4 M_{\odot}$, è evidente che risultano più massive delle stelle normali dell'ammasso.

Nei paragrafi successivi verranno approfonditi i processi dinamici che portano alla formazione delle BSSs e i motivi per cui queste stelle sono utilizzate come traccianti per studiare l'evoluzione dinamica dei sistemi che le ospitano.

1.4.2 Meccanismi di formazione

Le Blue Stragglers sono stelle anomalamente massive, brucianti idrogeno nel nucleo, che in realtà non dovrebbero esistere secondo la Teoria di Evoluzione Stellare. Lo scenario attuale suggerisce che queste stelle hanno avuto origine da processi di accrescimento di massa in sistemi binari, da collisioni stellari dirette, o da mergers in sistemi binari, o di ordine superiore, possibilmente mediati da interazioni dinamiche.

Nel primo caso, inizialmente si ha un sistema binario composto da due stelle in sequenza principale, o da una stella di sequenza principale e una stella gigante, o subgigante. Evolvendosi, la stella più massiva riempie il proprio lobo di Roche⁷ cominciando a trasferire materia alla sua compagna. Attraverso questo scambio, si arriva alla formazione di un sistema binario composto da una BSS e una stella compagna di tipo Nana Bianca, che rappresenta ciò che rimane della stella che ha trasferito il suo involucro. Una stella nata da questo scenario è nota come *Mass-Transfer BSS* (MT-BSS).

Nel secondo caso, le BSSs si possono formare in seguito a collisioni dirette fra le stelle, per questo si dicono *Collisional BSSs* (COLL-BSSs). Questa tipologia di BSSs si trova concentrata nelle zone dell'ammasso di maggiore densità, ovvero nelle regioni centrali.

Entrambi i meccanismi portano alla formazione di una stella di massa maggiore rispetto al resto dell'ammasso, e con maggiore quantità di idrogeno, che ha acquisito dalla stella compagna nel sistema binario, o dal processo di collisione. Ciò implica una maggiore quantità di combustibile nel nucleo della stella, che quindi può continuare a bruciare idrogeno a differenza delle stelle di uguale massa dell'ammasso,

⁷Il lobo di Roche è una regione di spazio che circonda ciascuna stella appartenente a un sistema binario, nella quale prevale il campo gravitazionale della stella in essa contenuta.

che, invece, avendo superato il Main Sequence Turn-Off, sono già entrate nelle fasi di SGB o RGB. Si spiega così la strana posizione delle stelle Blue Straggler in un CMD.

Il fatto di essere stelle straordinariamente massive rende le BSSs delle potenti particelle gravitazionali di prova per investigare i principali processi dinamici che caratterizzano l'evoluzione dinamica degli ammassi stellari. Infatti, l'effetto di questi processi può rimanere impresso in alcune caratteristiche osservative delle Blue Straggler Stars. Questo è il concetto centrale del cosiddetto “orologio dinamico” (*dynamical clock*) (Ferraro, Lanzoni, Dalessandro et al. 2012).

Il primo scenario di formazione dipende, ad esempio, dalla frazione di binarie presenti in un sistema, dall'evoluzione stellare e dalla dinamica del sistema, che può modificare il numero di binarie presenti o la loro energia di legame, facilitando od ostacolando lo scambio di materia tra le due componenti.

D'altra parte, il secondo scenario di formazione dipende dal tasso di collisione del sistema e, perciò, dalla sua densità.

Il metodo ad oggi più utilizzato per distinguere le due tipologie di BSSs attraverso dati sperimentali è l'analisi della composizione chimica delle stelle stesse. Una collisione tra due stelle non dovrebbe produrre anomalie chimiche significative, di conseguenza la struttura delle COLL-BSSs dovrebbe essere un nucleo e un involucro con stessa composizione delle due stelle originarie.

Al contrario, un processo di trasferimento di massa porta a depositare negli stati superficiali di una MT-BSS tracce di materiale prodotto nelle regioni interne della stella compagna attraverso il ciclo CNO. Ciò implica una carenza di carbonio e ossigeno sulla superficie delle Blue Stragglers originate da *mass transfer*. Tuttavia, la distinzione delle due tipologie non può essere così categorica, dal momento che le anomalie nella composizione chimica sono caratteristiche transienti ed esistono diversi fenomeni che possono riportare le abbondanze chimiche di carbonio e ossigeno delle MT-BSSs verso i valori delle stelle normali.

L'ultima sezione di questo capitolo si concentrerà su degli studi recenti sui meccanismi di formazione delle BSSs e sui parametri che potrebbero governarli, oltre che su nuove analisi per riuscire a distinguere le Blue Stragglers originatesi da canali differenti negli ammassi globulari della Via Lattea.

1.4.3 Osservazione delle BSSs

Gli ammassi globulari sono sistemi stellari altamente densi, costituiti da un numero elevato di stelle, perciò sono necessarie delle osservazioni ad alta risoluzione angolare per poter risolvere le singole sorgenti al loro interno, in particolare nelle regioni centrali.

Dal momento che l'emissione in banda ottica di sistemi stellari vecchi è dominata dalle Giganti Rosse, fredde ma luminose, l'acquisizione sistematica di campioni completi di Blue Stragglers a lunghezze d'onda del visibile è un compito intrinsecamente difficile. Invece, le BSSs sono facilmente identificabili nella banda ultravioletta, dove appaiono tra gli oggetti più brillanti nel GC e le stelle nel RGB sono particolarmente deboli per via della loro massa maggiore della media. Date queste considerazioni,

una svolta nella ricerca delle Blue Straggler Stars è avvenuta grazie all'*Hubble Space Telescope* (HST): il dataset acquisito nel *HST UV Legacy Survey of GCs* ha permesso di identificare BSSs in tutti gli ammassi noti e perfino nelle loro regioni centrali più dense, dove osservazioni precedenti non erano state in grado di risolverle (Ferraro, Lanzoni, Raso et al. 2018).

1.4.4 Indicatori di evoluzione dinamica

Le BSSs risentono particolarmente dei processi dinamici che caratterizzano gli ammassi globulari, a causa della loro massa superiore alla media di questi sistemi. In particolare, la distribuzione radiale di questa famiglia di stelle si è rivelata essere un efficace indicatore della dinamica di un ammasso.

L'effetto della frizione dinamica (Sez. 1.2.1) è quello di concentrare le stelle più massive verso il centro dell'ammasso, ma l'efficienza di questo processo decresce all'aumentare della distanza dalle regioni centrali. Di conseguenza, all'aumentare dell'età dinamica dell'ammasso le stelle massive più lontane dal centro si addensano verso di esso. Per questo la distribuzione radiale di stelle con tale caratteristica, proprio come le BSSs, è modellata dall'azione della frizione dinamica, ed è, dunque, legata all'età dinamica dell'ammasso stesso.

Lo studio di un intero database di Blue Straggler Stars in 21 ammassi globulari ha permesso di dividere questi sistemi stellari in tre diverse famiglie in base alla loro età dinamica (Ferraro, Lanzoni, Dalessandro et al. 2012), distinte in base alla distribuzione radiale di questa peculiare popolazione stellare che è stata confrontata con quella di una popolazione di riferimento (tipicamente giganti rosse o stelle del ramo orizzontale). Per tale studio è stato utilizzato il *rapporto doppio normalizzato* delle BSSs, cioè il rapporto fra la frazione di stelle in ciascun anello radiale, in cui viene diviso il campo di vista, e la frazione della luce campionata nello stesso anello:

$$R_{pop} = \frac{N_{pop}(r)/N_{pop,TOT}}{L_{samp}(r)/L_{TOT}} \quad (1.6)$$

dove $N_{pop}(r)$ è il numero di stelle della popolazione fino a un certo raggio r , $N_{pop,TOT}$ è il loro numero totale, $L_{samp}(r)$ rappresenta la luminosità campionata fino a un certo raggio r e L_{TOT} la luminosità totale.

Per la popolazione di riferimento, questo rapporto è aspettato pari a 1, poiché il numero di stelle in un anello varia proporzionalmente con la luminosità campionata nell'anello stesso.

La Famiglia I è costituita da ammassi giovani dinamicamente, in cui non vi è distinzione tra la distribuzione radiale delle BSSs e quella della distribuzione di riferimento. Ne sono un esempio gli ammassi ω Centauri, Palomar 14 e NGC 2419, per i quali la distribuzione radiale delle BSSs segue quella della luminosità integrata e il rapporto doppio normalizzato risulta pari a 1, come riporta la Figura [1.2]. Si deduce che la popolazione di Blue Stragglers non mostra evidenze di segregazione di massa. Sull'asse delle ascisse viene riportata la distanza dal centro dell'ammasso

espressa in unità del *raggio di core*⁸ dell'ammasso, per rendere più facile il confronto tra ammassi diversi. Le regioni grigie rappresentano l'andamento della distribuzione radiale per la popolazione di riferimento.

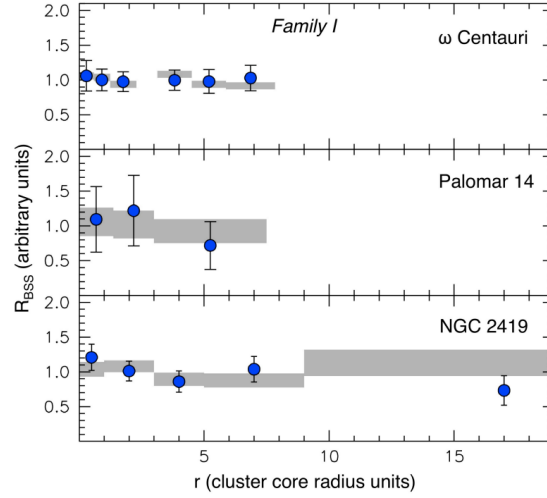


Figura 1.2: Rapporto doppio-normalizzato delle BSSs in tre sistemi stellari dinamicamente e giovani (Famiglia I). a. ω Centauri; b. Palomar 14; c. NGC 2419. Le regioni grigie corrispondono al rapporto doppio normalizzato misurato per la popolazione di riferimento (giganti rosse e stelle del braccio orizzontale). Per facilitare il confronto fra gli ammassi, la distanza dal centro (r) è riportata in unità del raggio di core. Nei tre casi riportati le Blue Straggler Stars non mostrano prove di segregazione di massa rispetto alla popolazione di riferimento a nessuna distanza dal centro. Ciò dimostra che questi sistemi stellari non sono dinamicamente evoluti, dal momento che la segregazione di massa non si è instaurata nemmeno nelle regioni centrali. Crediti: Ferraro, Lanzoni, Dalessandro et al. 2012.

La Famiglia II, invece, comprende ammassi di età dinamica intermedia in cui la frizione dinamica ha coinvolto stelle fino a un certo raggio dal centro dell'ammasso. La distribuzione delle BSSs, di conseguenza, non è compatibile con quella della popolazione di riferimento, perché ha un andamento bimodale: con un picco ben definito nel centro dell'ammasso, un calo a un raggio intermedio r_{min} e un nuovo aumento (*rising branch*) nelle regioni più periferiche.

La Figura [1.3] riporta l'andamento della distribuzione radiale delle vagabonde blu (punti blu) confrontandola con quella della popolazione di riferimento (regioni grigie). I raggi minimi, segnati dalle frecce nere, rappresentano la distanza alla quale la frizione dinamica è riuscita a segregare le BSSs verso il centro del cluster. Si nota che gli ammassi sono stati ordinati dall'alto verso il basso in modo che il minimo si osservi a distanze progressivamente maggiori dal centro. Un aumento di r_{min} corrisponde a un aumento dell'età dinamica stessa dell'ammasso.

⁸Il raggio di core è la distanza dal centro dell'ammasso alla quale la densità superficiale è metà del valore centrale.

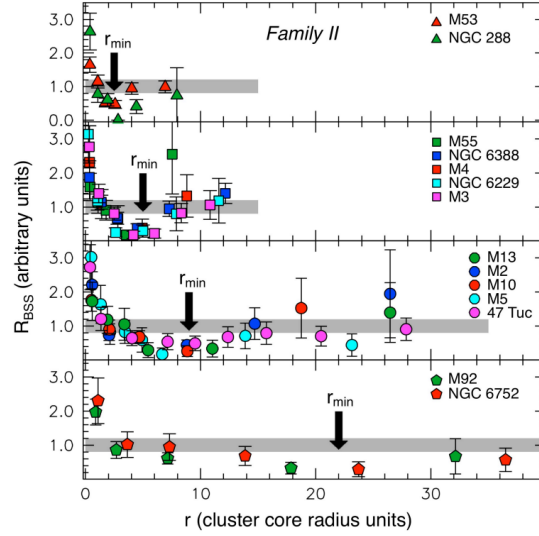


Figura 1.3: Rapporto doppio-normalizzato delle BSSs in sistemi con età dinamiche intermedie (Famiglia II). I punti rappresentano la distribuzione radiale delle stelle vagabonde blu, ciascun colore corrisponde a un ammasso diverso. Le bande grigie indicano l'andamento della distribuzione radiale per la popolazione di riferimento. Per facilitare il confronto fra gli ammassi, la distanza dal centro (r) è riportata in unità del raggio di core. Le frecce nere segnalano r_{min} , ossia la distanza dal centro dell'ammasso fino a dove ha avuto effetto la frizione dinamica. Crediti: Ferraro, Lanzoni, Dalessandro et al. 2012.

