

**Scuola di Scienze**  
**Dipartimento di Fisica e Astronomia**  
**Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia**

**Ammassi globulari di Bulge attraverso  
l'ottica adattiva multi-coniugata  
di GeMS/GSAOI: il caso di NGC 6638**

TESI DI LAUREA MAGISTRALE

Presentata da:  
**Valeria Cerqui**

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

Correlatori:  
**Dott. Emanuele Dalessandro  
Prof. Francesco Rosario Ferraro**



*A Matteo*



# *Sommario*

Il Bulge rappresenta la prima componente massiva della Via Lattea ad essersi formata. Per tale motivo, comprendere la sua struttura ed evoluzione è di grande importanza per descrivere i processi di formazione ed evoluzione della Galassia. Gli ammassi globulari sono degli strumenti estremamente utili per tracciare le proprietà del Bulge.

Questo lavoro di Tesi si inserisce nell'ambito di una survey fotometrica volta ad indagare la popolazione di tali strutture attraverso una combinazione di dati provenienti da strumenti che utilizzano sistemi di ottica adattiva e operanti dallo spazio, che garantiscono immagini di elevata qualità e risoluzione. In particolare, l'oggetto di studio dell'elaborato è l'ammasso globulare NGC 6638. I dati infrarossi sono stati acquisiti tramite il sistema GeMS/GSAOI, mentre quelli ottici con il telescopio spaziale HST. Sfruttando questo data-set è stato possibile caratterizzare la popolazione stellare di NGC 6638 e le sue proprietà strutturali e dinamiche con un livello di accuratezza e definizione mai raggiunto prima. In particolare, l'analisi dei CMD ottico-infrarossi decontaminati attraverso lo studio dei moti propri e corretti per effetti di reddening differenziale, ha reso possibile la prima stima accurata dell'età di questo sistema, che risulta essere in buon accordo con l'età degli altri GCs di Bulge. Inoltre, lo studio della popolazione di stelle variabili del sistema ha permesso l'identificazione di 6 nuove candidate RR-Lyrae e di un oggetto esotico che mostra un'intensa modulazione di luminosità e probabilmente parte di un sistema binario. L'analisi del profilo di densità e l'utilizzo delle BSSs hanno inoltre evidenziato che NGC 6638 è un ammasso relativamente poco denso e caratterizzato da un'evoluzione dinamica intermedia.



# Indice

<b>Introduzione</b>	<b>1</b>
<b>1 Ammassi Globulari</b>	<b>3</b>
1.1 Caratteristiche generali . . . . .	3
1.2 Teoria dell'evoluzione stellare . . . . .	3
1.3 Chimica: le popolazioni multiple . . . . .	9
1.4 Dinamica: parametri fondamentali . . . . .	11
1.5 Gli ammassi Globulari del Bulge . . . . .	14
1.5.1 Terzan 5 e Liller 1 . . . . .	16
<b>2 Strumenti e Data-Set</b>	<b>23</b>
2.1 Hubble Space Telescope . . . . .	23
2.1.1 La camera ACS/WFC . . . . .	24
2.2 Ottica adattiva . . . . .	25
2.2.1 Turbolenza atmosferica . . . . .	25
2.2.2 Sistemi di ottica adattiva . . . . .	27
2.3 Gemini South Telescope . . . . .	32
2.3.1 GeMS . . . . .	32
2.4 Data-Set . . . . .	33
<b>3 Analisi Dati</b>	<b>37</b>
3.1 Pre-riduzione . . . . .	37
3.1.1 HST . . . . .	37
3.1.2 GeMS . . . . .	38
3.2 Analisi fotometrica . . . . .	39
3.2.1 PSF fitting . . . . .	39
3.2.2 Combinazione dei cataloghi . . . . .	42
3.2.3 ALLFRAME . . . . .	43
3.3 Calibrazione e Astrometria . . . . .	44
3.3.1 HST . . . . .	45
3.3.2 GeMS . . . . .	47

3.4	Creazione del catalogo finale . . . . .	47
<b>4</b>	<b>Moti propri e reddening differenziale</b>	<b>51</b>
4.1	Selezione in moti propri . . . . .	51
4.2	Flag di qualità fotometrica . . . . .	53
4.3	Correzione per reddening differenziale . . . . .	60
4.3.1	Effetti dell'assorbimento interstellare . . . . .	60
4.3.2	Procedura . . . . .	61
<b>5</b>	<b>Caratterizzazione delle popolazioni stellari di NGC 6638</b>	<b>67</b>
5.1	Stima dell'età dell'ammasso . . . . .	67
5.1.1	Confronto con altri ammassi del Bulge . . . . .	71
5.2	Popolazione di stelle variabili di NGC 6638 . . . . .	76
5.2.1	RR Lyrae . . . . .	76
5.2.2	RR Lyrae in NGC 6638 . . . . .	78
<b>6</b>	<b>Parametri strutturali e stato dinamico di NGC 6638</b>	<b>87</b>
6.1	Centro di Gravità . . . . .	87
6.2	Profilo di densità radiale . . . . .	88
6.3	Stadio evolutivo di NGC 6638 attraverso l' utilizzo delle Blue Straggler Stars	93
6.3.1	Blue Straggler Stars . . . . .	93
6.3.2	Le BSS come traccianti dell'evoluzione dinamica degli Ammassi Glo- bulari . . . . .	95
6.3.3	Procedura . . . . .	99
<b>7</b>	<b>Conclusioni</b>	<b>107</b>
	<b>Bibliografia</b>	<b>110</b>

# Introduzione

Il Bulge contiene circa un quarto della massa stellare totale della Via Lattea, e rappresenta la prima componente massiva della Galassia ad essersi formata. Comprendere la sua struttura ed evoluzione, e caratterizzare le proprietà delle sue popolazioni stellari, è quindi di grande rilevanza per poter descrivere i processi di formazione ed evoluzione della Galassia.

In questo contesto, gli ammassi globulari (GCs, dall'inglese *Globular Clusters*) di Bulge sono degli strumenti utili per lo studio delle proprietà delle regioni più interne della Galassia, condividendo cinematica, distribuzione spaziale e composizione chimica con le stelle di campo del Bulge. I GCs sono tra gli oggetti più studiati dell'Universo e sono riconosciuti come testimoni fossili della storia della formazione e dell'evoluzione delle galassie. Nello specifico, recenti studi hanno mostrato che ammassi stellari nel Bulge comunemente catalogati come GCs, nello specifico Terzan 5 e Liller 1, siano in realtà dei fossili di strutture più massicce che hanno contribuito alla formazione ed evoluzione del Bulge.

Tuttavia, a causa dell'elevato grado di estinzione e di densità stellare nella direzione del centro Galattico, i GCs di Bulge sono stati largamente esclusi da grandi *survey* e poco è noto riguardo le proprietà fisiche della maggior parte di questi sistemi. Solo grazie al recente sviluppo di sistemi di ottica adattiva, che permettono di ottenere immagini di elevata qualità e risoluzione nel vicino-infrarosso (NIR) da telescopi da Terra della classe degli 8-10 metri, è stato possibile muovere un significativo passo in avanti.

In questo contesto, nell'elaborato di Tesi presentato vengono utilizzate osservazioni NIR ottenute con il Gemini Multi Conjugate Adaptive Optics System (GeMS) e la camera Gemini South Adaptive Optics Imager (GSAOI) montati sul telescopio Gemini South (Cile), in combinazione con immagini di Hubble Space Telescope (HST) al fine di studiare l'ammasso globulare di Bulge Galattico NGC 6638. Questo studio ha lo scopo di determinare le proprietà dinamiche e strutturali dell'ammasso, e delle sue popolazioni stellari.

Il lavoro di questa Tesi è strutturato nel seguente modo:

- Nel **Capitolo 1** sono presentate le caratteristiche generali dei GCs. Vengono illustrate le principali fasi dell'evoluzione stellare, e le proprietà chimiche e dinamiche di questi sistemi. Infine, viene posta attenzione sui GCs di Bulge Galattico, citando due esempi particolarmente interessanti, Terzan 5 e Liller 1, che rappresentano una

nuova categoria di sistemi stellari, utili al fine di indagare la storia della formazione e dell'evoluzione della Via Lattea.

- Nel **Capitolo 2** è descritta la strumentazione impiegata per l'acquisizione dei data-set utilizzati in questo lavoro. Inoltre, è illustrata una panoramica riassuntiva degli effetti provocati dall'atmosfera terrestre sulle immagini ottenute con telescopi da Terra e sulla tecnica dell'ottica adattiva impiegata per correggerli. Infine, viene dedicato un paragrafo alla descrizione dell'oggetto di studio di questo elaborato, NGC 6638, e del data-set a disposizione.
- Nel **Capitolo 3** sono descritte le procedure di riduzione dei dati, astromettrizzazione e calibrazione utilizzate per la produzione di cataloghi fotometrici finali.
- Nel **Capitolo 4** viene descritta l'analisi dei moti propri basata sull'uso di dati GeMS ed HST come epoche differenti. Attraverso questo studio è stato possibile distinguere le stelle membre dell'ammasso da quelle di campo Galattico. Viene inoltre trattato il problema del reddening differenziale in direzione di NGC 6638. Pertanto, è brevemente descritto il concetto di estinzione e, successivamente, viene illustrata la tecnica utilizzata per correggere tale effetto.
- Il **Capitolo 5** è dedicato alla caratterizzazione delle popolazioni stellari di NGC 6638. Nello specifico, viene descritta la tecnica usata per la derivazione della stima dell'età dell'ammasso basata sul confronto con due famiglie di modelli teorici. In aggiunta, utilizzando l'elevato numero di immagini disponibili, è analizzata la popolazione di stelle variabili di tipo RR-Lyrae presenti in NGC 6638.
- Nel **Capitolo 6** viene descritta l'analisi dei parametri strutturali di NGC 6638 e del suo stato dinamico. Sono spiegate le procedure impiegate per la determinazione del centro di gravità dell'ammasso e per la derivazione del suo profilo di densità, basate su conteggi diretti di stelle. Successivamente viene descritto il processo di derivazione dei parametri strutturali del sistema, attuata attraverso il confronto con i modelli di King. Infine, è illustrato l'impiego della popolazione di Blue Straggler Stars di NGC 6638 ai fini dell'indagine del suo stadio evolutivo, attraverso l'utilizzo delle distribuzioni radiali cumulative di tali stelle e del parametro  $A^+$ .
- Nel **Capitolo 7** vengono riportati e discussi i risultati principali di questo lavoro e i suoi futuri sviluppi.

# Capitolo 1

## Ammassi Globulari

### 1.1 Caratteristiche generali

I GCs sono sistemi stellari vecchi, con un'età tipica di 10-13 Gyr, composti da  $10^4$ - $10^6$  stelle legate gravitazionalmente e caratterizzati da elevate densità centrali che possono raggiungere anche l'ordine di  $10^6$  stelle/pc<sup>3</sup>. Nella nostra Galassia (in tal caso si parla di ammassi globulari galattici, ovvero *Galactic Globular Clusters*, GGCs) ne sono stati identificati circa 150 (Harris (2010)), che sono tipicamente distribuiti nell'alone e nel Bulge.

Si pensa che i GCs si siano formati dal collasso di una singola nube molecolare. Essi infatti sono un buon esempio di *simple stellar population* (SSP): una SSP è una popolazione stellare composta da stelle singole, aventi la stessa età, con la stessa composizione chimica iniziale. I GCs vengono considerati di importanza rilevante in astrofisica, in quanto consentono di testare predizioni di modelli di evoluzione stellare, che sono alla base dell'interpretazione delle proprietà di galassie non risolte. Mentre la definizione di SSP può essere considerata ancora valida in buona approssimazione, in modo particolare per quel che riguarda l'età e l'omogeneità in termini di distribuzione degli elementi pesanti come il Fe, negli ultimi decenni è stata evidenziata la presenza di sotto-popolazioni che differiscono nell'abbondanza degli elementi leggeri (come Na, C, O, N, He), aprendo nuovi dibattiti sui processi di formazione di questi sistemi.

### 1.2 Teoria dell'evoluzione stellare

Come detto, i GCs sono esempi di SSP e permettono in tal modo di studiare le diverse fasi evolutive di una popolazione di data età e composizione chimica. Lo strumento ideale per questo tipo di studio è il diagramma Hertzsprung-Russel (HRD), piano *luminosità bolometrica* ( $L$ ) e *temperatura effettiva* ( $T_{eff}$ ), e il suo corrispettivo osservativo, ovvero il diagramma colore-magnitudine (CMD), che rappresenta lo strumento fotometrico ideale per studiare la maggior parte delle caratteristiche principali di una popolazione stellare. Un CMD presenta



Figura 1.1: Immagine dell'ammasso globulare NGC 1866, ottenuta con Hubble Space Telescope con la camera WFC3 e filtri U ( $\lambda_{peak} = 336$  nm), NeV ( $\lambda_{peak} = 343$  nm), B ( $\lambda_{peak} = 438$  nm), V ( $\lambda_{peak} = 555$  nm) ed I ( $\lambda_{peak} = 814$  nm).

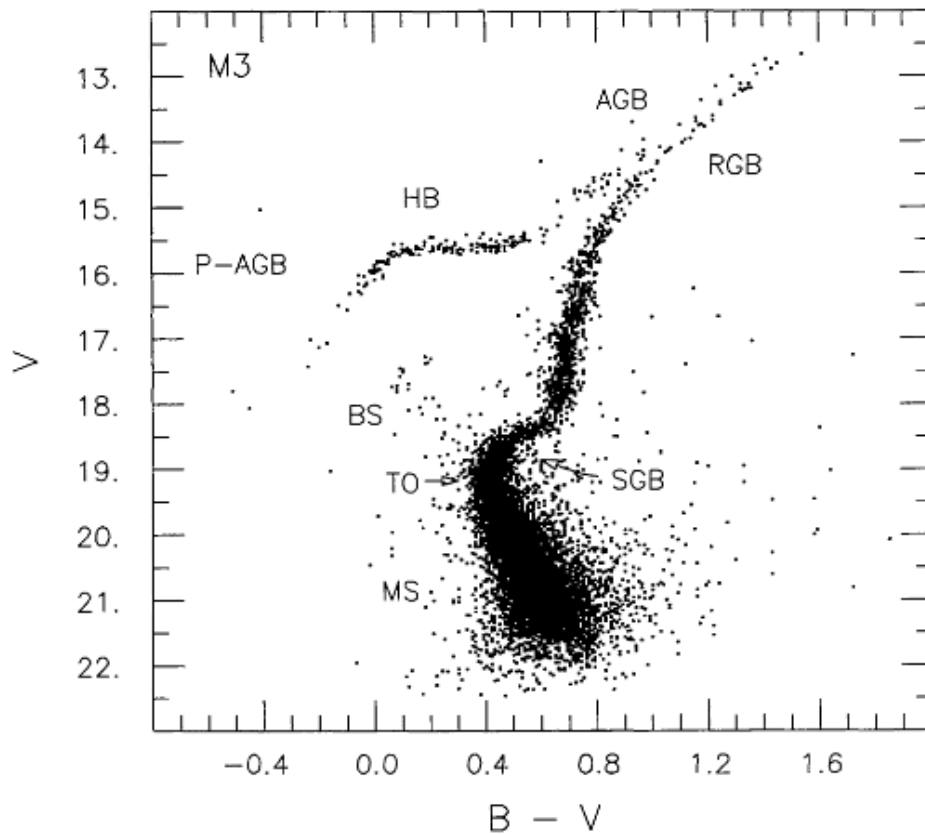


Figura 1.2: Esempio di CMD (B-V, V) dell'ammasso M3. Le principali sequenze evolutive sono segnate in figura (Renzini & Fusi Pecci (1988)).

in ascissa il colore di ciascuna stella, cioè la differenza delle magnitudini misurate con due filtri differenti, ed in ordinata la sua magnitudine osservata (figura 1.2). Ciò che si osserva in un CMD è l'istantanea di una popolazione stellare ad età fissata. Corrispondentemente, nel piano teorico, la sequenza che descrive per data metallicità e contenuto di elio lo stadio evolutivo di stelle di masse diverse a tempo stabilito viene detta *isocrona*. Essa quindi è il luogo dei punti appartenenti a diverse tracce evolutive a fissato istante di tempo rispetto al momento di formazione del sistema. In un CMD la distribuzione delle stelle lungo le sequenze traccia diversi stadi di evoluzione e dunque il tipo di combustione nucleare che sta avendo luogo nelle regioni interne. Di seguito sono riportate le principali fasi evolutive:

1. **Sequenza Principale (Main Sequence, MS):** rappresenta la fase evolutiva durante la quale le stelle bruciano idrogeno nel nucleo e termina con la contrazione di quest'ultimo e l'espansione dell'involuppo. I tempi scala e le modalità con cui una stella evolve dipendono dalla sua massa e dal tipo di reazione nucleare che converte l'idrogeno in elio. Infatti, a ciascuna massa corrisponde una differente temperatura, che favorisce cicli di bruciamento diversi. In particolare:

- $M \leq 1.25 M_{\odot}$ : la combustione dell'idrogeno avviene mediante la reazione protone-protone e il nucleo della stella è radiativo. Al termine del bruciamento dell'idrogeno in elio nel nucleo, la combustione si sposta in modo continuo in un guscio (*shell*) spesso intorno ad esso.
- $M > 1.25 M_{\odot}$ : il bruciamento dell'idrogeno avviene principalmente attraverso il ciclo CNO ed il nucleo è caratterizzato, in questo caso, dal regime convettivo. In tali circostanze, l'esaurimento dell'idrogeno nel nucleo è seguito da una fase di contrazione che porta al progressivo riscaldamento delle regioni adiacenti al nucleo fino all'innesco della combustione dell'H in *shell*.

Il momento in cui una stella si sposta dalla MS verso la successiva fase evolutiva, corrisponde nel CMD al punto detto di *turn-off* (TO), che equivale al punto più luminoso e caldo della MS. Questa è la fase più lenta dell'intera evoluzione, e di conseguenza corrisponde alla sequenza più popolata in un CMD. È possibile ricavare una relazione analitica tra la massa al TO ( $M_{TO}$ ) e l'età  $t$ :

$$\log_{10} M_{TO} = 7.764 - 1.338 \times \log_{10}(t) + \log_{10}^2(t) \quad (1.1)$$

2. **Ramo delle sub - giganti:** questa fase evolutiva (*Sub-Giant Branch*, SGB) è caratterizzata dalla contrazione del nucleo e dalla combustione di idrogeno in elio in una *shell* spessa. Durante questa fase la luminosità rimane circa costante. Anche in SGB il comportamento delle stelle differisce al variare della massa. Per stelle di piccola massa, la transizione della combustione dal nucleo alla *shell* avviene in modo lento e continuo, rendendo la fase piuttosto lunga ( $10^9$  anni), mentre al crescere della massa, questa fase diventa molto veloce.
3. **Ramo delle giganti rosse:** questa fase (*Red Giant Branch*, RGB) è caratterizzata dal bruciamento di idrogeno in elio in una *shell* sottile. Nel diagramma HR (o CMD) le stelle in RGB seguono un percorso evolutivo parallelo alla traccia di Hayashi. Durante questa fase la convezione superficiale riesce a raggiungere gli strati profondi della stella, portando in superficie gli elementi sintetizzati nel nucleo (tale fenomeno è chiamato primo *dredge-up*). Essa inoltre rende omogenea la composizione chimica della superficie fino al punto di massima penetrazione della convezione, lasciando una discontinuità nel profilo di idrogeno. Durante l'evoluzione lungo l'RGB la *shell* di combustione dell'idrogeno continua ad assottigliarsi progressivamente e si sposta verso gli strati esterni, fino a raggiungere tale discontinuità. La luminosità, che è sensibile al peso molecolare medio ( $L \propto \mu^7$ ), subisce prima un calo e poi un nuovo aumento, provocando un attraversamento ripetuto della stessa regione del diagramma HR.

Dal punto di vista osservativo questo produce un addensamento di stelle nel CMD (*RGB-bump*, esempio in figura 1.3) che può essere stimato come un picco nella funzione di luminosità differenziale, o come cambio di pendenza in quella integrale, a seguito della variazione di velocità evolutiva. Il modo in cui termina la fase di RGB dipende dalla massa:

- $M \leq 0.5 M_{\odot}$ : stelle con massa così piccola non riescono a raggiungere le condizioni fisiche tali da innescare il bruciamento dell'elio, per cui evolvono direttamente come nane bianche di elio.
  - $0.5 M_{\odot} < M < 2.2 M_{\odot}$ : per questo intervallo di massa il nucleo è in condizioni parzialmente degeneri, per cui si contrae molto lentamente. La sua massa è, tuttavia, in progressivo aumento a causa della *shell* che deposita elio sul nucleo. In condizioni di degenerazione, l'innesco delle reazioni  $3\alpha$  è strettamente collegato alla massa del *core*. Infatti, avviene tipicamente quando la massa del nucleo è  $\sim 0.5 M_{\odot}$ , indipendentemente dalla massa iniziale della stella. L'innesco del bruciamento di elio avviene in modo esplosivo (*He-flash*) e l'energia rilasciata rimuove la degenerazione. Ciò implica che la corrispondente regione terminale dell'RGB (*RGB-tip*) abbia la stessa magnitudine per tutte le stelle in questo intervallo di massa. Questo rende quindi possibile l'utilizzo di tale punto come una candela standard per la determinazione delle distanze.
  - $M > 2.2 M_{\odot}$ : in queste stelle il nucleo non è degenero, ma in regime di gas perfetto. Per questo motivo l'innesco del bruciamento di elio avviene in regime termoregolato quando il nucleo raggiunge la temperatura e la densità necessarie ( $T \sim 10^8$  K e  $\rho \sim 10^4$  g/cm<sup>3</sup>).
4. **Ramo Orizzontale** (*Horizontal Branch*, HB): questa fase è caratterizzata dalla combustione stabile di elio attraverso il processo  $3\alpha$ , in aggiunta al bruciamento di idrogeno nella *shell* adiacente. Anche in questo caso, la posizione delle stelle lungo l'HB dipende dalla loro massa, ossia dalla quantità di materiale residuo post fase di RGB. Le stelle di massa  $M < 2.2 M_{\odot}$ , che hanno sperimentato l'*He-flash*, hanno un nucleo di  $M_c \sim 0.5 M_{\odot}$ . Maggiore è la quantità di *envelope* che hanno perso tanto più elevata risulterà la loro temperatura superficiale e popoleranno quindi la parte più blu dell'HB. Nel caso in cui, invece, la stella sia andata incontro ad una minor perdita di massa, essa sarà caratterizzata da una temperatura superficiale inferiore e popolerà la parte più rossa di questa sequenza (denominata *red clump*). Un esempio di diverse morfologie assunte da questa fase è riportato in figura 1.3.

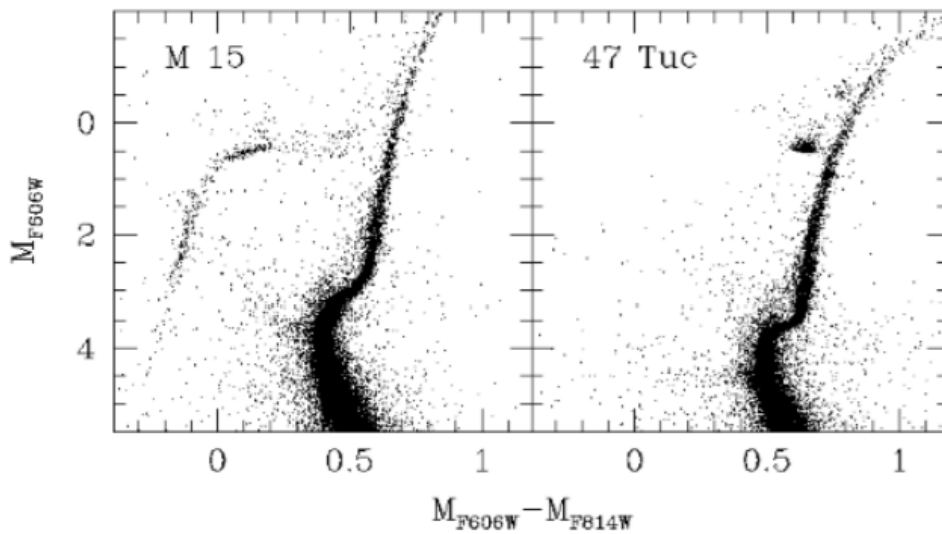


Figura 1.3: Diagrammi colore-magnitudine degli GCs M 15 (pannello di sinistra) e 47 Tucanae (pannello di destra) (Sarajedini et al. (2007)). Si noti come nel caso di M 15, l'HB presenti una morfologia estesa fino alle regioni blu del diagramma, mentre nel caso di 47 Tuc essa si presenti concentrata nella regione più rossa, definendo il *Red Clump*. In questo CMD è inoltre possibile notare la feature di *RGB-bump* a  $M_{F606W} \sim 1$ .

5. **Braccio Asintotico** (*Asymptotic Giant Branch*, AGB): in questa fase, le stelle possiedono un nucleo inerte di carbonio e ossigeno, mentre sperimentano la combustione di idrogeno e elio in doppia *shell* in maniera alternata. Rispetto al CMD, le stelle percorrono una traccia parallela all'RGB, espandendosi nuovamente e incrementando la loro luminosità. Le stelle di questa fase sono sottoposte ai cosiddetti "puls termici", che provocano una serie di espansioni e contrazioni degli strati esterni della struttura. Ancora una volta, il destino finale della stella è legato alla sua massa:

- $M < 8 M_{\odot}$ : le stelle di tale massa non raggiungono le condizioni di temperatura e densità necessarie ad innescare la combustione di carbonio e ossigeno nel nucleo. Gli strati esterni della stella risultano meno legati a causa dell'espansione della struttura, e i "Puls termici" causano così perdite di massa rilevanti. Questo processo termina con l'espulsione totale dell'involuppo nel mezzo interstellare. In questo modo il nucleo inerte di carbonio e ossigeno si raffredderà in una nana bianca.
- $M > 8 M_{\odot}$ : stelle di questo tipo sono invece in grado di innescare le reazioni di fusione nucleare del carbonio e progressivamente degli elementi sempre più pesanti fino a quelli del gruppo del Fe. Tali processi si arrestano quindi con la formazione di un nucleo di ferro. Quando il nucleo, in condizioni degeneri, raggiunge la massa limite di Chandrasekhar ( $M \sim 1.44 M_{\odot}$ ), la pressione degli elettroni degeneri non è più in grado di opporsi al collasso gravitazionale. Lo

stadio finale è l'esplosione di Supernova di tipo *core collapse*. Per stelle con massa iniziale  $M < 24 M_{\odot}$  il *remnant* di tale esplosione è una stella di neutroni. Se invece  $M > 24 M_{\odot}$  il residuo di tale processo è rappresentato da un buco nero.

### 1.3 Chimica: le popolazioni multiple

Come già accennato nella Sezione 1.1 i GCs mostrano disomogeneità nell'abbondanza di elementi leggeri. In particolare, negli ultimi anni risultati di diversi studi hanno evidenziato prove di esistenza di specifiche correlazioni e anti-correlazioni la cui presenza è collegabile a fenomeni riguardanti la storia di formazione stellare del sistema.

La prima osservazione di anomalia chimica è stata appurata nel 1978 da Cohen (Cohen (1978)), studiando le stelle di RGB negli ammassi M3 e M13. Nello specifico, è stato osservato che le stelle che presentavano bande di assorbimento molecolari CN forti (ricche quindi in Azoto), mostravano invece bande molecolari CH deboli (povere quindi in Carbonio). In altre parole, le stelle CN-strong risultavano arricchite in N e carenti in C rispetto alle altre stelle di questi ammassi. Dopo gli anni '90 sono state misurate altre anti-correlazioni, tra cui Al-Mg, Mg-Si (in sistemi massicci) e Na-O. Quest'ultima in particolare, raffigurata in figura 1.4, ricalca quella precedentemente citata CN-CH: le stelle deboli in CN risultano essere poco abbondanti in Na. Inizialmente tali anomalie venivano spiegate attraverso fenomeni di mixing, che permettevano di portare in superficie elementi processati da reazioni chimiche di fusione nucleare negli interni stellari di stelle di RGB, in particolare quelli derivanti dal ciclo CNO. Il punto di svolta nell'interpretazione di queste anti-correlazioni è stato la loro osservazione in MS, suggerendo che la loro origine debba ricollegarsi alla storia di formazione dei GCs. Gli scenari interpretativi più accreditati (Renzini et al. (2015); D'Ercole et al. (2010)) spiegano le anomalie chimiche invocando almeno due episodi di formazione stellare, che determinano la formazione di stelle di *prima generazione* e di *seconda generazione*. Le stelle di seconda generazione mostrano un arricchimento in He, N e Na e si sarebbero generate in un ambiente precedentemente arricchito dalle stelle di prima generazione. Gli specifici *pattern* di abbondanze chimiche suggerirebbero che il gas da cui si formano le stelle di seconda generazione sia stato processato attraverso cicli di bruciamento di cattura protonica calda. Le temperature richieste per l'attivazione di questi cicli indicherebbero che le responsabili siano stelle di intermedia o grande massa (Renzini et al. (2015)):

- **Stelle super-massive:** questa teoria prevede formazione di stelle di circa  $10^4 M_{\odot}$  tramite coalescenza di stelle massive, segregate verso il centro del sistema a causa di fenomeni di frizione dinamica. Un oggetto di questo tipo avrebbe una struttura totalmente convettiva e una luminosità vicina a quella di Eddington, il che causerebbe un elevato tasso di perdita di massa. Questo vento stellare verrebbe arricchito pro-

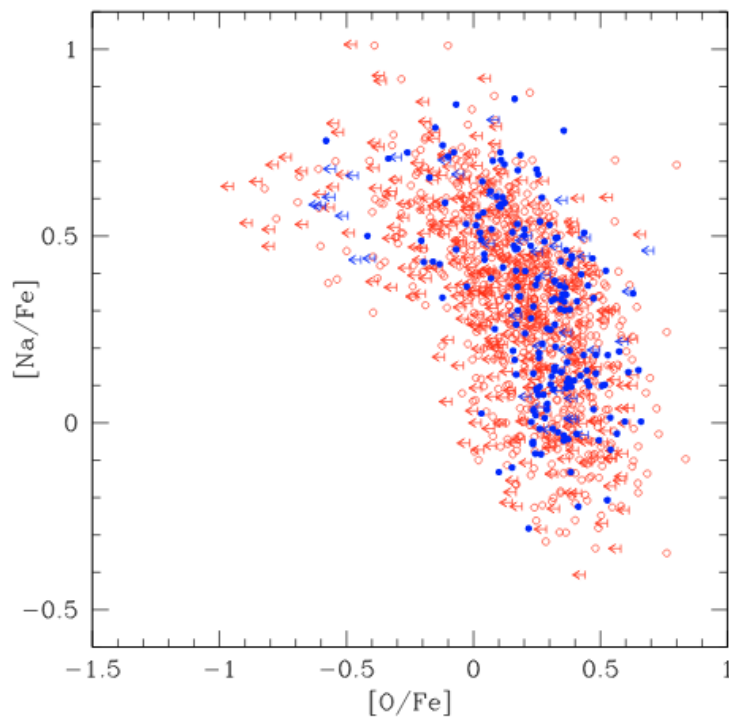


Figura 1.4: La figura mostra l'anti-correlazione Na-O per 19 GCs diversi. In rosso sono mostrati i rapporti  $[Na/Fe]$  e  $[O/Fe]$  derivanti dagli spettri estratti con GIRAFFE mentre in blu sono riportate le abbondanze ottenute con UVES. Le stelle povere in Na sono ricche di O e viceversa (Carretta et al. (2009)).

gressivamente di He e di elementi derivanti dal ciclo CNO e da reazioni di cattura protonica, il che risulta compatibile con il tipo di scenario che viene richiesto.

- **Stelle massive super-rotanti:** in questo scenario le stelle di seconda generazione si formerebbero dal materiale espulso attraverso dischi instabili di stelle rotanti e massive, con possibile contaminazione del materiale già presente nell'ambiente.
- **Binarie massive interagenti:** la rotazione della stella primaria produrrebbe mixing nell'envelope, il quale, raggiungendo lo strato in cui viene bruciato idrogeno, causerebbe processi CNO e di cattura protonica nell'intero envelope. Seguirebbe una fase in cui esso muore in un involucro comune alla MIB così da rifornire nuovamente il mezzo interstellare.
- **Stelle di AGB:** stelle appartenenti alla fase di AGB con un *range* di massa  $\sim 3 - 8 M_{\odot}$  sperimentano la fase di *hot bottom burning* (HBB), nella quale alla base dell'envelope convettivo vengono raggiunte temperature fino a  $10^8$  K, permettendo così efficienti processi nucleari di cattura protonica. Al di sotto di  $\sim 3M_{\odot}$ , tale processo non entra in funzione e il ramo di AGB è popolato da *carbon stars*. Dato che nessuna *carbon star* è stata finora osservata nelle stelle di seconda generazione, si conclude che esse dovrebbero quindi formarsi prima che le stelle con masse  $\leq 3M_{\odot}$  evolvano nella fase di AGB. Il materiale espulso tramite vento stellare da queste stelle di AGB e super-AGB ( $10 M_{\odot}$ ) viene trattenuto all'interno della buca di potenziale del sistema, e così a partire da questo gas, si potrebbero formare le stelle di seconda generazione.

Per ognuna di queste interpretazioni è necessario uno scenario di evoluzione che permetta una differenza di età nelle due generazioni di stelle dell'ordine di un centinaio di Myr.

## 1.4 Dinamica: parametri fondamentali

A causa delle elevate densità centrali, i GCs sono ambienti che sperimentano numerosi fenomeni di dinamica stellare. Infatti sono etichettati come sistemi collisionali, definizione che nasce dal confronto tra il tempo scala in cui il sistema si rilassa in seguito alle interazioni gravitazionali, raggiungendo una distribuzione di velocità Maxwelliana, e l'età del sistema stesso. Il primo viene detto **tempo di rilassamento a due corpi** ed è definito come (Binney & Tremaine (1987)):

$$t_{r2b} \sim \frac{0.1N}{\ln N} t_{cross}, \quad (1.2)$$

dove  $N$  è il numero di stelle del sistema e  $t_{cross}$  il tempo scala necessario ad una stella per attraversarlo completamente. Quando si verifica la condizione  $t_{r2b} \ll t_{age}$  il sistema si dice collisionale: le orbite delle stelle all'interno del sistema vengono modificate a causa delle

interazioni gravitazionali, fino a perdere memoria delle condizioni iniziali, in un tempo scala minore dell'età stessa del sistema.

Man mano che la struttura evolve dinamicamente, quindi, le stelle più massicce tendono a cedere energia a quelle meno massicce, portando il sistema verso l'equipartizione energetica. Così facendo, le prime spiraleggiano verso il centro, mentre le seconde tendono a muoversi su orbite con più alta energia cinetica. Questo fenomeno è noto come **segregazione di massa** ed è confermato dal punto di vista osservativo dalla maggior segregazione centrale di oggetti pesanti (come sistemi binari o stelle di neutroni).

La distribuzione di velocità delle stelle in un sistema rilassato è di tipo Maxwelliano. Il modello dinamico che meglio descrive tale sistema è detto **sfera isoterma**. Una limitazione del modello è la richiesta che un numero non trascurabile di stelle possieda velocità infinita; una richiesta che lo rende non completamente adatto a descrivere gli ammassi reali, in quanto questi ultimi hanno velocità di fuga finite.

In questo contesto si colloca il primo modello formulato da King nel 1966 (King (1966)) per la descrizione delle proprietà dinamiche e strutturali dei GCs.

Secondo King, il profilo di densità di un ammasso globulare è tipicamente caratterizzato da una regione centrale (*core*) a densità pressoché costante e da una zona esterna con densità monotonamente decrescente in funzione della distanza dal centro. Tale modello riproduce la maggior parte dei profili di densità radiali osservati nei GCs.

Utilizzando questo modello, i parametri che generalmente descrivono le quantità fisiche di un ammasso sono i seguenti:

- **Raggio di core** ( $r_c$ ): una quantità osservativa che indica la distanza dal centro a cui la densità proiettata o la brillantezza superficiale di un sistema diventano pari alla metà del loro valore centrale;
- **Raggio di metà massa** ( $r_h$ ): identifica il raggio della sfera che contiene metà della massa totale del sistema;
- **Raggio mareale** ( $r_t$ ): rappresenta la distanza dal centro a cui il potenziale gravitazionale dell'ammasso inizia a diventare trascurabile se confrontato con quello tipico della Galassia e di conseguenza oltre il quale le stelle non sono più gravitazionalmente legate all'ammasso.

Un ulteriore parametro immediatamente derivabile da quelli sopra citati e che fornisce importanti informazioni circa il grado di evoluzione dinamica di un sistema è la **concentrazione** ( $c$ ). Essa è definita come:

$$c = \log_{10} \left( \frac{r_t}{r_c} \right). \quad (1.3)$$

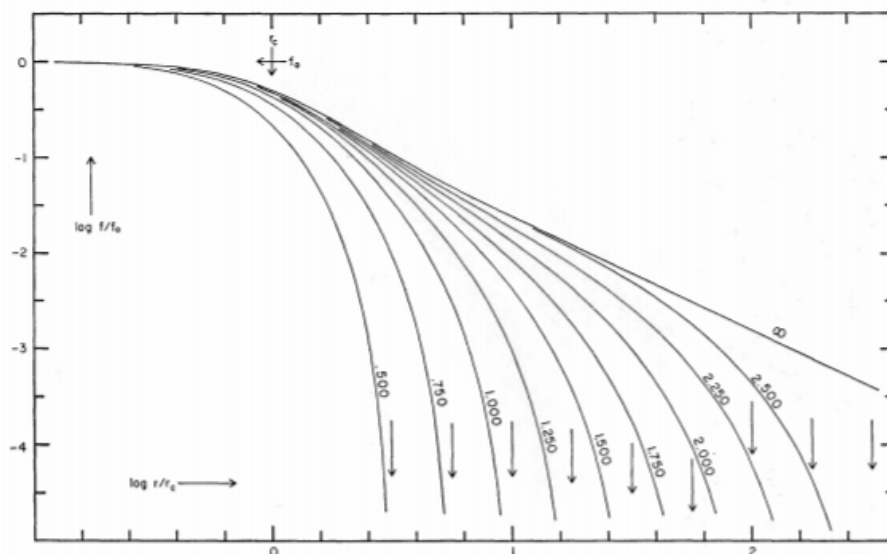


Figura 1.5: Modelli di King al variare del parametro di concentrazione  $c$ . In ascissa è rappresentato il logaritmo della distanza dal centro in unità di  $r_c$ , mentre in ordinata il logaritmo della brillantezza superficiale, normalizzata al valore centrale. Sul grafico sono segnati diversi valori per  $\log_{10}(r_t/r_c)$ . Le frecce segnano la posizione di  $r_t$  per il modello considerato (King (1966)).

L'assunzione di diversi valori di  $c$  determina la variazione della forma dei profili nel modello, come mostrato in figura 1.5.

Un ulteriore effetto dinamico trattato dalla teoria evolutiva dei GCs è il *core collapse*. Se le stelle meno massicce acquisiscono sufficiente velocità, tale da superare la velocità di fuga dell'ammasso, possono allontanarsi da esso portando con sé una parte di energia cinetica e alterando le condizioni di equilibrio. Tale fenomeno è noto come **evaporazione gravitazionale**. In accordo con il teorema del viriale il sistema si contrae determinando un aumento della concentrazione delle regioni centrali. Tale incremento di densità porta all'aumento di probabilità che stelle superino la velocità di fuga a causa di interazioni gravitazionali. Ciò produce due effetti importanti:

1. un numero crescente di stelle riesce a superare la velocità di fuga dell'ammasso generando successivi eventi di evaporazione;
2. l'ammasso non è più in grado di ristabilire l'equilibrio viriale per cui in breve tempo esso sperimenta il collasso del *core*.

L'unico modo per arrestare questo processo è fornire energia al sistema. Si ritiene che una possibile fonte di tale energia possano essere le binarie. Infatti, quando una stella interagisce con un sistema binario, questo può cedere alla stella energia di legame e non energia cinetica. In uno scenario di questo tipo, il sistema binario si fa più stretto e viene rilasciata energia. Quindi una numerosa popolazione di binarie nelle regioni centrali può essere una

fonte considerevole di energia che può rallentare il collasso del nucleo.

Una delle principali caratteristiche utili a capire se un ammasso abbia sperimentato o meno il *core collapse* riguarda il profilo di densità, e il parametro di concentrazione che lo descrive. Il collasso del nucleo, infatti, provoca un forte aumento di densità nelle regioni centrali e ciò fa sì che il profilo devii dal modello di King. In particolare, nelle regioni interne, il profilo non segue un andamento costante tipico di questi modelli, ma mostra una cuspidè a legge di potenza.

I GCs possono quindi essere suddivisi a seconda del loro grado di evoluzione dinamica (descritto attraverso il parametro di concentrazione  $c$ ) in due categorie principali (Meylan & Heggie (1997)):

1. sistemi rilassati che non hanno ancora sperimentato la fase di collasso del *core* (*Pre-Core Collapse*) o nei quali quest'ultimo è avvenuto da molto tempo ( $c < 2$ );
2. sistemi che sono fase di collasso del *core* o in cui esso è appena terminato (*Core Collapse*, CC o *Post Core Collapse*, PCC) ( $c \sim 2 - 2.5$ ).

## 1.5 Gli ammassi Globulari del Bulge

Circa il 30% degli GGCs appartiene al Bulge. Il Bulge è una delle regioni meno accessibili della Via Lattea e la sua struttura, formazione ed evoluzione sono ancora oggetto di intenso dibattito nella comunità astronomica (Rich (1998); Ness et al. (2013); Origlia (2014); Zoccali & Valenti (2016)).

Molti studi hanno dimostrato che gli ammassi nel Bulge sono strumenti chiave per tracciare le proprietà delle sue popolazioni stellari in termini di cinematica, abbondanze chimiche ed età (Bica et al. (2006); Valenti et al. (2007); Barbuy (2018)). In aggiunta, gli ammassi caratterizzati da un alto contenuto di metalli sono riferimenti ideali per studiare il contenuto di bluge extra-galattici e non risolti.

Sfortunatamente, a causa delle limitazioni osservative relative alla grande estinzione e densità stellare nella direzione del Bulge, i suoi ammassi sono stati sistematicamente esclusi da grandi *survey* e sono poco studiati. L'arrivo di strumenti ad alta risoluzione spaziale sensibili alle lunghezze NIR equipaggiati con sistemi di ottica adattiva (sezione 2.2.2) montati su telescopi della classe degli 8-10 metri, ha aperto una nuova linea di investigazione riguardo il Bulge e i suoi ammassi stellari (per esempio Ferraro et al. (2009); Saracino et al. (2015); Saracino et al. (2016); Saracino et al. (2019)).

