

ALMA MATER STUDIORUM - UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Corso di laurea in Astrofisica e Cosmologia

Tesi di Laurea Magistrale

*Ricerca di Nane Bianche
compagne di Blue Straggler
nell'ammasso globulare 47 Tucanae*

Candidato:
Luisa Pecoraro

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

Co-relatore:
Dott. Mario Cadelano

Anno accademico: 2019-2020

*A me stessa,
nel tempo.*

Indice

Introduzione	8
1 Ammassi globulari	11
1.1 Caratteristiche generali	11
1.2 Dinamica negli ammassi globulari	12
1.2.1 Collasso del core	14
1.3 Popolazioni stellari negli ammassi globulari galattici	15
1.4 Le Blue Straggler Star	21
1.4.1 Scenari di formazione delle BSS	22
1.4.2 BSS come indicatori di dinamica interna	24
1.4.3 Evidenze osservative dello scenario del trasferimento di massa	29
1.5 L'ammasso globulare 47 Tucanae	31
1.5.1 Firma chimica in un sottocampione di BSS in 47 Tucanae	32
2 Strumentazione e analisi dati	36
2.1 Il telescopio spaziale Astrosat	36
2.1.1 La missione indiana	36
2.1.2 Caratteristiche e struttura	37
2.1.3 Il telescopio UVIT	39
2.2 Presentazione del dataset	40
2.2.1 Descrizione delle osservazioni	40
2.3 Analisi dati	41
2.3.1 Riduzione fotometrica	41
2.3.2 Ricerca delle sorgenti	42
2.3.3 Fotometria di apertura	42
2.3.4 PSF-fitting	43
2.3.5 Combinazione tra i cataloghi	45
2.3.6 Affinare la fotometria	47
2.3.7 Astrometria	48
2.3.8 Calibrazione delle magnitudini	48
2.3.9 Diagrammi Colore-Magnitudine	51
2.3.10 Selezione delle stelle	53
3 Distribuzione spettrale di energia	57
3.1 Definizione del campione di BSS	57
3.2 Distribuzione Spettrale di Energia e SED-fitting	60
3.2.1 Costruzione delle SED osservate	60
3.2.2 Costruzione delle SED teoriche	62

3.2.3 Risultati	62
4 Conclusioni	74
4.1 Sviluppi futuri	77
Bibliografia	79
Ringraziamenti	84

Introduzione

Le *Blue Straggler Star* (BSS) sono una popolazione di stelle che in un *Diagramma Colore-Magnitudine* (CMD) si collocano a colori più blu e a magnitudini più brillanti rispetto al punto di *Turn off*, definendo così una sequenza che è vista come un'estensione della *Sequenza Principale* (MS).

Principalmente osservate negli *Ammassi Globulari*, le BSS hanno masse di $\sim 1.2M_{\odot}$ e quindi, essendo stelle di MS, secondo la Teoria dell'Evoluzione Stellare dovrebbero avere un'età di circa 2 Gyr.

Tuttavia gli ammassi globulari sono sistemi vecchi (formati $\sim 10-12$ Gyr fa, senza ulteriori episodi di formazione stellare) nei quali le stelle di MS hanno una massa inferiore a $\sim 0.8M_{\odot}$.

Per spiegare la formazione delle BSS è quindi necessario invocare fenomeni di interazione dinamica capaci di generare stelle più massicce di $\sim 0.8M_{\odot}$. I due scenari di formazione attualmente accreditati sono quello delle *Collisioni Dirette* (Hills & Day 1976) e quello del *Trasferimento di Massa in sistemi binari* (MT) (McCrea 1964). Molti dettagli di questi scenari però sono ancora poco chiari o sconosciuti, anche perchè è tuttora estremamente difficile riuscire a distinguere dal punto di vista osservativo le BSS di tipo collisionale (COLL-BSS) da quelle generate dal trasferimento di massa (MT-BSS).

L'obiettivo di questo lavoro di tesi è quello di confermare e caratterizzare due promettenti e indipendenti metodi empirici (uno fotometrico e uno spettroscopico) per riconoscere le MT-BSS.

Lo scenario di MT prevede la presenza di una stella di MS e di una donatrice più evoluta (stelle del ramo delle giganti rosse o del ramo asintotico delle giganti), la quale evolve e gonfiandosi cede progressivamente massa alla compagna (che diventa una MT-BSS), partendo dagli strati più esterni fino a quelli più interni. Il materiale depositato sulla superficie della BSS dovrebbe quindi provenire dalle zone più interne della donatrice dove è stato processato attraverso il ciclo CNO. Pertanto ci si aspetta che la BSS presenti una carenza superficiale di Carbonio e Ossigeno (CO-depleted) rispetto alle normali stelle dell'ammasso: si parla di *firma chimica* del processo di MT.

D'altro canto, ciò che rimane della stella donatrice alla fine del MT è il suo nucleo "pelato", che diventa una nana bianca (WD). Questo meccanismo di formazione, quindi, prevede la presenza di una BSS e di una WD legate in un sistema binario e l'osservazione di una nana bianca confermerebbe tale scenario.

Alle distanze tipiche degli ammassi globulari (~ 10 kpc) non è possibile risolvere i sistemi binari ma la presenza di una WD può essere rilevata dall'osservazione di una forte emissione ultravioletta (UV) in corrispondenza della BSS. Queste stelle, infatti, sono caratterizzate da temperature di $\sim 7000-8000$ K e pertanto la loro emissione nel

lontano UV (a lunghezze d'onda inferiori a $\sim 2000 \text{ \AA}$) è trascurabile. L'osservazione di un eccesso UV in corrispondenza di una BSS implicherebbe quindi la presenza di una compagna WD: si parla di *firma fotometrica* del processo di MT.

Questo lavoro di tesi è mirato a ricercare la *firma fotometrica* in un campione di BSS nell'ammasso globulare 47 Tucanae, nel quale è stata precedentemente rivelata la *firma chimica* (Ferraro et al. 2006). Lo scopo finale è quello di confermare che sia la carenza superficiale di carbonio e ossigeno che la presenza di una compagna WD, possono essere usate per riconoscere le BSS di tipo MT negli ammassi stellari. L'applicazione sistematica di questi due metodi indipendenti in un vasto campione di ammassi globulari avrebbe molteplici implicazioni. Da un lato, permetterebbe di ottenere nuovi e importanti vincoli per i modelli di formazione e di evoluzione delle BSS mentre dall'altro, permettendo finalmente di distinguere le COLL-BSS dalle MT-BSS, consentirebbe di ottimizzare l'utilizzo di questi oggetti come indicatori del tasso di collisioni, della frazione di binarie e dello stadio di evoluzione dinamica dell'ammasso ospite.

I dati analizzati sono stati ottenuti con la camera *UltraViolet Imaging Telescope* (UVIT) a bordo del telescopio spaziale indiano ASTROSAT. Per l'acquisizione delle immagini sono stati utilizzati due filtri nel lontano ultravioletto ($\sim 1300\text{-}1600 \text{ \AA}$). Combinando questi dati UV con le magnitudini ottiche e nel vicino infrarosso disponibili in archivio per le BSS osservate, è stata costruita la *Distribuzione spettrale di Energia* (SED) di ciascuna stella in un range di lunghezze d'onda compreso tra 1000 \AA e 22000 \AA . Dal confronto tra le SED osservate e quelle teoriche ottenute per parametri fisici (metallicità, temperatura e gravità superficiale) stimati precedentemente per tutte le BSS del campione è stato possibile identificare una sorgente con un forte eccesso UV rispetto alla SED attesa, a testimonianza della presenza di una compagna WD. Tale sorgente mostra anche una significativa carenza superficiale di carbonio e ossigeno. Questa è la prima evidenza osservativa della presenza concomitante delle due firme (quella fotometrica e quella chimica) del processo di formazione delle BSS attraverso il trasferimento di massa in sistemi binari.

Il lavoro è strutturato in quattro capitoli:

- nel *Capitolo 1* sono descritte le caratteristiche generali degli ammassi globulari (in particolare quelli galattici) delineandone le proprietà osservative e dinamiche. In più, vengono presentate le principali caratteristiche delle BSS e discusso il loro utilizzo come indicatori di dinamica interna dell'ammasso ospite, per poi focalizzare l'attenzione sull'importanza di una metodologia che miri a distinguere le collisionali dalle MT. In particolare sono illustrati i vari metodi volti alla ricerca delle MT-BSS: firma chimica e firma fotometrica. Infine, è presentato il caso dell'ammasso globulare 47 Tucanae, nel quale è stato identificato un campione di BSS con carenza superficiale di CO (*firma chimica*).
- nel *Capitolo 2* viene fornita una descrizione dettagliata dello strumento utilizzato per l'acquisizione delle immagini analizzate e presentato il dataset a disposizione. È poi illustrato il procedimento di analisi dati (riduzione dei dati fotometrici, astromettrizzazione e calibrazione) che ha portato al catalogo fotometrico finale delle BSS analizzate.

- nel *Capitolo 3* sono descritti il metodo per la costruzione delle SED osservative e teoriche per le 32 BSS individuate nei dati UVIT e la procedura di SED-fitting adottata. Infine, sono presentati i risultati ottenuti dal confronto delle SED osservative e di quelle teoriche.
- nel *Capitolo 4* l'evidenza di un forte eccesso UV rilevato per una delle BSS del campione (che mostra anche carenza superficiale di CO) viene discussa nel contesto dello scenario di formazione tramite MT e dei possibili sviluppi futuri.

Capitolo 1

Ammassi globulari

1.1 Caratteristiche generali

Gli *Ammassi Globulari* (GC, dall'inglese *Globular Cluster*) sono densi sistemi stellari formati tipicamente da $10^5 - 10^6$ stelle legate gravitazionalmente tra loro e distribuite con simmetria sferica attorno al centro dell'ammasso dove si raggiungono densità stellari con valori che vanno dalle 10^4 alle 10^6 stelle/ pc^3 .

Sono stati scoperti in tutti i tipi di galassie: ellittiche, nelle quali risultano particolarmente abbondanti in numero, come M87 (Strom et al. 1981); irregolari come la Grande Nube di Magellano; nane; a spirale, come la Via Lattea e quella di Andromeda (Barmby & Huchra 2001).

Nella Via Lattea sono stati indentificati 156 ammassi globulari (Harris, 2010) distribuiti principalmente nell'alone, nel disco sottile e nel bulge: si parla di *Ammassi Globulari Galattici* (GGC, dall'inglese *Galactic Globular Clusters*).

Una delle caratteristiche principali dei GGC è che sono tutti estremamente vecchi, con un'età stimata tra i 10 e i 13 Gyr ¹.

I GC sono anche l'approssimazione più vicina in natura ad una popolazione stellare semplice (SSP, *Simple Stellar Population*), ovvero un insieme di stelle formatosi in un unico episodio di formazione stellare (collasso di un'unica nube di gas molecolare) e aventi, quindi, la stessa età e la stessa metallicità. In realtà, negli ultimi anni sono stati trovati GC con sottogruppi di stelle che differiscono nelle abbondanze di elementi leggeri quali ad esempio C, N, O e Na (Carretta et al. 2009; Gratton et al. 2012). Tuttavia, mentre queste anomalie chimiche suggeriscono che la formazione stellare si sia prolungata su tempi scala di alcuni Myr, l'estrema omogeneità in ferro osservata in quasi tutti i GC convalida l'approssimazione di SSP: essa dimostra, infatti, che le esplosioni di supernova hanno espulso il gas dalla buca di potenziale del sistema, impedendo significativi episodi secondari di formazione stellare (a differenza di quanto generalmente osservato nelle popolazioni stellari complesse, come quelle delle galassie). La maggioranza degli ammassi facenti parte dell'alone e del disco della Galassia è caratterizzata da metallicità $[Fe/H]$ comprese tra -2 e -1. Nel bulge tuttavia sono stati identificati numerosi ammassi con metallicità più alte, fino a valori prossimi a quelli solari.

¹l'età degli GC può variare a seconda del tipo di galassia. Un esempio sono le Nubi di Magellano, nelle quali troviamo anche GC molto più giovani con un'età anche inferiore a ~ 50 Myr.

Quindi, tutte le stelle appartenenti ad un ammasso globulare hanno la stessa storia e differiscono tra loro solo per la massa. Pertanto, i GC possono essere utilizzati come “banchi di prova” per le teorie sulla struttura e sull’evoluzione stellare e non solo. Infatti, sono tra i pochi oggetti nella Galassia per i quali possa essere determinata l’età con relativa precisione e la loro longevità fornisce un importante limite inferiore per l’età del nostro Universo.

In Figura 1.1 viene mostrato uno dei tipici ammassi globulari della Via Lattea.



