SCUOLA DI SCIENZE Dipartimento di Fisica e Astronomia Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

Lo studio dell'ammasso globulare NGC1835 nella Grande Nube di Magellano

Tesi di Laurea Magistrale

Presentata da: Camilla Giusti Relatore: **Chiar.mo Prof. Francesco Rosario Ferraro**

Correlatore: **Dott. Mario Cadelano**

Indice

\mathbf{In}	trod	uzione	5												
1	1 Ammaggi glabulani														
T	Am		9												
	1.1	Proprietà generali	9												
	1.2	Dinamica di un ammasso globulare	11												
		1.2.1 Modelli di King	12												
		1.2.2 Principali processi dinamici	14												
	1.3	Cenni di evoluzione stellare	17												
	1.4	Ammassi nelle Nubi di Magellano	25												
	1.4.1 Size-age conundrum nella Grande Nube di Magellano														
	1.5	Blue Straggler Stars	30												
		1.5.1 Proprietà generali	30												
		1.5.2 Osservazione delle BSSs	30												
		153 Scenari di formazione	32												
		1.5.4 Indicatori di evoluzione dinamica	34												
			01												
2	Dat	aset e riduzione dati	43												
	2.1	Hubble Space Telescope	43												
	2.2	Presentazione del dataset	46												
	2.3	Processo di riduzione dati	48												
		2.3.1 Operazioni preliminari	48												
		2.3.2 Biduzione dati	49												
	2.4	Astrometria	57												
	$\frac{2.1}{2.5}$	Calibrazione	60												
	4.0	2.5.1 Calibrationo WEC2	61												
		$2.5.1 \text{Calibratione WFC5} \dots \dots$	60												
	\mathbf{O}		02 C0												
	2.6	Diagramma colore-magnitudine	68												
3	Ans	lisi dell'ammasso	73												
<u> </u>	3.1	NGC1835 e il confronto con gli ammassi galattici M3 e M13	73												
	0.1	3.1.1. L'ammasso globulare galattico M3	73												
			10												

		3.1.2	L'ar	nma	ISSO §	glo	bu	lare	e ga	alat	ticc	N	[13].														75
		3.1.3	Dete	ermi	nazi	on	e d	el r	no	dulo	o di	di	sta	nz	a e	e d	el	re	dd	eni	ing	g (li	N	G	C1	83	5 76
	3.2	Morfol	logia	del 1	ramo	o d	lelle	e gi	gai	nti																		80
		3.2.1	RGI	3 bu	imp																							82
	3.3	Morfol	logia	del	brac	cic	o or	izzo	ont	ale																		83
		3.3.1	RR	Lyr	ae in	ı N	IGC	C18	35																			86
	3.4	Detern	ninaz	ione	e del	l'et	tà.																					95
		3.4.1	Età	rela	tiva																							95
		3.4.2	Età	asso	oluta																							95
4	Para	ametri	stru	\mathbf{ttu}	rali	de	ell'	am	m	ass	C																	101
	4.1	Misura	a del	cent	ro d	i g	grav	vità	de	ell'a	mn	as	\mathbf{SO}				•											101
	4.2	Profilo	o di d	ensi	tà ra	adi	ale																					104
		4.2.1	Fit	del I	profi	lo	di 1	Kin	ıg			•																107
	4.3	Profilo	o di b	rilla	nza	su	per	fici	ale																			109
	4.4	Calcol	o del	tem	ipo c	li 1	rila	ssa	me	nto	cer	ntra	ale															111
5	Ana	alisi del	l car	npic	one	di	Bl	ue	St	rag	ggle	er	Sta	ars	5													115
	5.1	Selezio	one d	el ca	ımpi	on	e d	i B	lue	Sti	ragg	glei	r S	tar	\mathbf{S}		•			•				•	•			116
	5.2	Influen	nza d	elle :	stelle	e d	li c	amj	\mathbf{po}			•		•			•		•	•	•		•		•			118
	5.3	Calcol	o del	para	amet	tro	A^{-}	+ p	\mathbf{er}	NG	C13	835	5.	•			•			•				•				119
	5.4	Risulta	ati fir	ıali		•					• •	•		•			•			•	•		•					122
Sommario e conclusioni 1													129															
D	<u>l. l</u>	en e C e l																										100
Dl	gona	дгапа																										134

Introduzione

Gli ammassi globulari sono sistemi stellari gravitazionalmente legati di forma sferoidale, composti da circa 10^6 stelle, orbitanti attorno al centro della galassia ospite. Le loro proprietà li rendono strutture di fondamentale importanza nell'ambito dell'Astrofisica Stellare, poiché essi permettono di verificare i modelli di Evoluzione Stellare e di confermare gli scenari di formazione ed evoluzione delle galassie ospiti. Sono inoltre caratterizzati da una densità molto elevata e dunque, durante la loro evoluzione, sono soggetti ad una grande varietà di processi dinamici in grado di modificarne la struttura interna (*evoluzione dinamica*), in un tempo scala che dipende sia dalle condizioni iniziali al tempo della loro formazione sia dalle condizioni ambientali in cui essi si trovano (Meylan et al., [1997]).

Lo scopo di questo lavoro di tesi è quello di svolgere un'analisi approfondita delle popolazioni stellari, delle caratteristiche strutturali e dello stadio di evoluzione dinamica dell'ammasso globulare NGC1835, appartenente alla Grande Nube di Magellano (Large Magellanic Cloud, LMC). Ciò è reso possibile dalle immagini ad altissima risoluzione spaziale dell'ammasso acquisite il 6 dicembre 2021 dal telescopio spaziale Hubble. Questo sistema è stato selezionato poiché contraddistinto da proprietà che lo rendono un target ideale da studiare allo scopo di chiarire l'origine del cosiddetto size-aqe conundrum (Elson et al., 1989, Elson, 1991). Con questa denominazione si fa riferimento ad un problema, tuttora in fase di studio, riguardante una particolare correlazione tra il raggio di core (ovvero il raggio che include metà della densità superficiale centrale del sistema) e l'età degli ammassi nella Grande Nube di Magellano: gli ammassi più giovani risultano tutti sistemi molto compatti, con un raggio di core piccolo, mentre gli ammassi più vecchi presentano valori del raggio di core molto diversi tra di loro. Secondo una delle ipotesi più accreditate fin'ora, tutti gli ammassi globulari nascono compatti $(r_c < 3 \text{ pc})$ e, durante la loro evoluzione, possono sperimentare processi di espansione del core a causa dell'azione di sistemi binari di buchi neri (Mackey et al., 2008). Questa ipotesi, però, non sembrerebbe in accordo con le ricerche svolte fino ad ora sui sistemi della Via Lattea, secondo le quali l'evoluzione dinamica tenderebbe a portare i sistemi verso configurazioni più compatte, e non viceversa.

Grazie allo studio (Ferraro et al., 2019) di cinque ammassi globulari vecchi della LMC,

caratterizzati da differenti valori del raggio di core (NGC 1466, NGC 1841, NGC 2210, NGC 2257 e Hodge 11), è stato possibile introdurre recentemente un nuovo scenario alternativo. Secondo quest'ultimo, l'esistenza di ammassi globulari giovani solo compatti è facilmente spiegata dal fatto che, negli ultimi 3 Gyr, nella LMC si sono formati solo sistemi con limitati valori di massa e, tra questi, solamente i più compatti sono stati in grado di sopravvivere alle interazioni gravitazionali con la galassia ospite. In secondo luogo, la grande varietà nel valore del raggio di core riscontrata negli ammassi più vecchi viene attribuita, in questo nuovo scenario, ad una differenza nella loro evoluzione dinamica, con gli ammassi compatti caratterizzati da età dinamiche più elevate rispetto a quelli con raggio di core maggiore. NGC1835 risulta un target ideale per ottenere un ulteriore tassello all'interno del contesto del size-aqe conundrum e per confermare questo nuovo scenario proposto. Esso, infatti, si colloca tra i sistemi più antichi e compatti della LMC. La determinazione della sua età dinamica potrebbe dunque avvalorare ulteriormente l'ipotesi secondo cui le dimensioni del core sono essenzialmente stabilite dall'età dinamica del sistema. Vincolare l'età dinamica di un ammasso globulare è, però, un processo particolarmente complesso. A questo scopo è stato utilizzato un metodo empirico (Alessandrini et al., 2016) basato sull'analisi del livello di segregazione di massa di una particolare famiglia di stelle presente negli ammassi globulari, le cosiddette Blue Straggler Stars (BSSs).

Un'indagine approfondita delle principali caratteristiche e popolazioni stellari presenti in questo ammasso, fin'ora studiato unicamente tramite immagini del 1994 (Olsen et al., 1998), appare inoltre vantaggiosa per ulteriori finalità. Ad esempio, l'analisi di ammassi globulari situati in ambienti esterni alla Via Lattea consente di valutare quanto l'azione dei processi dinamici che avvengono al loro interno e le loro caratteristiche strutturali dipendano dall'ambiente esterno. La determinazione della età cronologica di questo ammasso particolarmente vecchio, infine, potrebbe fornire un importante vincolo sull'età di formazione della LMC e, in questo modo, portare dei chiarimenti riguardo al processo di formazione e di evoluzione delle Nubi di Magellano.

La tesi è strutturata nel seguente modo:

- Nel **Capitolo 1** vengono presentate le proprietà generali degli ammassi globulari e i vari processi dinamici che possono avvenire al loro interno. Particolare attenzione viene posta alla descrizione di questi sistemi stellari nell'ambiente delle Nubi di Magellano e al problema del *size-age conundrum*. Infine viene proposta una descrizione delle principali caratteristiche delle *Blue Straggler Stars* e del loro utilizzo come indicatori di evoluzione dinamica.
- Nel **Capitolo 2** viene descritta la strumentazione utilizzata per ottenere le osservazioni dell'ammasso NGC1835 e, in seguito, i processi di riduzione dati, astrometrizzazione e calibrazione che hanno permesso di ottenere il catalogo stellare finale.

- Nel **Capitolo 3** viene illustrata l'analisi delle caratteristiche dell'ammasso tramite il confronto con due sistemi stellari della Via Lattea: M13 e M3. In particolare viene analizzata la morfologia del ramo delle giganti rosse e del braccio orizzontale e viene presentata un'analisi delle stelle variabili presenti. Viene inoltre determinata l'età cronologica dell'ammasso.
- Nel **Capitolo 4** viene riportata la procedura svolta per la determinazione del centro di gravità dell'ammasso e per la costruzione del suo profilo di densità e di brillanza superficiale. Attraverso il confronto con la famiglia dei modelli di King vengono inoltre derivati i principali parametri strutturali dell'ammasso.
- Nel **Capitolo 5** viene presentato il processo di selezione della famiglia di *Blue* Straggler Stars dell'ammasso e queste ultime vengono impiegate nella determinazione della sua età dinamica tramite l'uso del cosiddetto parametro A^+ . I risultati vengono infine messi a confronto con quelli già ottenuti per altri ammassi studiati in lavori di letteratura precedenti, allo scopo di dare un'ulteriore conferma del nuovo scenario proposto per il problema del *size-age conundrum*.

Capitolo 1

Ammassi globulari

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

Nella seconda parte verranno introdotti i principali concetti riguardanti l'Evoluzione Stellare e saranno descritte le fasi della vita di stelle di diversa massa.

Infine l'attenzione verrà concentrata sugli ammassi globulari situati nelle Nubi di Magellano, di cui fa parte il target di questo lavoro. In particolare verrà presentato un quesito tuttora in fase di discussione, noto come *size-age conundrum*, riguardante la distribuzione del raggio di core degli ammassi globulari della Grande Nube di Magellano in funzione della loro età cronologica e ne verrà descritta una possibile soluzione in termini di differenze di età dinamiche. Legato a ciò, verranno presentate le principali caratteristiche di una famiglia di stelle peculiari presenti negli ammassi globulari, denominate *Blue Straggler Stars*, in grado di dare informazioni sullo stadio evolutivo di un sistema.

1.1 Proprietà generali

Con il termine "ammassi globulari" (globular clusters, GCs) vengono indicati sistemi stellari gravitazionalmente legati, densi e compatti, contenenti circa $10^5 - 10^6$ stelle disposte secondo una distribuzione sferica. In prima approssimazione essi rappresentano un ottimo esempio di simple stellar population (SSP) (Renzini et al., 1986), ovvero di una popolazione stellare composta da stelle singole nate da un unico episodio di formazione stellare e dunque caratterizzate da stessa età e stessa composizione chimica. Questa definizione non è tuttavia rigorosamente esatta, poiché ad esempio una frazione di stelle negli ammassi globulari si trova in sistemi binari. Inoltre la composizione chimica delle stelle non è completamente omogenea, come è dimostrato dall'esistenza di sottopopolazioni stellari con differenti abbondanze di elementi leggeri, generate probabilmente da due episodi di formazione stellare. Tuttavia, la frazione di binarie presenti è tipicamente modesta (10%) e la disomogeneità chimica riguarda unicamente gli elementi leggeri, mentre le stelle degli ammassi globulari sono altamente omogenee in termini di contenuto di ferro. Inoltre il tempo stimato tra i due episodi di formazione stellare è trascurabile (qualche 10^8 yrs) rispetto all'età di questi sistemi (superiore a 10 miliardi di anni). Per questo motivo gli ammassi globulari possono comunque essere ritenuti la popolazione stellare più semplice esistente in natura.

Attraverso gli attuali strumenti di osservazione, gli ammassi globulari possono essere risolti in stelle singole fino alla distanza della Galassia di Andromeda, comprendendo così i sistemi della Via Lattea e delle Nubi di Magellano e anche gran parte delle galassie nane del Gruppo Locale. Gli ammassi in questi ambienti possono essere dunque considerati *popolazioni stellari risolte*. La capacità di poter osservare individualmente le stelle che popolano questi sistemi offre la possibilità di studiare in gran dettaglio le loro proprietà fisiche e dinamiche: per ogni stella singola è infatti possibile ricavare informazioni sulla magnitudine e sul colore tramite studi di fotometria, sulla composizione chimica, sulla velocità radiale e sulla velocità rotazionale tramite studi di spettroscopia ed è inoltre possibile trarre delle indicazioni sull'età e sulla distanza del sistema stellare.

Gli ammassi globulari galattici sono collocati prevalentemente nell'alone e nel bulge della nostra Galassia. Sono circa 150 in totale e presentano tutti età molto avanzate, dell'ordine di 12-13 Gyr (Harris, 1996, Ed. 2010). Essi sono collocati secondo una distribuzione approssimativamente sferica intorno al centro della Via Lattea, fino a distanze di circa $R_{qc} = 40$ kpc.

Come ci si aspetterebbe in popolazioni stellari di tali età, i valori di metallicità che li caratterizzano sono bassi, ma l'intervallo di metallicità è ampio e pari a circa [Fe/H] = -2.5/0.5 dex. In particolare, è possibile distinguere due famiglie di ammassi in base al loro contenuto di metalli (Zinn, 1985). È presente una prima componente più povera di metalli ([Fe/H] < -0.8 dex), che occupa in maniera approssimativamente omogenea la regione dell'alone galattico, e una seconda componente costituita da ammassi con una maggiore abbondanza di metalli ([Fe/H] > -0.8 dex), quasi interamente limitata a distanze dal centro della Galassia pari a $R_{gc} < 8$ kpc.

Le loro proprietà li rendono strutture particolarmente utili:

- Essendo un'ottima approssimazione di SSP, essi possono essere impiegati nella verifica dei modelli di evoluzione stellare.
- La loro età avanzata li rende sistemi adeguati per lo studio delle teorie di formazione ed evoluzione delle galassie, in particolare della Via Lattea.
- Sono strutture molto compatte e dense, che risentono di una grande varietà di processi dinamici. Possono essere dunque adoperati nell'analisi degli effetti di questi ultimi sull'evoluzione stellare.

Il target di questo lavoro è l'ammasso globulare NGC1835 ed è collocato nella Grande Nube di Magellano. Alla descrizione delle proprietà degli ammassi globulari nelle Nubi di Magellano verrà dunque dedicata successivamente un'intera sezione.

1.2 Dinamica di un ammasso globulare

Gli ammassi globulari sono sistemi compatti e con una densità molto elevata, soggetti dunque a molteplici processi dinamici che ne possono modificare la struttura interna. In questa sezione verranno presentati i principali.

Inizialmente è necessario introdurre il concetto di *tempo di rilassamento a due corpi*. Esso è definito come il tempo scala caratteristico dopo il quale le stelle perdono memoria delle loro condizioni iniziali a causa di interazioni gravitazionali con altre stelle. Può essere definito matematicamente nella seguente forma compatta:

$$t_{2b} \sim \frac{0.1N}{\ln N} \times t_{cross},\tag{1.1}$$

dove N è il numero di stelle del sistema e t_{cross} è il tempo necessario ad una stella per attraversarlo.

Il tempo di rilassamento a due corpi t_{2b} permette di distinguere tra strutture non collisionali e collisionali. Le prime sono caratterizzate da un tempo di rilassamento molto superiore all'età del sistema $(t_{2b} \gg t_{age})$ e la distribuzione di stelle può essere considerata continua e immersa in un campo gravitazionale medio; le seconde sono invece caratterizzate da $t_{2b} \ll t_{age}$ e in esse sono presenti condizioni idonee affinché si verifichino incontri gravitazionali tra stelle singole. Gli ammassi globulari, caratterizzati da un numero di stelle pari a $N = 10^5 - 10^6$ e un $t_{cross} \sim 10^5$ yr, hanno un tempo di rilassamento a due corpi $t_{2b} = 0.1$ Gyr, notevolmente inferiore alla loro età. Essi vengono dunque classificati come sistemi collisionali.

La stima del tempo di rilassamento secondo la relazione precedente (Eq.(1.1)) è approssimata, poiché trascura la variazione di densità fra le regioni centrali dell'ammasso, più dense e dunque caratterizzate da una maggiore probabilità di interazioni fra stelle, e quelle esterne, meno dense. A tal proposito, si definisce il tempo di rilassamento centrale nel seguente modo (Djorgovski, 1993):

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

dove N è il numero totale di stelle nel sistema, m_* è la massa media di una stella, $\rho_{M,0}$ è la densità centrale in massa del sistema e r_c è il raggio di core del sistema, ovvero il raggio che include metà della densità superficiale centrale.

Si può inoltre definire il tempo di rilassamento a metà massa secondo la relazione

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

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

1.2.1 Modelli di King

Le considerazioni fatte nel paragrafo precedente portano alla conclusione che gli ammassi globulari costituiscano il migliore esempio in natura di sistema collisionale, poiché le interazioni tra le stelle al loro interno sono molto frequenti (Meylan et al., 1997). Per questo motivo, essi dovrebbero essere caratterizzati da una struttura omogenea a simmetria sferica, con orbite isotrope e assenza di rotazione. Inoltre i frequenti scambi di energia cinetica tra le stelle, causati dalle interazioni fra di esse, portano la distribuzione di velocità verso una distribuzione maxwelliana.

I modelli di King (King, 1966) sono una famiglia di modelli dinamici tramite i quali è possibile rappresentare strutture, come quelle degli ammassi globulari, contraddistinte da una distribuzione maxwelliana per raggi minori del cosiddetto raggio di troncamento definito come la distanza alla quale la velocità delle stelle si approssima alla velocità di fuga $v \approx v_{fuga}$ e il potenziale gravitazionale della galassia eguaglia quello del sistema - e da una distribuzione nulla per raggi maggiori.

La funzione di distribuzione dei modelli di King può essere dunque espressa come

$$f(E) = \begin{cases} C(e^{-E/\sigma^2} - 1) & \text{se } E < 0\\ 0 & \text{se } E \ge 0 \end{cases},$$
 (1.4)

dove C è una costante legata alla densità, σ rappresenta la dispersione di velocità ed E rappresenta l'energia totale del sistema per unità di massa. Quest'ultima quantità può essere espressa nella forma

$$E = \frac{v^2}{2} + \psi(r),$$
 (1.5)

dove v indica la velocità delle componenti del sistema e ψ l'energia gravitazionale, che per costruzione si annulla in corrispondenza del raggio di troncamento del sistema ($\psi(r_t) = 0$). Le stelle che si trovano a distanze minori di r_t sono dunque gravitazionalmente legate all'ammasso e sono caratterizzate da un'energia negativa (E < 0), mentre le altre sono



Figura 1.1: Profili di densità proiettata per i modelli di King. Le curve mostrano l'andamento del logaritmo della densità proiettata (normalizzata al suo valore centrale) per vari valori del parametro c. La freccia indica la posizione del raggio di troncamento r_t per ogni curva. Crediti: Bertin, 2014.

contraddistinte da un'energia positiva ($E \ge 0$).

I modelli di King sono modelli mono-parametrici in grado di descrivere con un ottimo livello di accuratezza l'andamento radiale di alcune grandezze osservabili degli ammassi globulari, come il profilo di brillanza superficiale o il profilo di dispersione di velocità. Essi possono essere descritti in maniera univoca in funzione di W_0 , un parametro adimensionale proporzionale al potenziale centrale del sistema. Questa quantità è strettamente legata al parametro c, noto come parametro di concentrazione ed espresso come

$$c = \log(r_t/r_0),\tag{1.6}$$

dove r_t indica il raggio di troncamento del sistema e r_0 il raggio scala del modello, che approssima in maniera accurata la quantità osservabile r_c per modelli di elevata concentrazione $(W_0 \to \infty)$.

L'andamento di tali modelli è caratterizzato da un *plateau* centrale e da una successiva decrescita e, per questo, essi risultano particolarmente utili nello studio degli ammassi globulari, poiché grazie alle loro grandezze caratteristiche -ovvero le dimensioni del *plateau* e l'entità della decrescita- è possibile caratterizzare la struttura dei sistemi stellari. Alcuni esempi di modelli di King, impiegati per la rappresentazione dell'andamento della densità radiale proiettata in un ammasso globulare, sono mostrati in Fig.[1.1].

Allo scopo di individuare il modello di King in grado di adattarsi meglio ai punti osservati di un profilo di densità o di un profilo di brillanza (processo di *fit*), è necessario variare i parametri del modello fino a trovare la combinazione che meglio riproduce i dati.

Tre sono le quantità che vengono modificate durante il processo di *fit*: il parametro c (o ugualmente il parametro W_0), che definisce la forma del modello, il raggio scala r_0 e la normalizzazione. Una volta ottenuto il modello di *best-fit*, dalla sua analisi successiva è possibile derivare alcune delle caratteristiche fondamentali dell'ammasso in esame, quali ad esempio il raggio di core, il raggio di metà massa e il raggio di troncamento.

1.2.2 Principali processi dinamici

Molti sono i processi dinamici in azione all'interno degli ammassi globulari ed essi sono in grado di modificarne la struttura interna e il *budget* energetico. Tra i principali possono essere annoverati gli incontri a tre corpi, la frizione dinamica, la segregazione di massa, l'equipartizione dell'energia e la catastrofe gravotermica, che verranno descritti brevemente qui di seguito.

Incontri a tre corpi

All'interno di sistemi caratterizzati da alta densità, come gli ammassi globulari, è possibile che un sistema binario interagisca con una stella singola e gli effetti possono essere molteplici:

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

Frizione dinamica

Una stella massiva all'interno di un sistema di stelle più leggere risente dell'attrazione gravitazionale di queste ultime, che ne provoca una decelerazione. Essa si muove dunque verso il centro della buca di potenziale dell'ammasso, in un tempo scala pari a

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

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

¹Nella teoria che descrive il processo di interazione tra due stelle, il logaritmo di Coulomb è definito come $\ln \Lambda = \frac{b_{max}}{b_{min}}$, dove *b* è noto come parametro di impatto e indica la distanza minima tra i due corpi.

Segregazione di massa

In sistemi multi-massa, come ad esempio gli ammassi globulari, l'azione della frizione dinamica determina una segregazione tra le stelle più massive, che subiscono una decelerazione e un conseguente spostamento verso regioni centrali, e quelle più leggere, che invece non sono soggette a questo effetto e rimangono nelle zone più esterne.

Equipartizione dell'energia

In un regime collisionale e in condizioni di equilibrio termico, tutte le stelle tendono ad acquisire la stessa quantità di energia cinetica $E = 1/2mv^2$, dove $v \in m$ indicano rispettivamente la massa e la velocità della sorgente. Stelle più massive risultano dunque caratterizzate da velocità minori e si concentrano verso il centro dell'ammasso, mentre stelle meno massive da velocità maggiori e popolano regioni più esterne.

Catastrofe gravotermica

Le stelle nel nucleo di un ammasso, a causa del fenomeno dell'equipartizione dell'energia, cedono energia cinetica all'inviluppo del sistema e si concentrano verso il centro della buca di potenziale. Per il Teorema del Viriale² la diminuzione di energia cinetica del nucleo viene bilanciata da una sua contrazione ed il sistema diventa più denso e caldo. Le interazioni tra le stelle nel nucleo diventano più frequenti ed esso perde ulteriore energia cinetica. Il meccanismo si ripete per diverse volte e la contrazione del sistema aumenta progressivamente, innescando un processo in grado di autoalimentarsi, noto come "collasso del core" (core collpase, CC). Il fenomeno però non procede ininterrottamente, ma giunge al termine quando il numero di binarie strette situate nel nucleo del sistema diventa molto elevato, a causa dell'aumento della densità nelle regioni centrali e delle interazioni gravitazionali sempre più frequenti. A quel punto non è più l'energia cinetica delle stelle singole ad essere ceduta, ma l'energia di legame delle binarie. Questo ha come conseguenza la formazione di binarie progressivamente sempre più legate, ma che, a differenza di stelle singole, rimangono nelle loro orbite, senza concentrarsi verso le regioni centrali. Questo fenomeno è in grado di fatto di arrestare il processo di contrazione del nucleo, evitando che la densità centrale diverga.

Allo scopo di identificare sistemi che hanno subito questo processo, noti come *postcore collapse*, è possibile utilizzare una particolarità aspettata nei loro profili di densità radiale, ovvero una cuspide in corrispondenza delle regioni centrali dell'ammasso causata dall'aumento della sua densità centrale. In questo caso, i modelli di King con andamento piatto in corrispondenza di piccoli raggi non sono più in grado di descrivere il profilo di

²Il Teorema del Viriale in forma scalare vale per sistemi autogravitanti all'equilibrio e afferma che 2T + U = 0, dove T indica l'energia cinetica e U l'energia potenziale.



Figura 1.2: Profilo di densità dell'ammasso globulare M30. I punti rossi mettono in evidenza la cuspide derivata dal collasso del core. Il pannello interno mostra lo stesso andamento anche per il profilo di brillanza dell'ammasso. Le linee nere continue indicano l'andamento aspettato nel caso di un ammasso che non ha subito tale fenomeno. Crediti: Ferraro et al., 2009

densità, ma viene invece utilizzata una legge di potenza del tipo:

$$\Sigma(r) \propto r^{\alpha},$$
 (1.8)

con un esponente che assume valori di circa $\alpha \sim -0.7/-1$ (vedi Fig.1.2). Un andamento di questo tipo è stato osservato nel 15 – 20% degli ammassi globulari galattici.

Questa breve descrizione dei processi dinamici che avvengono all'interno di un sistema stellare indica chiaramente un andamento generale: le caratteristiche strutturali di un sistema stellare variano nel tempo e tendono naturalmente a generare strutture più compatte, fino a giungere a sistemi che mostrano una cuspide centrale nel loro profilo di densità. Questo processo viene chiamato *evoluzione dinamica* ed è uno sviluppo comune a tutte le strutture. Tuttavia, il tempo scala in cui ciò avviene è funzione delle condizioni iniziali e del numero di particelle che compongono il sistema.

1.3 Cenni di evoluzione stellare

L'evoluzione stellare è la branca dell'astrofisica che si occupa di studiare la variazione delle caratteristiche macroscopiche delle stelle nel tempo. Lo strumento fondamentale dell'evoluzione stellare è il diagramma Hertzsprung-Russell (diagramma HR), un grafico che mette in relazione la temperatura superficiale di una stella con la sua luminosità. Ogni stella di data massa e composizione chimica iniziali, durante la sua evoluzione, definisce una curva nel diagramma HR, nota come traccia evolutiva, che descrive l'evoluzione della sua luminosità e della sua temperatura superficiale nel tempo. In Fig.[1.3] in alto, possiamo osservare esempi di tracce evolutive di stelle di diversa massa nel diagramma HR. In modo analogo si può definire un'isocrona come la curva, nel diagramma HR, che collega i punti di tracce evolutive di stelle di massa diversa, ma di stessa età. A differenza della prima, quest'ultima ha il vantaggio di essere direttamente confrontabile con le osservazioni.

Altrettanto importante in evoluzione stellare risulta il concetto di diagramma coloremagnitudine (*color-magnitude diagram*, CMD), ovvero il corrispettivo osservativo del diagramma HR. Esso mette in relazione la magnitudine delle stelle (legata all'informazione della luminosità) con il loro colore (legato all'informazione della temperatura), due quantità facilmente derivabili dalle osservazioni. Nel pannello in basso della Fig.[1.3] è mostrato un esempio di diagramma colore-magnitudine di un ammasso globulare di 12.5 Gyr della Via Lattea (M3). Ciascun punto nel CMD corrisponde ad una singola stella risolta, descritta in maniera univoca dal valore della sua magnitudine e del suo colore.

Le stelle di un ammasso globulare si sono formate tutte allo stesso tempo ed hanno quindi stessa età (Sez.1), ma stelle di massa diversa si trovano in fasi evolutive differenti, poiché il tempo evolutivo dipende dalla massa iniziale della sorgente. Di seguito verranno presentate le principali fasi dell'evoluzione di una stella.

Sequenza principale

La fase iniziale che caratterizza la storia evolutiva di una stella è nota come "sequenza principale" (*main sequence*, MS). Essa consiste nel bruciamento di idrogeno nel nucleo e nella conseguente produzione di elio.

La combustione dell' idrogeno può avvenire tramite diversi cicli, che hanno tutti come esito la produzione di un nucleo di elio tramite il bruciamento di quattro nuclei di idrogeno. I due principali meccanismi sono noti come proton-proton chain (catena p-p), che si innesca ad una temperatura di circa $T = 10^7 K$, e carbon-nytrogen-oxygen cycle (ciclo CNO), che si verifica invece a temperature più alte, pari ad almeno $T = 1.7 \times 10^7 K$. La tipologia di combustione sperimentata dalla stella dipende dalla sua massa, poiché da essa dipende la temperatura centrale che la stella è in grado di raggiungere.



Figura 1.3: In alto sono rappresentate le tracce evolutive di quattro stelle di massa diversa nel diagramma HR. Nelle ordinate troviamo l'informazione sulla luminosità, mentre nelle ascisse l'informazione sulla temperatura superficiale. In basso è rappresentato l'esempio di un diagramma colore-magnitudine di un ammasso globulare di 12.5 Gyr della nostra Galassia (M3). Le stelle hanno tutte la stessa età, ma si trovano in fasi evolutive diverse, indicate nella figura. Nelle ordinate troviamo l'informazione della magnitudine nel filtro V, mentre nelle ascisse del colore (B-V). Crediti: Renzini et al., [1988].

- Le stelle con massa minore di $0.08M_{\odot}$ non sono in grado di raggiungere le temperature necessarie per innescare la combustione dell'idrogeno. Riescono a generare una limitata quantità di energia dal bruciamento di deuterio e dalla contrazione della struttura stessa e sono note come *Nane Brune*.
- Le stelle di $0.08M_{\odot} < M < 1.2M_{\odot}$ sono caratterizzate dalla combustione di idrogeno nel nucleo tramite la catena p-p. Stelle con massa $M < 0.3M_{\odot}$ hanno una struttura completamente convettiva, mentre stelle di massa maggiore sono composte da un nucleo radiativo e un inviluppo convettivo. L'assenza di convezione nel nucleo determina il consumo di idrogeno in una zona molto limitata nelle regioni più interne della stella. Quando il combustibile a disposizione giunge ad esaurimento, il nucleo subisce una leggera contrazione e l'idrogeno continua ad essere bruciato in una *shell* spessa immediatamente adiacente. La combustione dell'idrogeno prosegue dunque in maniera continua, spostandosi senza interruzioni dal nucleo alla *shell* esterna.
- Le stelle di M > 1.2M_☉ sono contraddistinte dalla combustione di idrogeno nel nucleo tramite il ciclo CNO. La stella presenta una struttura opposta rispetto alla precedente, ovvero un nucleo convettivo e un inviluppo radiativo. Grazie all'azione della convezione, la composizione chimica delle regioni centrali della struttura rimane completamente omogenea e, a causa di questo comportamento, l'idrogeno viene consumato in una regione più ampia rispetto alle stelle di piccola massa. Quando la quantità di idrogeno a disposizione viene esaurita, a differenza della precedente categoria di stelle, la combustione cessa momentaneamente poiché la riserva di combustibile si trova a temperature troppo basse affinchè possa iniziare il bruciamento. Il nucleo della stella comincia a contrarsi rapidamente, portando infine la regione adiacente a temperature sufficienti per innescare l'idrogeno in una shell spessa.