Due casi particolarmente interessanti di questo filone di studio sono Terzan 5 e Liller 1.

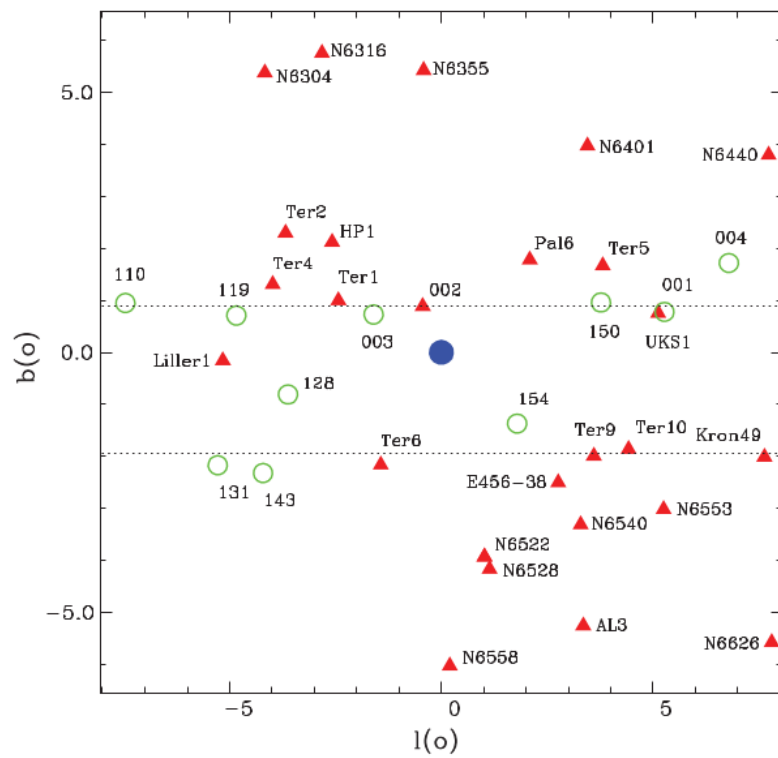


Figura 1.6: Posizione proiettata dei GGCs del Bulge in coordinate. I triangoli rossi corrispondono a GCs noti prima del 2016, i cerchi verdi sono GC candidati rilevati dalla survey VVV, mentre il cerchio in blu indica le coordinate del centro galattico (Bica et al. (2016)).

### 1.5.1 Terzan 5 e Liller 1

Terzan 5 è un sistema stellare situato nelle zone più interne del Bulge della Via Lattea ( $\alpha_{J2000} = 17^h 48^m 4.85^s$  e  $\delta_{J2000} = -24^\circ 26' 44.6''$  (Lanzoni et al. (2010))). La sua distanza è pari a  $d = 5.9 \pm 0.5$  Kpc, che corrisponde ad un modulo di distanza assoluto  $(m - M)_0 = 13.87$  (Valenti et al. (2007)). Questa regione è estremamente ricca di polveri e affetta da un forte assorbimento (reddening) della luce stellare con  $E(B-V) = 2.38 \pm 0.055$  (Lanzoni et al. (2010)), e mostra variazioni significative dipendenti dalla linea di vista (reddening differenziale Massari et al. (2012)). Inizialmente, questo ammasso globulare suscitò interesse a causa del suo singolare contenuto di millisecond-pulsar (MSP): in Terzan 5 infatti, risiede circa il 25% di tutte le millisecond-pulsar osservate nei GCs galattici (Ransom et al. (2005)). Con lo scopo di un'indagine che avesse come fine l'analisi di questa particolare popolazione, Terzan 5 fu osservato nel 2009 tramite lo strumento MAD, dotato di ottiche adattive e montato provvisoriamente sul telescopio VLT (Chile) dell'ESO. Le investigazioni fotometriche basate su questi dati (Ferraro et al. (2009)) in aggiunta ad analisi spettroscopiche (Origlia et al. (2011)) hanno dimostrato la presenza di almeno due sotto-popolazioni appartenenti all'ammasso, caratterizzate dalle seguenti abbondanze chimiche:  $[Fe/H] = -0.25$ ,  $[\alpha/Fe] = +0.34$  e  $[Fe/H] = +0.3$ ,  $[\alpha/Fe] = +0.03$  (figura 1.7). In aggiunta, le due popolazioni hanno età profondamente differenti (12 e 4.5 Gyr, Ferraro et al. (2016)). Le proprietà di Terzan 5 dimostrano che esso è strettamente legato al Bulge Galattico.

Liller 1 (in figura 1.10) è un ammasso globulare posto a circa 0.8 Kpc dal centro della Via Lattea, con coordinate  $l = 354.85^\circ$  e  $b = -0.16^\circ$  (Harris (2010)). Questa regione è fortemente affetta da arrossamento, con  $E(B-V)$  stimato di  $3.30 \pm 0.20$  (ottenuto da Saracino et al. (2015)) e confermato dai recenti risultati di Ferraro et al. (2020)). Questo valore porta ad un modulo di distanza pari a  $(m - M)_0 = 14.55 \pm 0.25$ , che corrisponde ad una distanza di  $8.1 \pm 1.0$  Kpc. A causa di tale estinzione, Liller 1 è sempre stato un oggetto molto difficile da osservare, soprattutto nelle bande ottiche. Il lavoro di Saracino et al. (2015), ha permesso una prima svolta nello studio della popolazione stellare di Liller 1, evidenziando una massa elevata ( $M > 2 \cdot 10^6 M_\odot$ ), simile a quella di Terzan 5, e fornendo un'accurata determinazione di parametri strutturali e fisici del sistema. Tali osservazioni nel vicino-IR tramite Gemini hanno inoltre permesso la costruzione del CMD di Liller 1 più profondo disponibile all'epoca. A questo progetto subentrano i recenti risultati di Ferraro et al. (2020). Dal CMD prodotto, mostrato in figura 1.11, emerge immediatamente la presenza di due *features* principali: una sequenza evolutiva tipica di una popolazione vecchia, e una Blue Plume che appare ben popolata, la cui distribuzione cumulativa radiale indica una reale appartenenza al sistema stellare. L'età di queste due popolazioni è stata datata a  $t = 12 \pm 1.5$  Gyr e a  $t \sim 1$  Gyr rispettivamente. Questo risultato classifica Liller 1 come un ammasso globulare non genuino, collocandolo

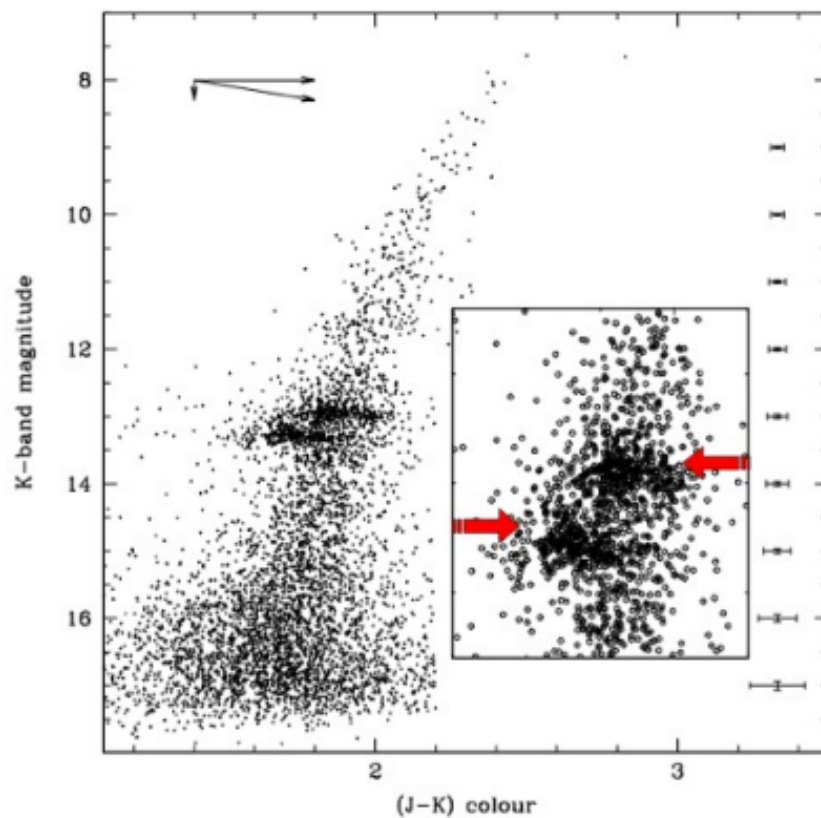


Figura 1.7: CMD nelle bande J e K di stelle entro 20" dal centro di Terzan 5. Nell'ingrandimento a destra è sottolineata la separazione in magnitudine dei due RC. L'andamento del vettore di reddening nel piano (J-K, K) (in alto a destra) evidenzia che l'effetto di arrossamento non sia in grado di originare questa doppia sequenza (Ferraro et al. (2009)).

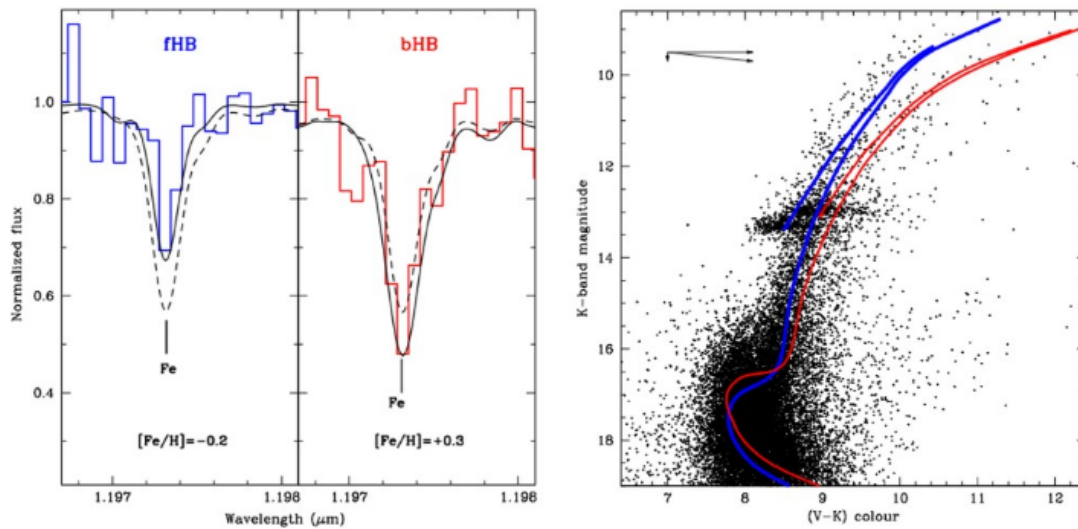


Figura 1.8: *Sinistra*: spettro combinato in banda J mostrante la riga del ferro a  $1.1973 \mu\text{m}$  di tre stelle appartenenti al RC *faint* (in blu) e più *bright* (in rosso). *Destra*: CMD ((V-K),K) ottenuto combinando dati VLT-MAD e HST-ACS, corretto per reddening differenziale (la direzione del vettore di reddening è mostrata in alto a destra). In questo diagramma sono graficate due isocrone con metallicità pari a  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$ ,  $Y = 0.26$  e  $t = 12$  Gyr (in blu), e  $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.3$ ,  $Y = 0.29$  e  $t = 6$  Gyr (Ferraro et al. (2009)).

nella stessa classe di strutture simili a GCs situate nel Bulge Galattico in cui viene identificato anche Terzan 5. Alla luce dei due CMDs in figura 1.12, questi due sistemi mostrano infatti delle analogie evidenti in termini delle sequenze evolutive vecchie: se i rispettivi RCs sono allineati, anche RGB-bump, RGB e MS-TO appaiono agli stessi livelli di magnitudine, rendendo le due popolazioni riproducibili dalle stesse isocrone ( $t = 12$  Gyr e  $[\text{M}/\text{H}] = -0.3$ ). Questo suggerisce che entrambi i sistemi si siano formati all'epoca della formazione della Via Lattea, da nubi di gas con composizione chimica simile. Le diverse età delle popolazioni stellari indicano invece una storia di formazione stellare molto differente.

Le caratteristiche di questi due sistemi stellari (Terzan 5 e Liller 1) sembrano strettamente legate al Bulge Galattico: le popolazioni stellari in Liller 1 sembrano molto simili a quelle di Terzan 5, e queste ultime, presentano abbondanze sia di metalli che di elementi  $\alpha$ , paragonabili alle stelle di Bulge (Zoccali et al. (2008)). Questo profondo legame, indica che queste strutture siano parte del Bulge Galattico dall'epoca della sua formazione. Quindi essi potrebbero essere i residui di strutture più massive che hanno contribuito alla formazione del Bulge. Per questo motivo sono stati battezzati **Frammenti Fossili del Bulge** (*Bulge Fossil Fragments*, BFF): i loro progenitori potrebbero essere i *clumps* massivi, frutto di instabilità di dischi, che sarebbero riusciti a sopravvivere alla coalescenza nelle zone centrali della Galassia (Behrendt et al. (2016)).

Questa affascinante ipotesi suggerisce quanto sia cruciale cercare altri sistemi dalle carat-

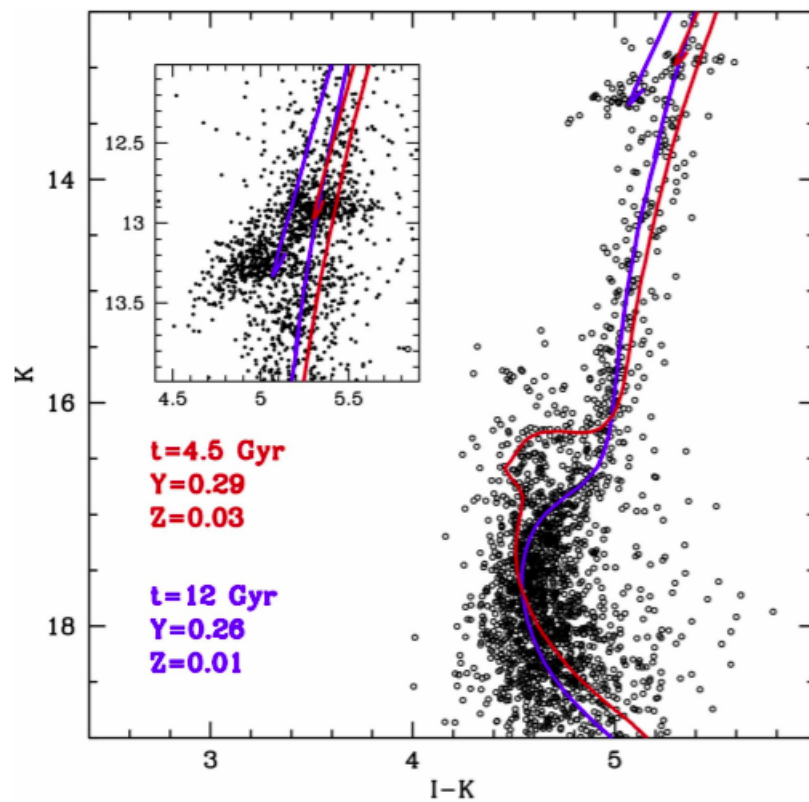


Figura 1.9: CMD (I-K, K) corretto per reddening differenziale di Terzan 5, ottenuto dalla combinazione di dati VLT-MAD (banda K) e HST-ACS (banda I) di una regione di circa  $600 \text{ arcsec}^2$ . Il diagramma mostra la presenza di due distinti MS-TO e SGB. Le isocrone riportate con i relativi parametri sono state ottenute da [Girardi et al. \(2002a\)](#) ([Ferraro et al. \(2016\)](#)).

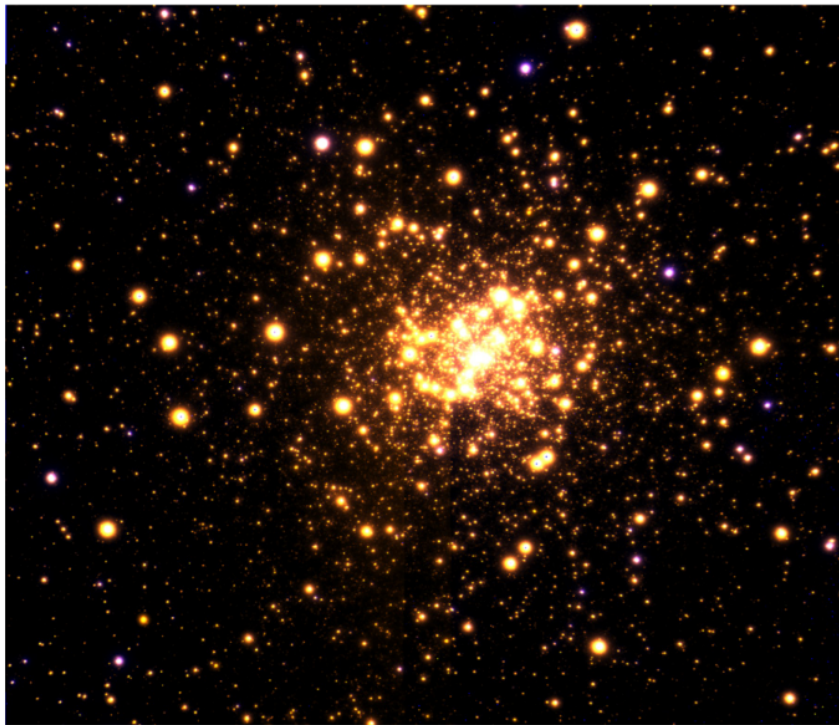


Figura 1.10: Immagine in falsi colori di Liller 1 ottenuta combinando le osservazioni Gemini nelle bande NIR J e K<sub>S</sub>. Il FoV è di 95" x 95" e le stelle dalla colorazione bluastra sono stelle calde di campo (Saracino et al. (2015)).

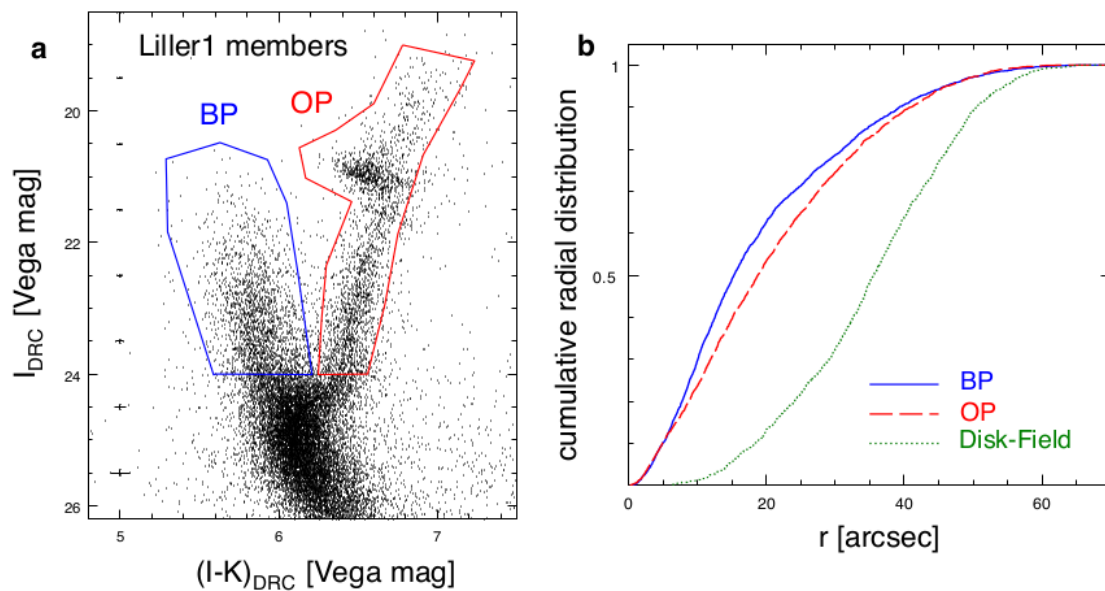


Figura 1.11: **a**: diagramma (I-K, I) di stelle membre di Liller 1 corretto per reddening differenziale. È possibile individuare due sequenze evolutive distinte: la Blue-Plume in blu, e la Old Population in rosso. **b**: distribuzione cumulativa radiale delle sotto-popolazioni di Liller 1, compresa la componente delle stelle di campo appartenenti al disco della Galassia (Ferraro et al. (2020)).

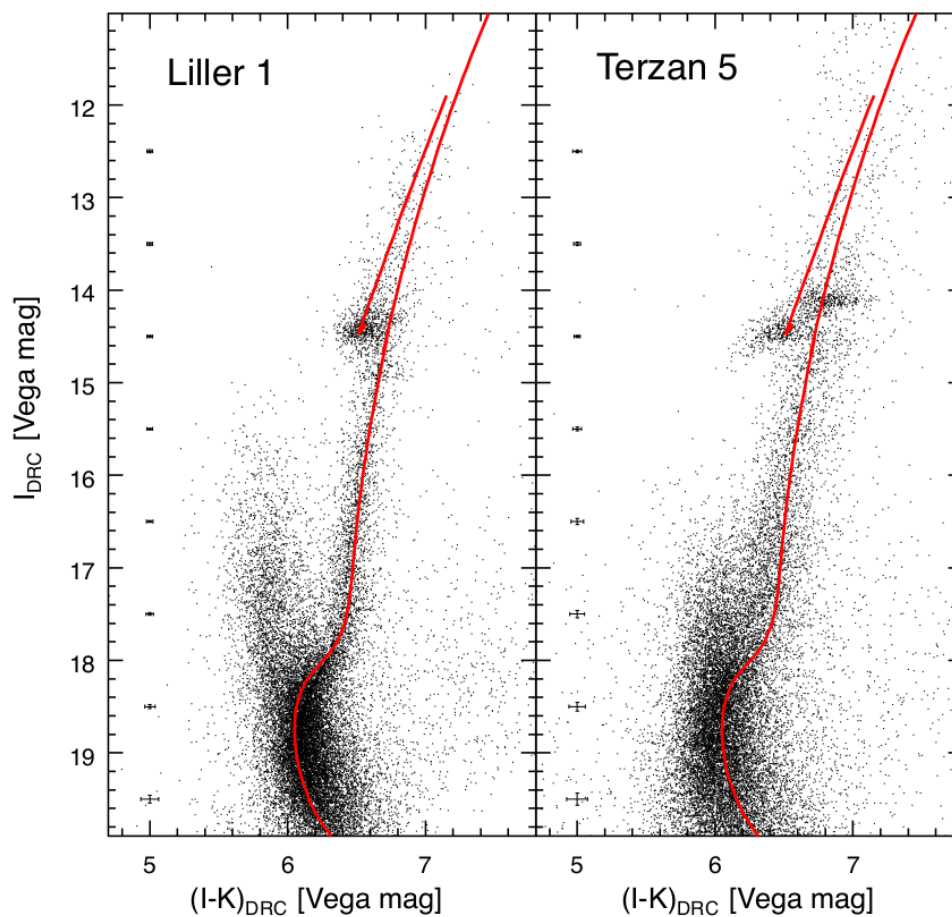


Figura 1.12: *Sinistra*: CMD di Liller1 corretto per reddening differenziale. In rosso sono graficate le isocrone [Girardi et al. \(2002b\)](#), [Marigo et al. \(2017\)](#) utilizzate per stimare l'età della componente OP ( $t = 12$  Gyr e  $[M/H] = -0.3$ ). *Destra*: CMD di Terzan 5 scalato in magnitudine e colore in modo che il suo Red clump meno luminoso corrisponda a quello di Liller 1. In rosso le stesse isocrone del pannello di sinistra.

teristiche simili a quelle di Terzan 5 e Liller 1, situati nel Bulge della Via Lattea.

# Capitolo 2

## Strumenti e Data-Set

### 2.1 Hubble Space Telescope

Il telescopio Spaziale HST è nato dalla collaborazione fra le agenzie spaziali NASA e ESA ed è stato lanciato il 24 Aprile del 1990 attraverso lo Space Shuttle Discovery. È posizionato ad un'altezza di 547 km dal suolo e viaggia ad una velocità di 8 km/s, impiegando così circa 95 minuti per effettuare un'orbita completa attorno alla Terra. La struttura che ospita il telescopio misura 13.2 metri in lunghezza e 4.2 metri di diametro ed è alimentato da due matrici di pannelli solari, ciascuno dei quali misura 2.45 x 7.56 metri. L'energia elettrica fornita viene in parte immagazzinata in sei batterie di nichel-idrogeno ( $\text{NiH}_2$ ), che garantiscono all'osservatorio di poter operare anche durante il tratto di orbita in cui HST passa nel cono d'ombra della Terra.

HST è classificato come riflettore Ritchey-Chrétien, e la sua configurazione ottica è mostrata schematicamente in figura 2.1. Lo specchio primario e secondario (di diametro 2.4 m e 30.5 cm rispettivamente), collimano la luce sul cosiddetto piano focale, dove viene poi raccolta dalla strumentazione installata a bordo. Gli strumenti attualmente operativi sono

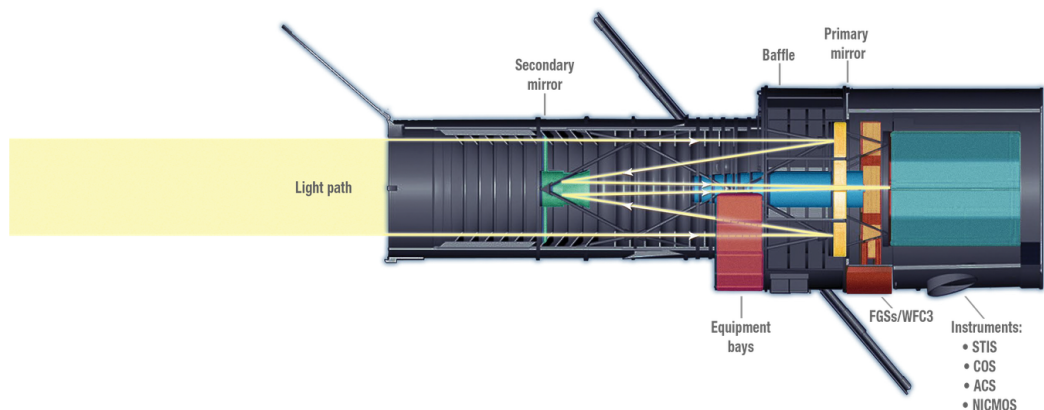


Figura 2.1: Montatura Ritchey-Chrétien di HST.

cinque:

- **Advanced Camera for Surveys (ACS):** camera studiata per le grandi survey, ricoprendo un ampio range di lunghezza d'onda, dall'ultravioletto all'infrarosso;
- **Wide Field Camera 3 (WFC3):** camera composta da due canali, uno per la luce visibile e ultravioletta (UVIS), e uno per la luce nel vicino infrarosso (NIR). Entrambi utilizzano rivelatori a stato solido. Nello specifico, per UVIS essi consistono in un array di 16 megapixel di Charge Coupled Device (CCD), mentre il canale NIR è dotato di una superficie fotosensibile HgCdTe (Tellururo di Mercurio e Cadmio);
- **Cosmic Origins Spectrograph (COS):** spettrografo focalizzato sulla luce UV, impiegato per comprendere l'origine degli elementi essenziali per la vita, come il carbonio e il ferro. È dotato di due canali: FUV (90 - 215 nm) e NUV (170 - 320 nm), composti da micro-channel plates;
- **Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS):** strumento formato dalla combinazione di una camera con uno spettrografo. È sensibile ad un ampio range di lunghezza d'onda (115 - 1000 nm) e utilizza tre detector: CCD per la banda ottica e NIR, e Multi-Anode Microchannel Array (MAMA) per il vicino ultravioletto (NUV) e il lontano ultravioletto (FUV). La particolarità dello spettrografo consiste nel poter essere utilizzato sia in modalità long-slit, per ottenere spettri di più oggetti contemporaneamente, che in modalità echelle, suddividendo lo spettro di un singolo oggetto in vari sotto-intervalli di lunghezza d'onda;
- **Fine Guidance Sensor (FGS):** sistema di puntamento che permette di effettuare astrometria di precisione con una risoluzione dell'ordine dei miliardesimi di secondo in un ampio range di magnitudini ( $3 < V < 16.8$ ).

Lo strumento utilizzato in questo lavoro è la camera ACS, che viene descritta in maggior dettaglio all'interno della sezione seguente.

### 2.1.1 La camera ACS/WFC

La camera ACS include tre sotto-strumenti: la Wide Field Camera (WFC), la High Resolution Channel (HRC) e la Solar Blind Channel (SBC). Quest'ultima impiega un rivelatore MAMA, utilizzato per osservazioni nell'ultravioletto, mentre gli altri strumenti si servono di CCD, sensibili dal near-UV al near-IR. La WFC è una camera sia ottica che infrarossa e il range di lunghezza d'onda che copre è 350-1100 nm. È composta da due chip (WFC1 e WFC2) formati da una matrice di 4096 x 2048 pixel di dimensioni  $15 \times 15 \mu m^2$ , che portano ad una *pixel scale* di 0.05"/pixel. Il campo di vista risultante è 202" x 202", con un gap tra i due

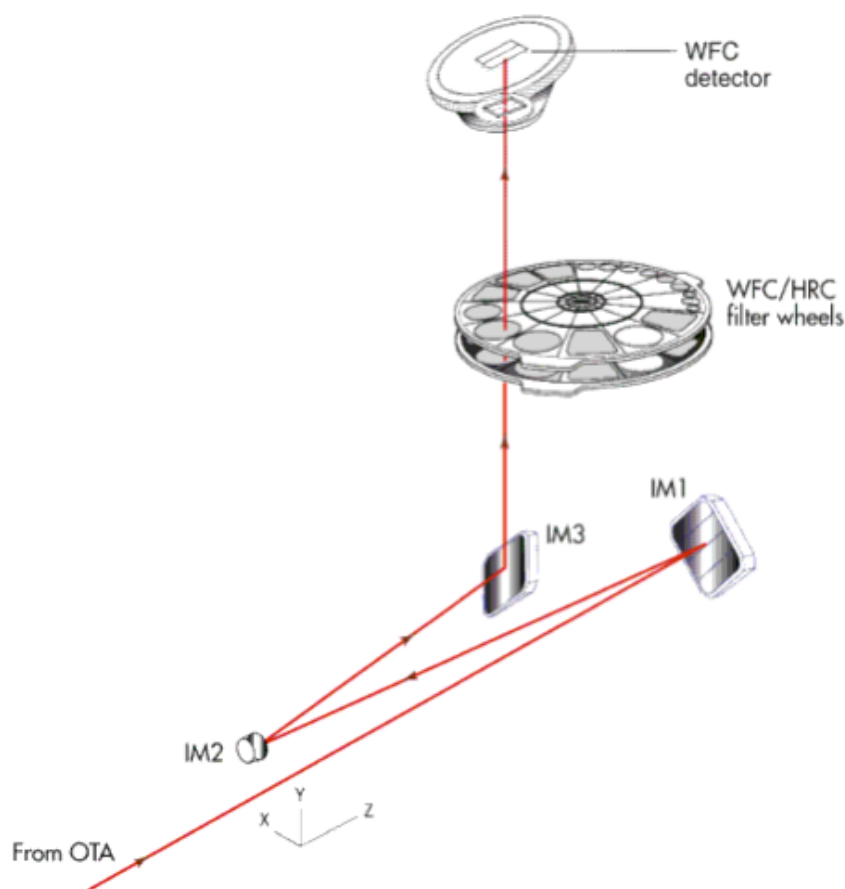


Figura 2.2: Design ottico di ACS/WFC.

CCD di 2.5" (50 pixel) (Ryon (2019)). I CCD sono assottigliati, in modo da essere utilizzati in modalità *back side illuminated*, e rivestiti con uno strato antiriflettente.

WFC possiede due ruote di filtri in condivisione con HRC, progettati per produrre immagini sia a banda stretta che a banda larga. Il cammino che i fotoni percorrono all'interno della camera è schematizzato in figura 2.2.

Alcune caratteristiche rilevanti dello strumento sono riassunte in tabella 2.1.

## 2.2 Ottica adattiva

### 2.2.1 Turbolenza atmosferica

Il profilo di brillantezza di una sorgente sul piano del telescopio viene descritto dalla Point Spread Function (PSF, funzione di allargamento del punto). Per una sorgente puntiforme come quelle stellari, l'immagine sul rivelatore dovrebbe idealmente essere rappresentata da una Delta di Dirac. Tuttavia, effetti reali di tipo osservativo portano ad una deformazione

	WFC
<b>Campo di Vista</b>	202" x 202"
<b>Pixel scale</b>	0.05 "/pixel
<b>Formato immagine</b>	2 x 2048 x 4096 pixel
<b>Peak efficiency</b>	48% a 700 nm
<b>Read Out Noise</b>	2.5 e <sup>-</sup>
<b>Dark Current</b>	0.012 e <sup>-</sup> /s/pixel
<b>Gain</b>	2.0 e <sup>-</sup> /ADU
<b>Livello di Saturazione</b>	80000 e <sup>-</sup> /pixel

Tabella 2.1: Principali caratteristiche della camera WFC.

di questa funzione, provocandone un allargamento. Nel dettaglio, sono due i contributi principali che causano questo effetto (singolarmente o combinati):

1. la diffrazione dovuta alle ottiche del telescopio;
2. la turbolenza atmosferica.

La diffrazione, causata dal sistema di ottiche dello strumento, è legata al passaggio della luce attraverso le fenditure. Conduce al cosiddetto limite di diffrazione, che per un'apertura circolare è descritto dal pattern del disco di Airy:

$$\theta_{diff} \sim 1.22 \frac{\lambda}{D}, \quad (2.1)$$

dove  $\theta_{diff}$  indica la dimensione angolare della figura di diffrazione,  $\lambda$  rappresenta la lunghezza d'onda di osservazione e  $D$  il diametro del telescopio.

Ma l'effetto dominante, che rappresenta la principale limitazione delle osservazioni astronomiche da terra, è causato dalla presenza dell'atmosfera. I fronti d'onda che giungono sul suolo terrestre da una sorgente puntiforme, che dovrebbero essere idealmente piatti e paralleli l'uno all'altro, vengono distorti in modo casuale a causa del passaggio attraverso celle d'aria. L'atmosfera infatti non può essere considerata un mezzo uniforme: il gradiente in temperatura causa forti variazioni in densità, che a loro volta producono variazioni in indice di rifrazione. L'effetto complessivo è un movimento di masse d'aria (**turbolenza**), che degrada la qualità delle immagini dei telescopi ground based. In un'atmosfera così descritta, ogni cella d'aria ha un indice di rifrazione differente e agisce come una singola lente che rifrange i raggi incidenti in direzioni diverse. Come risultato, quando la luce colpisce il telescopio, i raggi non sono più paralleli e il fronte d'onda non è più piatto (McLean (2008)). Gli effetti dovuti alla turbolenza atmosferica sulle immagini vengono comunemente definiti come *seeing*.

Per quantificare il *seeing*, è utile introdurre delle quantità che parametrizzano la turbolenza atmosferica. Il primo è il parametro di Fried  $r_0$  che rappresenta la lunghezza scala su cui il

fronte d'onda non è significativamente perturbato e quindi la turbolenza può essere considerata costante. Questo parametro è funzione della lunghezza d'onda di radiazione secondo la relazione:

$$r_0 \propto \lambda^{6/5}, \quad (2.2)$$

e perciò il *seeing* dovrebbe essere migliore a lunghezze d'onda infrarosse che a quelle visibili, dove  $r_0$  tende ad avere valori intorno a 20 cm. Il parametro di Fried può essere interpretato come l'apertura per la quale si otterrebbe la stessa risoluzione angolare di un'immagine in assenza di turbolenza (McLean (2008)). In altre parole, la risoluzione di immagini affette da *seeing*, ottenute attraverso un'atmosfera con turbolenza caratterizzata da un certo  $r_0$ , è uguale alla risoluzione di immagini affette solamente dal limite di diffrazione prese con un telescopio di apertura pari a  $r_0$ .

Un altro parametro per descrivere la turbolenza atmosferica è il **tempo di coerenza**  $t_0$ , che rappresenta il tempo entro cui la variazione temporale del fronte d'onda della radiazione incidente può essere considerata stabile. È descritto dalla seguente formula:

$$t_0 \approx 0.314 \frac{r_0}{v}, \quad (2.3)$$

e dipende solo dalla velocità media della turbolenza nei diversi strati dell'atmosfera  $v$ , poiché il tempo di vita di una cella atmosferica supera il tempo che impiega il fronte d'onda per attraversarla.

Quindi, a seconda del sito dove è posto il telescopio (*space based* o *ground based*), le sue caratteristiche e la lunghezza d'onda di osservazione, l'allargamento della PSF può essere guidato dalla diffrazione (immagini *diffraction-limited*) o dal *seeing* (dando vita ad immagini *seeing-limited*). Gli astronomi paragonano questi due tipi di immagini usando il **Rapporto di Strehl** (*Strehl Ratio*), che è definito come il rapporto tra l'intensità al picco del disco di *seeing* e l'intensità al picco del disco di diffrazione di Airy teorico, ed ha un valore tipico di  $\sim 0.01$  (McLean (2008)).

### 2.2.2 Sistemi di ottica adattiva

La tecnica dell'ottica adattiva nasce con lo scopo di riuscire a sfruttare a pieno la risoluzione teorica dei telescopi da Terra, cercando di correggere attraverso un sistema di ottiche l'effetto di turbolenza atmosferica (Babcock (1953)), come discusso nella sezione 2.2.1. In figura 2.3 è rappresentato uno schema del funzionamento di un sistema di ottica adattiva. Gli elementi principali sono: uno specchio deformabile (*Deformable Mirror DM*), un sensore di lunghezza d'onda (*Wavefront sensor WFS*) e un *Real time Computer* (RTC). Il fascio di luce aberrato viene collimato e indirizzato verso il DM. Utilizzando le informazioni provenienti dal WFS, il RTC calcola le correzioni da applicare al fronte d'onda incidente grazie al DM:

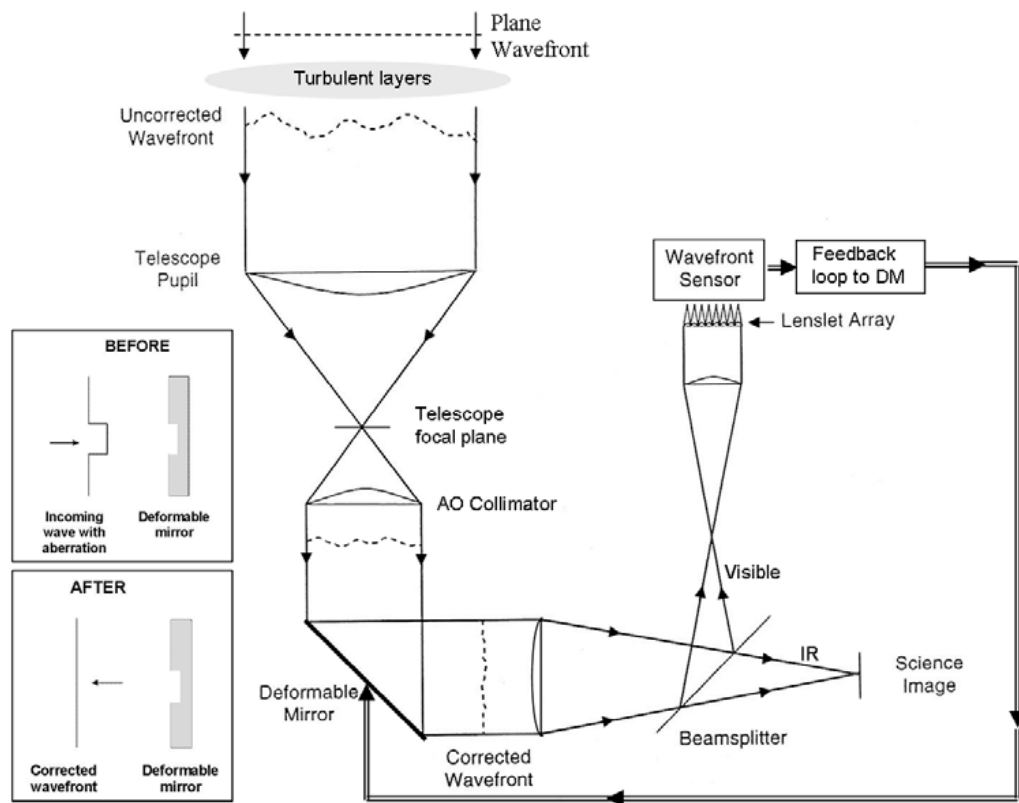


Figura 2.3: Schema di un sistema di ottiche adattive. Credits: [McLean \(2008\)](#)

esso infatti modifica la sua forma riproducendo quella del fronte d'onda incidente. Quando il fronte d'onda riflesso diventa planare, il fascio di luce viene diviso da un elemento dispersivo in una componente IR, indirizzata verso il detector, e una blu, ricevuta e analizzata dal WFS. Il processo viene iterato e migliorato più volte tramite l'analisi da parte del WFS dei residui dopo la correzione apportata dallo step precedente.