Figura 1.1: immagine dell’ammasso globulare M3 ripresa da Hubble Space Telescope. Crediti: ESA/Hubble & NASA.

1.2 Dinamica negli ammassi globulari

Gli ammassi globulari sono sistemi stellari collisionali, ovvero sistemi nei quali il *tempo di rilassamento a due corpi* (t_{2b}) è inferiore all’età (t_{age}) del sistema stesso. Con tempo di rilassamento a due corpi si intende il tempo scala necessario affinché un sistema stellare perda memoria delle sue condizioni iniziali, modificandosi in maniera significativa a causa delle interazioni a due corpi. Esso è definito come:

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

dove N è il numero di stelle dell’ammasso; t_{cross} è il *tempo di attraversamento* (*crossing time*), ovvero il tempo necessario ad una stella avente velocità caratteristica v ad attraversare un intero sistema di dimensioni R :

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

Quindi si parla di:

- sistema collisionale, se $t_{2b} \ll t_{age}$;
- sistema non collisionale, se $t_{2b} \gg t_{age}$.

In genere un ammasso globulare ha un tempo di rilassamento pari a 0.1 Gyr, decisamente inferiore rispetto alla sua età, almeno nelle regioni più interne (il tempo di rilassamento, infatti, aumenta dal centro alla periferia dell'ammasso).

Essendo sistemi collisionali, il rilassamento è guidato dagli incontri casuali che si traducono in scambi di energia cinetica tra le stelle. Ciò porta la distribuzione iniziale delle velocità progressivamente verso una distribuzione Maxwelliana e il sistema tende ad acquisire una struttura sferica, isotropa e senza rotazione (approssimazione di un GC).

Il modello dinamico caratterizzato da una distribuzione di velocità perfettamente Maxwelliana è la *Sfera Isoterma* (SI), che però non pone un limite superiore alle velocità delle stelle, estendosi di fatto all'infinito. Ciò implica la possibilità di avere una certa frazione di stelle con velocità maggiori della velocità di fuga dell'ammasso e una massa totale infinita, contrariamente a quanto fisicamente accettabile per un sistema reale.

Un modello più realistico per la descrizione dei GC deve quindi avere le caratteristiche della SI nelle regioni più interne (dove t_{2b} è piccolo) ma deve anche avere un troncamento, una massa e un raggio finiti, oltre che velocità stellari inferiori alla velocità di fuga. Queste proprietà caratterizzano i modelli di King (1966) descritti da una funzione di distribuzione del tipo

$$f(E) = \begin{cases} C (e^{\frac{-E}{\sigma^2}} - 1) & \text{se } E < 0 \\ 0 & \text{se } E \geq 0 \end{cases} \quad (1.3)$$

dove C una costante relativa alla densità del sistema, σ è un parametro collegato alla dispersione di velocità ed E è l'energia per unità di massa, scritta come

$$E = \frac{V^2}{2} + \Phi(r) \quad (1.4)$$

dove $\Phi(r)$ è il potenziale medio definito in modo tale da annullarsi in corrispondenza del raggio di troncamento o raggio mareale r_t . Per costruzione, quindi, le stelle che si trovano a distanze maggiori di r_t hanno energia positiva ($E > 0$), ovvero velocità superiori a quella di fuga.

I profili di King sono caratterizzati da un profilo di densità centrale piatto, il quale definisce una regione denominata "core" dell'ammasso, seguito da una decrescita verso le regioni esterne. Tali profili però, hanno forma differente al variare del *parametro di concentrazione* c , che è definito come

$$c = \log\left(\frac{r_t}{r_0}\right) \quad (1.5)$$

dove r_0 è detto *raggio di King*. Quest'ultimo non è osservabile ma è numericamente simile a r_c , cioè il raggio al quale la densità (o la brillantezza) superficiale Σ raggiunge metà del suo valore centrale Σ_0 .

In Figura 1.2 sono mostrati alcuni esempi di profili di King.

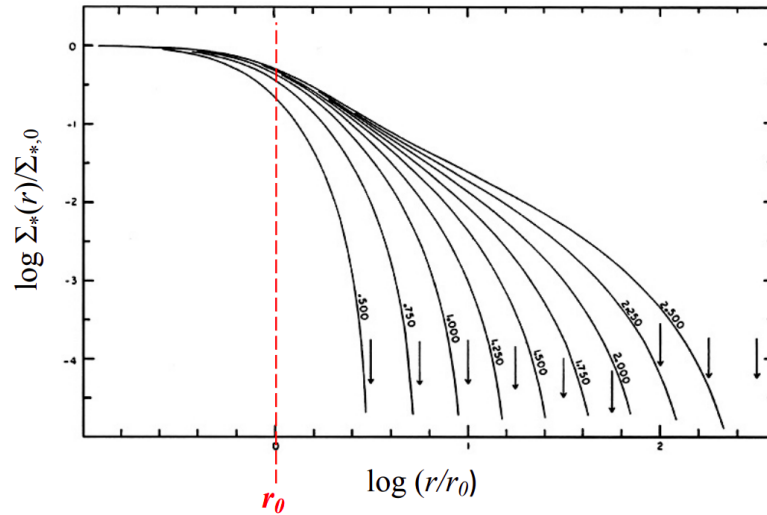


Figura 1.2: profili di King al variare del parametro c con valori crescenti da sinistra verso destra $c=0.5, \dots, 2.5$ come marcato in corrispondenza di ciascuna curva. In ordinata il logaritmo della densità superficiale normalizzata al suo valore centrale; in ascissa il logaritmo della distanza dal centro in unità di r_0 . Le frecce nere indicano la posizione del raggio di troncamento.

1.2.1 Collasso del core

Le continue collisioni tra stelle in un ammasso globulare portano ad una distribuzione Maxwelliana della velocità e il sistema tende ad uno stato di equipartizione dell'energia cinetica (E_k). Ciò vuol dire che stelle di grande massa cedono parte della loro energia cinetica a quelle di minore massa in modo tale da arrivare ad uno stesso valore di E_k . Così, le più massicce rallentano e scivolano verso il centro del sistema mentre le più leggere tendono a popolare le regioni esterne fino eventualmente a sfuggire al sistema stesso: si parla, rispettivamente, di *segregazione di massa* e di *evaporazione*.

Per il Teorema del Viriale, la perdita di energia cinetica dal core viene bilanciata da una contrazione dello stesso che quindi diventa più denso e caldo (energia maggiore). In tale ambiente più denso, le interazioni a due corpi diventano più efficienti e il nucleo perde più energia, contraendosi, riscaldandosi e diventando sempre più

denso: si innesca un processo a catena che prende il nome di "collasso del core" (CC, *core collapse*).

Il meccanismo ritenuto responsabile dell'arresto del core collapse è l'iniezione di energia da parte di binarie strette. L'aumento della densità stellare nelle regioni centrali porta ad un incremento del tasso di formazione di sistemi binari. Questi, oltre ai sistemi binari pre-esistenti, subiscono frequenti interazioni gravitazionali con stelle singole o altre binarie, cedendo loro energia di legame (invece che energia cinetica). La conseguenza è che i sistemi binari tendono a diventare via via sempre più legati, ma non migrano verso il centro dell'ammasso, rimanendo invece sulle stesse orbite o spostandosi su orbite più larghe. Questo fa sì che il core si espanda e si arresti il CC.

Il collasso del core modifica sostanzialmente il profilo di densità di un ammasso globulare. Infatti, l'aumento di densità nella regione più interna comporta una deviazione significativa dal profilo di King: invece di un andamento piatto, il profilo di densità assume profilo a legge di potenza (Figura 1.3). Si parla di ammasso *post core collapse* (PCC).

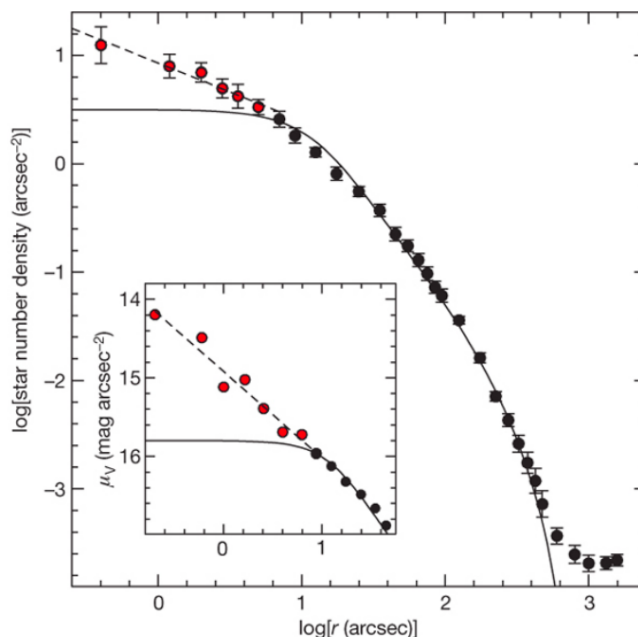


Figura 1.3: profilo di densità di M30 (Ferraro et al.2009b), un ammasso che ha subito il collasso del core. La linea continua nera rappresenta il modello di King che meglio riproduce la parte esterna (punti neri); la linea tratteggiata è il fit a legge di potenza con pendenza -0.7 delle regioni centrali (punti rossi).

1.3 Popolazioni stellari negli ammassi globulari galattici

Essendo popolazioni stellari risolte e ottime approssimazioni di SSP, gli ammassi globulari permettono di verificare molti risultati della teoria dell'evoluzione stellare. Le popolazioni stellari vengono tipicamente studiate attraverso il *Diagramma di Hertzsprung Russell* (diagramma HR), un piano teorico che lega la luminosità assoluta delle stelle, in unità di luminosità solari (L/L_{\odot}), alla loro temperatura ef-

fettiva (T_{eff}). In base al valore di queste due quantità ogni stella definisce un punto nel diagramma HR. Ma la struttura fisica della stella e la sua composizione chimica locale si modificano nel tempo portando cambiamenti di luminosità e temperatura. Quindi, durante la sua evoluzione, la stella occuperà posizioni diverse di questo diagramma andando a definire la cosiddetta *Traccia Evolutiva*.

La luminosità e la temperatura però sono quantità intrinseche della stella e pertanto non direttamente osservabili. L'analogo del diagramma HR nel piano osservativo è il cosiddetto *Diagramma Colore Magnitudine* (CMD), dove la magnitudine in un dato filtro corrisponde alla luminosità e il colore (quindi la differenza di magnitudine tra due filtri) corrisponde alla temperatura superficiale.

Come si può vedere dalla Figura 1.4, nel CMD le stelle definiscono sequenze ben precise corrispondenti alle diverse fasi evolutive attraversate durante la loro vita. Nel seguito vengono descritte le principali fasi evolutive delle stelle di piccola massa ($M \leq 1M_{\odot}$), che determinano le sequenze attualmente osservabili nel CMD degli ammassi globulari galattici.

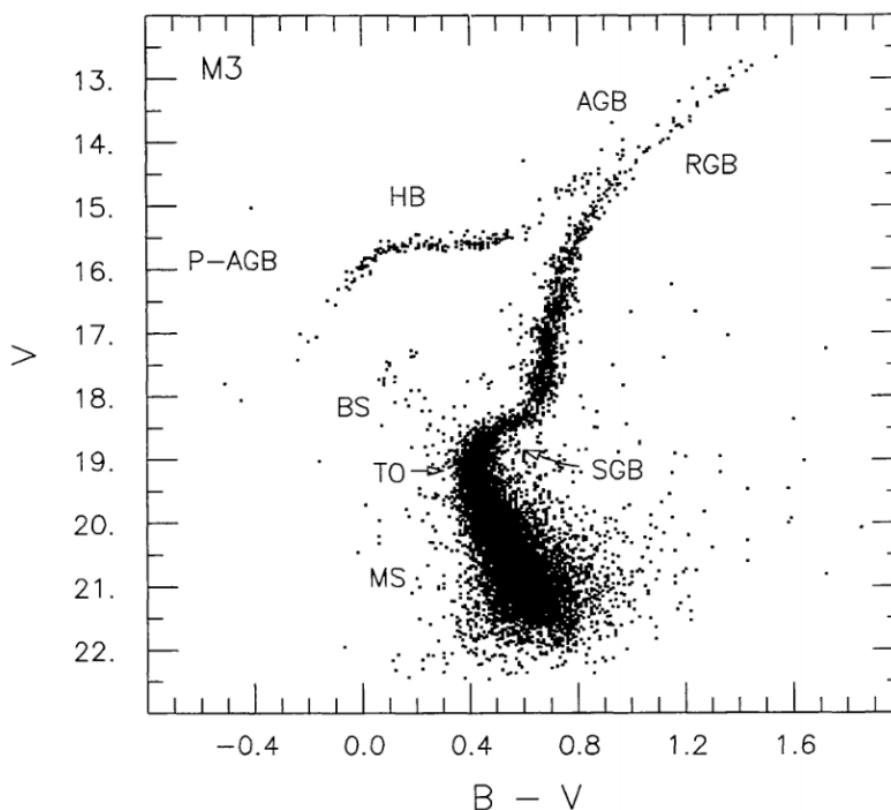


Figura 1.4: un esempio di CMD, riferito all'ammasso globulare M3, nel quale si possono distinguere le diverse sequenze evolutive stellari (Renzini & Pecci, 1988).