La sequenza principale è la fase caratterizzata da una maggiore durata e, durante il suo svolgimento, le caratteristiche di una stella cambiano molto lentamente. La sua durata dipende dalla massa M della stella secondo la relazione

$$t_{MS} \propto 10^{11} M^{-3}$$
. (1.9)

Stelle più massive, dunque, evolvono più rapidamente rispetto a quelle di minor massa. Il punto che contrassegna la fine della combustione di idrogeno nel nucleo di una stella è noto come turn-off (TO), e corrisponde al punto più luminoso e blu della sequenza principale in un CMD. La massa al TO (M_{TO}) di una popolazione stellare diminuisce all'avanzare della sua età. Popolazioni giovani sono caratterizzate da valori di M_{TO} elevati, ma la M_{TO} diminuisce progressivamente con la graduale evoluzione delle stelle massive, che terminano la quantità di idrogeno a disposizione. Essa può essere dunque utilizzata per datare una popolazione stellare. Nel caso degli ammassi globulari osservati oggi nella nostra Galassia, al TO sono presenti stelle di $0.8M_{\odot}$.

Ramo delle sub-giganti

Durante la fase di ramo delle sub-giganti (*subgiant branch*, SGB) il nucleo ormai inattivo comincia a contrarsi, producendo l'innesco dell'idrogeno in una *shell* spessa. Come indicato precedentemente, la transizione avviene in maniera graduale per stelle di piccola massa, mentre per masse maggiori è necessaria una fase di contrazione del nucleo durante la quale la combustione dell'idrogeno è momentaneamente inattiva.

L'innesco della combustione di idrogeno nella *shell* in presenza di una sostanziale differenza chimica tra il nucleo e l'inviluppo implica che la stella debba necessariamente espandere il proprio inviluppo per riuscire a mantenersi in uno stato di equilibrio idrostatico. Ne consegue una forte diminuzione della temperatura superficiale, che porta la stella verso la regione destra del diagramma HR, mantenendo circa costante la sua luminosità.

Ramo delle giganti rosse

La fase successiva nell'evoluzione di una stella è nota come ramo delle giganti rosse (*red giant branch*, RGB) ed è caratterizzata dalla combustione di idrogeno in una *shell* ormai divenuta sottile. La stella si trova in condizioni di temperatura superficiale bassa e il conseguente aumento di opacità³ determina la produzione di un fronte convettivo che si propaga dall'esterno verso l'interno⁴. Queste condizioni sono all'origine del fenomeno noto come *I Dredge-Up*, ovvero il trasporto di prodotti delle reazioni termonucleari (in questo caso elio, carbonio e azoto) negli strati esterni da parte del fronte convettivo.

Un ulteriore fenomeno che si verifica durante questa fase è il cosiddetto RGB *bump*. Come indicato, la stella è caratterizzata da una *shell* che brucia idrogeno, che si muove verso l'esterno, e da un fronte convettivo che si sposta invece dall'esterno verso l'interno e rende omogenea la composizione chimica della regione interessata. Quando la convezione perde efficienza e inizia a recedere, essa lascia una discontinuità chimica nel profilo di idrogeno in corrispondenza della distanza dal centro che ha raggiunto (vedi Fig.1.4 a sinistra). Quando la *shell* incontra questa discontinuità si verifica un aumento della quantità di idrogeno a disposizione e questo determina una diminuzione del peso molecolare medio μ , definito come $\mu = \frac{1}{2x+3/4y+1/2z}$ (dove $x, y \in z$ indicano la frazione

³Secondo le leggi di Kramers che governano il comportamento dell'opacità k, quest'ultima è inversamente proporzionale alla temperatura secondo la relazione $k\propto\rho/T^{3.5}$

⁴La formazione e la propagazione della convezione all'interno di una struttura stellare sono governate dal criterio di Schwarzschild. Secondo quest'ultimo, la convezione viene innescata quando il gradiente radiativo supera il gradiente adiabatico. L'aumento del flusso e della luminosità nelle zone interne o l'aumento dell'opacità in quelle esterne permettono un aumento del gradiente radiativo.



Figura 1.4: A sinistra è rappresentata la discontinuità nel profilo di idrogeno per una stella di 1 M_{\odot} prodotta durante la fase di RGB dal passaggio della convezione, che rende omogenea la chimica della zona che attraversa. A destra è rappresentato il tratto, nel ramo delle giganti del diagramma HR, che la stella attraversa per tre volte consecutive durante la sua evoluzione. Crediti: Salaris et al., 2005.

di massa rispettivamente di idrogeno, elio e metalli). Poiché durante la combustione di idrogeno tramite CNO (come avviene nella shell) la luminosità L è legata al peso molecolare secondo la relazione $L \propto \mu^7$, una diminuzione di μ causa una riduzione della luminosità della stella. Dopo una fase di riassestamento della struttura la luminosità riprende rapidamente ad aumentare e, a causa di questo comportamento, esiste un punto nel CMD che la stella attraversa per tre volte, ovvero dove la sua evoluzione subisce un rallentamento (vedi Fig.1.4 a destra). In corrispondenza della magnitudine dove ciò avviene è dunque atteso un addensamento di stelle (*bump*) nel CMD, che si traduce in un picco nella funzione di luminosità differenziale. La variazione della velocità evolutiva causa inoltre una variazione di pendenza nella funzione di luminosità integrale.

Il comportamento della stella durante la fase di RGB dipende dalla sua massa:

- Stelle di massa $M > 2.2 M_{\odot}$ sviluppano un nucleo di elio in condizioni di gas perfetto. Quando esso raggiunge i valori di temperatura e di densità necessari $(T \sim 10^8 K$ e $\rho \sim 10^4 g \, cm^{-3})$, avviene l'innesco dell'elio in condizioni termoregolate di gas perfetto e la stella entra nella fase successiva.
- Stelle di massa 0.5M_☉ < M < 2.2M_☉ sviluppano un nucleo di elio in condizioni degeneri⁵. La pressione del gas degenere, a differenza di quella del gas perfetto,

 $^{{}^{5}}$ Un gas viene definito degenere quando tutti i suoi livelli energetici fino al livello di Fermi sono

è indipendente dalla temperatura. All'aumentare di quest'ultima, dunque, la struttura non reagisce con un'espansione (come avviene invece grazie al meccanismo di termoregolazione del gas perfetto) e la temperatura continua ad aumentare ininterrottamente. Il raggiungimento di un'instabilità termica provoca l'accensione della reazione di combustione dell'elio, che in un ambiente non termoregolato avviene in maniera esplosiva (*helium flash*). Il rilascio di una tale quantità di energia è in grado di rimuovere la degenerazione e la stella procede secondo la sua normale evoluzione attivando la combustione di elio nel nucleo in condizioni di gas perfetto. Il punto corrispondente all'innesco dell'*helium flash* e, dunque, al termine della fase di RGB è noto come *TIP dell'RGB*.

L'helium flash avviene, indipendentemente dalla massa della struttura stellare, quando il suo nucleo raggiunge un valore di $0.5M_{\odot}$. Per tutte le sorgenti di $0.5M_{\odot} < M < 2.2M_{\odot}$, dunque, il TIP dell'RGB è collocato alla stessa magnitudine (vedi Fig.1.5) e può essere adottato come candela standard⁶ per il calcolo della distanza.

• Stelle di massa $M < 0.5 M_{\odot}$ sviluppano un nucleo di elio degenere e non raggiungono la quantità di massa necessaria per innescare l'*helium flash*. La degenerazione, in queste strutture, non viene rimossa ed esse terminano la loro vita come Nane Bianche di elio.

Braccio orizzontale

La fase di braccio orizzontale (*horizontal branch*, HB) è caratterizzata dalla combustione di elio nel nucleo in condizioni di gas perfetto tramite la reazione termonucleare 3α , denominata in questo modo poiché ha come risultato la produzione di un nucleo di carbonio tramite l'impiego di tre nuclei di elio. Nel contempo procede anche il bruciamento di idrogeno nella *shell* sottile.

La posizione in cui si colloca una stella lungo il braccio orizzontale dopo aver terminato la fase di RGB dipende dal valore del cosiddetto parametro q, definito come il rapporto tra la massa del nucleo della stella e la sua massa totale ($q = \frac{M_{core}}{M_{tot}}$). Per stelle di $0.5M_{\odot} < M < 2.2M_{\odot}$, in particolare, la massa del nucleo è fissata ad un valore di 0.5 M_{\odot} dall'helium flash, che tutte le stelle in questo intervallo hanno sperimentato. La loro collocazione è dunque dipendente unicamente dalla massa dell'inviluppo. In particolare, una massa dell'inviluppo maggiore (ovvero un parametro q minore) indica un valore di

occupati. La pressione di un gas degenere è legata unicamente alla sua densità e non alla sua temperatura. Dunque un aumento della temperatura non genera un successivo aumento di pressione, come accade invece in condizioni di gas perfetto (meccanismo di termoregolazione).

⁶Una candela standard è un oggetto celeste di cui è nota la magnitudine assoluta M. Grazie alla misura della sua magnitudine relativa m è possibile usarla per il calcolo della distanza D dell'oggetto, utilizzando la relazione: $m - M = 5 \log D_{pc} - 5$.



Figura 1.5: Le varie tracce evolutive corrispondono a stelle di massa $M/M_{\odot} = 0.8, 0.9, 1.0, 1.1, 1.2, 1.3, 1.4, 1.5, 1.6, 1.8, 2.0, 2.2$. La freccia indica la posizione del TIP dell'RGB per stelle di massa minore di 2.2 M_{\odot} . Crediti: Salaris et al., 2005.

temperatura effettiva minore e la stella si posiziona verso colori più rossi (morfologia nota come *red clump*). Allo stesso modo, stelle caratterizzate da una massa dell'inviluppo minore troveranno la loro collocazione verso temperature effettive più alte e colori più blu. Nella definizione della posizione della stella, dunque, partecipano tutti quei parametri da cui dipende la sua massa, ovvero la metallicità, la perdita di massa, l'età e l' abbondanza di elio. In particolare, mentre un aumento del primo parametro colloca le stelle verso temperature effettive basse e colori rossi, un aumento degli altri tre le posiziona verso temperature più alte e colori blu.

Fasi finali della vita di una stella

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

Stelle di massa M < 8M_☉ sperimentano la cosiddetta fase di ramo asintotico. Il ramo asintotico delle giganti (asymptotic giant branch, AGB), anche denominato fase di bruciamento in doppia shell, è caratterizzato da un nucleo di carbonio ed ossigeno completamente degenere, non interessato da reazioni termonucleari, e da due shell distinte adiacenti al nucleo in cui avviene la combustione di elio e idrogeno. Questa fase può essere divisa in due stadi differenti. Durante il primo (Early AGB), l'accensione della shell di elio provoca un'espansione degli strati esterni e la shell di idrogeno, sospinta a temperature più basse, si spegne momentaneamente. Durante questa fase l'inviluppo tende nuovamente ad espandersi e la temperatura superficiale a diminuire, favorendo così lo sviluppo di un fronte convettivo che penetra negli interni stellari. La stella sperimenta dunque il II Dredge-Up (per stelle di M > 4.6M_☉), durante il quale vengono trasportate in superficie tracce di elio, carbonio e azoto. Infine, anche la shell di elio giunge a valori di temperatura tali da causarne lo spegnimento. La stella riprende dunque la sua contrazione e la shell di idrogeno si riaccende.

La seconda fase (*Pulsi Termici*) è caratterizzata invece da un'accensione e uno spegnimento delle due *shell* in maniera alternata. Durante questa fase, la *shell* di idrogeno è inizialmente attiva e produce elio, che deposita nello strato intermedio. La densità di quest'ultimo aumenta progressivamente, fino a quando lo strato di elio raggiunge una massa sufficiente per l'innesco della reazione 3α , con il conseguente sviluppo di moti convettivi. Essi danno origine al *III Dredge-Up*, che trasporta in superficie carbonio ed ossigeno, e causano l'espansione della struttura, provocando il raffreddamento e il conseguente spegnimento della *shell* di idrogeno. Anche la *shell* di elio perde progressivamente la sua efficienza e i moti convettivi vengono smorzati. Tale processo si ripete circa 10 volte ed è seguito da una fase di forti venti stellari, che di fatto rimuovono gli strati più esterni della struttura stellare dando così origine al fenomeno della *Nebulosa Planetaria*. Ciò che rimane al termine di

questa fase è il nucleo completamente degenere, che si spegne come Nana Bianca di carbonio e ossigeno.

• Stelle di massa $M > 8M_{\odot}$, successivamente al bruciamento di elio nel nucleo, sviluppano un nucleo di carbonio e ossigeno in condizioni di gas perfetto. Esso innesca una catena di reazioni termonucleari di fusione fino alla produzione del ferro. Per ciascuna di queste reazioni, l'esaurimento del combustibile determina la contrazione del nucleo, il riscaldamento della regione adiacente ad esso e la conseguente accensione della stessa reazione in *shell*. Il risultato finale è la formazione di una struttura stellare con un nucleo di ferro in contrazione, che dunque tende a diventare progressivamente degenere, circondato da diverse *shell* in cui stanno avvenendo reazioni termonucleari. Quando il nucleo raggiunge una massa limite di $1.4M_{\odot}$ (massa di Chandrasekhar), gli elettroni degeneri non sono più in grado di mantenerlo in equilibrio idrostatico ed inizia il processo di collasso, che termina con un violento rilascio di energia (Supernova di tipo II, core collapse). Da questo meccanismo può avere origine, a seconda della massa iniziale che possedeva la stella, una diversa tipologia di *remnant*. Per masse iniziali dell'ordine di $M < 24 M_{\odot}$ si forma una stella di neutroni (*neutron star*, NS), mentre per $M > 24 M_{\odot}$ viene prodotto un buco nero (*black hole*, BH).

1.4 Ammassi nelle Nubi di Magellano

Come già affermato in Sez.]], gli ammassi globulari sono presenti anche nelle Nubi di Magellano (*Magellanic Clouds*, MCs). Queste ultime sono due piccole galassie irregolari collocate nel Gruppo Locale⁸, orbitanti attorno alla Via Lattea. Vengono indicate con il nome di Piccola Nube di Magellano (*Small Magellanic Cloud*, SMC), ad una distanza di 61 kpc dalla Via Lattea, e Grande Nube di Magellano (*Large Magellanic Cloud*, LMC), distante 48 kpc. In Fig. 1.6 viene mostrata una rappresentazione delle principali componenti del Gruppo Locale.

Gli ammassi globulari delle Nubi di Magellano hanno la particolarità, a differenza di quelli della Via Lattea, di essere caratterizzati da un ampio intervallo di età. Sono presenti ammassi molto giovani con età minore di 50 Myr e ammassi giovani con età compresa tra 50 Myr e 500 Myr, ma anche ammassi di età intermedia tra 500 Myr e 4 Gyr e di età più avanzata di 12 Gyr, comparabile con quella degli ammassi galattici.

 $^{^{7}}$ La massa limite di Chandrasekhar è la massa massima che può avere una struttura supportata dagli elettroni degeneri per poter rimanere in equilibrio idrostatico.

⁸Il Gruppo Locale è l'ambiente all'interno del quale si trova la Via Lattea. È un sistema molto meno denso di un ammasso, ma abbastanza denso da legare gravitazionalmente le galassie che lo compongono. La maggior parte della luce proviene dalle tre galassie a spirale principali (Milky Way, M31 e M33), ma ci sono molte altre componenti tra cui ellittiche, irregolari, ellittiche nane e galassie nane sferoidali.



Figura 1.6: In figura viene mostrata una rappresentazione delle principali componenti del Gruppo Locale. In rosso è possibile vedere la posizione della Via Lattea, mentre cerchiata in giallo la posizione delle due Nubi di Magellano.

Una caratteristica particolarmente rilevante è l'esistenza della cosiddetta *age gap*: di fatto non esistono sistemi stellari conosciuti con età tra 4 e 12 Gyr. Questa evidenza indica dunque un lungo intervallo di tempo in cui non c'è stata formazione di sistemi stellari. Quest'ultima è ripresa probabilmente grazie ad un'interazione delle MCs con la Via Lattea o da un'interazione tra la SMC e la LMC, che ha dato origine ad una nuova fase di formazione stellare.

Gli ammassi globulari delle MCs descrivono inoltre un ampio intervallo in metallicità ($[Fe/H] \sim -2.2/0.0$ dex). Nello specifico, gli ammassi più vecchi sono *metal-poor*, mentre i più giovani e gli intermedi hanno metallicità più elevate.

Il vantaggio di analizzare gli ammassi globulari in ambienti diversi (sia nelle MCs sia nella Via Lattea) risulta evidente, poiché permette di avere una visione completa della loro natura e di seguire l'evoluzione sia di stelle vecchie di piccola massa, come permesso dallo studio degli ammassi galattici, sia di quelle di massa più elevata e intermedia, grazie all'analisi degli ammassi più giovani delle MCs. Questi ultimi sono inoltre molto utili per poter studiare l'azione dei processi dinamici non solo in ammassi con strutture e condizioni ambientali diverse, ma anche con differenti età rispetto a quelli galattici.

1.4.1 Size-age conundrum nella Grande Nube di Magellano

Dall'analisi delle proprietà strutturali degli ammassi stellari nella Grande Nube di Magellano è emerso un problema, ormai dibattuto da oltre trenta anni, riguardante la correlazione peculiare tra il raggio di core degli ammassi globulari rispetto alla loro età cronologica (Elson et al., 1989, Elson, 1991). È stato osservato, infatti, che gli ammassi più giovani sono tutti sistemi molto compatti, con un raggio di core piccolo ($r_c < 2.5$ pc), mentre gli ammassi più vecchi presentano valori del raggio di core molto differenti tra di loro, da una frazione di pc fino a 10 pc (vedi il pannello superiore di Fig.1.7).

Tra i vari tentativi di interpretazione del fenomeno, uno particolarmente noto ha tentato di spiegare questo comportamento peculiare tramite l'introduzione di una sequenza evolutiva che lega ammassi giovani e vecchi. Secondo questa teoria, gli ammassi globulari nascono tutti molto compatti $(r_c \sim 2 - 3 \text{ pc})$ e, mentre la maggior parte non cambia la propria dimensione durante l'evoluzione, alcuni sperimentano processi di espansione del core. Tra le varie cause presentate in letteratura, la più accreditata prevede che questo sia dovuto ad un effetto di *heating* da parte di binarie composte da buchi neri stellari, formati da esplosioni di supernovae di tipo II e in seguito trattenuti dal sistema (Mackey et al., 2008). La conseguenza delle interazioni tra gli stessi BH o tra le stelle con i BH, secondo questa teoria, porterebbe ad un'espansione delle regioni centrali del sistema.

All'interno di questo scenario, però, gli ammassi più vecchi dovrebbero rivestire il ruolo di progenitori di quelli più giovani, ipotesi che risulta in disaccordo con alcune proprietà osservate. Ad esempio, è noto (vedi Fig.1.7) che i sistemi più giovani si trovano tutti concentrati a piccole distanze dal centro della galassia (entro 5 kpc), mentre i più vecchi possono trovarsi a varie distanze. Inoltre è presente una netta separazione in massa tra i due, in quanto i primi hanno $M < 10^5 M_{\odot}$, mentre i secondi hanno tutti una massa superiore. Infine, secondo gli studi compiuti fin'ora sugli ammassi globulari galattici, l'evoluzione dinamica tende a portare i sistemi verso configurazioni più compatte, al contrario di quanto sostenuto da questo scenario.

In un recente lavoro (Ferraro et al., 2019) è stato introdotto uno scenario alternativo per spiegare il cosiddetto size-age conundrum negli ammassi globulari della LMC. Prima di presentarlo è bene ricordare il quadro di formazione di questi sistemi stellari nelle Nubi di Magellano (Da Costa, 1991), Geisler et al., 1997). Esso può essere diviso in tre stadi rappresentativi: il primo, avvenuto circa 13 Gyr fa, prevede la formazione molto veloce ($\Delta t = 1Gyr$) di ammassi con $M > 10^5 M_{\odot}$; una seconda fase è invece caratterizzata da un periodo di quiescenza di circa 10 Gyr, durante il quale la formazione si è interrotta; infine una interazione con la Piccola Nube di Magellano ha probabilmente causato la



Figura 1.7: Nei tre pannelli è rappresentata rispettivamente la distribuzione del raggio di core, della massa e della distanza galattocentrica in funzione dell'età cronologica degli ammassi della LMC. In rosso sono rappresentati i cinque ammassi studiati in Ferraro et al., 2019. La fascia grigia rappresenta il periodo di 10 Gyr di quiescenza nella storia di formazione degli ammassi delle Nubi di Magellano. Crediti: Ferraro et al., 2019.

sua ripresa, circa 3 Gyr fa, provocando la formazione solamente di ammassi di piccola massa e molto vicini al centro della galassia (con raggio galattocentrico $R_g < 4-5$ kpc).

Essendosi formati recentemente solo sistemi di piccola massa, diventa naturale spiegare l'esistenza di ammassi giovani solamente compatti, poiché questi ultimi sono stati probabilmente gli unici in grado di sopravvivere all'azione delle forze mareali della galassia ospite.

Sempre nello stesso studio viene proposta una possibile spiegazione alla grande variazione

del valore del raggio di core riscontrata negli ammassi globulari più vecchi. Secondo questo nuovo scenario, essa è dovuta alle differenze nelle proprietà e nelle condizioni iniziali degli ammassi, che ne hanno determinato una diversa evoluzione dinamica. Infatti gli ammassi globulari sono sistemi collisionali (Sez.1.2), la cui struttura interna può essere modificata dall'azione di vari processi dinamici a seconda delle condizioni iniziali presenti. Anche ambienti diversi, inoltre, potrebbe portare a differenze nell'evoluzione dinamica dei sistemi, poiché siti di maggiore densità facilitano e velocizzano i processi dinamici. Tutto ciò ha come naturale risultato che ammassi con stessa età cronologica possono trovarsi in stadi dinamici diversi.

Secondo questo nuovo scenario proposto, la grande variazione nel valore del raggio di core che caratterizza gli ammassi globulari vecchi della LMC è dovuto proprio alla differenza nelle loro attuali età dinamiche. In particolare, l'ipotesi sostiene che tutti i sistemi, indistintamente dalle loro proprietà, nascano con un valore elevato del raggio di core. È l'azione dei processi dinamici, che agiscono sul sistema durante la sua evoluzione successiva, che ne modifica la struttura interna in un tempo scala che dipende delle caratteristiche del sistema all'epoca della sua formazione. Nello specifico, all'aumentare dell'età dinamica di un ammasso, i processi dinamici tendono a portarlo verso una configurazione più compatta, cioè un valore del raggio di core minore. Dunque lo scenario proposto presuppone che gli ammassi con un grande valore del raggio di core siano dinamicamente più giovani di quelli con un piccolo valore del raggio di core, pur avendo stessa età cronologica.

Questo risultato è stato ottenuto tramite l'analisi di cinque ammassi globulari della LMC di età cronologicamente avanzata (NGC 1466, NGC 1841, NGC 2210, NGC 2257 e Hodge 11, evidenziati con dei quadrati rossi in Fig. 1.7), per cui è stata misurata l'età dinamica. Per fare ciò è stato utilizzato il cosiddetto *dynamical clock*, una metodologia, che verrà presentata nella sezione successiva, che utilizza il grado di segregazione di una particolare classe di stelle (le *Blue Straggler Stars*) per derivare il livello di evoluzione dinamica del sistema. Questi sistemi, pur avendo età cronologica simile, hanno mostrato valori del raggio di core differenti ed età dinamiche diverse. In particolare, i sistemi dinamicamente più evoluti presentavano raggi di core minori rispetto ai meno evoluti, come atteso.

I dati dell'ammasso globulare NGC1835, insieme a quelli di altri due ammassi nella Grande Nube di Magellano (NGC1754 e NGC1916), sono stati richiesti proprio allo scopo di dare una conferma ulteriore del nuovo scenario. I tre ammassi globulari sono tra i più vecchi e compatti ($r_c < 0.9$ pc) nella Grande Nube di Magellano e hanno circa la stessa età, confrontabile con quella dei cinque ammassi globulari della LMC menzionati in precedenza. La determinazione dell'età dinamica dell'ammasso NGC1835, dunque, permetterà di aggiungere un ulteriore tassello nel contesto del size-age conundrum.

Lo strumento fondamentale per fare ciò è rappresentato dall'analisi del campione di Blue Straggler Stars di questo ammasso. Esse sono infatti una famiglia di stelle peculiare, presenti negli ammassi globulari, con particolari caratteristiche che le rendono ottimi indicatori dello stadio di evoluzione dinamica di un sistema. Il capitolo successivo è dedicato dunque alla trattazione delle loro caratteristiche e dei loro possibili utilizzi.

1.5 Blue Straggler Stars

La maggior parte degli ammassi globulari sono sistemi vecchi, con un RGB sviluppato che domina il diagramma colore-magnitudine costruito tramite filtri ottici. Essi sono però popolati anche da stelle calde, tra cui le *Blue Straggler Stars*, le *Extreme Horizontal Branch Stars*, le *UV excess stars* (ovvero le Variabili Cataclismiche) e le Nane Bianche. In questa sezione verranno descritte le principali caratteristiche delle *Blue Straggler Stars*.

1.5.1 Proprietà generali

Le Blue Straggler Stars (BSSs) sono una famiglia peculiare di stelle presente negli ammassi globulari, scoperta per la prima volta dall'astronomo Allan Sandage nel 1953 nell'ammasso M3 (Sandage, 1953). Esse furono soprannominate "stelle vagabonde blu" poiché la loro posizione nel CMD dell'ammasso era molto particolare e non sembravano aver seguito l'evoluzione di una normale stella. Esse sono collocate, infatti, lungo la continuazione della sequenza principale e sono più luminose e più calde rispetto al *turn-off*, dove il CMD di un sistema formato tramite un unico evento di formazione stellare (Sez.1) non dovrebbe essere popolato (vedi Fig.1.8).

È stato possibile stabilire dei vincoli sul valore della massa di queste stelle, pari a circa $M \sim 1.2 - 1.7 \,\mathrm{M_{\odot}}$, attraverso calcoli diretti nel caso di sistemi binari, informazioni sulla temperatura effettiva e sulla gravità superficiale ottenute da lavori spettroscopici (Shara et al., 2009) oppure sfruttando le loro proprietà pulsazionali (Fiorentino et al., 2014). Ricordando che la massa media delle stelle in un ammasso è circa $M \sim 0.4 \,\mathrm{M_{\odot}}$, è evidente che esse risultano più massive delle stelle normali di ammasso. Esse sono quindi particolarmente soggette a processi dinamici e possono essere utilizzate per studiare l'evoluzione dinamica degli ammassi, come verrà spiegato in maniera più approfondita in seguito.

1.5.2 Osservazione delle BSSs

Per poter studiare efficacemente la popolazione di BSSs sono necessari due accorgimenti: osservazioni ad alta risoluzione spaziale e utilizzo di filtri ultravioletti. Gli ammassi globulari sono infatti strutture molto dense e popolate da un numero elevato di stelle e sono dunque necessarie osservazioni ad alta risoluzione angolare per poter risolvere le singole sorgenti al loro interno, soprattutto nelle regioni centrali.

Inoltre le BSSs sono annoverate tra le popolazioni calde di un ammasso. L'approccio più



Figura 1.8: Posizione delle BSSs nell'ammasso globulare M3. La linea blu segue l'evoluzione di stelle di massa $1.7M_{\odot}$, mentre la linea rossa quella di stelle di $0.8M_{\odot}$, ovvero quelle che si trovano al TO degli ammassi globulari galattici in questo momento. Crediti: Ferraro et al., 2014.

efficace è dunque quello di sfruttare filtri ultravioletti per svolgere la loro analisi. Questo permette sia di mettere in evidenza la sequenza delle BSSs, che va a dominare il CMD dell'ammasso costruito tramite questi filtri, sia di mitigare l'influenza delle stelle che risultano invece particolarmente evidenti in filtri ottici e infrarossi, come quelle di RGB (Ferraro et al., 1997, Ferraro et al., 2001).

L'avvento del telescopio Hubble, un telescopio spaziale in grado di compiere osservazioni ad alta risoluzione angolare anche in filtri ultravioletti, fu dunque rivoluzionario dal punto di vista dell'analisi di questa popolazione stellare. Grazie ad esso divenne evidente che le BSSs popolavano tutti gli ammassi noti e che esse erano presenti anche nelle regioni centrali, dove osservazioni precedenti non erano state in grado di risolverle.

1.5.3 Scenari di formazione

Gli scenari di formazione delle BSSs devono essere in grado di spiegare la loro posizione peculiare e la ragione per cui esse sembrano più massive e più giovani delle altre stelle di ammasso.

Gli scenari noti sono due:

- le BSSs possono originarsi da un sistema binario (McCrea, 1964), composto da due stelle di sequenza principale o da una stella di sequenza principale e una stella gigante o subgigante. Durante la sua evoluzione, la stella più massiva riempie il proprio Lobo di Roche¹, cominciando a trasferire materia sulla compagna. Il prodotto finale è un sistema binario composto da una BSS e da una stella compagna di tipo Nana Bianca, formatasi dal nucleo della componente del sistema che ha trasferito il suo inviluppo. Una stella nata da questo scenario è nota come *Mass-transfer BSS* (MT BSS).
- le BSSs possono formarsi in seguito a collisioni dirette fra stelle (Hills et al., 1976). È più probabile che questa tipologia di BSSs si trovi concentrata nelle zone dell'ammasso di maggiore densità, ovvero nelle sue regioni centrali. Una stella nata secondo questo meccanismo è nota come *Collisional BSS* (COLL BSS).

I due scenari sono rappresentati in Fig. 1.9. Entrambi forniscono come prodotto finale una stella di massa maggiore rispetto ad una normale di ammasso e dotata di una notevole quantità di idrogeno, acquisita dalla stella compagna nel sistema binario o dal processo di collisione. I due meccanismi fanno dunque confluire nuovo combustibile nel nucleo della stella e ciò spiega in maniera naturale la posizione delle BSSs in un CMD, tipica di stelle giovani osservate durante le prime fasi di bruciamento dell'idrogeno.

L'analisi del campione di BSSs in un ammasso può essere anche impiegata per trarre ulteriori conclusioni riguardo alle popolazioni stellari e alle proprietà dell'ammasso stesso. Il primo scenario di formazione, infatti, dipende dalla frazione di binarie presenti in un sistema, dall'evoluzione stellare e dalla dinamica del sistema, che può modificare il numero di binarie presenti o la loro energia di legame, facilitando od ostacolando lo scambio di materia tra le due componenti.

Il secondo scenario dipende invece dal tasso di collisione del sistema e, quindi, dalla sua densità.

Le BSSs possono fornire dunque molteplici informazioni riguardo al contenuto di binarie e al loro ruolo nell'evoluzione stellare e riguardo alla storia dinamica del sistema.

⁹In un sistema binario, il lobo di Roche è una regione di spazio immaginaria che delimita la zona di influenza del campo gravitazionale di ciascuna componente. Una stella in un sistema binario può trasferire materiale alla compagna quando si espande a sufficienza da riempire il proprio Lobo di Roche.



Figura 1.9: Nel pannello in alto viene mostrato lo scenario di formazione delle *Collisional* BSSs. Nel pannello in basso quello delle *Mass-transfer* BSSs. Crediti: NASA/ESA.

Distinguere le due tipologie di BSSs sulla base di osservazioni non è un'operazione banale.