I sensori di lunghezza d'onda si classificano in due gruppi, che si differenziano nel modo in cui registrano le proprietà del fronte d'onda incidente. I sensori indiretti deducono le caratteristiche della luce incidente da una singola apertura posta vicino al piano focale del telescopio. Al contrario, i sensori diretti dividono il fascio in due sub-aperture e utilizzano l'intensità all'interno di entrambe per dedurne le proprietà. Un esempio di interesse all'interno di questa categoria è rappresentato dai sensori Shack-Hartmann (figura 2.4). Questi sensori sono costituiti da una matrice di microlenti. La grandezza delle microlenti deve essere comparabile con il parametro di Fried, calcolato per la lunghezza d'onda e il tempo di osservazione del caso. Se le microlenti sono attraversate da un fronte d'onda planare, esse genereranno una distribuzione uniforme di punti luminosi. Se invece sono attraversate da un fronte d'onda deformato, genereranno una distribuzione irregolare di spot luminosi come schematicamente riportato in Figura 2.4. La differenza tra le posizioni del fronte regolare e irregolare rappresenta una stima della deformazione. Le sezioni del DM vengono

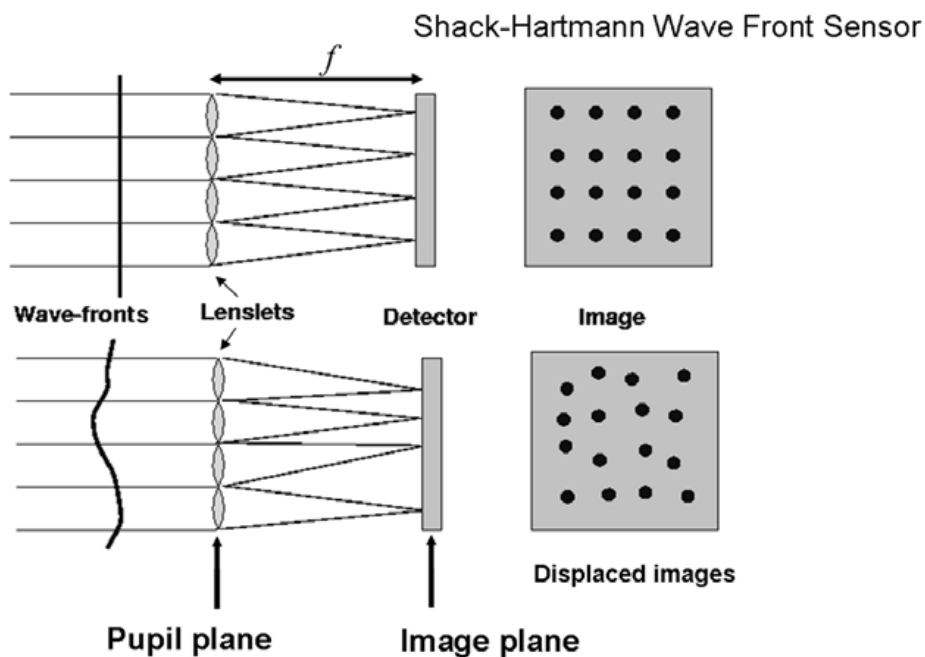


Figura 2.4: Sistema di sensori Shack-Hartmann. CCD ad alta velocità sono richiesti per registrare il trasferimento delle immagini. Credits: McLean (2008)

attivate in modo da deformare lo specchio di una quantità opposta rispetto alla deformazione del fronte d'onda.

Tradizionalmente i processi di correzione di ottica adattiva richiedono tipicamente l'utilizzo di una stella di riferimento (stella di guida naturale NGS), il che porta a due fondamentali limitazioni nel metodo:

1. essa deve essere sufficientemente brillante ( $V < 12$ , McLean (2008)) da fornire un buon rapporto segnale-rumore per ognuna delle sotto-aperture. In questo modo il WFS è in grado di stimare accuratamente le correzioni da applicare al fronte d'onda;
2. la NGS deve inoltre essere vicina al target di riferimento (pochi arcosecondi). Le distorsioni del fronte d'onda, infatti, variano in funzione della distanza angolare e la regione all'interno del quale si può ottenere un'ottima compensazione delle deformazioni è definita dall' **angolo isoplanatico**:

$$\theta_0 = 0.314 \frac{r_0}{H}, \quad (2.4)$$

con  $H$  distanza media dallo strato di seeing atmosferico. Se due sorgenti sono separate più di un angolo  $\theta_0$ , allora la loro luce attraversa diverse zone di turbolenza, pertanto i loro fronti d'onda vengono modificati in maniera differente. Una schematizzazione del fenomeno è rappresentata in figura 2.5. Se non è presente alcuna stella di riferi-

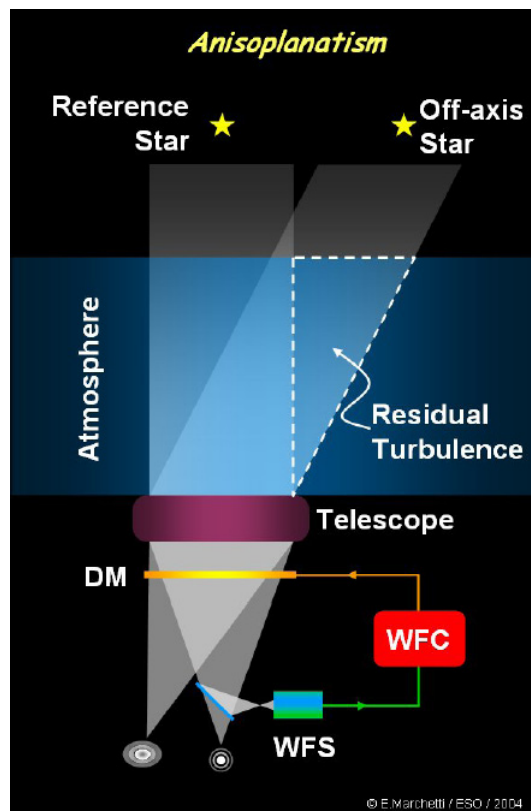


Figura 2.5: Effetto di isoplanatismo. Credits: ESO

mento all'interno della regione isoplanatica, allora i sistemi di AO non riescono a funzionare in modo efficace.

L'insieme di queste due condizioni determina difficoltà non trascurabili nell'applicazione di questa tecnica determinate dalla distribuzione non omogenea di stelle brillanti nel piano del cielo (*sky coverage*) e dalla difficoltà di trovarne vicine al target scientifico. Per questo motivo sono state studiate procedure alternative. Una tra tutte coinvolge l'utilizzo di fasci laser per la creazione di stelle guida artificiali (Foy & Labeyrie (1985)). Esistono due tipologie di stelle di guida laser (LGS): il *Rayleigh beacon*, il quale utilizza lo scattering Rayleigh della luce con le molecole della parte bassa dell'atmosfera, generando il segnale a  $\sim 20$  km di altitudine; il *sodium-beacon*, che interagisce con gli atomi di sodio nella mesosfera ad un'altitudine di  $\sim 90$  km. Tuttavia, le stelle naturali non sono del tutto imprescindibili per la correzione, poiché il cammino ottico del laser causa una figura di diffrazione troppo stabile sul fuoco del telescopio. È quindi necessario rifarsi anche ad una NGS, poiché la sua luce attraversa l'atmosfera una sola volta. Questo effetto è chiamato *tip-tilt effect*.

Con l'introduzione delle LSG è stato possibile ampliare i target osservabili attraverso sistemi di ottica adattiva, risolvendo in modo parziale il problema di copertura del cielo.

Per cercare invece di ovviare al problema inerente al ristretto FoV attorno alla stella guida

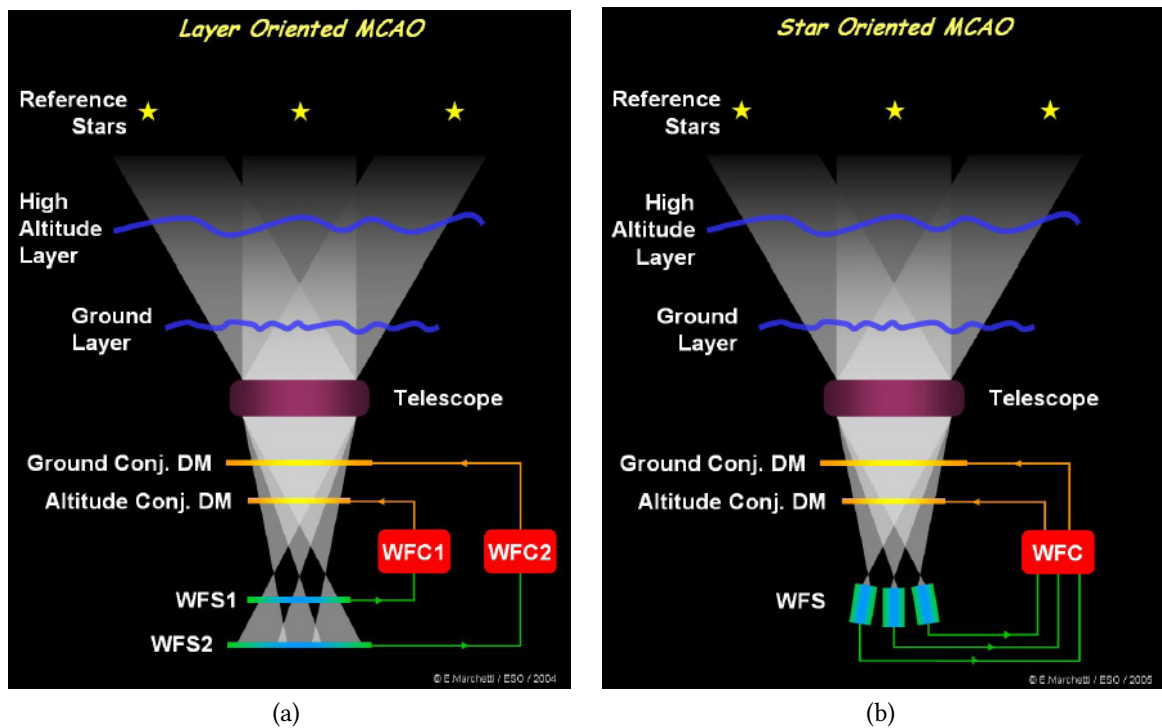


Figura 2.6: Assetto Layer Oriente MCAO e Star Oriented MCAO a confronto. Credits:ESO

(naturale o artificiale) è stata ideata la tecnica Multi-coniugate Adaptive Optics (MCAO), introdotta per la prima volta da Beckers (Beckers (1989)).

### Sistemi MCAO

I sistemi MCAO sono in grado di correggere l'effetto di turbolenza atmosferica in tre dimensioni, in modo da produrre una compensazione uniforme su un più ampio FoV (rispetto ai sistemi Single Coniugated AO) (Ellerbroek & Rigaut (2000)). Al fine di calcolare la distribuzione tridimensionale della turbolenza, sono necessarie misurazioni delle distorsioni ottiche da più stelle di riferimento (sia naturali che artificiali), ognuna delle quali fornisce una misura della turbolenza in una direzione diversa. Il procedimento che il computer esegue per convertire queste proiezioni lineari nei profili originali 3D è noto come tomografia atmosferica. Esistono due diversi tipi di approcci nella costruzioni di questi sistemi: *Star Oriented* MCAO (Foy & Labeyrie (1985)), e il *Layer Oriented* MCAO (Ragazzoni et al. (2002)). Entrambi correggono le distorsioni introdotte a diverse altezze nell'atmosfera usando più DM e WFS. Per quanto riguarda lo *Star Oriented* MCAO (rappresentato in figura 2.6 a sinistra), ad ogni stella guida è fatto corrispondere un WFS e viene applicato il processo tomografico. Nel sistema *Layer Oriented* invece, (figura 2.6, a destra), i WFS sono accoppiati direttamente a specifici strati dell'atmosfera. Così, ogni WFS riceve il segnale della distorsione del fronte d'onda e lo trasmette al corrispondente DM, il quale, combinando otticamente

la luce proveniente dalle stelle di guida multiple, applica una correzione proporzionale a quella ricevuta. L'unico telescopio dotato di sistemi di ottica adattiva MCAO attualmente funzionante è GeMS

## 2.3 Gemini South Telescope

Il Gemini Observatory presenta due telescopi, con specchi di diametro 8.1 m, localizzati in due siti di osservazione differenti: il *Gemini North*, localizzato sul monte Mauna Kea (Hawaii) e il *Gemini South*, situato a La Serena (Chile). Entrambi hanno montatura di tipo Cassegrain.

Nello specifico, lo strumento con il quale sono stati acquisiti i dati utilizzati in questo lavoro è montato sul telescopio Gemini South (GeMS).

### 2.3.1 GeMS

GeMS è un apparato strumentale montato sul Gemini South Telescope. Opera in un range di lunghezza d'onda NIR (0.95-2.5  $\mu\text{m}$ ) su un campo di vista di 120" x 120" (Neichel et al. (2014)). È composto da tre principali sotto-sistemi:

- il *Laser* al sodio da 50 W;
- il sistema ottico *Beam Transfer Optics (BTO)*;
- il supporto *CANOPUS* per il sistema MCAO.

Le prime due componenti vanno a costituire la *Laser Guide Star Facility (LGSF)*. Il laser viene diviso dal sistema di trasferimento in cinque fasci da 10 W ognuno producendo così cinque stelle di guida artificiali, disposte in modo da formare un quadrato all'interno dell'intero campo di vista, di lato 60" (Fig. 2.7).

GeMS è basato sull'approccio *Star Oriented* MCAO, e quindi ognuna delle 5 LGS è collegata ad un WFS, che recepiscono ogni distorsione del fronte d'onda delle stelle artificiali subito durante il passaggio attraverso l'atmosfera. Esse vengono poi compensate da un sistema di due specchi deformabili. Inoltre, GeMS può utilizzare fino a 3 NGS, disposte entro un raggio di 1' dal centro del puntamento. In questo modo, il *target* scientifico può trovarsi ad una distanza massima di 60" dalle NGS, e la performance sarebbe essenzialmente della stessa qualità come se il *target* fosse vicino alla stella di guida naturale, grazie alle correzioni di MCAO (Neichel et al. (2014)).

Tuttavia, la limitazione principale dell'utilizzo di NGS resta la restrizione sulla magnitudine. Per un sistema come GeMS la condizione risulta  $R < 15.5$ , che si rivela in ogni caso meno restrittiva rispetto ad un sistema di ottica adattiva semplice. Con tali condizioni, la

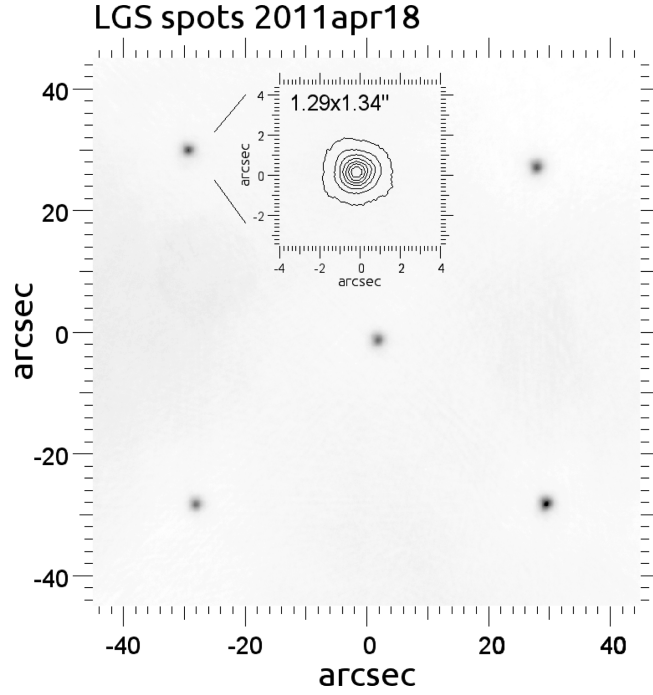


Figura 2.7: Disposizione delle 5 stelle di guida laser (LGSs) all'interno del campo di vista della camera GSAOI di Gemini South.

	<b>GSAOI</b>
<b>Campo di Vista</b>	85" x 85"
<b>Read Noise</b>	5.7 e <sup>-</sup>
<b>Gain</b>	2.4 e <sup>-</sup> /ADU
<b>Pixel scale</b>	0.03"/pixel
<b>Livello di saturazione</b>	50000 e <sup>-</sup> /pixel

Tabella 2.2: Principali caratteristiche della camera GSAOI.

probabilità di avere tre NGS è stata stimata è circa del 30%, mentre quella di non trovarne alcuna nell'intero FoV è del 35%.

L'output del sistema GeMS è collegato alla camera GSAOI che opera nel NIR (0.9 - 2.4  $\mu m$ ). È costituita da un mosaico di 4 chip, composti da un array di 2048  $\times$  2048 pixel separati da una gap di  $\sim 2$  mm e ricopre un FoV di 85" x 85". La tabella 2.2 riassume alcune caratteristiche rilevanti di questa camera.

## 2.4 Data-Set

NGC 6638 è un ammasso globulare situato nella zona più interna del Bulge galattico. Le sue coordinate equatoriali presentate in letteratura sono  $\alpha_{J2000} = 18^h 30^m 56.10^s$  e  $\delta_{J2000} = -25^\circ 29' 50.9''$ . L'ammasso è collocato a 2.2 Kpc di distanza dal centro galattico e a 10.3 Kpc dal Sole (Baumgardt et al. (2019)). Presenta un assorbimento in banda V  $A_V = 1.3$  mag,

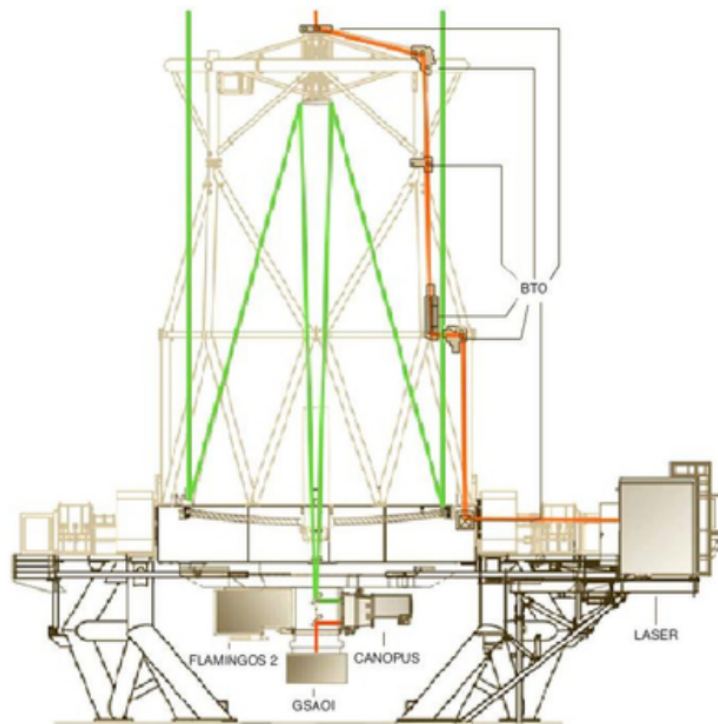


Figura 2.8: Struttura schematica del sistema MCAO GeMS, montato al Gemini South Telescope.

essendo  $E(B-V) \sim 0.41$  (Harris (2010)). NGC 6638 ha una metallicità  $[Fe/H] = -0.99$  e un'abbondanza di elementi  $\alpha$  pari a  $[\alpha/Fe] = 0.4$  (Carretta et al. (2009)).

I data-set analizzati durante questo lavoro di Tesi sono stati acquisiti con due strumenti differenti: la camera ACS/WFC di HST (in riferimento alla sezione 2.1.1), e la camera GSAOI/GeMS al Gemini South Telescope (in riferimento alla Sezione 2.3.1).

Le osservazioni di NGC 6638 sono state ottenute tramite HST il 22 Agosto 2016 dalle ore 01:21 alle ore 02:05 (Proposal ID: 14074; P.I. Roger Cohen). È un set di cinque immagini in totale in banda F606W (corrispondente approssimativamente ad una V e che per comodità verrà chiamata con questo nominativo nei capitoli successivi), di cui una ad esposizione corta (10 secondi) e le restanti con tempo di esposizione 495 secondi ognuna.

I dati acquisiti con la camera GSAOI sono stati ricavati in due notti di osservazione: 17 e 18 Aprile 2019 (Program GS-PLAN20190417; P.I. Roger Cohen). Essi consistono in: 17 immagini in banda J, di cui una breve (tempo di esposizione 15 secondi) e le rimanenti con tempo di esposizione 45 secondi; 18 immagini in banda  $K_S$ , due brevi da 15 secondi e le restanti 16 da 30 secondi di esposizione. In particolare queste osservazioni sono state realizzate utilizzando la strategia osservativa del dithering, che consiste nell'effettuare diversi puntamenti del target, con un offset di declinazione e ascensione retta.

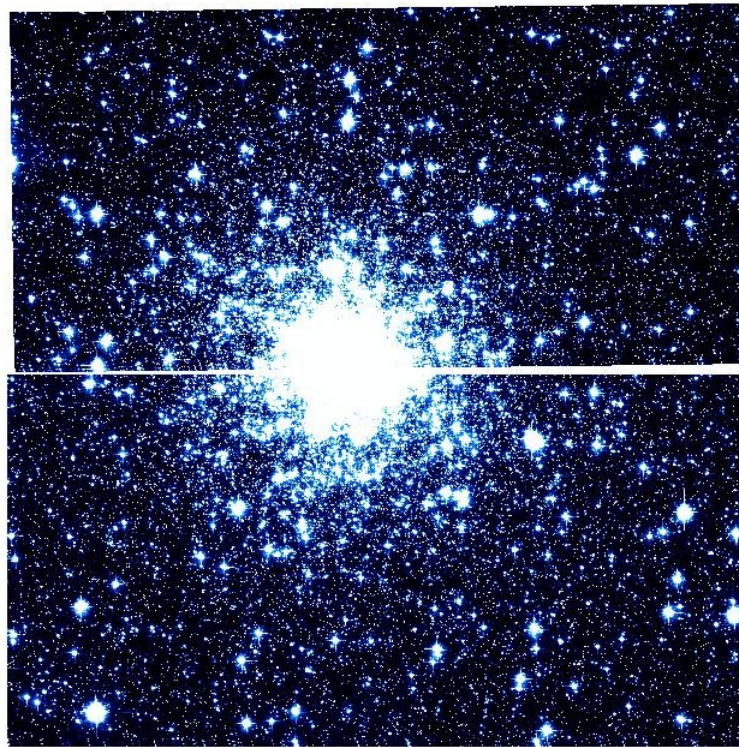


Figura 2.9: Immagine dell'ammasso globulare NGC 6638 nel filtro F606W acquisita con la camera ACS di HST.

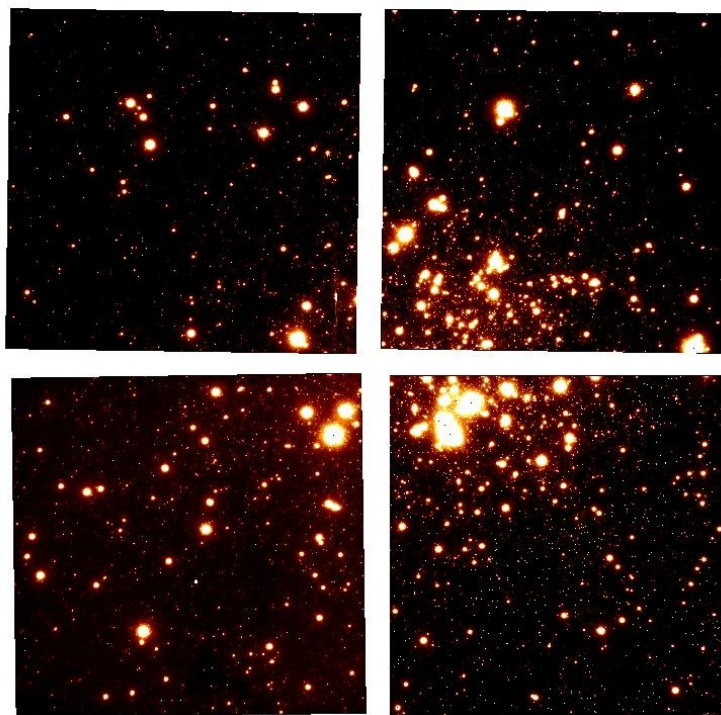


Figura 2.10: Immagine dell'ammasso globulare NGC 6638 nel filtro J a sinistra, e  $K_s$  a destra acquisita con la camera GSAOI di Gemini South Telescope.



# Capitolo 3

## Analisi Dati

### 3.1 Pre-riduzione

Il primo step dell'analisi dati è la pre-riduzione, che racchiude tutte le operazioni necessarie per correggere effetti strumentali dalle immagini scientifiche. In generale le azioni che solitamente vengono eseguite sono correzioni per:

- **FLAT FIELD:** ogni pixel che compone lo strumento lavora in maniera indipendente e questo porta alla non uniformità nella risposta globale del detector. L'efficienza varia infatti da pixel a pixel. Le immagini di FLAT FIELD vengono utilizzate proprio per la correzione di questo difetto. La tecnica consiste nell'espore il CCD a una sorgente di luce uniforme che produca un'immagine il più omogenea possibile. Essa può essere ottenuta in due modalità: puntando una regione di cielo contenente poche stelle, tipicamente all'alba o al tramonto (**SKY FLAT**), oppure puntando la cupola del telescopio (**DOME FLAT**);
- **SKY:** attraverso queste immagini è possibile sottrarre il cosiddetto "sky background" che rappresenta tutta la luce che arriva da una zona "vuota" di cielo;
- **BIAS:** le immagini di bias sono *frame* ottenuti con l'otturatore chiuso e tempo di esposizione zero. Rappresentano il rumore elettronico del CCD.

Le operazioni di pre-riduzione sono state attuate attraverso il software IRAF<sup>1</sup>, pertanto le task nominate in questa sezione fanno riferimento a questo programma.

#### 3.1.1 HST

Le immagini disponibili per questo data-set sono del tipo `flat`, cioè già corrette per Flat-Field, Bias, Dark Current e per Charge Transfer Efficiency (CTE). Questo ultimo effetto è

---

<sup>1</sup>IRAF è un software adatto alla riduzione e all'analisi di dati astronomici e per questo motivo è stato utilizzato più volte durante il lavoro di Tesi.

relativo all'efficienza del CCD nel trasferimento della carica attraverso il chip nella fase di lettura (*read out*). Il risultato è un'immagine degradata in cui le sorgenti luminose perdono parte del flusso reale.

Il primo passaggio effettuato è stato estrarre i singoli chip del mosaico da ogni immagine *fits* multistrato, tramite la task *fxutil/fxsplit* di IRAF (il *layer 4* corrisponde al chip 1 mentre il *layer 1* è relativo al chip 2). Successivamente, è stata eseguita l'unica operazione di pre-riduzione necessaria per questo data-set, che consiste nell'applicazione di una correzione per uniformare l'illuminazione dei pixel di ogni chip. Infatti la camera WFC è inclinata rispetto al piano focale di 28 gradi e pertanto, il campo di vista proiettato sul piano del cielo risulta distorto. Ciò comporta anche una variazione della dimensione proiettata dei pixel di circa  $\pm 9\%$  sull'intero FoV (Ryon (2019)).

È quindi necessario tenere conto della diversa dimensione dei pixel proiettati sul piano del cielo, in quanto pixel corrispondenti ad un'area maggiore rileveranno più luce rispetto a quelli di area minore causando un'apparente variazione della brillantezza superficiale lungo il FoV. Per questo scopo, viene utilizzata la *Pixel Area Map* (PAM), un'immagine in cui il valore di ogni pixel è pari all'inverso dell'area normalizzata e da esso sottratta. L'operazione consiste nel moltiplicare ogni immagine per la PAM. Ciò è stato possibile attraverso la task *imarith*.

### 3.1.2 GeMS

Dopo aver estratto i quattro chip del mosaico, nella stessa maniera del data-set precedente, è stato necessario correggere le immagini "raw" per effetti di FLAT FIELD e SKY (che nelle bande IR è anche emissione termica del telescopio).

Per NGC 6638 sono state acquisite: 20 immagini DOME FLAT ON (cupola chiusa e uniformemente illuminata) per il filtro J, 40 immagini per il filtro  $K_S$ , di cui metà DOME FLAT ON e metà DOME FLAT OFF (cupola chiusa e luci spente). Da questi *frame* è stato possibile creare i MASTER FLAT: per entrambi i filtri i FLAT ON e i FLAT OFF sono stati combinati con mediana tramite la task *immatch/imcombine*. Successivamente sottraendo il Master FLAT ON al Master FLAT OFF è stata ottenuta l'immagine definitiva utilizzata nell'operazione di correzione.<sup>2</sup>

Il secondo passaggio chiave consiste nella stima del contributo del cielo. In questo caso per la costruzione del Master SKY sono stati mediati i singoli *frame* di SKY on target (prodotti, per ognuna delle immagini "raw" di ogni chip, attraverso la task *imcombine*) tramite la task *imarith*.

Lo step conclusivo della procedura di pre-riduzione viene eseguito tramite la task *ccdproc*

<sup>2</sup>Per quanto riguarda il filtro J è stato ottenuto solo il Master FLAT ON, non disponendo di DOME FLAT OFF per queste osservazioni.

che effettua su ogni chip e per ogni filtro la seguente operazione:

$$\text{SCIENCE} = \frac{\text{RAW} - \text{MASTERSKY}}{\text{MASTERFLAT}}, \quad (3.1)$$

dove per MASTERFLAT si intende  $(\text{MASTER FLAT ON} - \text{MASTER FLAT OFF})_K$  o  $(\text{MASTER FLAT ON})_J$ .

## 3.2 Analisi fotometrica

A questo punto è possibile procedere con la riduzione delle immagini "scientifiche". Dapprima, sono stati ridotti i dati ottenuti grazie alla camera ACS/WFC e successivamente le immagini provenienti dai quattro chip di GeMS. Infine, i dati provenienti da HST e GeMS sono stati combinati insieme CMD ottico-IR. I passaggi principali del lavoro effettuato sono stati: analisi fotometrica, calibrazione strumentale e creazione di un catalogo finale.

L'analisi fotometrica di NGC 6638 è stata eseguita attraverso il software DAOPHOT II<sup>3</sup> (Stetson (1987)) per ognuno dei chip di ogni strumento, e per ogni esposizione.

### 3.2.1 PSF fitting

L'approccio adottato è quello del cosiddetto **PSF fitting** che consiste nella ricerca di un modello semi-analitico di PSF con il quale fare il *fit* del profilo di brillantezza di ciascuna sorgente stellare identificata. Questo approccio è particolarmente indicato per ambienti stellari affollati, dal momento che l'uso di modelli analitici per riprodurre il profilo di brillantezza consente di distinguere il flusso proveniente da sorgenti vicine. Per consentire un'analisi accurata, è stato necessario raccogliere informazioni riguardo alle caratteristiche dello strumento utilizzato e riguardo alcune opzioni desiderate per il PSF *fitting*. Per ognuno dei *frame*, è stato costruito quindi un file di configurazione con estensione `opt` all'interno del quale sono indicati i seguenti parametri:

- **Readout Noise (re)** e **Gain (ga)**: rappresentano rispettivamente i conteggi di elettroni spuri dovuti al trasferimento della carica sul dispositivo e il numero di elettroni che corrispondono ad un fotone incidente sul pixel. I valori di questi parametri sono elencati per entrambi gli strumenti nelle tabelle 2.1 e 2.2, e sono stati riportati dai rispettivi manuali;
- **Massimo valore di conteggi (hi)**: solitamente corrisponde al livello di saturazione del CCD (tabelle 2.1 e 2.2), ma per questa prima iterazione il parametro è stato fissato ad un valore inferiore. In particolare: 50000 e<sup>-</sup>/pixel per le immagini ACS; 25000

<sup>3</sup>DAOPHOT II è un software scritto da Stetson nel 1987, ed è particolarmente adatto per studi fotometrici in ambienti stellari densi.

$e^-/\text{pixel}$  per le esposizioni lunghe nel filtro K di GSAOI e  $20000 e^-/\text{pixel}$  per quelle brevi;  $30000 e^-/\text{pixel}$  e  $25000 e^-/\text{pixel}$  per le esposizioni lunghe e brevi rispettivamente nel filtro J;

- **Threshold (thre):** soglia espressa in unità di deviazioni standard dei conteggi del fondo locale oltre la quale il programma identifica sorgenti reali. Per questo primo passo il parametro è stato settato a  $10\sigma$  per entrambi gli strumenti;
- **FWHM:** ampiezza a metà altezza della PSF. Questo parametro è critico per l'analisi fotometrica dei dati, e dipende sia dalle caratteristiche dello strumento che dalle condizioni atmosferiche della specifica osservazione. Per il caso HST, tramite la task *daoedit* di IRAF sono stati estratti i valori di FWHM di 15 stelle brillanti, isolate e non sature per un paio di immagini del data-set, per i quali è stato calcolato il valore medio. Vista l'assenza di turbolenze atmosferiche, la PSF rimane stabile su tutte le immagini ed è quindi possibile assumere quest'ultimo dato valido per tutte le esposizioni (il procedimento è effettuato separatamente per i due chip). Per quanto riguarda invece le immagini ottenute con la camera GSAOI è stato necessario ricavare la FWHM media per ogni immagine, sia per il filtro J che per il K. Infatti la FWHM varia da esposizione ad esposizione, a causa di condizioni di *seeing* atmosferico instabili e dell'efficienza delle correzioni di ottica adattiva variabili. In aggiunta, essa può variare in modo significativo anche all'interno delle singole immagini per effetto di isoplanatismo (Dalessandro et al. (2016)). Per questo motivo è stato necessario misurare la FWHM per un gran numero di sorgenti omogeneamente distribuite nel campo di vista di ogni immagine. A questo scopo è stato utilizzato il software SExtractor.<sup>4</sup>
- **PSF radius (ps):** raggio in pixel che definisce l'area circolare all'interno del quale viene definita la PSF (fissato a 20 pixel sia per ACS che per GSAOI);
- **Analytic:** questo parametro permette di imporre manualmente la famiglia di modelli di PSF da implementare sui profili osservati. DAOPHOT contiene al suo interno sei famiglie di funzioni tra cui quelle di Gauss, Moffat, Lorentz e Penny. La scelta in entrambi i casi è di lasciar valutare al programma la funzione analitica che si adatta meglio ai profili di brillantezza osservati attraverso il test del  $\chi^2$  (parametro fissato a -6);
- **Low good datum:** livello in deviazioni standard, sotto il valore medio del cielo di ogni *frame*, al di sotto del quale si vuole che il programma consideri il pixel difettoso;
- **Variable PSF (varia):** indica il grado di variabilità della PSF all'interno dell'immagine. Nel caso HST viene indicata una variazione lineare della PSF con la posizione

<sup>4</sup>SExtractor è un programma dedito alla costruzione di cataloghi di oggetti a partire da immagini astronomiche, utilizzato nella riduzione di survey di galassie su larga scala e di campi stellari densi.

all'interno dell'immagine (varia = 1), mentre per la camera GSAOI viene scelta una variazione cubica (varia = 3);

- **Fitting radius (fitt)**: questo parametro descrive l'area circolare all'interno della quale viene effettivamente attuato il *fit* del profilo di brillantezza. Esso assume tipicamente valori compresi tra 1 e 2 FWHM.

L'identificazione delle componenti in ogni immagine è stata effettuata tramite la task *find* in base ai parametri di *threshold* e *low good datum* definiti nel file di configurazione. Essa produce in output un file di estensione *COO* che contiene la lista degli oggetti riconosciuti con le coordinate X e Y dei relativi centroidi. Lo step successivo è una prima stima della magnitudine di queste sorgenti attraverso **fotometria di apertura**, ovvero il conteggio di fotoni entro un'area descritta sull'immagine. Una volta definita un'area circolare contenente la stella di raggio arbitrario, si determina un anello esterno tramite due raggi definiti **Inner Sky radius (IS)** e **Outer Sky radius (OS)**, sempre centrati sulla stella, rappresentativo dei conteggi dovuti al background. La magnitudine risultante della sorgente sarà data dalla seguente formula:

$$mag_{ap} = -2.5 \log \left( \sum counts - A^2 \cdot sky \right), \quad (3.2)$$

nella quale il termine  $\sum counts$  racchiude i conteggi della stella entro l'area di apertura (A) al quale è sottratto il contributo del cielo (*sky*) stimato grazie all'anello esterno. L'operazione è eseguita dalla task *photometry*, la quale agisce sulla base di un file di configurazione (*photo.opt*) contenente i valori del raggio interno ed esterno della corona circolare entro cui stimare il valore dei conteggi del cielo. IS è stato fissato a 20 pixel sia nel caso HST che nel caso GeMS mentre OS è stato posto a 40 pixel e 50 pixel rispettivamente per i due strumenti. Viene così prodotto un file di estensione *ap* per ogni immagine, che aggiunge alla lista di oggetti identificati la relativa magnitudine d'apertura.

Insieme, i file prodotti da queste due operazioni costituiscono il punto di partenza per il processo di modellizzazione e *fit* della PSF. Per prima cosa è necessario procedere ad una selezione di un sotto-campione di stelle brillanti di riferimento adatte per la procedura (200 sorgenti più luminose di una certa magnitudine di soglia imposta dall'utente) con l'utilizzo della routine *pick*, fornita da DAOPHOT. Successivamente è stata operata un'ulteriore selezione da queste sorgenti, in modo da assicurarsi che siano omogeneamente distribuite sull'immagine, evitando zone di elevato addensamento come il nucleo dell'ammasso. La task *PSF* modella il profilo di brillantezza delle stelle contenute in questa lista di riferimento e riporta la funzione analitica che ne approssima meglio il profilo di brillantezza, con i relativi valori dei suoi parametri, in un file di estensione *psf*. Il programma segnala le stelle per le quali i valori dei residui derivanti dal modellamento con la funzione di best-fit sono superiori al doppio del valore medio, in modo da poterle escludere nella seconda iterazione di

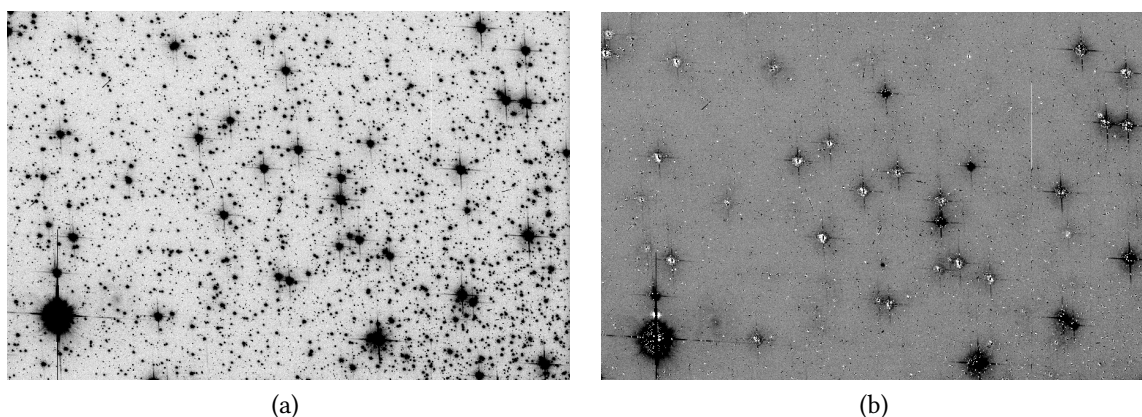


Figura 3.1: Dettaglio dell'immagine sottratta a seguito dell'applicazione del programma *ALLSTAR* per una esposizione di HST del chip 1.

*PSF* e migliorare così il modello. Questa procedura viene iterata più volte al fine di ottenere un campione stabile di stelle rappresentative omogeneamente distribuite sul campo di vista dell'immagine che vengono utilizzate per ottenere il modello più accurato possibile di *PSF*. Tale modellamento è attuato tramite il pacchetto indipendente *ALLSTAR*. Tale programma opera tramite un procedimento iterativo in grado di implementare correzioni ai profili di brillantezza e alle posizioni iniziali delle sorgenti basandosi sulla sottrazione delle componenti stellari dall'immagine di partenza. È possibile verificare la bontà del processo visualizzando l'immagine sottratta (file `fits` con suffisso `s`), di cui un esempio è mostrato in figura 3.1.

Ottenuto il miglior modello di *PSF*, esso è stato applicato al catalogo completo di stelle, selezionate allargando il *range* di soglia massima e minima di conteggi rispettivamente al valore di saturazione relativo allo strumento e a  $5\sigma$  per ACS e  $3\sigma$  per GSAOI. L'output di tale procedura è un file con estensione `als` all'interno del quale sono incluse le informazioni relative a magnitudini strumentali ed errore, valore di  $\chi^2$  e *sharpness*.

### 3.2.2 Combinazione dei cataloghi

A questo punto il passo successivo è rappresentato dalla combinazione dei cataloghi ottenuti all'interno di ogni chip. A questo scopo vengono utilizzate le task *DAOMATCH* e *DAOMASTER* di DAOPHOT. In particolare *DAOMATCH* si serve di un catalogo di input, utilizzato come riferimento, per trovare delle trasformazioni geometriche in grado di riportare gli altri cataloghi nel sistema di riferimento del primo usando le stelle in comune. I coefficienti di queste trasformazioni sono contenuti, per ogni immagine, all'interno del file di output con estensione `mch`. Questo viene fornito in input a *DAOMASTER*, che perfeziona le trasformazioni geometriche e combina le magnitudini delle stelle contenute nelle varie liste tenendo conto dell'eventuale disallineamento dei *frame*, in modo da associare ad

ogni stella una magnitudine finale ottenuta dalla media pesata dei valori ricavati dai singoli *frame*. L'errore associato è la deviazione standard delle misure. Resta a discrezione dell'utente la modalità di combinazione: per le immagini HST la scelta è ricaduta su un criterio di selezione del 50%+1, ossia sono stati considerati i valori delle stelle contenute nel 50%+1 dei cataloghi elencati nel file *mCh*; nel caso di GeMS la scelta è quella di una selezione meno forte, del 30%, in modo da poter coprire, almeno parzialmente, le *gap* tra i singoli chip. Un aspetto cruciale da considerare in questo passaggio è tenere conto delle distorsioni geometriche che riguardano i singoli chip. Per questo motivo è stato richiesto che *DAOMASTER* ottimizzasse le trasformazioni geometriche cubiche. Come input successivo *DAOMASTER* richiede un raggio critico, che rappresenta la distanza massima permessa tra la posizione di una stella nell'immagine di riferimento e la sua posizione in ogni altro *frame* nella lista. Vengono eseguite più iterazioni diminuendo il valore del raggio critico a partire da 9 pixel fino a 1 pixel, ogni volta che il numero di stelle in comune si stabilizza. Questo programma dà origine a diversi output. Il file con estensione *mag* è un file di testo nel quale sono contenute le magnitudini medie derivanti dalla combinazione delle misure delle singole esposizioni con il loro relativo errore (in unità di deviazione standard), il valore medio di  $\chi^2$ , sharpness, identificativo e coordinate. Il file con estensione *raw* invece, riporta semplicemente la magnitudine strumentale di una determinata stella senza mediare, ed è il tipo di output che bisogna richiedere quando si uniscono cataloghi in diversi filtri fotometrici (questo è il caso del data-set GeMS).