Sequenza Principale

La Sequenza Principale (MS, *Main Sequence*) è una sequenza sulla quale si posizionano stelle di diversa massa che cominciano la loro storia termionucleare.

È una fase che inizia con l'innesco del bruciamento dell'idrogeno (H) in elio (He) nel

nucleo e la sua durata dipende dalla massa iniziale della stella attraverso la seguente relazione:

$$t_{MS} \propto 10^{11} M^{-3} \text{ yr} \quad (1.6)$$

le stelle più massicce, quindi, evolvono più rapidamente rispetto a stelle di piccola massa. In ogni caso, a prescindere dalla massa, la MS è la fase evolutiva più lunga nella vita di una stella.

D'altro canto, il tipo di ciclo di bruciamento dell'idrogeno in elio risulta essere differente a seconda della massa: mentre per $M > 1.2 M_{\odot}$ è attivo il *ciclo CNO*, le stelle di massa più piccola, che presentano un nucleo radiativo e un involucro convettivo, bruciano H in He principalmente attraverso la *reazione protone-protone*.

Durante questa fase di sequenza principale le caratteristiche macroscopiche della stella cambiano poco e molto lentamente.

Quando l'H nel nucleo è terminato, la stella esce dalla MS e iniziano le fasi evolutive successive. Il punto che segna la fine del bruciamento dell'H e l'inizio di una nuova fase è il punto di *Turn Off* (TO) che nel CMD corrisponde al punto più luminoso e più blu (i.e. con indice di colore minore) della MS.

Come conseguenza del fatto che le stelle più massicce evolvono più rapidamente di quelle di piccola massa, le popolazioni stellari giovani presentano una grande massa al TO (M_{TO}) che diventa sempre più piccola man mano che la popolazione invecchia (Figura 1.5). Quindi, la massa stellare nel punto di TO è un importante indicatore di età per le popolazioni risolte e negli ammassi globulari galattici, aventi età di ~ 12 Gyr, la massa al TO è di $\sim 0.8 M_{\odot}$.

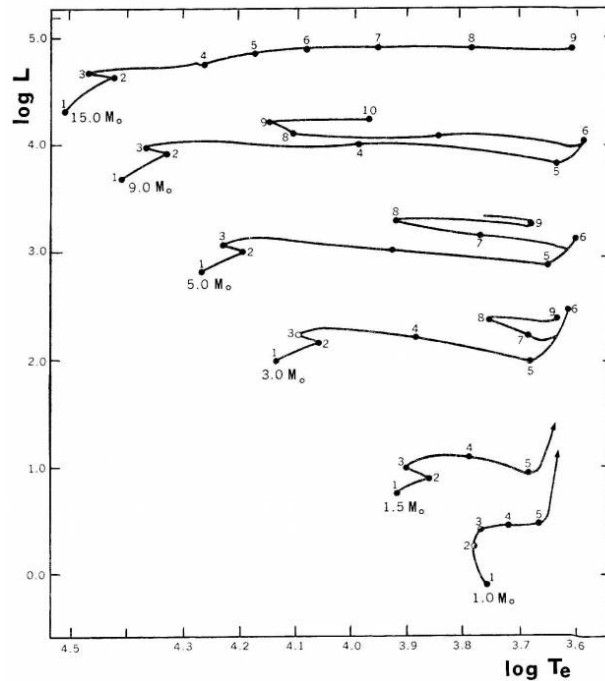


Figura 1.5: tracce evolutive di stelle con una massa compresa tra 1 e $15 M_{\odot}$.

Ramo delle Sub-Giganti

Il ramo delle sub-giganti (SGB, *Sub Giants Branch*) inizia con la contrazione del nucleo (ormai spento) che porta ad un aumento di temperatura tale da innescare il bruciamento dell'idrogeno in una shell spessa (*thick shell*) adiacente. In questa fase il nucleo e l'envelope presentano abbondanze chimiche differenti e sono separati da una shell attiva che produce energia. Quindi, per mantenere l'equilibrio idrostatico, gli strati esterni della stella tendono ad espandersi, portando la stella verso destra nel diagramma HR.

Durante questa fase la luminosità si mantiene pressochè costante mentre la temperatura superficiale diminuisce in maniera sensibile.

Ramo delle Giganti Rosse

La fase del ramo delle giganti rosse (RGB, *Red Giants Branch*) è caratterizzata da un nucleo di He degenere e dal bruciamento di H in He in una shell sottile che deposita materiale sul nucleo e progressivamente si muove verso l'esterno. Nel frattempo, l'inviluppo stellare è convettivo e la regione convettiva penetra sempre più in profondità, rimescolando il materiale e rendendolo chimicamente omogeneo: si parla del *1° Dredge up*, durante il quale la convezione può portare in superficie del materiale (He, C, N) che è stato processato dalle reazioni termonucleari che avvengono negli interni stellari. Durante questa fase la stella evolve parallelamente alla *Traccia di Hayashi*² aumentando via via la sua luminosità.

Un fenomeno interessante che avviene lungo il ramo delle giganti è il cosiddetto *RGB-Bump*, che si verifica quando la shell sottile di H raggiunge la discontinuità chimica lasciata dalla convezione, incontrando un ambiente particolarmente arricchito in H dai processi di rimescolamento. La luminosità della shell (che sta bruciando H in He) è estremamente sensibile al peso molecolare medio ($L \propto \mu^7$). Quindi, raggiunta la zona ricca di H (avente peso molecolare medio più basso), si verifica una netta diminuzione della luminosità stessa. La stella si riassetta e poi la sua luminosità aumenta nuovamente. Ciò significa che la stella attraversa lo stesso punto del CMD per ben tre volte (Figura 1.6, pannello di sinistra). Quindi, dal punto di vista osservativo ci sarà un addensamento di stelle che può essere stimato come un picco nella funzione di luminosità differenziale o come un cambio di pendenza in quella integrale.

Durante questa fase, a causa dell'espansione, le zone esterne sono debolmente legate e si verificano fenomeni di perdita di massa significativa sotto forma di venti stellari.

Il modo in cui termina la fase di RGB dipende dalla massa della stella. Stelle con $M < 0.5M_{\odot}$, non riescono ad innescare il bruciamento dell'He in carbonio (C) in un nucleo degenere di He e terminano la loro vita come nane bianche (WD, *White Dwarf*) di elio. In stelle con $0.5M_{\odot} < M < 2.2M_{\odot}$ si ha la presenza di un nucleo degenere di He a causa dell'elevata densità provocata dalla contrazione. In ambiente degenere la pressione non dipende dalla temperatura, la quale continua ad aumentare mentre la pressione rimane stabile. Quindi il nucleo non si espande e non si raffredda. Si arriva ad un'instabilità termica che provoca l'innescò dell'He nel nucleo

²luogo dei punti che delimita la regione del diagramma HR dove la stella è completamente convettiva e in equilibrio idrostatico.

in regime semi-esplosivo: si parla di *Helium Flash*, processo durante il quale viene sprigionata un'enorme quantità di energia ($\sim 10^{11} L_{\odot}^3$) che rimuove la degenerazione senza distruggere la struttura. Ciò avviene quando la massa del nucleo raggiunge le $0.5 M_{\odot}$, indipendentemente dalla massa totale della stella. Conseguenza diretta di questo fatto è che, per tutte le stelle con massa inferiore alle $2.2 M_{\odot}$, il ramo delle giganti termina alla stessa luminosità, in un punto del Diagramma HR che prende il nome di *Tip dell'RGB* (Figura 1.6, pannello di destra). Grazie al fatto che la luminosità del Tip dell'RGB è costante e per popolazioni vecchie e con metallicità sotto-solare come lo sono gli ammassi globulari galattici è essenzialmente indipendente dalla metallicità e dall'abbondanza di He: questo punto del diagramma viene anche usato come candela standard per la determinazione delle distanze di questi sistemi.

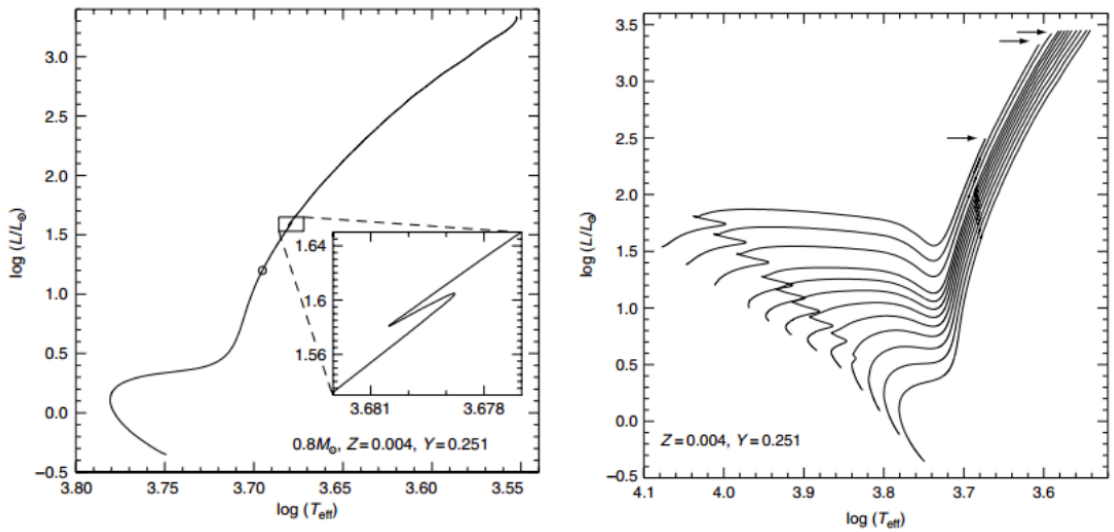


Figura 1.6: a sinistra è mostrata la traccia evolutiva di una stella di $0.8 M_{\odot}$ con un ingrandimento sul punto nel quale avviene il fenomeno dell'RGB-Bump; a destra sono mostrate diverse tracce evolutive di stelle di diversa massa: dal basso, le tre frecce indicano il punto terminale dell'RGB per stelle con massa superiore, uguale ed inferiore a $2.2 M_{\odot}$, con quest'ultime che hanno una luminosità dell'RGB-Tip pressocchè costante (Salaris Cassisi, 2005).

Ramo Orizzontale

Il ramo orizzontale (HB, *Horizontal Branch*) è popolato da stelle che bruciano He in C nel nucleo (in condizioni non degeneri) e, contemporaneamente, H in He in una shell esterna. Ciò avviene per stelle con una massa superiore a $0.5 M_{\odot}$.

La morfologia dell'HB dipende dalla massa delle stelle. In particolare modo, se $0.5 M_{\odot} < M < 2.2 M_{\odot}$ allora la loro posizione sul ramo orizzontale è regolata dal seguente parametro:

$$q = \frac{M_c}{M_{\text{tot}}} \quad (1.7)$$

³questa grande quantità di energia non raggiunge mai la superficie ma viene iniettata nel nucleo immediatamente e pertanto non è osservabile.

dove M_c è la massa del nucleo e M_{tot} è la massa totale della stella. Poichè dopo l'Helium Flash la massa del core è uguale per tutte ($0.5M_\odot$), il posizionamento delle varie stelle lungo l'HB, a fissata composizione chimica, dipende dalla massa dell'envelope che, a sua volta, varia con la composizione chimica e a seconda dei processi di perdita di massa subiti. Stelle più leggere hanno un envelope sottile e quindi un'alta T_{eff} e sono posizionate nella parte più blu (sinistra) nel diagramma HR; viceversa, stelle più massicce hanno un involuppo più grande, una T_{eff} più bassa e si posizionano nella parte rossa (destra) del diagramma. Ciò porta ad avere, rispettivamente, un HB più o meno esteso. In particolare, nel secondo caso si parla di *Red Clump*.