Alcuni studi hanno proposto che una possibile caratteristica in grado di differenziare le due classi di stelle potesse essere l'entità della loro rotazione, ma quest'approccio è risultato poco promettente. È stato infatti dimostrato che, mentre tra le MT BSSs sono presenti unicamente rotatori veloci (Sarna et al., 1996), le COLL BSSs sono rotatori sia veloci (Benz et al., 1987), sia lenti (Leonard et al., 1995, Sills et al., 2005). Queste predizioni controverse non permettono dunque di utilizzare la rotazione come un discrimine. Inoltre l'azione di meccanismi di frenamento, quali frenamento magnetico o da parte del disco di accrescimento formato durante il trasferimento di materia, accresce ulteriormente la complessità della questione.

Un metodo più promettente consiste nel ricercare specifiche anomalie nella composizione chimica delle stelle. Simulazioni hanno mostrato che la collisione tra due stelle non produce anomalie chimiche significative e che la struttura delle COLL BSSs dovrebbe essere composta da un nucleo e un inviluppo con stessa composizione delle due stelle progenitrici (Lombardi et al., 1995).

Nel caso delle MT BSSs sono invece aspettate anomalie chimiche. Esse sono infatti il risultato di un processo di trasferimento di massa, a causa del quale tracce di materiale processato nelle regioni interne della stella compagna (ovvero quella che trasferisce massa) vengono depositate negli strati superficiali della BSS. Poiché tale materiale è stato interessato da un processo di bruciamento tramite il ciclo CNO, sulla superficie delle MT BSSs è attesa carenza di carbonio e di ossigeno (Sarna et al., [1996]). Anche in questo caso lo scenario non risulta di facile interpretazione, poiché le anomalie nella composizione chimica risultano caratteristiche transienti e diversi fenomeni possono riportare la chimica di queste stelle verso valori di abbondanza di carbonio e ossigeno confrontabili con quelli di stelle normali.

1.5.4 Indicatori di evoluzione dinamica

Le BSSs, come già indicato, sono stelle di massa $M = 1.2 - 1.7 M_{\odot}$ e risultano quindi più massive rispetto alla media delle stelle normali di ammasso $(M_{mean} = 0.3 - 0.4 M_{\odot})$. Esse risentono dunque dell'azione di molteplici processi dinamici e sono considerate ottimi indicatori per lo studio dell'evoluzione dinamica dell'ammasso di cui fanno parte. La dinamica di un ammasso può essere studiata, in particolare, tramite l'analisi della forma della distribuzione radiale di questa famiglia di stelle, come spiegato di seguito.

La frizione dinamica (Sez 1.2) ha come effetto quello di concentrare le stelle più massive rispetto alla media verso le regioni centrali dell'ammasso. Poiché l'efficienza di questo processo decresce progressivamente all'aumentare della distanza dal centro, con il trascorrere del tempo sono le stelle massive sempre più distanti dalla zona centrale a subire questo effetto. La distribuzione radiale di una popolazione stellare con queste caratteristiche, come la famiglia delle BSSs, subisce dunque un'evoluzione all'aumentare dell'età dinamica del sistema a cui appartiene.

Lo studio di diverse popolazioni di BSSs ha permesso di dividere ammassi globulari cronologicamente vecchi in tre diverse famiglie, in base alla forma della loro distribuzione radiale e dunque allo stadio di evoluzione dinamica del sistema (Ferraro et al., 2012). In questo studio è stata analizzata in particolare la "distribuzione normalizzata delle BSS", ovvero il loro *rapporto doppio normalizzato*, introdotto per la prima volta in Ferraro et al., 1993. Esso è definito come il rapporto tra la frazione di stelle in ciascun anello radiale (in cui viene diviso il campo di vista) e la frazione della luce campionata in quello stesso anello:

$$R_{pop} = \frac{N_{pop}(r)/N_{pop,TOT}}{L_{samp}(r)/L_{TOT}},$$
(1.10)

dove $N_{pop}(r)$ indica il numero di stelle della popolazione fino ad un certo raggio r, $N_{pop,TOT}$ il loro numero totale, $L_{samp}(r)$ la luminosità campionata fino ad un certo raggio r e L_{TOT} la luminosità totale. Per tutte le popolazioni normali di ammasso (come la popolazione di braccio orizzontale o del ramo delle giganti rosse) che non subiscono l'azione della segregazione di massa, questo rapporto è aspettato pari ad 1, ovvero il numero di stelle in ogni anello varia proporzionalmente con la luminosità campionata in quello stesso anello (Renzini et al., [1986]). Il primo gruppo (Famiglia I) è composto da ammassi dinamicamente giovani, nei quali gli effetti della frizione dinamica sono ancora molto limitati e nei quali, quindi, la distribuzione radiale delle BSSs riproduce quella di una popolazione normale di ammasso. In Fig. 1.10 è infatti possibile vedere, per tre ammassi, un rapporto doppio normalizzato per le BSSs (punti blu) pari a 1, tipico di una popolazione che non mostra evidenze di segregazione di massa a nessuna distanza dal centro e la cui distribuzione radiale segue quella della luminosità integrata. La distanza dal centro dell'ammasso, rappresentata nell'asse delle ascisse, viene espressa in unità del raggio di core per rendere più facile il confronto tra ammassi diversi. Le regioni grigie rappresentano l'andamento della stessa



Figura 1.10: Rapporto doppio normalizzato della popolazione di BSSs in tre ammassi dinamicamente giovani (ω Centauri, Palomar 14, NGC 2419). Le regioni grigie indicano l'andamento per la popolazione di riferimento. Crediti: Ferraro et al., 2012.

quantità per la popolazione di riferimento (stelle di RGB o stelle di HB).

Il secondo gruppo (Famiglia II) comprende ammassi di età dinamica intermedia, nei quali la frizione dinamica ha avuto il tempo di agire solo fino ad un certo raggio. La distribuzione radiale delle BSSs (punti blu) di questi ammassi è rappresentata in Fig. 1.11 e risulta incompatibile con quella di una popolazione normale (regioni grigie). L'andamento è infatti bimodale, con un picco nelle regioni centrali dell'ammasso, dove la segregazione di massa risulta particolarmente efficiente, un minimo ad un raggio intermedio (r_{min}) e una risalita (*rising branch*) nelle regioni più esterne.

Il raggio minimo corrisponde alla distanza dal centro dell'ammasso fino alla quale si è spinta l'azione della segregazione di massa e, dunque, esso è aspettato a distanze progressivamente maggiori all'aumentare dell'età dinamica degli ammassi. Nei tre pannelli della Fig. 1.11, ad esempio, l'età dinamica aumenta dall'alto verso il basso.



Figura 1.11: Rapporto doppio normalizzato della popolazione di BSSs in ammassi di età dinamica intermedia. Le regioni grigie indicano l'andamento per la popolazione di riferimento. Crediti: Ferraro et al., 2012.
Il terzo gruppo (Famiglia III) comprende ammassi dinamicamente vecchi, nei quali la frizione dinamica ha avuto il tempo di agire sull'intera estensione radiale dell'ammasso. La distribuzione radiale presenta un picco nelle regioni centrali ed una successiva decrescita monotòna all'aumentare della distanza dal centro (Fig. 1.12). In questi sistemi, infatti, anche le BSSs più lontane sono state influenzate dall'azione della frizione dinamica e non è più visibile la componente di *rising branch*. Questa famiglia include anche gli ammassi M30, NGC 6362 e M80, classificati come *core collapsed* (Djorgovski, 1993, Ferraro et al., 2009, Ferraro et al., 1999) e dunque dinamicamente evoluti.



Figura 1.12: Rapporto doppio normalizzato della popolazione di BSSs in ammassi di età avanzata. Le regioni grigie indicano l'andamento per la popolazione di riferimento. Crediti: Ferraro et al., 2012.

La distribuzione radiale delle BSSs può essere utilizzata dunque come una sorta di "orologio dinamico" da cui poter trarre conclusioni riguardanti l'età dinamica di un sistema. Questo approccio potrebbe essere in grado di fornire, inoltre, una possibilità di distinguere se la causa di una cuspide nel profilo di densità è legata al processo di *core* *collapse*, come atteso in ammassi dinamicamente vecchi, oppure alla presenza di oggetti massivi nelle regioni centrali del sistema.

La validità di questo metodo è attestata dall'esistenza di una relazione tra il raggio minimo r_{min} della distribuzione radiale e i tempi scala caratteristici dell'evoluzione dinamica di un ammasso, ovvero il tempo di rilassamento centrale e il tempo di rilassamento a metà massa. Come previsto, gli ammassi con un tempo di rilassamento molto lungo non mostrano evidenze di segregazione di massa, oppure ne mostrano limitate, e r_{min} si trova in corrispondenza di una piccola distanza dal centro; in ammassi con un tempo di rilassamento di rilassamento più breve, al contrario, r_{min} aumenta progressivamente (Fig. 1.13).

Questo tipo di classificazione presenta però delle limitazioni, in quanto l'individuazione del valore di r_{min} è strettamente dipendente dal *binning* scelto per costruire la distribuzione radiale. Infatti, mentre anelli radiali troppo ampi non permettono di campionare bene l'andamento della curva e quindi rendono complessa l'identificazione del minimo, anelli troppo piccoli non forniscono una statistica sufficiente. Inoltre, è necessario campionare l'andamento della distribuzione radiale fino a distanze molto grandi dal centro dell'ammasso, azione non sempre di facile realizzazione.

Per ovviare a questi problemi è possibile utilizzare un altro indicatore che fornisce una misura del livello di segregazione dinamica delle BSSs, il cosiddetto parametro A^+ (Alessandrini et al., 2016). Esso è definito come l'area compresa tra la distribuzione radiale cumulativa delle BSSs e quella di una popolazione normale di ammasso misurate entro una certa distanza dal centro, e può essere espresso come:

$$A^{+}(x) = \int_{xmin}^{x} \phi_{BSS}(x') - \phi_{ref}(x') \, dx', \qquad (1.11)$$

dove ϕ_{BSS} indica la distribuzione radiale cumulativa delle BSSs, ϕ_{ref} quella di una popolazione di riferimento di stelle normali di ammasso, x è definito come il logaritmo della distanza dal centro dell'ammasso normalizzata al raggio di metà massa ($x = \log(r/r_h)$) e x_{min} è il minimo valore campionato. La scelta della popolazione di riferimento può ricadere su una qualsiasi famiglia di stelle, tra cui quelle di sequenza principale, del ramo delle sub-giganti, del ramo delle giganti e di braccio orizzontale. L'unica richiesta necessaria è che essa sia composta da stelle più leggere delle BSSs, poiché meno influenzate dall'azione della frizione dinamica.

Simulazioni hanno dimostrato che il valore del parametro A^+ aumenta al crescere dell'età dinamica dell'ammasso e permette di seguire l'evoluzione della segregazione in massa delle BSSs. Infatti, nel caso di ammassi dinamicamente giovani, la distribuzione radiale cumulativa delle BSSs e quella della popolazione di riferimento hanno lo stesso andamento e l'area tra le due curve si approssima a zero $(A^+ = 0)$. All'aumentare dell'età dinamica del sistema le BSSs, poiché più massive, risentono maggiormente dell'effetto della se-



Figura 1.13: Nel pannello in alto è rappresentata l'anticorrelazione tra il tempo di rilassamento centrale normalizzato al tempo di Hubble e il raggio minimo r_{min} per alcuni ammassi globulari. Nel pannello in basso la stessa anticorrelazione per il tempo di rilassamento a metà massa. Crediti: Ferraro et al., 2012.

gregazione, vengono trasportate verso le regioni centrali più rapidamente rispetto alla popolazione di riferimento e la loro distribuzione radiale cumulativa cresce più velocemente rispetto all'altra. L'area compresa tra le due curve, ovvero il parametro A^+ , aumenta dunque progressivamente con l'età dinamica del sistema.

Nel pannello di sinistra della Fig. 1.14 vengono mostrate le distribuzioni radiali cumulative delle BSSs e delle popolazioni di riferimento per quattro ammassi (ω Centauri, M53, M92, M30) e la regione grigia tra le due curve indica il valore del parametro A^+ . Nel pannello di destra della stessa figura viene invece mostrata la distribuzione normalizzata delle BSSs per gli stessi ammassi. È evidente che all'aumentare del valore di A^+ corrisponde un incremento del livello di segregazione di massa delle BSSs, indicato da un valore di r_{min} maggiore. Le due quantità risultano dunque strettamente relazionate, poiché sono indicatori dello stesso fenomeno.

Anche in questo caso sono state trovate delle relazioni che confermano la validità del parametro A^+ come indicatore di età dinamica. La prima è rappresentata in Fig.[1.15] a sinistra e mostra, per 25 ammassi diversi, la correlazione tra il parametro A^+ e il raggio minimo r_{min} , già commentata nel precedente paragrafo. Nel pannello di destra in Fig.[1.15] viene invece mostrata la correlazione trovata in 48 ammassi globulari galattici (1/3 della popolazione totale) tra il numero di rilassamenti N_{relax} e il parametro A^+ . Il primo è definito come il rapporto tra l'età dell'ammasso e il suo tempo di rilassamento centrale e rappresenta il numero di rilassamenti sperimentati dal sistema durante la sua esistenza. Ovviamente, il suo valore è aspettato maggiore all'aumentare dell' età dinamica. Esso dovrebbe presentare dunque un comportamento analogo a quello del parametro A^+ e la correlazione ne è una dimostrazione.

Queste relazioni dimostrano dunque la possibilità di utilizzare un indicatore empirico (il livello di segregazione radiale delle BSSs) per la misura della fase di evoluzione dinamica del sistema. È proprio lo strumento del *dynamical clock* che verrà utilizzato in questo lavoro per stimare l'età dinamica dell'ammasso NGC1835.



Figura 1.14: Nei pannelli di sinistra è rappresentata la distribuzione radiale cumulativa della popolazione di BSSs (linea blu) e di una popolazione di riferimento (linea rossa) per quattro diversi ammassi. L'area grigia tra le due curve, che corrisponde al valore di A^+ , cresce progressivamente dall'alto verso il basso e indica dunque un aumento dell'età dinamica. Nei pannelli di destra sono rappresentati i rapporti doppio normalizzati della popolazione di BSSs per gli stessi ammassi. La regione grigia rappresenta un rapporto doppio normalizzato pari a 1. L'età dinamica dei diversi ammassi cresce dall'alto verso il basso. Crediti: Lanzoni et al., 2016b



Figura 1.15: Nel pannello di sinistra è rappresentata la correlazione tra il parametro A^+ e il raggio minimo r_{min} per 25 ammassi globulari. Per gli ammassi della Famiglia I (NGC 6101, NGC 2419, ω Centauri e Pal19) è stato assunto un *upper limit* di $r_{min}/r_c = 0.1$. Crediti: Lanzoni et al., 2016b. Nel pannello di destra è rappresentata la correlazione tra il numero di rilassamenti N_{relax} e il parametro A^+ trovata in 48 ammassi globulari galattici. Crediti: Ferraro et al., 2018.

Capitolo 2

Dataset e riduzione dati

2.1 Hubble Space Telescope

Le immagini analizzate in questo lavoro sono state acquisite tramite il telescopio spaziale Hubble (HST), un telescopio nato negli anni '90 dalla collaborazione fra la *European Space Agency* (ESA) e la *National Aeronautics and Space Administration* (NASA) e ancora oggi in orbita intorno alla Terra ad un'altezza di 545 chilometri. A differenza dei telescopi ground-based, le osservazioni fatte da quelli spaziali non sono affette dalla presenza dell'atmosfera (effetto di *seeing*¹). Essi sono invece strumenti *diffraction-limited*² in grado di raggiungere un'altissima risoluzione angolare e di osservare bande altrimenti inaccessibili. In particolare HST riesce ad arrivare ad una risoluzione angolare di circa 0.04 arcsec e osserva dall'ultravioletto fino al vicino infrarosso.

Il telescopio Hubble è composto da tre tipi di strumenti (vedi Fig.2.1): alcune camere per l'*imaging*, spettrografi e interferometri. In particolare, le due principali camere che permettono di svolgere operazioni di *imaging* sono la Advanced Camera for Surveys (ACS) e la Wide Field Camera 3 (WFC3), usate per l'acquisizione dei due dataset analizzati in questo lavoro.

ACS è una camera installata durante una missione di manutenzione nel 2002, con lo scopo di campionare aree di cielo estese, lavorando principalmente alle lunghezze d'onda del visibile. È composta da tre canali indipendenti: la Wide Field Channel (WFC), la High Resolution Channel (HRC) e la Solar Blind Channel (SBC). È inoltre progettata per svolgere grism e prism spectroscopy, imaging polarimetry e coronography.

¹Effetto dovuto ad inomogeneità nell'indice di rifrazione a causa di variazioni di temperatura e di pressione nell'atmosfera terrestre.

²Con il termine *diffraction-limited* si indicano strumenti in grado di raggiungere il limite teorico della risoluzione angolare.



Figura 2.1: Rappresentazione del telescopio spaziale Hubble, con l'indicazione dei diversi strumenti che lo compongono. Crediti: nasa.gov

La WFC, che ha effettuato le osservazioni analizzate in questo lavoro, è stato progettata per svolgere *wide-field imaging* in un intervallo di lunghezze d'onda dal visibile al vicino infrarosso; l'HRC, non più attiva, era in grado di raggiungere alte risoluzioni angolari in un intervallo dal vicino ultravioletto al vicino infrarosso; infine, la SGC è stata pensata per la realizzazione di operazioni di *imaging* nell'ultravioletto. I primi due canali utilizzano come detector due *Charge Coupled Devicies* (CCD)³ *thinned* e *back-illuminated* (che verranno indicati in seguito come *chip1* e *chip2*), rispettivamente di 4096 × 2048 pixel e di 1024 × 1024 pixel. Il terzo canale utilizza invece un photon-counting detector, il *Multi-Anode Microchannel Array* (MAMA).

Per quanto riguarda i filtri fotometrici, essi sono installati su tre ruote mobili, due condivise tra la WFC e HRC e una utilizzata dalla SBC.

La WFC3 è una camera installata durante una missione di manutenzione nel 2009 ed è composta da due canali indipendenti: l' UV/Visible channel (UVIS) e il near infrared

 $^{^{3}}$ Il CCD è una tipologia di detector composto da elementi semiconduttori di silicio, su ciascuno dei quali viene accumulata la carica elettrica formata dall'interazione con un fotone. Ogni elemento semiconduttore, chiamato pixel, è in comunicazione con gli elementi adiacenti, e la carica elettrica viene trasportata verso un meccanismo di *read-out*.



Figura 2.2: A sinistra è rappresentato lo schema che illustra l'azione delle distorsioni geometriche per la camera WFC3, a destra per ACS. Crediti:STScI

channel (IR). Il primo, utilizzato in questo lavoro, è progettato per compiere operazioni di imaging nelle bande dell'ultravioletto e del visibile e utilizza come detector due CCD di silicio di dimensioni 2051×4096 pixel, thinned e back-illuminated (che verranno chiamati in seguito chip1 e chip2); il secondo lavora nella banda del vicino infrarosso e ha come detector un HgCdTe array di 1014×1014 pixel. I due canali non sono stati progettati per lavorare simultaneamente, a causa del loro meccanismo di funzionamento. Il fascio di luce, infatti, arriva on-axis dall' HST optical telescope assembly (OTA) ed è intercettato da uno specchio inclinato di 45 gradi (pick-off mirror, POM). In seguito, nel caso della camera IR il channel select mechanism mirror (CSM) dirige il fascio di luce verso il canale IR, mentre nel caso di UVIS il CSM viene rimosso e il fascio prosegue indisturbato verso il canale.

Per quanto riguarda i filtri fotometrici, la camera ha a disposizione 62 filtri nel canale UVIS e 13 in quello IR, a banda larga, media e stretta.

Poiché il piano focale di entrambe le camere risulta inclinato (in particolare per la WFC3/UVIS di circa 21° e per ACS/WFC di circa 22°), esse sono affette da fenomeni indicati come "distorsioni geometriche". Il loro effetto è quello di modificare le posizioni apparenti delle sorgenti in cielo, alterando quindi la geometria del campo di vista e deformandolo da una forma rettangolare ad una romboidale. In Fig.2.2 è possibile vedere l'azione delle distorsioni geometriche sulle immagini, a causa delle quali l'angolo tra le direzioni X e Y è di 64.9° per il chip1 e 86.1° per il chip2 nel caso della camera ACS/WFC, mentre è di 86.1° nel caso della WFC3/UVIS.

Poter utilizzare sia la camera ACS sia la WFC3 nelle osservazioni è molto vantaggioso, poiché i due strumenti si completano a vicenda e permettono di avere un'ampia copertura in lunghezza d'onda. ACS è stato progettato principalmente per svolgere operazioni di *imaging* nel visibile, mentre la WFC3 è particolarmente efficiente nelle bande ultraviolette e infrarosse. È possibile trovare un riassunto e un confronto delle principali caratteristiche delle due camere e dei rispettivi canali in Tab.2.1 e 2.2.

Channel	Detector type	Spectral range (nm)	Pixel scale (arcsec)	Field of view (arcsec)
UVIS	CCD	200-1000	$0.0395 \ge 0.0395$	$162 \ge 162$
IF	HgCdTe	800-1700	0.135 x 0.121	$136 \ge 123$

Tabella 2.1: Tabella riassuntiva delle caratteristiche della WFC3.

Channel	Detector type	Spectral range (Å)	Pixel scale (arcsec)	Field of view (arcsec)
WFC	SITe CCD	3500-11000	0.05 x 0.05	202x202
HRC	SITe CCD	1700-11000	0.028 x 0.025	29x26
SBC	CsI MCP with MAMA readout	1150-1700	0.034 x 0.030	34.6 x 30.5

Tabella 2.2: Tabella riassuntiva delle caratteristiche di ACS

Altri strumenti attualmente in uso a bordo di HST sono lo *Space Telescope Imaging Spectrograph* (STIS), un *imager*/spettrografo in grado di ottenere spettri di oggetti spazialmente estesi, il *Cosmic Origins Spectrograph* (COS), lo spettrografo più sensibile esistente nella banda ultravioletta, e infine il *Fine Guidance Sensor* (FGS), in grado di fornire un'astrometria di precisione dell'ordine del milliarcosecondo.

2.2 Presentazione del dataset

Per questo lavoro di tesi si avevano a disposizione due diversi dataset, entrambi composti da immagini ad altissima risoluzione acquisite da HST il giorno 6 dicembre 2021⁴ tramite la camera WFC3/UVIS e la camera ACS/WFC. Infatti, una delle proprietà più utile del telescopio spaziale è la possibilità di utilizzare contemporaneamente le due camere. In questo modo, mentre una di esse (in questo caso la WFC3) osserva il target scientifico principale, l'altra (la ACS) può acquisire immagini delle regioni adiacenti al target. Questo è particolarmente importante per lo studio delle popolazioni stellari negli ammassi globulari in una galassia come la Grande Nube di Magellano, poiché questa tecnica permette di avere in contemporanea informazioni sulla morfologia dell'ammasso e sul livello di contaminazione delle popolazioni di campo della LMC.

 $^{^{4}\}mathrm{I}$ dati sono stati richiesti nel proposal GO16361, PI:F.R. Ferraro

Il target principale delle osservazioni, l'ammasso globulare NGC1835 nella Grande Nube di Magellano (RA: $05^h05^m06.700^s$; Dec: $-69^\circ24'15.00''$), è stato osservato dalla camera WFC3 e il dataset corrispondente verrà indicato d'ora in avanti come "dataset WFC3". Un totale di 12 orbite sono state allocate per l'osservazione di questo ammasso. All'interno di esse sono state acquisite 32 immagini, ottenute mediante una combinazione di filtri nel vicino ultravioletto (il filtro F300X, con lunghezza d'onda centrale intorno a 2800Å) e nel visibile (il filtro F606W, con lunghezza d'onda centrale intorno a 5890Å, e il filtro F814W, intorno a 8030Å). In particolare, l'osservazione è stata organizzata in questo modo: nel filtro F300X sono state acquisite due immagini con tempo di esposizione di 900 s, una con 917 s, due con 920 s e l'ultima con 953 s; nel filtro F606W sono state prese due immagini con tempo di esposizione di 407 s e le altre quattro con 408 s; infine nel filtro F814W si ha a disposizione un'immagine con un tempo di esposizione di 630 s, una con 645 s e le ultime due con 700 s. Le piccole differenze nei tempi di esposizione di immagini dello stesso filtro sono state necessarie per riempire ciascuna orbita, così da massimizzare l'utilizzo del tempo di telescopio assegnato.

Le immagini sono state scaricate dal sito ufficiale di Hubble⁵, già corrette per gli effetti di bias, flat field e dark current e in formato fits (Flexible Image Transport System). I dati sono stati scaricati sia in formato flc sia in formato drc. Il primo prevede già correzioni per la CTE (Charge Transfer Efficiency), ovvero tiene in considerazione che il CCD perde una certa frazione di cariche durante il loro trasporto verso i dispositivi di lettura. Il secondo formato include correzioni per le distorsioni geometriche, ma, poiché fornisce immagini con una qualità peggiore, per svolgere l'analisi fotometrica sono state utilizzate le immagini nel formato flc.

Il secondo dataset è composto dal set di immagini *parallel*, osservate in contemporanea tramite la camera ACS utilizzando i filtri F606W e F814W in una regione di cielo localizzata a circa 5' dal centro dell'ammasso ($RA : 05^{h}04^{m}24.452^{s}; Dec : -69^{\circ}27'22.22''$). D'ora in avanti verrà indicato come "dataset ACS".

In particolare, per il primo filtro si avevano a disposizione 7 immagini (una con tempo di esposizione di 335 s, tre con 340 s e tre con 350 s) e per il secondo 6 immagini (una con tempo di esposizione di 550 s e le altre cinque di 600 s). Esse sono state scaricate tramite lo stesso procedimento precedentemente descritto e, poiché campionano la popolazione della Grande Nube di Magellano, hanno permesso di stimare il numero di stelle di campo N_f che contaminano le varie regioni del CMD. In questo modo è stato possibile svolgere una decontaminazione statistica di ciascuna sequenza evolutiva, in modo da poter ottenere una stima del numero di stelle di ammasso che effettivamente popola ciascuna di esse. Come verrà spiegato nell'ultimo capitolo, questo sarà particolarmente rilevante per stimare le proprietà delle Blue Straggler Stars.

 $^{^5\}mathrm{Le}$ immagini sono contenute in un archivio pubblico e sono scaricabili dal seguente sito: archive.stsci.edu

In Fig.2.3 è possibile osservare le due differenti regioni di cielo campionate dai due dataset. Entrambe le camere sono divise in due CCD, ovvero il chip1 e chip2 già indicati nella sezione precedente. Nel caso della WFC3 il chip1 osserva il centro dell'ammasso, mentre il chip2 una zona più esterna. Le immagini parallele dell'ACS, invece, campionano una regione molto esterna all'ammasso, ma rappresentativa delle popolazioni stellari della Nube di Magellano nella regione in cui si trova NGC1835.



Figura 2.3: A sinistra viene riportata un'immagine di esempio dell'ammasso presa tramite la camera WFC3 nel filtro F814W. A destra un'immagine di esempio della zona di campo adiacente all'ammasso presa tramite la camera ACS nel filtro F814W.

2.3 Processo di riduzione dati

2.3.1 Operazioni preliminari

Come indicato nel capitolo precedente, i dati a disposizione sono forniti in formato fits. Una volta spacchettati questi file, è stato necessario andare a dividere le immagini osservate dal chip1 da quelle del chip2, poiché l'analisi fotometrica è stata svolta separatamente per i due.

Le immagini in formato flc di HST sono affette da distorsioni geometriche, a causa delle quali l'area di cielo sottesa da ciascun pixel risulta più o meno deformata e



Figura 2.4: Schema che illustra l'azione delle distorsioni geometriche. A sinistra vediamo come sarebbe la situazione senza distorsioni geometriche data una sorgente con una brillanza superficiale costante che fornisce 2 e-/pixel. A destra vediamo l'azione delle distorsioni geometriche, che alterano il campo di vista e generano una variazione fittizia della brillanza superficiale della sorgente in ciascun pixel. Crediti:STScI

dunque non uniforme. (Fig.2.4). La conseguenza di questo effetto è che il numero di conteggi che arrivano da una sorgente dipende dalla posizione di quest'ultima sul detector. Per correggere ciò è stato necessario l'utilizzo dell' immagine PAM (acronimo di *Pixel Area Map*), un'immagine in cui il valore di ogni pixel corrisponde all'area di quel pixel sul cielo. La correzione consiste nel moltiplicare ciascuna immagine scientifica per questa immagine supplementare, in modo da ottenere per ciascun pixel un flusso corretto pari a $F_{new} = PAM \times F_{old}$. In questa relazione, F_{new} indica il nuovo valore di flusso ed è pari a quello che si può ricavare dalle immagini **drc** già corrette per questo effetto, F_{old} è il vecchio valore di flusso e PAM è il fattore correttivo applicato. Sul sito di HST è possibile scaricare l'immagine PAM per entrambi i chip della WFC3 e per entrambi i chip di ACS.

2.3.2 Riduzione dati

Il processo di riduzione dati è stato condotto tramite il software DAOPHOT IV (Stetson, 1987), sviluppato appositamente per svolgere la fotometria di campi molto affollati come quelli degli ammassi globulari.

Di seguito verranno descritti i principali passaggi svolti durante il processo, in particolare l'individuazione delle sorgenti, la fotometria di apertura e la determinazione di un buon modello per la *Point Spread Function* (PSF)⁶.

⁶Con il termine *Point Spread Function*, PSF, viene indicata la risposta di un sistema di imaging all'osservazione di una sorgente puntiforme. Idealmente si dovrebbe ottenere una Delta di Dirac, ma la convoluzione con la risposta strumentale modifica sempre il risultato.

Ricerca delle sorgenti e fotometria di apertura

In primo luogo è stato necessario identificare nelle varie immagini le sorgenti, sulle quali in seguito si andrà a svolgere l'analisi fotometrica. La routine di DAOPHOT che si occupa di questo è daofind. Il software necessita di un file con estensione .OPT, contenente le principali informazioni per svolgere la fotometria. I parametri scelti per l'analisi fotometrica del dataset WFC3 e del dataset ACS sono rappresentati in tabella Tab.2.3

WFC3		ACS	
re	1.5	re	2.5
gain	2.0	gain	2.0
fwhm	1.5	fwhm	1.5
hi	40000	hi	40000
thre	40	thre	40

Tabella 2.3: Tabelle che mostrano i parametri fotometrici utilizzati nella riduzione dei dati WFC3 (a sinistra) e ACS (a destra). Il primo parametro si riferisce al *readout noise* misurato in ADU; il secondo al *gain* misurato in e-/conteggi; il terzo al *high good data* misurato in conteggi; il quarto alla *full width half maximum* misurata in pixel; l'ultimo alla *threshold* misurata in unità di deviazioni standard σ .

Il readout noise è un rumore di lettura introdotto dal CCD stesso e viene espresso in ADU (analogic-digital-units), mentre il gain indica il fattore di conversione tra elettroni e conteggi; la full width half maximum definisce la larghezza a metà altezza della PSF dello strumento ed è misurata in pixel. Il parametro high good data specifica il massimo numero di conteggi, misurato dal pixel centrale della sorgente, superato il quale la sorgente viene esclusa poiché satura^[7]; al contrario il parametro threshold specifica il livello, in unità di deviazione standard σ , al di sopra del quale la sorgente viene considerata per la successiva analisi.

Tramite la task daofind il programma effettua la ricerca delle sorgenti, andando ad includere tutti i picchi di conteggi sopra la *threshold* indicata, ma escludendo le stelle con conteggi sopra il limite di *high good data*.

Il processo restituisce due file di output: il primo contiene le coordinate (estensione .COO, Fig 2.5) in pixel del centroide delle sorgenti individuate e un primo indice di qualità fotometrica (chiamato *sharpness*⁸).

Il secondo è un file contenente una prima stima delle magnitudini delle stelle ottenuta

 $^{^{7}}$ I pixel di un CCD hanno una capacità limitata di immagazzinare conteggi. Il limite massimo viene chiamato limite di saturazione, raggiunto il quale il numero di conteggi rimane costante.