L'ultimo gruppo, Famiglia III, comprende ammassi dinamicamente vecchi, nei quali la distribuzione radiale delle BSSs è monotona con solo un picco centrale seguito da un rapido declino senza segni di risalita nelle zone periferiche (Figura [1.4]). Ciò implica che questi sistemi sono al livello più alto di evoluzione dinamica, e anche le BSSs più lontane sono cadute verso il centro dell'ammasso.

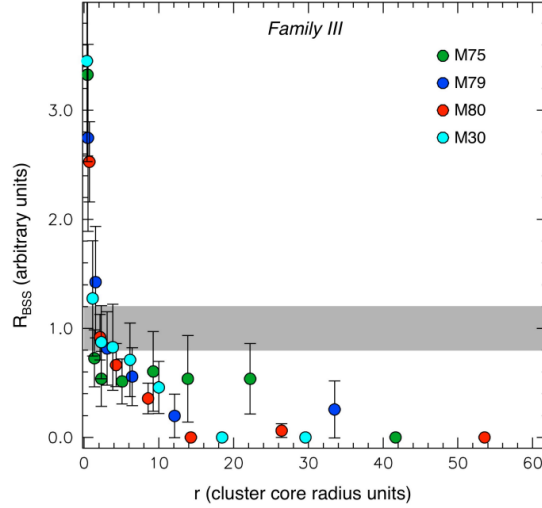


Figura 1.4: Rapporto doppio-normalizzato delle BSSs in sistemi dinamicamente vecchi (Famiglia III). I punti rappresentano la distribuzione radiale delle stelle vagabonde blu, ciascun colore corrisponde a un ammasso diverso. Le bande grigie indicano l'andamento della distribuzione radiale per la popolazione di riferimento. Per facilitare il confronto fra gli ammassi, la distanza dal centro (r) è riportata in unità del raggio di core. Crediti: Ferraro, Lanzoni, Dalessandro et al. 2012.

In conclusione, la forma della distribuzione radiale delle Blue Straggler Stars è un potente indicatore dell'età dinamica degli ammassi globulari. Una distribuzione radiale piatta delle BSSs indica che la frizione dinamica non ha ancora avuto effetto nemmeno nelle regioni centrali del sistema, e l'ammasso è ancora dinamicamente giovane. Osservazioni nelle galassie nane sferoidali confermano questa teoria: i sistemi non collisionali non dovrebbero mostrare segni di frizione dinamica e quindi non ci dovrebbe essere un calo nella distribuzione delle BSSs, come si osserva sperimentalmente (Ferraro, Lanzoni, Dalessandro et al. 2012). La frizione dinamica comincia a essere efficiente e a separare le stelle più pesanti negli ammassi più evoluti. In questo caso la distribuzione delle BSSs si discosta da quella della popolazione di riferimento, poiché presenta un picco verso il centro e un calo fino alla distanza minima per poi riaumentare nelle zone più periferiche. Invece, se la distribuzione radiale delle BSSs ha un andamento monotono decrescente senza segni di *rising branch* significa che la frizione dinamica ha interessato anche le Blue Stragglers più lontane dal centro dell'ammasso. Tali sistemi sono considerati i più dinamicamente evoluti.

La classificazione degli ammassi in diverse famiglie di età è ovviamente una semplificazione: la posizione di r_{min} ha un andamento continuo, variando come una sorta di lancetta di orologio spostata dalla frizione dinamica. Per questo le Blue Straggler Stars sono definite come il primo orologio empirico in grado di misurare l'età dinamica di un sistema stellare, grazie a pure grandezze osservative (*dynamical clock*, Ferraro, Lanzoni, Dalessandro et al. 2012). Questa teoria è stata avvalorata anche dal fatto che vi sono strette correlazioni tra r_{min} , il tempo di rilassamento centrale t_{rc} e il tempo di rilassamento di metà massa t_{hm} , i quali sono due grandezze comunemente usate per stimare i tempi scala dell'evoluzione dinamica di un ammasso (1.2 e 1.3). Il rapporto doppio normalizzato delle BSSs è in realtà un orologio dinamico molto più sensibile allo stadio evolutivo globale raggiunto dal sistema, dal

momento che la distribuzione radiale si misura simultaneamente su tutte le distanze del centro dell'ammasso, fornendo un quadro generale dell'evoluzione dinamica del sistema e una classificazione dell'età dinamica più fine rispetto a quelle ottenute con i tempi di rilassamento centrale e di metà massa.

Attraverso delle simulazioni N-body, è stato introdotto (Alessandrini et al. 2016) un parametro alternativo per misurare il livello di segregazione dinamica delle BSSs, che ha il vantaggio di essere indipendente dal *binning* scelto per campionare la distribuzione radiale: il cosiddetto *parametro* A^+ .

A^+ è definito come l'area compresa tra la distribuzione radiale cumulativa delle Blue Straggler Stars e quella della popolazione di riferimento di stelle, misurata entro una certa distanza dal centro dell'ammasso:

$$A^+(x) = \int_{x_{min}}^{x_{max}} (\phi_{BSS}(x') - \phi_{ref}(x')) dx' \quad (1.7)$$

dove ϕ_{BSS} rappresenta la distribuzione radiale cumulativa delle BSSs, ϕ_{ref} quella di una popolazione di riferimento di stelle normali di ammasso, x è definito come il logaritmo della distanza dal centro dell'ammasso normalizzata al raggio di metà massa ($x = \log(r/r_h)$), infine x_{min} è il valore minimo campionato.

Con delle simulazioni, è stato osservato che questo parametro ha una stretta correlazione non solo con il tempo di rilassamento centrale del sistema t_{rc} , ma anche con la lancetta dell'orologio dinamico r_{min} . Infatti, nonostante questi due parametri abbiano delle definizioni completamente indipendenti, il fatto che siano mutuamente legati indica che descrivono lo stesso fenomeno, ossia la progressiva segregazione centrale delle stelle Blue Straggler per effetto della frizione dinamica. Man mano che gli ammassi invecchiano la frizione dinamica porta verso il centro le stelle Blue Straggler che si trovano a distanze sempre maggiori. Perciò nel rapporto doppio-normalizzato il valore di r_{min} aumenta con l'età, contemporaneamente, ciò comporta un accumulo di tali stelle verso il centro dell'ammasso, e quindi anche il valore di A^+ aumenta con l'età. Tale relazione è ben rappresentata nella Figura [1.5], dove nel pannello di sinistra vengono mostrate le distribuzioni radiali cumulative delle BSSs e delle popolazioni di riferimento per quattro ammassi (ω Centauri, M53, M92, M30) e la regione grigia tra le due curve indica il valore del parametro A^+ , invece nel pannello di destra della stessa figura viene mostrata la distribuzione normalizzata delle BSSs per gli stessi ammassi. È evidente che le due quantità risultano strettamente relazionate: all'aumento del valore di A^+ corrisponde un incremento del livello di segregazione di massa delle BSSs.

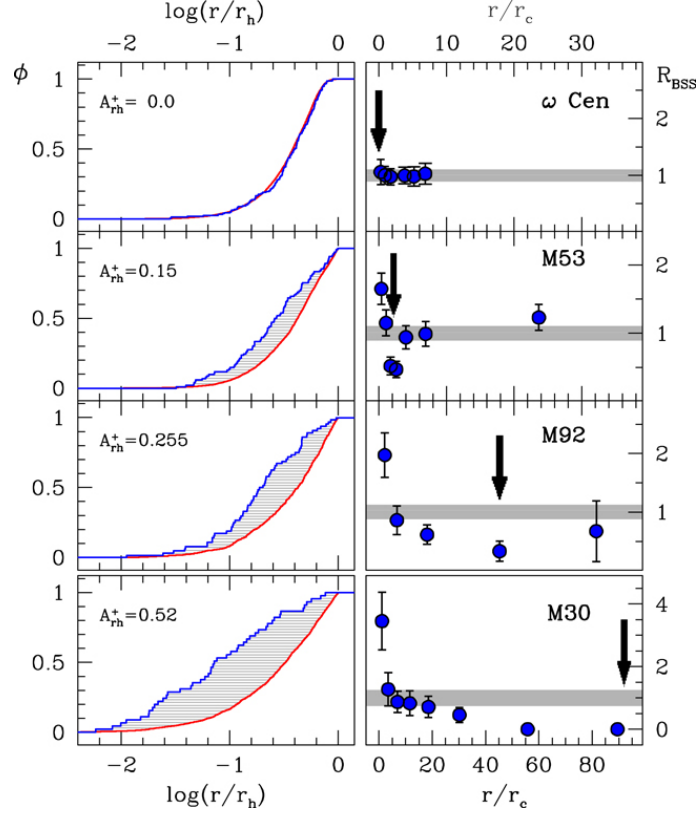


Figura 1.5: A sinistra: distribuzione radiale cumulativa delle BSSs (riportata in blu) e per la popolazione di riferimento (in rosso) osservate entro r_h in quattro GCs (dall'alto verso il basso ω Centauri, M53, M92, and M30). A destra: il rapporto doppio normalizzato delle BSSs (in blu) e della popolazione di riferimento (in grigio) per i medesimi GC. Le frecce nere indicano le distanze r_{min} entro le quali ha avuto effetto la frizione dinamica. La distanza dal centro (r) è riportata in unità del raggio di core. Crediti: Lanzoni et al. 2016

A supporto della teoria del parametro A^+ come potente indicatore del livello di segregazione centrale di BSSs è stata investigata la relazione tra A^+ e l'età dinamica del sistema, quantificata dal numero attuale di tempi di rilassamento centrali (t_{rc}) che sono avvenuti da quando si è formato l'ammasso (t_{GC}): $N_{relax} = t_{GC}/t_{rc}$ (Ferraro, Lanzoni, Raso et al. 2018). La Figura [1.6] mostra la mutua dipendenza tra A^+ e $\log(N_{relax})$ per 48 ammassi globulari Galattici (*Galactic globular clusters*, GGCs), ossia $\sim 1/3$ della popolazione totale di GCs della Via Lattea. Questa costituisce un'ulteriore prova della validità del parametro A^+ come *dynamical clock*.

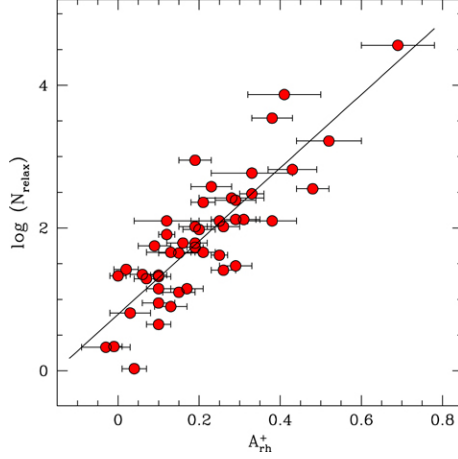


Figura 1.6: Relazione fra A^+_{rh} e $\log(N_{relax})$. I punti rossi rappresentano i risultati sperimentali per un campione di 48 ammassi globulari Galattici. Il parametro $N_{relax} = t_{GC}/t_{rc}$ quantifica il numero di rilassamenti centrali avvenuti dalla formazione del cluster. L'evidente stretta relazione tra i due parametri dimostra che il livello di segregazione delle BSSs misurato da A^+ può essere usato per valutare l'età dinamica di un sistema. Crediti: Ferraro, Lanzoni, Raso et al. 2018.

1.5 Ammassi nella Via Lattea

Circa 1/3 degli ammassi globulari Galattici è stato oggetto di ricerca delle BSSs per indagare l'evoluzione dinamica dei sistemi stellari. Ciò ha portato a nuove scoperte e nuove ipotesi sui fattori che determinano la formazione delle Blue Straggler Stars: ad esempio la frazione di binarie nei sistemi o eventi che aumentano il rate collisionale delle stelle nelle regioni centrali, come un *core collapse*. Questa sezione presenta alcuni risultati recenti sui meccanismi di formazione, sopravvivenza ed evoluzione delle BSSs.

1.5.1 Il rapporto con i sistemi binari

Data la particolarità delle BSS, diversi studi si sono concentrati sull'analisi degli ammassi globulari della Via Lattea e sulla loro classificazione di evoluzione dinamica attraverso il loro livello di segregazione di massa. Recentemente (Ferraro, Lanzoni, Vesperini, Dalessandro et al. 2026) è stata esaminata una popolazione massiccia di oltre 3000 BSSs distribuite in 48 ammassi globulari Galattici giungendo alla confutazione della concezione intuitiva secondo cui gli ambienti più densi producono più BSSs per via delle collisioni.

La quantificazione dell'efficienza di formazione, e sopravvivenza, delle BSSs si ottiene dalla *frequenza specifica* ($F4_{BSS}$), definita come il numero di BSSs normalizzato rispetto alla luminosità totale campionata dallo strumento, ed espressa in unità di $10^4 L_{\odot}$:

$$F4_{BSS} = \frac{N_{BSS}}{L_{sample}/10^4 L_{\odot}} \quad (1.8)$$

Di fatto $F4_{BSS}$ fornisce il numero di Blue Straggler Stars ospitate dal sistema considerato per unità di luminosità, o di massa. Mentre il numero assoluto di BSSs

cresce debolmente con la luminosità dell'ammasso secondo una legge di potenza a pendenza sub-lineare ($N_{BSS} \propto L_{samp}^{0.4}$), la frequenza specifica mostra una variazione sistematica fino a un fattore 20 tra i diversi ammassi considerati, con un picco approssimativamente ad 8 e una media di 14.5 ± 11.3 . Queste relazioni sono riportate nella Figura [1.7].