### 3.2.3 ALLFRAME

La procedura di analisi fotometrica si conclude adoperando la routine *ALLFRAME* (Stetson (1994)). Il programma lavora con quattro tipi diversi di input: il file che contiene le trasformazioni geometriche delle coordinate *mCh*, la lista delle stelle (file *mag*), i modelli di PSF per ogni immagine (file *psf*) e i file *a1s* di ogni *frame*. Per prima cosa la routine va ad identificare per ogni stella contenuta nella lista la sua controparte in ogni immagine. Successivamente adopera un *fit* simultaneo del profilo di brillantezza della stella, così da migliorare l'identificazione del centroide. Inoltre associa ad ogni componente una matrice numerica rappresentativa dei residui medi del *fit*, che permette di ottenere una stima notevolmente più accurata della magnitudine. Questo processo viene implementato separatamente per ogni chip dei due data-set, con l'accortezza per quanto riguarda le immagini IR, di costruire un file *mCh* comprensivo delle immagini di tutti e due i filtri da fornire al programma. Inoltre per questo data-set è necessario imporre che il valore del *psf* radius rimanga costante durante la procedura. In output si ottengono dei file con estensione *a1f* che contengono lo stesso tipo di informazioni contenute negli *a1s*, ma derivanti da questa procedura e le immagini sottratte (file *fits* con suffisso *j*). Viene così applicato una

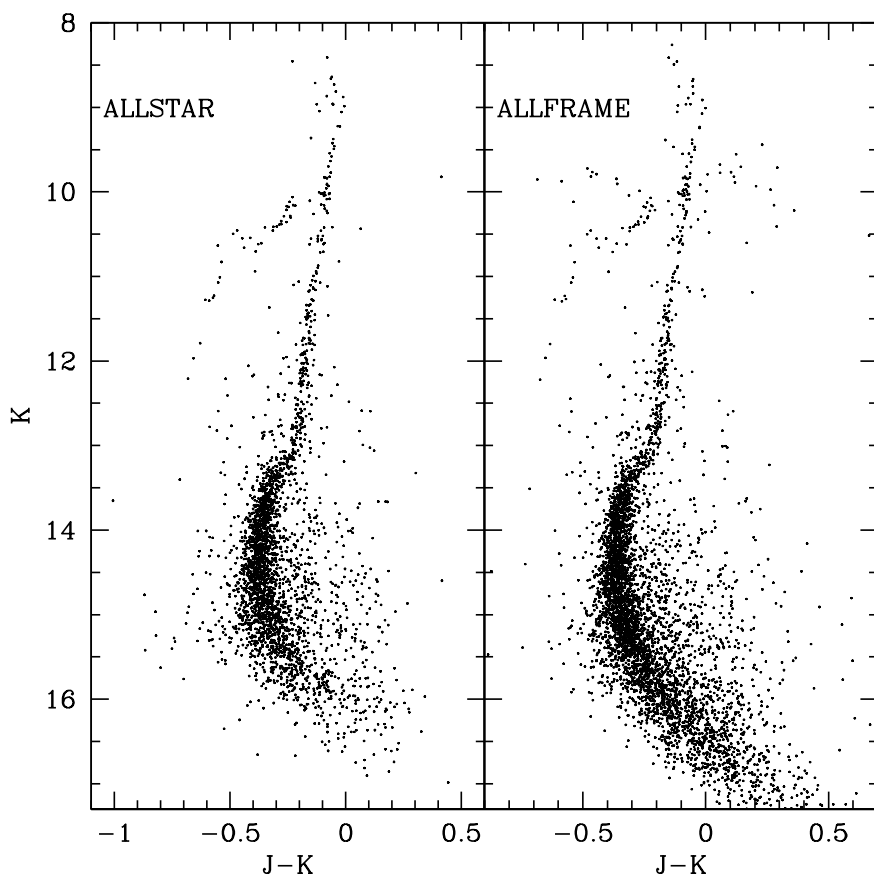


Figura 3.2: Confronto dei CMD ( $J-K$ ,  $K$ ) costruiti tramite le magnitudini ottenute dalla procedura di *ALLSTAR* (pannello a sinistra) e *ALLFRAME* (pannello a destra) per il chip 1 della camera GSAOI.

seconda volta *DAOMASTER* con gli stessi criteri descritti precedentemente.

Dai file *raw* derivanti dalle procedure di *ALLSTAR* e *ALLFRAME* è stato possibile costruire un CMD IR preliminare, rappresentato in figura 3.2. Il confronto evidenzia che la seconda procedura porta ad un notevole guadagno in magnitudine rispetto alla routine di *DAOPHOT*. I dati derivanti da questo metodo vengono perciò preferiti, e quindi scelti per i procedimenti successivi. Per quanto riguarda il data-set HST, non avendo la possibilità di confronto con i dati di un altro filtro, si decide rimandare la scelta dopo la creazione di un catalogo finale. Pertanto entrambi i cataloghi *a1s* e *a1f* vengono utilizzati nei prossimi step.

### 3.3 Calibrazione e Astrometria

A questo punto del processo i cataloghi così ottenuti devono essere riportati in un sistema di coordinate assolute ( $\alpha$  e  $\delta$ ) e in un sistema fotometrico standard.

### 3.3.1 HST

Le magnitudini contenute all'interno dei file `mag` relativi ai due chip sono in una configurazione strumentale, ed è necessario convertirle ad un sistema fotometrico noto. In questo caso si sceglie di riportarle al sistema di riferimento VEGAMAG (nel quale la stella Vega ha magnitudine zero in ogni banda). L'operazione è descritta da una semplice equazione nella quale vengono applicati dei termini correttivi alle magnitudini strumentali:

$$mag_{VEGA} = mag_{INSTR} - 25 + 2.5 \log t_{exp} + mag_{AP} + mag_{INF} + ZP. \quad (3.3)$$

Nello specifico:

- il termine  $-2.5 \log t_{exp}$  permette di normalizzare i conteggi al tempo di esposizione dell'osservazione (relativo all'immagine scelta come riferimento: 495 secondi);
- il termine  $mag_{AP}$  rappresenta la correzione per magnitudine d'apertura e si utilizza in modo che gli eventuali errori sistematici introdotti durante la calibrazione del flusso non influiscano sulla misura della magnitudine. In altre parole, è necessario confrontare le misure ottenute tramite il metodo di PSF fitting con misure prodotte da fotometria di apertura, così da correggere eventuali sovrastime/sottostime in flusso. Per fare ciò si è ricorso all'utilizzo di SExtractor sull'immagine di riferimento di ogni chip, che per ogni sorgente ha estratto la magnitudine d'apertura calcolata all'interno di un raggio di 10 pixel, producendo in output un catalogo di estensione `dat`. A questo punto i file `mag` e `dat` sono stati cross-correlati e combinati in modo da ottenere un solo elenco contenente per ciascuna stella in comune le informazioni derivanti da entrambi i metodi di stima. Per questo scopo i software utilizzati sono stati rispettivamente CataXcorr e CataComb<sup>5</sup>. Il passaggio finale per il calcolo della correzione consiste nella stima del valore mediano della differenza tra magnitudine di apertura e di PSF per le sorgenti contenute nel catalogo comune. Le correzioni ottenute per i due chip sono valori positivi, il che indica una sovrastima del livello di luminosità tramite la procedura di DAOPHOT (figura 3.3);
- $mag_{INF}$  è il termine che tiene conto del fatto che, per motivi computazionali, è stato necessario definire un raggio di troncamento della PSF e pertanto rappresenta il contributo alla stima del flusso perso a causa del troncamento delle ali. I valori utilizzati per implementare questa correzione sono tabulati per la camera ACS/WFC e reperibili in [Sirianni et al. \(2005\)](#).

<sup>5</sup>Software sviluppati da Paolo Montegriffo presso l'INAF-Osservatorio Astronomico di Bologna.

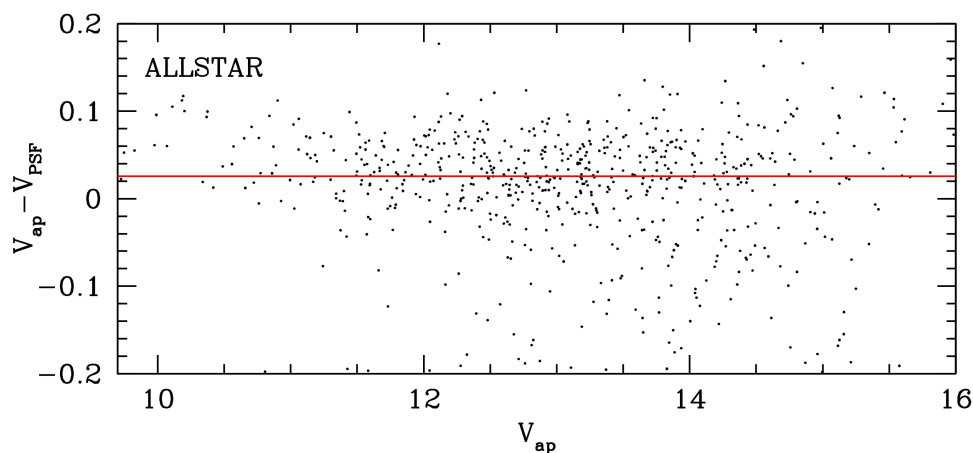


Figura 3.3: Differenza tra le magnitudini strumentali HST per il chip 1 ottenute dalla procedura DAOPHOT e quelle provenienti dalla fotometria d'apertura. La linea rossa orizzontale rappresenta la mediana della differenza delle magnitudini.

- $ZP$  è lo Zero Point della calibrazione per passare al sistema fotometrico standard VEGAMAG. Anche questo valore è tabulato per la camera ACS/WFC di HST e per il filtro F606W in [Sirianni et al. \(2005\)](#);

Il catalogo finale (estensione `cal`), contenente le magnitudini calibrate, comprende posizioni che si riferiscono ai pixel che le sorgenti occupano sui chip. Tramite l'operazione di astrometria, è possibile convertire le posizioni strumentali delle stelle in coordinate fisiche, ossia Ascensione Retta e Declinazione (RA e Dec).

Per prima cosa è necessario applicare delle correzioni alle coordinate strumentali delle sorgenti, che tengano conto delle distorsioni geometriche che interessano i chip. La routine utilizzata a tale scopo applica polinomi di correzione con coefficienti presenti in letteratura ([Meurer et al. \(2003\)](#)). L'output è un file di estensione `calx`. L'astrometrizzazione è stata effettuata roto-traslando queste coordinate corrette  $(x, y)$  sulle coordinate assolute  $(\alpha, \delta)$  contenute entro un raggio di  $150''$  centrato su NGC 6638 provenienti dal satellite Gaia. Il catalogo è scaricabile dall'archivio web<sup>6</sup>. In particolare sono state identificate le stelle in comune ai due cataloghi usando CataXcorr. Da queste è stata ottenuta la matrice di roto-traslazione che è stata applicata a tutte le stelle del catalogo `calx`.

I file risultanti di estensione `rot` dei due chip sono stati uniti per creare il catalogo finale, calibrato in flusso e astrometrizzato, di questo data-set.

<sup>6</sup><https://gea.esac.esa.int/archive/>

### 3.3.2 GeMS

In questo caso i processi di calibrazione del flusso e di astrometria sono stati attuati con delle piccole differenze rispetto alle procedure descritte per HST.

Il primo passo è stato la correzione per le distorsioni geometriche dei quattro chip. A questo scopo è stato costruito un programma SuperMongo utilizzando i coefficienti dei polinomi contenuti in [Dalessandro et al. \(2016\)](#) relativi al filtro J (visto che i dati sono nel sistema di riferimento di tali esposizioni). Ne derivano dei file `rawx` che vengono cross-correlati singolarmente con il catalogo del data-set HST contenente coordinate assolute da dati *ALLFRAME*.

La calibrazione delle magnitudini delle stelle provenienti dal telescopio Gemini consiste nella semplice applicazione di uno Zero Point, ottenuto calcolando la differenza  $\Delta\text{mag}$  delle sorgenti in comune fra il catalogo contenente le magnitudini strumentali e quello della survey Vista Variables in the Via Lactea (VVV) ([Minniti et al. \(2010\)](#)), che vengono usate come standard fotometriche secondarie. Il valore mediano di tale differenza è stato poi sommato alle magnitudini strumentali (figura 3.4).

A causa della tecnica di *dithering*, attuata per le osservazioni Gemini, i campi di vista dei quattro chip si sovrappongono ai relativi bordi producendo zone di "overlap". Per questo motivo, unire i quattro cataloghi così come sono, porterebbe ad identificazioni multiple di alcune centinaia di stelle. Per evitare ciò, è stata quindi necessaria la creazione di cataloghi intermedi tramite l'utilizzo dei programmi CataXcorr e Catacomb. Nello specifico il chip 1 è stato cross-correlato con il secondo, ottenendo così un file di estensione `tab` contenente le corrispondenze tra le stelle dei due cataloghi. Questo file è stato utilizzato per produrre un catalogo comprensivo delle sorgenti appartenenti solamente al chip 2. Quest'ultimo è stato unito a quello di partenza e il prodotto viene utilizzato come nuovo file di riferimento. Il procedimento viene ripetuto fino alla costruzione di un catalogo completo che comprenda le sorgenti contenute in ognuno dei quattro chip.

## 3.4 Creazione del catalogo finale

Il cataloghi HST e GeMS, calibrati in flusso ed astrometrizzati, sono stati combinati per ottenere un file contenente informazioni relative all'ammasso in tutte e tre le bande fotometriche a disposizione, sul quale viene basata la successiva trattazione scientifica. Nello specifico, il catalogo prescelto contiene informazioni IR relative a dati derivanti da procedura *ALLFRAME*, e informazioni ottiche ottenute tramite il pacchetto *ALLSTAR*. In figura 3.5 è possibile apprezzare la disposizione dei campi di vista di GeMS e HST a confronto:

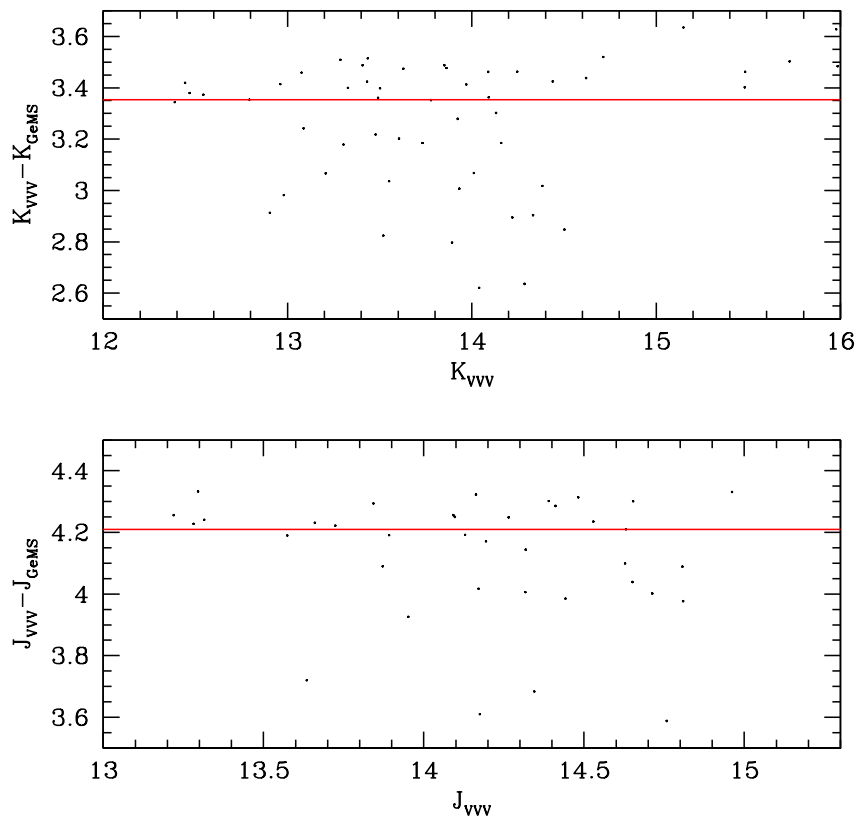


Figura 3.4: Differenza tra le magnitudini strumentali GeMS e quelle calibrate provenienti dal catalogo della survey VVV (chip 1). La linea rossa orizzontale rappresenta la mediana della differenza delle magnitudini.

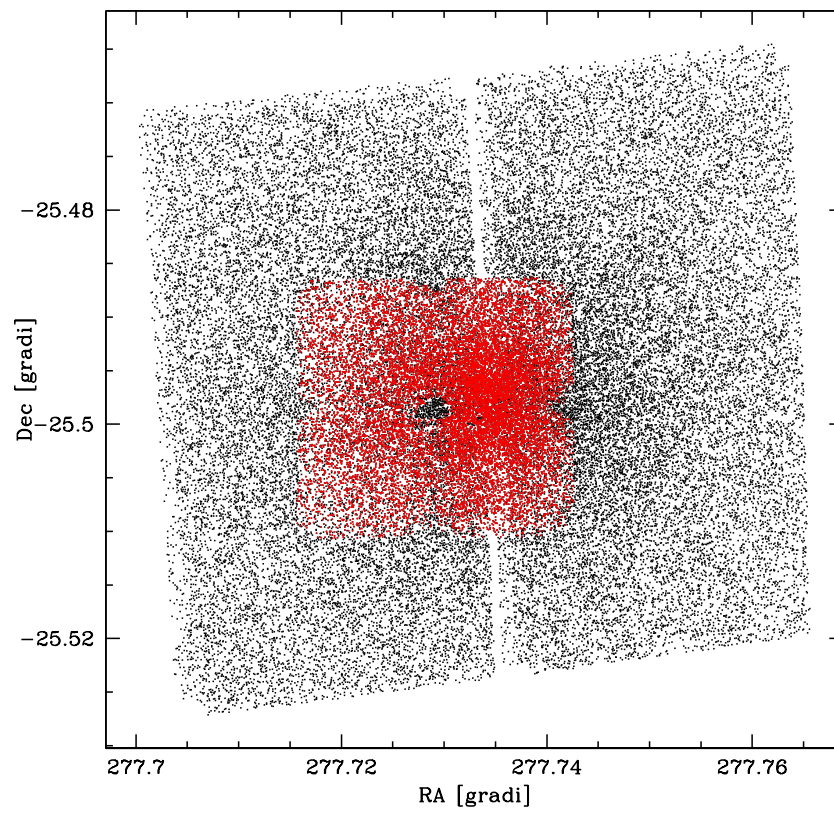


Figura 3.5: Mappa delle stelle contenute nel FoV di HST (in nero) e nel FoV di GeMS (in rosso).

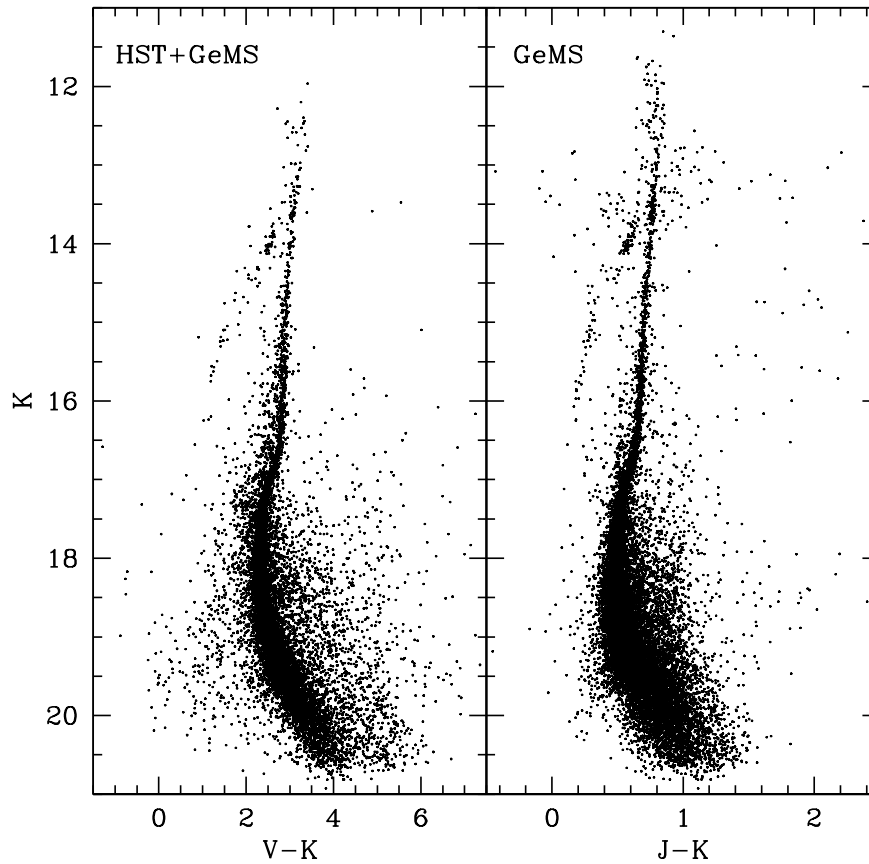


Figura 3.6: CMD ottico-IR e IR derivanti dal catalogo finale.

in rosso sono evidenziate le sorgenti appartenenti al data-set Gemini ed in nero ad HST. Si nota che il campo di vista che sottende GeMS è notevolmente inferiore rispetto a quello sotteso da HST. Tuttavia i chip 1 e 4 di Gemini occupano una parte del *gap* generato dalla configurazione dei CCDs di ACS, riempiendola in modo parziale. Da questi dati è stato possibile creare i diagrammi colore-magnitudine in figura 3.6.

# Capitolo 4

## Moti propri e reddening differenziale

### 4.1 Selezione in moti propri

Le stelle facenti parte di un ammasso globulare si muovono con moto ordinato (rotazione) o casuale, a velocità relativamente simile entro 10-15 km/s che è la velocità di dispersione centrale tipica dei sistemi più massicci. Esse tendono a muoversi a velocità tipicamente differenti rispetto a quelle dell'ambiente circostante. In questa sezione verrà descritto come utilizzare questa proprietà per distinguere le stelle appartenenti all'ammasso da quelle di *background* e *foreground*.

Come mostrato in figura 4.1 e in figura 4.2, il CMD di NGC 6638 è contaminato da stelle galattiche, principalmente appartenenti alla popolazione periferica del Bulge. Per distinguere queste stelle da quelle genuine dell'ammasso è stata effettuata un'analisi dei moti propri relativi. Per questo scopo i data-set HST e Gemini sono stati utilizzati separatamente. La differenza temporale di circa tre anni tra le acquisizioni di queste immagini fornisce una *baseline* sufficiente per poter separare stelle caratterizzate da velocità differenti.

L'approccio utilizzato per la stima dei moti propri è quello descritto da [Anderson & van der Marel \(2010\)](#), [Dalessandro et al. \(2013\)](#) e [Massari et al. \(2013\)](#).

Il primo step per misurare i moti propri relativi consiste nel riportare ogni immagine ad un sistema di riferimento astrometrico privo di distorsioni geometriche, che verrà chiamato d'ora in poi **Master Frame**. Per questo scopo è stato scelto il catalogo ottenuto con HST. Come secondo step è stato selezionato un campione di stelle di riferimento rispetto alle quali verranno calcolati i moti propri. Le coordinate di queste stelle sono già nel sistema di riferimento del Master Frame. Per convenienza è stato scelto di calcolare i moti propri rispetto al moto medio dell'ammasso, e per tale motivo la selezione effettuata è basata su stelle probabili membre. Queste sono state selezionate inizialmente sulla base della loro posizione nel CMD (V-K, K). Nel campione sono state incluse solamente stelle ben misurate e non sature. Le posizioni delle singole stelle in ogni immagine sono state poi trasformate, dopo aver corretto per distorsioni geometriche, al sistema di riferimento del Master Frame

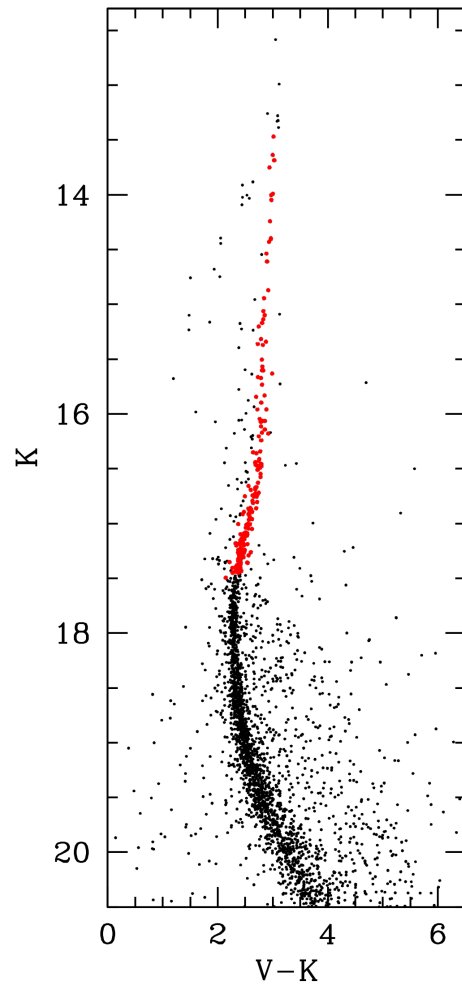


Figura 4.1: Diagramma (V-K, K) rappresentativo delle stelle in comune ai chip 2 di HST e chip 3 di GeMS. In rosso sono raffigurate le stelle appartenenti al campione di riferimento.

attraverso delle trasformazioni lineari a sei parametri ottenute utilizzando le stelle in comune con il campione di riferimento. Per massimizzare l'accuratezza di queste trasformazioni, sono stati utilizzati i singoli chip separatamente. Alla fine del processo per ogni stella sono ottenute 5 misure di coordinate nella prima epoca e 35 misure nella seconda, tutte riportate al Master Frame.

Per calcolare il moto relativo è stato adottato un algoritmo di  $\sigma$ -clipping e sono state stimate le posizioni mediane X e Y di ogni stella nella prima e nella seconda epoca. La differenza tra le due posizioni mediane (X, Y) fornisce una misura dello spostamento delle singole stelle in  $\Delta t = 3$  anni. Gli errori in ogni direzione sono stati ottenuti come deviazione standard dei residui rispetto al valore mediano fratto la radice del numero di misure. Per cui l'errore in ogni direzione associato ad ogni singola stella è dato dalla somma in quadratura degli errori della prima e della seconda epoca:

$$\delta_{tot} = \sqrt{\delta_x^2 + \delta_y^2}. \quad (4.1)$$

Attraverso questa prima stima dei moti propri sono state rimosse dalla lista originale di stelle tutte le sorgenti non consistenti con il moto medio dell'ammasso ed è stata ripetuta l'analisi. Il risultato per un chip Gemini è mostrato in figura 4.2. È evidente che la procedura riesce a rimuovere in modo efficace gran parte delle stelle non membre dell'ammasso. In modo particolare, i pannelli di destra mostrano i *Vector Point Diagrams* (VPDs) per differenti intervalli di magnitudine. In ognuno di questi, la distribuzione degli spostamenti misurati tra le due epoche  $\Delta x$   $\Delta y$  è centrata per costruzione su (0, 0). La distribuzione tende a diventare progressivamente più larga spostandosi a magnitudini più deboli per il doppio effetto di aumento del numero di sorgenti misurate e aumento degli errori. Per ognuno di questi intervalli sono state selezionate come stelle membre quelle disposte entro  $3\sigma$  (cerchio rosso) nel VPD, dove  $\sigma$  è data dalla somma in quadratura della dispersione nelle due direzioni.

Il pannello centrale mostra quindi il CMD delle stelle posizionate al di fuori di  $3\sigma$ . La distribuzione di queste stelle è compatibile con una popolazione di campo galattico. Nel pannello di destra invece è mostrato il CMD delle stelle membre dell'ammasso.

Il risultato di tale procedura è l'assegnazione di un indice (*flag*) a ciascuna stella, che permette di distinguere le stelle membre dell'ammasso da quelle contaminanti. In figura 4.3 è possibile apprezzare la selezione delle stelle sulla base di moti propri applicata al catalogo totale.

## 4.2 Flag di qualità fotometrica

Un ulteriore strumento che permette di caratterizzare con maggiore accuratezza le popolazioni stellari nell'ammasso è la definizione di indicatori in grado di caratterizzare la qualità fotometrica delle stelle misurate. A tale scopo sono stati definiti tre indicatori:

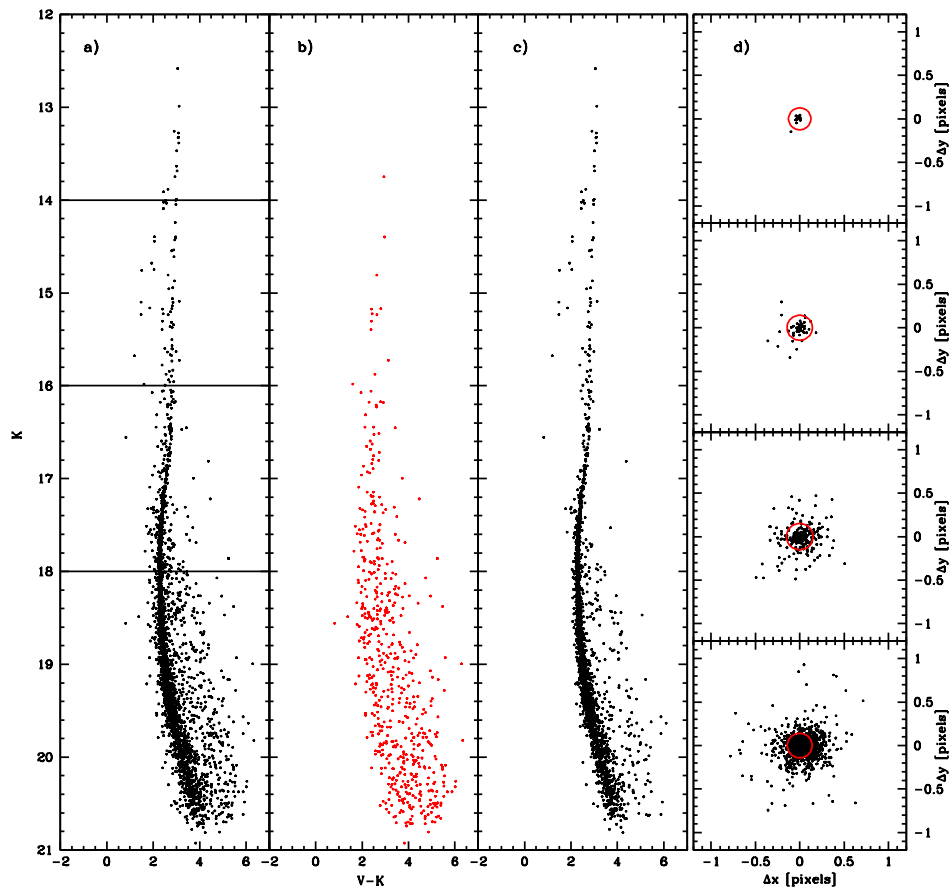


Figura 4.2: **a**: CMD (V-K, K) di tutte le stelle in comune tra i cataloghi HST e GEMINI (chip 2 e chip 3 rispettivamente). Le linee nere segnalano i diversi tagli in magnitudine utilizzati per i VPDs; **b**: CMD di tutte le stelle contaminanti; **c**: CMD pulito da contaminazione, contenente solo le stelle membre dell'ammasso, selezionate tramite i moti propri; **d**: VPDs a differenti livelli di magnitudine. Il cerchio rosso rappresenta la regione di fiducia utilizzata per selezionare le stelle appartenenti all'ammasso.

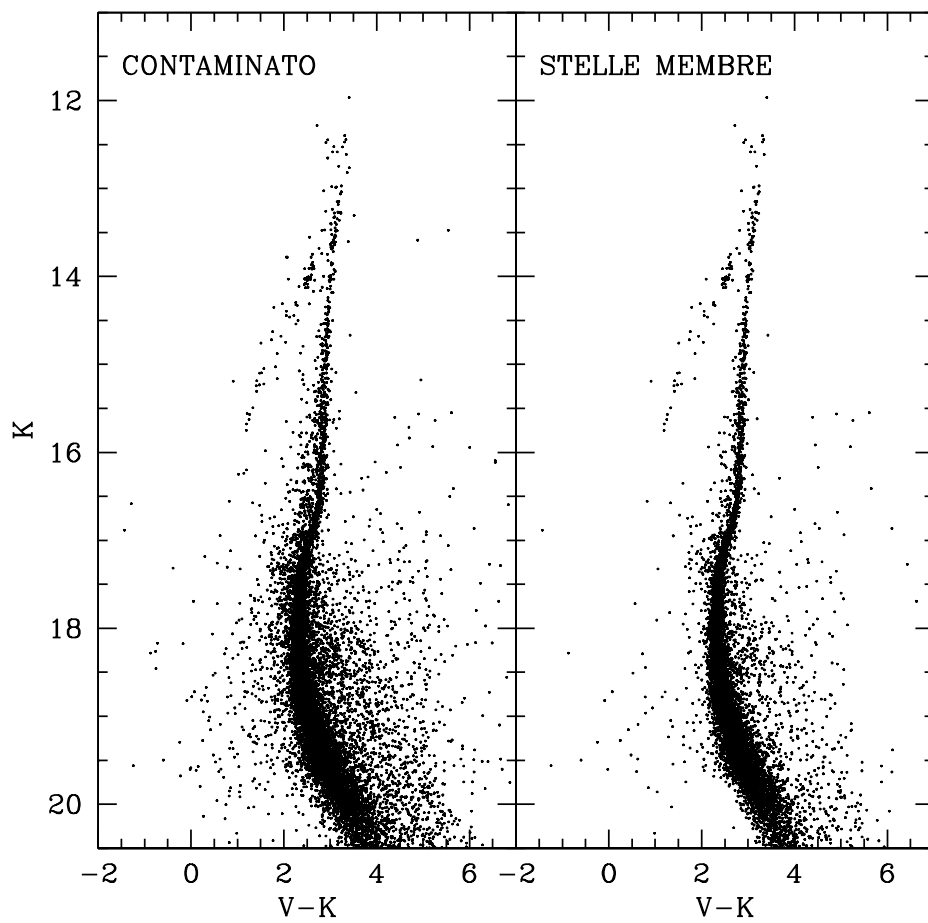


Figura 4.3: *Sinistra*: CMD (V-K, K) ottenuto dai dati contaminati da stelle non appartenenti all'ammasso; *Destra*: CMD (V-K, K) delle stelle membre dell'ammasso.

- **errore fotometrico**: ricavato come deviazione standard delle misure ottenute (in riferimento al capitolo 3);
- **sharpness**: che quantifica quanto il profilo proiettato di una sorgente devii da un andamento circolare. Viene stimata con la differenza quadratica tra la dispersione osservata e la dispersione del modello di PSF;
- $\chi^2$ : che parametrizza quanto il profilo di brillantezza osservato sia ben riprodotto dalla funzione di *fit*. È calcolato come il rapporto tra la dispersione osservata e quella attesa rispetto al profilo della funzione modello.

L'andamento di queste tre quantità in funzione delle magnitudini V, J e K è mostrato in figura 4.4. La distribuzione del parametro di  $\chi^2$  mostra un andamento vicino al valore 1 e un leggero incremento verso magnitudini brillanti a causa dell'effetto di saturazione che smorza il profilo di brillantezza delle stelle più luminose, e a magnitudini deboli a causa della diminuzione del rapporto segnale-rumore. Si può notare, inoltre, che per magnitudini  $V > 20$ ,  $J > 17$  e  $K > 17$ , una frazione di stelle mostra valori di  $\chi^2$  significativamente maggiori rispetto alla maggior parte delle stelle con magnitudine simile. Lo stesso andamento generale può essere notato nel grafico che descrive il parametro di sharpness: la distribuzione si allarga e la dispersione aumenta verso gli estremi di magnitudini deboli e brillanti. La selezione delle stelle per la costruzione di un *flag* di qualità fotometrica viene eseguita principalmente sulla base della distribuzione dell'errore fotometrico. Il suo andamento in funzione della magnitudine mostra che le stelle relativamente brillanti (non sature) hanno un errore associato trascurabile. Il suo valore tende poi a crescere in corrispondenza di magnitudini più deboli, come atteso per una distribuzione poissoniana dei conteggi. Sulla base di queste distribuzioni è stata applicata la seguente procedura: è stata determinata la linea media (*mean ridge line*, MRL) della distribuzione adottando bin regolari con larghezza di 0.25 magnitudini e calcolando all'interno di ogni bin il valore mediano dell'errore dopo aver applicato una procedura  $\sigma$ -clipping, dove  $\sigma$  è la dispersione dell'errore nel dato bin di magnitudine. Le stelle con un errore minore a  $4\sigma$  rispetto alla MRL sono state quindi denominate di buona qualità. Le stelle così selezionate sono mostrate in nero in figura 4.5, che mostra in esempio il caso relativo alla magnitudine V, mentre quelle escluse sono evidenziate in rosso. Come è possibile notare negli altri pannelli di figura 4.5, la selezione in errore porta ad una efficace selezione anche in funzione dei parametri  $\chi^2$  e sharpness. Questa operazione è stata ripetuta per tutte le (tre) bande (V, J, K) a disposizione. Sulla base di questa selezione sono stati assegnati ad ogni stella tre *flag*, attraverso i quali poter facilmente individuare le stelle con qualità fotometrica migliore. Il risultato di questa selezione è mostrato nel CMD in figura 4.6.

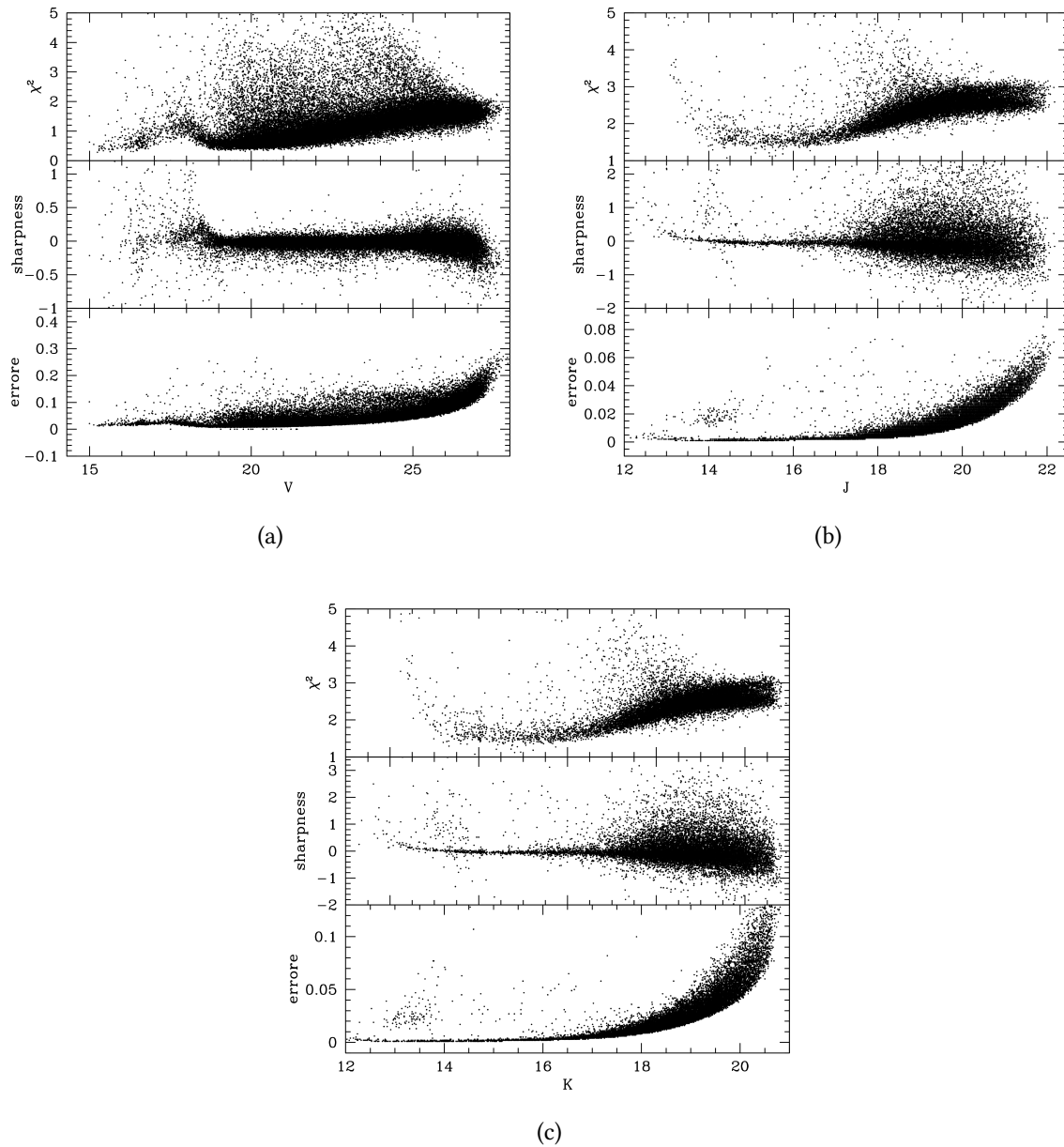


Figura 4.4: Andamento dei diagnostici fotometrici errore, sharpness e  $\chi^2$  in funzione della relativa magnitudine.

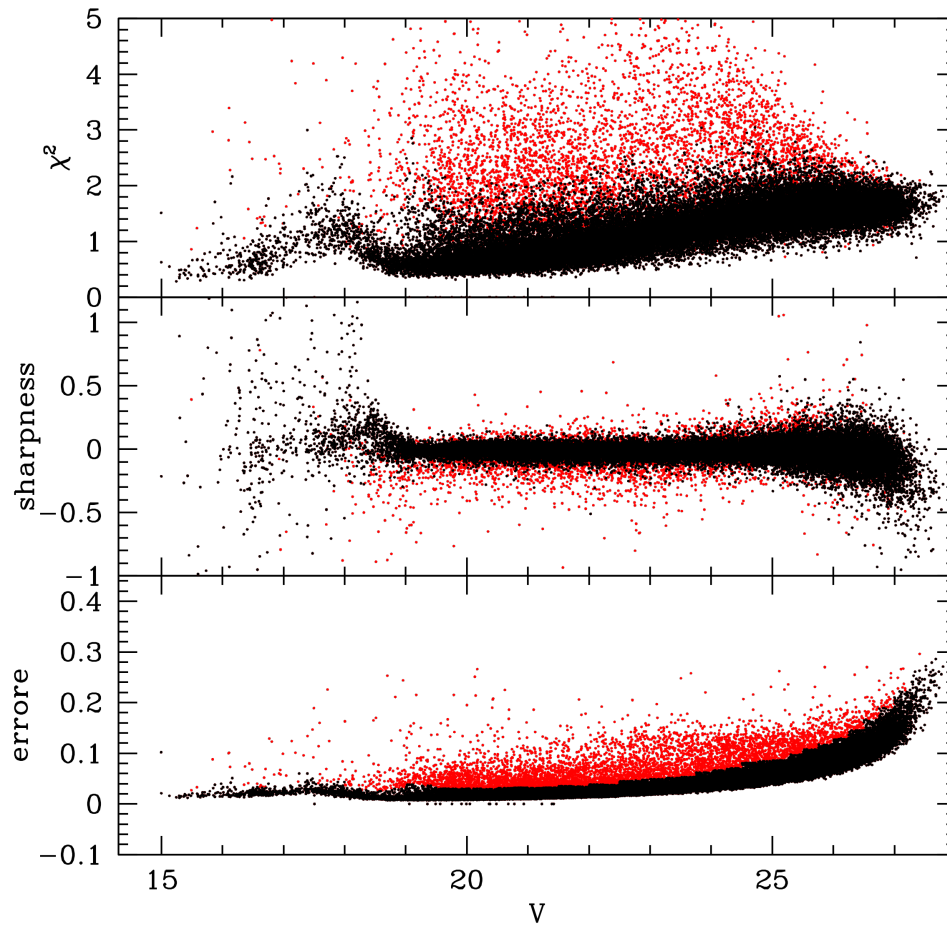


Figura 4.5: Andamento del valore di errore fotometrico, sharpness e  $\chi^2$  in funzione della magnitudine del filtro V della camera ACS/WFC. In nero sono raffigurate le stelle considerate di buona qualità fotometrica.