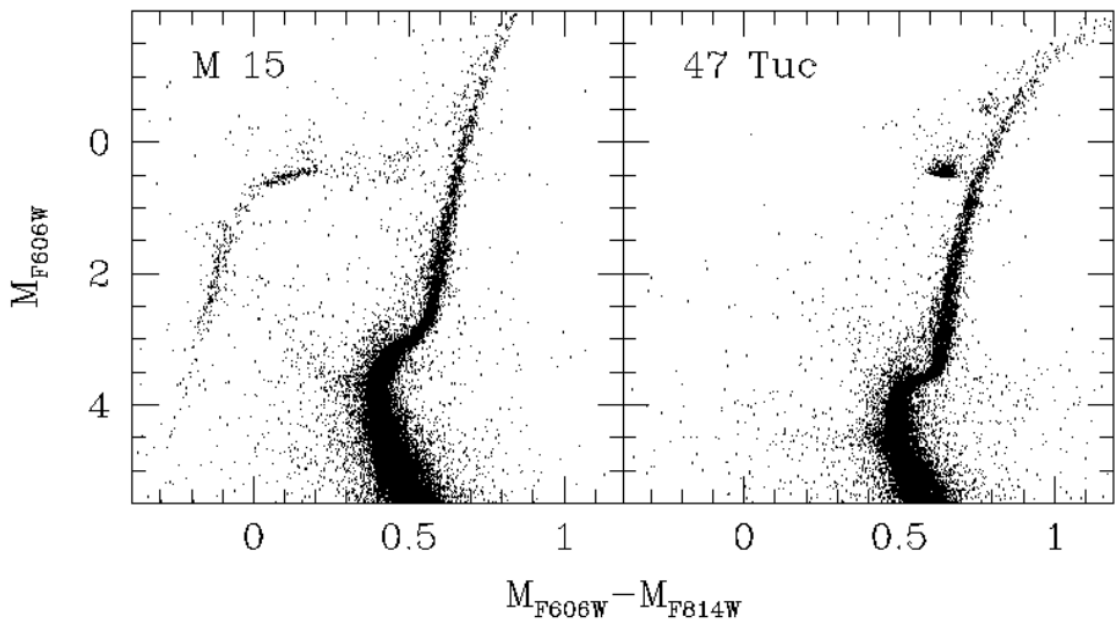


Figura 1.7: a sinistra il CMD di M15 dove è ben visibile un HB molto esteso; a destra il CMD di 47 Tucanae nel quale si nota il Red Clump (Anderson et al. 2008; Sarajedini et al. 2007).

Ramo Asintotico delle Giganti

Il ramo asintotico delle giganti (AGB, *Asymptotic Giants Branch*) è caratterizzato da un nucleo spento di C e O completamente degenere e da bruciamenti in doppia shell: H in He in quella più esterna ed He in C nella shell più interna.

In una prima fase l'accensione della shell di He provoca un'espansione degli strati intermedi tra la shell di He e quella di H, così la shell di H si sposta verso l'esterno e si spegne (*fase di Early-AGB*). La stella si avvicina alla traccia di Hayashi. A causa del progressivo raffreddamento conseguente all'espansione, anche la shell di He si spegne e l'envelope torna a contrarsi portando ad un aumento della temperatura nella shell di H tale da permetterle di accendersi.

Comincia così la seconda fase dell'AGB, durante la quale le stelle tracciano un percorso parallelo alla traccia di Hayashi espandendosi e aumentando la loro luminosità.

Questa fase, caratterizzata dall'accensione alternata delle shell di H ed He è detta fase dei *pulsi termici* (*Thermal Pulses AGB*). Si verifica una serie di contrazioni ed espansioni degli strati esterni della stella che terminano con la loro espulsione. Ciò che rimane è un nucleo completamente degenere che si contrae e si spegne in una nana bianca di carbonio e ossigeno.

1.4 Le Blue Straggler Star

Gli ammassi globulari sono l'ambiente ideale per studiare popolazioni stellari *esotiche* come le *Blue Stragglers Star* (BSS).

Sono oggetti noti fin dal 1953 quando furono osservati per la prima volta da Alan Sandage nell'ammasso globulare M3 (Sandage, 1953).

Le BSS si presentano come una popolazione di stelle che in un diagramma colore magnitudine, si va a posizionare a colori più blu e a magnitudini più brillanti rispetto al punto di turn off, lungo il prolungamento della sequenza principale (Ferraro et al. 1993, 1997, 2004; Lanzoni et al. 2007a,b; Beccari et al. 2011, 2012; Simunovic & Puzia, 2016).

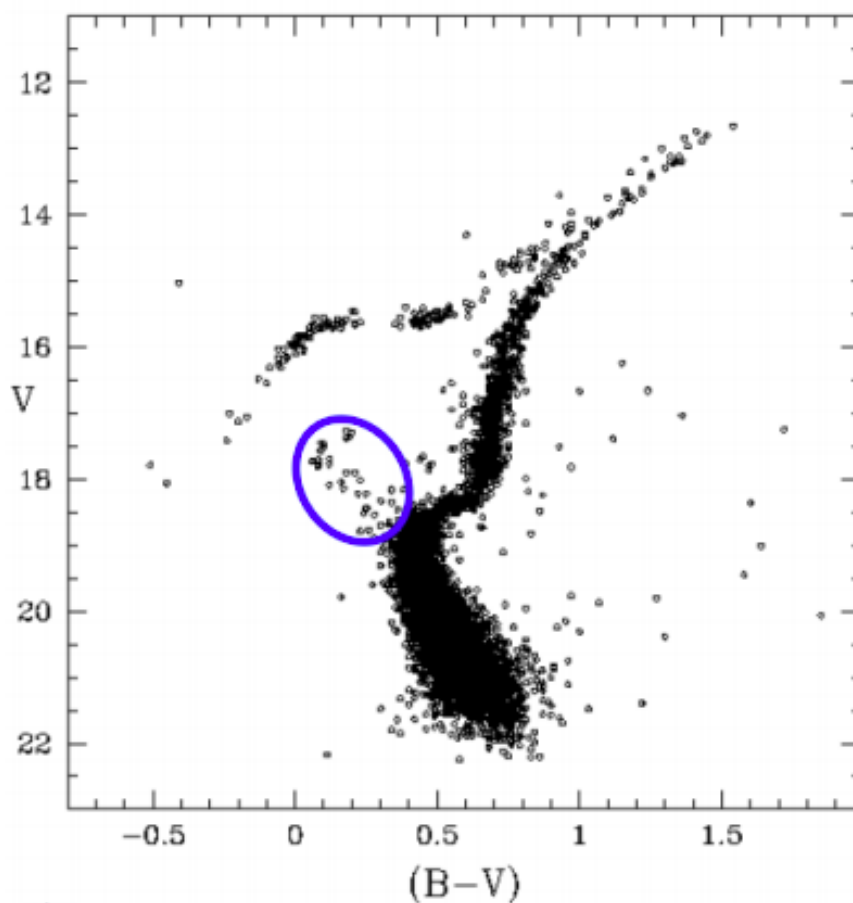


Figura 1.8: CMD ottico dell'ammasso globulare M3: l'ovale blu indica la popolazione di BSS (Sandage, 1953).

Come mostrato in Figura 1.8, nei CMD ottici le BSS sono molto meno luminose delle giganti e delle stelle di HB. Dal punto di vista osservativo, quindi, è estremamente vantaggioso utilizzare lunghezze d'onda ultraviolette (UV) dove le stelle calde quali BSS, HB e WD diventano tra le più brillanti (Figura 1.9). Poichè in questi filtri le giganti risultano praticamente "spente" rispetto alle (meno numerose) BSS, le osservazioni ultraviolette diminuiscono anche i problemi di "crowding stellare", permettendo di risolvere efficacemente le BSS anche nelle regioni più interne, di alta densità.

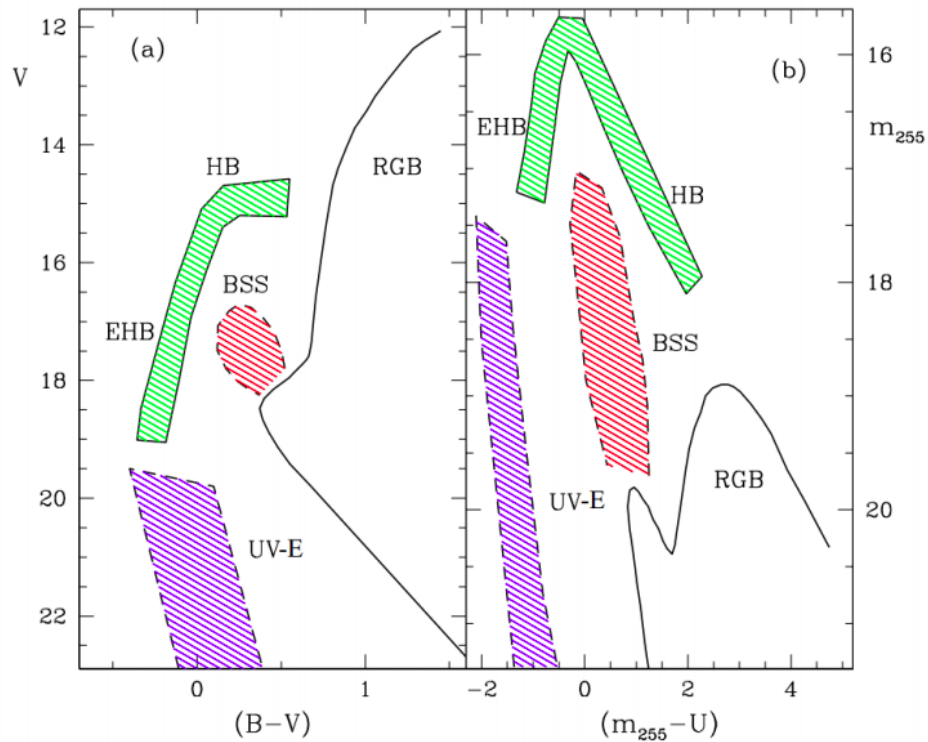


Figura 1.9: schizzo di un CMD ottico (a sinistra) e di un CMD UV (a destra) che mostra come appaiono le diverse sequenze evolutive nei due piani (Ferraro et al. 2015).

1.4.1 Scenari di formazione delle BSS

La posizione delle BSS nei CMD, suggerirebbe che queste stelle siano più giovani e più massicce rispetto alle altre stelle. In particolare, secondo la *Teoria dell'Evoluzione Stellare* esse dovrebbero avere un'età di ~ 2 Gyr e masse maggiori di $1 M_{\odot}$ (masse di $1.2-1.3 M_{\odot}$ sono anche confermate da diversi studi osservativi: Shara et al. 1997; Ferraro et al. 2006; D'alessandro et al. 2008; Fiorentino et al. 2014; Baldwin et al. 2016; Raso et al. 2019).

D'altra parte, però, nei GC non vi è alcun segno di formazione stellare più recente di 10-13 Gyr e le stelle con reazioni termonucleari ancora attive hanno tutte massa minore di $0.8 M_{\odot}$.

Pertanto, per spiegare l'esistenza delle BSS è necessario invocare dei meccanismi in grado di generare stelle relativamente massive a partire da oggetti di massa più piccola. Gli scenari attualmente più accreditati sono: *Collisioni Dirette* (Hills & Day 1976) e *Trasferimento di Massa* in sistemi binari (McCrea 1964).

Collisioni dirette

Effettivamente, collisioni dirette tra due stelle sono possibili in ambienti densi come gli ammassi globulari. Queste sarebbero responsabili della formazione delle *Collisional Blue Straggler* (COLL-BSS), la cui presenza dipende sostanzialmente dal tasso di collisioni all'interno dell'ammasso che, a sua volta, dipende soprattutto dalla densità dell'ammasso stesso.

Trasferimento di massa

Il trasferimento di massa (MT) in sistemi binari porta alla nascita delle *Mass Transfert Blue Straggler* (MT-BSS). Secondo questo scenario, la stella donatrice progressivamente cede materia alla compagna (che diventa una MT-BSS) e, rimanendo completamente priva di involucro, si trasforma in una nana bianca.

La probabilità di formazione delle MT-BSS dipende soprattutto dalla frazione di binarie dell'ammasso.

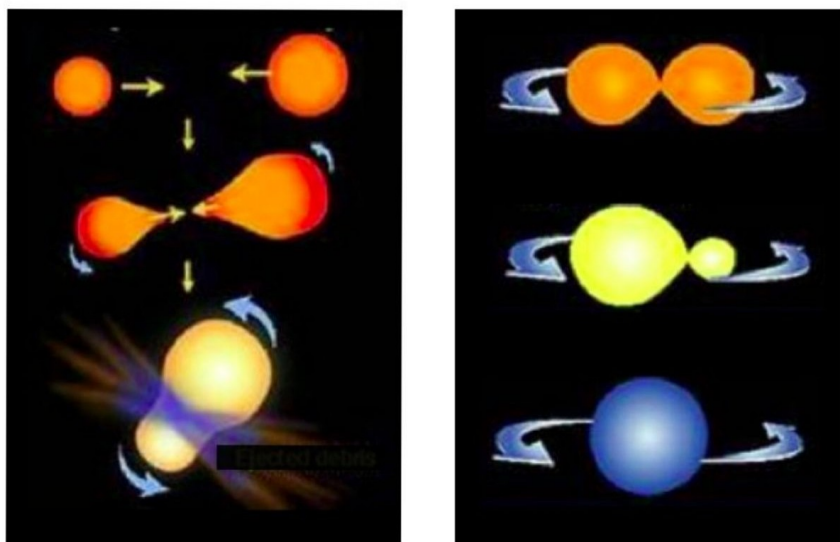


Figura 1.10: a sinistra lo scenario collisionale di formazione delle BSS; a destra lo scenario del trasferimento di massa in sistemi binari.