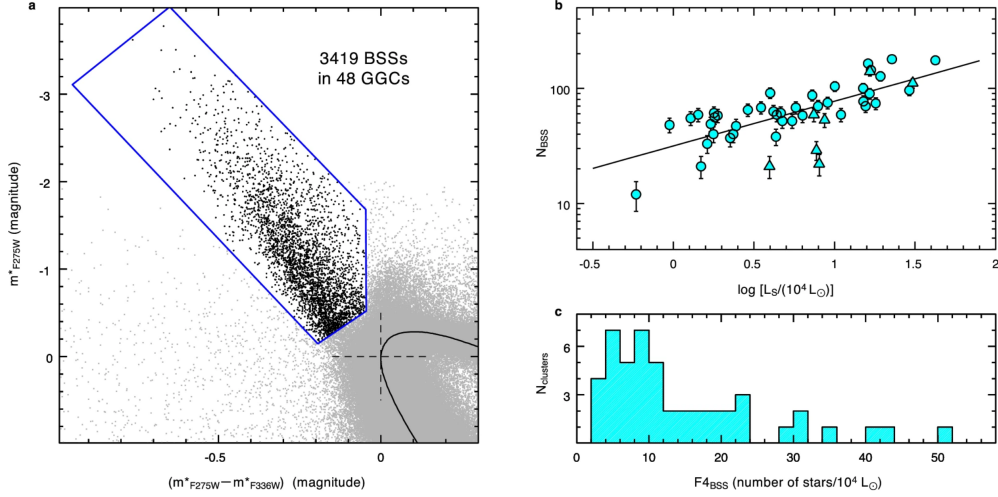


Figura 1.7: **a.** L'intero campione di 3419 BSS identificate in 48 ammassi globulari Galattici è mostrato (punti neri) nel diagramma colore-magnitudine normalizzato co-aggiunto (n -CMD) nei filtri ultravioletti F275W e F336W. Il box di selezione delle BSSs è evidenziato in blu. La linea nera continua rappresentata come riferimento un'isocrona a 12 Gyr a metallicità intermedia ($[\text{Fe}/\text{H}] = -1.6$) della libreria BaSTI. La grande croce tratteggiata indica la posizione del Turn-Off della sequenza principale. **b.** Il numero di BSSs (N_{BSS}) conteggiato in ciascun ammasso aumenta in funzione della luminosità campionata (in unità di $10^4 L_{\odot}$). I triangoli rappresentano gli ammassi *post-core-collapse*. **c.** La distribuzione della frequenza specifica $F4_{BSS}$ varia di un fattore 20 nei 48 ammassi globulari Galattici oggetto di indagine. Crediti: Ferraro, Lanzoni, Vesperini, Dalessandro et al. 2026.

Allo stesso tempo, $F4_{BSS}$ è fortemente anti-correlato con la magnitudine assoluta totale M_V , la densità centrale ρ_0 , la brillantezza superficiale centrale $\mu_{V,0}$, la dispersione di velocità centrale σ_0 , il parametro collisionale da dinamica singola Γ_{S+S} , e l'età dinamica dell'ammasso misurata tramite il parametro A^+ ; come si può evincere dai grafici in Figura [1.8].

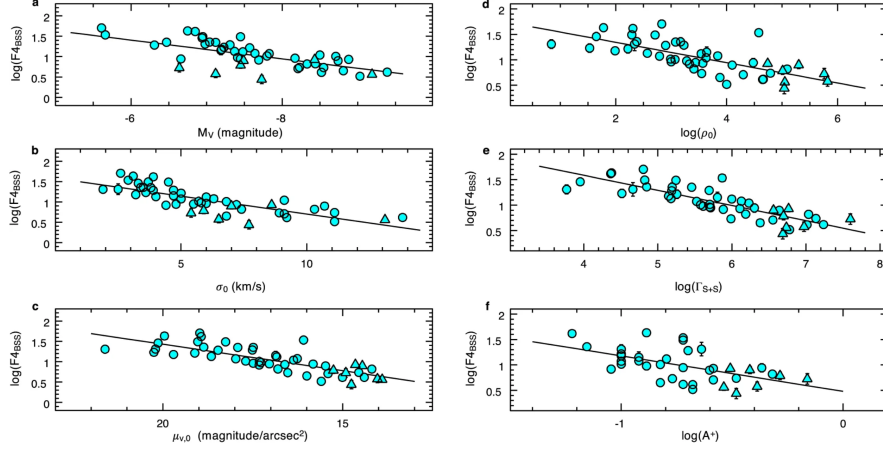


Figura 1.8: Relazioni di anti-correlazione tra la frequenza specifica delle BSSs ($F4_{BSS}$, in numero di stelle/ $10^4 L_{\odot}$) e i parametri dell'ammasso: la magnitudine totale dell'ammasso (M_V), la dispersione di velocità centrale (σ_0), la densità centrale (ρ_0 , in unità di $L_{\odot}/\text{pc}^3$), il parametro collisionale singolo-singolo (Γ_{S+S} , in unità arbitrarie) e l'età dinamica (parametrizzata dal parametro A^+ , in unità arbitrarie). In tutti i pannelli, le relazioni di best-fit per i dati sono mostrate come linee nere continue. Gli errori rappresentati corrispondono a 1 s.e.m. (errore standard della media). Crediti: Ferraro, Lanzoni, Vesperini, Dalessandro et al. 2026.

Questi risultati sono inediti, poiché ci si aspettava che ambienti altamente densi e collisionali favorissero la nascita di BSSs, invece la frequenza specifica diminuisce con l'aumento della densità centrale e del parametro Γ_{S+S} e risulta essere fino a 20 volte inferiore proprio all'interno degli ambienti a più alta densità e tasso collisionale. Al fine di decodificare il meccanismo fisico alla base dell'anti-correlazione, è stata analizzata la frazione fotometrica di stelle binarie (f_{bin}) presenti nella sequenza principale dei medesimi cluster. I risultati dimostrano che la frazione di sistemi binari risente pesantemente delle condizioni ambientali, mostrando un decremento sistematico con pendenze identiche a quelle calcolate per $F4_{BSS}$ all'aumentare di densità, massa e parametri collisionali dell'ammasso. Questo comportamento è imputabile all'efficacia delle interazioni dinamiche distruttive in atto nei core densi. Si è, quindi, dedotto non solo che le binarie preferibilmente si formano e sopravvivono in ambienti a bassa densità, ma anche che possono essere un parametro chiave per spiegare le popolazioni di BSSs osservate. La Figura [1.9] mostra la forte correlazione che si ottiene tra la frequenza specifica delle Blue Stragglers e la frazione di binarie, e che non è riproducibile con nessun'altra popolazione stellare standard (come le stelle di HB o di Turn-Off).

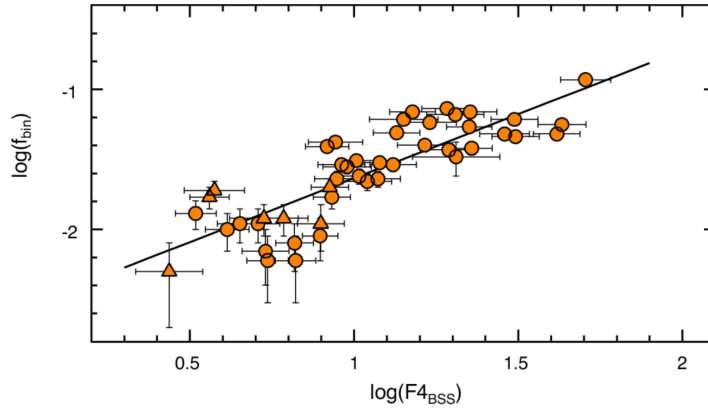


Figura 1.9: Relazione tra la frequenza specifica delle Blue Stragglers ($F4_{\text{BSS}}$, in numero di stelle/ $10^4 L_{\odot}$) e la frazione di binarie (f_{bin}). Crediti: Ferraro, Lanzoni, Vesperini, Dalessandro et al. 2026

La conclusione è che le BSSs hanno origine principalmente da sistemi binari e seguono la demografia binaria nei diversi ambienti. Infatti, la sostanziale decrescita della frazione di binarie con la densità dell'ambiente può spiegare la decrescita marcata di *fast-rotating BSSs* negli ambienti più densi.

1.5.2 Doppie sequenze di BSSs

Come affermato nella Sez. 1.4.2 le BSSs si possono formare per *mass-transfer* (MT) in sistemi binari o per collisione diretta di stelle, tuttavia risulta difficile distinguere i due meccanismi di origine osservando le sole proprietà fotometriche di questi oggetti esotici.

L'unica eccezione conosciuta è la presenza di due distinte sequenze di BSSs nel CMD di *post-core-collapse* (PCC) clusters. Questa peculiarità è stata scoperta per la prima volta nel GC M30, e poi osservata in alcuni altri sistemi. Tali ammassi mostrano una stretta sequenza di blu BSSs, separata in maniera evidente da una popolazione di Blue Stragglers più rosse e scatterate. La sequenza rossa non è riproducibile con isocrone collisionali, però è in accordo con le posizioni teoriche nei CMD dei modelli di MT-BSS. Ciò suggerisce che la sequenza è costituita da BSSs formatesi attraverso il canale di *mass-transfer*. D'altra parte, la sequenza blu è in disaccordo con i modelli di MT-BSS, ma è invece ben riprodotta dalle isocrone collisionali, suggerendo in questo modo che sia popolata da COLL-BSSs. Infatti, la strettezza e l'evidente separazione della sequenza blu dalla sequenza rossa appaiono inconsistenti con l'ipotesi di formazione per attività MT in sistemi binari, la quale si dovrebbe estendere su lunghi tempi scala. Il fatto che la sequenza blu sia stretta suggerisce che probabilmente è composta da una popolazione di BSSs coeve con masse diverse, tutte formatesi in un periodo di tempo relativamente breve. È stato ipotizzato che l'origine di tale sequenza fosse correlata all'evento *core-collapse* (CC) che ha aumentato il rate collisionale nelle regioni più interne dell'ammasso su un tempo scala breve. Allora, come la luminosità del MS-TO funge da indicatore dell'età dell'ammasso, così la luminosità della sequenza blu di BSSs (o la sua estensione in luminosità) può fornire una stima dell'epoca in cui il sistema ha avuto un

aumento significativo del suo rate collisionale che ha portato alla formazione delle COLL-BSSs che si osservano allineate nel CMD.

Un esempio di doppia sequenza di Blue Straggler Stars è stato rinvenuto nell'ammasso NGC 6256, un ammasso globulare denso situato nel bulge della Via Lattea (Cadelano et al. 2022), dove è stata identificata una stretta sequenza di 21 BSSs sul lato blu del CMD, e una popolazione più sparsa verso colori più rossi costituita da 16 oggetti, come si può vedere nella Figura [1.10]. Due isocrone collisionali di 0.1 e 1 Gyr riproducono fedelmente la sequenza blu di BSSs, mentre una *Zero-Age Main Sequence* con shift di magnitudine di -0.75 traccia i punti occupati da sistemi binari di uguale massa e non risolti, la quale corrisponde alle posizioni delle BSSs della sequenza rossa. Tutto ciò ha portato alla conclusione che indicativamente 1 miliardo di anni fa è avvenuto un evento di durata relativamente breve che ha innescato la formazione di una popolazione di BSSs collisionali (corrispondenti alla sequenza blu). Il fatto che NGC 6256 sia un sistema PCC suggerisce che la sequenza blu è stata originata da un aumento del rate collisionale durante la fase di *core-collapse*. Invece, la sequenza più rossa di BSSs ha avuto origine da processi di formazione continuativi, come ci si aspetterebbe nel caso di BSSs generate da meccanismo di *mass-transfer*.

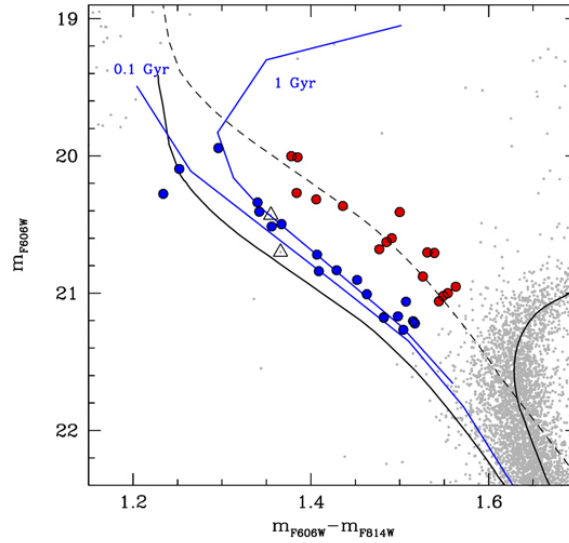


Figura 1.10: CMD di NGC 6256 zoomato nella regione delle BSSs: I punti blu e i punti rossi rappresentano rispettivamente le Blue Straggler Stars della sequenza blu e della sequenza rossa. I triangoli segnano possibili stelle variabili. Le due linee blu corrispondono alle isocrone di 0.1 e 1 Gyr e ben riproducono la sequenza blu di BSSs. Le linee nere continue sono isocrone standard relative a 1 e 13 Gyr. La linea nera tratteggiata corrisponde a un'isocrona di 1 Gyr con shift in magnitudine pari a -0.75 . Crediti: Cadelano et al. 2022

Capitolo 2

Dataset e riduzione dati

L’oggetto di studio di questo lavoro di tesi è l’ammasso globulare Galattico NGC 6366 (RA: 17h 27m 44.24s; Dec: $-05^{\circ} 04' 47.5''$) nella costellazione dell’Ofiuco, ad una distanza di 5 kpc dal centro della Galassia¹, secondo l’edizione 2010 del catalogo Harris 1996.