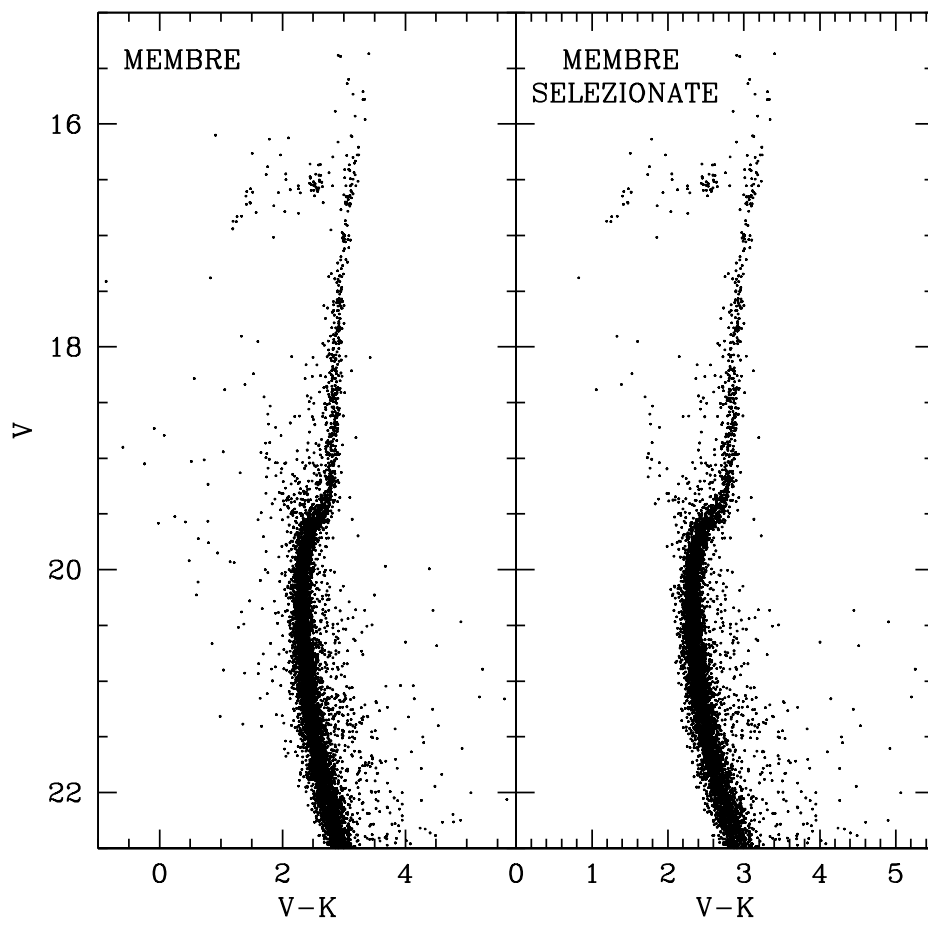


Figura 4.6: Diagramma (V-K, V). In nero sono rappresentate le stelle di buona qualità fotometrica V e K.

## 4.3 Correzione per reddening differenziale

### 4.3.1 Effetti dell'assorbimento interstellare

Il termine arrossamento indica l'effetto che la radiazione elettromagnetica subisce al passaggio nel mezzo interstellare (ISM), a causa di fenomeni di estinzione. I grani di polvere infatti, tramite assorbimento e scattering dei fotoni incidenti, causano una diminuzione di fotoni che raggiungono l'osservatore. Questo effetto è tanto più importante quanto minore è la lunghezza d'onda della radiazione incidente. Per tale motivo il risultato è lo spostamento dei colori osservati verso il rosso (reddening), e l'indebolimento delle magnitudini. Il caso di reddening differenziale si ha quando la scala spaziale su cui si osservano significative variazioni di reddening risulta più piccola delle dimensioni proiettate dell'ammasso. In questo caso, alcune regioni dell'ammasso stellare sono soggette a maggiore estinzione di altre, e dunque l'effetto globale è un "allargamento" delle sequenze evolutive nel CMD e una falsa determinazione dei colori relativi.

Quando la luce di una stella attraversa l'ISM quindi, la sua magnitudine viene modificata (estinta), secondo la seguente relazione:

$$mag(\lambda)_{oss} = mag(\lambda)_{int} + A_\lambda, \quad (4.2)$$

dove  $mag(\lambda)_{oss}$  indica la magnitudine osservata,  $mag(\lambda)_{int}$  la magnitudine intrinseca e  $A_\lambda$  il **parametro di estinzione**, che esprime il grado di attenuazione che subisce la luce stellare, a seconda della lunghezza d'onda di osservazione. Per convenzione, il parametro  $A_\lambda$  viene espresso in funzione del suo valore calcolato per il filtro V del sistema fotometrico Johnson, come  $A_\lambda/A_V$ . L'andamento di questo rapporto in funzione della lunghezza d'onda rappresenta la **legge di estinzione** (figura 4.7): l'attenuazione risulta tanto più importante quanto sono piccole le lunghezze d'onda. In linea generale, è possibile determinare il rapporto  $A_\lambda/A_V$  per ogni sistema fotometrico.

Solitamente l'estinzione viene parametrizzata attraverso la definizione di **eccesso di colore**, indicato come  $E(B-V)$ . Esso viene definito convenzionalmente come la differenza tra il colore osservato e quello intrinseco di una data stella in corrispondenza dei filtri B e V. Il valore di  $A_V$  è pari a  $A_V = R_V E(B - V)$ , con  $R_V$  coefficiente numerico pari a 3.12 per la Via Lattea.

In regioni ad alta estinzione è piuttosto comune che si osservi il fenomeno di reddening differenziale all'interno di un ammasso. Per questo motivo risulta di fondamentale importanza ricavare una mappa di reddening ad alta risoluzione spaziale, in modo da poter correggere le magnitudini delle stelle osservate.

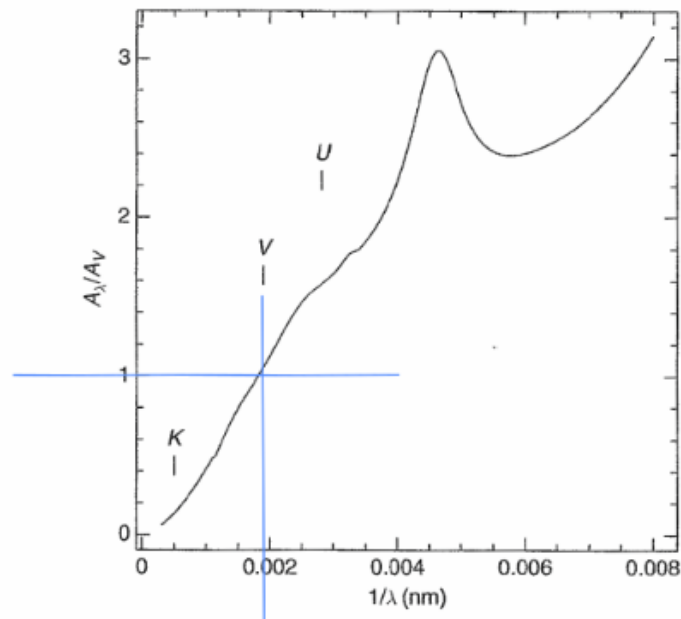


Figura 4.7: Rappresentazione della curva di estinzione della Via Lattea. La curva mostra il valore  $A_\lambda/A_V$  in funzione della lunghezza d'onda. In azzurro è segnato il valore di  $\lambda$  in corrispondenza del quale il rapporto  $A_\lambda/A_V$  è normalizzato a 1, per il sistema fotometrico Johnson.

### 4.3.2 Procedura

L'approccio usato per la stima del reddening differenziale è quello descritto in [Dalessandro et al. \(2018a\)](#), per cui sono state applicate alcune opportune modifiche, per adattare la procedura al data-set a disposizione.

La stima del reddening differenziale è avvenuta sulla porzione di campo di vista in comune tra il data-set HST e il data-set Gemini, basandosi sul CMD (V-K, K). Sono state utilizzate stelle identificate come membre dell'ammasso sulla base dei moti propri (riferimento alla sezione 4.1), con ottima qualità fotometrica per ogni filtro (riferimento alla sezione 4.2), comprese in un intervallo di magnitudine  $18 < V < 20$ . L'analisi si basa su una routine iterativa che prevede differenti passaggi:

- costruzione di una MRL: il campione di stelle di partenza è stato diviso in bin di magnitudine, in ognuno dei quali è stato ricavato il valore medio di magnitudine e relativo colore (punti medi). La connessione di tali punti nel CMD va a definire la MRL, mostrata in rosso in figura 4.8 nel pannello di sinistra;
- selezione di un sotto-campione di stelle attraverso una procedura di  $\sigma$ -clipping: per ogni intervallo di magnitudine sono state considerate solamente le sorgenti appartenenti al campione iniziale il cui valore di dispersione in colore fosse inferiore a  $3\sigma$  dove  $\sigma$  è il valore di dispersione in colore del punto medio definito nello specifico

bin. Le sorgenti appartenenti a tale campione sono mostrate in rosso in figura 4.8 nel pannello di sinistra;

- per ogni  $i$ -esima stella presente nel catalogo vengono selezionate le 20 sorgenti più vicine spazialmente appartenenti al sotto-campione (figura 4.8 e 4.9). È stato valutato l'uso di un numero maggiore di tali stelle, tuttavia è stato riscontrato che l'incremento del numero di stelle di riferimento determina un ovvio abbassamento della risoluzione spaziale, senza determinare cambiamenti significativi nella stima del reddening. Per ognuna di esse viene stimata la distanza geometrica  $\Delta X$  dalla MRL (per definizione la MRL è caratterizzata da  $\Delta X = 0$  e tutte le stelle sono quindi distribuite attorno a questo valore). Questi 20 valori vengono mediati e il risultato viene associato alla stella  $i$ -esima;
- conversione di  $\Delta X$  in  $\delta E(B-V)$  attraverso la seguente equazione:

$$\delta E(B - V) = \frac{\Delta X}{\sqrt{2R_{F606W}^2 + R_{K_S}^2 - 2R_{F606W}R_{K_S}}}, \quad (4.3)$$

dove  $R_{F606W}$  e  $R_{K_S}$  sono i coefficienti di estinzione nelle due bande. In questo caso i valori adottati sono rispettivamente  $R_{F606W} = 2.860$  e  $R_{K_S} = 0.367$ , ricavati dai coefficienti  $A_\lambda/A_V$  forniti dal sito web <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>. Questi sono ricavati da Cardelli et al. (1989) e O'Donnell (1994).

In figura 4.8 è possibile apprezzare i passaggi appena descritti eseguiti sulla prima stella del catalogo. Tale sorgente e le 20 stelle più vicine selezionate dal sotto-campione in rosso sono rappresentate nella mappa di posizione in figura 4.9. La variazione spaziale del reddening è mostrata nella mappa in figura 4.10. Questa è stata ottenuta applicando un kernel gaussiano di dimensione di 5" alla distribuzione del reddening delle stelle nel campo. È possibile notare che la variazione del reddening nel campo di vista GeMS/HST è di  $\sim 0.04$  magnitudini, corrispondente a circa il 10% del reddening medio in direzione di NGC 6638 ( $E(B-V) = 0.41$ ); Harris (2010)). La magnitudine di ogni stella è stata corretta sottraendo il valore di  $\delta E(B-V)$  stimato come mostrato nel CMD in figura 4.11.

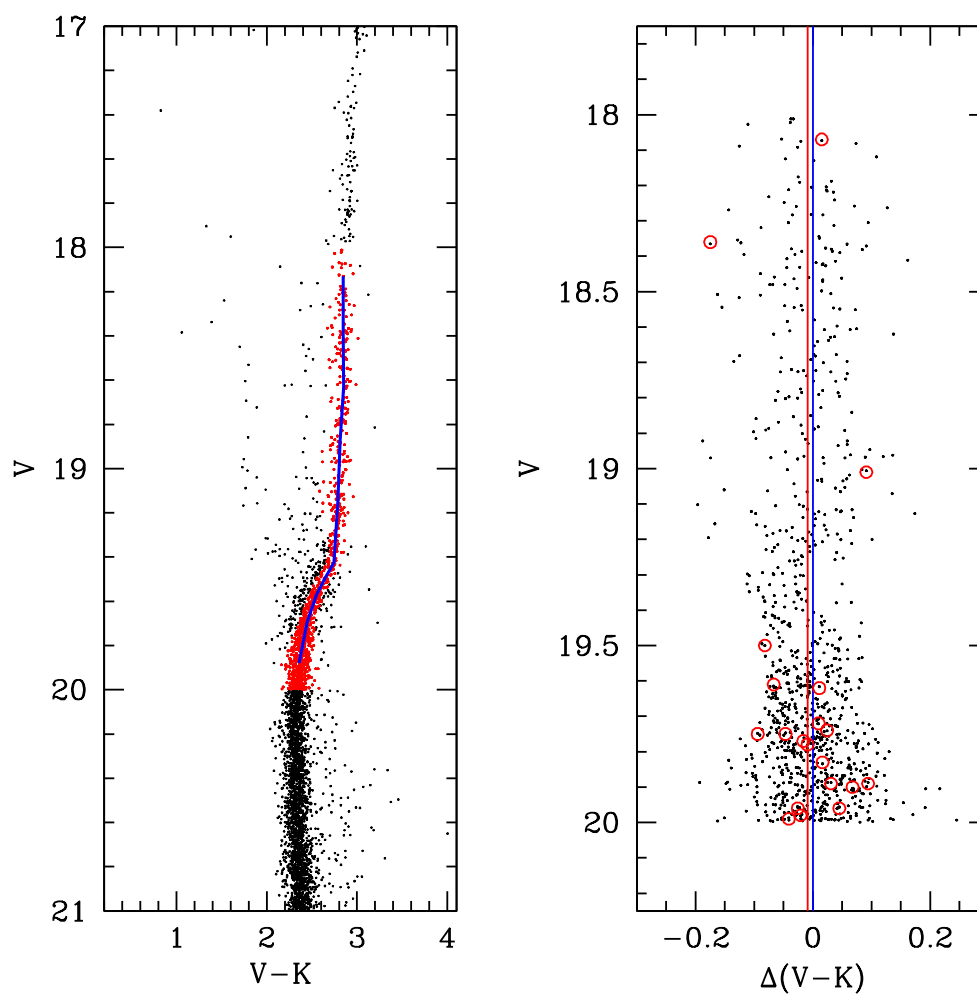


Figura 4.8: CMD (V-K, K) delle stelle considerate membre dell'ammasso caratterizzate da una buona qualità fotometrica (*sinistra*). In rosso sono evidenziate le stelle del sotto-campione selezionato tramite procedura di  $3\sigma$ -clipping. La linea blu rappresenta invece la MRL. Nel pannello di *destra* è rappresentato il grafico ( $\Delta(V-K)$ , V) mostrante la prima iterazione del processo, dove in blu è evidenziata posizione della MRL, centrata sullo zero, mentre in rosso lo spostamento in colore associato alla stella sulla base dei valori delle 20 stelle vicine selezionate dal sotto-campione (cerchi rossi).

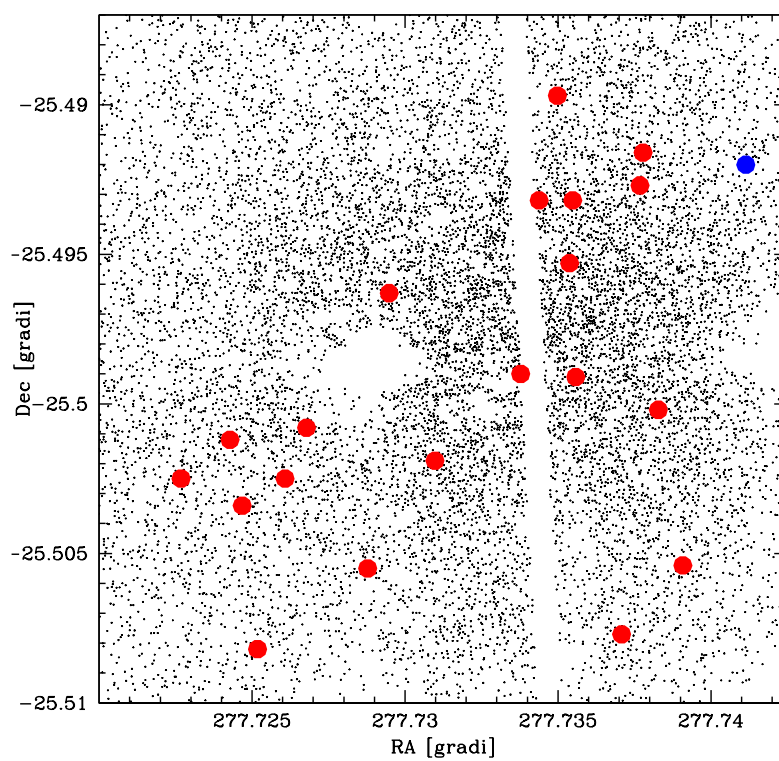


Figura 4.9: Mappa delle posizioni della stella selezionata per l'iterazione (in blu) e delle 20 stelle vicine (in rosso) rispetto a tutte quelle appartenenti al catalogo, in RA e Dec.

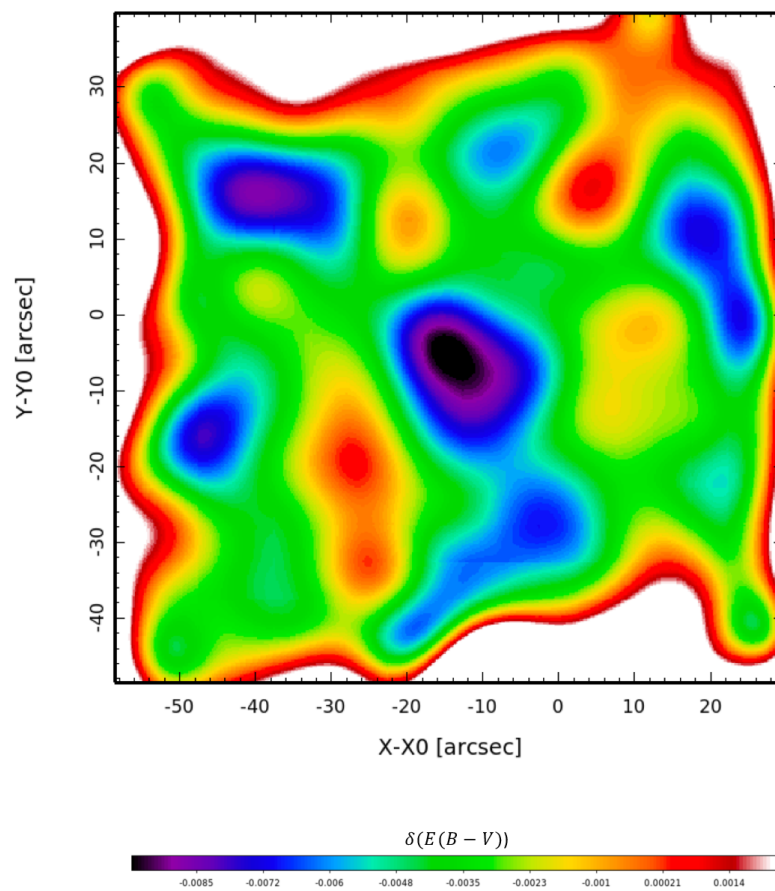


Figura 4.10: Mappa di reddening differenziale ottenuta per le stelle considerate membre di NGC 6638 selezionate per qualità fotometrica, attraverso l'applicazione di un kernel gaussiano alla distribuzione del reddening delle stelle appartenenti al FoV.

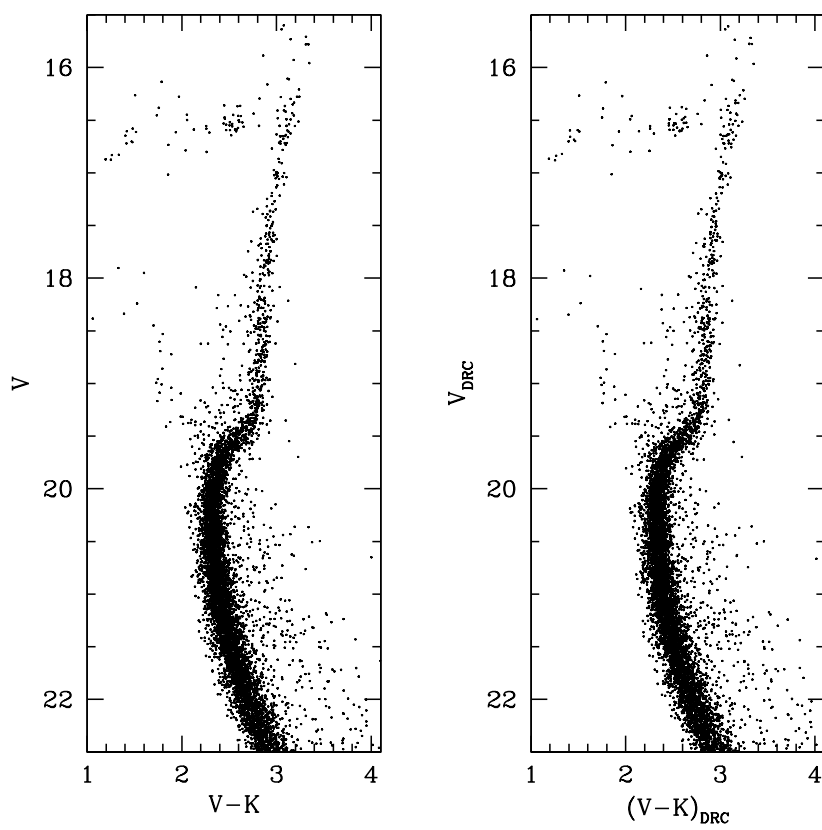


Figura 4.11: CMD (V-K,V) di NGC 6638 prima (*sinistra*) e dopo (*destra*) la correzione per reddening differenziale.

# Capitolo 5

## Caratterizzazione delle popolazioni stellari di NGC 6638

### 5.1 Stima dell'età dell'ammasso

Come già accennato nella sezione 1.2 la massa al punto di MS-TO è un buon indicatore dell'età di un ammasso globulare: essa infatti decresce all'aumentare dell'età. Tuttavia, essa non è una quantità direttamente ricavabile dalle osservazioni. Esistono varie tecniche per la stima dell'età. Tipicamente esse si basano sulla stima del colore o della magnitudine del MS-TO. Entrambi questi indicatori osservabili sono sensibili alla variazione di età: a fissata metallicità il colore diventa più rosso e la magnitudine più debole. Le tecniche più accreditate di stima dell'età possono essere riassunte nel seguente modo:

- **Stima dell'età assoluta:** una stima dell'età in termini assoluti può essere ricavata dalla seguente relazione:

$$\log_{10}(t) = -0.52 + 0.37M_V(TO) - 0.43Y - 0.13[Fe/H], \quad (5.1)$$

dove  $t$  è l'età,  $M_V(TO)$  rappresenta la magnitudine assoluta del punto di MS-TO, riconducibile alla magnitudine apparente (osservata) tramite il modulo di distanza e  $[Fe/H]$  rappresenta rispettivamente il contenuto di ferro del sistema. La principale fonte di errore in questo metodo è l'incertezza sul modulo di distanza. Di conseguenza è necessario disporre di misure accurate sulla distanza del sistema stellare e dell'estinzione per una buona stima del modulo di distanza, e quindi dell'età.

- **Stima dell'età relativa, metodo verticale:** al posto della variazione assoluta della luminosità/magnitudine del MS-TO è possibile utilizzare la sua variazione relativa ad un livello di riferimento, come la magnitudine dell'HB (che risulta costante in popolazioni stellari più vecchie di 1-2 Gyr), ossia  $\Delta V_{TO}^{HB} = V_{TO} - V_{ZAHB}$ . Questo indicatore permette di confrontare l'età di due popolazioni: se la prima mostra un

$\Delta V_{TO}^{HB}$  minore rispetto alla seconda, allora risulta più giovane. La potenza di questo metodo è che non dipende da reddening e distanza, ed è scarsamente dipendente dalla metallicità. Tuttavia per tale procedura è necessario misurare con precisione il livello di magnitudine della ZAHB che potrebbe risultare complesso per diverse cause (come morfologia e scarso campione di stelle).

- **Stima dell'età relativa, metodo orizzontale:** in questo caso l'indicatore è la differenza di colore tra il livello dell'RGB che si trova a 2.5 mag dal punto di MS-TO, e il MS-TO stesso, ossia  $\Delta(B - V) = (B - V)_{RGB} - (B - V)_{TO}$ . Tale parametro diminuisce all'aumentare dell'età. La dipendenza dalla metallicità di tale indicatore è debole, poiché i colori del MS-TO e dell'RGB mostrano circa la stessa dipendenza dalla metallicità. Tuttavia, a fissata metallicità questa stima risulta meno sensibile alla variazione dell'età rispetto al metodo verticale.

Per la stima dell'età di NGC 6638 è stato adottato il metodo dell' **isochrone fitting**. Brevemente, esso consiste nel confrontare isocrone modellate attraverso la scelta di parametri caratteristici del sistema, con la distribuzione delle stelle osservata nel CMD. Nello specifico sono state usate due differenti famiglie di modelli di evoluzione stellare: PARSEC (Bressan et al. (2012))<sup>1</sup> e Dartmouth Stellar Evolutionary Database (DSED, Dotter et al. (2008))<sup>2</sup>. La scelta è stata determinata dalla loro facile reperibilità e la possibilità di derivare modelli per qualsiasi età e composizione chimica. Entrambe le interfacce permettono la creazione di isocrone per popolazioni stellari di varie metallicità, età, combinazione di strumenti e filtri, che comprendono tutti quelli adottati dai sistemi fotometrici utilizzati da gran parte dei telescopi da Terra e dallo spazio. La scelta di usare modelli differenti è utile per indagare possibili errori sistematici sulla stima dell'età, che possono essere il risultato di differenti assunzioni riguardo la struttura stellare che hanno un impatto sulla stima della temperatura e della luminosità, e delle trasformazioni che convertono queste quantità teoriche nel piano osservato.

Le isocrone sono state ottenute vincolando alcuni parametri sulla base delle osservazioni. In particolare, è stato adottato il valore di metallicità osservata  $[Fe/H] = -0.99$  (Carretta et al. (2009)). Per quanto riguarda l'abbondanza degli elementi  $\alpha$ , vista la mancanza di misure dirette di questi elementi in NGC 6638, si è deciso di esplorare tre diverse possibilità, che di fatto contemplano i possibili valori di abbondanza di elementi  $\alpha$  in GCs:  $[\alpha/Fe] = 0.4$ ,  $[\alpha/Fe] = 0.2$  e  $[\alpha/Fe] = 0$ . In questo modo sono stati richiesti tre modelli di isocrone differenti. Questi valori osservati si traducono in metallicità globale  $[M/H] = -0.70$ ,  $[M/H] =$

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

<sup>2</sup>[http://stellar.dartmouth.edu/models/isolf\\_new.html](http://stellar.dartmouth.edu/models/isolf_new.html)

-0.85 e  $[M/H] = -0.99$ , usando la seguente relazione:

$$[M/H] = [Fe/H] + \log(0.638 \cdot f_\alpha + 0.362), \quad (5.2)$$

dove  $f_\alpha = 10^{[\alpha/Fe]}$  è il fattore che quantifica il contributo degli elementi  $\alpha$  all'abbondanza chimica del sistema.

Alla metallicità di NGC 6638, i modelli PARSEC assegnano un'abbondanza di elio espressa in termini di frazione in massa, ottenuta dalla relazione  $Y = 0.2485 + 1.78 \cdot Z$  dove  $Z$  è dato da  $[M/H] = \log(Z/X) - \log(Z/X)_\odot$  con  $(Z/X)_\odot = 0.0207$ .  $Y$  risulta quindi pari a  $Y = 0.254, 0.252$  e  $0.251$  rispettivamente per  $[M/H] = -0.70, [M/H] = -0.85$  e  $[M/H] = -0.99$ .

Dal momento che le magnitudini  $K$  sono state ottenute con dati GeMS mentre quelle  $V$  (che corrisponde a  $F606W$ , vedere sezione 2.4) con la camera ACS/WFC, sono state combinate le isocrone ottenute per il sistema fotometrico 2MASS con quelle ottenute nel sistema HST/ACS. Per entrambi i sistemi fotometrici desiderati sono stati simulati 3 set di isocrone corrispondenti ai tre valori di  $[M/H]$  per un intervallo di età da 9 Gyr a 14 Gyr (a *step* di 0.2 Gyr). I cataloghi sono stati poi combinati in modo da ottenere un file finale comprensivo di tutte le informazioni. Le isocrone sono state riportate nel piano osservato utilizzando come modulo di distanza  $(m - M)_0 = 15.068$ , che corrisponde ad una distanza di 10.32 kpc (Baumgardt et al. (2019)), e applicando alle rispettive magnitudini i seguenti coefficienti di estinzione  $A_K = 0.118 \cdot A_V = 0.153$  e  $A_{F606W} = 0.922 \cdot A_V = 1.199$  (dove  $A_V = 1.3$ ).

L'isocrona di *best-fit* è stata determinata attraverso un'analisi del  $\chi^2$ . Come primo step, è stato definito un campione di stelle di riferimento che includesse le fasi evolutive più sensibili alla variazione di età. Questo campione include stelle distribuite lungo la MS, SGB e RGB nell'intervallo di magnitudine  $17 < V < 22.4$ . Come secondo passaggio, è stata ottenuta la MRL di queste stelle.

Il campione di stelle selezionato è stato suddiviso in bin di  $\Delta V = 0.20$  mag, e per ogni intervallo è stato calcolato il valore medio della magnitudine, del colore e i rispettivi errori associati definiti come deviazione standard. Visto che la regione dell'SGB copre un piccolo intervallo di magnitudine, si è deciso di dividere il campione in bin di colore ( $\Delta(V-K) = 0.10$  mag). La MRL ottenuta da questa procedura è rappresentata in figura 5.5. Il  $\chi^2$  è ottenuto dal confronto tra le isocrone disponibili e la MRL usando la seguente espressione:

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^{N_{bin}} \left[ \frac{(\text{colore})_{\text{oss},i} - (\text{colore})_{\text{mod},i}}{\sigma_{\text{colore,oss}}} \right]^2, \quad (5.3)$$

dove  $N_{bin}$  sono il numero di intervalli di magnitudine lungo la MRL,  $\text{colore}_{\text{oss},i}$  e  $\text{colore}_{\text{mod},i}$  sono rispettivamente il colore medio V-K osservato e teorico nell' $i$ -esimo bin di magnitudine della MRL e  $\sigma_{\text{colore,oss}}$  è la deviazione standard associata al colore medio osservato.

Per effettuare operativamente questo calcolo, è necessario che la MRL e l'isocrona siano

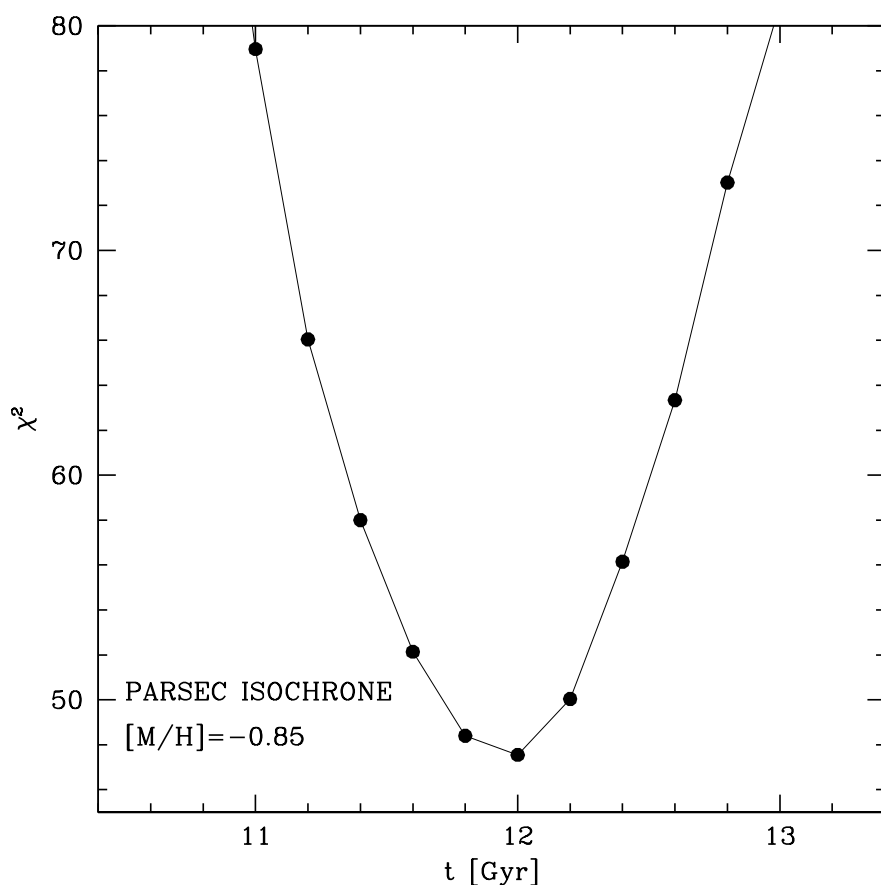


Figura 5.1: Valore del parametro di  $\chi^2$  in funzione di 10 isocrone (con  $t = 11.00, 11.20, 11.40, 11.60, 11.80, 12.00, 12.20, 12.40, 12.60, 12.80$  Gyr) calcolato per  $[M/H] = -0.85$ . Il minimo del parametro di  $\chi^2$  implica un'età di  $12.00^{+0.10}_{-0.20}$  Gyr.

campionate allo stesso modo e che gli intervalli entro i quali vengono confrontati i colori osservati e teorici siano gli stessi. Per tal motivo ogni set di isocrone è stato ricampionato in modo da avere lo stesso numero di punti della MRL, associando ad ogni valore di magnitudine di MRL il corrispondente colore dell'isocrona.

L'isocrona che minimizza il  $\chi^2$ , ossia alla quale corrisponde il valore minore di  $\chi^2$ , viene considerata l'isocrona di *best-fit*. Di conseguenza, l'età ad essa associata viene considerata una stima solida dell'età dell'ammasso. Per quanto riguarda i modelli PARSEC, l'isocrona che restituisce il  $\chi^2$  minore tra i tre modelli è quella con  $[M/H] = -0.85$ . Nella figura 5.1 viene mostrato l'andamento del  $\chi^2$  di tale modello in funzione di diverse età. È possibile notare un minimo ben definito in corrispondenza dell'isocrona di 12.00 Gyr. L'incertezza su tale valore è stata determinata considerando  $\chi^2_{min} + 1$ . Di conseguenza la stima di età adottata risulta quindi  $12.00^{+0.10}_{-0.20}$  Gyr. Il risultato dell'analisi sul data-set di [Bressan et al. \(2012\)](#) è mostrato in figura 5.2. In azzurro sono mostrate le diverse isocrone di *best-fit*, confrontate con la MRL (in magenta) per le differenti metallicità. Le età ricavate per i diversi modelli

sono:  $t = 10.80$  Gyr per  $[M/H] = -0.70$ ,  $t = 12.00$  Gyr per  $[M/H] = -0.85$  e  $t = 13.20$  Gyr per  $[M/H] = -0.99$ .

Lo stesso procedimento è stato effettuato per le isocrone simulate dal data-base di Dartmouth. Notiamo alcune piccole differenze. Intanto, le isocrone disponibili da questo data-set sono due:  $[M/H] = -0.70$  e  $[M/H] = -0.99$ , e corrispondono alle due possibilità estreme in termini di abbondanza di elementi  $\alpha$  ( $[\alpha/Fe] = 0.4$  e  $[\alpha/Fe] = 0$  rispettivamente). Il contenuto di elio di ciascuna isocrona è scalato nel seguente modo:  $Y = 0.245 + 1.5 \cdot Z$  e risulta  $Y = 0.251$  e  $0.248$  rispettivamente per  $[M/H] = -0.70$  e  $[M/H] = -0.99$ . L'isocrona che minimizza il  $\chi^2$  risulta quella di metallicità  $[M/H] = -0.70$  a cui corrisponde un'età di  $t = 12.80$  Gyr. Anche in questo caso viene indagato l'andamento del valore di  $\chi^2$  in funzione dell'età, il quale presenta un minimo in corrispondenza di  $12.80$  Gyr (figura 5.3). Anche le incertezze su tale valore sono ottenute con l'analisi di  $\chi_{min}^2 + 1$  effettuata per il data-set PARSEC, e risultano  $^{+0.50}_{-0.45}$ . La stima adottata risulta essere quindi  $12.80^{+0.50}_{-0.45}$ . Le isocrone di *best-fit* in entrambi i casi vengono mostrate in figura 5.4. Le età ottenute con i due data-set sono in buon accordo entro gli errori. Tali stime subiscono una variazione trascurabile se vengono adottati intervalli di magnitudine differenti. Notiamo tuttavia, che il migliore *match* nei due casi è ottenuto con valori di  $[M/H]$  differenti. Questo non è del tutto sorprendente, dal momento che i due data-set di isocrone adottano differenti abbondanze solari di riferimento. In particolare PARSEC usa Grevesse & Noels (1993), mentre Dartmouth Grevesse & Sauval (1998), che si traducono in una differenza in  $[M/H] = 0.1 - 0.15$  dex a fissati valori di  $[Fe/H]$  e  $[\alpha/Fe]$ .

Queste rappresentano le prime stime di età di NGC 6638 da CMD fondi ottenuti con strumenti ad alta risoluzione. I due risultati a confronto vengono mostrati in figura 5.5.

### 5.1.1 Confronto con altri ammassi del Bulge

In questa sezione viene confrontata la stima dell'età di NGC 6638 appena ottenuta con quella di altri ammassi di Bulge. Per questo scopo, viene utilizzato il valore medio tra le due stime, che risulta essere  $t = 12.40 \pm 0.57$ . Purtroppo finora solo una dozzina di GCs di Bulge hanno stime di età, principalmente a causa della loro forte estinzione. La situazione al momento è riassunta in figura 5.6 (vedere anche Saracino et al. (2019)), in cui vengono mostrate le età disponibili per i GCs del Bulge in funzione della loro metallicità  $[Fe/H]$  ottenuta da Harris (2010), tranne che nei casi di NGC 6569 (Johnson et al. (2018)) e NGC 6624 (Valenti et al. (2011)). Per i sistemi in cui è riportata più di una stima di età in letteratura, viene mostrata la media pesata sugli errori (tabella 5.1). La media pesata dell'intero campione è  $12.12 \pm 0.11$  Gyr, indicata dalla regione arancione in figura 5.6. Pertanto, l'età di NGC 6638 sembra essere in buon accordo con le età degli altri GCs del Bulge.

L'età dei GCs è anche in buon accordo con le stime di età di stelle di campo ottenute da dif-

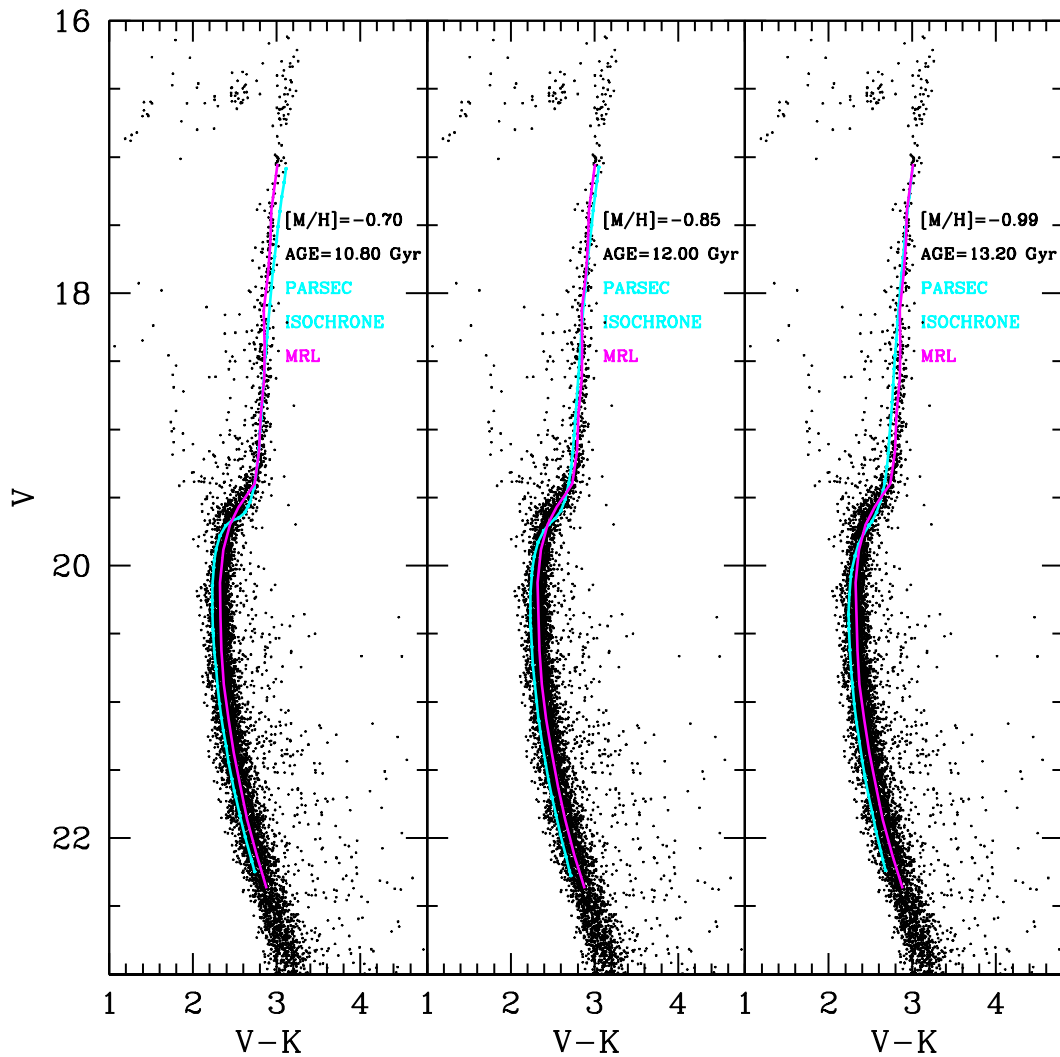


Figura 5.2: Diagrammi (V-K, V) corretti per reddening differenziale. Nei tre pannelli vengono rappresentate le isocrone PARSEC di *best-fit* per diversi casi di metallicità:  $[M/H] = -0.70$  (*sinistra*) corrispondente ad un'età di  $t = 10.80$  Gyr,  $[M/H] = -0.85$  (*centro*) corrispondente ad un'età di 12.00 Gyr e  $[M/H] = -0.99$  (*destra*), corrispondente ad un'età di 13.20 Gyr. In magenta viene rappresentata la MRL.