1.4.2 BSS come indicatori di dinamica interna

Alla luce di quanto appena detto, ci si aspetta di trovare le COLL-BSS soprattutto in ambienti altamente densi (Fusi Pecci et al 1992; Davies et al. 2004), mentre le MT-BSS possono popolare anche regioni di bassa densità (Sollima et al. 2008; Mathieu et al. 2009). Qualunque sia il canale di formazione, il risultato finale sono stelle più massicce della media. Oggetti così massicci soffrono di effetti di segregazione di massa e frizione dinamica. Il loro studio, quindi, permette di investigare il legame tra l'evoluzione dinamica e l'evoluzione stellare. In più, si possono ricavare informazioni relative alla frazione di binarie presenti nell'ammasso e definire il loro ruolo all'interno dell'ammasso stesso.

Per avere informazioni sulla dinamica interna di un GC, si può studiare la distribuzione radiale delle BSS, ovvero come queste sono distribuite in funzione della distanza dal centro del sistema, rispetto ad una popolazione di riferimento più leggera (come le stelle di HB, RGB, MS).

Siccome le BSS sono stelle più massicce della media, la frizione dinamica le porta progressivamente a segregare verso le regioni centrali. Il tempo scala di azione di questo fenomeno dipende in prima istanza dall'inverso della densità. Quindi ci si aspetta che la frizione dinamica sia più efficiente al centro dell'ammasso e, al passar del tempo, diventi importante anche in zone progressivamente più esterne. Ciò provoca una progressiva modifica nella loro distribuzione radiale, rendendo quest'ultima un ottimo strumento per tracciare l'evoluzione dinamica dell'ammasso.

Un modo per quantificare la distribuzione radiale è calcolare, in diversi bin radiali, la *frequenza specifica* delle BSS, definita attraverso la seguente relazione

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

dove N_{BSS} e N_{POP} sono rispettivamente il numero di blue stragglers e il numero di stelle appartenenti ad una popolazione di riferimento scelta.

Un secondo metodo per descrivere la distribuzione radiale è determinare il *rapporto doppio normalizzato* (Ferraro et al. 1993):

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

dove $N_{BSS,TOT}$ e $N_{BSS}(r)$ sono rispettivamente il numero di BSS totale e quello in un determinato intervallo radiale mentre $L_{samp,TOT}$ e $L_{samp}(r)$ sono la luminosità totale e la luminosità campionata all'interno dello stesso bin radiale.

Il vantaggio di usare questo indicatore è che, dal *Teorema del Consumo del Carburante* (Renzini & Buzzoni, 1986), per una qualunque popolazione di post MS ci si aspetta $R_{POP} = 1$ qualunque sia l'intervallo radiale scelto. Per una popolazione che, invece, ha subito gli effetti della frizione dinamica, il rapporto non è più costante uguale ad 1.

Nella maggior parte dei GC osservati (Ferraro et al. 1993, 2003; Sabbi 2004; Lanzoni et al. 2007), la distribuzione radiale delle BSS è bimodale, ovvero presenta un picco al centro dell'ammasso, sinonimo di una maggiore concentrazione di BSS rispetto alla popolazione di riferimento, una decrescita fino ad arrivare ad un minimo man mano che ci si sposta verso zone più esterne, ed infine una risalita detta *ramo crescente* (*Rising Branch*). In una frazione minoritaria di GC, tuttavia, si sono osservate distribuzioni radiali differenti: o piatte, o con il picco centrale seguito da un calo, ma senza evidenza di rising branch.

Definendo la distanza dal centro in unità di raggi di core è stato possibile confrontare in maniera coerente gli ammassi con dimensioni fisiche diverse e raggruppare i GC in tre famiglie distinte (Ferraro et al. 2012):

- *Famiglia I.* Fanno parte di questa famiglia ammassi nei quali la distribuzione radiale delle BSS è piatta (uguale a quella della popolazione di riferimento; Figura 1.11). Sono quindi ammassi nei quali la frizione dinamica non ha ancora modificato in maniera significativa la distribuzione delle BSS. Pertanto, questi ammassi possono essere considerati "dinamicamente giovani".

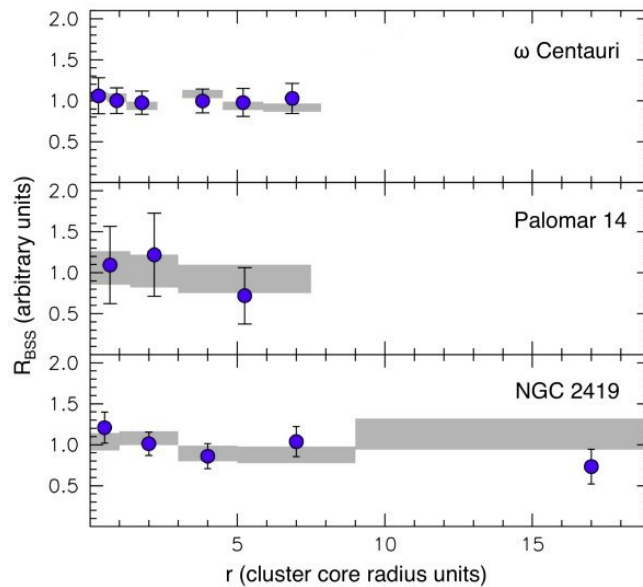


Figura 1.11: distribuzione radiale delle BSS (cerchi blu), confrontata a quella di una popolazione di riferimento (fascia grigia) in tre ammassi globulari di Famiglia I (dinamicamente giovani).

- *Famiglia II.* Gli ammassi hanno una distribuzione bimodale per le BSS (Figura 1.12). Sono ammassi in cui la frizione dinamica ha agito in maniera significativa nelle regioni centrali, ma non in quelle esterne. Possono essere considerati ammassi di età dinamica intermedia. La posizione del minimo della distribuzione può fornire ulteriori indicazioni riguardo l'età dinamica dell'ammasso: tanto più questo è localizzato nelle regioni interne dell'ammasso, tanto più l'ammasso è "dinamicamente giovane".

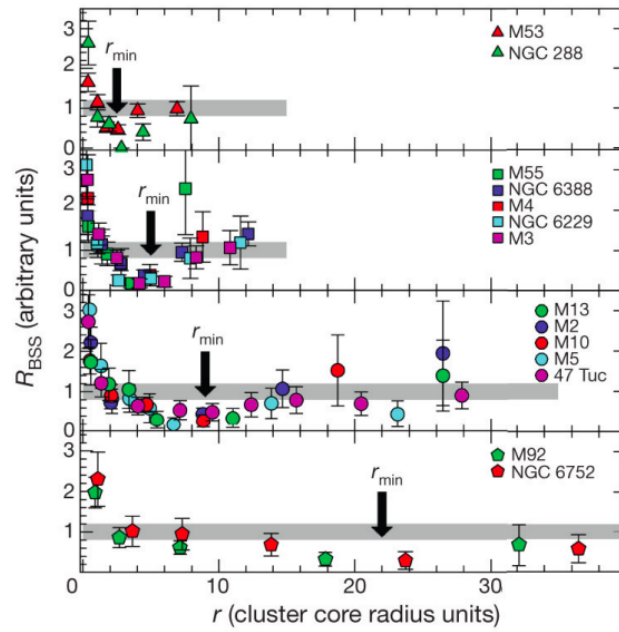


Figura 1.12: distribuzione radiale delle BSS (punti colorati) osservata in diversi GC di Famiglia II (di età dinamicamente intermedia). Gli ammassi sono raggruppati in 4 sotto-famiglie, a seconda della posizione del minimo della distribuzione (r_{min} , indicata dalla freccia nera): dall'alto al basso, r_{min} si sposta verso distanze maggiori dal centro, come atteso in ammassi via via più evoluti dal punto di vista dinamico.

- *Famiglia III*. Questi ammassi presentano un andamento unimodale con un picco al centro e una decrescita monotona nelle regioni esterne (Figura 1.13). Si tratta in questo caso di ammassi dinamicamente "vecchi" dove la frizione dinamica è stata efficiente anche nelle regioni esterne.

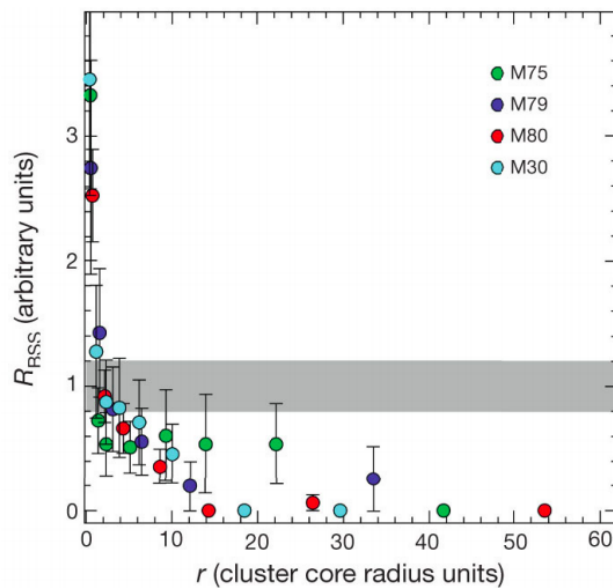


Figura 1.13: distribuzione radiale delle BSS (punti colorati) osservata in diversi GC di Famiglia III (dinamicamente vecchi).

Come già intuibile dalle figure precedenti, la posizione del minimo della distribuzione (r_{min}) aumenta sistematicamente all'aumentare dell'età dinamica e può quindi essere usato come lancetta di un "orologio dinamico": se $r_{min}=0$, la frizione dinamica non è stata efficiente nemmeno nelle regioni più interne del sistema (che quindi è dinamicamente giovane, di Famiglia I); in sistemi con r_{min} crescente, invece, la frizione dinamica ha avuto effetti significativi a distanze crescenti dal centro, fino al caso in cui r_{min} (e quindi la frizione dinamica) ha raggiunto la periferia dell'ammasso e la distribuzione radiale delle BSS è quindi unimodale (ammassi dinamicamente vecchi, di Famiglia III). In effetti, la posizione del minimo presenta anche un'anticorrelazione con il tempo di rilassamento calcolato nel centro dell'ammasso (t_{rc}) e con il tempo di rilassamento calcolato intorno al raggio metà-massa (t_{rh}):

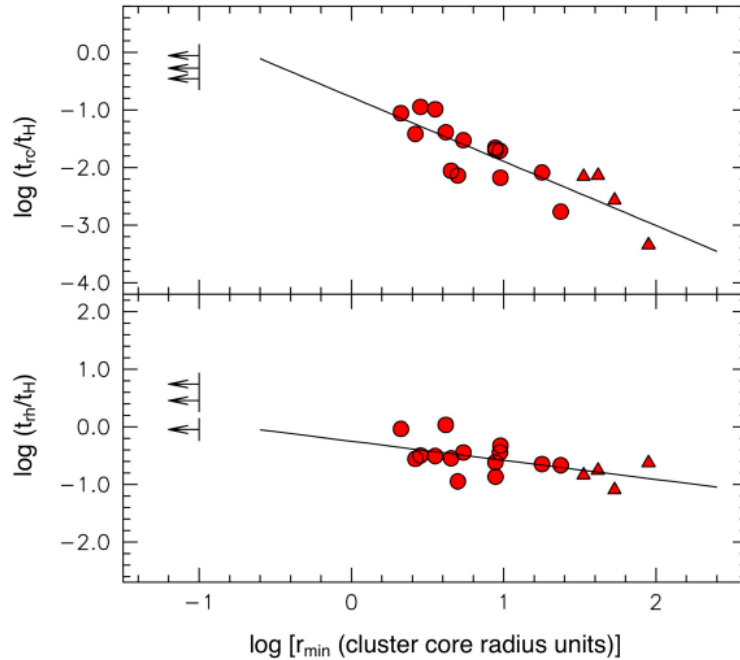


Figura 1.14: andamenti di t_{rc} (in alto) e t_{rh} (in basso). I tempi sono normalizzati al *tempo di Hubble* t_H . In ascissa il raggio del minimo r_{min} normalizzato al raggio di core.