In questo capitolo verranno innanzitutto descritte brevemente le caratteristiche principali del catalogo del sistema analizzato, pubblicato da Stetson et al. 2019. Successivamente, verranno presentate le procedure con cui sono stati ridotti i dati in modo da poter distinguere le stelle di campo da quelle del cluster, e la seguente correzione del dataset per *reddening differenziale*. Infine, verranno presentati i diagrammi colore-magnitudine corretti per reddening differenziale di questo sistema stellare, i quali saranno confrontati con isocrone teoriche per stimare l’età dell’ammasso.

2.1 I cataloghi degli ammassi globulari Galattici

Il lavoro di Stetson et al. 2019 ha fornito la fotometria multibanda, *wide-field* e *ground-based* necessaria al completamento dei dati ottenuti dalla missione della *European Space Agency* (ESA) *Gaia* (*Global Astrometric Interferometer for Astrophysics*) e di già note indagini fotometriche e spettroscopiche su larga scala. Il risultato raggiunto da questo studio è un catalogo per 48 ammassi globulari Galattici che riporta la media pesata delle magnitudini calibrate ottenute dalle quasi 90.000 immagini CCD, accumulate nel corso di oltre 35 anni di osservazioni al telescopio. Ciascuna stella del catalogo è univocamente identificata da un codice (*star ID*). Per ogni filtro passabanda nel sistema fotometrico Johnson-Cousin (U, B, V, R e I), è riportata nel catalogo finale la magnitudine media, l’errore su tale media e il numero di immagini impiegate in ogni banda. Oltre alle magnitudini, il dataset comprende le coordinate strumentali x e y, in secondi d’arco rispetto ad un’origine arbitraria tabulata, e le coordinate celesti RA (hh mm ss) e Dec (dd mm ss). Inoltre, sono forniti anche i parametri di fit tipici del software DAOPHOT, in particolare gli indici χ e sharp, che permettono all’utente di pulire il diagramma colore-magnitudine scaricando difetti del sensore, raggi cosmici o galassie di background. Infine, il catalogo include l’indice di variabilità di Welch-Stetson (*vary*) e il relativo “peso” (*weight*),

¹assumendo $R_0 = 8$ kpc

permettendo di filtrare e isolare facilmente le stelle con un’alta probabilità di essere variabili, come le *RR Lyrae*.

L’ammasso NGC 6366

Il catalogo dell’ammasso NGC 6366 è frutto principalmente di osservazioni effettuate con il telescopio VLT (*Very Large Telescope*) nel deserto di Atacama, in Cile. Oltre ai dati descritti all’inizio di questa sezione, per ognuna delle 37018 stelle risolte vengono forniti i moti propri sulle coordinate celesti e la differenza di eccesso di colore.

Da Harris 1996 (ed. 2010), invece, sono state prese le caratteristiche principali dell’ammasso, tabulate nella Tabella [2.1], che verranno utilizzate nell’analisi condotta in questo lavoro: la distanza dal sole R_{Sun} (in kpc), la metallicità $[Fe/H]$, l’eccesso di colore medio $E(B-V)$, il raggio di core (in arcmin), il raggio di metà massa (in arcmin) e il logaritmo in base dieci del tempo di rilassamento centrale (in $\log_{10}(yr)$).

Tabella 2.1: Caratteristiche principali dell’ammasso NGC 6366.

R_{Sun} (kpc)	$[Fe/H]$	$E(B-V)$	Raggio di core (arcmin)	Raggio di metà massa (arcmin)	$\log(t_{rc})$ ($\log_{10}(yr)$)
3.5	-0.59	0.71	2.17	2.92	8.74

2.2 Analisi del moto proprio

Questa sezione è dedicata alla descrizione delle procedure utilizzate per ripulire il catalogo dell’ammasso NGC 6366 dalle stelle di campo sfruttando i dati relativi al moto proprio delle stelle campionate, ossia relativi al loro movimento sul piano del cielo. Un’altra sezione, in seguito, sarà dedicata alla correzione dei dati per reddening differenziale.

Il Vector Point Diagram

Il *vector-point diagram* (VPD) è un plot a dispersione che traccia il moto proprio di una stella, rappresentato tramite le componenti $\mu_\alpha \cos \delta$ e μ_δ rispetto alle coordinate celesti di ascensione retta e declinazione, misurate in millisecondi d’arco all’anno (mas/yr). È uno strumento ampiamente utilizzato per mappare la cinematica stellare e separare le stelle appartenenti ad un ammasso da quelle di fondo. Infatti, le stelle che condividono la stessa velocità e direzione rispetto al Sole, cioè i membri di un ammasso stellare, formano un chiaro addensamento nel VPD, mentre le stelle di campo presentano moti propri differenti e sono distribuite in modo sparso.

Innanzitutto, è stata calcolata la distanza cinematica per tutte le stelle del catalogo, utilizzando la formula euclidea della distanza rispetto al punto del moto medio

$$(\mu_{\alpha,0} \cos \delta ; \mu_{\delta,0})$$

$$d_{pm} = \sqrt{(\mu_{\alpha,*} \cos \delta - \mu_{\alpha,0} \cos \delta)^2 + (\mu_{\delta,*} - \mu_{\delta,0})^2} \quad (2.1)$$

Successivamente, sono stati fatti tre processi di *sigma clipping* lungo le due componenti del moto in maniera indipendente. Poi la deviazione standard totale è stata ricavata dalla combinazione delle due sigma, ottenendo $\sigma = 0.55$ mas/yr. Quindi, è stata posta $d_{th} = 2\sigma$ come prima stima della distanza cinematica di soglia da utilizzare come discriminante per distinguere le stelle dell'ammasso da quelle di campo.

In Figura [2.1] viene riportato il VPD con i dati del catalogo di NGC 6366, in cui è riportato il valore del moto medio (stella rossa) che equivale ai valori $\mu_{\alpha} \cos \delta = -0.342$ mas/yr e $\mu_{\delta} = -5.155$ mas/yr. Il raggio del cerchio tratteggiato in rosso rappresenta la distanza cinematica di soglia d_{th} . Nella stessa figura, nei pannelli di destra, sono rappresentati i plot di ciascuna delle due componenti del moto proprio ($\mu_{\alpha} \cos \delta$ nel pannello in alto e μ_{δ} nel pannello in basso) in funzione della magnitudine apparente V.

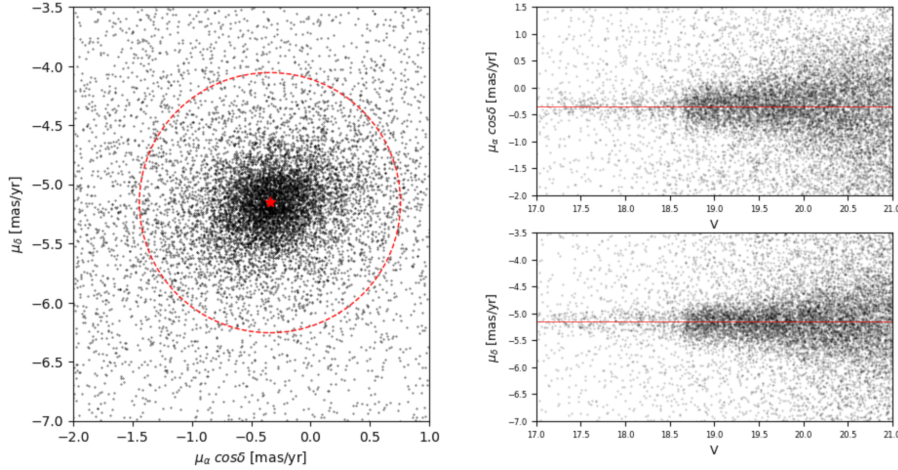


Figura 2.1: A sinistra: **VPD con i dati del catalogo per NGC 6366**, in cui è riportato il valore del moto medio (stella rossa) che equivale ai valori $\mu_{\alpha} \cos \delta = -0.342$ mas/yr e $\mu_{\delta} = -5.155$ mas/yr. Il raggio del cerchio tratteggiato in rosso rappresenta una prima stima per la distanza cinematica di soglia d_{th} da utilizzare come discriminante per distinguere le stelle dell'ammasso da quelle di campo. Si tratta di una distanza geometrica, calcolata con la formula euclidea, e in questo caso pari a 1.1 mas/yr. A destra: **plot di ciascuna delle due componenti del moto proprio** ($\mu_{\alpha} \cos \delta$ in alto e μ_{δ} in basso) in funzione della magnitudine apparente V. Le linee rosse continue rappresentano i valori medi di ciascuna componente.

Dopo questa prima decontaminazione dei dati, la selezione è stata raffinata applicando lo stesso metodo di *sigma clipping* per diversi bin di magnitudine apparente in banda V tra 15 e 21. I risultati di tale analisi sono riportati nella Tabella [2.2]. Di conseguenza, per ogni bin, sono state imposte delle nuove distanze di soglia pari a 2σ .

Tabella 2.2: Valori delle deviazioni standard (in mas/yr) della distribuzione delle distanze cinematiche nel VPD per tutte le stelle del catalogo a seguito del processo di sigma clipping per i tre bin di magnitudine apparente V tra 15 e 21.

Bin	σ (mas/yr)	d_{th} (mas/yr)
$15 < V < 17$	0.28	0.56
$17 < V < 19$	0.14	0.28
$19 < V < 21$	0.29	0.58

I CMD B-V riportati in Figura [2.2] riportano, a sinistra, la selezione di stelle di ammasso ottenuta con queste condizioni e, a destra, le stelle escluse dal dataset originario perché considerate di campo. Nel pannello di sinistra si ottiene una distribuzione delle stelle selezionate come appartenenti all’ammasso assimilabile ad una isocrona teorica. Infatti, come spiegato nella Sez. 1.1, le stelle di un ammasso globulare hanno tutte la stessa età, eppure, avendo masse differenti, si trovano in fasi evolutive diverse. Nel caso di NGC 6366, già a seguito di questa riduzione approssimativa dei dati, si riesce ad identificare la *Main Sequence* del sistema fino al *Turn-Off* ad una magnitudine apparente B di 20 e un colore B-V di 1.3. Dal *Turn-Off* si prolunga un ramo SGB poco esteso, e poi un RGB più esteso in luminosità. Ciò implica l’evoluzione veloce delle stelle più massive, che, dopo essere uscite dalla MS, hanno attraversato velocemente il *Sub-Giant Branch* per entrare nel *Red Giant Branch*.

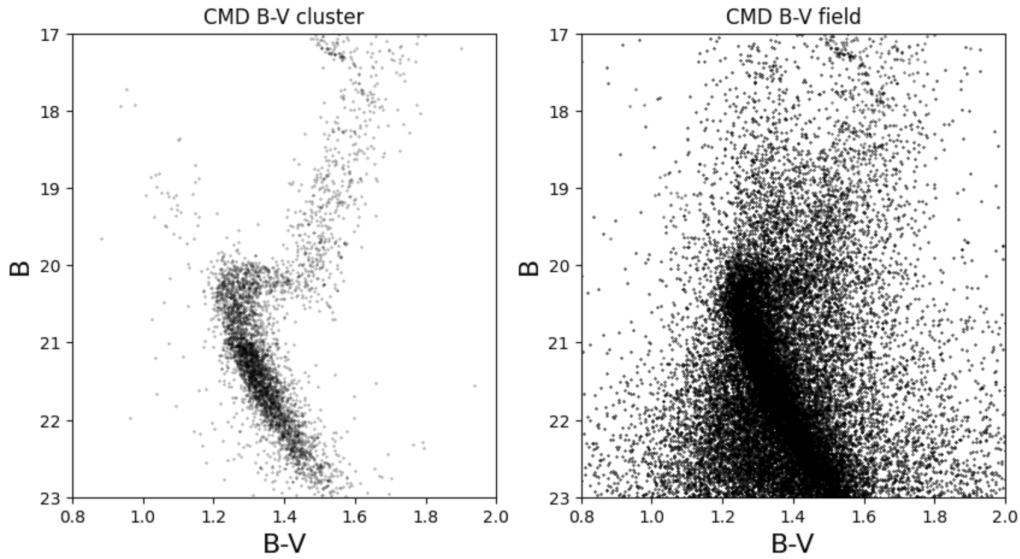


Figura 2.2: CMD B-V dopo il processo di decontaminazione da stelle di campo: a sinistra il diagramma colore-magnitudine per l’ammasso NGC 6366, a destra il diagramma colore-magnitudine per le stelle considerate di campo.

Tuttavia, le sequenze del CMD del cluster, in particolare la MS e il RGB, risultano ancora poco precise, dal momento che le stelle appaiono ancora sparse e non allineate lungo una traccia. Perciò, nella sezione successiva viene illustrata la procedura di correzione per reddening differenziale, con la quale sono stati ulteriormente affinati i dati.

2.3 Correzione per reddening differenziale

Nell'attraversare il mezzo interstellare, la radiazione subisce due fenomeni principali: l'estinzione e l'arrossamento interstellare (*reddening*). Entrambi sono dovuti ai grani di polvere dell'ISM, i quali possono: nel primo caso assorbire, e nel secondo scatterare, i fotoni a minore lunghezza d'onda, lasciando intatte le lunghezze d'onda maggiori, che corrispondono, nel visibile, alla regione del rosso. Come conseguenza di questi due fenomeni, una sorgente di radiazione ci appare più debole e più "rossa" di quello che è in realtà.