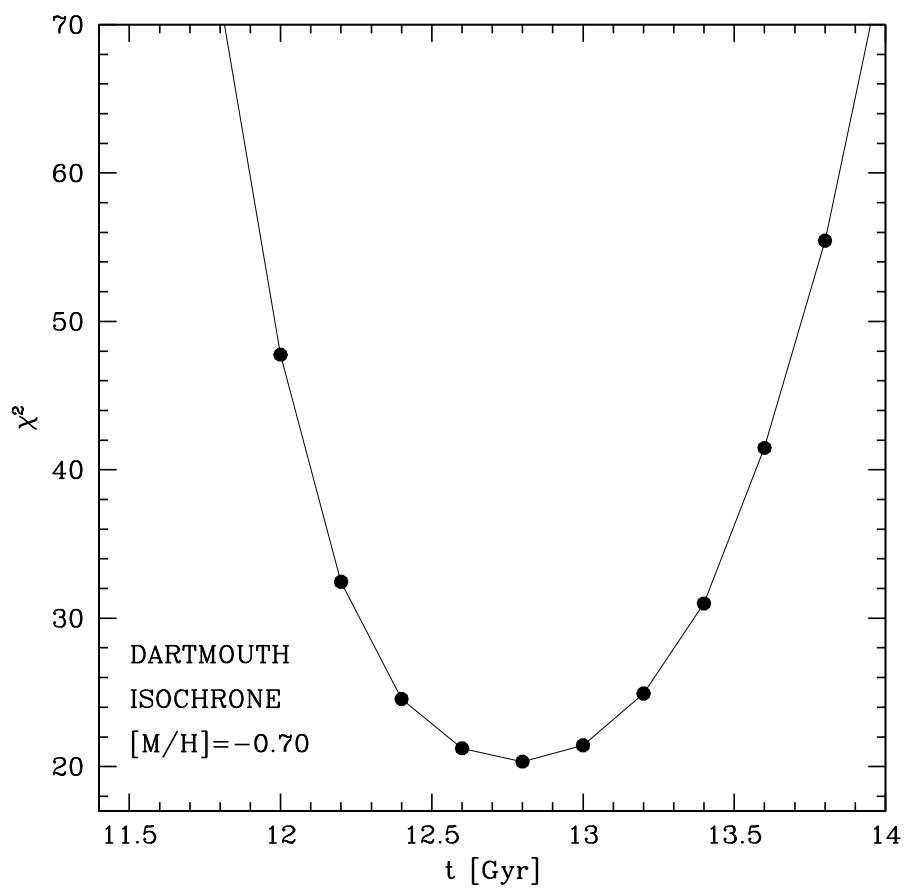


Figura 5.3: Valore del parametro di  $\chi^2$  in funzione di 10 isocrone (con  $t = 12.00, 12.20, 12.40, 12.60, 12.80, 13.00, 13.20, 13.40, 13.60, 13.80$  Gyr) calcolato per  $[M/H] = -0.70$ . Il minimo del parametro di  $\chi^2$  implica un'età di  $12.80^{+0.50}_{-0.45}$ .

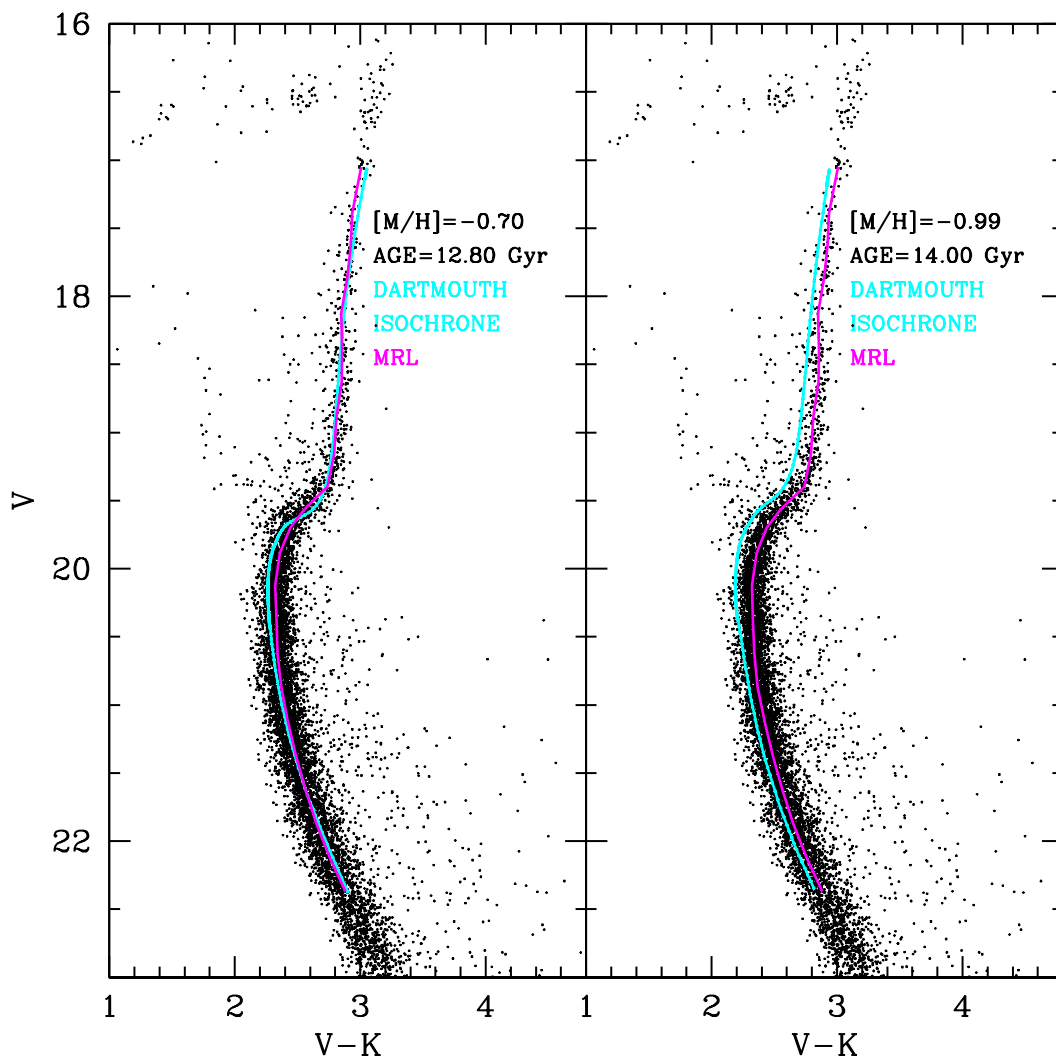


Figura 5.4: CMD nel piano  $(V-K, V)$  a seguito della correzione per gli effetti di reddening differenziale. Nei due pannelli vengono rappresentate le isocrone DARTMOUTH di *best-fit* per i due diversi casi di metallicità:  $[M/H] = -0.70$  (*sinistra*) corrispondente ad un'età di  $t = 12.80$  Gyr e  $[M/H] = -0.99$  (*destra*) corrispondente ad un'età di  $14.00$  Gyr. In magenta viene rappresentata la MRL.

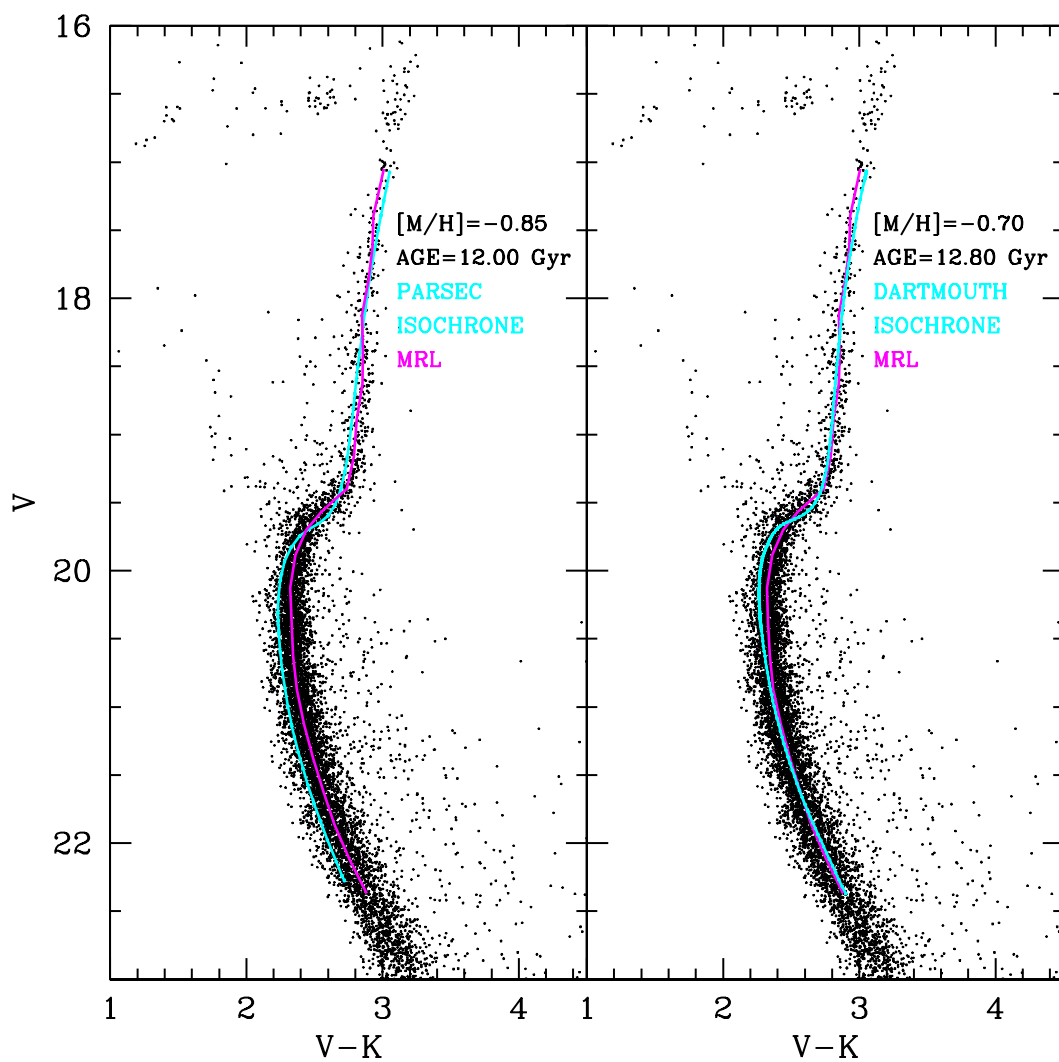


Figura 5.5: CMD nel piano  $(V-K, V)$  a seguito della correzione per gli effetti di reddening differenziale. *Sinistra*: in magenta viene mostrata la MRL ottenuta e in azzurro l'isocrona di *best-fit* dal data-set di [Bressan et al. \(2012\)](#) di età pari a 12 Gyr e  $[M/H] = -0.85$  *Destra*: MRL e isocrona di *best-fit* dai modelli di [Dotter et al. \(2008\)](#) di età 12.8 Gyr e  $[M/H] = -0.70$ .

Nome	Età [Gyr]	Referenza
NGC 6528	$11.00 \pm 1.00$	Lagioia et al. (2014); Calamida et al. (2014)
NGC 6553	$13.00 \pm 1.00$	Zoccali et al. (2001)
Ter 5	$12.00 \pm 1.00$	Ferraro et al. (2016)
NGC 6304	$12.75 \pm 0.75$	Dotter et al. (2009)
NGC 6637	$11.31 \pm 0.34$	Dotter et al. (2009); Vandenberg et al. (2013)
NGC 6624	$11.89 \pm 0.32$	Dotter et al. (2009); Vandenberg et al. (2013); Saracino et al. (2016)
NGC 6652	$11.65 \pm 0.22$	Dotter et al. (2009); Vandenberg et al. (2013)
NGC 6569	$12.83 \pm 0.54$	Saracino et al. (2019)
HP1	$12.80 \pm 0.90$	Kerber et al. (2019)
NGC 6723	$12.55 \pm 0.22$	Dotter et al. (2009); Vandenberg et al. (2013)
NGC 6717	$12.65 \pm 0.40$	Dotter et al. (2009); Vandenberg et al. (2013)
NGC 6558	$14.00 \pm 1.00$	Barbuy et al. (2007)
NGC 6626	$11.60 \pm 1.00$	Kerber et al. (2018)
NGC 6522	$13.02 \pm 0.71$	Kerber et al. (2018)
Liller 1	$12.00 \pm 1.00$	Ferraro et al. (2020)

Tabella 5.1: Stima dell'età di diversi GCs di Bulge. Per i sistemi in cui è riportata più di una stima in letteratura viene mostrata la media pesata sugli errori.

ferenti autori (per esempio Zoccali et al. (2003); Clarkson et al. (2011); Valenti et al. (2013)), confermando che le popolazioni stellari delle regioni centrali della Galassia si siano formate nelle prime fasi della sua formazione.

## 5.2 Popolazione di stelle variabili di NGC 6638

In questa sezione viene presentata l'analisi del contenuto di stelle variabili pulsanti RR-Lyrae di NGC 6638. L'analisi ha l'obiettivo di identificare nuovi oggetti variabili presenti nelle regioni centrali dell'ammasso e non identificati da studi precedenti a causa delle limitazioni dovute al *crowding*.

Questo studio fa uso dell'elevato numero di immagini presenti nel data-set a disposizione per questo lavoro di Tesi per poter individuare candidati oggetti che mostrano una significativa modulazione di luminosità.

L'attenzione viene focalizzata in modo particolare sulla popolazione di RRLyrae, dal momento che essa rappresenta la popolazione di variabili pulsanti più luminosa in una popolazione stellare vecchia.

### 5.2.1 RR Lyrae

Le variabili di tipo RR Lyrae sono stelle di piccola massa che stanno sperimentando la combustione di He nel nucleo, e che si collocano quindi lungo l'HB. Una tipica stella RR Lyrae

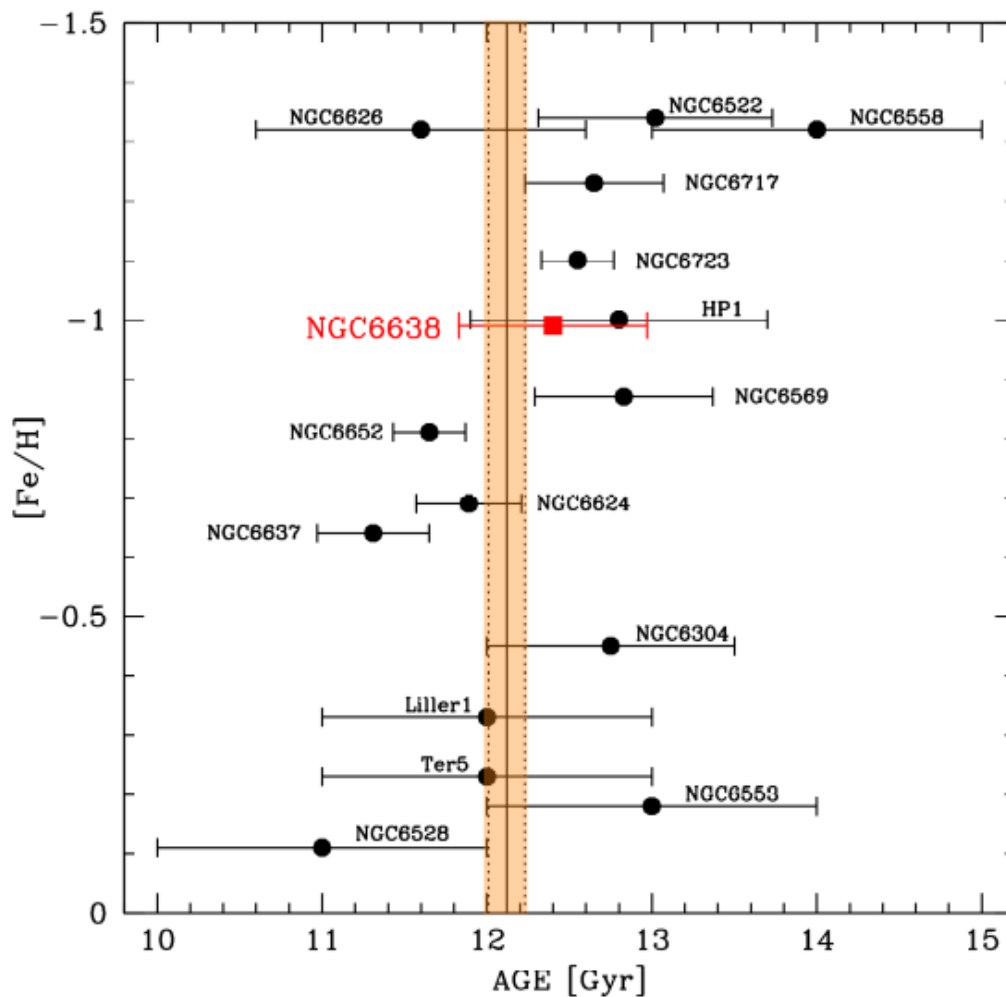


Figura 5.6: Età di NGC 6638 (quadrato rosso) derivata come la media delle due stime ottenute attraverso l'utilizzo dei data-set di [Bressan et al. \(2012\)](#) e [Dotter et al. \(2008\)](#), con relativo errore ( $t = 12.40 \pm 0.57$  Gyr), in funzione della sua abbondanza di Fe ( $[Fe/H] = -0.99$ ). Tale stima è paragonata con quella ottenuta per altri GCs di Bulge in letteratura, i cui valori sono riportati in tabella 5.1. La striscia arancione rappresenta l'età media pesata dell'intero campione  $t = 12.12 \pm 0.11$  Gyr. L'età di NGC 6638 sembra essere in ottimo accordo con questo valore.

è caratterizzata da una temperatura che può variare da 7400 a 6100 K e un raggio di 5-6  $R_{\odot}$  ed è figlia di una stella di MS con massa circa  $0.8 M_{\odot}$ . Le RR Lyrae sono caratterizzate da periodi tipicamente compresi tra 0.3 e 1 giorni, e da ampiezze nell'intervallo di 0.2-1.5 magnitudini a seconda delle lunghezze d'onda di osservazione.

Infatti, durante la pulsazione, la stella subisce cambiamenti in raggio e temperatura effettiva. I flussi in bande visibile e K scalano con il raggio e la  $T_{eff}$  in maniera differente (Jameson (1986)). Le variazioni in banda B e V riflettono per lo più la variazione in  $T_{eff}$  della stella durante la pulsazione, mentre l'ampiezza infrarossa dipende maggiormente dalla variazione del raggio.

Diverse proprietà rendono le stelle RR Lyrae strumenti utili in ambito astrofisico. Esse sono facilmente identificabili a causa della variazione in magnitudine, e, d'altra parte, (nelle bande ottiche) la distribuzione in luminosità delle stelle di HB in corrispondenza delle RR-Lyrae risulta piuttosto ben collimata. Per questo motivo, le RR-Lyrae (come le stelle di HB) sono state spesso utilizzate come indicatori di distanza dei sistemi stellari in cui si trovano.

### 5.2.2 RR Lyrae in NGC 6638

Il primo passo necessario all'investigazione della popolazione di stelle variabili è stato il confronto con un catalogo contenente informazioni relative alle variabili di NGC 6638 note in letteratura. A questo scopo è stato utilizzato il catalogo di Clement et al. (2001), il quale contiene 71 oggetti catalogati come stelle variabili. Per ognuna di tali sorgenti vengono riportate informazioni come il periodo di variabilità in giorni, la magnitudine media, l'ampiezza e la classe di variabili di appartenenza. Per agevolare la contro-identificazione delle variabili note all'interno del nostro catalogo, l'analisi è stata limitata alla porzione più brillante del catalogo ( $V < 17.5$  e  $K < 15.5$ ). In questo modo, sono stati identificati 32 oggetti nel catalogo. Le 39 variabili che non sono state contro-identificate si dispongono fuori dal FoV GeMS+HST. Ognuno di questi oggetti è catalogato come RR-Lyrae. Le variabili note identificate nel catalogo sono rappresentate da asterischi rossi nel CMD (V-K, V) e (J-K, K) di figura 5.7. Tutte le stelle contro-identificate sono distribuite in colore e magnitudine nella zona aspettata. La dispersione mostrata è l'ovvia conseguenza del fatto che le osservazioni del data-set a disposizione per questo elaborato non campionano interamente la curva di luce delle variabili, ma registrano la loro luminosità in una fase *random* di variabilità.

Il campione fotometrico analizzato costituisce uno dei primi campioni ad alta risoluzione spaziale in grado di campionare opportunamente le regioni centrali di questo ammasso, e dunque offre la possibilità di identificare nuove variabili RR-Lyrae non precedentemente identificate. Per fare questo, è stato definito un **indice di variabilità**. Dato un set di  $n$  misure indipendenti, l'indice di variabilità misura il rapporto tra la variazione delle singole misure (lo *scatter*) e il loro errore medio. In altre parole, quantifica la significatività della

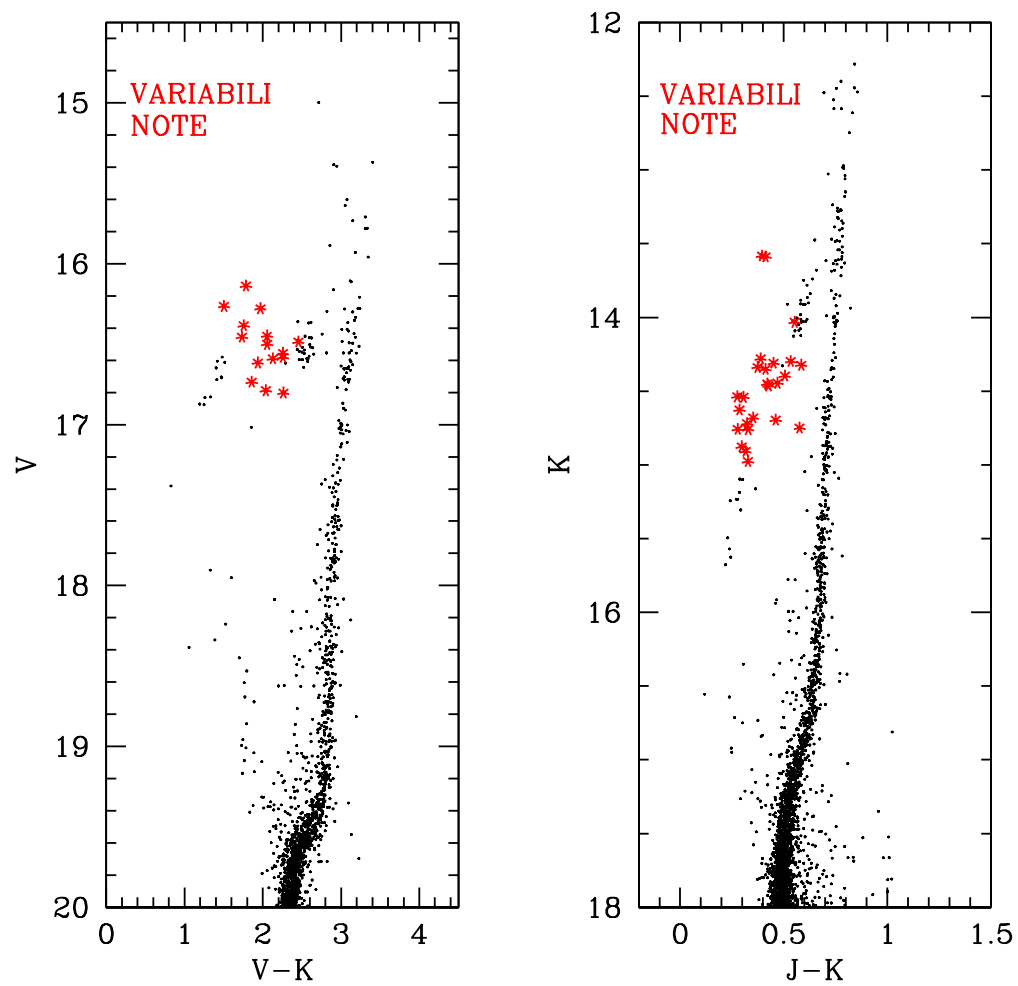


Figura 5.7: CMD (V-K, V) a sinistra e (J-K, K) a destra. In entrambi i pannelli vengono rappresentate in rosso le RR Lyrae contro-identificate dalla letteratura (Clement et al. (2001)).

variazione delle  $n$  misure rispetto all'errore. Tale informazione è registrata per ogni banda ed è inserita all'interno dei file di estensione mag prodotti dalla routine DAOMASTER durante l'analisi dati (si veda la sezione 3.2.2). Lo scopo è riuscire a selezionare le stelle presenti nel catalogo che siano caratterizzate da un elevato indice di variabilità.

Dal momento che il data-set GeMS contiene il maggior numero di immagini, l'analisi di variabilità è stata effettuata nelle bande J e K. Con tale intento, lo studio è stato effettuato dapprima sui dati relativi ai singoli chip di GeMS, combinando i file mag dei filtri J e K.

In figura 5.8 sono mostrate le distribuzioni delle sorgenti del chip 1 nei piani magnitudine - indice di variabilità per i filtri J e K. Il primo step è stato dividere tali distribuzioni in intervalli di magnitudine di 0.35 e 0.40 rispettivamente per J e K, e calcolare il valore medio dell'indice di variabilità in tali bin. In questo modo è stata poi attuata una procedura di  $\sigma$ -clipping, per la quale, in ogni bin, sono state selezionate le sorgenti che avessero indice di variabilità maggiore di 1.5 volte la dispersione media dell'indice in tale bin. Tali sorgenti sono rappresentate in blu in figura 5.8. A queste sono stati assegnati dei *flag*, in modo da poterle distinguere. I punti magenta invece, rappresentano le sorgenti che "sopravvivono" alla selezione in entrambi i filtri.

Completata la selezione per i quattro chip di GeMS, è stato effettuato il confronto di tali sorgenti con con il campione di stelle contro-identificato dal catalogo Clement et al. (2001). Delle stelle selezionate per indice di variabilità, 15 risultano effettivamente catalogate come variabili in Clement et al. (2001), mentre sono state scoperte 7 nuove candidate variabili non conosciute in letteratura. La loro posizione nel CMD IR (J-K, K) è mostrata in figura 5.9, mentre la distribuzione delle singole magnitudini in funzione del tempo è mostrata per tali stelle in figura 5.10.

È possibile notare in questa figura, in modo del tutto qualitativo, che alcune delle candidate variabili mostrino modulazioni di magnitudine particolarmente evidenti e pertanto esse sono le candidate variabili più probabili. Tuttavia, si noti che anche le osservazioni GeMS sono state effettuate in due momenti differenti, ognuno dei quali si estende per circa 30-40 minuti. Purtroppo, questo non permette di campionare in modo adeguato la curva di luce di potenziali RR-Lyrae, che sono caratterizzate da periodi di  $P \sim 0.6 - 0.9$  giorni.

Tra gli oggetti che mostrano la più chiara variazione c'è la candidata numero 3 (figure 5.9 e 5.10), sembra mostrare una variazione di circa una magnitudine in banda J e circa 0.5 magnitudini in banda K. Queste ampiezze sono incompatibili con quelle aspettate per una RR-Lyrae, che tipicamente mostrano curve di luce con ampiezze di  $\sim 0.2$  magnitudini a lunghezze d'onda IR. Tuttavia questo oggetto è certamente interessante ed è stato studiato in maggior dettaglio.

A questo scopo è stata analizzata la sua curva di luce utilizzando il software Gatspy (Vanderplas (2015)), che cerca variabilità in distribuzioni di punti non omogeneamente campionati

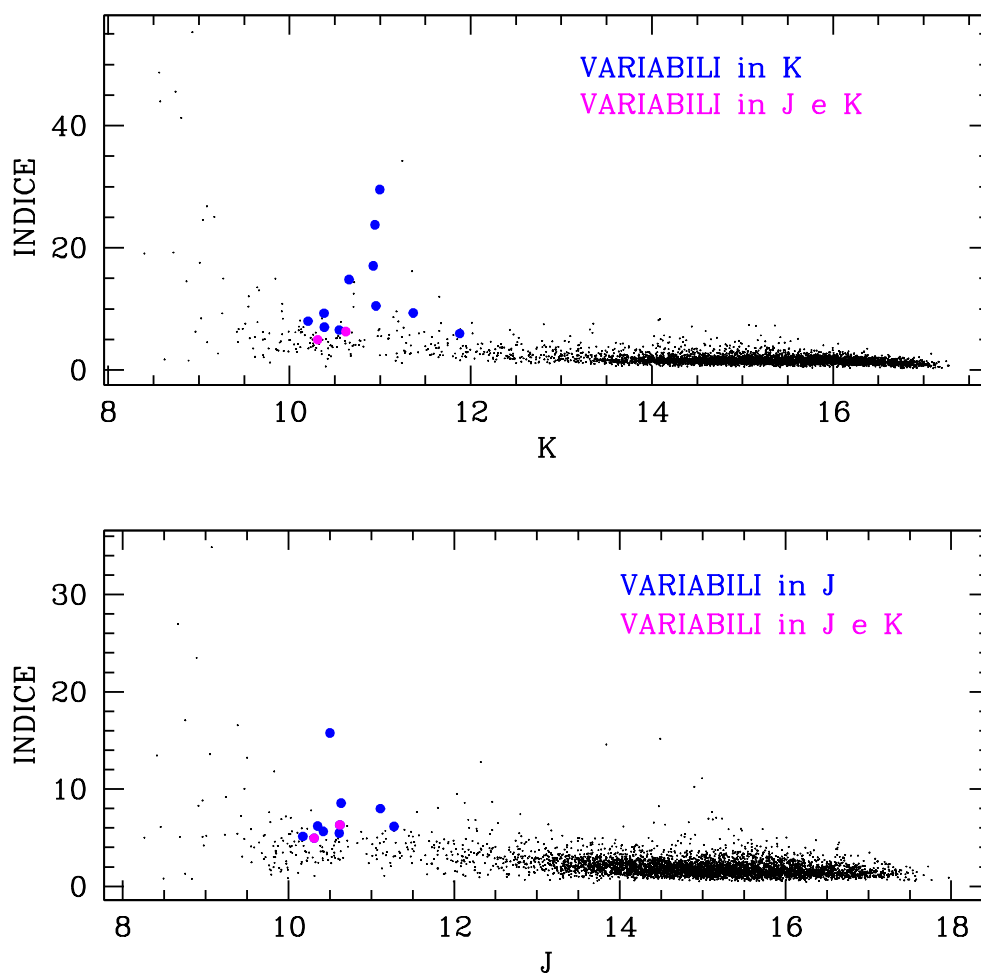


Figura 5.8: Piani magnitudine - indice di variabilità relativi alle bande J (pannello inferiore) e K (pannello superiore) rappresentativi delle sorgenti del chip 1 di GeMS. Le stelle in blu in ogni pannello rappresentano il risultato della selezione di  $\sigma$ -clipping nelle rispettive distribuzioni (e della selezione in magnitudine), mentre le stelle magenta sono le sorgenti reduci dalle selezioni di entrambi i filtri (e della selezione in magnitudine).

utilizzando il periodogramma di Lombe-Scargle. È stata verificata possibile variabilità da periodi di pochi minuti fino a 0.7-0.9 giorni. L'analisi sembra indicare un picco nel periodogramma a  $P \sim 0.13$  giorni (corrispondenti a 3.12 ore) usando le magnitudini J e K.

In figura 5.11 viene mostrata la curva di luce della candidata 3 espressa in termini di distribuzione delle magnitudini in funzione della fase ( $\phi$ ), ottenuta assumendo  $P = 0.13$  giorni. Essa mostra un andamento quasi sinusoidale, con ampiezza totale di oltre una magnitudine. Le misure J campionano il ramo ascendente della curva di luce, mentre il filtro K quello discendente. Questo andamento, e il periodo breve così determinato, escluderebbero che questo oggetto sia una RR-Lyrae. L'accordo (almeno qualitativo) tra l'andamento delle magnitudini J e K (strumentali) suggerirebbe inoltre, che questa stella abbia colore vero (J-K)  $\sim 0$ , che la collocherebbe in prossimità dell'RGB dell'ammasso.

A causa dello scarso campionamento della curva di luce, non è possibile investigare oltre la natura di questo oggetto, che richiederebbe dati addizionali in grado di coprire in modo omogeneo in entrambe le magnitudini l'intero periodo.

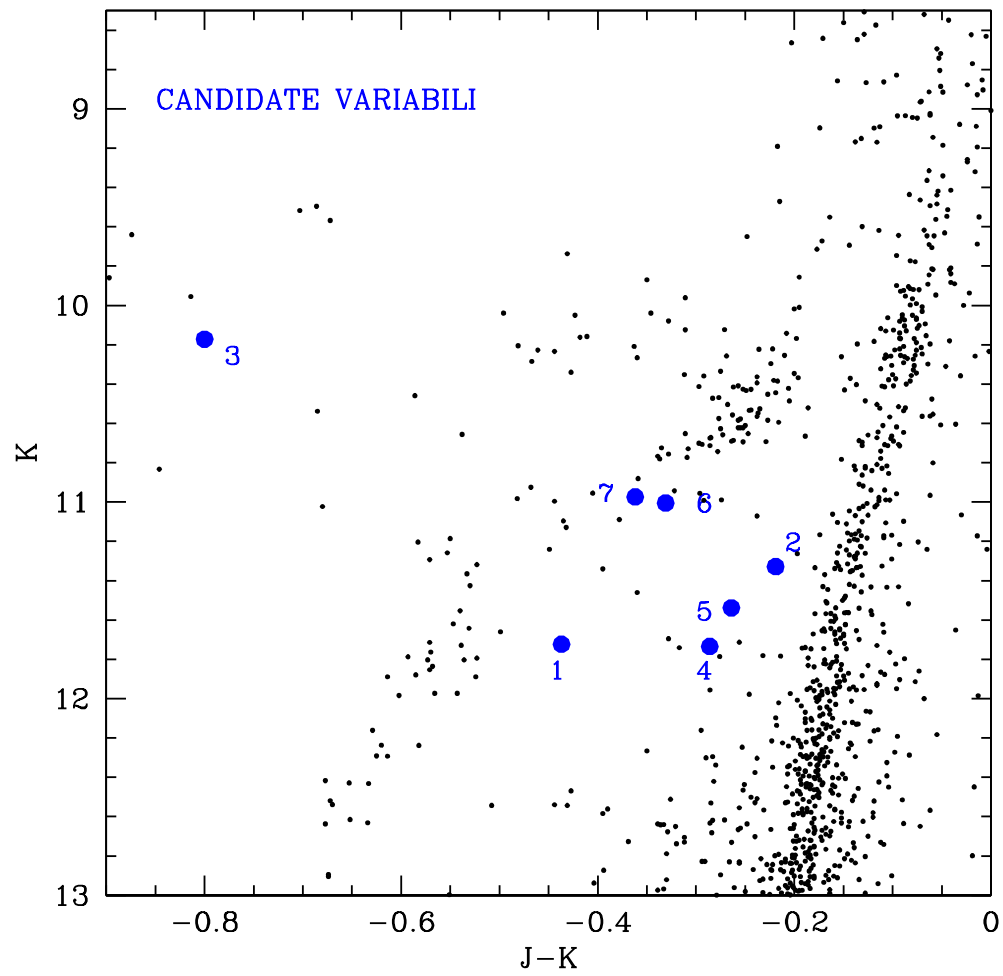


Figura 5.9: CMD (J-K, K) (magnitudini strumentali) in cui sono rappresentate in blu le 7 candidate variabili di NGC 6638.

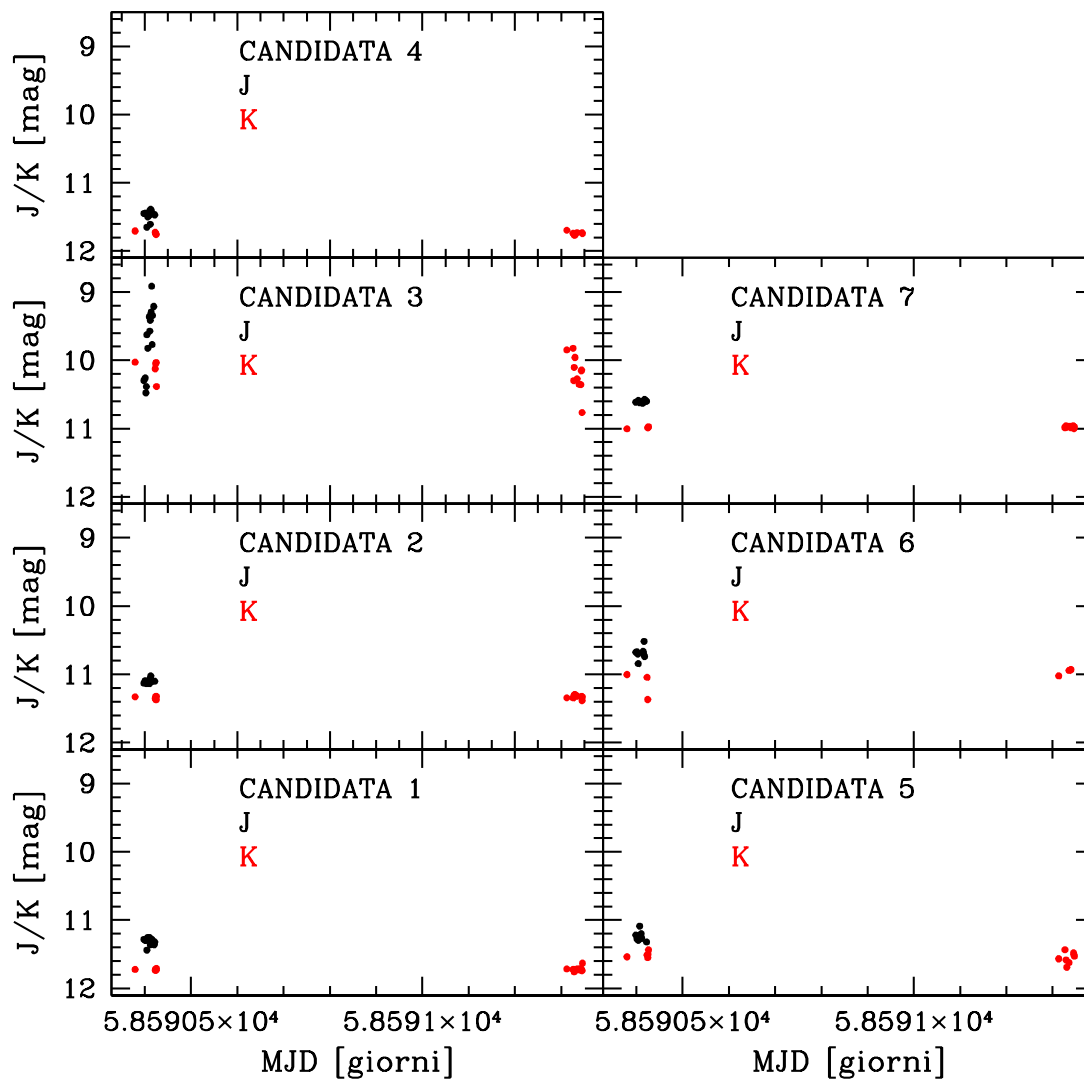


Figura 5.10: Piano giorno giuliano (MJD) - magnitudine per le 7 stelle candidate variabili. In nero vengono rappresentati i valori delle magnitudini J mentre in rosso delle K. È possibile notare che la candidata 3 mostra una variabilità significativa rispetto alle altre candidate, in entrambe le magnitudini.

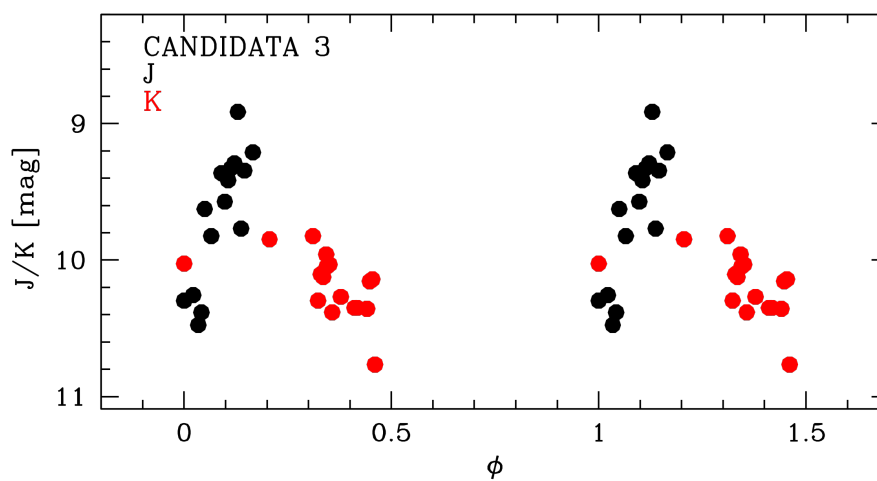


Figura 5.11: Diagramma fase - magnitudine della candidata variabile 3. In nero sono riportati i valori riferiti alla magnitudine J e in rosso quelli riferiti alla magnitudine K. Si nota un andamento quasi sinusoidale, con ampiezza totale di oltre una magnitudine. Le misure J campionano il ramo ascendente della curva di luce, mentre il filtro K quello discendente.