Dal punto di vista osservativo, le difficoltà di questo metodo d'indagine risiedono nel fatto che le BSS sono poche (tipicamente <100) rispetto alle stelle di un ammasso, quindi la statistica è bassa per studiare e dividere il sistema in un numero adeguato di bin radiali. Così, in un lavoro basato su simulazioni a N-corpi (Alessandrini et al. 2016), è stato proposto un metodo alternativo basato sull'*indicatore A+*, definito come l'area tra le distribuzioni radiali cumulative delle BSS e della popolazione di riferimento: tanto più è alto il grado di segregazione delle BSS, tanto più la loro distribuzione radiale si discosterà da quella della popolazione di riferimento e quindi tanto più grande sarà il valore di A+.

Il fatto che A_+ sia un buon indicatore dinamico è stato confermato anche dalle osservazioni (Lanzoni et al. 2016): come mostrato in Figura 1.15, passando da GC di Famiglia I ad ammassi di Famiglia III (pannelli dall'alto verso il basso), la posizione del minimo cresce (si sposta verso l'esterno) e l'area tra le due distribuzioni cumulative (A_+) aumenta.

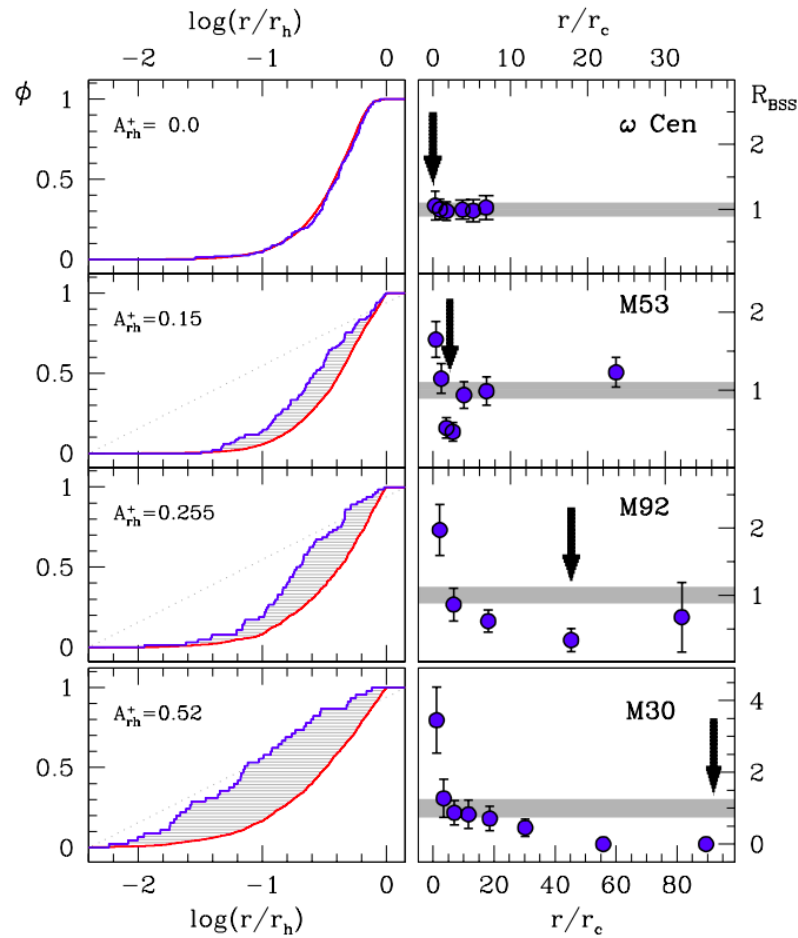


Figura 1.15: a destra, le distribuzioni cumulative radiali delle BSS (curva blu) e di una popolazione di riferimento (curva rossa) all'aumentare dell'età dinamica del sistema (dall'alto in basso); a sinistra, la corrispondente migrazione della posizione del minimo verso le regioni via via sempre più esterne del sistema (frecche nere).

Un recente studio osservativo che riguarda $\sim 1/3$ dei GC galattici (Ferraro et al. 2018; Figura 1.16) mostra una stretta anti-correlazione tra il valore di A_+ misurato dalla segregazione radiale delle BSS e il tempo di rilassamento centrale, confermando l'efficacia di questo indicatore empirico di evoluzione dinamica su solide basi statistiche.

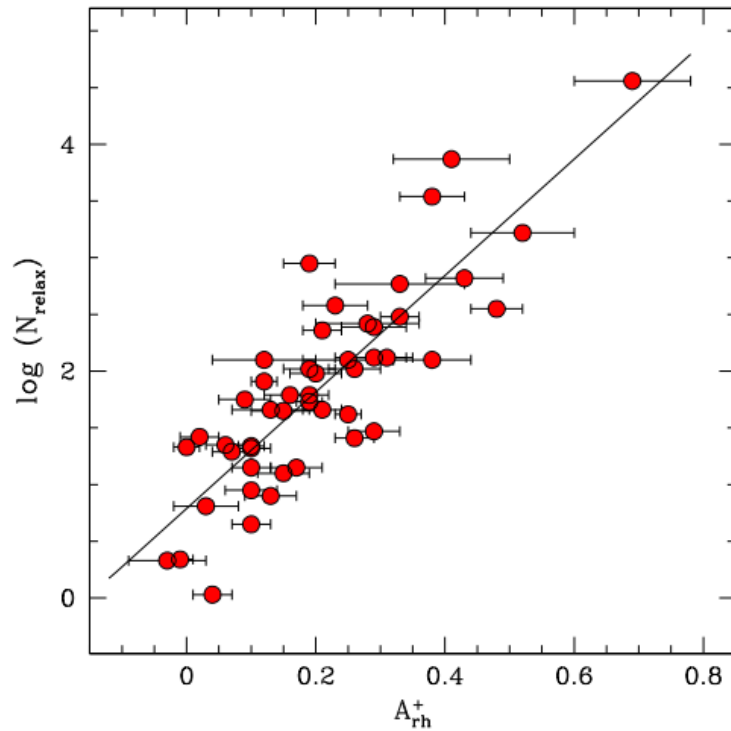


Figura 1.16: relazione tra A_+ e il numero di tempi di rilassamento centrali sperimentati finora da ciascun GC, dove $N_{relax} = t_{age}/t_{rc}$, dove $t_{age} = 12$ Gyr è l'età caratteristica dei GC galattici (da Ferraro et al. 2018).

1.4.3 Evidenze osservative dello scenario del trasferimento di massa

Come descritto nella sezione 1.4.2, ci sono due scenari di formazione per le BSS. Tuttavia molto rimane ancora da chiarire e i processi di formazione delle BSS sono uno dei problemi irrisolti nell'astrofisica stellare, ostacolando il pieno utilizzo di questi oggetti come traccianti dello stato di evoluzione dinamica del sistema stellare a cui appartengono (Ferraro et al. 2012).

Quindi è importante trovare un metodo per distinguere le MT-BSS dalle collisionali.

Rotazione

Una prima possibilità è quella che riguarda la rotazione.

Ci si aspetta che le MT-BSS siano dei rotatori veloci perchè durante il trasferimento di massa, si ha anche il trasferimento di momento angolare (Sarna & De Greve, 1996). Le COLL-BSS, invece, si prevede che ruotino su se stesse più (Benz & Hills, 1987) o meno (Leonard & Livio 1995; Sills et al. 2005) velocemente, a seconda dei modelli.

Oltre alle predizioni contraddittorie dei modelli collisionali, si ritiene che durante l'evoluzione, possano intervenire meccanismi di frenamento che possono rallentare la rotazione delle BSS indipendentemente dal canale con cui si sono formate. (Benz & Hills, 1987). Studi di rotazione stellare, quindi, non sembrano essere un metodo efficace per distinguere i due tipi di stelle.

Firma chimica

Un canale più promettente sembra essere quello dell'analisi chimica.

I modelli prevedono che le COLL-BSS non mostrino significative anomalie chimiche visto che il rimescolamento tra il nucleo e gli involucri delle stelle in collisione risulta trascurabile (Lombardi et al. 1995).

Per le MT-BSS, invece, ci si aspettano anomalie chimiche legate al ciclo CNO incompleto. Infatti, questo canale di formazione prevede un sistema binario nel quale ci sono una stella di MS e una donatrice più evoluta (RGB o AGB), che riempie il suo *lobo di Roche* e progressivamente inizia a cedere materia alla compagna a partire dagli strati più esterni fino al nucleo. Il materiale osservabile, depositato sulla superficie della BSS dovrebbe, quindi, provenire dalle zone più interne della donatrice, dove è stato processato attraverso reazioni termonucleari, più in particolare attraverso il ciclo CNO. Quindi, sulla superficie della MT-BSS ci si aspetta una carenza di C e O (*firma chimica*) rispetto alle "normali" stelle dell'ammasso (Sarna & De Greve, 1996).

Firma fotometrica

Il canale di formazione di MT prevede la presenza di una BSS e di una nana bianca legate in un sistema binario, mentre le COLL-BSS dovrebbero essere stelle singole. Benchè alle distanze dei GC galattici (4-50 kpc) non è possibile risolvere i sistemi binari, la presenza della WD può essere rivelata dall'osservazione di una forte emissione nel lontano UV in corrispondenza della BSS. Infatti, poichè la temperatura delle BSS si aggira intorno ai 7000-8000 K, il flusso atteso a lunghezze d'onda inferiori a 2000 Å è del tutto trascurabile. Così, la presenza di flusso a queste lunghezze d'onda indicherebbe in maniera inequivocabile la presenza di una stella molto calda in orbita intorno alla più fredda BSS, ovvero una WD (Gosnell et al. 2014, 2015). Un forte eccesso UV osservato in corrispondenza di una BSS, quindi, può essere considerato come la *firma fotometrica* del processo di MT.

Inoltre, tenendo presente che dal momento in cui finisce il MT la nana bianca progressivamente inizia a raffreddarsi, la caratterizzazione di queste stelle consente di determinarne l'età, fornendo così un limite superiore all'epoca in cui il MT si è verificato in questi sistemi.

La firma fotometrica del processo di MT è stata effettivamente osservata (Gosnell et al. 2014, 2015) nel caso di alcune BSS dell'ammasso aperto NGC 188.

La Figura 1.17 mostra i dati osservativi ottenuti con il Telescopio Spaziale Hubble (rombi neri), confrontati con gli spettri attesi per tre BSS del campione (curve rosse): è evidente la presenza di un forte eccesso di flusso nel lontano UV rispetto allo spettro della BSS. Tale eccesso è ben riproducibile ipotizzando la presenza di nane bianche con temperatura pari a quella indicata in ciascun pannello, il cui spettro è descritto dalle linee blu.

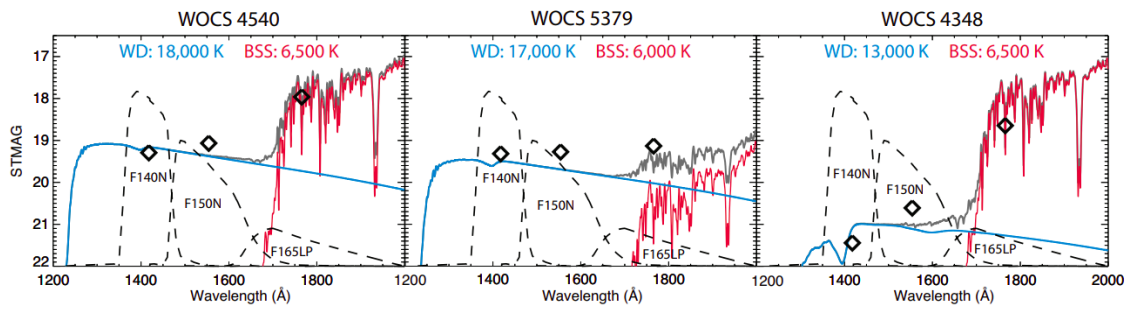


Figura 1.17: evidenza della firma fotometrica del processo di MT in tre BSS dell'ammasso aperto NGC 188. I rombi neri rappresentano le osservazioni, in rosso è mostrato lo spettro della BSS, in blu quello della WD, in grigio lo spettro combinato. In tutti i casi, si osserva un eccesso UV che indica la presenza di una WD. Ovviamente, la WD con temperatura più alta (a sinistra) provoca un eccesso di flusso maggiore rispetto a quella con temperatura più bassa (destra) (Gosnell et al. 2014).

Questo lavoro di tesi è mirato alla ricerca della *firma fotometrica* del processo di MT in un campione di BSS nell'ammasso globulare 47 Tucanae, per il quale è stata rilevata già la *firma chimica* (paragrafo 1.5.1).

1.5 L'ammasso globulare 47 Tucanae

L'ammasso globulare 47 Tucanae (o NGC 104) è l'oggetto di studio di questo lavoro.