In un sistema fotometrico, l'arrossamento interstellare può essere descritto dall'*eccesso di colore* $E(B - V)$, definito come la differenza fra il colore osservato e quello intrinseco di una data stella, tipicamente in corrispondenza dei filtri B e V:

$$E(B - V) = (B - V)_{oss} - (B - V)_0 \quad (2.2)$$

Dal momento che sia l'estinzione sia il reddening sono il risultato dell'interazione della radiazione stellare con i grani di polvere, ci si aspetta che questi due effetti siano intrinsecamente legati. Infatti, una maggiore quantità di polvere lungo la linea di vista dovrebbe provocare sia un maggiore arrossamento sia una maggiore estinzione della radiazione. Si può misurare il rapporto tra il coefficiente di estinzione in un determinato filtro passa-banda centrato a lunghezza d'onda λ e l'eccesso di colore $E(B - V)$, anche chiamato *rapporto selettivo di estinzione* R_λ :

$$R_\lambda = \frac{A_\lambda}{E(B - V)} \quad (2.3)$$

Da cui risulta evidente la relazione che lega il parametro di estinzione A_λ e l'eccesso di colore $E(B - V)$:

$$A_\lambda = R_\lambda E(B - V) \quad (2.4)$$

Inoltre, l'eccesso di colore $E(\lambda_1 - \lambda_2)$ relativo ad una qualunque coppia di filtri λ_1 e λ_2 può essere sempre espresso in termini di $E(B - V)$, secondo la relazione:

$$E(\lambda_1 - \lambda_2) = (R_1 - R_2) \times E(B - V) \quad (2.5)$$

dove R_1 e R_2 sono i coefficienti numerici relativi alle lunghezze d'onda λ_1 e λ_2 .

Correzione del dataset di NGC 6366

Il catalogo dei dati osservativi dell'ammasso NGC 6366 comprende la *differenza di eccesso di colore* $debv$ rispetto al valore medio noto $E(B - V)$ dell'ammasso (vedi Tabella [2.1]). Tuttavia, questa grandezza non era stata misurata per tutte le stelle del dataset: quindi, è stata ricavata utilizzando la funzione di interpolazione `LinearNDInterpolator` sui valori noti del catalogo. La Figura [2.3] rappresenta la mappa del *reddening differenziale* $\delta E(B - V)$ in funzione delle coordinate astronomiche ascensione retta α (deg) e declinazione δ (deg).

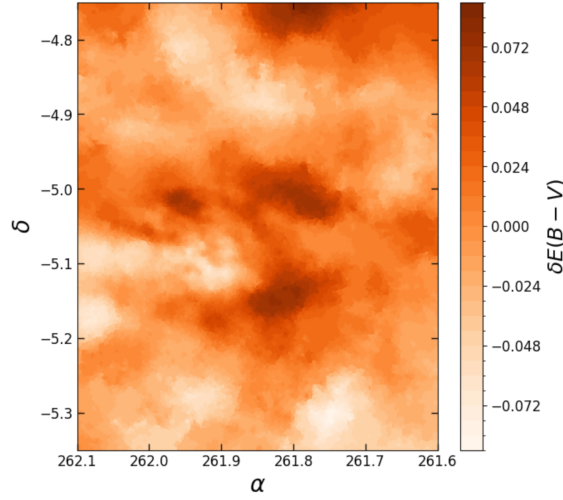


Figura 2.3: Mappa del reddening differenziale $\delta E(B - V)$ in funzione delle coordinate astronomiche ascensione retta α (deg) e declinazione δ (deg) nella regione dell'ammasso NGC 6366.

La differenza di eccesso di colore è stata utilizzata per correggere le magnitudini apparenti dei dati osservativi nelle diverse bande I, R, V, B e U.

$$m_{\lambda, \text{corretta}} = m_{\lambda, \text{osservata}} - \delta A_{\lambda} \quad (2.6)$$

con $\delta A_{\lambda} = R_{\lambda} \delta E(B - V)$. I valori di R_{λ} nei diversi filtri sono noti e vengono riportati nella Tabella [2.3].

Tabella 2.3: Valori del rapporto selettivo di estinzione per le bande U, B, V, R e I.

Banda	R_{λ}
U	4.8302
B	4.1111
V	3.1
R	2.5053
I	1.8567

I diagrammi colore-magnitudine U-I (nel pannello a sinistra) e B-V (nel pannello a destra) riportati in Figura [2.4] mostrano il risultato della correzione per *reddening differenziale*. Rispetto al diagramma colore-magnitudine in Figura [2.1], le stelle appaiono più compatte lungo le diverse sequenze evolutive, dalla MS al RGB. Si può anche notare la presenza di stelle di ammasso già entrate nella fase di *Horizontal Branch*, situate nella sequenza orizzontale a sinistra del *RGB Tip*, il punto che segna l'innesco del bruciamento di elio (Sez. 1.3).

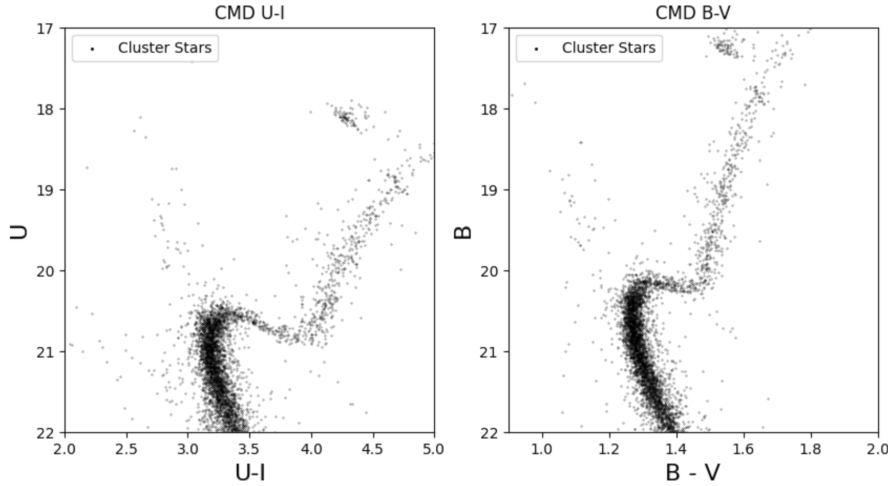


Figura 2.4: Diagrammi colore-magnitudine U-I (a sinistra) e B-V (a destra) a seguito della correzione per *reddening differenziale* per le stelle di ammasso di NGC 6366, precedentemente decontaminate dal campo.

2.4 Stima dell'età dell'ammasso

Per stimare l'età dell'ammasso NGC 6366 si è tentato di riprodurre la morfologia dei CMD tramite isocrone scaricate dal database BaSTI², opportunamente selezionate per rappresentare una popolazione stellare di metallicità $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.60^3$, abbondanza di elio standard $Y = 0.247$ e abbondanza di elementi α pari a $[\alpha/\text{Fe}] = +0.4$.

Tuttavia, le isocrone sono espresse in termini di magnitudine assoluta, ed è quindi necessario, per poter effettuare il confronto con il CMD sperimentale, includere l'effetto del reddening e della distanza. Essi entrano nella relazione tra magnitudine apparente m_λ e magnitudine assoluta M_λ nel seguente modo:

$$m_\lambda = M_\lambda + (m - M)_0 + R_\lambda E(B - V) \quad (2.7)$$

dove $(m - M)_0$ è il modulo di distanza, R_λ un coefficiente numerico di rapporto selettivo di estinzione (vedi Tabella [2.3]) e $E(B - V)$ l'eccesso di colore medio.

Dato che il valore della distanza di NGC 6366 dal Sole in kiloparsec è noto e riportato in Tabella [2.1], si è potuto calcolare il modulo di distanza come

$$(m - M)_0 = 5 \log(R_{\text{Sun}}) - 5 = 12.72 \quad (2.8)$$

Quindi, con la formula (2.7), le magnitudini assolute delle isocrone sono state utilizzate per ricavare le magnitudini apparenti nei filtri I, R, V, B e U.

I CMD V-I, B-V e U-I di NGC 6366 sono stati confrontati con le isocrone “arrosate” che descrivono popolazioni stellari di 11, 12 e 13 Gyr. Il miglior fit con i dati sperimentali è stato ottenuto con l'isocrona relativa alla popolazione di 13 Gyr, i cui valori di magnitudini assolute sono stati corretti utilizzando come modulo di

²Le isocrone del BaSTI code possono essere scaricate dal sito <http://basti-iac.oa-abruzzo.inaf.it/index.html>

³Dalla Tabella [2.1] la metallicità dell'ammasso NGC 6366 è pari a -0.59.

distanza $(m - M)_0 = 12.52$ ed eccesso di colore $E(B - V) = 0.745$, che rappresenta una differenza molto piccola rispetto al valore riportato da Harris 1996 (ed. 2010) e tabulato in Tabella [2.1].

In Figura [2.5] viene mostrata la sovrapposizione tra il CMD di NGC 6366 e l'isocrona relativa a una popolazione di 13 Gyr. L'isocrona riproduce in maniera accurata sia la zona del Turn-Off, sia la sequenza dell'RGB nel CMD V-I. Invece, nel CMD U-I è ragionevole che essa non riproduca bene il Red Giant Branch, poiché l'isocrona teorica è assunta per definizione con composizione chimica costante, mentre i filtri U ed I sono più sensibili alle variazioni di composizione chimica che sono visibili in questa fase di evoluzione stellare.

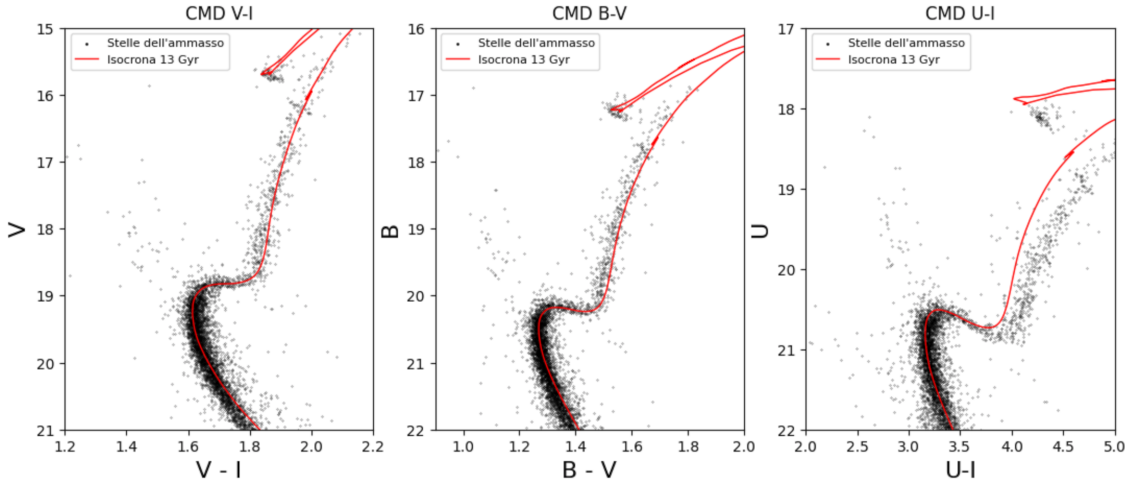


Figura 2.5: Diagrammi colore-magnitudine V-I, B-V e U-I dell'ammasso NGC 6366 a cui viene sovrapposta un'isocrona di 13 Gyr (linea rossa) con metallicità $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.60$, abbondanza di elio standard $Y=0.247$ e abbondanza di elementi α pari a $[\alpha/\text{Fe}] = +0.4$. L'isocrona riproduce bene la zona del TO e la sequenza dell'RGB nel CMD V-I se vengono utilizzati valori di modulo di distanza $(m - M)_0 = 12.52$ e di reddening $E(B - V) = 0.745$.

Capitolo 3

Analisi del campione di Blue Straggler Stars

L'obiettivo ultimo di questo lavoro di tesi è quello di determinare l'età dinamica dell'ammasso NGC 6366 e confrontarlo con altri ammassi Galattici studiati recentemente utilizzando le Blue Straggler Stars come indicatori dello stadio evolutivo (Lanzoni et al. 2016; Ferraro, Lanzoni, Raso et al. 2018; Ferraro, Lanzoni, Vesperini, Cadelano et al. 2023).

Essendo le BSSs stelle più massive ($M_{BSS} \sim 1.2 \div 1.7 M_{\odot}$) rispetto a quelle normali di ammasso ($M \sim 0.4 M_{\odot}$), esse risentono particolarmente dei processi dinamici che avvengono nei clusters, ciò le rende degli ottimi traccianti dell'evoluzione dinamica dei sistemi stellari che le ospitano (Sez. 1.4.4).

Questo capitolo è quindi dedicato allo studio del campione di Blue Straggler Stars all'interno di NGC 6366. Nel dettaglio, saranno descritte la procedura di selezione di questa peculiare famiglia di stelle e le loro caratteristiche, come la distribuzione della loro massa, dei loro raggi e delle loro temperature efficaci, e la distribuzione spaziale rispetto al centro dell'ammasso. In seguito, il campione selezionato verrà utilizzato nella determinazione del parametro A^+ , indicatore dell'età dinamica di un ammasso. Infine, i risultati ottenuti per NGC 6366 verranno confrontati con i risultati di altri 51 ammassi globulari Galattici.

3.1 Selezione del campione di Blue Straggler Stars

Lo studio della popolazione di Blue Straggler Stars in un ammasso globulare ha inizio dalla sua selezione. Questa famiglia di stelle deve il suo nome proprio alla proprietà di trovarsi nella parte più brillante e più blu, sopra il Turn-Off della sequenza principale, in una regione del diagramma colore-magnitudine che, secondo la Teoria dell'Evoluzione Stellare, non dovrebbe essere popolata (Sez. 1.4.1).