⁸La *sharpness* è una quantità che ha valore intorno a zero se parliamo di una stella singola e isolata, valore maggiore di zero per galassie e *blending* e valore minore di zero per pixel caldi e raggi cosmici. Può essere quindi utile per escludere sorgenti non stellari.

attraverso il processo della fotometria di apertura (estensione .AP). Quest'ultimo prevede il calcolo della magnitudine m di una sorgente tramite la somma dei conteggi entro vari raggi di apertura concentrici secondo la relazione

$$m = -2.5 \log(C_{tot} - C_{sky}), \tag{2.1}$$

dove C_{tot} rappresenta il numero totale di conteggi all'interno del raggio di apertura e C_{sky} il contributo di conteggi che proviene dal *background* del cielo.



Figura 2.5: In figura viene mostrata un'immagine del filtro F606W. I cerchi verdi indicano le posizioni delle sorgenti nell'immagine, riportate nel file .COO ottenuto da daofind.

PSF-fitting

Le magnitudini trovate tramite il precedente passaggio sono solo un punto di inizio, poiché la fotometria di apertura non è particolarmente adatta nell'analisi di campi *crowded* come quelli degli ammassi globulari. Si procede quindi con i successivi passaggi, che consistono in una prima individuazione di un buon modello di PSF usando un campione di stelle ideali e un successivo *fitting* del modello a tutte le sorgenti individuate nelle immagini. Questa è una procedura iterativa svolta tramite la task **autopsf**.

Per fare questo, il programma necessita della specifica di ulteriori parametri nel file .OPT, elencati in Tab.2.4. Il *psf radius* indica il raggio in pixel entro il quale viene campionata la PSF, di solito scelto leggermente più grande della stella più brillante che si vuole fittare; il *fitting radius* indica la distanza dal centroide entro la quale verrà effettuato il processo di *fitting* della PSF, di solito preso pari a due volte la FWHM dello strumento; tramite il parametro *variable PSF* il programma permette di scegliere se utilizzare una PSF costante nel campo di vista oppure variabile in modo lineare o quadratico; infine

WFC3 e ACS		
ps	20	
fitt	3.0	
varia	2	
analytic	-6	

Tabella 2.4: Tabella che mostra i parametri fotometrici utilizzati nella riduzione dei dati della WFC3 e di ACS durante il processo di *PSF-fitting*. Il primo parametro e il secondo parametro si riferiscono al *psf radius* e al *fitting radius* misurati in conteggi; il terzo alla *variable PSF*, che presa uguale a 2 indica una PSF variabile quadraticamente nel campo di vista ; il quarto all'*analytic model PSF*, che scelto del valore -6 indica che il programma prova tutti i modelli di PSF possibili.

la specifica del parametro *analytic model PSF* permette di indicare il modello analitico di PSF che si desidera utilizzare. DAOPHOT prevede infatti la scelta tra varie funzioni analitiche:

- Una funzione gaussiana con due parametri liberi, ovvero la FWHM in x e quella in y. Di solito questa non è un buona rappresentazione della PSF di una stella reale, poiché non riesce a modellare bene le ali delle distribuzioni di conteggi.
- Una funzione lorentziana con tre parametri liberi, la FWHM in x e in y e il *position* angle dell'asse maggiore dell'ellisse.
- Una funzione Penny, una combinazione tra una funzione gaussiana e una lorentziana che possono essere scelte sia allineate sia disallineate tra di loro.
- Una funzione Moffat (Moffat, 1969) del tipo

$$f(x,y) = \left[1 + \frac{(x-x_0)^2 + (y-y_0)^2}{\sigma}\right]^{-\beta},$$
(2.2)

dove il parametro σ è legato alla larghezza della funzione, il parametro β all'altezza delle ali, ed entrambi sono collegati alla FWHM secondo la relazione $FWHM = 2\sigma\sqrt{2^{1-\beta}-1}$. Il parametro β può assumere il valore di 1.5 o di 2.5.

Di solito è conveniente far provare al programma tutte le possibili alternative e selezionare la migliore sulla base di test del χ^2 , come si è scelto di fare in questo lavoro.

Il software procede individuando 200 stelle rappresentative, brillanti, non sature, isolate e ben distribuite nel campo di vista e le utilizza per calcolare un modello di PSF. Si è posto un limite sull'intervallo di magnitudine e di *sharpness* (tra -0.4 e 0.4) delle stelle da considerare e, nelle immagini del chip1, è stata esclusa la zona centrale dell'ammasso,

poiché caratterizzata da una densità stellare troppo elevata e dunque priva di stelle sufficientemente isolate per ottenere un'adeguata modellizzazione della PSF. Il programma procede poi in maniera iterativa, individuando ad ogni passaggio un nuovo gruppo di stelle con le caratteristiche richieste ed escludendo le stelle troppo vicine al bordo dell'immagine o troppo vicine ad una stella molto brillante o satura, fino a convergere su un determinato modello di PSF.

E necessario tenere a mente che la procedura di identificazione delle sorgenti tramite daofind e di creazione di un modello di PSF tramite autopsf per il filtro F300X non è stata svolta sulle immagini originali, ma su nuove immagini prodotte rimuovendo i raggi cosmici. Questi ultimi sono composti da particelle cariche di alta energia con flusso all'incirca costante, la cui presenza può diventare particolarmente rilevante in osservazioni con tempi di esposizione lunghi, come quelle del filtro F300X. Inoltre, in immagini acquisite tramite filtri ultravioletti, queste particelle risultano persino tra le sorgenti più brillanti. I raggi cosmici sono stati quindi rimossi tramite il pacchetto python LAcosmic, che si serve di un algoritmo iterativo presentato in van Dokkum, 2001

Nel file di output con estensione .LST viene riportato un elenco delle stelle scelte alla fine del processo, in modo da poter verificare che possiedano le giuste caratteristiche e che siano ben distribuite all'interno dell'immagine. Nel file .PSF è indicato invece il modello di PSF scelto: per il dataset WFC3 la scelta è ricaduta su una funzione Moffat con $\beta = 2.5$ per il filtro F300X e su una funzione Penny per gli altri due; per il dataset ACS è stata scelta una funzione Moffat con $\beta = 1.5$ per il filtro F606W e una funzione Penny per il filtro F814W.

Una volta scelto il modello di PSF adatto, quest'ultimo viene *fittato* su tutte le sorgenti individuate precedentemente (Sez. 2.3.2) e per ciascuna immagine viene restituita in output un'immagine dei residui (vedi Fig.2.6), prodotta dalla sottrazione tra l'immagine originale e il *fit*. Analizzare quest'ultima permette di stabilire se le assunzioni fatte e le stelle scelte hanno dato un buon risultato: un'immagine dei residui ideale sarebbe completamente vuota, ma nel caso reale inevitabilmente rimangono alcune stelle sature, che il programma ignora, e molte stelle nella regione centrale, dove la densità stellare e il *blending* limitano l'efficacia del processo di *fitting*.

Cross-correlazione tra i cataloghi

Una volta ottenuto un modello di PSF soddisfacente è necessario estendere la fotometria a tutte le stelle presenti nelle immagini, ma prima è consigliabile fare un test di verifica della qualità della PSF costruendo un diagramma colore-magnitudine preliminare. Per fare ciò, è necessario individuare delle trasformazioni in grado di riportare le varie immagini ad un sistema di riferimento comune tramite l'utilizzo dei pacchetti DAOMATCH e DAOMASTER, in



Figura 2.6: A sinistra è rappresentata un'immagine di esempio del filtro F606W chip1. A destra la corrispondente immagine sottratta ottenuta alla fine del processo di *PSF-fitting*. Come atteso, la maggior parte delle stelle è stata rimossa, tranne le stelle del centro (nell'angolo in basso a sinistra) e le stelle sature che sono state escluse nel processo di *fitting* del modello di PSF.

modo da poter combinare in un unico catalogo le informazioni di output che provengono da immagini diverse.

Dopo aver verificato che tutte le immagini sono allineate tra di loro, è necessario scegliere un'immagine di riferimento per ciascun filtro e per ciascun chip. L'uso di DAOMATCH permette di produrre un file, con estensione .MCH, nel quale sono contenuti i coefficienti di rototraslazione delle trasformazioni che permettono di riportare ciascuna immagine al proprio sistema di riferimento. Tali trasformazioni sono della forma:

$$x_2 = A + Cx_1 + Ey_1 \tag{2.3}$$

$$y_2 = B + Dx_1 + Fy_1 \tag{2.4}$$

Esse, però, sono facilmente ingannate dalla presenza di raggi cosmici, poiché DAOMATCH lavora solo con poche decine di stelle.

È possibile andare a raffinarle tramite l'utilizzo di DAOMASTER che, lavorando con un numero più elevato di stelle, restituisce risultati più precisi. Lo scopo del programma è quello di ricercare le stelle in comune tra le varie immagini, in modo da poterle utilizzare per calcolare le trasformazioni. In particolare si è scelto di considerare le sorgenti presenti in almeno la metà delle immagini di ciascun filtro, in modo da poter escludere la presenza di eventuali raggi cosmici, ed entro un certo raggio di tollerenza (*critical radius*). La procedura viene svolta iterativamente, partendo da un *critical radius* relativamente ampio, di solito 8 o 9 pixel, e diminuendo progressivamente il suo valore ogni volta che il numero di stelle in comune all'interno dell'area definita da questo raggio si stabilizza, fino ad arrivare ad un raggio di 1 pixel. DAOMASTER restituisce in output due file. Il primo è un file .MAG contenente le magnitudini medie delle stelle e i relativi errori. Il secondo è un file .COR contenente, per ogni stella, le magnitudini calcolate da ciascuna immagine in cui la stella è presente. Le magnitudini presenti in questi due file sono corrette per le possibili differenze dovute a tempi di esposizione e condizioni delle osservazioni diversi. Il file .COR è inoltre particolarmente utile per la ricerca e lo studio delle stelle variabili, poiché permette di costruire le curve di luce delle sorgenti e, in questo modo, di giudicare se durante l'osservazione è avvenuta una variazione significativa della luminosità della stella.

Per poter creare il diagramma colore-magnitudine è necessario avere un catalogo che contenga le informazioni derivate da tutti e tre i filtri. I tre file .MAG ottenuti, contenenti le magnitudine medie, sono però espressi nel sistema di coordinate dell' immagine di riferimento del filtro corrispondente ed è quindi necessario riportarli ad un sistema di riferimento comune. Per fare ciò si utilizza il pacchetto DAOMATCH sui tre file .MAG, in modo da creare un file .MCH contenente le trasformazioni di coordinate necessarie. In seguito, per migliorare queste trasformazioni, si utilizza nuovamente il pacchetto DAOMASTER. In questo caso si è scelto di ricercare solo le stelle in comune in almeno due immagini, poiché il numero di stelle presenti nelle immagini del filtro F300X è molto minore rispetto a quello degli altri due. In questo modo è stato creato un catalogo preliminare con estensione .RAW, contenente l'informazione sulla posizione in pixel del centroide delle sorgenti, sulle magnitudini medie nei tre filtri e sul relativo errore.

Un primo diagramma colore-magnitudine risultante è mostrato in Fig. 2.7 Il risultato appare già soddisfacente, indicazione che i modelli di PSF utilizzati sono ragionevolmente adeguati. È dunque possibile procedere all'analisi fotometrica complessiva delle immagini.

PSF-fitting su tutte le sorgenti

Come già accennato in precedenza, è ora necessario andare ad estendere la fotometria a tutte le stelle presenti, e non solo a quelle individuate fin'ora (vedi Sez.2.3.2). A questo scopo si ripete il procedimento già descritto precedentemente per l'individuazione delle sorgenti tramite daofind, utilizzando questa volta una *threshold* più bassa, pari a 5σ , e un *high good data* di 70000 ADU, in modo da creare una lista di stelle più completa, che escluda però le stelle sature. Questa scelta permette di effettuare una ricerca delle sorgenti a 5σ dal rumore di fondo, così da avere una soglia minima in grado di garantire



Figura 2.7: In figura vengono mostrati tre CMD dell'ammasso NGC1835 costruiti tramite i tre filtri a disposizione. I CMD includono sia i dati del chip1 che i dati del chip2 presi dalla camera WFC3 e sono stati realizzati durante un passaggio intermedio del processo di riduzione dati, con lo scopo di verificare la qualità del modello di PSF calcolato.

l'individuazione anche delle sorgenti più deboli, ma chiaramente distinguibili dal rumore dato dal fondo del cielo.

Si procede direttamente con il *fitting* del modello di PSF già individuato a tutte le sorgenti identificate, tramite la task allstar. In questo modo, la procedura di *fit* fornisce i dati cruciali di ciascuna sorgente luminosa: le coordinate del picco della funzione forniscono informazioni sulla posizione del centroide della stella, mentre il "volume" (ovvero l'integrale della funzione) sotteso dal modello restituisce una stima strumentale della magnitudine della stella. Le informazioni fotometriche così ottenute possono essere ulteriormente migliorate tramite la task allframe (Stetson, 1994). Quest'ultima utilizza come riferimento una lista di stelle (*master list*) e forza il *fit* del modello di PSF già trovato sulle stelle contenute nella lista simultaneamente in tutte le immagini, riuscendo così a recuperare alcune sorgenti identificate solo in alcuni filtri e non in altri. Contemporaneamente riesce anche a migliorare la fotometria tramite l'analisi dei residui del *fit*, servendosi di una correzione numerica applicata al modello di PSF. Si è deciso di utilizzare come *master list* la lista delle stelle individuate nel filtro F300X, così da forzare il *fit* di queste ultime anche in tutte le immagini degli altri filtri. Questa scelta privilegia l'identificazione delle stelle calde, che sono particolarmente rilevanti nel caso dell'analisi di NGC1835. Questo approccio, infatti, permette sia la caratterizzazione delle stelle che popolano l'estrema coda blu del ramo orizzontale, già ben evidente nel diagramma colore-magnitudine preliminare mostrato in Fig.2.7, sia il campionamento della popolazione di BSSs, poiché queste stelle vengono individuate più efficacemente da questi filtri piuttosto che da quelli ottici. Le BSSs serviranno (come verrà descritto nell'ultimo capitolo) per una determinazione del livello di evoluzione dinamica del sistema. Inoltre, come evidenziato da Raso et al., 2017, l'approccio UV permette di ridurre gli effetti dovuti al *blooming* delle stelle giganti sature nei filtri ottici. Vengono così perse stelle che sono situate in corrispondenza delle magnitudini più deboli nella sequenza principale, le quali però non sono il target dell'analisi di questa tesi.

Allframe restituisce in output dei file .ALF, sui quali è poi necessario ripetere la procedura di cross-correlazione dei cataloghi per costruire il diagramma colore-magnitudine finale, seguendo la procedura già presentata in precedenza. Il CMD è rappresentato in Fig.2.8. In Fig. 2.9 viene invece mostrato il diagramma colore-magnitudine realizzato tramite allstar a sinistra e quello prodotto tramite allframe a destra per entrambi i chip della WFC3. In quello costruito tramite allframe, come ci si aspetterebbe, le sequenze evolutive risultano molto più definite.

Il catalogo finale contiene 50993 stelle per il chip1 e 14593 stelle per il chip2 (in totale 65586 stelle) e ne specifica la posizione in pixel del centroide, le magnitudini medie nei vari filtri con i relativi errori e l'informazione sul χ^2 e sulla *sharpness* (questi ultimi possono essere utilizzati come indicatori della qualità fotometrica del processo di *fitting*). Un processo del tutto analogo a quello descritto fin'ora è stato eseguito sulle immagini *parallel* ottenute con la camera ACS, producendo anche per quest'ultima un catalogo finale contenente 40344 stelle per il chip1 e 41672 stelle per il chip2 (in totale 82015). La Fig.2.10 mostra il CMD ottenuto per questo dataset.

2.4 Astrometria

Il catalogo finale prodotto contiene le posizioni e le magnitudini delle stelle, entrambe espresse in un sistema di riferimento strumentale.

La procedura di astrometrizzazione consiste nel determinare delle trasformazioni che permettano di convertire le coordinate strumentali (x,y) sul detector nelle coordinate fisiche, indicate come ascensione retta (RA) e declinazione (Dec).

Prima di svolgere la procedura è necessario andare a correggere le posizioni osservate (x,y), poiché esse risultano affette da distorsioni geometriche. Ciò è possibile, sia per



Figura 2.8: In figura vengono mostrati tre CMD dell'ammasso NGC1835 costruiti utilizzando i tre filtri a disposizione. I CMD includono sia i dati del chip1 che i dati del chip2 della camera WFC3. Le magnitudini sono espresse nel sistema di riferimento strumentale.

i dati WFC3 sia per quelli ACS, tramite l'uso di alcuni script realizzati in linguaggio FORTRAN. Essi necessitano del file su cui si vuole lavorare e dell'informazione sul filtro e sul chip a cui esso è riferito e restituiscono in output le coordinate corrette, ottenute applicando dei coefficienti di correzione dipendenti dal filtro e dal chip considerati. Per il catalogo ACS i coefficienti sono presi da Meurer et al., 2003, mentre per il catalogo WFC3 da Bellini et al., 2011.

Per poter svolgere l'astrometrizzazione è necessario un catalogo di riferimento in cui le posizioni delle stelle siano già espresse in RA e Dec. In questo lavoro si è scelto di utilizzare un catalogo della stessa regione di cielo osservata dalla WFC3 ottenuto da Gaia



Figura 2.9: Nel pannello di sinistra viene mostrato il diagramma colore-magnitudine dell'ammasso NGC1835 ottenuto dai dati del chip1 del catalogo WFC3 tramite allstar (a sinistra) e allframe (a destra). Nel pannello di destra lo stesso riferito ai dati del chip2.

Data Release 3 (DR3)⁹ (Gaia Collaboration et al., 2021) e contenente 21038 stelle, scelto centrato sull'ammasso e con un campo di vista leggermente più ampio di quello coperto dalle osservazioni HST (con raggio di 250 arcsec). La stessa procedura è stata svolta per il catalogo ACS, utilizzando delle osservazioni di Gaia centrate sulla zona osservata da ACS e con un campo di vista di raggio 350 arcsec.

La procedura di cross-correlazione dei cataloghi è svolta tramite il software CataXcorr¹⁰ Quest'ultimo richiede in input i due cataloghi sui quali si vuole svolgere il processo e, servendosi del confronto delle magnitudini, procede nell'individuazione delle stelle comuni tra i due. Esse definiranno la trasformazione necessaria per passare dalle posizioni strumentali (in pixel) al sistema assoluto espresso in Ra e Dec.

La procedura è svolta iterativamente, ricercando per 50 volte le stelle in comune e cercando di migliorare le trasformazioni ad ogni passaggio, rigettando le stelle che non rispettano alcuni criteri di tolleranza fissati. Si è scelto ad esempio di escludere stelle con una differenza tra le posizioni RA e Dec del catalogo Gaia e quelle trovate tramite le trasformazioni maggiore di 0.5 arcsec, oppure stelle con una differenza in magnitudine tra i due cataloghi maggiore di 2. Le trasformazioni finali sono funzioni polinomiali a sei parametri.

⁹Gaia, ovvero *Global Astrometric Interferometer for Astrophysics*, è un satellite lanciato nel 2013, con lo scopo di produrre la mappa tridimensionale più precisa ed estesa della Via Lattea.

¹⁰CataXcorr è un software realizzato dal ricercatore dell'INAF di Bologna Paolo Montegriffo per svolgere la cross-correlazione di cataloghi.



Figura 2.10: In figura viene mostrato il CMD del catalogo ACS costruito tramite i filtri F606W e F814W. Esso include sia i dati del chip1 che i dati del chip2. Le magnitudini sono espresse in un sistema di riferimento strumentale.

Alla fine del processo è possibile svolgere un controllo della qualità delle trasformazioni finali tramite la distribuzione dei residui: per il catalogo WFC3 si sono ottenuti dei residui di 0.0078×0.0087 arcsec per il chip1 e di 0.0053×0.0055 arcsec per il chip2; invece per il catalogo ACS di 0.0098×0.0075 arcsec per il chip1 e di 0.0070×0.0057 arcsec per il chip2.

2.5 Calibrazione

Anche le magnitudini presenti nel catalogo finale, come le posizioni, sono riferite ad un sistema di riferimento strumentale ed è quindi necessario calibrarle. In particolare si è scelto di riportarle al sistema di riferimento VEGAMAG, nel quale la magnitudine della stella Vega è posta uguale a zero in tutti i filtri. Si è utilizzata una calibrazione standard classica, ma il procedimento svolto è differente per le due camere in uso in questo lavoro (WFC3 e ACS) e, per questo, esse verranno trattate separatamente.

2.5.1 Calibrazione WFC3

Per effettuare il processo di calibrazione è necessario inizialmente riportare le magnitudini strumentali alle magnitudini riferite ad un certo raggio (o all'infinito), secondo la relazione:

$$m_{ap} = m_{strum} + AP_{corr}.$$
(2.5)

Il primo termine indica le magnitudini strumentali, ovvero quelle presenti nel catalogo finale e sulle quali deve essere svolto il processo di calibrazione.

Il secondo termine si riferisce alla *correzione di apertura*. La sua applicazione viene resa necessaria dal fatto che il processo di *fitting* della PSF viene svolto entro un raggio finito di 20 pixel e ciò causa la perdita di parte del flusso della sorgente. Non è possibile però, in ambienti molto popolati da stelle come gli ammassi globulari, andare ad utilizzare valori di raggio maggiori senza includere flusso di sorgenti vicine. Per correggere ciò si fa uso della correzione di apertura, calcolata come spiegato di seguito.

Tramite l'utilizzo di SExtractor^{III}, un software che permette di svolgere fotometria di apertura in maniera veloce, è stato possibile produrre un catalogo contenente le magnitudini di apertura calcolate ad un raggio di 10 pixel per ciascun filtro e ciascun chip. CataxCorr e CataComb^{II2} hanno poi permesso di creare un catalogo contenente sia le magnitudini appena calcolate sia quelle ottenute precedentemente tramite il *fitting* della PSF (Sez.2.3.2). La correzione di apertura corrisponde al valore medio della differenza tra queste due magnitudini (vedi Fig.2.11) ed è diversa a seconda del filtro e del chip utilizzati. Per migliorare il risultato si è deciso di selezionare unicamente le sorgenti con un basso valore di *sharpness* e di χ^2 e, in particolare per le immagini del chip1, sono state escluse le stelle nella regione centrale dell'ammasso. È stato inoltre utilizzato un algoritmo di σ clipping, il quale va a calcolare, tramite varie iterazioni, quantità statistiche quali media, deviazione standard e kurtosis, escludendo ad ogni successivo passaggio le stelle al di sopra di un certo valore di σ .

Tramite questa procedura è possibile assicurare che il modello di PSF calcolato stia raccogliendo tutto il flusso della stella entro 10 pixel.

Una volta ottenuto il valore della quantità m_{ap} , è possibile determinare le magnitudini

 $^{^{11}}Source\ Extractor$ è un software progettato da Bertin e Arnouts per la rilevazione e la classificazione di sorgenti a partire da immagini.

¹²CataComb è un software che permette di combinare più cataloghi di input per creare un catalogo finale con le informazioni che si desidera estrarre dai cataloghi iniziali.

calibrate secondo la relazione:

$$m_{cal} = m_{ap} + ZP + 2.5log(t_{exp}) - 25 \tag{2.6}$$

- ZP indica lo Zero Point, un fattore di scala necessario per passare dal sistema di riferimento strumentale al nuovo sistema VEGAMAG (Bohlin, 2016). Questa quantità ha un valore diverso a seconda del filtro e del chip considerati e i vari valori sono tabulati nel sito di Hubble¹³. Per quanto riguarda la camera WFC3, è possibile scegliere tra gli Zero Points calcolati assumendo un'apertura infinita, da utilizzare nel caso in cui il processo di fotometria sia in grado di recuperare tutto il flusso della sorgente, oppure assumendo un'apertura finita di 10 pixel. In questo lavoro sono stati utilizzati questi ultimi, coerentemente con il raggio scelto per applicare la correzione di apertura. Per il filtro F300X il loro valore è di 23.419 e 23.496 rispettivamente per il chip1 e per il chip2; per il filtro F606W il valore è di 25.908 e 25.897; infine per il filtro F814W il valore è di 24.598 e di 24.574.
- Il secondo termine fa riferimento ad una normalizzazione per il tempo di esposizione. Le magnitudini strumentali, infatti, dipendono dal numero di conteggi (*counts*) forniti dalla sorgente secondo la relazione

$$m_{strum} = -2.5 \log(counts) \tag{2.7}$$

ed è quindi evidente la loro dipendenza dal tempo per il quale la sorgente viene osservata. È necessario dunque eliminarla, tramite una normalizzazione per il tempo di esposizione. Ciascuna immagine ha un t_{exp} differente, ma la normalizzazione viene svolta rispetto a quello dell'immagine che fa da sistema di riferimento per quel filtro, poiché le immagini sono già state riportate a questo riferimento comune tramite DAOMASTER (vedi Sez. 2.3.2).

• L'ultimo termine, infine, tiene conto del fatto che DAOPHOT aggiunge un fattore 25 a ciascuna magnitudine, semplicemente allo scopo di renderla positiva.

2.5.2 Calibrazione ACS

Nel caso del catalogo ACS è stato necessario applicare un procedimento leggermente differente. Il sito di Hubble, per questa camera, fornisce solamente gli Zero Points riferiti ad un raggio di apertura infinito, mentre le magnitudini ottenute dal *PSF-fitting* sono calcolate anche in questo caso entro un raggio di 20 pixel. È quindi necessario andare a recuperare il flusso mancante tramite l'utilizzo delle encircled energy curves (vedi Fig.2.12). Queste curve rappresentano, data una sorgente puntiforme, la frazione di

¹³www.stsci.edu/hst, sito dello Space Telescope Science Institute, sezione dedicata all'Hubble Space Telescope

energia inclusa fino ad un certo raggio e dipendono dal filtro considerato. Esse sono state applicate alla magnitudine strumentale m_{strum} ottenuta tramite il *PSF-fitting* secondo la relazione:

$$m_{ap} = m_{strum} + AP_{corr} - 2.5 \log(1/EEF).$$
 (2.8)

Il termine AP_{corr} indica la correzione di apertura, calcolata, come indicato precedentemente, come il valore medio della differenza tra la magnitudine di apertura e quella ottenuto dal *PSF-fitting*, entrambe questa volta riferite a 20 pixel (vedi Fig.2.13). Questa correzione assicura che il modello di PSF stia raccogliendo tutto il flusso della stella entro 20 pixel.

L'ultimo termine si riferisce al contributo dell'*encircled energy fraction*, il cui valore può essere stimato direttamente dal grafico in corrispondenza di un raggio di 20 pixel (vedi Fig.2.12) e che permette di recuperare tutto il flusso mancante oltre questo raggio. Per il filtro F606W si ottiene una *encircled energy fraction* di 0.947, mentre per il filtro F814W di 0.949.

Partendo dal valore di m_{ap} così ricavato, per ottenere le magnitudini calibrate è necessario applicare la formula presentata in precedenza (Eq. (2.6)): il valore ottenuto è stato normalizzazione per il tempo di esposizione, è stato sottratto il fattore 25 aggiuntivo ed infine sono stati applicati gli Zero Points. Nel caso della camera ACS, il sito fornisce esclusivamente gli Zero Points calcolati assumendo un'apertura infinita. Per il filtro F606W il valore è di 26.392, mentre per il filtro F814W è di 25.506 per entrambi i chip.

In Tab.2.5, 2.6, 2.7 e 2.8 è indicato un riassunto del valore delle correzioni di apertura e degli Zero Points utilizzati in questo lavoro.

WFC3 aperture corrections			
Chip1	F300X	F606W	F814W
	0.084	0.090	0.133
Chip2	F300X	F606W	F814W
	0.070	0.089	0.130

Tabella 2.5: Tabella riassuntiva dei valori delle correzioni di apertura per la WFC3.

ACS aperture corrections			
Chip1	F606W	F814W	
	0.002	0.036	
Chip2	F606W	F814W	
	0.006	0.073	

Tabella 2.6: Tabella riassuntiva dei valori delle correzioni di apertura per ACS.

WFC3 zero points				
Chip1	F300X	F606W	F814W	
	23.419	25.908	24.598	
Chip2	F300X	F606W	F814W	
	23.496	25.897	24.574	

Tabella 2.7: Tabella riassuntiva dei valori degli Zero Points per la WFC3.

ACS zero points				
Chip1	F606W	F814W		
	26.392	25.506		
Chip2	F606W	F814W		
	26.392	25.506		

Tabella 2.8: Tabella riassuntiva dei valori degli Zero Points per ACS.



Figura 2.11: In ciascuno dei sei pannelli viene rappresentata, nell'asse delle ascisse, la magnitudine m_{ap} calcolata imponendo un raggio di apertura di 10 pixel, mentre, nell'asse delle ordinate, la differenza tra quest'ultimo valore e la magnitudine m_{psf} calcolata tramite il *PSF-fitting* utilizzando un'apertura di 20 pixel. La correzione di apertura (AP) corrisponde al valore medio (linea rossa) di questa differenza.



Figura 2.12: Nel pannello in alto viene mostrata l'*encircled energy curve* per il filtro F606W della camera ACS. Viene riportato il valore corrispondente ad un raggio di 1 arcsec (20 pixel). In basso è mostrato lo stesso per il filtro F814W.





Figura 2.13: In ciascuno dei quattro pannelli viene rappresentata, nell'asse delle ascisse, la magnitudine m_{ap} calcolata imponendo un raggio di apertura di 20 pixel, mentre, nell'asse delle ordinate, la differenza tra quest'ultimo valore e la magnitudine m_{psf} calcolata tramite il *PSF-fitting* utilizzando un'apertura di 20 pixel. La correzione di apertura (AP) corrisponde al valore medio (linea rossa) di questa differenza.

2.6 Diagramma colore-magnitudine

È stato infine prodotto, utilizzando le magnitudini calibrate, il diagramma coloremagnitudine di NGC1835. Esso è presentato in Fig.2.14 ed è stato realizzato utilizzando le varie combinazioni di colori permesse dai tre filtri utilizzati. Si tratta del diagramma colore-magnitudine più profondo e accurato mai ottenuto per questo ammasso e rivela alcune caratteristiche molto peculiari.

In Fig.2.15 sono state evidenziate le sequenze evolutive di maggior rilievo in un CMD $(m_{F606W} - m_{F814W}, m_{F814W})$, al fine di illustrarle con maggiore dettaglio. La sequenza principale (MS), durante la quale le stelle bruciano idrogeno nel nucleo, è stata campionata dalle osservazioni fino ad una magnitudine $m_{F814W} \approx 24$. Ad un livello di magnitudine di circa $m_{F814W} \approx 21.5$ si distingue chiaramente il turn-off, popolato dalle stelle che si trovano sul punto di concludere il processo di combustione dell'idrogeno nelle regioni centrali. Al di sopra del turn-off è visibile la zona delle Blue Straggler Stars (BSS) che, essendo molto popolata da stelle di campo, necessiterà di un'operazione di decontaminazione statistica.

E presente inoltre un ramo delle giganti (RGB) particolarmente esteso, tipico di popolazioni stellari vecchie, che raggiunge una magnitudine di circa $m_{F814W} \approx 18$.

E interessante mettere in evidenza la notevole estensione del braccio orizzontale (*Extended Blue HB*), che si estende per circa 4.5 mag (19 < m_{F814W} < 23.5) nel filtro F814W ed è paragonabile solo a quella osservata in alcuni casi estremi della nostra galassia (come ω Centauri o M13, Ferraro et al., [1998a]). Il braccio orizzontale è inoltre attraversato dalla regione dell'*instability strip*, che si estende da un colore di $m_{F606W} - m_{F814W} = 0.3$ a un colore di $m_{F606W} - m_{F814W} = 0.7$, in corrispondenza della quale è presente una nutrita popolazione di RR Lyrae. Infine, è possibile notare un raggruppamento di stelle in corrispondenza di un intervallo di colore $0.5 < m_{F606W} - m_{F814W} < 0.7$ e ad una magnitudine media $m_{F814W} \sim 18.5$ (*Evolved HB*). Ad una prima visione, esse potrebbero sembrare parte di un braccio orizzontale collocato a colori rossi e temperature superficiali basse, ma in realtà si trovano ad una magnitudine sistematicamente più brillante di quella aspettata in questo caso. Esse sono probabilmente stelle di HB che stanno evolvendo verso la fase di ramo asintotico.