Figura 1.18: immagine di 47 Tucanae. Crediti: collaborazione tra NASA, ESA e Hubble Heritage (STScI/AURA)-ESA/Hubble.

Situato nella Via Lattea, in direzione della costellazione australe del Tucano (RA=00:24:05.71, DEC=-72:04:52.7; Goldsbury et al. 2010) in una zona di bassa estinzione ($E(B-V)=0.04$; Harris 1996), 47 Tucanae è noto per essere uno degli ammassi globulari più massicci della Via Lattea (circa 10^6 stelle) e il secondo ammasso più luminoso mai osservato dopo ω Centauri. Il suo modulo di distanza è 13.29 ± 0.01 (Ferraro et al. 1999) che si traduce in una distanza da noi di circa 4.9 ± 0.01 kpc. 47 Tucanae è tra i GC più ricchi di metalli, con $[Fe/H]=-0.67$ (Carretta et al. 2004), con un'età stimata di circa 12 Gyr (Brogaard et al. 2017).

La densità stellare nel centro di 47 Tucanae è molto elevata, con quasi $10^5 L_{\odot}/pc^3$ (Harris 1996). Questo GC, quindi, è una vera e propria fucina di oggetti esotici, da BSS, variabili cataclismiche e binarie X di piccola massa (Ferraro et al. 2001; Knigge et al. 2002; Cadelano M. et al. 2015; Rivera-Sandoval et al. 2015), fino a pulsar al millisecondo (è il secondo ammasso galattico, dopo Terzan 5, per numero di millisecond pulsar osservate; Freire et al. 2017). In particolare, per quanto riguarda le BSS, è il primo ammasso in cui è stata identificata la *firma chimica* del processo di MT.

1.5.1 Firma chimica in un sottocampione di BSS in 47 Tucanae

Utilizzando lo spettrografo FLAMES-GIRAFFE dell'ESO-VLT, è stato osservato (Ferraro et al. 2006) un campione di 43 BSS lungo l'intera estensione radiale dell'ammasso. Grazie all'alta risoluzione spettroscopica, è stato possibile misurare le abbondanze di C e O di queste stelle ed è stato evidenziato un sottocampione di 6 BSS che mostrano sulla loro superficie una carenza di questi elementi (CO-depleted) rispetto alle altre BSS e a stelle di MS dell'ammasso (Figura 1.19). Questa anomalia chimica è stata interpretata come il segno di una recente attività di MT: la *firma chimica* del processo di MT discussa nel paragrafo precedente.

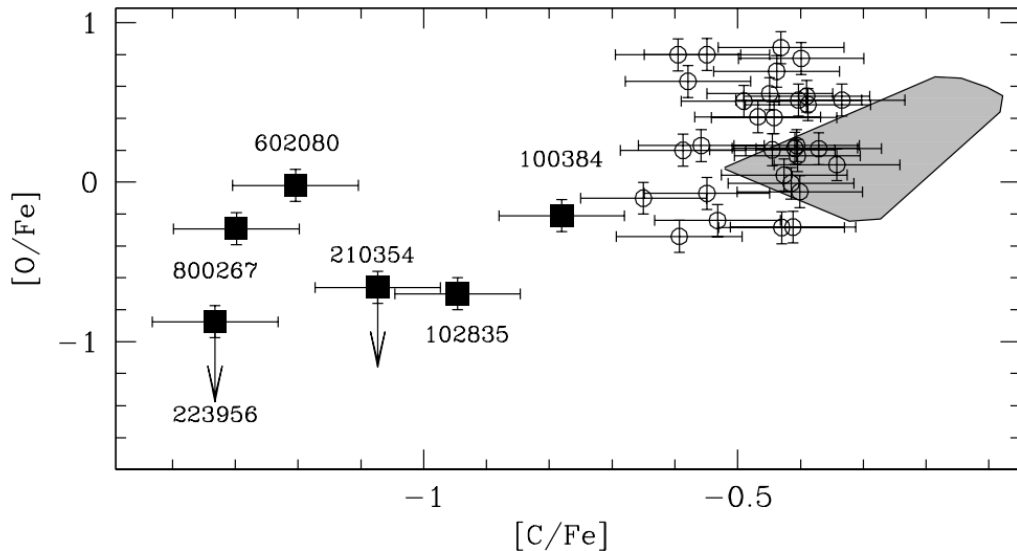


Figura 1.19: abbondanze di carbonio e ossigeno misurate da Ferraro et al. (2006) per 43 BSS di 47 Tucanae. I quadrati pieni mostrano le CO-depleted, mentre i cerchi vuoti rappresentano le BSS con abbondanze chimiche consistenti con quelle delle stelle "normali" di ammasso: la regione grigia corrisponde alla posizione di 12 stelle di TO (Carretta et al. 2005).

Il fatto che solo 6 (delle 43) BSS mostrino carenza di C e O, potrebbe suggerire, almeno in prima approssimazione, che la frequenza di formazione delle MT-BSS è solo del 14 % circa.

Una frazione così bassa di MT-BSS può essere spiegata assumendo che la maggior parte delle stelle si sia generata per collisioni oppure (più probabilmente) che la carenza di C e O sia un fenomeno *transiente* e pertanto osservabile soltanto in BSS "giovani" che hanno quindi terminato la fase di MT in tempi relativamente recenti. A tale proposito viene avanzato il seguente scenario evolutivo.

Secondo Ferraro et al 2006 (Figura 1.20), nelle prime fasi dell'attività di MT (corrispondenti allo stadio di W Uma⁴), il materiale trasferito dalla stella primaria proviene da strati non processati tramite il ciclo CNO e la BSS presenta quindi abbondanze normali di C e O (Stage-1). Poi il trasferimento di massa procede e il materiale accumulato sulla superficie della BSS proviene dalle regioni più profonde della donatrice dove si è verificata la combustione del CNO. Quindi si ha una carenza di carbonio prima (Stage-2), e di C e O poi (Stage-3). Successivamente possono intervenire fenomeni di rotazione o di mixing che cancellano le anomalie chimiche sulla superficie della BSS (Stage-4).

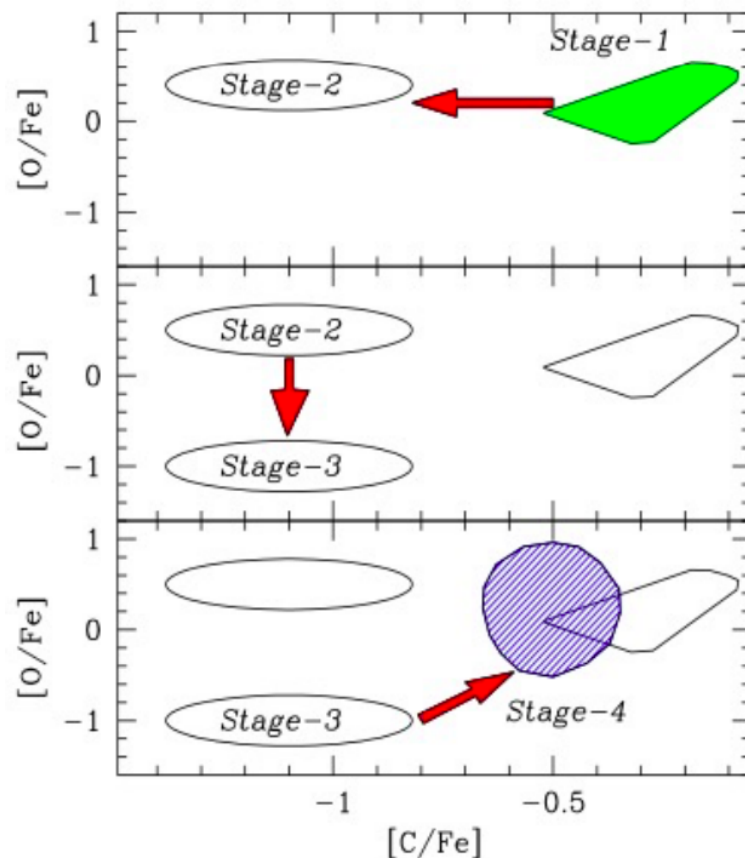


Figura 1.20: scenario evolutivo ipotizzato da Ferraro et al. (2006) per le MT-BSS. Durante gli stage-2 e stage-3 l'attività MT dovrebbe essere abbastanza avanzata da aver pelato la compagna della BSS fino ai suoi strati più interni, processati tramite il ciclo CNO. In questa fase, quindi, sono attese anomalie chimiche (carenza di C e/o O) sulla superficie della BSS e la stella compagna dovrebbe essere osservabile come WD.

⁴prototipo di binarie ad eclisse, caratterizzato da stelle così a stretto contatto da condividere gli strati più esterni.

Secondo questo scenario, delle 6 BSS CO-depleted trovate in 47 Tucanae, solo una (ID=100384, con abbondanza di O normale e leggermente carente in C) sarebbe ancora nello Stage-1, mentre le restanti cinque (con significativa carenza di C o CO) sarebbero negli Stage-2 o Stage-3. Invece, le altre 37 BSS del campione, potrebbero essere nello Stage-1 o Stage-4 o potrebbero avere un'origine collisionale. Risulta chiaro che quando il trasferimento di massa inizia ad essere rilevante (dallo Stage-2 in poi), il nucleo della stella donatrice è sempre più esposto e inizia ad essere osservabile come una WD calda.

L'identificazione di un eccesso UV (*firma fotometrica*) in corrispondenza della BSS CO-depleted (*firma chimica*) fornirebbe la prima conferma osservativa del fatto che entrambi questi diagnostici possono essere utilizzati per riconoscere le BSS formatesi tramite il processo di MT, risolvendo così un puzzle che dura da decenni. Applicando una o entrambe queste metodologie ad un grande numero di GC galattici, sarebbe finalmente possibile separare le COLL-BSS dalle MT-BSS, rendendo ancora più preciso e potente l'utilizzo di queste stelle come indicatori di dinamica interna (per esempio, dalla frazione di COLL-BSS, si potrebbero ottenere stime accurate del tasso di collisioni nell'ammasso, mentre dalle MT-BSS si otterrebbero informazioni sulla frazione di binarie). In più, usando le curve di raffreddamento delle nane bianche si potrà stimare l'epoca in cui il trasferimento di massa si è concluso, fornendo informazioni utili per i modelli teorici di queste stelle.

Capitolo 2

Strumentazione e analisi dati

2.1 Il telescopio spaziale Astrosat

2.1.1 La missione indiana

ASTROSAT è un osservatorio spaziale indiano. È stato costruito da Indian Space Research Organisation (ISRO)¹ grazie alla collaborazione di molte istituzioni scientifiche/astronomiche indiane, quali Inter University Centre for Astronomy and Astrophysics (IUCAA) di Pune, Tata Institute of Fundamental Research (TIFR) di Mumbai, Indian Institute of Astrophysics (IIAP) e Raman Research Institute (RRI) di Bangalore.



Figura 2.1: immagine di ASTROSAT nello spazio.

¹<https://www.isro.gov.in/>.

A differenza della maggior parte degli altri satelliti scientifici che sono in grado di osservare una gamma ristretta di lunghezze d'onda, ASTROSAT consente di effettuare osservazioni simultanee con un singolo satellite sia a basse che ad alte energie, concentrandosi in particolare su osservazioni in X, ottico e ultravioletto.

La durata minima della missione ASTROSAT è di 5 anni: è stato lanciato il 28 settembre 2015 dalla prima piattaforma di lancio presso il Satish Dhawan Space Center SHAR (SDSC Shar) a Sriharikota, porto spaziale dell'India, a bordo del veicolo di lancio satellitare polare dell'India PSLV-C30 nel suo 31° volo. Circa 25 minuti dopo il decollo, ASTROSAT è stato collocato nello spazio in un'orbita a 650 km dalla Terra con un angolo di inclinazione di sei gradi rispetto all'equatore, seguito poi da altri sei satelliti² messi anch'essi nelle rispettive orbite. Impiega circa 97 minuti per completare la sua orbita, la quale può essere polare o equatoriale in base allo scopo scientifico richiesto.

Gli obiettivi scientifici della missione ASTROSAT sono:

- comprendere i processi ad alta energia nei sistemi stellari binari contenenti stelle di neutroni e buchi neri;
- stimare i campi magnetici delle stelle di neutroni;
- studiare le regioni di formazione stellare e i processi ad alta energia nei sistemi stellari al di fuori della Via Lattea;
- rilevare nuovi transienti X;
- eseguire una survey ultravioletta profonda in una regione limitata del cielo.