La ricerca delle BSSs è stata realizzata utilizzando la cosiddetta *UV route*: poiché le BSSs sono stelle particolarmente calde, queste vengono identificate più facilmente tramite filtri blu o UV. Di conseguenza, per ottenere una buona selezione delle BSSs è stato utilizzato il diagramma colore-magnitudine U-I, nel quale la sequenza di Blue Stragglers risulta molto estesa in luminosità e ben visibile lungo il prolungamento della sequenza principale.

La box di selezione per le BSSs è stata scelta in modo tale da includere le stelle che soddisfacessero la richiesta di essere più brillanti e più blu del MS-TO: come si può vedere in Figura [3.1] sono state considerate le stelle in un intervallo di magnitudine $17.3 < U < 20.5$ e di colore $2.5 < (U-I) < 3.3$, cercando di non includere i blend fotometrici che caratterizzano la regione immediatamente al di sopra del TO. Le BSSs così selezionate risultano 53 in totale.

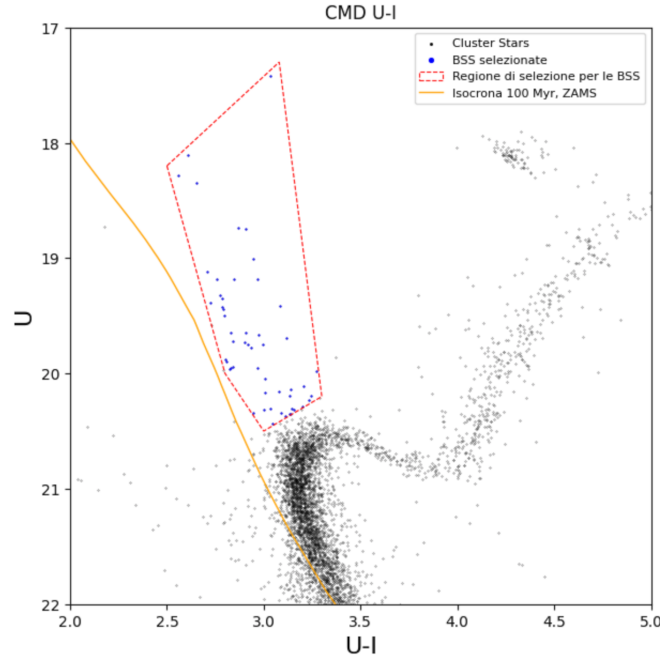


Figura 3.1: Selezione del campione di BSSs nel diagramma colore-magnitudine U-I. La regione tratteggiata in rosso costituisce la box di selezione e i punti blu le BSSs che vi rientrano. La linea gialla continua rappresenta una stima per la ZAMS della popolazione dell’ammasso, riprodotta da un’isocrona BaSTI di una popolazione stellare di 100 Myr con metallicità $[Fe/H] = -0.60$, abbondanza di elio standard $Y = 0.247$ e abbondanza di elementi α pari a $[\alpha/Fe] = +0.4$.

Lo studio dell’età dinamica dell’ammasso tramite il parametro A^+ prevede il confronto della distribuzione radiale cumulativa delle BSSs con quella di una popolazione di riferimento di “stelle normali di ammasso”, con lo scopo di determinare quanto la frizione dinamica abbia agito sulla popolazione di BSSs e quanto esse siano concentrate nelle regioni centrali rispetto alla popolazione normale (Sez. 1.4.4). Come popolazione di riferimento per l’ammasso NGC 6366 si è scelta quella delle stelle appartenenti al Main-Sequence Turn-Off. Tale selezione è stata fatta attorno al MS-TO nel diagramma colore-magnitudine U-I di NGC 6366 in un intervallo di magnitudine $20.4 < U < 21$ e di colore $3.05 < (U-I) < 3.4$. Nella box di selezione, evidenziata nella Figura [3.2], così definita, sono contenute 1023 stelle totali.

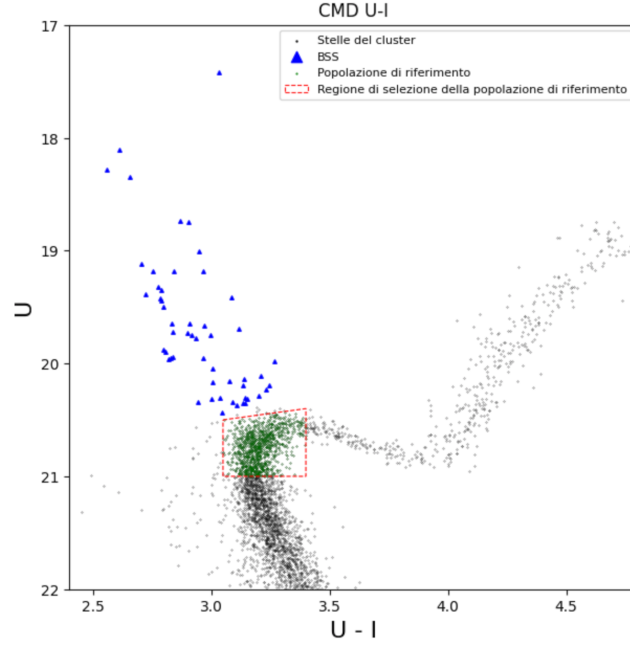


Figura 3.2: Selezione del campione di popolazione stellare normale di ammasso nel diagramma colore-magnitudine U-I. La regione tratteggiata in rosso costituisce la box di selezione e i punti verdi le stelle del MS-TO che vi rientrano. I triangoli blu indicano le Blue Straggler Stars precedentemente identificate.

3.2 Caratteristiche della popolazione di Blue Straggler Stars

Prima di proseguire nello studio dell'età dinamica dell'ammasso, sono state analizzate le distribuzioni della massa, del raggio, della temperatura efficace della famiglia di BSSs selezionata ed è stata anche confrontata la sua distribuzione nel CMD U-I con delle isocrone in modo da stimarne l'età di formazione.

Per ottenere la distribuzione della massa sono state implementate due funzioni interpolando i valori delle masse rispetto alle magnitudini apparenti V con i valori tabulati nel catalogo delle isocrone BaSTI: per la popolazione di stelle “normali” di ammasso è stata usata l'isocrona relativa a 13 Gyr, mentre per le BSSs l'isocrona relativa a 100 Myr. Successivamente, tali funzioni sono state applicate alle magnitudini apparenti V sperimentali delle stelle “normali” e del campione di Blue Stragglers selezionato. Analogamente, per la temperatura efficace sono state implementate due funzioni interpolando $\log(T_e)$ rispetto alle magnitudini apparenti V sempre con i valori teorici delle isocrone.

Per ricavare i raggi delle stelle è stata utilizzata la legge di Stefan-Boltzmann:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (3.1)$$

che lega la luminosità di una stella al quadrato del suo raggio e alla sua temperatura efficace, dove σ rappresenta la costante di Stefan-Boltzmann.

Interpolando i dati delle isocrone di 13 Gyr e 100 Myr, sono state ottenute due

funzioni per calcolare $\log(L/L_\odot)$ in funzione della magnitudine apparente V . Di conseguenza, per ricavare il raggio si inverte la formula (3.1)

$$R = \sqrt{\frac{10^{\log(L/L_\odot)} \times L_\odot}{4\pi\sigma \ 10^{4\log(T_e)}}} \quad (3.2)$$

Infine, è stata ricavata la distribuzione radiale dal centro dell'ammasso delle BSSs e delle stelle della popolazione di riferimento. Le coordinate del centro dell'ammasso NGC 6366 sono: $RA_0 = 261.93436^\circ$ e $Dec_0 = -5.07986^\circ$. Tramite una funzione che proietta le coordinate celesti sul piano, è stata calcolata la distanza (in secondi d'arco) di ciascuna BSS e di ciascuna stella della popolazione di riferimento rispetto al punto $(RA_0 ; Dec_0)$.

Nella Figura [3.3] sono riportati i risultati per le distribuzioni delle masse (in unità di $M_\odot$), delle temperature efficaci (in kelvin), dei raggi (in unità di $R_\odot$) e della distanza dal centro dell'ammasso (in secondi d'arco) per le stelle “vagabonde blu” (in blu) e le stelle “normali” (in arancione). Appare evidente la conferma sperimentale dell'ipotesi che le Blue Straggler Stars non siano stelle più giovani delle altre stelle dell'ammasso, bensì sono stelle più massive: in NGC 6366 la loro massa è compresa tra 1.1 e 2 masse solari. Come conseguenza di ciò, le BSSs hanno temperature efficaci maggiori rispetto alle stelle compagne del sistema. Invece, dalla distribuzione dei raggi, si evince che le BSSs hanno un raggio leggermente maggiore del raggio del nostro Sole, mentre la maggioranza delle stelle “normali” ha un raggio minore di quello solare. La distribuzione radiale della distanza delle stelle dal centro dell'ammasso NGC 6366 dimostra che le stelle “vagabonde blu” risentono maggiormente dei fenomeni dinamici tipici degli ammassi stellari, di cui si è parlato nella Sez. 1.2.1. In particolare, come conseguenza della frizione dinamica, le BSSs non risultano distribuite omogeneamente, bensì concentrate maggiormente verso il centro.

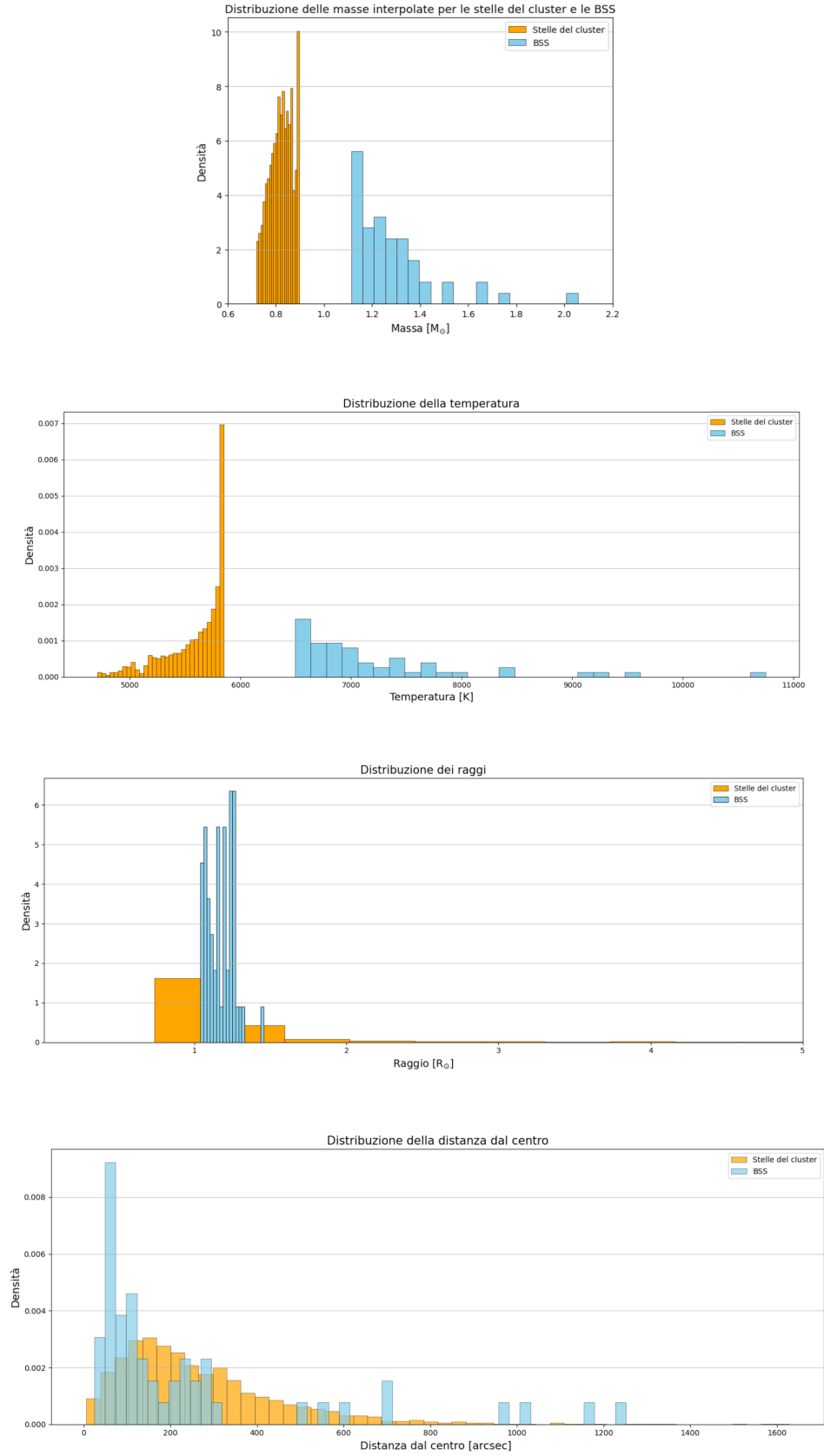


Figura 3.3: Dall'alto verso il basso: distribuzione della massa (in unità di masse solari), distribuzione della temperatura (in kelvin), distribuzione dei raggi (in unità di raggi solari) e distribuzione della distanza dal centro (in secondi d'arco). delle BSSs (in blu) e delle stelle della popolazione di riferimento (in arancione).

Per ottenere una stima dell'età di formazione delle Blue Straggler Stars in NGC 6366 si è cercato di sovrapporre la loro anomala posizione nel diagramma colore-magnitudine U-I con il MS-TO di isocrone teoriche del database BaSTI (vedi Figura [3.4]) con valori di metallicità, modulo di distanza ed eccesso di colore analoghi a quelli dell'isocrona relativa a 13 Gyr esposti nella Sezione 2.4 .