# Capitolo 6

## Parametri strutturali e stato dinamico di NGC 6638

In questo capitolo viene presentata la derivazione del centro di gravità di NGC 6638 e del profilo radiale di densità ottenuto con conteggi di stelle risolte, e la determinazione dei parametri strutturali del sistema.

Inoltre verranno derivati vincoli sullo stato dinamico del sistema attraverso lo studio della sua popolazione di Blue Straggler Stars (BSSs).

### 6.1 Centro di Gravità

Come già anticipato nella sezione 1.4, il profilo di densità radiale di un ammasso globulare è uno strumento importante per lo studio del suo stato dinamico.

Il primo passo da compiere in tal senso consiste nell'accurata stima del centro di gravità dell'ammasso ( $C_{grav}$ ), che in questo lavoro di Tesi è stata compiuta attraverso conteggi di stelle risolte seguendo la procedura iterativa descritta da [Montegriffo et al. \(1995\)](#). In particolare, il centro di gravità è stato definito come il baricentro della posizione delle stelle aventi una magnitudine compresa in un intervallo definito e distribuite entro una distanza fissata rispetto ad un centro approssimato di partenza.

L'uso di stelle risolte ha il vantaggio di evitare *bias* osservativi, che possono manifestarsi quando la determinazione del centro si basa sull'utilizzo di luce integrata. Infatti, poche stelle brillanti potrebbero dominare la luminosità integrata rendendo l'approccio sensibile a rilevanti fluttuazioni statistiche.

La procedura iterativa per la stima di  $C_{grav}$  può essere riassunta schematicamente nel seguente modo: all'interno del FoV del sistema (HST+GeMS) è stata definita una posizione ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) del centro presa dalla letteratura ([Harris \(2010\)](#)). A partire da tale valore sono stati definiti tre intervalli radiali all'interno dei quali è stata calcolata la media delle loro posizioni in  $\alpha$  e  $\delta$ . Se la differenza tra la soluzione trovata e il riferimento è maggiore di 0.01",

si ripete il calcolo adottando il nuovo centro appena trovato e si itera la procedura fino a convergenza, cioè quando la differenza con il valore precedente è inferiore ai 0.01". La scelta dei raggi di confidenza viene fatta in modo da campionare un gradiente di densità dell'ammasso, tenendo conto dei limiti del FoV. La decrescita nel profilo inizia a comparire in prossimità del raggio di *core*  $r_c$ , per cui il raggio di confidenza deve essere più grande di questo valore. Il catalogo di Harris (Harris (2010)) fornisce una stima del raggio di *core* di NGC 6638 è di 13.2", per cui i valori scelti sono stati 20", 25" e 32". La procedura giunge generalmente a convergenza in una decina di iterazioni, determinando il valore del centro più probabile. Il processo viene attuato per tre tagli di magnitudine differenti:

1.  $V < 21$  o  $K < 18.5$
2.  $V < 20.5$  o  $K < 18.1$
3.  $V < 20$  o  $K < 17.6$ .

A causa della presenza di gap nel campo di vista, causati dalla disposizione dei chip di HST e GeMS, è stato deciso di adottare due selezioni in magnitudine, in modo da "popolare" le zone scoperte, e ottenere così una stima del centro. La scelta di tre differenti intervalli di magnitudine è stata fatta con lo scopo di verificare e limitare eventuali fluttuazioni spurie dovute a problemi di incompletezza. È importante verificare che in tali limiti di magnitudine la massa delle stelle può essere considerata circa costante. Di conseguenza non è necessario tener conto delle masse delle singole stelle per il calcolo di  $C_{grav}$ .

Sono state così ottenute 9 stime indipendenti della posizione del centro del sistema in  $\alpha$  e  $\delta$ , mostrate in figura 6.1. Si può notare che la dispersione in posizione dei centri aumenta a tagli di magnitudine più brillanti, probabilmente causati da bassa statistica. Tuttavia tale *trend* non è ritenuto avere un impatto significativo sulla stima del centro.

Il valore di  $C_{grav}$  di NGC 6638 è stato determinato mediando tra loro le 9 misure ed è risultato essere  $\alpha_{J2000} = 18^h 30^m 56.09^s$  e  $\delta_{J2000} = -25^\circ 29' 51.16''$ , con errori (rappresentati dalla deviazione standard) rispettivamente pari a 1.85" e 0.23". Questo nuovo centro dista  $\sim 0.27$ " dal centro fotometrico stimato da Harris (2010) sulla base della distribuzione di brillantezza superficiale del sistema (figura 6.1). I valori di  $(\alpha, \delta)$  ottenuti nelle nove combinazioni di distanza e magnitudine limite, con il numero di stelle utilizzate per il calcolo ( $N_{star}$ ) sono riportati in tabella 6.1.

## 6.2 Profilo di densità radiale

Una volta determinata la posizione di  $C_{grav}$  del sistema, è possibile calcolarne il profilo di densità radiale usando il conteggio diretto del numero di stelle presenti nel FoV lungo

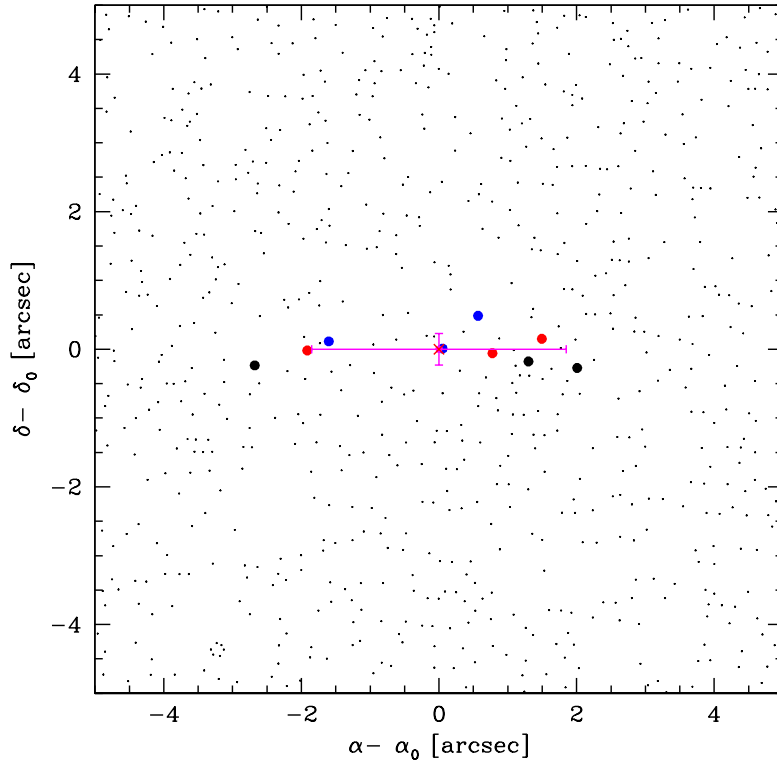


Figura 6.1: Posizione dei 9 centri di gravità di NGC 6638, rispetto al centro stimato da [Harris \(2010\)](#) (croce rossa). I diversi colori indicano le diverse assunzioni di taglio in magnitudine con cui le posizioni sono state stimate ( $V < 20$  in nero,  $V < 20.5$  in rosso,  $V < 21$  in blu). Il punto magenta rappresenta il  $C_{grav}$  medio del sistema con i relativi errori.

RA [gradi]	Dec [gradi]	$N_{star}$	R [arcsec]	V
277.7335508	-25.4974092	5207	20	21
277.7332656	-25.4975024	4574	20	20.5
277.7331077	-25.4976199	3991	20	20
277.7337096	-25.4975417	6886	25	21
277.7334869	-25.4975604	5965	25	20.5
277.7333256	-25.4975938	5114	25	20
277.7342187	-25.4975127	9293	32	21
277.7343146	-25.4975494	8125	32	20.5
277.7345496	-25.4976093	7117	32	20

Tabella 6.1: Valori relativi ai 9 centri utilizzati per il calcolo di  $C_{grav}$

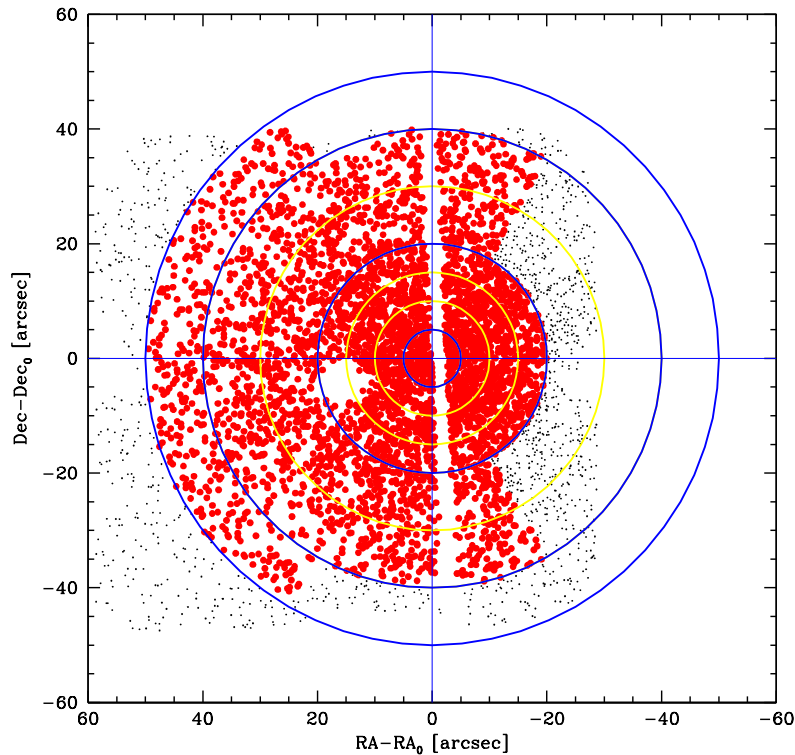


Figura 6.2: Mappa degli anelli concentrici scelti per costruire il profilo di densità di NGC 6638 all'interno del FoV HST+GeMS (in blu e giallo). In rosso sono raffigurate le stelle selezionate per il conteggio.

tutta l'estensione radiale dell'ammasso. A causa della differente disposizione dei data-set disponibili la procedura è stata ripetuta per tre configurazioni di campi di vista differenti, operando:

1. dalle zone più interne fino ad un raggio di  $50''$  su dati HST+GeMS;
2. da  $50''$  a  $100''$  su dati HST;
3. da  $100''$  a  $1000''$  su dati Gaia (sezione 3.3.1);

Le sorgenti utilizzate nel calcolo sono state selezionate in magnitudine  $V < 21$  (e  $G < 20$  per quanto riguarda i dati Gaia) in modo da avere un buon livello di completezza in tutti i campioni utilizzati e da avere stelle con massa simile. I profili di densità ricavati per ogni configurazione sono stati poi combinati.

La routine implementata divide ogni FoV in anelli concentrici con centro in  $C_{grav}$  di dimensioni differenti, in modo da garantire una buona statistica. In alcuni casi, come quello mostrato in figura 6.2, ad alcuni anelli sono stati applicati dei limiti angolari così da evitare le zone in cui le osservazioni non campionano interamente i settori. Le stelle così selezionate per la stima della densità sono mostrate in rosso. Ciascun anello viene poi suddiviso in

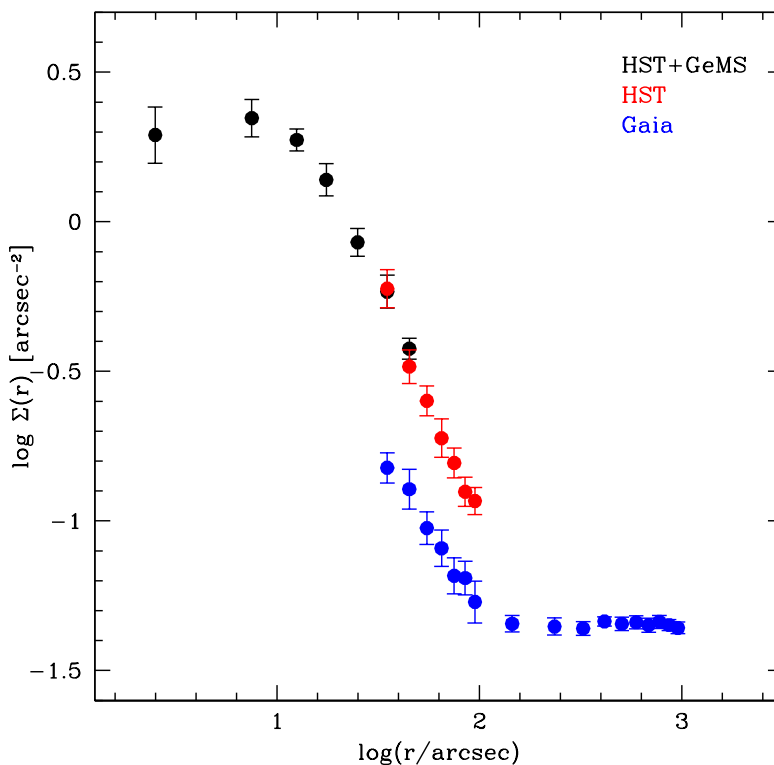


Figura 6.3: Profili di densità di NGC 6638 ottenuti per tre configurazioni di FoV differenti: in nero viene rappresentata la distribuzione ottenuta da dati nel FoV HST+GeMS (fino a  $r = 40''$ ), in rosso sono mostrati i dati provenienti solamente dal data-set HST (fino a  $100''$ ) e in blu viene raffigurato il profilo ricavato da data del satellite Gaia (fino a  $1000''$ ).

un numero variabile di sotto-settori (da 2 a 4). La densità all'interno di ciascun sotto-settore è calcolata come il rapporto tra il numero di stelle presenti e l'area in  $\text{arcsec}^2$ . La densità radiale corrispondente a ciascun anello viene poi determinata mediando i valori delle densità trovate nei singoli sotto-settori, e l'errore associato ad ogni valore di densità è rappresentato dalla deviazione standard della media. Seguendo questo approccio, sono stati derivati tre profili di densità. Il raggio corrispondente ad ogni singolo anello è indicato dal punto centrale in ciascun bin radiale (figura 6.3). Tali profili sono stati combinati per ottenerne uno totale, applicando una normalizzazione alle distribuzioni. Essa è stata calcolata utilizzando i valori di densità ottenuti all'interno degli anelli in comune ( $30'' < r < 40''$  e  $40'' < r < 50''$  per la normalizzazione tra HST+GeMS e HST;  $70'' < r < 80''$ ,  $80'' < r < 90''$  e  $90'' < r < 100''$  per la normalizzazione tra HST corretto e Gaia). La media della differenza di questi valori rappresenta la normalizzazione rispettiva per le due coppie di distribuzioni. Il profilo totale risultante da questa operazione è rappresentato in figura 6.4 da punti vuoti. Nelle regioni più esterne a distanze dal centro  $r > 100''$  si nota un appiattimento dell'andamento con valori di densità che si mantengono costanti a circa  $-1$  stella per  $\text{arcsec}^2$ , causato dal

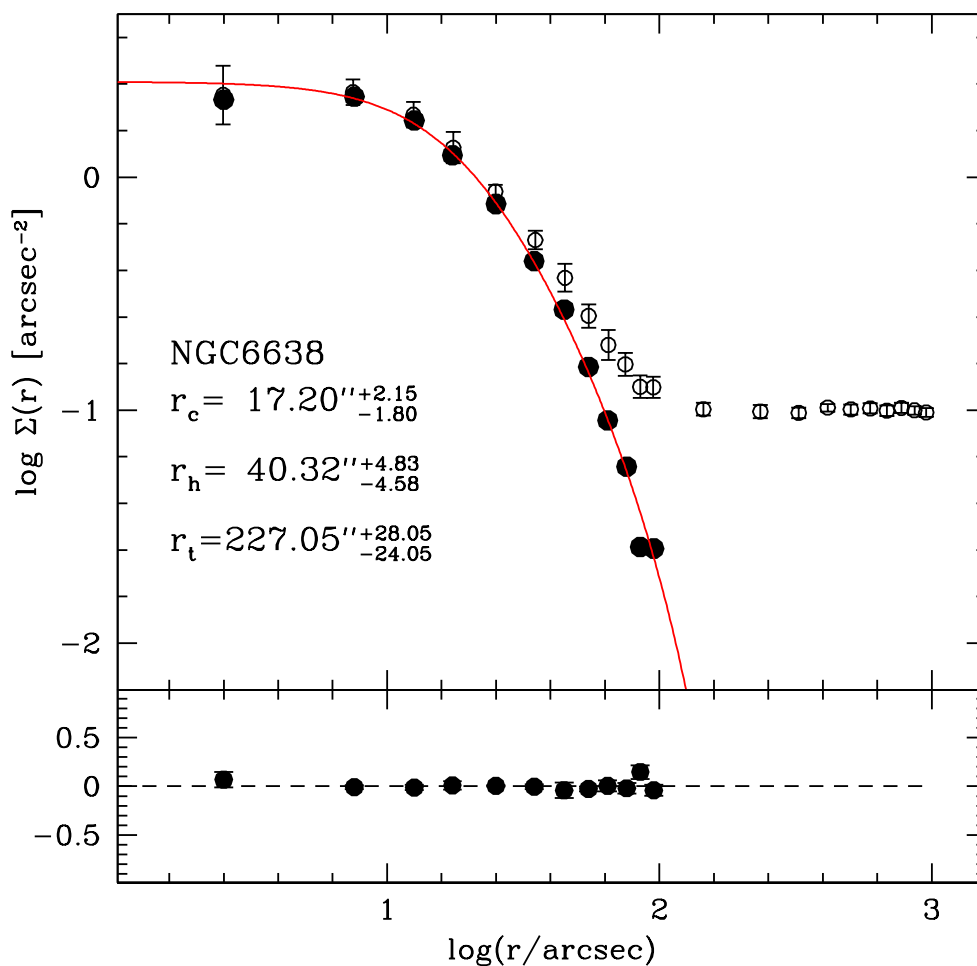


Figura 6.4: Profilo di densità stellare di NGC 6638. I punti vuoti rappresentano il profilo osservato, mentre i punti pieni rappresentano il profilo decontaminato dal contributo delle stelle di campo galattico, che hanno l'effetto di produrre un andamento costante nelle regioni più esterne del sistema. Ad entrambi sono associati i relativi errori. La linea rossa rappresenta il modello di King di best-fit, da cui deriva la stima dei parametri strutturali dell'ammasso, evidenziati nell'immagine. Nel pannello sottostante sono mostrati i residui, cioè gli scarti rimanenti dalla sottrazione tra il profilo decontaminato e il modello di best-fit di King.

contributo delle stelle di campo galattico. Tramite questa *feature* è possibile stimare quindi l'apporto del *background* e sottrarlo al profilo osservato. La densità del *background* è stata definita come la media delle densità dei 10 anelli più esterni. Questo valore è stato sottratto al profilo osservato. Il profilo di densità decontaminato risultante è rappresentato dai punti pieni con relativi errori. Come aspettato, il profilo decontaminato differisce in modo significativo nelle zone esterne, mentre in quelle più interne l'impatto è trascurabile.

Per ottenere una stima dei parametri strutturali di NGC 6638 il profilo di densità a cui è stato sottratto il *background* medio è stato confrontato con la famiglia di modelli di King. Per questa analisi il potenziale adimensionale  $W_0$  è stato fatto esplorare in un ampio range da 4.00 a 12.00 con step regolari di 0.05. Per ogni valore esplorato di  $W_{0,i}$  sono stati derivati il parametro di scala  $r_{0,i}$ , e la densità centrale  $\Sigma_{0,i}$ , che forniscono il minimo  $\chi^2$  ridotto ( $\chi_{min}^2$ ). Il valore corrispondente al valore più basso di  $\chi_{min}^2$  ( $\chi_{best}^2$ ) è adottato come modello di *best-fit*. Il profilo di *best-fit* così derivato è mostrato in figura 6.4. Oltre ai valori di *best-fit* per  $\Sigma_{0,i}$ ,  $r_{0,i}$  e  $W_{0,i}$ , questa procedura fornisce anche i valori del raggio di *core* e del raggio a metà massa,  $r_c$  e  $r_h$  rispettivamente. Essi corrispondono a  $r_c = 17.20'' \begin{smallmatrix} +2.15 \\ -1.80 \end{smallmatrix}$ ,  $r_h = 40.32'' \begin{smallmatrix} +4.83 \\ -4.58 \end{smallmatrix}$ ,  $r_t = r_c \cdot 10^c = 227.05'' \begin{smallmatrix} +28.05 \\ -24.05 \end{smallmatrix}$ . Le incertezze per ciascuno di questi valori sono derivate con la massima variazione nel range  $\chi^2 \leq \chi_{best}^2 + 1$ . Tali valori si discostano leggermente da quelli stimati da Harris (2010) servendosi della brillantezza superficiale dell'ammasso, che risultano:  $r_c = 13.20''$ ,  $r_h = 30.60''$ ,  $r_t = 282.21''$  e  $c = 1.33$ , e da quelli riportati da McLaughlin & van der Marel (2006):  $r_c = 13.04''$ ,  $r_h = 30.71''$ ,  $r_t = 296.68''$  e  $c = 1.33$ .

## 6.3 Stadio evolutivo di NGC 6638 attraverso l' utilizzo delle Blue Straggler Stars

### 6.3.1 Blue Straggler Stars

Le Blue Straggler Star (BSSs) sono una popolazione di stelle esotica tipica dei GCs. Esse sono state scoperte per la prima volta nel 1953 da Sandage (1953) nell'ammasso globulare M 3. Sono facilmente osservabili e distinguibili dalle altre popolazioni dell'ammasso poiché si tratta di stelle più luminose e più calde del MS-TO: si collocano infatti sul prolungamento ideale della sequenza principale, come indicato in figura 6.5. La loro posizione nel CMD implica che si tratti di stelle più giovani e massicce rispetto a quelle che si trovano al MS-TO. In particolare, secondo la teoria dell'evoluzione stellare, esse dovrebbero avere masse maggiori di  $1 M_{\odot}$ . Queste stime sono state confermate da diversi studi dedicati alla misura di massa, effettuati sia tramite misure dirette, in casi in cui la stella si trova in un sistema binario (Geller et al. (2009)), che indirettamente tramite misure di temperatura e gravità superficiale ottenute da spettroscopia (Shara et al. (1997)), o derivanti dalle loro proprietà pulsazionali (Fiorentino et al. (2014)).

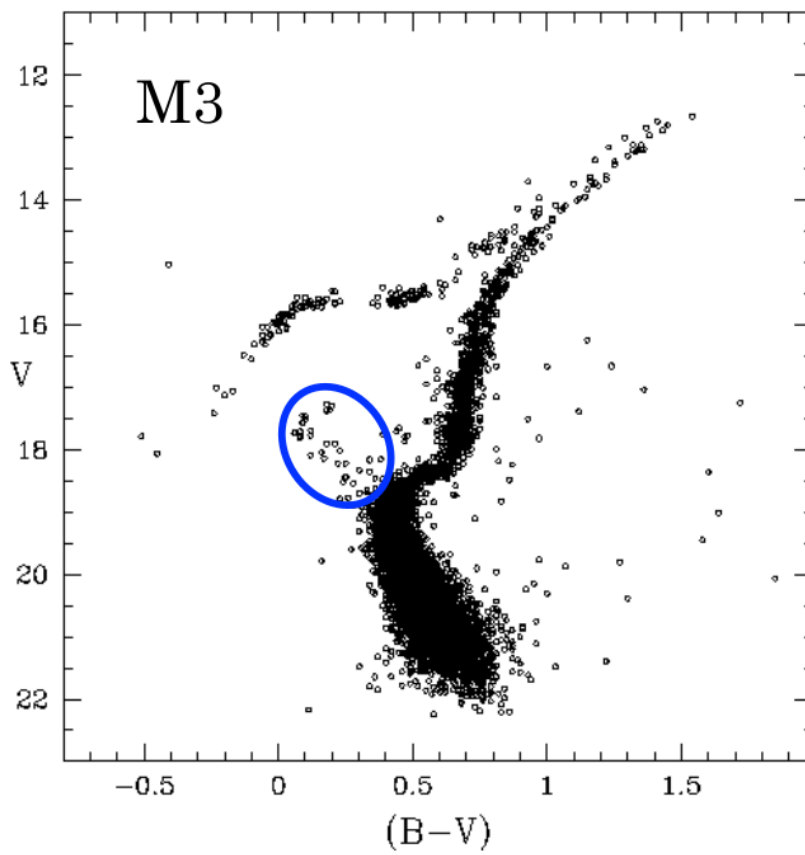


Figura 6.5: CMD (B-V, V) prodotto da [Buonanno et al. \(1994\)](#) dell'ammasso globulare M 3, in cui la popolazione di BSSs è evidenziata da un cerchio blu.

Dal momento che i GCs non hanno subito fenomeni di formazione stellare recente, l'esistenza di questi oggetti implica scenari di formazione particolari, non previsti dall'evoluzione stellare di una singola stella. Tali meccanismi devono essere in grado di generare stelle relativamente massive a partire da oggetti di massa più piccola. I canali di formazione attualmente più accreditati sono: il **trasferimento di massa in sistemi binari**, che forma le cosiddette *Mass Transfer Blue Straggler Stars* (MT-BSSs, [McCrea \(1964\)](#)) e le **collisioni** dirette tra le stelle che invece generano le *Collisional Blue Straggler Stars* (COLL-BSSs, [Hills & Day \(1976\)](#)).

Il meccanismo del trasferimento di massa coinvolge stelle in sistemi binari in cui, sotto determinate condizioni, una stella può accrescere massa a discapito della compagna. Tale trasferimento di massa si innesca quando una delle due stelle diventa di dimensioni comparabili al suo lobo di Roche.<sup>1</sup> La formazione di MT-BSSs dipende quindi dalla frazione ed evoluzione di sistemi binari e dall'evoluzione stellare.

Le COLL-BSSs si formano invece indirettamente dalla collisione di due stelle singole. In un ambiente denso come i GCs le collisioni sono altamente favorite: si stima che circa il 10% delle stelle del nucleo dell'ammasso possa subire o aver già subito una collisione ([Davies \(2014\)](#)). La loro presenza dipende quindi sostanzialmente dal tasso di collisioni all'interno dell'ammasso, e quindi dalla densità dell'ammasso stesso.

Alla luce di quanto appena detto, ci si aspetta di trovare le COLL-BSSs soprattutto in ambienti altamente densi ([Fusi Pecci et al. \(1992\)](#); [Davies et al. \(2004\)](#)), mentre le MT-BSSs possono popolare anche regioni di bassa densità ([Sollima et al. \(2008\)](#); [Mathieu & Geller \(2009\)](#)).

### 6.3.2 Le BSS come traccianti dell'evoluzione dinamica degli Ammassi Globulari

Come già accennato nella sezione 1.4, i GCs galattici hanno tutti circa la stessa età (circa 11-13 Gyr). Nonostante ciò, l'evoluzione dinamica può differenziarsi notevolmente tra un ammasso e l'altro, dal momento che dipende dalla massa e parametri strutturali. Ammassi con la stessa età cronologica possono quindi avere età dinamiche differenti. Al procedere dell'evoluzione dinamica, le stelle più massicce tendono progressivamente a concentrarsi nelle zone centrali (segregazione di massa) per effetto della frizione dinamica.

In questo contesto le BSSs rappresentano il tracciante ideale dell'evoluzione dinamica di un sistema, in quanto sono stelle più massicce del resto della popolazione (riferimento alla sezione 6.3.1) e data la loro elevata luminosità sono di facile osservazione. In particolare, la distribuzione radiale delle BSSs, rispetto ad una popolazione di riferimento, è uno strumento

---

<sup>1</sup>In un sistema binario si definisce lobo di Roche la regione entro cui il materiale è gravitazionalmente legato a ciascuna componente.

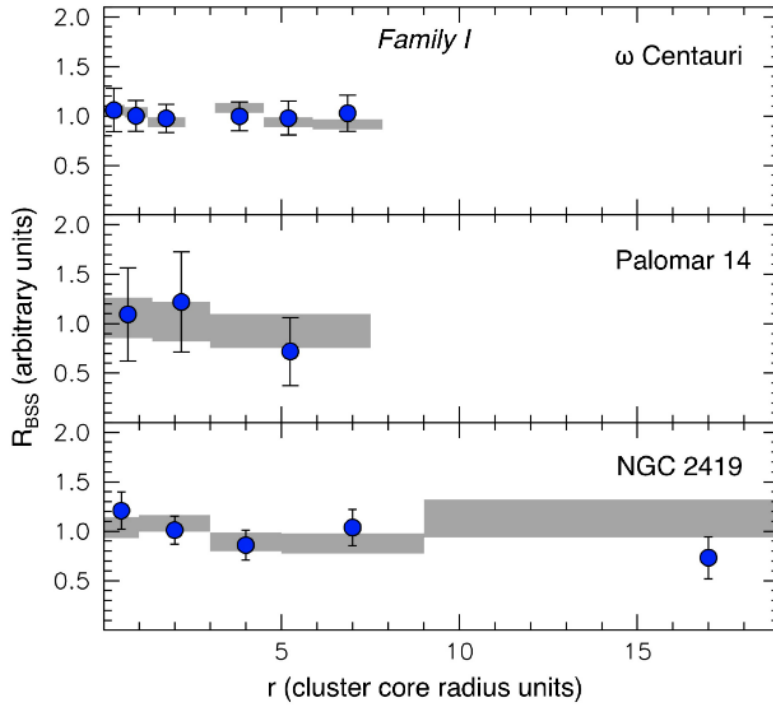


Figura 6.6: Distribuzione radiale delle BSSs nel caso di tre ammassi di Famiglia I. Le bande grigie rappresentano la distribuzione della popolazione di riferimento (Ferraro et al. (2012)).

molto efficiente per tracciare l'evoluzione dinamica dei GCs.

In Ferraro et al. (2012), la distribuzione radiale delle BSSs viene analizzata in 21 GGCs. A tale scopo viene determinato il **rapporto doppio normalizzato** definito in Ferraro et al. (1993) come:

$$R_{BSS}(r) = \frac{N_{BSS}(r)/N_{BSS,tot}}{L_{sampl}(r)/L_{sampl,tot}}, \quad (6.1)$$

q dove  $N_{BSS}(r)$  è il numero di BSSs in un dato intervallo radiale,  $N_{BSS,tot}$  è il numero totale di BSS,  $L_{sampl}(r)$  è la luminosità campionata nello stesso intervallo radiale, mentre  $L_{sampl,tot}$  è la luminosità totale. La distribuzione così calcolata viene confrontata con una popolazione di riferimento di post-MS, per cui la quale ci si aspetta  $R_{pop}(r) = 1$  (Renzini & Buzzoni (1986)).

Definendo la distanza dal centro in unità di raggi di *core* è stato possibile confrontare in maniera coerente gli ammassi con dimensioni fisiche diverse e raggruppare i GCs in tre famiglie distinte:

- **Famiglia I:** fanno parte di questa famiglia ammassi nei quali l'andamento della distribuzione radiale delle BSSs è piatto (uguale a quella della popolazione di riferimento) come mostrato in figura 6.6. Sono quindi ammassi nei quali la frizione dinamica non ha ancora modificato in maniera significativa la distribuzione delle BSSs. Pertanto questi ammassi possono essere considerati **dinamicamente giovani**.

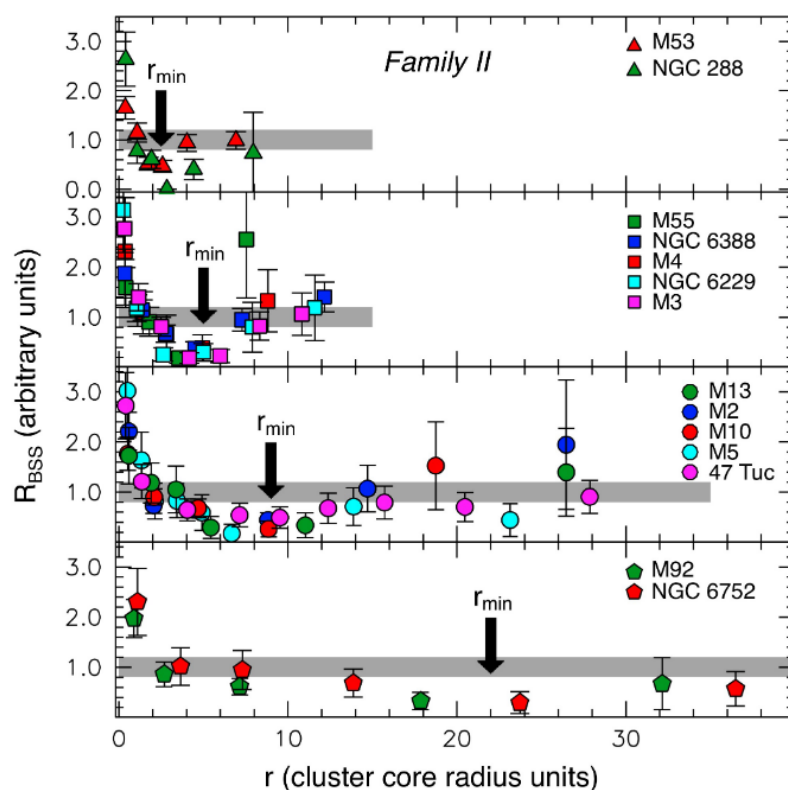


Figura 6.7: Distribuzione radiale delle BSSs osservata in diversi GC di Famiglia II. Gli ammassi sono raggruppati in 4 sotto-famiglie a seconda della posizione del minimo della distribuzione ( $r_{min}$  indicato dalla freccia nera) (Ferraro et al. (2012)).

- **Famiglia II:** i GCs che rientrano in questa categoria sono caratterizzati da una distribuzione bi-modale di BSSs rispetto alla popolazione di riferimento (figura 6.7), distinta da un massimo centrale e un minimo seguito da una risalita. In tali strutture il fenomeno di frizione dinamica ha agito in maniera significativa nelle regioni centrali, ma non in quelle esterne e per questo motivo vengono considerati avere **età dinamica intermedia**. La posizione del minimo della distribuzione ( $r_{min}$ ) può fornire ulteriori indicazioni riguardo l'età dinamica dell'ammasso: quanto più questo è localizzato nelle regioni più interne dell'ammasso, tanto più l'ammasso è dinamicamente giovane.
- **Famiglia III:** in questo campione le strutture esaminate presentano un andamento uni-modale con un picco al centro e una decrescita monotona nelle regioni più esterne, come è possibile notare in figura 6.8. Si tratta quindi di ammassi **dinamicamente vecchi**, dove la frizione dinamica è stata efficiente anche nelle regioni esterne.

Da queste considerazioni si può quindi evincere che la posizione del minimo della distribuzione, aumenta sistematicamente all'aumentare dell'età dinamica del sistema e può quindi essere usato come lancetta di un "orologio dinamico". L'affidabilità della posizione del mi-

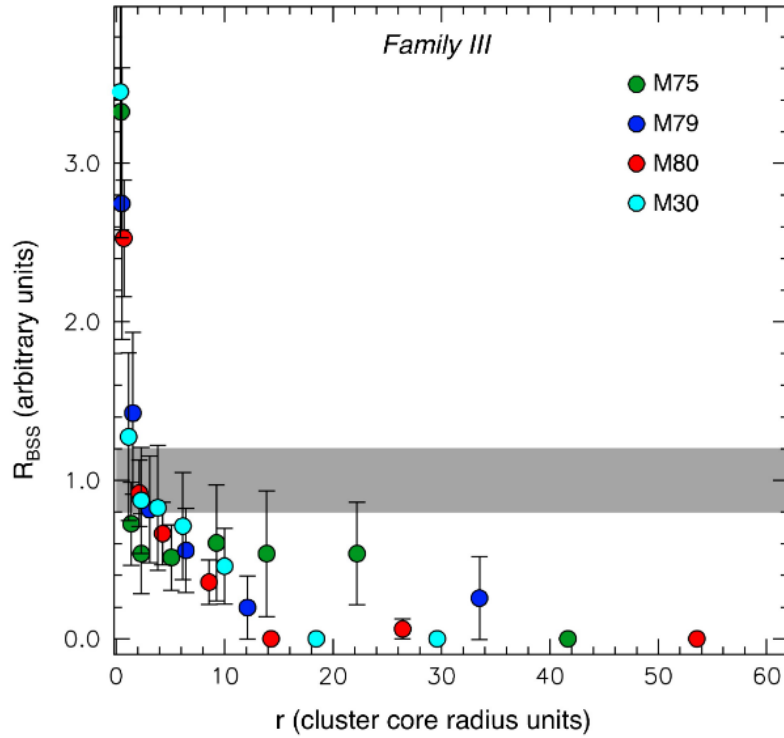


Figura 6.8: Distribuzione radiale delle BSSs osservata in diversi GCs di Famiglia III (Ferraro et al. (2012)).

nimo come orologio dinamico è confermata dall'esistenza di una stretta anti-correlazione con il tempo di rilassamento centrale e con il tempo di rilassamento a metà massa ( $t_{rc}$ ,  $t_{rh}$ ), mostrata in figura 6.9. Questo conferma che ammassi con  $r_{min}$  maggiore hanno tempi di rilassamento inferiori.

Dal punto di vista osservativo, questo metodo di indagine può soffrire di incertezze dovute alla scarsa statistica, soprattutto dei bin radiali più esterni: il limitato numero di BSSs (tipicamente inferiore a 100) rispetto alle stelle presenti in un ammasso globulare, potrebbe rendere difficile un'adeguata partizione del sistema in bin radiali. Per questo motivo è stato proposto un metodo alternativo basato sull'indicatore  $A^+$ , definito in Lanzoni et al. (2016) come l'area racchiusa tra la distribuzione cumulativa di BSS  $\phi_{BSS}(x)$  e quella di una popolazione di riferimento  $\phi_{REF}(x)$  :

$$A^+ = \int_{x_{min}}^x \Phi_{BSS}(x') - \Phi_{REF}(x') dx', \quad (6.2)$$

dove il valore  $x = \log(r/r_h)$  è il logaritmo della distanza dal centro dell'ammasso normalizzata al raggio di metà massa e  $x_{min}$  è il valore minimo campionato dalle osservazioni (tipicamente zero, il centro del sistema). Maggiore è il livello di segregazione delle BSSs, tanto più la loro distribuzione radiale si discosterà da quella della popolazione di riferimento e quindi tanto più grande sarà il valore di  $A^+$ . Come mostrato in 6.10, passando da GCs

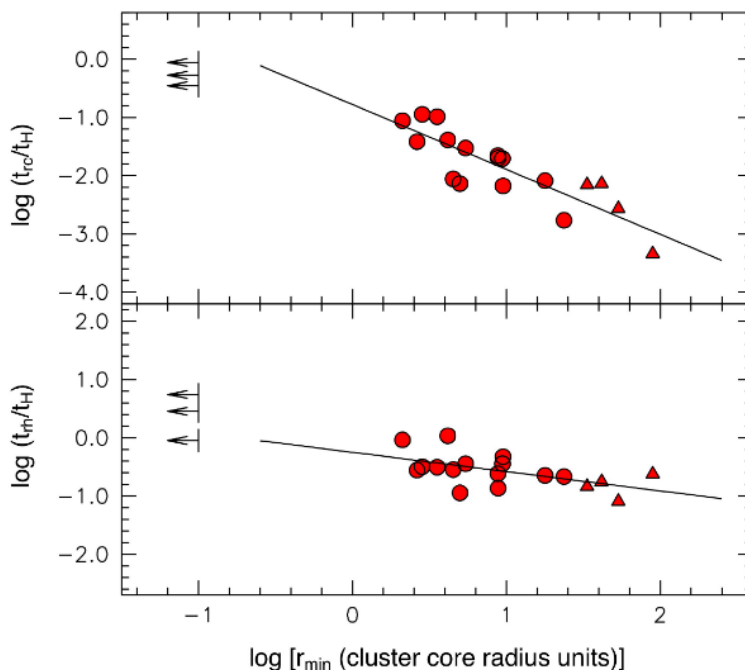


Figura 6.9: Andamento del tempo di rilassamento centrale  $t_{rc}$  (pannello superiore) e del tempo di rilassamento a metà massa  $t_{rh}$  (pannello inferiore), espressi in unità di tempi di Hubble, rispetto alla posizione del minimo  $r_{min}$ , in unità di raggi di *core* (Ferraro et al. (2012)).

di Famiglia I ad ammassi di Famiglia III, la posizione del minimo della distribuzione radiale di BSSs si sposta verso l'esterno e l'area compresa tra le due distribuzioni cumulative, ossia l' $A^+$ , aumenta.

Attraverso lo studio di Lanzoni et al. (2016) è stato inoltre possibile ricavare una stretta anticorrelazione tra il valore di  $A^+$  misurato dalla segregazione radiale delle BSSs e il tempo di rilassamento centrale, confermando l'efficacia di questo indicatore empirico di evoluzione dinamica su basi statistiche (figura 6.11).

### 6.3.3 Procedura

In questo lavoro di Tesi è stato sfruttato il metodo citato nella sezione 6.3.2 al fine di indagare lo stato dinamico di NGC 6638.