L'estensione in colore dell'intero diagramma infine, nei filtri rappresentati, va da un valore di $m_{F606W} - m_{F814W} = -0.3$ a uno di $m_{F606W} - m_{F814W} = 1$.

All'analisi approfondita delle caratteristiche di questo diagramma sarà dedicato il prossimo capitolo.

In Fig.2.16 è invece riportato il diagramma colore-magnitudine della regione a circa 5' dal centro all'ammasso osservata con la camera ACS. In questo diagramma sono visibili le sequenze evolutive della Grande Nube di Magellano. È presente una sequenza



Figura 2.14: In figura viene mostrato il diagramma colore-magnitudine finale dell'ammasso NGC1835, costruito tramite i dati presi dalla camera WFC3 e tramite i tre filtri a disposizione. Le magnitudini sono calibrate secondo il sistema di riferimento VEGAMAG.

principale ben popolata e molto estesa, che parte da una magnitudine $m_{F814W} \approx 26$ e arriva a $m_{F814W} \approx 19$, e un RGB meno popolato ma ben definito. L'estensione in colore dell'intero diagramma, infine, va da un valore di $m_{F606W} - m_{F814W} = 0$ a uno di $m_{F606W} - m_{F814W} = 1.5$.

Confrontando i due diagrammi, è evidente come ci si possa aspettare una sostanziale contaminazione da parte della popolazione di campo della Grande Nube di Magellano anche nella regione dominata dalle popolazioni dell'ammasso. Un'accurata analisi delle proprietà delle sequenze evolutive caratteristiche di NGC1835 necessita dunque di una appropriata decontaminazione dalle stelle di campo.



Figura 2.15: In figura viene rappresentato il diagramma colore-magnitudine finale dell'ammasso NGC1835 costruito tramite i filtri F606W e F814W, con la specifica delle varie sequenze evolutive.



Figura 2.16: In figura viene mostrato il diagramma colore-magnitudine finale della zona limitrofa all'ammasso NGC1835, costruito tramite i dati presi dalla camera ACS nei filtri F606W e F814W. Le magnitudini di entrambi i filtri sono calibrate secondo il sistema di riferimento VEGAMAG.
Capitolo 3

Analisi dell'ammasso

In questo capitolo verrà presentata un'analisi più approfondita delle principali caratteristiche dell'ammasso NGC1835. A questo scopo verranno utilizzati come riferimento due ammassi globulari galattici molto noti dalla letteratura, M3 e M13, che presentano un contenuto di metalli [Fe/H] ~ -1.5 confrontabile con quello di NGC1835 (Olsen et al., 1998). Essi sono spesso presentati insieme, poiché hanno massa, densità e abbondanza di metalli confrontabili tra di loro, ma presentano morfologie di HB molto diverse. Infatti, M13 ha un HB particolarmente esteso verso le alte temperature, mentre M3 lo ha molto popolato sia alle basse sia alle alte temperature ed è caratterizzato da una popolazione rilevante di stelle variabili.

Inizialmente verranno presentate le principali caratteristiche di M3 e M13 note dalla letteratura, come l'età, la metallicità, il modulo di distanza e il reddening. In seguito queste ultime verranno utilizzate per ricavare il modulo di distanza e il reddening di NGC1835.

Verranno poi analizzate in maniera più dettagliata alcune sequenze evolutive di NGC1835. In particolare, verrà descritta la morfologia del ramo delle giganti rosse e del ramo orizzontale, messe a confronto con quelle di M13 e M3.

Infine saranno presentati i metodi per la determinazione dell'età di NGC1835, sia relativa a quella dell'ammasso di età nota M3, sia assoluta.

3.1 NGC1835 e il confronto con gli ammassi galattici M3 e M13

3.1.1 L'ammasso globulare galattico M3

M3 è un ammasso globulare galattico, noto anche come NGC5272, che si trova ad una distanza di 10.4 kpc dal centro della Galassia ed è caratterizzato da un'età di 12.50 ± 0.50 Gyr (Dotter et al., 2010).

Per costruire il CMD dell'ammasso sono stati utilizzati i dati, già ridotti, raccolti durante la ACS Survey of Galactic Globular Clusters¹ (Anderson et al., 2008). Esso è rappresentato nel pannello di sinistra della Fig.3.1). È evidente una sequenza principale molto estesa, che le osservazioni sono state in grado di campionare fino ad una magnitudine $m_{F606W} = 26$, e un ramo delle giganti rosse caratteristico di una popolazione di età avanzata. La morfologia del braccio orizzontale consta di due parti distinte: a colori più rossi, corrispondenti a temperature effettive più basse, è situato un raggruppamento di stelle (parte rossa del braccio orizzontale) ben definito, caratterizzato da un intervallo di colori pari a $0.4 < m_{F606W} - m_{F814W} < 0.6$; spostandosi verso temperature effettive più alte e colori più blu ($-0.2 < m_{F606W} - m_{F814W} < 0.2$), è presente un'ulteriore sezione del braccio orizzontale (parte blu), con un'estensione in magnitudine pari a $15 < m_{F606W} < 17$.



Figura 3.1: A sinistra è rappresentato il CMD dell'ammasso globulare galattico M3. A destra è rappresentata un'isocrona di 12.5 Gyr sovrapposta al CMD di M3. L'isocrona riproduce bene la zona del TO e la sequenza dell'RGB se vengono utilizzati valori di modulo di distanza (m - M) = 15 e di reddening E(B - V) = 0.01.

Da Dalessandro et al., 2013 sono noti il valore del modulo di distanza ((m-M)₀ = 15 ± 0.04), della metallicità ([Fe/H]= -1.50 ± 0.05) e del reddening (E(B-V)= 0.01) di M3. Poiché essi sono stati impiegati, in questo lavoro di tesi, nella determinazione degli stessi parametri relativi all'ammasso NGC1835, si è deciso di verificarli. A questo scopo si è tentato di riprodurre la morfologia del CMD di M3 tramite un'isocrona scaricata dal database

 $^{^{1}}$ L'ACS survey of Galactic Globular Clusters è stata realizzata nel 2008 attraverso lo strumento ACS/WFC a bordo di HST con lo scopo di produrre immagini di circa 70 tra gli ammassi globulari più vicini.

BaSTI² opportunamente selezionata per rappresentare una popolazione stellare di età di 12.5 Gyr (Dotter et al., 2010), metallicità [Fe/H]= -1.50, abbondanza di elio standard Y=0.248 e abbondanza di elementi α pari a [α /Fe]=0.4.

Le isocrone sono espresse in termini di magnitudine assoluta ed è quindi necessario, per poter effettuare il confronto con il CMD osservato di M3, includere l'effetto del reddening³ e della distanza. Essi entrano nella relazione tra magnitudine apparente m_{λ} e magnitudine assoluta M_{λ} nel seguente modo:

$$m_{\lambda} = M_{\lambda} + (m - M)_0 + R_{\lambda} E(B - V), \qquad (3.1)$$

dove $(m - M)_0$ indica il modulo di distanza intrinseco, R_{λ} indica un coefficiente numerico con valori tabulati per ogni filtro e E(B - V) è noto come eccesso di colore e parametrizza l'effetto del reddening. Una trattazione più completa del concetto di reddening e di modulo di distanza e del loro effetto sulle sequenze di un diagramma colore-magnitudine verrà presentata, in maniera più approfondita, in seguito in questo capitolo.

In Fig.3.1, nel pannello di destra, viene mostrato il CMD di M3 e, sovrapposta ad esso, l'isocrona di 12.5 Gyr calcolata utilizzando il valore di reddening e di modulo di distanza noti dalla letteratura $((m - M)_0 = 15, E(B - V) = 0.01)$ e i coefficienti numerici relativi ai filtri con cui è realizzato il CMD ($R_{F606W} = 2.8192$ e $R_{F814W} = 1.8552$, Cardelli et al., 1989, O'Donnell, 1994). L'isocrona ha mostrato un buon *fit* con il CMD di M3, riproducendo in maniera accurata sia la zona del *turn-off*, sia la sequenza dell'RGB.

3.1.2 L'ammasso globulare galattico M13

Messier 13 (RA: $16^{h}41^{m}41.24^{s}$; Dec: $+36^{\circ}27'35.5''$), anche conosciuto come NGC6205, è un ammasso globulare galattico nella costellazione di Ercole, posto ad una distanza di 6.8 kpc dal centro della Galassia e caratterizzato da un'età di circa 13.00 ± 0.50 Gyr (Dotter et al., 2010).

Il CMD dell'ammasso è stato prodotto tramite i dati raccolti durante la ACS Survey of Galactic Globular Clusters precedentemente menzionata. Nel pannello di sinistra in Fig.3.2 è rappresentato il CMD ottico $(m_{F606W} - m_{F814W}, m_{F606W})$ dell'ammasso. È presente una sequenza principale particolarmente evidente campionata dalle osservazioni fino ad una magnitudine $m_{F606W} = 26$, simile a quella di M3. La morfologia del braccio orizzontale per i due ammassi risulta invece molto differente. M13 presenta un braccio orizzontale particolarmente esteso, che copre un intervallo di 4.5 magn (15 < $m_{F606W} < 19.5$),

 $^{^2\}mathrm{Le}$ isocrone del BaSTI code possono essere scaricate dal sito http://basti-iac.oa-abruzzo.inaf.it/index.html

³Il reddening rappresenta l'effetto di assorbimento e scattering della luce proveniente da stelle o da altri oggetti celesti da parte dei grani di polvere.

ma collocato solo in corrispondenza di colori più blu $(-0.3 < m_{F606W} - m_{F814W} < 0.4)$. L'inclinazione del braccio delle giganti rosse nei due ammassi è, invece, analoga e questo rappresenta un elemento distintivo di sistemi con stessa metallicità. L'abbondanza di metalli di M13 è infatti pari a $[Fe/H] = -1.58 \pm 0.04$ (Carretta et al., 2009), confrontabile con quella di M3.



Figura 3.2: A sinistra è rappresentato il CMD dell'ammasso globulare galattico M13. A destra è rappresentata un'isocrona di 13 Gyr sovrapposta al CMD di M13. L'isocrona riproduce bene la zona del TO e la sequenza dell'RGB se vengono utilizzati valori di modulo di distanza (m - M) = 14.32 e di reddening E(B - V) = 0.02.

Anche in questo caso si è deciso di verificare i valori del reddening e del modulo di distanza noti dalla letteratura $(E(B-V) = 0.02 \text{ e } (m-M)_0 = 14.32 \pm 0.05$, Dalessandro et al., 2013). A questo scopo è stata scaricata, dal database BaSTI, un'isocrona idonea a riprodurre una popolazione di 13 Gyr, con un'abbondanza di metalli pari a [Fe/H]=-1.58 e un'abbondanza standard di elio Y=0.248. Anche nel caso di M13, è stato possibile concludere che il valore di reddening e di modulo di distanza riportati in Dalessandro et al., 2013 risultano appropriati per riprodurre l'andamento del CMD dell'ammasso.

3.1.3 Determinazione del modulo di distanza e del reddening di NGC1835

M3 e M13 sono ammassi abbondantemente studiati in letteratura e le loro proprietà sono dunque ben note. Per questo motivo sono stati utilizzati come riferimento per cercare di derivare informazioni su alcune caratteristiche dell'ammasso NGC1835, come ad esempio il suo modulo di distanza e il reddening. Per poter fare ciò, è necessario conoscere in che modo questi ultimi influenzino la posizione delle sequenze evolutive di un diagramma colore-magnitudine rispetto a quella di sequenze teoriche, non affette dalla loro azione. In questo modo, confrontando il CMD di M3 o di M13 (usati come riferimento) con quello di NGC1835, è possibile dedurre quanto i valori del reddening e della distanza di NGC1835 differiscano da quelli noti dei due ammassi, semplicemente servendosi della differenza nelle posizioni delle loro sequenze evolutive. Il processo con cui le due quantità sono state determinate viene presentato in maniera più accurata qui di seguito.

Il *reddening* descrive l'effetto di assorbimento e scattering della luce stellare da parte dei grani di polvere presenti nel mezzo interstellare. Questi ultimi hanno una dimensione dell'ordine del micron e assorbono tutte le lunghezze d'onda sotto a questo valore, provocando dunque l'arrossamento (*reddening*) della radiazione che li attraversa. L'effetto del reddening sulle magnitudini viene espresso da una relazione del tipo:

$$m_{\lambda} = m_{\lambda,o} + A_{\lambda}, \tag{3.2}$$

dove $m_{\lambda,o}$ è la magnitudine apparente intrinseca, ovvero non affetta dal reddening, mentre A_{λ} è conosciuto come "parametro di estinzione".

L'esatta relazione che descrive la dipendenza del parametro A_{λ} dalla lunghezza d'onda non è nota, poiché dipende dal mezzo interstellare che la linea di vista attraversa e quindi varia da galassia a galassia. Per la Via Lattea è stata estratta una legge empirica (Cardelli et al., 1989, Fitzpatrick et al., 2007) e il suo andamento medio viene rappresentato in Fig.3.3, nella quale, per convenzione, il parametro A_{λ} viene espresso in funzione del valore dello stesso nel filtro V del sistema Johnson (A_V). Come si evince dalla figura, la quantità A_{λ}/A_V , che parametrizza l'attenuazione delle magnitudini a causa dell'effetto della polvere, dipende fortemente dalla lunghezza d'onda e, in particolare, diminuisce al crescere di quest'ultima. Questa è l'unica generalità valida in qualunque sistema e la conseguenza è un arrossamento della radiazione (*reddening*) che subisce questo effetto, poiché le lunghezze d'onda in corrispondenza dei colori rossi risultano meno attenuate rispetto alle altre.

Assumendo le curve di estinzione presentate in Cardelli et al., 1989 e in O'Donnell, 1994, è stato possibile tabulare il valore del rapporto A_{λ}/A_{V} relativo a tutti i filtri di HST.

L'estinzione è spesso parametrizzata tramite un'ulteriore quantità, nota come "eccesso di colore" E(B-V). Esso è definito come la differenza fra il colore osservato e quello intrinseco di una data stella, tipicamente in corrispondenza dei filtri B e V

$$E(B-V) = (B-V) - (B-V)_0 = A_B - A_V.$$
(3.3)

Esso entra nella relazione tra la magnitudine osservata m_{λ} e quella intrinseca $m_{\lambda,0}$ nel seguente modo:

$$m_{\lambda} = m_{\lambda,o} + R_{\lambda} \times E(B - V), \qquad (3.4)$$



Figura 3.3: Curve di estinzione per la Via Lattea con differenti valori di R_V . Viene rappresentato l'andamento di A_{λ}/A_V in funzione dell'inverso della lunghezza d'onda. Crediti: Carraro, 2021.

dove R_{λ} è un coefficiente numerico con valori già tabulati a seconda della lunghezza d'onda (ad esempio, nel filtro V, ha valore di 3.1).

Dal confronto tra le equazioni (3.2) e (3.4) risulta evidente la relazione che lega il parametro di estinzione A_{λ} e l'eccesso di colore E(B-V):

$$A_{\lambda} = R_{\lambda} E(B - V). \tag{3.5}$$

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

$$E(\lambda_1 - \lambda_2) = (R_1 - R_2) \times E(B - V),$$
(3.6)

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

In un diagramma colore-magnitudine, il reddening provoca lo spostamento delle sequenze evolutive lungo una direzione diagonale, definita dal cosiddetto vettore di reddening. Per poter calcolare l'eccesso di colore è quindi necessario quantificare l'entità dello spostamento, lungo il vettore di reddening, necessario per far coincidere le sequenze evolutive osservate con sequenze dello stesso tipo, ma teoriche e de-arrossate. In Fig.3.4 è mostrato l'effetto del reddening sul CMD di NGC1835. In questo piano osservato, il vettore di reddening può essere scomposto in una componente lungo la direzione orizzontale $(E(F606W - F814W) = (R_{F606W} - R_{F814W}) \times E(B - V))$ e una lungo la direzione verticale $(A(F814W) = R_{F814W} \times E(B - V))$.



Figura 3.4: Azione del vettore di reddening sulle sequenze evolutive del CMD osservato di NGC1835.

Un ulteriore fattore che può agire sulle magnitudini e attenuarle è quello della distanza. Il suo effetto è parametrizzato dal cosiddetto "modulo di distanza" $(m - M)_0$, definito come

$$(m-M)_0 = 5Logd_{pc} - 5, (3.7)$$

dove il pedice zero indica il modulo di distanza intrinseco, ovvero non affetto dal reddening, mentre d_{pc} la distanza della sorgente espressa in parsec.

Questo effetto trasla le sequenze evolutive di un CMD solamente in direzione verticale, lungo l'asse delle ordinate.

Utilizzando come riferimento il diagramma colore-magnitudine di un ammasso con valore di reddening e modulo di distanza noti e traslando il CMD dell'ammasso di cui vogliamo calcolare queste quantità, in questo caso NGC1835, fino a farlo corrispondere con quello del sistema di riferimento, è possibile determinare il reddening E(B - V) tramite la relazione:

$$E(B-V) = \frac{\Delta x}{R_A - R_B + E(B-V)_{ref}},$$
(3.8)

dove Δx indica l'entità dello spostamento orizzontale, ovvero lungo l'asse del colore, $E(B-V)_{ref}$ l'eccesso di colore del sistema di riferimento e R_A e R_B due coefficienti numerici con valori tabulati, relativi ai due filtri utilizzati per costruire i CMD.

Allo stesso modo è possibile calcolare il modulo di distanza intrinseco $(m - M)_0$ come:

$$(m-M)_0 = \Delta y + (m-M)_{ref,0} + R_A \times [E(B-V)_{ref} - E(B-V)], \qquad (3.9)$$

dove con Δy viene indicato lo shift in magnitudine, con $(m - M)_{ref,0}$ e $E(B - V)_{ref}$ il modulo di distanza e il reddening dell'ammasso di riferimento e con R_A il coefficiente numerico già indicato.

Questo confronto è stato svolto utilizzando come ammassi di riferimento sia M3, sia M13 e i risultati sono rappresentati in Fig. 3.5.

Nel pannello di sinistra è mostrato il CMD di M3 (in rosso) e il CMD traslato di NGC1835 (in nero). È stato possibile sovrapporre i due tramite un Δx in colore di 0.06 e un Δy in magnitudine di 3.8. In questo caso, i due coefficienti numerici $R_A \in R_B$ sono quelli relativi ai filtri utilizzati per costruire il CMD, ovvero $R_{F606W} = 2.8192$ e $R_{F814W} = 1.8552$ (Cardelli et al., [1989], O'Donnell, [1994]).

I risultati ottenuti per NGC1835 sono un modulo di distanza di $(m - M)_{1835,0} = 18.62$ e un eccesso di colore di $E(B - V)_{1835} = 0.07$.

A destra è rappresentato il CMD di NGC1835 (in nero) traslato opportunamente fino a farlo corrispondere con quello di M13 (in rosso), che questa volta serve da riferimento. In questo caso si è ottenuto un modulo di distanza di $(m - M)_{1835,0} = 18.67$ e un eccesso di colore di $E(B - V)_{1835} = 0.07$, compatibili, entro le incertezze, con i risultati ottenuti tramite M3.

Per confronto, il reddening proposto dalla letteratura (Olsen et al., 1998) era pari ad un valore di $E(B - V) = 0.13 \pm 0.02$, maggiore dunque rispetto a quello derivato in questo lavoro; il modulo di distanza dell'ammasso, invece, era spesso assunto pari a quello delle Nubi di Magellano ((m - M) = 18.5).

3.2 Morfologia del ramo delle giganti

Il ramo delle giganti rosse è la sequenza evolutiva, successiva al bruciamento dell'idrogeno nel nucleo, durante la quale la stella sviluppa una *shell* sottile in cui avviene la combustione di idrogeno (vedi Sez.1.3). Durante questa fase, la stella si espande e si muove verso zone del diagramma colore-magnitudine corrispondenti a temperature superficiali basse. A queste temperature (~ 4000°K) l'opacità è dovuta prevalentemente a transizioni *boundfree* e *free-free* di ioni H^- , ma, affinché questa tipologia di ione venga formata, è necessaria la presenza di una grande quantità di elettroni liberi. Questi ultimi, a queste temperature, derivano da elementi con basso potenziale di ionizzazione, quali ferro, silicio e magnesio.



Figura 3.5: A sinistra è rappresentato il CMD di NGC1835 (in nero) e quello di M3 (in rosso) traslati in modo tale da farli combaciare. Nel grafico vengono riportati i valori dello *shift* in colore (Δx) , dello *shift* in magnitudine (Δy) , del modulo di distanza e del reddening di M3 $(E(B-V)_{M3} e (m-M)_{M3})$ e del modulo di distanza e del reddening ricavati per NGC1835 $(E(B-V)_{1835} e (m-M)_{1835})$. A destra è rappresentata la stessa cosa utilizzando il CMD di M13 (in rosso) e quello di NGC1835 (in nero).

Per questo motivo la posizione e l'inclinazione del ramo delle giganti in un CMD dipende fortemente dalla metallicità del sistema e possono essere utilizzati per mettere dei vincoli sul suo valore. In particolare, all'aumentare della metallicità, la sequenza si sposta verso colori più rossi e l'inclinazione aumenta.

Gli ammassi M3 e M13, i quali hanno metallicità note e simili tra di loro, sono caratterizzati da RGB con stessa inclinazione (Sez.3.1). Inoltre dalla Fig.3.5 già presa in esame, nella quale viene rappresentato il CMD di NGC1835 (in nero) messo a confronto con quello di M3 (a sinistra) e M13 (a destra) in rosso, è possibile vedere che anche l'inclinazione dell'RGB di NGC1835 è in accordo con quella degli altri due ammassi. È possibile concludere, dunque, che anche il target di questo lavoro presenta una metallicità circa pari a $[Fe/H] \sim -1.5$, simile a quella dei due sistemi di riferimento, confermando così il valore riportato in letteratura (Walker, 1993, Mackey et al., 2003).

3.2.1 RGB bump

Lungo il ramo delle giganti è presente un ulteriore elemento in grado di dare informazioni sul contenuto di metalli e di elio negli ammassi globulari, il cosiddetto RGB *bump*. Come già esposto in Sez.1.3, esso corrisponde ad un addensamento di stelle situato lungo il ramo delle giganti di un CMD osservato di un ammasso globulare, causato dall'incontro della *shell* che sta bruciando idrogeno e della discontinuità nel profilo di idrogeno prodotta dal passaggio del fronte convettivo.

Ciò origina un picco nella funzione di luminosità differenziale di un ammasso, alla magnitudine in corrispondenza della quale l'addensamento di stelle è collocato nel CMD. La magnitudine corrispondente al *bump* dipende fortemente da tutto ciò che può influenzare la profondità che viene raggiunta dalla convezione, primo fra tutti il contenuto di metalli e di elio di un ammasso⁴.

In questo lavoro è stata determinata la magnitudine del *bump* dell'ammasso NGC1835, in modo da poterla confrontare con quella di M3 e M13. Per fare ciò è necessario, in primo luogo, identificare la sequenza di RGB di NGC1835 e, a partire da essa, costruire un istogramma del numero di stelle di RGB al variare della magnitudine. È atteso, come già indicato, un aumento del numero di stelle in corrispondenza della magnitudine relativa al *bump*.

Lo stesso procedimento è stato svolto sui CMD di M3 e di M13, traslati opportunamente come già mostrato in Fig.3.5. In questo modo è stato possibile confrontare le magnitudini individuate per i tre *bump*, come mostrato in Fig.3.6.

Dalla figura è possibile identificare chiaramente il *bump* di NGC1835 e la sua magnitudine, intorno ad un valore $m_{F606W} = 18.93$. È evidente inoltre una leggera differenza rispetto alle magnitudini dei *bump* di M13 e di M3, entrambe in corrispondenza di un valore di poco superiore, pari a $m_{F606W} \sim 19.08$.

Poiché, come indicato precedentemente, l'inclinazione dell'RGB per i tre ammassi ne indicava una metallicità simile, questa differenza nella magnitudine del *bump* potrebbe essere interpretata come un'indicazione di una diversa abbondanza di elio nei tre ammassi, dalla quale la posizione del *bump* è molto dipendente. Seguendo quest'ultima considerazione, è possibile ipotizzare che NGC1835 sia contraddistinto da un'abbondanza di elio superiore rispetto a M3 e M13.

⁴Secondo le leggi di Kramers che regolano l'andamento dell'opacità, quest'ultima aumenta all'aumentare dei metalli e diminuisce all'aumentare dell'elio.



Figura 3.6: In alto è rappresentato l'istogramma del numero di stelle di RGB in funzione della magnitudine per NGC1835 (in nero) e M13 (in rosso). In basso lo stesso per NGC1835 (in nero) e M3 (in rosso). Le linee tratteggiate indicano la magnitudine dei due *bump*.

3.3 Morfologia del braccio orizzontale

Come indicato nel capitolo precedente (Sez.2.6), nel CMD dell'ammasso globulare NGC1835 sono evidenti alcune particolarità, prima fra tutte la singolare estensione

del braccio orizzontale (Sez.1.3).

Una simile caratteristica è stata riscontrata solo in pochi casi estremi nella nostra Galassia, come ad esempio nell'ammasso globulare M13. Esso è infatti conosciuto per essere uno tra gli *extreme blue tailed clusters* (EBT), ammassi globulari contraddistinti da una parte blu (ovvero in corrispondenza di colori più blu rispetto all'*instability strip*) del braccio orizzontale che raggiunge un'estensione in magnitudine fino a 4.5 mag. Di questa classe di ammassi fanno parte, oltre a M13, anche NGC 6752, NGC 2808, NGC 2419, ω Centauri e M80. Tutti i sistemi appartenenti a questa categoria, studiati fino a questo momento, sono caratterizzati da una metallicità simile pari a circa [Fe/H]=-1.5 (Ferraro et al., 1998a).

Il problema della morfologia del braccio orizzontale è uno dei grandi quesiti nella teoria dell'evoluzione stellare. La difficoltà è dovuta al fatto che la morfologia di questa sequenza è governata contemporaneamente da molti parametri. Il criterio principale che determina la posizione della stella nella Zero Age Horizontal Branch⁵ è il valore della sua massa dopo il TIP del ramo delle giganti. Ad influenzare la sua collocazione, quindi, sono tutti quei parametri che vanno a modificare la massa di una stella, quali la variazione di metallicità, di perdita di massa, di età e di elio. In particolare, è noto che un aumento del primo parametro colloca le stelle verso temperature effettive basse e colori rossi, mentre un aumento degli altri tre verso temperature più alte e colori blu.

Come prova della grande complessità che caratterizza la morfologia del braccio orizzontale è possibile considerare gli ammassi M13 e M3. Essi, come indicato precedentemente, hanno una metallicità, una massa e una densità simili, ma il loro braccio orizzontale presenta una differente morfologia. Come mostrato in Ferraro et al., [1998b], M13 ha un HB molto esteso, che si sviluppa prevalentemente verso colori blu ($-0.3 < m_{F606W} - m_{F814W} < 0.4$) e che copre un intervallo di magnitudine di 4.5 mag ($15 < m_{F606W} < 19.5$) nel CMD ottico ($m_{F606W} - m_{F814W}, m_{F606W}$).

Il braccio orizzontale di M3 è composto da stelle sia in corrispondenza di colori più rossi $(0.4 < m_{F606W} - m_{F814} < 0.6)$, sia di colori più blu $(-0.2 < m_{F606W} - m_{F814} < 0.2)$, ma risulta molto meno esteso in magnitudine $(15 < m_{F606W} < 17)$ rispetto a quello di M13.

Allo scopo di esaminare il caso di NGC1835, nel pannello in alto in Fig.3.7 viene rappresentato il confronto tra il braccio orizzontale di quest'ultimo e le rispettive sequenze di M3 (a sinistra) e M13 (a destra) in rosso, opportunamente traslate in modo da sovrapporle a NGC1835.

Dal confronto tra il CMD dell'ammasso M13 e quello di NGC1835 (a destra) e dall'ottima sovrapposizione dei due bracci orizzontali, è possibile evincere che i due abbiano un'estensione della regione del braccio orizzontale in corrispondenza di colori blu molto

⁵La Zero Age Horizontal Branch (ZAHB) indica il luogo dei punti in un diagramma HR in cui si posizionano le stelle che stanno iniziando la combustione di elio nel nucleo in ambiente di gas perfetto.



Figura 3.7: Nel pannello in alto è rappresentato il CMD di NGC1835 (in nero) sovrapposto a quello di M3 (in rosso a sinistra) e di M13 (in rosso a destra). Nel pannello in basso è raffigurato il CMD ($m_{F300X} - m_{F606W}, m_{F300X}$) di NGC1835.

simile. Anche il braccio orizzontale di NGC1835, infatti, copre un intervallo di circa 4.5 mag nel filtro F606W, partendo da una magnitudine $m_{F606W} \sim 19$ fino a $m_{F606W} \sim 23.5$. Anche l'estensione in colore di questa sequenza evolutiva è paragonabile a quella di M13,

poiché copre un intervallo pari a $-0.2 < m_{F606W} - m_{F814W} < 0.5$.

E inoltre possibile osservare un ulteriore raggruppamento di stelle in corrispondenza di colori più rossi $(0.5 < m_{F606} - m_{F814W} < 0.7)$ e ad una magnitudine media di circa $m_{F606W} \sim 19$. Un gruppo di stelle situato a colori simili $(0.4 < m_{F606} - m_{F814W} < 0.6)$, come già indicato, è presente anche nel CMD di M3. Esse sono collocate a magnitudini sistematicamente più basse ($\Delta mag \sim 0.3$ mag) rispetto alle stelle corrispondenti in NGC1835 e ciò suggerisce che queste ultime non siano parte del braccio orizzontale, ma che siano piuttosto stelle che stanno terminando questa fase ed entrando in quella successiva di bruciamento in doppia *shell* (ramo asintotico, Sez. 1.3).

In conclusione, il braccio orizzontale di NGC1835 in un CMD $(m_{F606W} - m_{F814W}, m_{F606W})$ è costituito unicamente da una parte in corrispondenza dell'intervallo di colori $-0.2 < m_{F606W} - m_{F814W} < 0.5$, e che si estende per 4.5 mag (19 $< m_{F606W} < 23.5$). È inoltre attraversato dall'*instability strip*, una regione verticale del diagramma HR in cui sono collocate le stelle variabili. La presenza di queste ultime in NGC1835 verrà analizzata nelle sezioni successive.

Nel pannello in basso di Fig.3.7 è rappresentato il CMD $(m_{F300X} - m_{F606W}, m_{F300X})$ di NGC1835. In questi filtri, il braccio orizzontale è collocato in corrispondenza di un intervallo in magnitudine di 19.8 $< m_{F300X} < 21.5$ e l'estensione in colore appare ancora più evidente $(-2 < m_{F300X} - m_{F606W} < 1)$.

3.3.1 RR Lyrae in NGC1835

La sequenza di braccio orizzontale negli ammassi globulari è attraversata dalla cosiddetta *instability strip*. Essa è una regione quasi verticale nel diagramma HR, ad una temperatura media di log T = 3.85, in cui è possibile trovare diversi tipi di stelle variabili (RR Lyrae, Cefeidi, W Virginis, ZZ Ceti). Negli ammassi globulari di età avanzata come NGC1835 sono aspettate, in particolare, variabili di tipo RR Lyrae. Esse sono stelle di popolazione II di bassa metallicità, con periodo di variabilità dell'ordine o minore di 24 ore.

Per individuare le RR Lyrae presenti in NGC1835 è stato utilizzato il catalogo OGLE III⁶, che contiene informazioni su tutte le stelle variabili nelle Nubi di Magellano. L'impiego del catalogo Gaia DR3 è stato invece escluso, poiché esso risulta molto incompleto a questi livelli di magnitudine e di densità stellare.