Si può notare che le BSSs si sovrappongono a isocrone di età molto più giovani di quella di NGC 6366, stimata attorno a 13 Gyr (Sez. 2.4), ciò indicherebbe che queste siano stelle più giovani rispetto al resto dell'ammasso: hanno un'età compresa fino a 1 Gyr circa. Tuttavia, le stelle di un ammasso hanno avuto origine da un unico evento di formazione stellare. Di conseguenza, la loro posizione fuori dall'ordinario si può spiegare solo con i fenomeni di accrescimento di massa illustrati nella Sezione 1.4.2 .

In particolare, si può notare in Figura [3.4] la presenza di una BSS molto luminosa con magnitudine U di circa 17.3, la quale si trova già in una fase di *Post Main-Sequence* come testimoniato dal fatto che si trovi più a destra rispetto al MS-TO di un'isocrona relativa a 1.1 Gyr, in quella che è la fase di *Sub-Giant Branch*. Infatti, dal momento che si sta evolvendo, potrebbe essere proprio questa BSS ad avere una massa pari al doppio di quella del nostro Sole, come si può vedere dalla distribuzione in Figura [3.3].

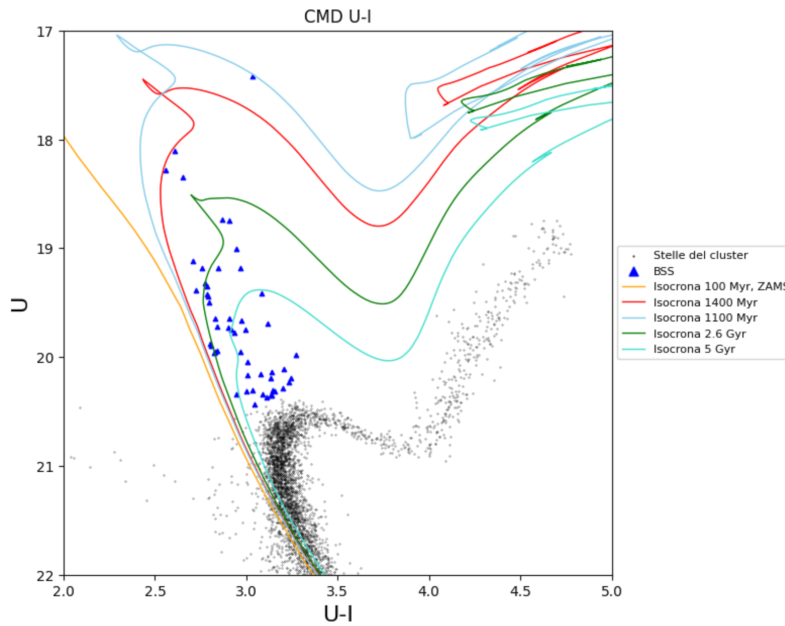


Figura 3.4: Diagramma colore-magnitudine U-I confrontato con isocrone teoriche del database BaSTI per stimare l'età di formazione delle BSSs. In nero sono riportate le stelle “normali” dell'ammasso NGC 6366, mentre i triangoli blu rappresentano il campione selezionato di Blue Straggler Stars.

3.3 Distribuzione radiale delle Blue Straggler Stars

Nell'ammasso NGC 6366 le BSSs individuate si estendono fino a una distanza di 1300 arcsec dal centro, come si può notare nell'ultimo istogramma in Figura [3.3]. Per studiare la loro distribuzione radiale si è utilizzato il rapporto tra il numero di BSSs e il numero di stelle della popolazione di riferimento (N_{BSS}/N_{ref}) individuate in 6 bin di distanza dal centro entro 1300 arcsec. La divisione dei bin e il numero di Blue Stragglers e stelle di riferimento in ciascuno di essi è riportata nella Tabella [3.1]. Gli errori sulle misure di conteggio sono stati calcolati assumendo statistica di Poisson, quindi sono pari alla radice quadrata del conteggio stesso.

Tabella 3.1: Suddivisione dei bin della distanza radiale dal centro dell'ammasso con il numero di Blue Straggler Stars e stelle di riferimento che vi ricadono. Gli errori sulle misure di conteggio sono stati calcolati assumendo statistica di Poisson.

Bin d [arcsec]	N_{BSS}	N_{ref}
$0 < d < 60$	11 ± 3	82 ± 9
$60 < d < 90$	9 ± 3	88 ± 9
$90 < d < 130$	8 ± 3	104 ± 10
$130 < d < 230$	8 ± 3	302 ± 17
$230 < d < 500$	9 ± 3	359 ± 19
$500 < d < 1300$	8 ± 3	87 ± 9

La Figura [3.5] riporta la distribuzione del rapporto N_{BSS}/N_{ref} entro 1300 secondi d'arco. L'incertezza su tale misura è stata ricavata dalla propagazione degli errori:

$$\Delta_{N_{BSS}/N_{ref}} = \frac{N_{BSS}}{N_{ref}} \left(\frac{\Delta_{N_{BSS}}}{N_{BSS}} + \frac{\Delta_{N_{ref}}}{N_{ref}} \right) \quad (3.3)$$

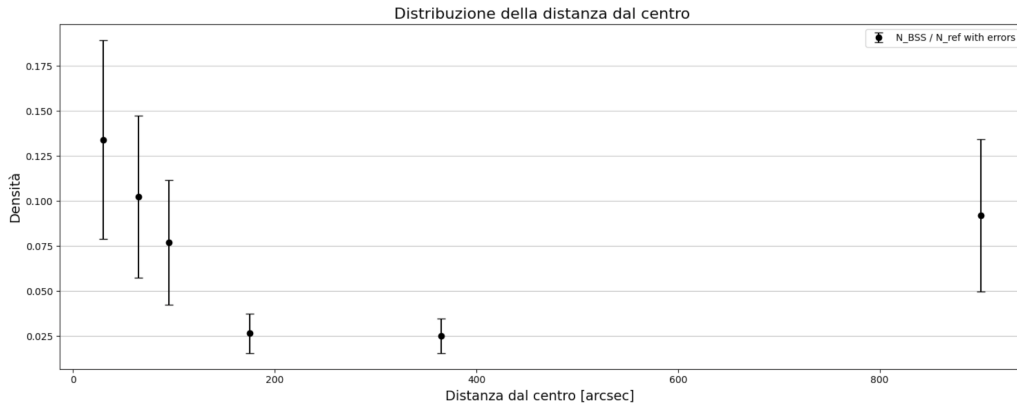


Figura 3.5: Distribuzione radiale del rapporto N_{BSS}/N_{ref} nell'ammasso NGC 6366. L'incertezza sul rapporto è stata ricavata dalla propagazione degli errori.

L'ammasso NGC 6366 risulta, quindi, dinamicamente evoluto: riprendendo la classificazione fatta in Ferraro, Lanzoni, Dalessandro et al. 2012, questo sistema stellare rientrerebbe nella Famiglia II. Infatti, risulta avere un'età dinamica intermedia in cui la frizione dinamica ha coinvolto stelle fino a un certo raggio dal centro

dell'ammasso. La distribuzione delle BSSs non è compatibile con quella della popolazione di riferimento, perché ha un andamento bimodale: vi è un picco ben definito nel centro dell'ammasso, poi un calo a un raggio intermedio r_{min} e un nuovo aumento (*rising branch*) nelle regioni più periferiche. In particolare, l'accenno di risalita nella distribuzione dei rapporti di popolazione in funzione della distanza radiale implica che le Blue Straggler Stars non si sono ancora completamente sedimentate al centro del sistema. Ciò suggerisce che l'ammasso NGC 6366 si trovi in una fase intermedia di evoluzione dinamica, sebbene ospiti una copiosa popolazione di BSSs.

3.4 Il parametro A^+

L'età dinamica di un ammasso globulare può essere studiata utilizzando il cosiddetto parametro A^+ (Sez. 1.4.4). Esso è definito come l'area compresa tra la distribuzione radiale cumulativa delle BSSs e quella della popolazione normale di ammasso misurate entro una certa distanza dal centro. Matematicamente è espresso come:

$$A^+(x) = \int_{x_{min}}^{x_{max}} (\phi_{BSS}(x') - \phi_{ref}(x')) dx' \quad (3.4)$$

dove ϕ_{BSS} rappresenta la distribuzione radiale cumulativa delle BSSs, ϕ_{ref} quella di una popolazione di riferimento di stelle normali di ammasso, x è definito come il logaritmo della distanza dal centro dell'ammasso normalizzata al raggio di metà massa ($x = \log(r/r_h)$), infine x_{min} è il valore minimo campionato.

In questo lavoro è stato svolto il calcolo del parametro A^+ per l'ammasso globulare NGC 6366 con il fine di determinare informazioni sulla sua età dinamica. Come già discusso in Sez. 3.1, la popolazione di riferimento è quella del Main Sequence Turn-Off, mentre le distribuzioni radiali cumulative sono state misurate fino al raggio di metà massa dell'ammasso $r_h = 2.92$ arcmin (vedi Tabella [2.1]).

L'errore sul parametro A^+ è stato calcolato tramite una tecnica di *jackknife bootstrapping* (Lupton 1993, Dalessandro et al. 2018). Essa consiste, dato un campione di N Blue Stragglers, nel ripetere il calcolo del parametro A^+ per N volte, togliendo ogni volta una diversa stella random. Infine, ottenute N stime dell' A^+ , l'incertezza finale è calcolata come:

$$\sigma_{A^+} = \sqrt{N-1} \sigma_{dist} \quad (3.5)$$

dove σ_{dist} è la deviazione standard della distribuzione degli A^+ ottenuta ripetendo N volte il procedimento.

Nel caso di questo lavoro, A^+ è risultato pari a 0.09 ± 0.04 (vedi Figura [3.6]).

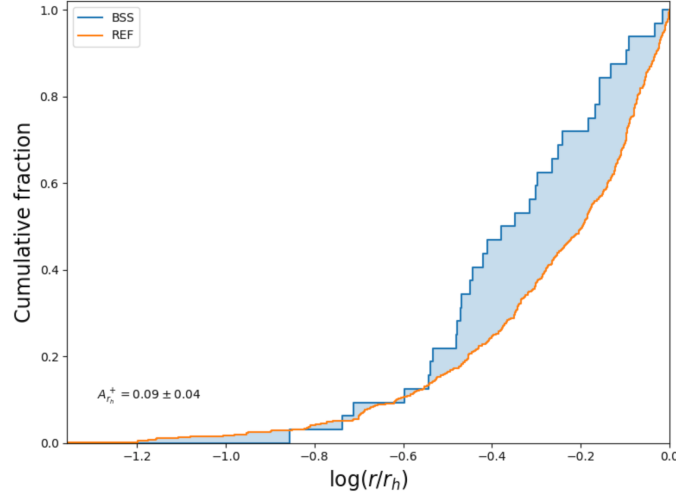


Figura 3.6: Distribuzione radiale cumulativa delle BSSs (curva blu) e della popolazione di riferimento (curva arancione) di NGC 6366. Sono state considerate solo le stelle entro il raggio di metà massa $r_h = 2.92$ arcmin . La regione in blu indica il valore di A^+ .

Si può osservare che la curva delle BSSs (linea blu) si trova quasi sempre al di sopra della curva della popolazione di riferimento (linea arancione): significa che la frazione cumulativa delle BSSs cresce molto più rapidamente spostandosi dal centro verso l'esterno. È una ulteriore prova del fatto che le Blue Stragglers sono molto più concentrate verso il centro dell'ammasso rispetto alle stelle "normali".

Per avere una panoramica completa sull'evoluzione dinamica dell'ammasso NGC 6366 nel contesto degli altri ammassi globulari Galattici si è deciso di analizzare prima la relazione tra il parametro A^+ e $\log(r_c)$, dove r_c è il raggio di core dell'ammasso, e poi quella tra lo stesso parametro e $\log(N_{relax})$, dove N_{relax} è il numero di rilassamenti che il cluster ha attraversato nella sua esistenza. Tali relazioni sono graficate in Figura [3.7] e Figura [3.8].

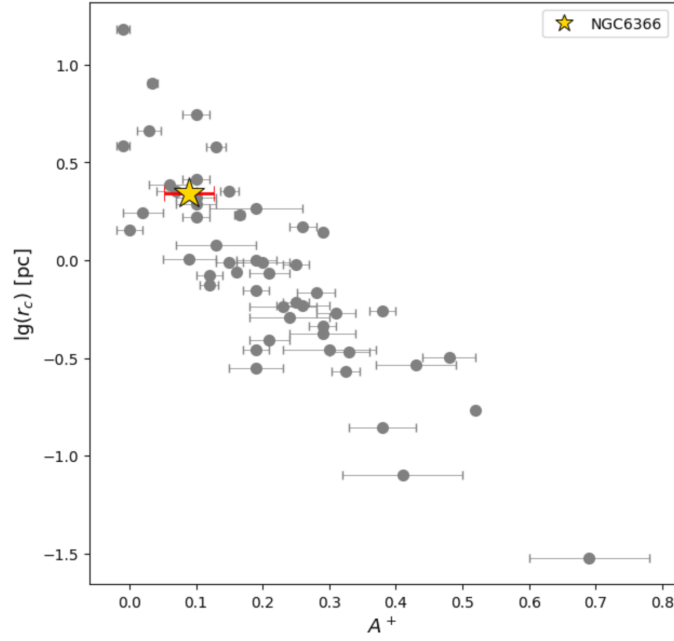


Figura 3.7: Relazione di anti-correlazione tra il raggio di core e A^+ per 51 ammassi globulari Galattici, già analizzata in lavori precedenti, in cui è stato inserito l'ammasso NGC 6366 (stella gialla). I valori dei raggi di core in secondi d'arco sono stati presi dai lavori di Lanzoni et al. 2016; Ferraro, Lanzoni, Raso et al. 2018 e Ferraro, Lanzoni, Vesperini, Cadelano et al. 2023, poi sono stati convertiti in parsec utilizzando la loro distanza dal Sole (in kpc) riportata in Harris 1996. Anche i valori di A^+ con i rispettivi errori sono stati presi dai lavori di Lanzoni et al. 2016; Ferraro, Lanzoni, Raso et al. 2018 e Ferraro, Lanzoni, Vesperini, Cadelano et al. 2023.