Il primo passo è stato la selezione della popolazione delle BSSs appartenenti all'ammasso e di una popolazione di riferimento, avvenuta per stelle considerate membre del sistema, le cui magnitudini sono state corrette da effetti di reddening differenziale. La selezione è stata effettuata usando il campione di dati HST + GeMS nel CMD (V-K, V). La popolazione di candidate BSSs di NGC 6638 s'è stata selezionata nel range di magnitudine  $17.8 < V < 20$  e di colore  $1 < V-K < 2.15$ , in modo da soddisfare la loro definizione di oggetti più brillanti e più blu del MS-TO. Le BSSs così selezionate sono mostrate in figura 6.12. In rosso invece è evi-

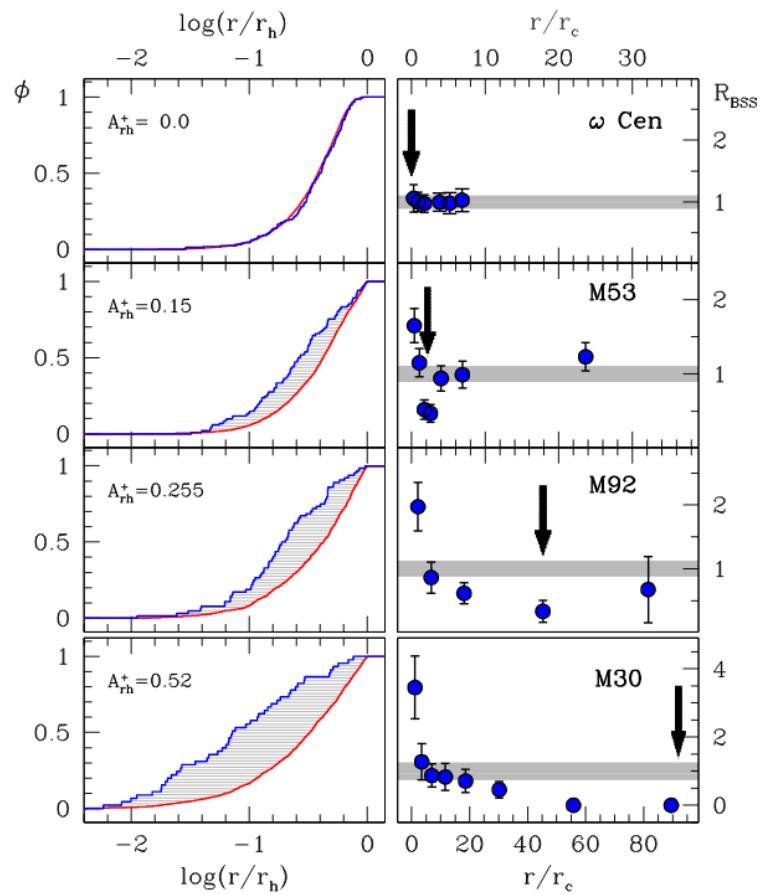


Figura 6.10: *Sinistra*: distribuzioni cumulative radiali delle BSS (in blu) e di una popolazione di riferimento (in rosso) all'aumentare dell'età dinamica del sistema (dall'alto in basso). *Destra*: la corrispondente migrazione della posizione del minimo verso le regioni via via più esterne del sistema (freccie nere).

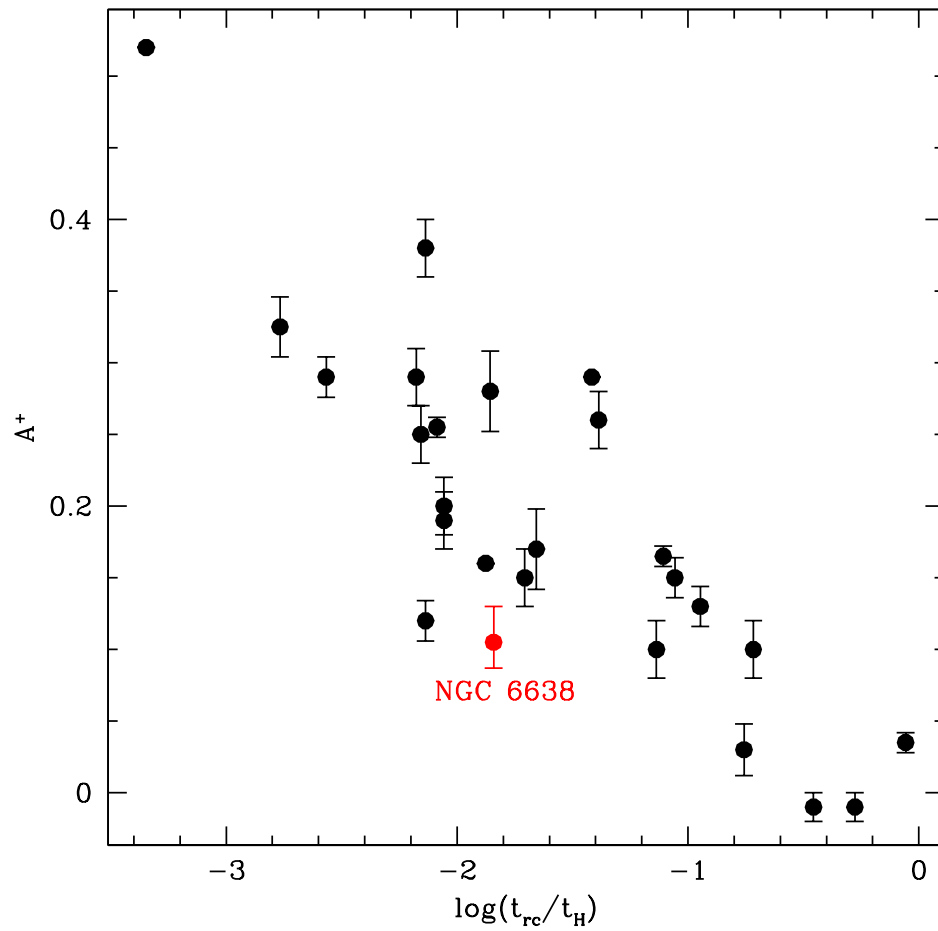


Figura 6.11: Relazione tra il parametro  $A^+$  e il logaritmo del tempo di rilassamento centrale dell'ammasso  $t_{rc}$  normalizzato al tempo di Hubble ( $t_H = 13.7$  Gyr). I punti neri rappresentano i valori trovati da Lanzoni et al. (2016) per diversi ammassi, mentre in rosso è raffigurato il punto rappresentativo dei valori ottenuti per NGC 6638 in questo lavoro di Tesi.

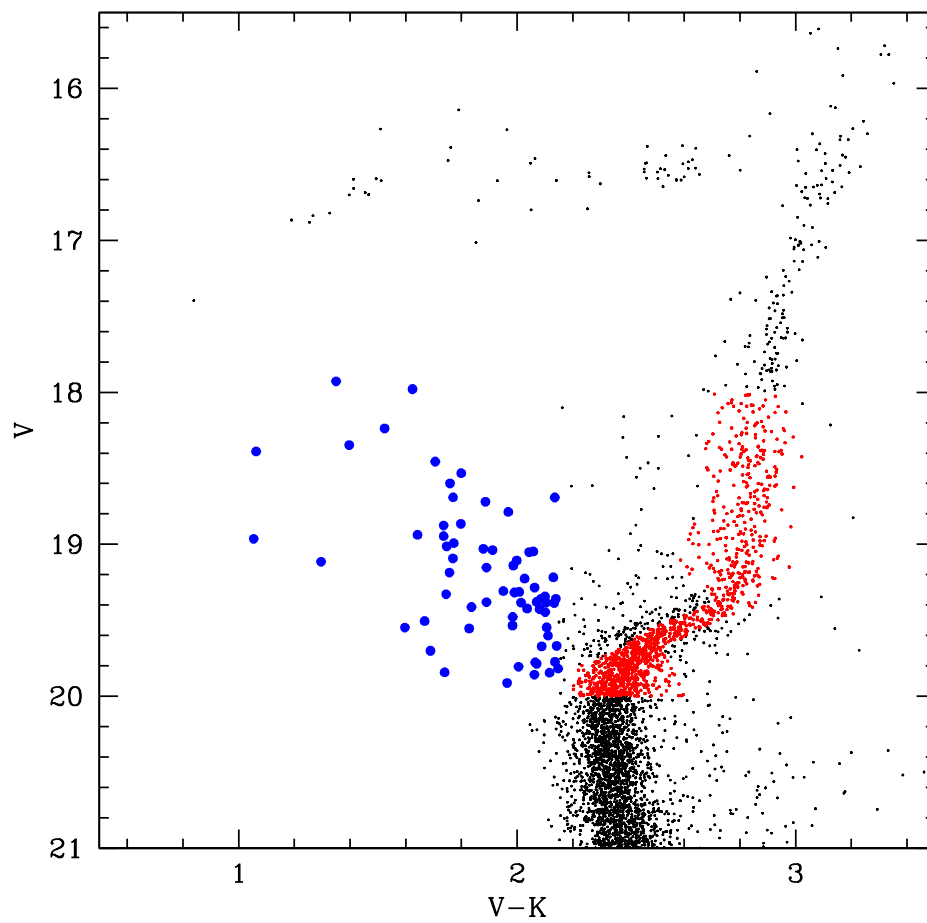


Figura 6.12: CMD (V-K, V) di NGC 6638 in cui è mostrata la selezione delle candidate BSSs (in blu) e della popolazione di riferimento (in rosso) composta da stelle di RGB aventi una dispersione in colore minore di  $\sigma$  rispetto alla MRL.

denziata la popolazione di riferimento costruita per la procedura. Tali sorgenti sono state scelte in modo che la loro magnitudine fosse confrontabile con quella delle BSSs considerate ( $18 < V < 20$ ), così da avere completezza paragonabile. Esse inoltre, sono state ulteriormente selezionate tramite una procedura di  $\sigma$ -clipping, attraverso la quale sono state selezionate solamente quelle che avessero un valore di dispersione in colore inferiore a 3 volte il valore di dispersione medio in un dato bin di magnitudine. I processi di selezione hanno portato ad una popolazione di BSSs di 69 sorgenti ed ad una popolazione di riferimento composta invece da 1163 stelle.

Per entrambi i campioni è stata poi prodotta la distribuzione radiale cumulativa. Queste distribuzioni hanno il vantaggio, fornito dalla definizione stessa, di essere indipendenti dal *binning* e costituiscono uno strumento efficace per la determinazione del grado di segregazione delle BSSs. Le distribuzioni radiali cumulative ottenute per il campione di BSSs selezionato e per la popolazione di riferimento sono mostrate in figura 6.13. Queste distribuzioni sono state ottenute definendo la distanza delle sorgenti dal centro  $C_{grav}$  nei rispettivi campioni, entro il raggio di metà massa del sistema  $r_h = 40.32''$  (sezione 6.2) come adottato da Lanzoni et al. (2016). Le due distribuzioni sembrano essere significativamente differenti con le BSSs che mostrano chiara evidenza di essere maggiormente segregate. Il test di Kolmogorov-Smirnov fornisce una probabilità di 0.001 che la popolazione di BSSs e quella di riferimento siano state estratte dalla stessa popolazione parente.

Partendo da tali distribuzioni, il valore di  $A^+$  ottenuto tramite l'equazione 6.2 risulta essere  $A^+ = 0.105^{+0.025}_{-0.018}$ . Le incertezze su  $A^+$  sono state stimate applicando la procedura iterativa *jackknife* come descritto in Dalessandro et al. (2018b): il parametro  $A^+$  è calcolato iterativamente sottraendo in modo casuale una componente stellare dai due campioni di popolazione considerati ad ogni iterazione. In questo modo per un campione di N sorgenti, si ottengono N stime di  $A^+$  calcolate su campioni di N-1 sorgenti. L'incertezza su  $A^+$  risulta quindi  $\sigma_{A^+} = \sqrt{N-1} \times \sigma_{sub}$  dove  $\sigma_{sub}$  è la deviazione standard della distribuzione di  $A^+$  derivata da N sotto-campioni.

### Tempo di rilassamento centrale

Al fine di indagare la relazione esistente tra tempo di rilassamento centrale dell'ammasso e il parametro  $A^+$  (sezione 6.3.2), è stato calcolato  $t_{rc}$  a partire dai parametri strutturali derivati nella sezione 6.2. Nello specifico, è stata stata utilizzata una procedura per implementare la seguente equazione (Djorgovski (1993)):

$$t_{rc} = 1.49 \cdot 10^7 \frac{0.5592}{\ln 0.4 N_{star}} < m_* >^{-1} \rho_{M,0}^{1/2} r_c^3, \quad (6.3)$$

dove:  $N_{star}$  rappresenta il numero totale di stelle calcolato come la massa complessiva del sistema fratto la massa media delle stelle che lo compongono, ossia  $< m_* >$ ;  $\rho_{M,0}$  è la den-

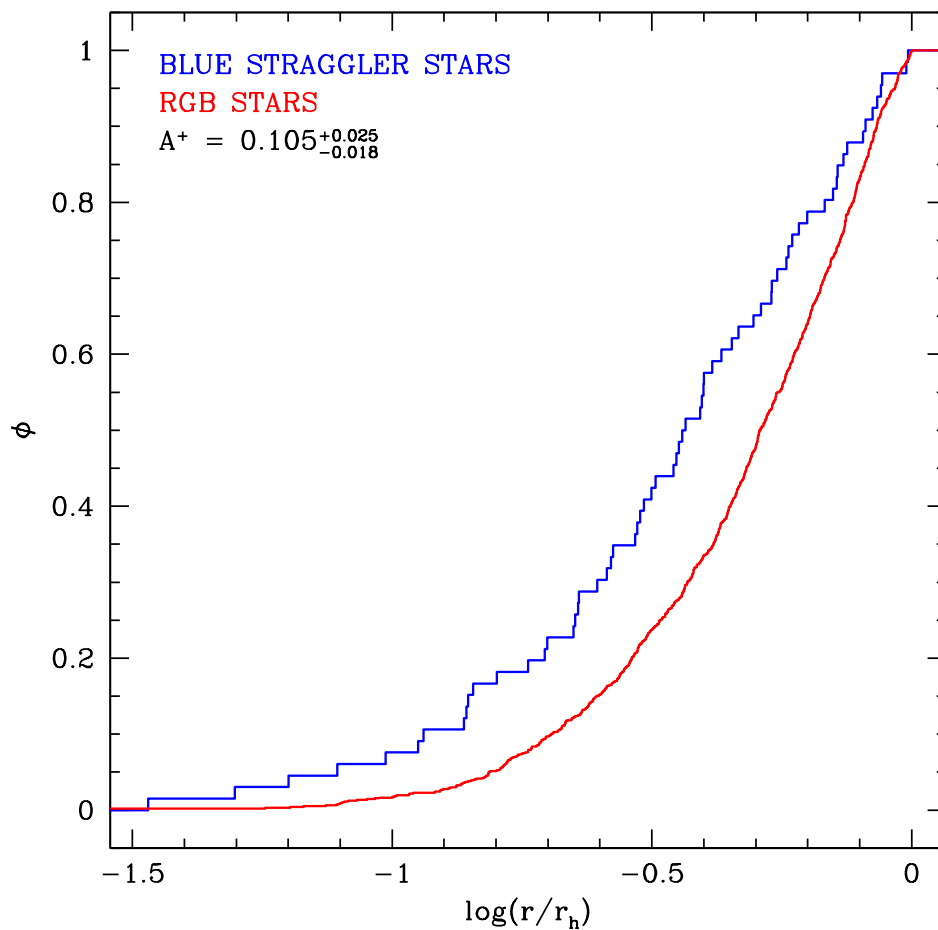


Figura 6.13: Distribuzione radiale cumulativa del campione di BSSs selezionato nell'ammasso NGC 6638 (in blu) a confronto con quella della popolazione di riferimento selezionata da stelle di RGB (in rosso). La dimensione dell'area tra le due curve corrisponde al valore del parametro  $A^+$  riportato in figura:  $A^+ = 0.105^{+0.025}_{-0.018}$

sità di massa centrale in  $M_{\odot}/\text{pc}^3$  e  $r_c$  è il raggio di *core*. I vari parametri sono stati derivati seguendo le equazioni in (Djorgovski (1993)), utilizzando come valori iniziali  $c = 1.07$ ,  $r_c = 17.20''$  (derivati nella sezione 6.2),  $(m - M)_0 = 15.068$  (Baumgardt et al. (2019)),  $E(B-V) = 0.41$ , magnitudine assoluta in banda V dell'ammasso  $M_V = -7.12$  e brillantezza superficiale centrale  $\mu_0 = 17.30$  in  $\text{mag}/\text{arcsec}^2$  (Harris (2010)). Il valore di  $t_{rc}$  ricavato da tale procedimento risulta  $\log(t_{rc}) = 8.295$  Gyr, che risulta maggiore rispetto a quello stimato da Harris (2010), che è  $\log(t_{rc}) = 7.830$  Gyr.

In figura 6.11 viene rappresentata la collocazione di NGC 6638 all'interno della relazione  $t_{rc} - A^+$ . La figura mostra chiaramente che NGC 6638 è un sistema caratterizzato da un'evoluzione dinamica intermedia. La posizione dell'ammasso risulta in accordo con quelle dei GCs studiati da Lanzoni et al. (2016).



# Capitolo 7

## Conclusioni

Questo lavoro di Tesi si inserisce nell'ambito dell'utilizzo di GCs come possibili traccianti degli stadi primordiali di formazione ed evoluzione della Galassia. In particolare, esso rientra nel contesto di un'indagine fotometrica volta a caratterizzare la popolazione di GCs di Bulge Galattico e finora poco studiata a causa della forte estinzione e dell'elevata densità stellare. Per superare questi limiti, questo lavoro fa uso di una combinazione di dati provenienti da strumenti che utilizzano sistemi di ottica adattiva, e da strumenti operanti dallo spazio, che garantiscono, pertanto, di ottenere immagini di elevata qualità e risoluzione.

L'ammasso globulare studiato in questa tesi è NGC 6638, situato nella periferia del Bulge. Il data-set utilizzato consiste in osservazioni ottenute con GeMS e la camera GSAOI (nei filtri J e K) montato sul telescopio Gemini South (Cile) ed immagini di HST ottenute con la camera ACS/WFC (nel filtro F606W, corrispondente in modo approssimativo alla banda V). Sfruttando l'elevata risoluzione fornita da entrambi questi strumenti, e la sensibilità IR dei dati Gemini, grazie alla quale è possibile superare, almeno in parte, le limitazioni dovute all'estinzione, è stato effettuato per la prima volta uno studio dettagliato della popolazione stellare dell'ammasso NGC 6638.

La *baseline* temporale di oltre tre anni tra i due data-set utilizzati si è rivelata sufficiente per la derivazione dei moti propri relativi. Quest'analisi ha permesso di distinguere stelle di ammasso da quelle appartenenti alla Galassia e di fornire un campione di stelle ideale per la caratterizzazione delle sorgenti stellari del sistema.

Usando le stelle membre dell'ammasso, è stata studiata la variazione di reddening differenziale all'interno del campo di vista, che risulta mostrare un'ampiezza massima di  $\sim 0.04$  magnitudini e corrisponde a circa il 10% del reddening medio in direzione di NGC 6638 ( $E(B-V) = 0.41$ ; [Harris \(2010\)](#)). La magnitudine di ogni stella è stata corretta sottraendo il valore di  $\delta E(B-V)$  stimato.

Entrambe queste analisi hanno permesso una visione chiara della distribuzione delle stelle di NGC 6638 lungo le sequenze evolutive nei CMD, rendendo possibile una prima stima accurata dell'età di NGC 6638. La datazione di sistemi stellari come i GCs, costituisce un

tassello fondamentale per studiare i tempi scala di formazione delle strutture della Galassia. La stima dell'età di NGC 6638 è stata effettuata tramite fit di isocrone derivanti da due diverse famiglie di modelli di evoluzione stellare: PARSEC (Bressan et al. (2012)) e Dartmouth (Dotter et al. (2008)). L'utilizzo di modelli differenti permette di indagare possibili errori sistematici sulla stima dell'età, frutto di differenti assunzioni riguardo la fisica stellare. Le isocrone riprodotte dai vari modelli sono state ottenute fissando la metallicità a  $[Fe/H] = -0.99$  (Carretta et al. (2009)) e lasciando privo di vincoli il contenuto di elementi  $\alpha$ . L'età di NGC 6638 è stata calcolata come la media dei valori derivanti dai due *fit*, e risulta  $t = 12.40 \pm 0.57$  Gyr. Questa rappresenta la prima stima accurata dell'età di questo sistema. Questo valore sembra essere in linea con l'età dei GCs di Bulge indagati finora (per esempio in Saracino et al. (2019)), e suggerisce che le popolazioni stellari delle regioni centrali della Galassia si siano formate nelle prime fasi della sua formazione.

Proseguendo con l'analisi del contenuto stellare dell'ammasso, è stata dedicata particolare attenzione alla caratterizzazione della popolazione di stelle variabili presenti nel sistema stellare. Dal confronto con la letteratura (Clement et al. (2001)) si evince che NGC 6638 abbia una popolazione ricca di stelle variabili, e in modo particolare di variabili pulsanti di tipo RR Lyrae, in linea con la sua metallicità intermedia e la morfologia del suo HB. Tutte le stelle variabili note in letteratura sono state contro-identificate sul catalogo del data-set GeMS+HST. In aggiunta, usando i dati a disposizione, è stata condotta un'analisi di variabilità che ha portato all'identificazione di 6 nuove candidate RR Lyrae. La caratterizzazione in termini di periodi e modi pulsanti per questi oggetti non è possibile a causa della distribuzione temporale delle osservazioni. In aggiunta, è stato identificato un oggetto con periodo di 3 ore, non conosciuto precedentemente. Tale sistema, è in una posizione adiacente all'*instability strip* nei diagrammi (V-K, K) e (J-K, K), ma la sua curva di luce sembrerebbe suggerire sia un sistema binario.

Avvalendosi dell'elevata risoluzione dei dati, è stato possibile determinare il centro di gravità del sistema,  $C_{grav}$ , tramite conteggi di stelle risolte.

La sua posizione è  $\alpha_{J2000} = 18^h 30^m 56.09^s$  e  $\delta_{J2000} = -25^\circ 29' 51.16''$ , con errori rispettivamente pari a  $1.85''$  e  $0.23''$  e dista  $\sim 0.27''$  dal centro fotometrico stimato da Harris (2010) sulla base della distribuzione di brillantezza superficiale del sistema. Partendo da questa informazione è stato ricavato il profilo di densità di questo ammasso impiegando la stessa tecnica di conteggi diretti. I parametri strutturali che derivano da tale distribuzione suggeriscono che NGC 6638 sia un sistema relativamente poco denso, caratterizzato da un'estensione totale di circa  $230''$ . L'evoluzione dinamica di NGC 6638 è stata indagata in modo più approfondito attraverso l'utilizzo della popolazione di Blue Straggler Stars dell'ammasso. La distribuzione cumulativa radiale di tali sorgenti peculiari rispetto a quella di una popolazione di riferimento, è infatti nota essere un tracciante empirico dello stato dinamico di un

---

sistema stellare. Sulla base di questa analisi risulta che NGC 6638 sia un ammasso globulare con un'evoluzione dinamica intermedia. In aggiunta, il confronto tra il valore  $A^+$  di NGC 6638 con altri sistemi con tempi di rilassamento simili, suggerisce che l'ammasso è dinamicamente più giovane rispetto a quanto aspettato sulla base delle stime dei tempi di rilassamento.

In conclusione, il lavoro svolto in questa Tesi ha permesso di caratterizzare le proprietà strutturali, dinamiche e le popolazioni stellari di NGC 6638 con un livello di accuratezza e definizione mai raggiunto prima.

Questo lavoro mostra la grande quantità di informazioni che è possibile ricavare, anche in ambienti caratterizzati da grande densità stellare ed estinzione come il Bulge della Galassia, dalla combinazione di strumenti supportati da sistemi MCAO e strumenti operanti dallo spazio.

Questo tipo di analisi trova naturale applicazione nell'uso di strumenti di prossima generazione, come il James Webb Space Telescope (JWST) e la nuova famiglia di telescopi da Terra e supportati da sistemi di ottica adattiva come l'Extremely Large Telescope (ELT) ESO e il Thirty Meter Telescope (TMT). Questi strumenti, infatti, sono molto sensibili prevalentemente a lunghezze d'onda infrarosse, alle quali saranno in grado di raggiungere risoluzione spaziale confrontabile a quelle ottenute con la strumentazione attuale in bande ottiche. Esse forniranno, pertanto, un contributo significativo nell'ambito dell'indagine dei GCs situati nel Bulge galattico e delle maggiori galassie vicine.



# Bibliografia

- Anderson J., van der Marel R. P., 2010, *New Limits on an Intermediate-Mass Black Hole in Omega Centauri. I. Hubble Space Telescope Photometry and Proper Motions*, *ApJ*, **710**, 1032
- Babcock H. W., 1953, *The Possibility of Compensating Astronomical Seeing*, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **65**, 229
- Barbuy B., 2018, in *The Galactic Bulge at the Crossroads*. p. 54, [doi:10.5281/zenodo.2644145](https://doi.org/10.5281/zenodo.2644145)
- Barbuy B., Zoccali M., Ortolani S., Minniti D., Hill V., Renzini A., Bica E., Gómez A., 2007, *NGC 6558: A Blue Horizontal Branch Moderately Metal-Poor Globular Cluster in the Bulge*, *AJ*, **134**, 1613
- Baumgardt H., Hilker M., Sollima A., Bellini A., 2019, *Mean proper motions, space orbits, and velocity dispersion profiles of Galactic globular clusters derived from Gaia DR2 data*, *MNRAS*, **482**, 5138
- Beckers J. M., 1989, in Roddier F. J., ed., *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 1114, Active telescope systems*. pp 215–217, [doi:10.1117/12.960826](https://doi.org/10.1117/12.960826)
- Behrendt M., Burkert A., Schartmann M., 2016, *CLUSTERS OF SMALL CLUMPS CAN EXPLAIN THE PECULIAR PROPERTIES OF GIANT CLUMPS IN HIGH-REDSHIFT GALAXIES*, *The Astrophysical Journal*, **819**, L2
- Bica E., Bonatto C., Barbuy B., Ortolani S., 2006, *Globular cluster system and Milky Way properties revisited*, *A&A*, **450**, 105
- Bica E., Ortolani S., Barbuy B., 2016, *Globular Clusters in the Galactic Bulge*, *PASA*, **33**, e028
- Binney J., Tremaine S., 1987, *Galactic dynamics*
- Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, *PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code*, *MNRAS*, **427**, 127

- Buonanno R., Corsi C. E., Buzzoni A., Cacciari C., Ferraro F. R., Fusi Pecci F., 1994, *The stellar population of the globular cluster M 3. I. Photographic photometry of 10 000 stars*, *A&A*, **290**, 69
- Calamida A., et al., 2014, *Strömgren and near-infrared photometry of metal-rich bulge globular clusters. I. NGC 6528 and its surrounding field*, *A&A*, **565**, A8
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, *The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction*, *ApJ*, **345**, 245
- Carretta E., Bragaglia A., Gratton R., D’Orazi V., Lucatello S., 2009, *Intrinsic iron spread and a new metallicity scale for globular clusters*, *A&A*, **508**, 695
- Clarkson W. I., et al., 2011, *The First Detection of Blue Straggler Stars in the Milky Way Bulge*, *ApJ*, **735**, 37
- Clement C. M., et al., 2001, *Variable Stars in Galactic Globular Clusters*, *AJ*, **122**, 2587
- Cohen J. G., 1978, *Abundances in globular cluster red giants. I. M3 and M13*, *ApJ*, **223**, 487
- D’Ercole A., D’Antona F., Ventura P., Vesperini E., McMillan S. L. W., 2010, *Abundance patterns of multiple populations in globular clusters: a chemical evolution model based on yields from AGB ejecta*, *MNRAS*, **407**, 854
- Dalessandro E., et al., 2013, *Double Blue Straggler Sequences in Globular Clusters: The Case of NGC 362*, *ApJ*, **778**, 135
- Dalessandro E., et al., 2016, *GeMS/GSAOI Photometric and Astrometric Performance in Dense Stellar Fields*, *ApJ*, **833**, 111
- Dalessandro E., et al., 2018a, *IC 4499 revised: Spectro-photometric evidence of small light-element variations*, *A&A*, **618**, A131
- Dalessandro E., et al., 2018b, *The Peculiar Radial Distribution of Multiple Populations in the Massive Globular Cluster M80*, *ApJ*, **859**, 15
- Davies M. B., 2014, *Formation Channels for Blue Straggler Stars*, *Astrophysics and Space Science Library*, p. 203–223
- Davies M. B., Piotto G., de Angeli F., 2004, *Blue straggler production in globular clusters*, *MNRAS*, **349**, 129
- Djorgovski S., 1993, in Djorgovski S. G., Meylan G., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 50, Structure and Dynamics of Globular Clusters*. p. 373

- Dotter A., Chaboyer B., Jevremović D., Kostov V., Baron E., Ferguson J. W., 2008, *The Dartmouth Stellar Evolution Database*, *ApJS*, **178**, 89
- Dotter A., et al., 2009, *THE ACS SURVEY OF GALACTIC GLOBULAR CLUSTERS. IX. HORIZONTAL BRANCH MORPHOLOGY AND THE SECOND PARAMETER PHENOMENON*, *The Astrophysical Journal*, **708**, 698
- Ellerbroek B., Rigaut F., 2000, *Astronomy: Optics adapt to the whole sky*, *Nature*, **403**, 25
- Ferraro F. R., Pecci F. F., Cacciari C., Corsi C., Buonanno R., Fahlman G. G., Richer H. B., 1993, *Blue Stragglers in the Galactic Globular Cluster M3: Evidence for two Populations*, *AJ*, **106**, 2324
- Ferraro F. R., et al., 2009, *The cluster Terzan 5 as a remnant of a primordial building block of the Galactic bulge*, *Nature*, **462**, 483
- Ferraro F. R., et al., 2012, *Dynamical age differences among coeval star clusters as revealed by blue stragglers*, *Nature*, **492**, 393
- Ferraro F. R., Massari D., Dalessandro E., Lanzoni B., Origlia L., Rich R. M., Mucciarelli A., 2016, *THE AGE OF THE YOUNG BULGE-LIKE POPULATION IN THE STELLAR SYSTEM TERZAN 5: LINKING THE GALACTIC BULGE TO THE HIGH-Z UNIVERSE*, *The Astrophysical Journal*, **828**, 75
- Ferraro F. R., et al., 2020, *A new class of fossil fragments from the hierarchical assembly of the Galactic bulge*, *Nature Astronomy*,
- Fiorentino G., Lanzoni B., Dalessandro E., Ferraro F. R., Bono G., Marconi M., 2014, *Blue Straggler Masses from Pulsation Properties. I. The Case of NGC 6541*, *ApJ*, **783**, 34
- Foy R., Labeyrie A., 1985, *Feasibility of adaptive telescope with laser probe*, *A&A*, **152**, L29
- Fusi Pecci F., Ferraro F. R., Corsi C. E., Cacciari C., Buonanno R., 1992, *On the Blue Stragglers and Horizontal Branch Morphology in Galactic Clusters: Some Speculations and a New Working Scenario*, *AJ*, **104**, 1831
- Geller A. M., Mathieu R. D., Harris H. C., McClure R. D., 2009, *WIYN Open Cluster Study. XXXVI. Spectroscopic Binary Orbits in NGC 188*, *AJ*, **137**, 3743
- Girardi L., Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Groenewegen M. A. T., Marigo P., Salasnich B., Weiss A., 2002a, *Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets*, *A&A*, **391**, 195

- Girardi L., Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Groenewegen M. A. T., Marigo P., Salasnich B., Weiss A., 2002b, *Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets*, *A&A*, **391**, 195
- Grevesse N., Noels A., 1993, in *Perfectionnement de l'Association Vaudoise des Chercheurs en Physique*. pp 205–257
- Grevesse N., Sauval A. J., 1998, *Standard Solar Composition*, *Space Sci. Rev.*, **85**, 161
- Harris W. E., 2010, *A New Catalog of Globular Clusters in the Milky Way* ([arXiv:1012.3224](https://arxiv.org/abs/1012.3224))
- Hills J. G., Day C. A., 1976, *Stellar Collisions in Globular Clusters*, *Astrophys. Lett.*, **17**, 87
- Jameson R. F., 1986, *RR Lyrae stars as distance indicators*, *Vistas in Astronomy*, **29**, 17
- Johnson C. I., Rich R. M., Caldwell N., Mateo M., Bailey John I. I., Olszewski E. W., Walker M. G., 2018, *Exploring the Chemical Composition and Double Horizontal Branch of the Bulge Globular Cluster NGC 6569*, *AJ*, **155**, 71
- Kerber L. O., Nardiello D., Ortolani S., Barbuy B., Bica E., Cassisi S., Libralato M., Vieira R. G., 2018, *Ages of the Bulge Globular Clusters NGC 6522 and NGC 6626 (M28) from HST Proper-motion-cleaned Color-Magnitude Diagrams*, *ApJ*, **853**, 15
- Kerber L. O., et al., 2019, *A deep view of a fossil relic in the Galactic bulge: the Globular Cluster HP 1*, *MNRAS*, **484**, 5530
- King I. R., 1966, *The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models*, *AJ*, **71**, 64
- Lagioia E. P., et al., 2014, *On the Kinematic Separation of Field and Cluster Stars across the Bulge Globular NGC 6528*, *ApJ*, **782**, 50
- Lanzoni B., et al., 2010, *New Density Profile and Structural Parameters of the Complex Stellar System Terzan 5*, *ApJ*, **717**, 653
- Lanzoni B., Ferraro F. R., Alessandrini E., Dalessandro E., Vesperini E., Raso S., 2016, *Refining the Dynamical Clock for Star Clusters*, *ApJ*, **833**, L29
- Marigo P., et al., 2017, *A New Generation of PARSEC-COLIBRI Stellar Isochrones Including the TP-AGB Phase*, *ApJ*, **835**, 77
- Massari D., et al., 2012, *HIGH-RESOLUTION REDDENING MAP IN THE DIRECTION OF THE STELLAR SYSTEM TERZAN 5*, *The Astrophysical Journal*, **755**, L32

- Massari D., Bellini A., Ferraro F. R., van der Marel R. P., Anderson J., Dalessandro E., Lanzoni B., 2013, *Hubble Space Telescope Absolute Proper Motions Of NGC 6681 (M70) and the Sagittarius Dwarf Spheroidal Galaxy*, *ApJ*, **779**, 81
- Mathieu R. D., Geller A. M., 2009, *A binary star fraction of 76 per cent and unusual orbit parameters for the blue stragglers of NGC 188*, *Nature*, **462**, 1032
- McCrea W. H., 1964, *Extended main-sequence of some stellar clusters*, *MNRAS*, **128**, 147
- McLaughlin D. E., van der Marel R. P., 2006, *VizieR Online Data Catalog: Star clusters in the Milky Way and satellites (McLaughlin+, 2005)*, *VizieR Online Data Catalog*, p. [J/ApJS/161/304](#)
- McLean I. S., 2008, *Electronic Imaging in Astronomy: Detectors and Instrumentation*, 2nd ed. edn. Paraxis Publishing
- Meurer G. R., et al., 2003, in *HST Calibration Workshop : Hubble after the Installation of the ACS and the NICMOS Cooling System*. p. 65 ([arXiv:astro-ph/0212208](#))
- Meylan G., Heggie D. C., 1997, *Internal dynamics of globular clusters*, *A&A Rev.*, **8**, 1
- Minniti D., et al., 2010, *VISTA Variables in the Via Lactea (VVV): The public ESO near-IR variability survey of the Milky Way*, *New A*, **15**, 433
- Montegriffo P., Ferraro F. R., Fusi Pecci F., Origlia L., 1995, *IR-array photometry of Galactic globular clusters - II. JK photometry of 47 TUC*, *MNRAS*, **276**, 739
- Neichel B., et al., 2014, *Gemini multiconjugate adaptive optics system review - II. Commissioning, operation and overall performance*, *MNRAS*, **440**, 1002
- Ness M., et al., 2013, *ARGOS - III. Stellar populations in the Galactic bulge of the Milky Way*, *MNRAS*, **430**, 836
- O'Donnell J. E., 1994, *R v-dependent Optical and Near-Ultraviolet Extinction*, *ApJ*, **422**, 158
- Origlia L., 2014, in *Feltzing S., Zhao G., Walton N. A., Whitelock P., eds, Vol. 298, Setting the scene for Gaia and LAMOST*. pp 28–39, [doi:10.1017/S1743921313006170](#)
- Origlia L., et al., 2011, *Spectroscopy Unveils the Complex Nature of Terzan 5*, *ApJ*, **726**, L20
- Ragazzoni R., Diolaiti E., Farinato J., Fedrigo E., Marchetti E., Tordi M., Kirkman D., 2002, *Multiple field of view layer-oriented adaptive optics. Nearly whole sky coverage on 8 m class telescopes and beyond*, *A&A*, **396**, 731

- Ransom S. M., Hessels J. W. T., Stairs I. H., Freire P. C. C., Camilo F., Kaspi V. M., Kaplan D. L., 2005, *Twenty-One Millisecond Pulsars in Terzan 5 Using the Green Bank Telescope*, *Science*, **307**, 892
- Renzini A., Buzzoni A., 1986, *Global properties of stellar populations and the spectral evolution of galaxies..* pp 195–231, doi:10.1007/978-94-009-4598-2\_19
- Renzini A., Fusi Pecci F., 1988, *Tests of evolutionary sequences using color-magnitude diagrams of globular clusters..*, *ARA&A*, **26**, 199
- Renzini A., et al., 2015, *The Hubble Space TelescopeUV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters – V. Constraints on formation scenarios*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **454**, 4197
- Rich R. M., 1998, in Smith E. P., Koratkar A., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 133, Science With The NGST*. p. 129
- Ryon J. E. e. a., 2019, *ACS Instrument Handbook, Version 19.0 (Baltimore: STScI)*
- Sandage A. R., 1953, *The color-magnitude diagram for the globular cluster M 3.*, *AJ*, **58**, 61
- Saracino S., et al., 2015, *GEMINI/GeMS Observations Unveil the Structure of the Heavily Obscured Globular Cluster Liller 1.*, *ApJ*, **806**, 152
- Saracino S., et al., 2016, *Ultra-deep GEMINI Near-infrared Observations of the Bulge Globular Cluster NGC 6624.*, *ApJ*, **832**, 48
- Saracino S., et al., 2019, *A Panchromatic View of the Bulge Globular Cluster NGC 6569*, *ApJ*, **874**, 86
- Sarajedini A., et al., 2007, *The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. I. Overview and Clusters without Previous Hubble Space Telescope Photometry*, *AJ*, **133**, 1658
- Shara M. M., Saffer R. A., Livio M., 1997, *The First Direct Measurement of the Mass of a Blue Straggler in the Core of a Globular Cluster: BSS 19 in 47 Tucanae*, *ApJ*, **489**, L59
- Sirianni M., et al., 2005, *The Photometric Performance and Calibration of the Hubble Space Telescope Advanced Camera for Surveys*, *PASP*, **117**, 1049
- Sollima A., Lanzoni B., Beccari G., Ferraro F. R., Fusi Pecci F., 2008, *The correlation between blue straggler and binary fractions in the core of Galactic globular clusters*, *A&A*, **481**, 701
- Stetson P. B., 1987, *DAOPHOT: A Computer Program for Crowded-Field Stellar Photometry*, *PASP*, **99**, 191

- Stetson P. B., 1994, in Arsenault R., ed., *Astronomy with the CFHT Adaptive Optics Bonnette*. p. 72
- Valenti E., Ferraro F. R., Origlia L., 2007, *Near-Infrared Properties of 24 Globular Clusters in the Galactic Bulge*, *The Astronomical Journal*, 133, 1287
- Valenti E., Origlia L., Rich R. M., 2011, *High-resolution near-infrared spectra of NGC 6624 and 6569*, *MNRAS*, 414, 2690
- Valenti E., Zoccali M., Renzini A., Brown T. M., Gonzalez O. A., Minniti D., Debattista V. P., Mayer L., 2013, *Stellar ages through the corners of the boxy bulge*, *A&A*, 559, A98
- VandenBerg D. A., Brogaard K., Leaman R., Casagrande L., 2013, *The Ages of 55 Globular Clusters as Determined Using an Improved  $\Delta V_{\text{TO}}^{\text{HB}}$  Method along with Color-Magnitude Diagram Constraints, and Their Implications for Broader Issues*, *ApJ*, 775, 134
- Vanderplas J., 2015, *Gatspy: General Tools For Astronomical Time Series In Python*, [doi:10.5281/zenodo.14833](https://doi.org/10.5281/zenodo.14833)
- Zoccali M., Valenti E., 2016, *The 3D Structure of the Galactic Bulge*, *PASA*, 33, e025
- Zoccali M., Renzini A., Ortolani S., Bica E., Barbuy B., 2001, *The Proper Motion of the Globular Cluster NGC 6553 and of Bulge Stars with the Hubble Space Telescope*, *AJ*, 121, 2638
- Zoccali M., et al., 2003, *Age and metallicity distribution of the Galactic bulge from extensive optical and near-IR stellar photometry*, *A&A*, 399, 931
- Zoccali M., Hill V., Lecureur A., Barbuy B., Renzini A., Minniti D., Gómez A., Ortolani S., 2008, *The metal content of bulge field stars from FLAMES-GIRAFFE spectra. I. Stellar parameters and iron abundances*, *A&A*, 486, 177



# Ringraziamenti

Questa Tesi è frutto del mio percorso all'Università di Bologna, che ho affrontato con determinazione, entusiasmo e perseveranza. Ci tengo a ringraziare tutti coloro che ne hanno preso parte, senza i quali non ce l'avrei fatta.

Ringrazio la mia relatrice Barbara Lanzoni ed il prof. Ferraro per avermi introdotta in questo progetto e per i consigli preziosi. Un grazie speciale va ad Emanuele Dalessandro, che mi ha seguita passo passo in questi mesi con grande pazienza e disponibilità, incoraggiandomi sempre.

Grazie a tutta la mia famiglia, per l'enorme sostegno che non è mai mancato. Grazie ai miei genitori che hanno creduto in me incondizionatamente fin dal primo giorno e per tutto l'amore che mi hanno donato. Grazie a mia nonna, mia grande sostenitrice. Voglio ringraziare mio fratello Matteo in modo particolare. Grazie per avermi guidata sempre, in ogni secondo di tutti questi anni, per avermi sempre spronata a dare il meglio e a non accontentarmi, per l'enorme affetto e per tutti i consigli e le spintarelle che mi hanno resa quella che sono. La lista sarebbe infinita. Grazie alle amiche di sempre, che pur essendo lontane mi hanno sempre incoraggiata ed hanno gioito per ogni mio piccolo traguardo. Grazie Giulia per essere la mia ancora. Questi anni universitari mi hanno regalato persone speciali come Noemi ed Emilio, sempre al mio fianco, che hanno raddoppiato le gioie e alleviato i momenti di tensione. Grazie a Camilla, Meriem e agli amici del gruppo Stellaro, per aver condiviso questo percorso con me, per le risate a crepapelle e la forza che mi hanno trasmesso. Grazie Jessica per il sostegno e le avventure quotidiane ed agli altri ragazzi di Piazza dell'Unità. Grazie di cuore ad ognuno di voi.