Inizialmente è stato scaricato un sotto-catalogo di OGLE comprendente le variabili presenti nella stessa regione osservata da HST/WFC3 e, successivamente, sono state ricercate le stelle in comune tra il nuovo catalogo e il catalogo WFC3. A questo scopo è stato utilizzato il software CataXcorr, già presentato in Sez 2.4, restringendo il campo di ricerca

⁶OGLE III è un catalogo online di stelle variabili, prevalentemente collocate nelle Nubi di Magellano e nel Bulge galattico. Il catalogo è disponibile al sito https://ogledb.astrouw.edu.pl/ ogle/CVS/.

alle stelle con magnitudine compresa tra $18 < m_{F606} < 20$, ovvero in corrispondenza della regione di interesse dell'*instability strip*.

Le variabili individuate in questo modo sono rappresentate in rosso nel CMD di NGC1835 in Fig. 3.8 e sono 66 in totale. Esse non sono collocate unicamente in corrispondenza dell'intervallo di colore che delimita l'*instability strip* ($0.3 < (m_{F606W} - m_{F814W}) < 0.5$), ma sono visibili anche a colori più rossi e più blu e la causa di ciò è da attribuire proprio alla variabilità di queste stelle. La loro posizione nel CMD, infatti, è determinata dalla luminosità che quella specifica sorgente esibiva nel momento in cui l'osservazione è avvenuta.



Figura 3.8: CMD dell'ammasso NGC1835, dove le stelle variabili secondo il catalogo OGLE sono state evidenziate in rosso.

Una ricerca delle stelle variabili presenti nell'ammasso NGC1835 è stata svolta, parallelamente, servendosi anche dei dati del catalogo WFC3 prodotto in questo lavoro. In particolare, è stata utilizzata l'informazione data dal valore dell'indice di variabilità, definito come il rapporto tra la deviazione standard della curva di luce normalizzata all'errore interno, il quale fornisce una stima della qualità della fotometria della stella (Kjeldsen et al., 1992). Per una stella con magnitudine sempre costante entro gli errori fotometri, l'indice di variabilità tende al valore dell'unità. Al contrario, tanto più il valore è alto, tanto più la stella è variabile.

In Fig.3.9 è rappresentato l'andamento dell'indice di variabilità nei tre filtri (s300, s606, s814) in funzione della magnitudine m_{F606W} per le stelle del catalogo WFC3. In rosso sono evidenziate le stelle variabili per OGLE, mentre le linee verticale rappresentate servono ad identificare l'intervallo di magnitudine in corrispondenza dell'*instability strip*



 $(18 < m_{F606W} < 20)$. Naturalmente, la variabilità delle stelle risulta più evidente in quei

Figura 3.9: A sinistra è rappresentato l'andamento dell'indice di variabilità nei tre filtri in funzione della magnitudine del filtro F606W per le stelle del catalogo WFC3 (in nero), evidenziando le stelle variabili secondo i dati del catalogo OGLE (in rosso). A destra la stessa cosa con un diverso zoom. Le linee verticali individuano l'intervallo di magnitudine corrispondente all'*instability strip*, mentre la linea orizzontale individua il criterio secondo cui sono state classificate variabili le stelle nel catalogo WFC3 (s300 > 2).

filtri per cui si ha a disposizione un numero maggiore di immagini e in cui, quindi, le sorgenti sono state osservate per un intervallo di tempo più lungo, cioè nei filtri F300X e F606W. Poiché l'indice di variabilità raggiunge valori molto elevati per il filtro F300X, che quindi sembra essere particolarmente sensibile per questo tipo di studio, si è scelto di considerare come variabili le stelle con un indice di variabilità in questo filtro (s300) superiore a 2 (linea blu orizzontale).

A partire dalla Fig. 3.9 è possibile esprimere alcune puntualizzazioni. In primo luogo, molte delle stelle classificate come variabili nel catalogo OGLE (in rosso), come ci si aspetterebbe, sono considerate variabili anche nel catalogo WFC3 (stelle rosse con s300 > 2). Il numero di variabili in comune tra i due cataloghi è 48.

Il criterio dell'indice di variabilità, però, riesce a individuare anche nuove variabili che non sono presenti nel catalogo OGLE, ovvero i punti neri con s300 > 2 in corrispondenza dell'*instability strip*.

Al contrario, nel catalogo OGLE sono presenti delle stelle variabili che invece il dataset WFC3 non classifica come tali, ovvero le stelle rappresentate in rosso, ma con s300 < 2. La causa di ciò, probabilmente, può essere ricercata nel ridotto numero di immagini a disposizione in questo lavoro, che non permette di campionare in maniera accurata l'andamento della magnitudine delle sorgenti.

Le stelle classificate come variabili secondo il criterio dell'indice di variabilità sono 125 in



totale e sono rappresentate in blu nel CMD in Fig.3.10.

Figura 3.10: CMD dell'ammasso NGC1835, dove le stelle variabili secondo il criterio s300 > 2 sono evidenziate in blu.

Per analizzare in maniera più approfondita le stelle variabili sono state costruite, per alcune di esse, le curve di luce, nelle quali viene rappresentato l'andamento della magnitudine della sorgente in funzione del tempo.

Come anticipato in Sez.2.3.2, dal processo di riduzione dati si hanno a disposizione dei file .COR particolarmente utili per lo studio delle stelle variabili, poiché contengono, per ciascuna stella, l'informazione sulla magnitudine relative ad ogni immagine in cui essa è presente e permettono quindi di seguirne la variazione nel tempo.

Dall'*header* di ciascuna immagine è inoltre possibile reperire facilmente il tempo di esposizione iniziale e quello finale, entrambi espressi in giorni giuliani.

Alcuni esempi di curve di luce di stelle variabili sono rappresentati in Fig.3.11. Il tempo nell'asse delle ascisse, essendo espresso in giorni giuliani, è stato riferito ad un tempo di riferimento $t_0 = 5.955402236878 \, 10^4$ per renderne più facile la lettura.

In Fig.3.12, infine, è rappresentato il CMD di NGC1835 senza le stelle classificate come variabili.



Figura 3.11: Curve di luce delle stelle variabili nell'*instability strip*. Per ciascuna stella, a sinistra è rappresentata la sua posizione nel CMD dell'ammasso e il valore dell'indice di variabilità in ciascun filtro (cerchio rosso); a destra è rappresentata la sua curva di luce. Le linee continue e tratteggiate rappresentano rispettivamente la magnitudine media della stella in quel filtro e i relativi errori associati alla magnitudine.



Figura 3.12: In figura è rappresentato il CMD dell'ammasso NGC1835 senza le stelle variabili secondo i dati del catalogo OGLE e del catalogo WFC3.

Ulteriori candidate variabili

Come già indicato in Sez.3.3, la morfologia del braccio orizzontale dell'ammasso NGC1835 è consistente con l'essere composta unicamente da un braccio orizzontale blu in corrispondenza di un intervallo di magnitudine $19 < m_{F606W} < 23.5$ e un intervallo di colore $-0.2 < (m_{F606W} - m_{F814W}) < 0.5$. Le stelle in corrispondenza di un intervallo $0.5 < (m_{F606W} - m_{F814W}) < 0.7$, collocate a colori più rossi, sono invece sorgenti che stanno evolvendo verso il ramo asintotico. In Fig.3.13, nel pannello di sinistra, è però possibile individuare un gruppo di circa 20 stelle in una posizione peculiare, ad una magnitudine troppo debole per rientrare in questa categoria. Esse appaiono infatti



Figura 3.13: A sinistra è rappresentato il CMD senza le stelle classificate variabili tramite i dati di OGLE e senza le stelle classificate variabili tramite i dati del catalogo WFC3. Nella *box* sono evidenziate le stelle considerate possibili candidate variabili. A destra è rappresentato l'indice di variabilità in funzione della magnitudine nel filtro F606W delle stelle del catalogo WFC3 (in nero), evidenziando in rosso le stelle candidate variabili.

posizionate al di sotto del livello di Zero Age Horizontal Branch stimato per l'ammasso e dunque sono state analizzate separatamente.

In Fig.3.13, nel pannello di destra, viene mostrato l'andamento del loro indice di variabilità in funzione della magnitudine m_{F606W} . L'analisi indica che la maggior parte di queste stelle ha, in almeno un filtro, indice di variabilità superiore ad 1. Esse sono state quindi classificate come possibili candidate variabili. In Fig.3.14 sono rappresentate le curve di luce di alcune di queste stelle, che permettono di dare un'ulteriore conferma di questa conclusione.

Infine in Fig. 3.15 è rappresentato il CMD finale di NGC1835 senza le stelle classificate come variabili dal catalogo OGLE e quelle classificate come variabili tramite il criterio dell'indice di variabilità e senza il gruppo di stelle candidate variabili. In conclusione, le candidate variabili identificate nel campo di vista di NGC1835 sono in totale 163, di cui 66 erano già note attraverso OGLE e 97 sono nuove candidate variabili.



Figura 3.14: Curve di luce delle stelle candidate variabili. Per ciascuna stella, a sinistra è rappresentata la sua posizione nel CMD e il valore dell'indice di variabilità in ciascun filtro (cerchio rosso); a destra è rappresentata la sua curva di luce. Le linee continue e tratteggiate rappresentano rispettivamente la magnitudine media della stella in quel filtro e i relativi errori associati alla magnitudine.



Figura 3.15: In figura è rappresentato il CMD dell'ammasso NGC1835 senza le stelle variabili secondo i dati del catalogo OGLE, del catalogo WFC3 e senza le candidate variabili individuate.

3.4 Determinazione dell'età

La determinazione dell'età di un ammasso globulare può essere svolta tramite vari metodi. In particolare è possibile applicare due tipi di metodologie: una per ricavare l'età assoluta e una per una stima dell'età relativa. La prima consiste nella determinazione di un valore assoluto in Gyr, mentre la seconda di un valore relativo all'età nota di un altro sistema, che funge da riferimento. In questo lavoro sono stati utilizzati entrambi i metodi, in modo da poterne confrontare i risultati.

3.4.1 Età relativa

Per la determinazione dell'età relativa di NGC1835 è stato utilizzato l'ammasso M3 come riferimento, il quale, come già indicato in precedenza, ha un'età nota di 12.5 ± 0.5 Gyr (Dotter et al., 2010). Per calcolare l'età relativa di NGC1835, la stessa isocrona di 12.5 Gyr già presentata in Sez.3.1.1 per l'ammasso M3 è stata sovrapposta anche al CMD di NGC1835, utilizzando gli stessi valori di *shift* in colore ($\Delta x = 0.06$) e in magnitudine (Δy =3.8) che avevano precedentemente permesso una buona sovrapposizione del CMD di NGC1835 con quello di M3 (Fig.3.5).

In Fig.3.16 è possibile vedere il CMD di M3 (in nero) e quello di NGC1835 (in rosso), sui quali è stata collocata la stessa isocrona di 12.5 Gyr.

Poiché l'isocrona di M3 si adatta in maniera ottimale anche all'andamento del CMD di NGC1835, le età dei due ammassi devono essere confrontabili.

Per avere conferma del risultato, è stato anche svolto il calcolo dell'età assoluta di NGC1835 tramite un *fitting* delle isocrone, che verrà presentato nella sezione successiva.

3.4.2 Età assoluta

Al fine di derivare un valore di età assoluta per NGC1835 è stata utilizzata una tecnica di *fitting* delle isocrone. Essa si basa sul confronto tra il CMD dell'ammasso e un set di isocrone di diverse età e ha lo scopo di individuare quella in grado di riprodurre meglio l'andamento delle sue sequenze evolutive.

Si è usufruito dei modelli *PAdova and TRieste Stellar Evolution Code* (PARSEC) (Bressan et al., 2012) nella versione più aggiornata (1.2S). Questo database è composto da isocrone con metallicità compresa tra $0.0001 \le Z \le 0.06$. Per $0.0001 \le Z \le 0.02$ il range di massa iniziale è di $0.1 \le M/M_{\odot} < 350$, per $0.03 \le Z \le 0.04$ è di $0.1 \le M/M_{\odot} < 150$, e per Z = 0.06 di $0.1 \le M/M_{\odot} < 20$. Questa libreria, inoltre, permette la scelta fra molti possibili sistemi fotometrici, tra cui quelli relativi alla WFC3 e ad ACS.

Le isocrone sono state scaricate con un'età compresa tra 8.5 Gyr e 15 Gyr, una metallicità



Figura 3.16: In figura sono rappresentati i CMD di M3 (in nero) e di NGC1835 (in rosso). È stata sovrapposta la stessa isocrona (linea blu) di 12.5 Gyr ad entrambi gli ammassi.

[Fe/H] = -1.5 e un'abbondanza di elio standard di Y=0.248. Seguendo il metodo del χ^2 , esse sono state confrontate con il CMD di NGC1835, con lo scopo di individuare l'isocrona che si adattasse meglio ad esso.

Naturalmente la prima operazione da svolgere consiste nel convertire le magnitudini assolute in magnitudini apparenti, tenendo conto dell'effetto del reddening e della distanza dell'ammasso. Il modulo di distanza e il reddening di NGC1835 sono noti da Sez.3.1 e sono rispettivamente pari a $(m - M)_0 = 18.62$ e E(B - V) = 0.07. Il confronto tra il CMD (punti neri) e le isocrone scelte (linee blu) è rappresentato in Fig.3.17. Esso si è concentrato primariamente sulla zona più sensibile all'età, ovvero la regione tra il TO della sequenza principale, il ramo delle subgiganti e la parte iniziale del ramo delle giganti. È stato selezionato dunque, in questa regione del CMD, un campione di N



Figura 3.17: A sinistra è rappresentato il CMD di NGC1835 (punti neri) e le isocrone PARSEC (linee blu) di età compresa tra 8.5 e 15 Gyr. In rosso è evidenziata la regione del CMD più sensibile all'età. A destra è rappresentato l'andamento del χ^2 ridotto calcolato per queste stesse isocrone al variare della loro età. Le due rette tratteggiate orizzontali rappresentano, dall'alto verso il basso, la retta corrispondente al valore di $\chi^2_{min} + 1$ e quella corrispondente al valore di χ^2_{min} ; le due rette verticali corrispondono all'errore sull'età.

stelle con magnitudine compresa tra $21 < m_{F606W} < 23$ (punti rossi in Fig.3.17). Queste ultime devono avere una fotometria quanto più accurata possibile ed è quindi consigliabile selezionarle con richieste specifiche sulla loro *sharpness* (-0.02 < sh < 0.02). È stato inoltre posto un limite sulla loro distanza dal centro dell'ammasso (r < 15 arcsec), in modo da limitare l'influenza delle stelle di campo.

Per quantificare l'accuratezza dell'accordo tra la regione del CMD presa in esame e le isocrone è necessario calcolare, per ogni isocrona considerata, la minima distanza δ_i tra la *i*-esima stella del campione di N stelle e l'isocrona. L'accordo è quantificato dal valore del χ^2 , calcolato come

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \frac{\delta_i^2}{\sigma_i},\tag{3.10}$$

dove σ_i indica l'incertezza associata, calcolata come la somma in quadratura tra il valore dell'errore sulla magnitudine nel filtro F606W e l'errore su quella nel filtro F814W. Dividendo il χ^2 ottenuto per il numero di gradi di libertà ν del sistema (in questo caso pari al numero di stelle considerate meno 1) è possibile ottenere il valore del χ^2 ridotto. Il processo è stato ripetuto per tutte le isocrone prese in analisi, ottenendo così un valore di χ^2 ridotto per ciascuna di esse. L'età assoluta dell'ammasso sarà quella corrispondente all'isocrona con il χ^2 minimo (χ^2_{min}) .

Nel pannello di destra in Fig.3.17 è rappresentato l'andamento del χ^2 di ogni isocrona al variare del valore dell'età ed è evidente che l'età assoluta corrisponde a circa 12.5 Gyr. I risultati ottenuti da questo metodo e da quello descritto in Sez.3.4.1 sono quindi confrontabili.

Per stimare il valore dell'errore, è necessario identificare le due età, in Fig.3.17 a destra, corrispondenti ad un valore del χ^2 pari a $\chi^2_{min} + 1$. Esso è rappresentato dalla prima retta tratteggiata orizzontale, mentre le due età derivate sono evidenziate dalle rette verticali. Ciò ha permesso di stabilire che l'età finale dell'ammasso NGC1835 è pari a 12.5 ±1 Gyr.

L'isocrona relativa al χ^2 minimo è rappresentata in Fig.3.18 (linea rossa continua).



Figura 3.18: In figura è rappresentato il CMD di NGC1835 (punti neri) e, sovrapposta ad esso, l'isocrona che corrisponde al valore di χ^2 minimo, relativa ad un'età di 12.5±1 Gyr (linea rossa continua). Le linee tratteggiate rappresentano l'errore sull'età.

Capitolo 4

Parametri strutturali dell'ammasso

In questo capitolo verranno descritte le procedure con cui sono stati determinati i principali parametri strutturali dell'ammasso globulare NGC1835. In particolare verrà presentata la tecnica con cui sono stati costruiti il profilo di densità radiale e il profilo di brillanza superficiale osservati lungo l'intera estensione radiale dell'ammasso e il loro successivo *fitting* con un modello di King appropriato. Infine verrà illustrato il calcolo del valore del tempo di rilassamento centrale dell'ammasso.

4.1 Misura del centro di gravità dell'ammasso

Il primo passo necessario per la costruzione del profilo di densità e di brillanza superficiale dell'ammasso è la determinazione del suo centro. In letteratura sono state proposte varie definizioni (come ad esempio "centro di brillanza" o "centro di gravità") e metodologie per il calcolo di questa quantità. Per esempio nel caso dello studio dell'ammasso NGC1835 in Mackey et al., 2003, il centro è stato determinato attraverso l'individuazione del picco di brillanza superficiale, ottenendo il seguente risultato: $RA:05^{h}05^{m}06^{s}.7$; Dec: $-69^{\circ}24'15''$. La determinazione del centro attraverso questo metodo, tuttavia, può essere facilmente influenzata da *bias* osservativi, come ad esempio la presenza di stelle brillanti (anche di campo) che possono falsarne la posizione. Di fatto, quando si ha a disposizione un campione di stelle risolte con un livello di risoluzione spaziale come quello presentato in questa tesi, il metodo più solido è quello dell'individuazione del centro di gravità ottenuto dalla semplice media geometrica delle posizioni delle stelle risolte. Questo metodo, proposto nello studio dei primi campioni significativi di stelle risolte in ammassi stellari (vedi Montegriffo et al., 1995), è stato poi adottato in molti lavori (vedi ad esempio Miocchi et al., 2013b, Lanzoni et al., 2019). Questo approccio ha il notevole vantaggio di non essere biassato dalla luminosità delle singole stelle e, inoltre, permette di poter adottare una selezione in grado di escludere le stelle che, sulla base della loro posizione nel diagramma colore-magnitudine o attraverso misure di moto proprio, non sembrano

appartenere all'ammasso.

Il metodo consiste in una procedura iterativa che, partendo da un valore di prova del centro (di solito preso dalla letteratura o anche determinato visivamente in maniera approssimata) e da un raggio (ovvero una distanza dal centro) fissato, determina la media delle posizioni delle stelle all'interno di quest'ultimo. Questo procedimento produce una nuova stima del centro, da cui è possibile partire per una nuova iterazione. In genere, la convergenza avviene entro una decina di iterazioni e può essere fissata quando la differenza tra la posizione dei centri individuati da due iterazioni successive è minore di 0.01 arcsec. Naturalmente, questo approccio consente anche la selezione di campioni di stelle entro limiti di magnitudine. La scelta può essere dettata, ad esempio, dalla necessità di escludere stelle troppo deboli, che sono soggette a gravi livelli di incompletezza. È inoltre possibile adottare diversi valori del raggio entro cui effettuare le misure. Questo permette di stimare il livello di incertezza con cui viene determinato il centro di gravità.

E necessario scegliere in maniera opportuna i raggi e i limiti in magnitudine con cui lavorare. In particolare, il raggio deve essere più grande del raggio di core, che corrisponde all'incirca alla distanza in corrispondenza della quale il profilo di King comincia la sua discesa. Se infatti venisse utilizzato un valore più piccolo, si lavorerebbe in una zona in cui la densità stellare è pressocché uniforme e ciò renderebbe difficile la convergenza. Una stima, basata sul profilo di brillanza, del raggio di core di NGC1835 è nota da lavori di letteratura (Mackey et al., 2003) e corrisponde ad un valore di 4.76 arcsec. D'altra parte, la scelta di un valore del raggio troppo grande potrebbe favorire l'inclusione di un numero rilevante di stelle di campo, le quali potrebbero rendere instabile il risultato. E inoltre necessario scegliere dei tagli in magnitudine opportuni in grado di limitare l'effetto di incompletezza che si raggiunge ai valori di magnitudine deboli, soprattutto nelle regioni centrali. Anche in questo caso la scelta deve essere svolta seguendo un compromesso tra un taglio in magnitudine abbastanza basso da permettere di avere sufficiente statistica, ma non troppo da incorrere negli effetti di incompletezza, che andrebbero a creare una diminuzione di densità fittizia in corrispondenza delle regioni centrali. In questo caso sono stati scelti tre diversi tagli in magnitudine e tre diversi valori di raggio e la procedura iterativa è stata ripetuta per un totale di nove combinazioni.

Per scegliere l'opportuna combinazione di magnitudine e di raggio sono stati condotti diversi tentativi. Poiché il valore del centro di gravità è unico, le differenze che si riscontrano nei risultati ottenuti con le diverse combinazioni sono prevalentemente dovute a fluttuazioni statistiche, che dunque possono fornire una stima del livello di incertezza nella determinazione del centro. Sono quindi stati selezionati come valori finali i raggi e le magnitudini in grado di minimizzare queste differenze, ovvero rispettivamente 10, 15, 20 arcsec e $m_{F814W} < 21.5, 22, 22.5$. In Fig.4.1 sono rappresentati i nove valori di centro individuati, confrontabili l'uno con l'altro come desiderato, e in Tab.4.1 sono indicati i

valori di ascensione retta e di declinazione dei centri di gravità individuati per tutte le nove combinazioni di magnitudine e di raggio e il rispettivo numero di stelle con cui essi sono stati determinati.

m_{F814W}	R (arcsec)	N_{stars}	RA (arcsec)	Dec (arcsec)
21.5	10	2458	76.2778539	-69.4040858
21.5	15	3360	76.2779555	-69.4040896
21.5	20	3993	76.2779606	-69.4040896
22.0	10	3712	76.2777878	-69.4040944
22.0	20	6447	76.2779600	-69.4040852
22.5	10	5086	76.2779725	-69.4040911
22.5	15	7869	76.2779654	-69.4041094
22.5	20	9872	76.2779227	-69.4040940

Tabella 4.1: In tabella sono rappresentati rispettivamente i valori di magnitudine (prima colonna) e di raggio (seconda colonna) e il numero di stelle (terza colonna) con cui sono state calcolate le posizioni del centro (quarta e quinta colonna) in quella determinata iterazione. Il valore finale del centro è stato calcolato dalla media delle posizioni geometriche dei nove centri individuati.

Dalla media di questi nove valori è stato infine possibile ottenere la nuova posizione del centro di gravità di NGC1835: esso corrisponde ad un'ascensione retta di $05^h05^m6.71^s$ e una declinazione di $-69^{\circ}24'14.78''$. Il suo valore in arcosecondi e la sua incertezza sono riportati in Tab.4.2. Mettendo a confronto il risultato con il valore di letteratura, si trova che la distanza tra i due centri è di 0.23 arcsec.

Centro di NGC1835							
Ra ["]	Dec ["]	$rms_x['']$	rms_y ["]	$rms_{tot}['']$	Ra (hms)	Dec (gps)	
76.2779616	-69.4041042	0.21	0.13	0.25	$5\ 5\ 6.71$	$-69\ 24\ 14.78$	

Tabella 4.2: Tabella riassuntiva della posizione del centro di NGC1835 calcolato dalla media geometrica della posizione delle stelle. Nelle varie colonne vengono rappresentati rispettivamente l'ascensione retta e la declinazione del centro in arcsec, l'rms proiettato in x e in y e quello totale ed infine l'ascensione retta in ore, minuti e secondi e la declinazione in gradi, primi e secondi.



Figura 4.1: In figura sono rappresentati i nove valori del centro dell'ammasso NGC1835 calcolati con raggi di 10, 15, 20 arcsec e con tagli in magnitudine $m_{F814W} < 21.5, 22, 22.5$. I tre colori rappresentano le tre magnitudini, mentre i numeri (1, 2, 3) rappresentano le tre scelte di raggio in ordine crescente. La croce mostra invece la posizione del centro di letteratura.

4.2 Profilo di densità radiale

Con il termine *profilo di densità radiale* viene indicato l'andamento del numero di stelle per unità di area al variare della distanza dal centro dell'ammasso, calcolato nella sezione precedente. La costruzione del profilo di densità è un punto cruciale in questo processo, poiché è dal modello di King che meglio si adatta ad esso che vengono di fatto derivati i parametri strutturali dell'ammasso.

La determinazione del profilo di densità osservato è stata svolta attraverso l'utilizzo di una macro SMONGO. La procedura consiste nella divisione del campo di vista dell'osservazione in vari anelli radiali e nella stima, per ciascuno di essi, del numero di stelle contenute al suo interno e del valore della sua area.

Per poter svolgere questa operazione è necessario un file con la specifica della posizione del centro di gravità dell'ammasso, di un file con l'indicazione degli anelli radiali (o settori) con cui dividere il campo di vista e della scelta di un limite minimo e massimo in magnitudine. La procedura, infatti, viene svolta escludendo le stelle troppo brillanti o sature, di cui non si ha una fotometria precisa, e le stelle sotto il *turn-off*, in modo tale da lavorare solo con quelle che hanno circa lo stesso valore in massa. In questo lavoro, nello specifico, si è scelta una magnitudine massima di $m_{F300X} = 18$ e una minima di $m_{F300X} = 22.5$ (vedi Fig.4.2).



Figura 4.2: In figura viene mostrato il CMD dell'ammasso NGC1835 con la rappresentazione dei tagli in magnitudine adottati nella costruzione del profilo di densità radiale.

Anche la scelta delle dimensioni degli anelli da utilizzare è di fondamentale importanza, in quanto da essa deriva il grado di campionamento del profilo. È necessario mantenere un giusto compromesso tra un buon campionamento del profilo e una sufficiente statistica in ogni anello radiale, che dovrebbe contenere almeno 30 stelle. Tenendo conto di ciò, ad esempio, a distanze progressivamente maggiori dal centro dell'ammasso le dimensioni degli anelli devono essere scelte più grandi, poiché la densità di stelle diminuisce.

Nel file dei settori, in particolare, è necessario specificare il raggio interno ed esterno di ciascun anello, l'angolo di inizio e di fine del settore (necessario se, da un certo raggio in poi, la forma del campo di vista permette di campionare solo parzialmente l'anello), e infine il numero di settori in ogni anello. In particolare si è deciso di dividere ciascun anello in quattro settori, in modo da poter calcolare l'errore su ogni *bin* radiale come lo scarto quadratico medio tra i quattro valori di densità ottenuti.

In Fig.4.3 è mostrata una rappresentazione dei settori scelti (a sinistra) e dell'andamento del profilo di densità radiale ottenuto (a destra), che descrive il numero di stelle per unità di area in ciascun *bin* radiale in funzione della distanza dal centro di quello specifico *bin*. Il profilo segue l'andamento aspettato: la regione più interna è caratterizzata da un *plateau*, corrispondente alla densità centrale dell'ammasso, ed è seguita da un andamento progressivamente decrescente della densità stellare all'aumentare della distanza dal centro. Nelle regioni più esterne si osserva un nuovo *plateau*, questa volta caratterizzato dalla densità media delle stelle di campo della Grande Nube, che, a queste distanze dal centro, risulta maggiore di quella dell'ammasso.



Figura 4.3: A sinistra vengono rappresentati i settori scelti per la costruzione del profilo di densità osservato. A destra viene rappresentato l'andamento del profilo di densità osservato. Gli ultimi quattro punti costituiscono il *plateau* dovuto alle stelle di campo. Per costruire il profilo sono state usate stelle con una magnitudine nel filtro F300X tra 18 e 22.5.

Infine è consigliabile fare un ulteriore controllo riguardo la scelta della magnitudine limite $m_{F300X} = 22.5$, con lo scopo di evitare effetti di incompletezza dati dall'inclusione di stelle troppo deboli. Per effettuare questa verifica, la procedura di costruzione del profilo di densità è stata ripetuta scegliendo vari limiti in magnitudine più brillanti, ad esempio un valore minimo di $m_{F300X} = 22$. I risultati finali sono però tutti consistenti con la scelta di $m_{F300X} = 22.5$, che quindi è stata mantenuta.

Dall'andamento del profilo è inoltre possibile escludere la presenza di una cuspide centrale, che avrebbe permesso di classificare l'ammasso come *core collapse*. Ciò risulta in disaccordo con quanto sostenuto in lavori di letteratura precedenti (Mackey et al., 2003), che invece avevano identificato una possibile cuspide anche se classificata a bassa significatività statistica. Questa discrepanza è probabilmente da imputare alla differenza nel valore del centro di gravità e nella tipologia di profilo analizzata. Infatti in Mackey et al., 2003 il risultato è ottenuto dall'analisi dell'andamento del profilo di brillanza superficiale, facilmente affetto da *bias* se sono presenti alcune stelle brillanti nel campo di vista. Si è tentato di investigare ancora più a fondo la possibile presenza di una cuspide centrale. Per fare ciò, la dimensione dei *bin* centrali è stata forzata fino a valori molto piccoli, anche a discapito della richiesta di avere sufficiente statistica, per cercare di campionare meglio l'andamento della curva nelle regioni centrali dell'ammasso. Anche in questo caso, però, il risultato ottenuto è il medesimo entro le incertezze e la cuspide non risulta presente.

4.2.1 Fit del profilo di King

Come indicato nella sezione precedente, l'andamento del profilo di densità osservato (Fig. 4.3) è composto da una regione iniziale piatta di densità costante e da una successiva discesa, che mostra la diminuzione progressiva della densità allontanandosi dal centro del sistema. Nelle regioni più esterne, il valore della densità delle stelle rimane costante. Questo accade poiché il profilo comincia ad essere dominato dalle stelle di campo della LMC. Queste ultime in realtà influiscono su tutta la curva, anche se nelle regioni centrali, dove la densità dell'ammasso è molto elevata, incidono in maniera limitata. Per avere una rappresentazione esatta del profilo di densità dell'ammasso è quindi necessario andare a sottrarre il loro contributo in ogni *bin* radiale. Per fare ciò viene eseguito un processo di decontaminazione, il quale ha bisogno dell'informazione della densità dei quattro punti finali della curva del profilo di densità, che ne rappresentano il *plateau*. La quantità così determinata viene successivamente sottratta da ogni *bin* radiale, ottenendo in questo modo il profilo radiale osservato e decontaminato (Fig. 4.4), che rappresenta il punto di partenza per svolgere la procedura di *fit* del modello di King (Sez. 1.2.1).

La procedura di *fit* del profilo di densità con un modello appropriato di King avviene confrontando il profilo decontaminato con una libreria di modelli di King caratterizzati da diversi valori del parametro W_0 , che implica anche un diverso valore del parametro di concentrazione c. Il valore della densità centrale è fissato invece direttamente dalla normalizzazione del profilo osservato (nel caso di NGC1835 ha un valore di 1.15 arcsec⁻²). Il programma procede con il confronto del profilo di densità con tutti i modelli della libreria oppure, per rendere il processo più veloce, solo con un numero limitato di modelli indicati, fino a trovare quello che fornisce il χ^2 minimo (χ^2_{best}) tra osservazioni e modello.

Una volta individuato il modello di *best-fit*, da esso è possibile determinare i parametri strutturali che descrivono l'ammasso. I principali sono: il parametro adimensionale W_0 , che definisce in maniera univoca il modello ed è collegato analiticamente al parametro di concentrazione c; il *core radius* r_c , che rappresenta il raggio che include metà della densità superficiale centrale del sistema; l' *half mass radius* r_h , che definisce il raggio contenente metà della massa del sistema; il *tidal radius*, che definisce la distanza alla



Figura 4.4: In figura viene rappresentato il profilo di densità osservato in seguito alla decontaminazione (punti neri). I punti bianchi indicano il suo andamento prima del processo di decontaminazione.