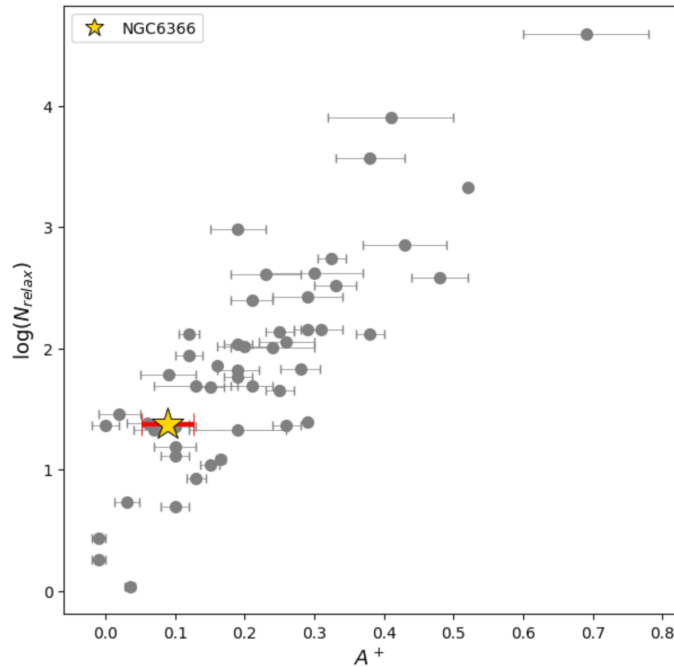


Figura 3.8: Relazione lineare tra A^+ e il numero di rilassamenti centrali per 51 ammassi globulari Galattici, già analizzata in lavori precedenti, in cui è stato inserito l'ammasso NGC 6366 (stella gialla). I valori di A^+ con il suo errore e di $\log(t_c)$, da cui è stato ricavato $\log(N_{relax})$, sono stati presi da Lanzoni et al. 2016; Ferraro, Lanzoni, Raso et al. 2018 e Ferraro, Lanzoni, Vesperini, Cadelano et al. 2023.

Innanzitutto, è stato costituito un catalogo con 51 ammassi globulari analizzati con il parametro A^+ , utilizzando quindi le BSSs come traccianti dell'evoluzione dinamica, in lavori precedenti (Lanzoni et al. 2016; Ferraro, Lanzoni, Raso et al. 2018; Ferraro, Lanzoni, Vesperini, Cadelano et al. 2023) e si è inserito il risultato ottenuto per NGC 6366, il cui raggio di core risulta essere 2.17 arcmin (vedi Tabella [2.1]), ossia 2.21 pc.

È evidente, in primo luogo, che gli ammassi globulari Galattici presi in esame presentano valori del raggio di core molto diversi gli uni dagli altri, e, nonostante abbiano tutti approssimativamente la stessa età cronologica, sono caratterizzati da età dinamiche, ovvero valori dell' A^+ , differenti. Si nota anche l'esistenza di una anti-correlazione tra il raggio di core e A^+ , che indica che ammassi globulari dinamicamente giovani (con piccolo valore di A^+) hanno un raggio di core più grande, ma quest'ultimo va progressivamente a diminuire all'aumentare dell'età dinamica dei sistemi (con elevato valore di A^+).

Il numero di rilassamenti N_{relax} che hanno interessato un ammasso durante la sua esistenza si ottiene dal rapporto tra l'età dell'ammasso stesso e il tempo di rilassamento centrale t_{rc} , calcolabile dalla Eq.(1.2). In questo lavoro, l'età degli ammassi globulari catalogati è stata approssimata a 13 Gyr, mentre i tempi centrali sono noti da letteratura (Lanzoni et al. 2016; Ferraro, Lanzoni, Raso et al. 2018; Ferraro, Lanzoni, Vesperini, Cadelano et al. 2023 ed Harris 1996). Il valore di $\log(t_{rc})$ per NGC 6366 è noto dal catalogo Harris 1996 (ed. 2010), e riportato in Tabella [2.1], ed è pari a $8.74 \log_{10}(yr)$. Dal grafico in Figura [3.8] si può dedurre che NGC 6366 è un ammasso Galattico solo parzialmente evoluto rispetto agli altri con un'età dinamica intermedia: infatti nella sua esistenza è stato interessato da un numero ridotto di rilassamenti ($N_{relax} \sim 24$).

Conclusioni

L'obiettivo di questo progetto di tesi è stato quello di analizzare la popolazione stellare di Blue Straggler Stars dell'ammasso globulare NGC 6366 nella nostra Galassia, e utilizzare tale popolazione per determinarne lo stadio di evoluzione dinamica del sistema.

Per svolgere questo lavoro è stato utilizzato il catalogo pubblicato da Stetson et al. 2019, che raccoglie immagini CCD da telescopi terrestri, la fotometria della missione Gaia e indagini spettroscopiche e fotometriche già note. In particolare, i dati dell'ammasso NGC 6366 sono stati ottenuti attraverso il VLT, nel deserto cileno di Atacama, e comprendono i valori delle magnitudini apparenti nel sistema fotometrico Johnson-Cousin, la differenza di eccesso di colore, le posizioni sia strumentali sia celesti delle stelle e le loro componenti del moto proprio.

Il processo di riduzione dei dati è stato effettuato tramite il VPD, che ha permesso di decontaminare il dataset originario dalle stelle di campo. È stato, in seguito, necessario ricavare una mappa del reddening differenziale nella regione dell'ammasso NGC 6366, per correggere le magnitudini apparenti sperimentali. Partendo dal catalogo finale, così ottenuto, è stato infine possibile costruire i diagrammi colore-magnitudine U-I e B-V dell'ammasso.

Dalla comparazione del CMD di NGC 6366 con isocrone teoriche del database BaSTI è stato possibile ricavare il valore del suo modulo di distanza $(m - M)_0 = 12.52$, l'eccesso di colore $E(B - V) = 0.745$ e una stima per la sua età pari a 13 Gyr.

Per stimare l'età dinamica dell'ammasso è stato utilizzato il cosiddetto *parametro* A^+ , definito come il valore dell'area compresa tra la distribuzione radiale cumulativa delle BSSs e quella di una popolazione normale di ammasso misurate entro un raggio di metà massa (Alessandrini et al. 2016).

Per studiare il GCC NGC 6366 è stata presa come popolazione di riferimento quella del Main Sequence Turn-Off, costituita da 1023 stelle in totale. Invece, le BSSs selezionate in questo ammasso sono in totale 53. L'analisi della distribuzione radiale cumulativa ha portato al risultato $A^+ = (0.09 \pm 0.04)$, il che implica che NGC 6366, nonostante ospiti una popolazione di BSSs numerosa, è un ammasso solo parzialmente dinamicamente evoluto rispetto a quelli studiati finora nella nostra Galassia (Lanzoni et al. 2016; Ferraro, Lanzoni, Raso et al. 2018; Ferraro, Lanzoni, Vespérini, Cadelano et al. 2023). Esso è infatti caratterizzato da un valore del tempo di rilassamento centrale elevato ($t_{rc} \sim 0.5$ Gyr) e un numero di rilassamenti ridotto ($N_{relax} \sim 24$), caratteristiche tipiche di un ammasso che si trova in uno stadio intermedio di evoluzione dinamica. Un'ulteriore prova a sostegno di questa analisi

dell'età dinamica di NGC 6366 è l'accento di risalita visibile nella distribuzione dei rapporti di popolazione (delle BSSs e di quella di riferimento) in funzione della distanza dal centro dell'ammasso.

L'ammasso NGC 6366 è quindi in una fase intermedia di evoluzione dinamica, in cui ha creato tante BSSs e continua a crearne, come testimoniato da una BSS particolarmente brillante con un'età di circa 1.1 Gyr, stimata attraverso l'analisi con isocrone teoriche BaSTI.

Gli studi su tale ammasso aprono la strada a nuove possibili indagini e approfondimenti. In primo luogo, sarà necessario approfondire la spettroscopia delle Blue Straggler Stars per caratterizzare sia la chimica della superficie delle stelle sia la loro velocità rotazionale. Entrambe queste informazioni potrebbero darci indicazioni sui processi di formazione di questi oggetti anomali.

Un'altra naturale continuazione di questo studio verrà indirizzata verso l'analisi di altri ammassi Galattici per completare il censimento delle età dinamiche degli ammassi della Via Lattea.

Bibliografia

- Alessandrini, E. et al. (2016). «Investigating the Mass Segregation Process in Globular Clusters with Blue Straggler Stars: The Impact of Dark Remnants». In: *The Astrophysical Journal* 833, p. 11. DOI: [10.3847/1538-4357/833/2/252](https://doi.org/10.3847/1538-4357/833/2/252).
- Cadelano, M. et al. (2022). «Discovery of a Double Sequence of Blue Straggler Stars in the Core-collapsed Globular Cluster NGC 6256». In: *The Astrophysical Journal* 941, p. 12. DOI: [10.3847/1538-4357/aca016](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aca016).
- Dalessandro, E. et al. (mag. 2018). «The Peculiar Radial Distribution of Multiple Populations in the Massive Globular Cluster M80». In: *The astrophysical Journal* 859.1, 15, p. 15. DOI: [10.3847/1538-4357/aabb56](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aabb56).
- Djorgovski, S. (gen. 1993). «Physical Parameters of Galactic Globular Clusters». In: *Structure and Dynamics of Globular Clusters*. A cura di S. G. Djorgovski e G. Meylan. Vol. 50. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, p. 373.
- Ferraro, F. R., B. Lanzoni, E. Dalessandro et al. (2012). «Dynamical age differences among coeval star clusters as revealed by blue stragglers». In: *Nature* 492, pp. 393–395. DOI: [10.1038/nature11686](https://doi.org/10.1038/nature11686).
- Ferraro, F. R., B. Lanzoni, S. Raso et al. (2018). «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». In: *The Astrophysical Journal* 860. DOI: [10.1038/nature11686](https://doi.org/10.1038/nature11686).
- Ferraro, F. R., B. Lanzoni, E. Vesperini, M. Cadelano et al. (giu. 2023). «Empirical Measurement of the Dynamical Ages of Three Globular Clusters and Some Considerations on the Use of the Dynamical Clock». In: *The Astrophysical Journal* 950.2, p. 145. DOI: [10.3847/1538-4357/accd5c](https://doi.org/10.3847/1538-4357/accd5c).
- Ferraro, F. R., B. Lanzoni, E. Vesperini, E. Dalessandro et al. (2026). «A binary-related origin mediated by environmental conditions for blue straggler stars». In: *Nature Communications* 728, p. 17. DOI: [10.1038/s41467-025-68159-5](https://doi.org/10.1038/s41467-025-68159-5). URL: <https://doi.org/10.1038/s41467-025-68159-5>.
- Fiorentino, G. et al. (2014). «BLUE STRAGGLER MASSES FROM PULSATION PROPERTIES. THE CASE OF NGC 6541». In: *The Astrophysical Journal* 783, p. 34. DOI: [10.1088/0004-637X/783/1/34](https://doi.org/10.1088/0004-637X/783/1/34). URL: <https://doi.org/10.1088/0004-637X/783/1/34>.
- Harris, W. E. (1996). «A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way». In: *The Astrophysical Journal* 112, p. 1487. DOI: [10.1086/118116](https://doi.org/10.1086/118116).
- Lanzoni, B. et al. (2016). «REFINING THE DYNAMICAL CLOCK FOR STAR CLUSTERS». In: *The Astrophysical Journal Letters* 833, p. L29. DOI: [10.3847/2041-8213/833/2/L29](https://doi.org/10.3847/2041-8213/833/2/L29).
- Lupton, R. (1993). *Statistics in theory and practice*. Princeton University Press.

- Sandage, A. (1953). «The color-magnitude diagram for the globular cluster M3». In: *The Astronomical Journal* 58, pp. 61–75. DOI: [10.1086/106822](https://doi.org/10.1086/106822).
- Sandquist, E., M. Bolte e P. Stetson (1996). «The Composition and Stellar Population of M5». In: *Astronomical Society of Pacific Conference Serie* 92, p. 293.
- Shara, M., R. Saffer e M. Livio (nov. 1997). «The First Direct Measurement of the Mass of a Blue Straggler in the Core of a Globular Cluster: BSS 19 in 47 Tucanae». In: *The Astrophysical Journal Letters* 489.1, pp. L59–L62. DOI: [10.1086/310952](https://doi.org/10.1086/310952).
- Stetson, P. B. et al. (mag. 2019). «Homogeneous photometry - VII. Globular clusters in the Gaia era». In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 485.3, pp. 3042–3063. DOI: [10.1093/mnras/stz585](https://doi.org/10.1093/mnras/stz585).