Parametri strutturali NGC1835							
с	W_0	r_c ["]	r_h ["]	r_t ["]	r_{eff} ["]		
$1.44^{+0.09}_{-0.07}$	$6.70^{+0.30}_{-0.25}$	$3.60{\pm}0.1$	$13.00^{+1.4}_{-0.8}$	$105.2^{+18.7}_{-12.3}$	$9.7^{+1}_{-0.6}$		

Tabella 4.3: Tabella riassuntiva dei valori dei parametri strutturali di NGC1835 derivati in questo lavoro di tesi dal *fit* del profilo di densità con un modello di King opportuno.

quale il campo gravitazionale della galassia diventa più importante di quello dell'ammasso; infine l'*effective radius*, che corrisponde al raggio che in proiezione contiene metà delle stelle totali.

I valori dei parametri derivati sono riassunti in Tab.4.3 e il *fit* finale ottenuto è mostrato in Fig.4.5.

Ad ogni parametro strutturale è inoltre associato un intervallo di incertezza. Tenendo a mente che il programma restituisce un differente χ^2_{min} per ogni modello di King preso in esame durante la ricerca del modello di *best-fit* (χ^2_{best}), è stato selezionato l'insieme di quelli caratterizzati da un $\chi^2_{min} \leq \chi^2_{best} \pm 1$ (Lanzoni et al., 2019 e Miocchi et al., 2013a) e ognuno di essi ha fornito un valore diverso dei parametri strutturali dell'ammasso. In questo modo, per ognuno dei parametri strutturali si ha a disposizione un insieme di nuovi valori, da cui è possibile individuarne il minimo e massimo per definire l'intervallo


Figura 4.5: In figura è rappresentato il profilo di densità osservato (punti neri) e il corrispondente modello di King di *best-fit* (linea rossa). I pallini vuoti indicano l'andamento del profilo osservato prima della decontaminazione. Sono anche indicati i parametri strutturali dell'ammasso derivati dal *fit*. Nel pannello in basso sono mostrati i residui tra il modello e le osservazioni.

di incertezza.

4.3 Profilo di brillanza superficiale

In questo lavoro si è scelto di costruire ed analizzare anche il profilo di brillanza superficiale, in modo da avere un'ulteriore conferma del valore dei parametri strutturali trovati e dell'assenza di una cuspide centrale.

A differenza del profilo di densità, realizzato a partire dal conteggio del numero di stelle

identificate nel catalogo fotometrico, il profilo di brillanza superficiale si ottiene direttamente dall'analisi delle immagini. Utilizzando il comando IRAF listpixel è possibile produrre una lista dei pixel che compongono una data immagine, con l'informazione delle loro coordinate RA e Dec e del numero di conteggi presenti in ciascuno di essi. L'analisi è stata svolta sulle immagini ottenute nei tre filtri, già corrette per le distorsioni geometriche, normalizzate per il tempo di esposizione e *sky subtracted* (formato drc). Una volta che l'immagine è stata convertita in un *file-lista*, la procedura da eseguire è molto simile a quella già descritta per la realizzazione del profilo di densità. Quindi, analogamente a quanto svolto durante la sua costruzione, occorre stabilire la posizione

del centro di gravità, le dimensioni dei *bin* radiali e i settori in cui ciascun *bin* è diviso. Anche in questo caso ogni anello è stato diviso in quattro settori, in modo da poter calcolare l'errore di ciascun *bin* radiale come lo scarto quadratico medio dei quattro valori di brillanza ottenuti.

Si è inoltre deciso di includere nella procedura solo i pixel con un certo valore di conteggi minimo ($val_{min} = 0.01$), per escludere pixel con valori negativi o nulli, e massimo ($val_{max} = 100$), in modo tale da escludere nel processo quelli in corrispondenza di stelle sature.

L'informazione sulla magnitudine m relativa ad ogni anello viene ottenuta secondo la relazione:

$$m = -2.5 \log\left(\frac{mean}{area}\right),\tag{4.1}$$

dove *mean* e *area* indicano rispettivamente la media di conteggi e l'area relativi a ciascun anello.

Calcolando questa quantità è stato possibile ottenere il profilo di brillanza superficiale osservato, mostrato in Fig. 4.6, in cui viene rappresentato l'andamento della magnitudine in ogni anello radiale normalizzata per l'area dell'anello stesso al variare della distanza dal centro dell'ammasso. Questo procedimento è stato svolto per ciascuno dei tre filtri, ma solo il filtro F814W è stato in grado di fornire un buon campionamento della curva anche nelle regioni più centrali, grazie alla sua elevata efficienza rispetto agli altri filtri.

I passaggi successivi sono i medesimi già descritti nella sezione precedente. Tramite i tre punti finali della curva, che rappresentano il *plateau* relativo al contributo delle stelle di campo della LMC, è stato possibile determinare il valore da sottrarre ai vari *bin* radiali per effettuare la procedura di decontaminazione dal *background*.

La curva così ottenuta è stata poi confrontata con la famiglia dei modelli di King, al fine di determinare quello in grado di restituire il χ^2 minimo (χ^2_{best}) tra l'osservazione e il modello. Il *fit* della curva con il modello di *best-fit* è presentato in Fig.4.7 e i parametri strutturali dell'ammasso da esso derivati sono riassunti in Tab.4.4. I parametri determinati sono gli stessi già descritti in Sez.4.2.1, ovvero il parametro di concentrazione c, il parametro W_0 , il raggio di core r_c e il raggio effettivo r_{eff} . Ritroviamo, inoltre, anche il parametro r_h , che in questo contesto indica il raggio contenente metà della luce totale dell'ammasso, e



Figura 4.6: In figura è rappresentato l'andamento del profilo di brillanza superficiale osservato costruito nel filtro F814W.

Parametri strutturali NGC1835						
с	W_0	r_c ["]	r_h ["]	r_t ["]	r_{eff} ["]	
1.60 ± 0.03	7.25 ± 0.10	$3.20{\pm}0.1$	$14.80^{+0.3}_{-0.4}$	$133.90^{+4.9}_{-4.8}$	$11_{-0.3}^{+0.2}$	

Tabella 4.4: Tabella riassuntiva dei valori dei parametri strutturali di NGC1835 derivati in questo lavoro di tesi dal *fit* del profilo di brillanza con un modello di King appropriato.

non più metà della massa.

I valori trovati tramite il profilo di brillanza superficiale sono in perfetto accordo con quelli già derivati tramite il profilo di densità. Il suo andamento, inoltre, è un'ulteriore conferma dell'assenza di una cuspide centrale.

4.4 Calcolo del tempo di rilassamento centrale

Il tempo di rilassamento a due corpi di un sistema stellare (Sez.1.2) è definito come il tempo dopo il quale le stelle del sistema perdono memoria delle loro condizioni iniziali in seguito ad interazioni gravitazionali con altre sorgenti stellari presenti. Poiché il tempo di rilassamento dipende dalla densità del sistema, e quindi dalla distanza dal centro dell'ammasso, se ne possono indicare più definizioni.

Nelle regioni centrali dell'ammasso è possibile identificare il cosiddetto tempo di rilassa-



Figura 4.7: In figura è rappresentato il profilo di brillanza superficiale osservato e decontaminato (punti neri) e il corrispondente modello di King di *best-fit* (linea rossa). I pallini vuoti indicano l'andamento del profilo osservato prima della decontaminazione. Sono inoltre indicati i parametri strutturali dell'ammasso derivati dal *fit*. Nel pannello in basso sono mostrati i residui tra il modello e le osservazioni.

mento centrale, che può essere espresso nella forma (Djorgovski, 1993):

$$t_{rc} = 1.491 \times 10^7 \times \frac{k}{\ln(0.4M_{cl}/\langle m_* \rangle)} \langle m_* \rangle^{-1} \rho_{M,0}^{1/2} r_c^3, \qquad (4.2)$$

dove $k \simeq 0.5592$ è una costante numerica, M_{cl} è la massa dell'ammasso espressa in M_{\odot} , m_* è la massa media adottata per le stelle (in questo caso scelta di $0.3M_{\odot}$, poiché questo è il valore di massa medio aspettato in ammassi globulari vecchi), $\rho_{M,0}$ è la densità di massa centrale espressa in M_{\odot}/pc^3 e r_c è il raggio di core espresso in parsec. In

Parametri strutturali NGC1835 usati nel calcolo di t_{rc}						
с	r_c ["]	$(m-M)_0$	$\mu_{555}(0) \ [mag/arcsec^2]$	$log\rho [M_{\odot}pc^{-3}]$	$log M_{tot} \ [M_{\odot}]$	ML
$1.44^{+0.09}_{-0.07}$	$3.60{\pm}0.1$	18.50	16.37 ± 0.08	4.32 ± 0.07	5.83 ± 0.13	3.56

Tabella 4.5: Tabella riassuntiva dei valori dei parametri utili per il calcolo del tempo di rilassamento centrale di NGC1835. In ogni colonna troviamo rispettivamente il parametro di concentrazione, il raggio di core, il modulo di distanza, la magnitudine centrale nel filtro F555W, il logaritmo della densità centrale, il logaritmo della massa totale e il rapporto massa-luminosità.

particolare, il rapporto tra la massa totale M_{cl} e la massa media delle stelle $\langle m_* \rangle$, indicato nella formula, rappresenta un' approssimazione del numero di stelle totali nel sistema.

Per il calcolo del tempo di rilassamento centrale di NGC1835 è necessario conoscere il valore di diversi parametri: il parametro di concentrazione c e il raggio di core, noti dal *fit* del profilo di densità con un opportuno modello di King (Sez.4.2.1); il modulo di distanza intrinseco del sistema, assunto in questo caso pari a quello delle Nubi di Magellano; il valore centrale della magnitudine nel filtro F555W; infine il valore della densità centrale espressa in $M_{\odot}pc^{-3}$, della massa totale espressa in $[M_{\odot}]$ e il valore del rapporto massa-luminosità. Gli ultimi quattro valori vengono riportati in Mackey et al., 2003 e tutti i parametri utilizzati sono presentati in Tab.4.5.

Per poter calcolare il tempo di rilassamento dalla formula (4.2) è inoltre necessario conoscere la densità di massa centrale. Per determinarla è stata inizialmente calcolata la densità di luminosità centrale ν_0 secondo la relazione (Djorgovski, 1993)

$$\nu_0 = \Sigma_0 / (r_c p), \tag{4.3}$$

dove r_c indica il raggio di core in parsec, mentre Σ_0 indica la brillanza superficiale centrale espressa in $L_{V\odot}/pc^2$ e può essere calcolata , conoscendo la magnitudine centrale nel filtro F555W $\mu_{555}(0)$ (Tab.4.5), tramite la seguente espressione:

$$\log \Sigma_0 = 0.4 [26.362 - \mu_{555}(0)], \tag{4.4}$$

Infine, p indica una funzione dipendente dal parametro di concentrazione c dell'ammasso secondo la relazione:

$$\log p = -0.603 \times 10^{-c} + 0.302, \tag{4.5}$$

la quale, per i modelli di King, permette di ottenere il valore di p con un'accuratezza migliore del 5%.

La trasformazione della densità centrale di luminosità in quella di massa viene poi effettuata tramite l'assunzione di un rapporto massa-luminosità, assunto in questo lavoro del valore 2

$$\rho_{M,0} = \nu_0 \times \frac{M}{L}.\tag{4.6}$$

E stato infine necessario un ultimo accorgimento per svolgere il calcolo della massa totale dell'ammasso. Infatti la stima fornita da Mackey ($log M_{tot} = 5.83$) è calcolata assumendo il rapporto massa-luminosità ML presentato in Tab.4.5, del valore di 3.56. La massa M_{cl} dell'ammasso, utilizzata nell'equazione 4.2, è stata quindi ricalcolata secondo la relazione

$$M_{cl} = \frac{M_{tot}}{ML} \times \frac{M}{L},\tag{4.7}$$

in modo che essa sia riferita al rapporto massa-luminosità M/L = 2 assunto in questo lavoro.

Il tempo di rilassamento centrale dell'ammasso, stimato secondo il procedimento appena descritto, risulta del valore di $t_{rc} \sim 0.15$ Gyr (log $t_{rc} = 8.189$) e, a partire da questo risultato, è possibile derivare molte considerazioni sull'evoluzione dinamica del sistema. Dal rapporto fra l'età dell'ammasso e il tempo di rilassamento centrale, ad esempio, è possibile ricavare il numero di tempi di rilassamento che ha subito il nucleo dell'ammasso nel corso della sua esistenza (N_{relax}). Quest'ultima quantità, ovviamente, è aspettata tanto più elevata quanto più l'ammasso è dinamicamente evoluto. In questo caso, considerando un'età di 12.5 Gyr (Sez 3.4), si ottiene un valore di $N_{relax} \sim 81$ (log $N_{relax} = 1.9$).

Capitolo 5

Analisi del campione di Blue Straggler Stars

Nella Grande Nube di Magellano, come già indicato in Sez. 1.4.1, è noto un problema riguardante la particolare distribuzione osservata tra il raggio di core degli ammassi globulari rispetto alla loro età cronologica, il cosiddetto *size-age conundrum*. In particolare, gli ammassi più giovani sono tutti sistemi molto compatti, con un raggio di core piccolo $(r_c < 2.5 \text{pc})$, mentre gli ammassi più vecchi sono caratterizzati da un intervallo molto ampio del valore del raggio di core (da una frazione di pc fino a 10 pc). Secondo un nuovo scenario, presentato in Ferraro et al., 2019, la varietà di valori osservati del raggio di core negli ammassi vecchi nella LMC è causata da una diversa età dinamica degli ammassi e non dall'azione di *heating* da parte di buchi neri interagenti in sistemi binari, come prevedevano ipotesi precedenti (Mackey et al., 2008).

Lo studio dell'ammasso globulare NGC1835 rientra all'interno del contesto del sizeage conundrum. Infatti i suoi dati, insieme a quelli di altri due ammassi globulari nella Grande Nube di Magellano (NGC1754, NGC1916), sono stati richiesti nel tentativo di confermare ulteriormente questo nuovo scenario proposto. I tre ammassi globulari sono stati scelti in quanto tra i più vecchi e compatti ($r_c < 0.9$ pc) nella Grande Nube di Magellano. I tre sistemi, inoltre, sono tra di loro coevi e la loro età risulta confrontabile con quella di altri cinque ammassi globulari della LMC, già presentati in precedenza (Sez.[1.4.1]).

Lo scopo di questo lavoro è quello di determinare l'età dinamica dell'ammasso NGC1835 e di confrontare il suo valore con quello già noto per gli altri cinque ammassi, con lo scopo di confermare ulteriormente questa nuova ipotesi.

Poiché le BSSs sono stelle più massive $(M \sim 1.2 - 1.7M_{\odot})$ rispetto a quelle normali di ammasso $(M \sim 0.4M_{\odot})$, esse risentono particolarmente dei processi dinamici che avvengono all'interno del sistema e possono essere utilizzate come indicatori del suo stadio evolutivo (Sez. 1.5.4). In questo capitolo verrà illustrato lo studio del campione di Blue Straggler Stars di NGC1835. In particolare sarà descritta la loro selezione e il successivo processo di decontaminazione statistica, necessario per stimare il numero di stelle di campo presenti nella regione delle BSSs. In seguito il campione selezionato verrà utilizzato nella determinazione del parametro A^+ , indicatore dell'età dinamica dell'ammasso.

Infine i risultati ottenuti per NGC1835 verranno confrontati con lavori precedenti riguardanti cinque ammassi globulari della Grande Nube di Magellano e 48 ammassi globulari galattici, con caratteristiche ed età simili al target di questo lavoro, con lo scopo di confermare il nuovo scenario proposto per il *size-age conundrum*.

5.1 Selezione del campione di Blue Straggler Stars

Lo studio della popolazione di Blue Straggler Stars (Sez.1.5) in un ammasso globulare ha inizio dalla sua selezione. Questa famiglia di stelle è attesa nella parte più brillante e più blu sopra il *turn-off* della sequenza principale, in una regione del diagramma colore-magnitudine che, secondo la teoria dell'evoluzione stellare, non dovrebbe essere popolata.

La ricerca delle BSSs è stata realizzata utilizzando la cosiddetta UV route (Ferraro et al., 1997), Raso et al., 2017), Cadelano et al., 2019), come anticipato anche nella Sez.2.3.2. Questo approccio sfrutta la natura di stelle calde delle BSSs, che vengono dunque identificate più facilmente tramite filtri blu o UV. Inizialmente esse vengono quindi selezionate nelle immagini prodotte tramite questi filtri (in questo caso il filtro F300X), ma in un secondo momento il *fit* di queste sorgenti viene forzato anche nelle immagini ottenute tramite quelli ottici e infrarossi. In questo modo non solo è possibile recuperare la maggior parte delle BSSs in tutte le immagini, ma viene anche mitigata l'influenza di giganti rosse, di stelle di MS-TO e, in linea generale, di tutte quelle sorgenti che diventano progressivamente più brillanti a lunghezze d'onda maggiori.

Per una buona selezione delle BSSs è importante inoltre scegliere il CMD opportuno. Anche in questo caso, essendo stelle calde, la scelta è ricaduta su un diagramma colore-magnitudine costruito tramite il filtro m_{F300X} , nel quale la sequenza di BSSs risulta molto estesa e ben visibile lungo il prolungamento della sequenza principale.

In particolare, considerando il diagramma colore-magnitudine $(m_{F300X} - m_{F814W}, m_{F300X})$, la *box* di selezione per le BSSs è stata scelta in modo tale da includere le stelle che soddisfacessero la richiesta di essere più brillanti e più blu del MS-TO. Come è possibile vedere in Fig.5.1, nel pannello di sinistra, sono state considerate le stelle in un intervallo di magnitudine $20.5 < m_{F300X} < 22$ e di colore $0.2 < (m_{F300X} - m_{F814W}) < 2$, cercando di evitare quelle appartenenti al braccio orizzontale e di non includere i *blend* fotometrici che caratterizzano la regione immediatamente al di sopra del TO. Le BSSs così selezionate, entro un raggio di metà massa $r_h = 13''$, risultano circa 103 in totale.

E importante tenere a mente, durante tutta l'analisi del campione di BSSs, che il processo di selezione e il successivo calcolo del parametro A^+ sono stati svolti entro un *half-mass radius* $r_h = 13''$, già determinato dal *fit* del profilo di densità (Sez.4.2). Ciò ha permesso di confrontare i risultati ottenuti con i dati dei cinque ammassi globulari della LMC già studiati e con quelli di vari ammassi globulari galattici noti dalla letteratura, come verrà descritto successivamente.



Figura 5.1: Nel pannello di sinistra viene rappresentata, in blu, la selezione delle BSSs nel CMD $(m_{F300X} - m_{F814W}, m_{F300X})$ di NGC1835 costruito tramite il catalogo WFC3. Nel pannello di destra viene rappresentata, in rosso, la selezione delle stelle di riferimento di RGB nel CMD ottico $(m_{F606W} - m_{F814W}, m_{F814W})$ di NGC1835 ottenuto tramite il catalogo WFC3.

Lo studio dell'età dinamica dell'ammasso tramite il parametro A^+ prevede il confronto della distribuzione radiale cumulativa delle BSSs con quella di una popolazione di riferimento di stelle normali di ammasso, con lo scopo di determinare quanto i processi dinamici abbiano agito sulla popolazione di BSSs e quanto esse siano concentrate nelle regioni centrali rispetto ad una popolazione normale (Sez.1.5.4). In questo caso si è scelto di utilizzare come riferimento la sequenza di stelle appartenenti al ramo delle giganti, in modo da limitare i possibili effetti dovuti all'incompletezza.

Anche per questa popolazione è stata costruita un'opportuna *box* di selezione (vedi Fig.5.1, pannello di destra) che contenesse stelle nel ramo delle giganti a partire da una magnitudine poco superiore rispetto al ramo delle subgiganti, per evitare problemi di incompletezza, ma fermandosi prima della magnitudine del TIP dell'RGB, per escludere stelle sature. In particolare si è scelto di considerare le stelle di RGB nel CMD ottico $(m_{F606W} - m_{F814W}, m_{F814W})$ di NGC1835 in un intervallo di magnitudine 18.5 $< m_{F814W} < 20.5$ e di colore $0.6 < m_{F606W} - m_{F814W} < 0.9$. Nella *box* di selezione così definita sono contenute 596 stelle totali, anche in questo caso entro il raggio di metà massa del sistema.

5.2 Influenza delle stelle di campo

Come si evince dai CMD finali presentati nel capitolo 2 il diagramma colore-magnitudine dell'ammasso NGC1835 risulta fortemente contaminato dalla presenza di stelle di campo appartenenti alla Nube di Magellano. In questa sezione verrà dunque descritta la procedura adottata per calcolare la densità di stelle di campo per arcsec² che contamina la porzione occupata dalle BSSs nella regione di ammasso considerata ($r < r_h = 13$ arcsec). A questo scopo, le osservazioni *parallel* simultaneamente assicurate con la camera ACS sono fondamentali, poiché campionano proprio una regione adiacente all'ammasso (a circa 5' da NGC1835), ma popolata esclusivamente da stelle del campo della Nube. Queste osservazioni sono state eseguite nei soli filtri visibili (F606W e F814W) e dunque, come primo passo, è necessario "trasformare" la *box* di selezione delle BSSs, già definita nel piano ultravioletto, nel CMD ottico. Essa è mostrata nel pannello in alto a sinistra in Fig.5.2 e include le candidate BSSs in un intervallo di magnitudine 19.5 < $m_{F814W} < 21$ e di colore $0 < m_{F606W} - m_{F814W} < 0.5$.

Per svolgere il processo di decontaminazione, la stessa *box* di selezione è stata poi utilizzata anche nel diagramma colore-magnitudine ottico del campione di stelle di campo (Fig.5.2 in alto a destra), individuando 2291 sorgenti in totale. In questo modo la densità di contaminanti può essere derivata semplicemente dividendo il numero di stelle di campo nelle osservazioni di ACS all'interno della *box* di selezione (2291) per l'area del campo di vista di questa camera, pari a 40.804 arcsec².

La popolazione di stelle di campo della LMC che contamina le BSSs selezionate risulta di 0.056 stelle per arcsec².

È stato necessario calcolare il numero di contaminanti per arcsec² anche per la popolazione di stelle di RGB. Anche in questo caso la *box* ottica di selezione già individuata (Sez. 5.1) è stata collocata nel CMD ottico $(m_{F606W} - m_{F814W}, m_{F814W})$ del catalogo ACS (vedi Fig.5.2 in basso), individuando un numero di stelle di RGB del campo pari a 375. In questo caso il risultato ottenuto è molto minore di quello precedente ed è pari a 0.009 contaminanti per arcsec².



Figura 5.2: Nei tre pannelli sono mostrate le *box* di selezione che hanno permesso di stimare il numero di contaminanti per arcsec² nella regione delle BSSs e in quella delle stelle di RGB. Nel pannello in alto a sinistra è rappresentata in blu la selezione delle BSSs nel CMD ottico $(m_{F606W} - m_{F814W}, m_{F814W})$ di NGC1835 costruito con il catalogo WFC3. Nel pannello in alto a destra è rappresentata in rosso la stessa *box* di selezione ottica nel CMD ottico $(m_{F606W} - m_{F814W}, m_{F814W})$ costruito tramite il catalogo ACS. Nel pannello in basso è rappresentata in rosso la *box* di selezione già ottenuta per le stelle di RGB di NGC1835 utilizzata in questo caso nel CMD ottico $(m_{F606W} - m_{F814W}, m_{F814W})$ costruito tramite il catalogo ACS.

5.3 Calcolo del parametro A^+ per NGC1835

Come già indicato più volte, le BSSs sono ottimi indicatori dello stadio dinamico di un ammasso globulare. In particolare è possibile avere informazioni sull'età dinamica di un ammasso globulare utilizzando il cosiddetto parametro A^+ (Sez.1.5.4). Esso è definito come l'area compresa tra la distribuzione radiale cumulativa delle BSSs e quella di una popolazione normale di ammasso misurate entro una certa distanza dal centro ed è espresso matematicamente come:

$$A^{+}(x) = \int_{xmin}^{x} \phi_{BSS}(x') - \phi_{ref}(x') \, dx', \qquad (5.1)$$

dove ϕ_{BSS} indica la distribuzione radiale cumulativa delle BSSs e ϕ_{ref} quella di una popolazione di riferimento di stelle normali di ammasso, x è definito come il logaritmo della distanza dal centro dell'ammasso normalizzata al raggio di metà massa ($x = \log(r/r_h)$) e x_{min} è il minimo valore campionato. Poiché le BSSs migrano al centro più rapidamente delle popolazioni normali meno massive, ci si aspetta che il valore di A^+ aumenti sistematicamente all'aumentare dell'età dinamica dell'ammasso (Lanzoni et al., 2016a, Ferraro et al., 2018).

In questo lavoro è stato svolto il calcolo del parametro A^+ per l'ammasso globulare NGC1835, con il fine di determinare informazioni sulla sua età dinamica. Come già discusso in Sez.5.1, come popolazione di riferimento è stata scelta la sequenza delle giganti rosse, mentre le distribuzioni radiali cumulative sono state misurate fino ad un raggio di metà massa $r_h = 13''$ (Alessandrini et al., 2016, Ferraro et al., 2012).

Per ottenere un valore affidabile di A^+ è stato necessario effettuare un processo di decontaminazione statistica, in modo da ovviare all'influenza delle stelle di campo all'interno del campione di BSSs e di stelle di RGB. Le stime ottenute nel paragrafo precedente suggeriscono che, nella regione di ammasso considerata $(r < r_h = 13'')$, siano presenti circa 30 stelle della LMC contaminanti la regione delle BSSs e 4 stelle contaminanti l'RGB. A questo punto è necessario decidere come sottrarre questo numero al campione osservato. La pura estrazione random di 30 stelle dal campione delle 103 BSSs selezionate introduce senz'altro un bias, in quanto le BSSs non sono distribuite in maniera uniforme all'interno della regione definita dal raggio r_h . Infatti, come mostrato in Fig. 5.3, la distribuzione spaziale delle BSSs selezionate è fortemente concentrata nelle regioni centrali dell'ammasso. Per evitare che, durante le estrazioni random delle stelle, esse fossero prelevate prevalentemente dalla zona centrale, il campo di vista entro r_h è stato diviso in tre diversi anelli radiali di stesso spessore, di circa 4.3". È stato quindi calcolato il numero di stelle di campo aspettate all'interno di ciascuno dei tre anelli, moltiplicando la densità di contaminanti $0.056 \operatorname{arcsec}^{-2}$ (nota dalla Sez.5.2) per l'area di ciascun settore radiale. Lo stesso procedimento è stata poi svolto per la popolazione di riferimento, caratterizzata da una densità di contaminanti di $0.009 \operatorname{arcsec}^{-2}$. I risultati ottenuti da questo calcolo sono riportati in Tab.5.1 per le BSSs e in Tab.5.2 per le stelle di RGB.

Una volta ottenuta l'informazione di quante stelle di campo sono aspettate in ciascun



Figura 5.3: In figura è rappresentata la distribuzione delle BSSs di NGC1835 all'interno di un raggio di metà massa di 13". La maggior parte di esse è concentrata nelle regioni centrali. È anche rappresentata la divisione in tre settori radiali effettuata per svolgere la decontaminazione statistica.

anello radiale, sono state effettuate 300 estrazioni random di queste stelle da ciascun anello ed è stato calcolato, ad ogni iterazione, un nuovo valore del parametro A^+ . Il valore finale di A^+ è stato determinato dalla media dei vari risultati ottenuti e risulta di 0.28 ± 0.04 (vedi Fig.5.4).

In Fig.5.5 è mostrato l'istogramma dei valori di A^+ ottenuti dalle diverse iterazioni. La distribuzione è caratterizzata da una media di 0.28 e una deviazione di 0.004.

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

$$\sigma_{A^+} = \sqrt{N-1} \,\sigma_{distr},\tag{5.2}$$

Field contamination per le BSS						
$N_{BSS} \ r < r_h$	N_f primo bin	N_f secondo bin	N_f terzo bin	N_f tot		
103	3	8	19	30		

Tabella 5.1: Tabella riassuntiva del numero di stelle di campo N_f aspettate nella regione delle BSSs entro un raggio di metà massa di 13". Nella prima colonna viene indicato il numero di BSSs identificate nel campo di vista entro 13"; nelle altre colonne vengono indicati rispettivamente il numero di stelle di campo N_f in ciascun anello radiale in cui si è diviso il campo di vista e il numero totale di stelle di campo.

Field contamination per l' RGB						
$N_{RGB} \ r < r_h$	N_f primo bin	N_f secondo bin	N_f terzo bin	N_f tot		
596	0	1	3	4		

Tabella 5.2: Tabella riassuntiva del numero di stelle di campo N_f aspettate nella regione di RGB entro un raggio di metà massa di 13". Nella prima colonna viene indicato il numero di stelle di RGB identificate nel campo di vista entro 13"; nelle altre colonne vengono indicati rispettivamente il numero di stelle di campo N_f in ciascun anello radiale in cui si è diviso il campo di vista e il numero totale di stelle di campo.

dove σ_{distr} è la deviazione standard della distribuzione degli A^+ (Fig.5.6) ottenuta ripetendo N volte il procedimento. Nel caso di questo lavoro, l'errore su A^+ è risultato pari a 0.04.

5.4 Risultati finali

A questo punto, grazie alla nuova determinazione dei parametri strutturali (Sez.4.2.1), del tempo di rilassamento centrale (Sez.4.4) e del parametro A^+ , è possibile confrontare i risultati ottenuti per NGC1835 con quelli di altri ammassi, sia nelle Nubi di Magellano che nella Via Lattea.

In particolare, in Ferraro et al., 2019 è stato svolto lo stesso processo di calcolo del parametro A^+ per lo studio dell'evoluzione dinamica di cinque ammassi globulari della Grande Nube di Magellano (NGC 1466, NGC 1841, NGC 2210, NGC 2257 e Hodge 11), vecchi (~ 13 Gyr), massivi (log $M/M_{\odot} \sim 5.2 \pm 0.2$) e metal-poor ([Fe/H]~ -1.9 ± 0.2) (McLaughlin et al., 2005). Essi sono dunque coevi e con metallicità paragonabili a quella di NGC1835, ma hanno caratteristiche strutturali diverse.

Anche per questi cinque ammassi sono state stimate le età dinamiche e le caratteri-



Figura 5.4: In figura viene rappresentata la distribuzione radiale cumulativa delle BSSs (curva blu) e della popolazione di riferimento (curva rossa) di NGC1835. Sono state considerate solo le stelle entro un raggio di metà massa $r_{hm} = 13''$. La regione in nero indica il valore di A^+ .

stiche strutturali (Lanzoni et al., 2019), seguendo lo stesso procedimento svolto per l'ammasso NGC1835. Per ciascuno di questi ammassi, l'età dinamica è stata misurata utilizzando il parametro A^+ , calcolato entro il raggio di metà massa in accordo con la procedura descritta in Lanzoni et al., 2016b e Ferraro et al., 2018. Ferraro et al., 2019 ha mostrato che NGC 1841 e Hodge 11 hanno un valore basso di $A^+ = 0.02 - 0.04$, ad indicare uno stato evolutivo non troppo avanzato dei due sistemi. NGC 2257, NGC 1466 e NGC 2210 hanno invece valori progressivamente crescenti (rispettivamente di 0.11, 0.15, 0.24), ad indicare uno stadio evolutivo più avanzato. In questo studio, il massimo valore di A^+ misurato negli ammassi della LMC è dunque quello di

NGC 2210, pari a 0.24.

Come discusso in Sez.4.4, la determinazione dei nuovi parametri strutturali di NGC1835 ha consentito anche una stima del suo tempo di rilassamento centrale ($t_{rc} = 0.15$ Gyr). Combinando questo valore con la nuova determinazione dell'età cronologica, pari a circa



Figura 5.5: In figura è rappresentata la distribuzione dei valori di A^+ ottenuti dalle 300 iterazioni fatte durante il processo di decontaminazione. Il valore finale di A^+ deriva dalla loro media.

12.5 Gyr (vedi Sez. 3.4), si ottiene che le regioni centrali di NGC1835 hanno subito, dall'epoca della formazione dell'ammasso, un numero di rilassamenti pari a $N_{rel} \sim 81$ (log $N_{rel} = 1.9$). Inoltre, il valore ottenuto per il raggio di core ($r_c=3.6$ ") corrisponde, considerando la distanza della LMC, a circa 0.9 parsec, indicando che NGC1835 è caratterizzato dal raggio di core più compatto tra gli ammassi nella LMC analizzati in Ferraro et al., 2019 e Lanzoni et al., 2019. L'insieme di queste informazioni è visualizzato in Fig.5.7, dove i risultati ottenuti per NGC1835 vengono messi a confronto con il campione dei 5 ammassi analizzati in Ferraro et al., 2019 e con quello dei 48 ammassi analizzati in Ferraro et al., 2018. Nel pannello a sinistra viene rappresentato l'andamento del numero di rilassamenti in funzione del valore del parametro A^+ per NGC1835 (quadrato rosso), per i cinque ammassi della LMC (quadrati neri) e per i dati di 48 ammassi galattici già studiati (punti grigi); a destra viene rappresentato l'andamento del raggio di core in funzione dell' A^+ per gli stessi sistemi.



Figura 5.6: In figura è rappresentata la distribuzione dei valori di A^+ ottenuti durante la tecnica del *jackknife bootstrapping*.

Come già accennato in Sez. 1.5.4, l'evidente correlazione presente nel pannello di sinistra, valida sia per gli ammassi globulari galattici che per gli ammassi della LMC, costituisce una chiara evidenza del fatto che il parametro A^+ è un ottimo indicatore dell'età dinamica di un ammasso e che esso è valido anche in diversi ambienti, e non solo nella Via Lattea dove è stato inizialmente utilizzato. I valori determinati per NGC1835 evidenziano inoltre come esso si inserisca perfettamente nella relazione, risultando il sistema più dinamicamente evoluto fin'ora studiato nella LMC.

Nel pannello di destra in Fig.5.7 è invece possibile esaminare l'andamento del raggio di core in funzione del parametro A^+ per gli stessi sistemi già elencati precedentemente. Dalla figura possono essere espresse diverse considerazioni. In primo luogo, come atteso, gli ammassi globulari vecchi presi in esame presentano valori del raggio di core molto diversi gli uni dagli altri, e ciò risulta valido sia per i sistemi della LMC sia per gli ammassi



Figura 5.7: A sinistra è rappresentato l'andamento del numero di rilassamenti, definito come il rapporto tra l'età cronologica dell'ammasso e il suo tempo di rilassamento centrale, rispetto al valore di A^+ per NGC1835 (in rosso), cinque ammassi della LMC (in nero) e 48 ammassi globulari galattici (in grigio). È chiaro che tutti i sistemi si collocano nella relazione secondo una correlazione tra N_{relax} e A^+ . A destra è rappresentato l'andamento del raggio di core e del valore di A^+ per gli stessi sistemi. In questo caso i due valori seguono una anticorrelazione.

globulari galattici. È inoltre evidente che i sistemi studiati, tutti con età cronologiche simili, sono caratterizzati da età dinamiche, ovvero valori dell' A^+ , differenti. È chiara, infine, l'esistenza di una anti-correlazione tra il raggio di core e A^+ , che indica che ammassi globulari dinamicamente giovani (piccolo valore di A^+) hanno un raggio di core più grande, mentre quest'ultimo va progressivamente a diminuire all'aumentare dell'età dinamica dei sistemi (elevato valore di A^+).

Anche in questo caso, la combinazione del valore dell' A^+ e del raggio di core (0.9 pc) per NGC1835 indica chiaramente come esso sia l'ammasso dinamicamente più evoluto tra i sistemi della LMC considerati.

I risultati finali ottenuti per NGC1835 sembrano quindi confermare che lo scenario in grado di spiegare il size-age conundrum è quello secondo il quale la varietà di valori osservati del raggio di core negli ammassi vecchi nella LMC è il risultato di una diversa evoluzione dinamica interna. In particolare, l'anti-correlazione trovata tra il valore del raggio di core e quello del parametro A^+ è in accordo con l'ipotesi, presentata in Ferraro et al., 2019, secondo cui gli ammassi nascono tutti con un raggio di core grande ed è l'evoluzione dinamica successiva a portare i sistemi verso configurazioni più compatte, con un tempo scala che dipende dalle condizioni del sistema al tempo della sua formazione. Infatti è evidente, dalla Fig.5.7, che gli ammassi con un raggio di core grande sono quelli poco evoluti, la cui struttura interna non ha ancora subito evidenti modifiche; al contrario quelli con un valore del raggio di core minore sono dinamicamente vecchi e sono stati interessati dall'azione di un numero sufficiente di processi dinamici che li ha portati verso strutture più compatte. La loro evoluzione dinamica differente sembra dipendere in primo luogo dalle diverse proprietà iniziali e, molto debolmente, anche dall'ambiente in cui essi si sono formati.

È probabile che la frazione di *remnant* stellari, quali buchi neri o stelle di neutroni, giochino comunque un qualche ruolo in questo scenario, ma l'entità del loro impatto non è ancora stata determinata.

Come indicato in Sez. 1.4.1, un'ulteriore questione aperta nella Grande Nube di Magellano riguarda l'esistenza di ammassi cronologicamente giovani (t=10⁷ – 10⁸ yr), tutti caratterizzati da un valore del raggio di core basso. In sistemi così giovani l'azione dei processi dinamici non è stata ancora in grado di determinare cambiamenti rilevanti nella loro struttura interna e quindi, in questo caso, la motivazione va probabilmente ricercata nello scenario di formazione degli ammassi globulari nelle Nubi di Magellano, secondo il quale negli ultimi 3 Gyr sono stati formati unicamente sistemi poco massivi (M < $10^5 M_{\odot}$). Tra questi ultimi, probabilmente, solo quelli particolarmente compatti sono stati in grado di sopravvivere all'azione delle forze mareali della galassia ospite.

Un naturale proseguimento di questo studio sarà sicuramente rivolto all'indagine dei due ammassi nella LMC vecchi e compatti (NGC1754 e NGC1916) già osservati tramite la stessa metodologia utilizzata per NGC1835, per poi estendere l'indagine anche agli ammassi di età intermedia (log t > 8 - 9), con lo scopo di comprendere se anch'essi presentano differenze nella loro età dinamica.

Sommario e conclusioni

L'obiettivo di questo progetto di tesi è stato quello di analizzare la struttura e le popolazioni stellari dell'ammasso globulare NGC1835 nella Grande Nube di Magellano. In particolare si è scelto di soffermarsi sullo studio e la determinazione delle sue caratteristiche strutturali, dello stadio di evoluzione dinamica e delle popolazioni stellari. Questo sistema stellare è particolarmente interessante, in quanto è ritenuto uno dei più antichi e compatti della LMC. Tali conclusioni, però, sono basate su osservazioni del 1994 (Olsen et al., [1998] che campionavano solo una frazione dell'ammasso.

L'analisi di questo sistema stellare ha avuto implicazioni molto importanti. La determinazione del suo stadio di evoluzione dinamica, in particolare, è stata necessaria per chiarire ulteriormente l'origine fisica della correlazione tra raggio di core ed età degli ammassi osservata nella Grande Nube di Magellano , il cosiddetto *size-age conundrum* (Elson et al., 1989, Elson, 1991).

Per svolgere il lavoro sono state utilizzate immagini ad altissima risoluzione angolare acquisite il 6 dicembre 2021 tramite la camera WFC3/UVIS e la camera ACS/WFC del telescopio spaziale Hubble. In totale si avevano a disposizione 32 immagini dell'ammasso NGC1835 ottenute tramite la camera WFC3 in una combinazione di filtri nel vicino ultravioletto e nel visibile (filtri F300X, F606W e F814W), che si è dimostrata particolarmente efficace nello studio delle popolazioni stellari in ambienti ad altissima densità. Sono state inoltre acquisite 13 immagini tramite la camera ACS, in parallelo alle osservazioni dell'ammasso e distanti circa 5' dal centro, per ottenere informazioni sul livello di contaminazione delle popolazioni di campo della LMC.

Il processo di riduzione dati è stato effettuato tramite il metodo del PSF-*fitting*, che ha permesso di produrre un catalogo finale contenente la posizione e la magnitudine per ciascuna sorgente analizzata, entrambe espresse nel sistema di riferimento strumentale. È stato in seguito necessario riportare le coordinate delle stelle in un sistema di riferimento fisico (RA e Dec) tramite un processo di astrometrizzazione e calibrare le magnitudini riportandole al sistema fotometrico VEGAMAG.

Partendo dal catalogo finale è stato infine possibile costruire il diagramma coloremagnitudine dell'ammasso. Si tratta del CMD più profondo ed accurato mai ottenuto per questo sistema e ha rivelato alcune caratteristiche interessanti.

L'analisi di NGC1835 è stata svolta utilizzando come riferimento due ammassi globulari galattici particolarmente noti da lavori di letteratura, ovvero M13 e M3. Essi hanno massa, densità e abbondanza di metalli simili tra di loro e possiedono inoltre un valore di metallicità ([Fe/H]~ -1.5) e un'età confrontabili con quelli di NGC1835 (Walker, 1993, Mackey et al., 2003). Sono dunque sistemi ideali per eseguire un confronto dettagliato con le caratteristiche delle popolazioni stellari di NGC1835. Dalla comparazione della posizione relativa delle sequenze evolutive del CMD di NGC1835 rispetto a quelle di un ammasso di riferimento (M3 o M13) è stato possibile ricavare il valore del suo modulo di distanza e del suo reddening. Utilizzando M3 come riferimento, i risultati ottenuti sono un modulo di distanza $(m - M)_{1835,0} = 18.62$ e un reddening $E(B - V)_{1835} = 0.07$; M13 ha invece fornito un modulo di distanza $(m - M)_{1835,0} = 18.67$ e un reddening di $E(B - V)_{1835} = 0.07$. I due risultati sono confrontabili entro gli errori.

Dall'analisi della morfologia e della posizione del ramo delle giganti, i quali risultano particolarmente dipendenti dal contenuto di metalli del sistema, è stato inoltre possibile vincolare la metallicità di NGC1835 ad un valore di [Fe/H]=-1.5, confrontabile con le abbondanze note per M3 e M13 (Dalessandro et al., 2013, Carretta et al., 2009). La magnitudine in corrispondenza della quale è stato individuato l'RGB *bump* dell'ammasso ($m_{F606W} = 18.93$) è risultata però leggermente differente, una volta prese in considerazione le differenze in reddening e in distanza dei tre ammassi, rispetto a quella di M3 e M13, pari a $m_{F606W} \sim 19.08$. Questo comportamento è stato attribuito ad una maggiore abbondanza di elio nelle stelle di NGC1835, rispetto a quella dei due sistemi di riferimento.

Una caratteristica particolarmente peculiare presente nel CMD dell'ammasso è sicuramente l'eccezionale estensione in colore del Ramo Orizzontale, paragonabile a quella osservata in alcuni casi estremi di ammassi stellari della nostra galassia (come Omega Centauri o M13, Ferraro et al., 1998a). Si è dunque eseguito un dettagliato confronto della morfologia del braccio orizzontale di NGC1835, M3 e M13. Il braccio orizzontale di NGC1835, in un CMD $(m_{F606W} - m_{F814W}, m_{F606W})$, copre un intervallo in colore $-0.2 < m_{F606W} - m_{F814W} < 0.5$ e si estende per oltre 4.5 magnitudini (19 $< m_{F606W} < 23.5$). La sua morfologia è dunque molto simile a quella che caratterizza l'ammasso M13.

Altrettanto peculiare risulta la nutrita popolazione di RR Lyrae presenti. Le variabili fino ad ora identificate sono in totale 163, di cui 66 erano già note dal catalogo OGLE e 97 sono nuove candidate variabili individuate in questo lavoro.

Infine la determinazione dell'età dell'ammasso ($t = 12.5 \pm 1$ Gyr), sia relativa sia assoluta, ha fornito una conferma del fatto che NGC1835 è uno dei sistemi stellari più vecchi delle Nubi e che l'epoca di formazione degli ammassi globulari (ovvero l'epoca della formazione della galassia ospite) è essenzialmente la stessa nella nostra Galassia e nella LMC. Per quanto riguarda le caratteristiche strutturali dell'ammasso, è stato determinato il centro di gravità (RA:05^h05^m6.71^s; Dec:-69°24'14.78") utilizzando la media geometrica della posizione delle stelle identificate e, da esso, è stato costruito il profilo di densità e il profilo di brillanza superficiale lungo la sua intera estensione radiale. Il primo è stato realizzato dividendo il campo di vista in anelli radiali concentrici e contando il numero di stelle in ognuno di essi. Il secondo è stato ottenuto partendo direttamente dall'immagine e utilizzando i conteggi presenti in ciascun pixel. I profili sono infine stati confrontati con la famiglia dei modelli di King. Dalla soluzione di *best-fit* è emerso che l'ammasso è caratterizzato da un valore di concentrazione intermedio-alto e da un raggio di core estremamente limitato ($r_c = 0.9$ pc), confermando che si tratta di uno dei sistemi stellari più compatti della LMC. Entrambi i profili, inoltre, non mostrano alcuna evidenza di cuspide centrale, contrariamente a quanto dichiarato in lavori precedenti che classificavano NGC1835 come un possibile candidato post core-collapse (Mackey et al., [2003]).

Infine, dall'analisi del grado di segregazione centrale delle Blue Straggler Stars, più massive delle normali popolazioni di ammasso e dunque maggiormente soggette all'azione della frizione dinamica che tende a farle progressivamente spostare verso il centro, è possibile ottenere una stima dello stadio di evoluzione dinamica raggiunto dal sistema. Uno strumento particolarmente utile a questo proposito è il cosiddetto "parametro A^+ ", definito come il valore dell'area compresa tra la distribuzione radiale cumulativa delle BSSs e quella di una popolazione normale di ammasso (in questo caso le stelle di RGB) misurate entro un raggio di metà massa (Alessandrini et al., 2016). Poiché le BSSs migrano al centro più rapidamente delle popolazioni più leggere, il valore di A^+ aumenta sistematicamente all'aumentare dell'età dinamica dell'ammasso.

Le BSSs selezionate in questo ammasso sono in totale 103, ma il calcolo del parametro A^+ è reso particolarmente complesso dal fatto che le stelle di campo della LMC contaminano la regione del CMD utilizzata per selezionarle. È stato dunque necessario operare una decontaminazione statistica. La stima del numero di contaminanti nella regione delle BSSs è stata effettuata attraverso l'analisi delle immagini ottenute in parallelo alle osservazioni dell'ammasso: queste immagini hanno permesso di stimare con un grande livello di accuratezza il numero di stelle di campo per arcsec² attese nella regione del CMD occupata dalle BSSs, pari a 0.056 stelle per arcsec². Il valore ottenuto alla fine del procedimento è pari $A^+ = 0.28 \pm 0.04$, a conferma del fatto che NGC1835 è l'ammasso più dinamicamente evoluto tra quelli studiati fin'ora nella LMC. Esso è infatti caratterizzato da un valore del tempo di rilassamento centrale limitato ($t_{rc} \sim 0.15$ Gyr) e un numero di rilassamenti elevato ($N_{relax} \sim 81$), caratteristiche tipiche di un ammasso che si trova in uno stadio di evoluzione dinamica avanzato.

L'analisi presentata in questa tesi, dunque, dimostra che NGC1835 è un ammasso dinamicamente evoluto e che la compattezza del raggio di core è una conseguenza diretta dell'evoluzione dinamica interna dei sistemi. Questo risultato conferma lo scenario presentato in Ferraro et al., 2019, secondo il quale la varietà di valori osservati del raggio di core negli ammassi più vecchi della LMC è il risultato prevalentemente di una differente evoluzione dinamica interna, e meno dell'azione di buchi neri interagenti (Mackey et al., 2008). In particolare, NGC1835 si inserisce perfettamente all'interno dell'anticorrelazione tra il valore del raggio di core e il parametro A^+ già nota per cinque ammassi della LMC (Ferraro et al., 2019) e 48 ammassi globulari galattici (Ferraro et al., 2018). Questo sembrerebbe corroborare l'ipotesi secondo cui gli ammassi nascono tutti con dimensioni del core piuttosto estese e, in tempi scala dipendenti dalle condizioni iniziali, l'evoluzione dinamica li conduce più o meno rapidamente verso configurazioni più compatte. In questo contesto dunque, gli ammassi con un valore del raggio di core più alto sono sistemi ancora dinamicamente giovani; al contrario, gli ammassi con valori del raggio di core minore, come NGC1835, corrispondono a strutture che hanno subito l'azione di un maggior numero di processi dinamici.

Gli studi su tale ammasso aprono la strada a nuove possibili indagini ed approfondimenti. In primo luogo, sarà necessario approfondire la peculiare morfologia del braccio orizzontale anche attraverso il supporto di simulazioni, nel tentativo di determinare la giusta combinazione di metallicità, abbondanza di elio e perdita di massa necessaria per riprodurla. I primi risultati suggeriscono la possibile presenza di sotto-popolazioni stellari con un significativo eccesso di elio (fino a $\Delta Y \sim 0.05$) e perdita di massa dell'ordine di $\Delta M \sim 0.1 - 0.15 M_{\odot}$.

Una naturale continuazione di questo studio, inoltre, verrà sicuramente indirizzata verso l'analisi dei due ammassi globulari della LMC osservati congiuntamente a NGC1835 (NGC1754 e NGC1916). Essi sono sistemi vecchi e compatti ($r_c < 0.9$ pc) con caratteristiche molto simili, dunque, al target di questo lavoro. Per questo motivo, svolgere su di essi uno studio analogo a quello eseguito per NGC1835 permetterà di accrescere la comprensione del *size-age conundrum*. Chiarire questo dilemma consentirebbe non solo di avere una più accurata interpretazione degli scenari di formazione e di evoluzione degli ammassi globulari, ma anche dei processi dinamici in atto in sistemi stellari densi collocati in differenti ambienti.

Congiuntamente allo studio degli ammassi di età più avanzata, l'estensione della stessa metodologia anche ai sistemi di età intermedia ($\log t > 8 - 9$) permetterà di ottenere un quadro complessivo del livello di evoluzione dinamica sperimentata da questi sistemi stellari di diversa età cronologica in un ambiente come quello della LMC.

Bibliografia

- Alessandrini, Emiliano et al. (2016). "INVESTIGATING THE MASS SEGREGATION PROCESS IN GLOBULAR CLUSTERS WITH BLUE STRAGGLER STARS: THE IMPACT OF DARK REMNANTS". In: *The Astrophysical Journal* 833.2, p. 252. URL: https://doi.org/10.3847/1538-4357/833/2/252.
- Anderson, Jay et al. (2008). "THE ACS SURVEY OF GLOBULAR CLUSTERS. V. GENERATING A COMPREHENSIVE STAR CATALOG FOR EACH CLUSTER". In: *The Astronomical Journal* 135.6, pp. 2055–2073. URL: https://doi.org/10. 1088/0004-6256/135/6/2055.
- Bellini, A., J. Anderson e L. R. Bedin (2011). "Astrometry and Photometry withiHST/iWFC3.
 II. Improved Geometric-Distortion Corrections for 10 Filters of the UVIS Channel1".
 In: Publications of the Astronomical Society of the Pacific 123.903, pp. 622–637. URL: https://doi.org/10.1086/659878.
- Benz, Willy e Jack G. Hills (1987). "Three-dimensional Hydrodynamical Simulations of Stellar Collisions. I. Equal-Mass Main-Sequence Stars". In: 323, p. 614.
- Bertin, Giuseppe (2014). Dynamics of Galaxies. 2^a ed. Cambridge University Press.
- Bohlin, Ralph C. (2016). "Perfecting the Photometric Calibration of the ACS CCD Cameras". In: 152.3, 60, p. 60. arXiv: 1606.01838 [astro-ph.IM].
- Bressan, Alessandro et al. (2012). "PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code". In: 427.1, pp. 127–145. arXiv: 1208.4498 [astro-ph.SR].
- Cadelano, M. et al. (2019). "An Extremely Low-mass He White Dwarf Orbiting the Millisecond Pulsar J13422822B in the Globular Cluster M3". In: *The Astrophysical Journal* 875.1, p. 25. URL: https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab0e6b.
- Cardelli, Jason A., Geoffrey C. Clayton e John S. Mathis (1989). "The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction". In: 345, p. 245.
- Carraro, Giovanni (2021). "Dust from the Interstellar Medium". In: Astrophysics of the Interstellar Medium. Cham: Springer International Publishing, pp. 207–221. URL: https://doi.org/10.1007/978-3-030-75293-4_10.
- Carretta, E. et al. (2009). "Intrinsic iron spread and a new metallicity scale for globular clusters". In: 508.2, pp. 695–706. arXiv: 0910.0675 [astro-ph.GA].

- Da Costa, G. S. (1991). "The age-abundance relations and age distributions for the star clusters of the Magellanic Clouds". In: Symposium - International Astronomical Union 148, pp. 183–189.
- Dalessandro, E. et al. (2013). "The horizontal branch in the UV colour-magnitude diagrams - II. The case of M3, M13 and M79†". In: Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 430.1, pp. 459–471. URL: https://doi.org/10.1093%2Fmnras% 2Fsts644.
- Dalessandro, E. et al. (2018). "The Peculiar Radial Distribution of Multiple Populations in the Massive Globular Cluster M80". In: *The Astrophysical Journal* 859.1, p. 15. URL: https://doi.org/10.3847/1538-4357/aabb56.
- Djorgovski, S. (1993). "Physical Parameters of Galactic Globular Clusters". In: Structure and Dynamics of Globular Clusters. A cura di S. G. Djorgovski e Georges Meylan. Vol. 50. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, p. 373.
- Dotter, Aaron et al. (2010). "The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. IX. Horizontal Branch Morphology and the Second Parameter Phenomenon". In: 708.1, pp. 698–716. arXiv: 0911.2469 [astro-ph.SR].
- Elson, Rebecca A. W. (1991). "The Structure and Evolution of Rich Star Clusters in the Large Magellanic Cloud". In: 76, p. 185.
- Elson, Rebecca A. W., Kenneth C. Freeman e Tod R. Lauer (1989). "Core Expansion in Young Clusters in the Large Magellanic Cloud". In: 347, p. L69.
- Ferraro, F. R. et al. (1993). "Blue Stragglers in the Galactic Globular Cluster M3: Evidence for two Populations". In: 106, p. 2324.
- Ferraro, F. R. et al. (1997). "HST observations of blue Straggler stars in the core of the globular cluster M 3." In: 324, pp. 915–928. arXiv: astro-ph/9703026 [astro-ph].
- Ferraro, F. R. et al. (2009). "Two distinct sequences of blue straggler stars in the globular cluster M30". In: Nature 462, pp. 1028–1031. arXiv: 1001.1096 [astro-ph.GA].
- Ferraro, F. R. et al. (2012). "Dynamical age differences among coeval star clusters as revealed by blue stragglers". In: *Nature* 492.7429, pp. 393–395. URL: https://doi.org/10.1038%2Fnature11686.
- Ferraro, F. R. et al. (2018). "The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters. XV. The Dynamical Clock: Reading Cluster Dynamical Evolution from the Segregation Level of Blue Straggler Stars". In: 860.1, 36, p. 36. arXiv: 1805.00968 [astro-ph.GA].
- Ferraro, F. R. et al. (2019). "Size diversity of old Large Magellanic Cloud clusters as determined by internal dynamical evolution". In: *Nature Astronomy* 3, pp. 1149–1155. arXiv: 1909.02049 [astro-ph.GA].
- Ferraro, Francesco R. et al. (1998a). "Multimodal Distributions along the Horizontal Branch". In: 500.1, pp. 311–319. arXiv: astro-ph/9708210 [astro-ph].
- Ferraro, Francesco R. et al. (1998b). "Multimodal Distributions along the Horizontal Branch". In: *The Astrophysical Journal* 500.1, pp. 311–319. URL: https://doi.org/ 10.1086/305712.

- Ferraro, Francesco R. et al. (1999). "Blue Straggler Stars: The Spectacular Population in M80". In: 522.2, pp. 983–990. arXiv: astro-ph/9904196 [astro-ph].
- Ferraro, Francesco R. et al. (2001). "Blue Stragglers, Young White Dwarfs, and UV-Excess Stars in the Core of 47 Tucanae". In: *The Astrophysical Journal* 561.1, pp. 337–345. URL: https://doi.org/10.1086/322773.
- Ferraro, Francesco R. et al. (2014). "Blue Straggler Stars in Globular Clusters: A Powerful Tool to Probe the Internal Dynamical Evolution of Stellar Systems". In: *Ecology of Blue Straggler Stars*. Springer Berlin Heidelberg, pp. 99–127. URL: https://doi.org/ 10.1007%2F978-3-662-44434-4_5.
- Fiorentino, G. et al. (2014). "BLUE STRAGGLER MASSES FROM PULSATION PROPERTIES. I. THE CASE OF NGC 6541". In: *The Astrophysical Journal* 783.1, p. 34. URL: https://doi.org/10.1088%2F0004-637x%2F783%2F1%2F34.
- Fitzpatrick, E. L. e D. Massa (2007). "An Analysis of the Shapes of Interstellar Extinction Curves. V. The IR-through-UV Curve Morphology". In: *The Astrophysical Journal* 663.1, pp. 320–341. URL: https://doi.org/10.1086/518158.
- Gaia Collaboration et al. (2021). "Gaia Early Data Release 3 Summary of the contents and survey properties". In: A&A 649, A1. URL: https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039657.
- Geisler, D. et al. (1997). "A Search for Old Star Clusters in the Large Magellanic Cloud". In: American Astronomical Society Meeting Abstracts #190. Vol. 190. American Astronomical Society Meeting Abstracts, 46.01, p. 46.01.
- Harris, William E. (1996). "A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way". In: 112, p. 1487.
- Hills, J. G. e C. A. Day (1976). "Stellar Collisions in Globular Clusters". In: 17, p. 87.
- King, Ivan R. (1966). "The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models". In: 71, p. 64.
- Kjeldsen, Hans e Soren Frandsen (1992). "High-precision time-resolved CCD photometry". In: *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 104, p. 413. URL: https://doi.org/10.1086/133014.
- Lanzoni, B. et al. (2016a). "REFINING THE DYNAMICAL CLOCK FOR STAR CLUSTERS". In: The Astrophysical Journal 833.2, p. L29. URL: https://doi.org/ 10.3847/2041-8213/833/2/129.
- (2016b). "Refining the Dynamical Clock for Star Clusters". In: 833.2, L29, p. L29.
- Lanzoni, Barbara et al. (2019). "Star-density Profiles of Six Old Star Clusters in the Large Magellanic Cloud". In: *The Astrophysical Journal* 887.2, p. 176. URL: https: //doi.org/10.3847%2F1538-4357%2Fab54c2.
- Leonard, Peter J. T. e Mario Livio (1995). "The Rotational Rates of Blue Stragglers Produced by Physical Stellar Collisions". In: 447, p. L121.
- Lombardi, James, Frederic Rasio e Stuart Shapiro (1995). "On blue straggler formation by direct collisions of main sequence stars". In: ApJ 445.
- Lupton, Robert (1993). Statistics in theory and practice.

- Mackey, A. D. e G. F. Gilmore (2003). "Surface brightness profiles and structural parameters for 53 rich stellar clusters in the Large Magellanic Cloud". In: 338.1, pp. 85–119. arXiv: astro-ph/0209031 [astro-ph].
- Mackey, A. D. et al. (2008). "Black Holes and Core Expansion in Massive Star Clusters". In: Dynamical Evolution of Dense Stellar Systems. A cura di Enrico Vesperini, Mirek Giersz e Alison Sills. Vol. 246, pp. 176–180.
- McCrea, W. H. (1964). "Extended main-sequence of some stellar clusters". In: 128, p. 147.
- McLaughlin, Dean E. e Roeland P. van der Marel (2005). "Resolved Massive Star Clusters in the Milky Way and Its Satellites: Brightness Profiles and a Catalog of Fundamental Parameters". In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 161.2, pp. 304–360. URL: https://doi.org/10.1086/497429.
- Meurer, Gerhardt R. et al. (2003). "Calibration of geometric distortion in the ACS detectors". In: *Future EUV/UV and Visible Space Astrophysics Missions and Instrumentation*. A cura di J. Chris Blades e Oswald H. W. Siegmund. Vol. 4854. International Society for Optics e Photonics. SPIE, pp. 507–514. URL: https://doi.org/10.1117/12.460259.
- Meylan, G. e D.C. Heggie (1997). "Internal dynamics of globular clusters". In: Astronomy and Astrophysics Review 8.1-2, pp. 1–143. URL: https://doi.org/10.1007% 2Fs001590050008.
- Miocchi, P. et al. (2013a). "STAR COUNT DENSITY PROFILES AND STRUCTURAL PARAMETERS OF 26 GALACTIC GLOBULAR CLUSTERS". In: *The Astrophysical Journal* 774.2, p. 151. URL: https://doi.org/10.1088/0004-637x/774/2/151.
- (2013b). "Star Count Density Profiles and Structural Parameters of 26 Galactic Globular Clusters". In: 774.2, 151, p. 151. arXiv: 1307.6035 [astro-ph.GA].
- Moffat, A. F. J. (1969). "A Theoretical Investigation of Focal Stellar Images in the Photographic Emulsion and Application to Photographic Photometry". In: 3, p. 455.
- Montegriffo, P. et al. (1995). "IR-array photometry of Galactic globular clusters II. JK photometry of 47 Tuc". In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 276.3, pp. 739-752. eprint: https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/276/ 3/739/18539724/mnras276-0739.pdf. URL: https://doi.org/10.1093/mnras/ 276.3.739.
- O'Donnell, James E. (1994). "R v-dependent Optical and Near-Ultraviolet Extinction". In: 422, p. 158.
- Olsen, K. A. G. et al. (1998). "HSTcolour-magnitude diagrams of six old globular clusters in the LMC". In: 300.3, pp. 665–685. arXiv: astro-ph/9806023 [astro-ph].
- Raso, S. et al. (2017). "The "UV-route" to Search for Blue Straggler Stars in Globular Clusters: First Results from theiHST/iUV Legacy Survey". In: *The Astrophysical Journal* 839.1, p. 64. URL: https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa6891.
- Renzini, Alvio e Alberto Buzzoni (1986). "Global properties of stellar populations and the spectral evolution of galaxies." In: Spectral Evolution of Galaxies. A cura di Cesare Chiosi e Alvio Renzini. Vol. 122. Astrophysics and Space Science Library, pp. 195–231.

- Renzini, Alvio e Flavio Fusi Pecci (1988). "Tests of evolutionary sequences using colormagnitude diagrams of globular clusters." In: 26, pp. 199–244.
- Salaris, M. e S. Cassisi (2005). Evolution of Stars and Stellar Populations. Wiley. URL: https://books.google.it/books?id=A5DvAAAAMAAJ.
- Sandage, A. R. (1953). "The color-magnitude diagram for the globular cluster M 3." In: 58, pp. 61–75.
- Sarna, M. J. e J. -P. De Greve (1996). "Chemical Evolution of Algols". In: 37, p. 11.
- Shara, Michael, Rex Saffer e and Livio (2009). "The First Direct Measurement of the Mass of a Blue Straggler in the Core of a Globular Cluster: BSS 19 in 47 Tucanae". In: *The Astrophysical Journal Letters* 489, p. L59.
- Sills, Alison, Tim Adams e Melvyn B. Davies (2005). "Blue stragglers as stellar collision products: the angular momentum question". In: 358.3, pp. 716–725. arXiv: astroph/0501142 [astro-ph].
- Stetson, Peter B. (1987). "DAOPHOT: A Computer Program for Crowded-Field Stellar Photometry". In: 99, p. 191.
- (1994). "The center of the core-cusp globular cluster M15: CFHT and HST Observations, ALLFRAME reductions". In: *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 106, p. 250. URL: https://doi.org/10.1086/133378.
- van Dokkum, Pieter G. (2001). "Cosmic-Ray Rejection by Laplacian Edge Detection". In: 113.789, pp. 1420–1427. arXiv: astro-ph/0108003 [astro-ph].
- Walker, Alistair R. (1993). "The Large Megallanic Cloud Cluster NGC 1835: Photometry of the RR Lyrae Stars". In: 105, p. 527.
- Zinn, R. (1985). "The Globular Cluster System of the Galaxy. IV. The Halo and Disk Subsystems". In: 293, p. 424.