2.1.2 Caratteristiche e struttura

ASTROSAT è un satellite a forma di cuboide (1.96m x 1.75m x 1.30m) di circa 1515 kg, coperto da una coltre termica di oro. Presenta vari sistemi principali interni, quali batterie, computer e strumenti di comunicazione collegati da una piattaforma (detta *bus*) a strutture esterne, come antenne, pannelli solari e meccanismi di puntamento e rotazione.

Specifiche tecniche

Dopo essere stato messo in orbita, i sistemi esterni di ASTROSAT sono stati schierati rapidamente in maniera automatica. I due pannelli solari generano la potenza elettrica richiesta (circa 1600 Watt) sfruttando sia la radiazione solare che due batterie al Litio utili per rifornire di energia elettrica il satellite quando la prima fonte di energia viene a mancare. Inoltre, sono presenti molti sensori solari e stellari, magnetometri e giroscopi sensibili, gestiti dall'*Attitude and Orbit Control System* (AOCS), un computer che fornisce stabilità al satellite e ne regola l'orientamento durante le osservazioni con una precisione di 0.05 gradi. La gestione da Terra avviene nel centro di controllo dei veicoli spaziali situato presso il Mission Operations Complex (MOX) di ISRO Telemetry, Tracking and Command Network (ISTRAC) a Bangalore. Quest'ultimo si occupa di gestire il satellite durante la sua intera vita di missione e di elaborare, archiviare e distribuire i dati ottenuti dalle osservazioni.

²oltre ad ASTROSAT, PSLV-C30 trasportava altri sei satelliti: quattro nano satelliti degli Stati Uniti, un micro satellite dell'Indonesia e un nano satellite del Canada.

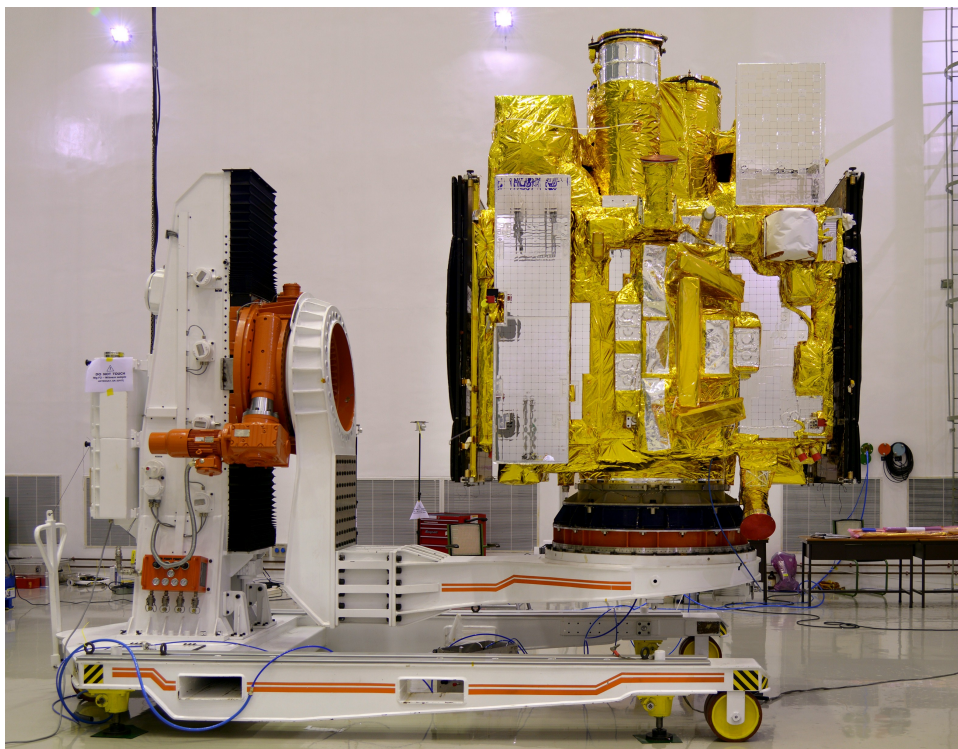


Figura 2.2: immagine di ASTROSAT prima di essere caricato sul lanciatore PSLV-C30.

Configurazione

L'obiettivo di ASTROSAT è quello di avere una visione più ampia e profonda dei vari processi astrofisici che si verificano nei diversi tipi di oggetti astronomici che costituiscono il nostro Universo. A tale scopo sono stati installati cinque *payload*, che lavorano in ottico, X e UV. Le loro prestazioni e la loro calibrazione è stata fatta nei sei mesi successivi alla messa in orbita, dopo i quali sono cominciate le osservazioni scientifiche. I cinque payload sono:

- *Large Area X-ray Proportional Counter* (LAXPC), è un telescopio X progettato per studiare la variabilità X di sorgenti come binarie e Nuclei Galattici Attivi. Opera nella banda di energia tra 3 e 8 keV. È in grado di ottenere spettri X in tempi scala molto brevi, fino a decine di millisecondi se la sorgente è abbastanza brillante.
- *Soft X-ray Telescope* (SXT), è stato pensato per studiare la variazione spettrale di sorgenti X nel range di energia di 0.3-8.0 keV, con una risoluzione spettrale tra 150 eV e 6 keV e con un campo di vista è di 41.3 arcmin².
- *Cadmium Zinc Telluride Imager* (CZTI), è uno strumento di imaging che lavora nell'hard X nell'intervallo di energie tra 10 e 100 keV. Ha un detector formato da quattro quadranti, ognuno dei quali contiene sedici moduli CZT.
- *Scanning Sky Monitor* (SSM), è uno strumento con un grande campo di vista e con una risoluzione angolare di circa 12 arcminuti. È ideato per scansare il cielo in poche ore, con lo scopo di monitorare sorgenti luminose in X e rilevare fenomeni transienti in un intervallo di energia di 2.5-10 keV. Inoltre, se viene

rilevata una sorgente particolarmente interessante vengono "avvisati" gli altri strumenti a bordo di ASTROSAT e/o osservatori a terra in modo da procedere ad un'osservazione più dettagliata.

- *Ultraviolet Imaging Telescope (UVIT)*, è costruito da due telescopi dedicati a fotometria in banda ottica e ultravioletta. Essendo quello utilizzato per acquisire i dati analizzati in questa tesi, viene descritto in maggior dettaglio nel paragrafo successivo.

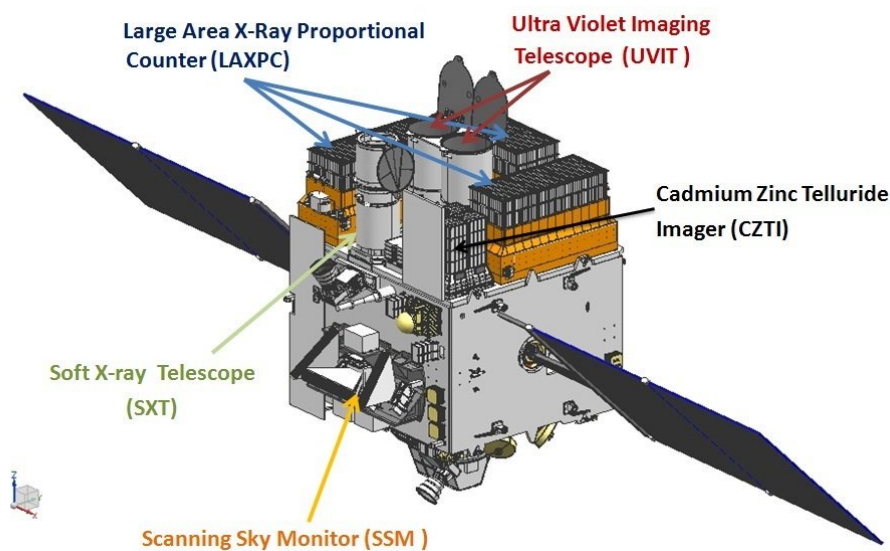


Figura 2.3: raffigurazione di ASTROSAT con specificati i cinque payload.

2.1.3 Il telescopio UVIT

Caratteristiche

UVIT è in grado di osservare il cielo nelle regioni del visibile, vicino ultravioletto e lontano ultravioletto e può fare osservazioni in simultanea con i telescopi X presenti a bordo di ASTROSAT.

UVIT comprende due telescopi separati che lavorano a lunghezze d'onda differenti: il primo nel visibile a 320-550 nm e nel NUV a 200-300 nm, mentre il secondo opera solo nel FUV a 130-180 nm. Entrambi i telescopi hanno specchi iperbolici primari di diametro ~ 375 mm e specchi iperbolici secondari di diametro ~ 140 mm e la lunghezza focale complessiva dei telescopi è ~ 4750 mm.

Il campo di vista è un cerchio di $28'$ di diametro. La risoluzione angolare è di $1.8''$ per i due canali ultravioletti e $2.5''$ per quello visibile. Tutti e tre i canali utilizzano come rilevatori CMOS³, i quali vengono usati per la registrazione di immagini in modalità di conteggio dei fotoni (alto guadagno) o in modalità di integrazione (basso guadagno) nella quale i singoli fotoni non possono essere distinti. In genere, la prima viene utilizzata per i due canali ultravioletti che hanno un flusso ridotto mentre la seconda viene scelta per il canale visibile che presenta un flusso più elevato. In ciascuno dei tre canali è possibile selezionare una banda spettrale attraverso una

³complementary metal oxide semiconductor.

serie di filtri disponibili.

In Figura 2.4 viene mostrata l'area efficace per i filtri FUV:

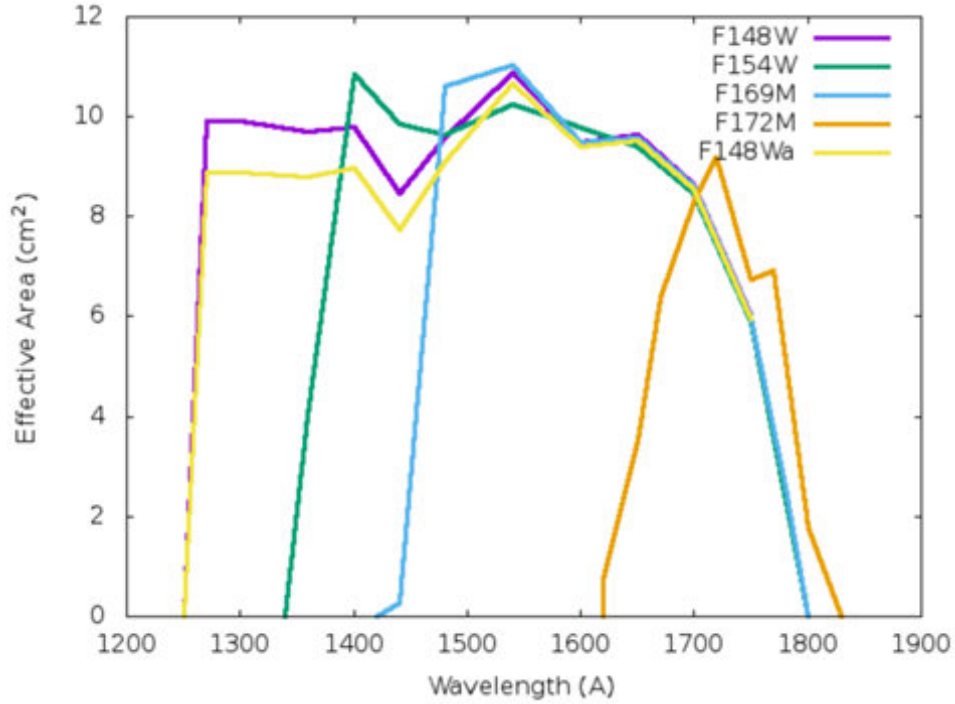


Figura 2.4: area efficace in funzione della lunghezza d'onda relativa ai filtri FUV.

2.2 Presentazione del dataset

2.2.1 Descrizione delle osservazioni

I dati analizzati in questo lavoro, relativi all'ammasso globulare 47 Tucanae, sono stati ottenuti tramite il proposal UVIT ID: 05-078T01 (PI: Subramaniam A.). L'ammasso è stato osservato il 13 Dicembre 2018 con UVIT, sfruttando in particolar modo la sua capacità di lavorare nel Far-Ultra-Violet (FUV) in un range in lunghezza d'onda da 130 a 180 nm. I dati sono stati acquisiti in due filtri (F148W e F154W) e le due immagini ottenute sono state preliminarmente processate attraverso il software CCDLAB⁴ (Postma & Leahy, 2017).

In Tabella 2.1 vengono riportati i filtri, la lunghezza d'onda centrale di ciascuno filtro e il tempo di esposizione delle due immagini acquisite.

Immagine	Filtro	$\lambda_{centrale}$ (Å)	$\Delta\lambda$ (Å)	t_{exp} (s)
BaF2.fits	F148W	1481	500	15115.59
CaF2.fits	F154W	1541	380	15087.945

Tabella 2.1: caratteristiche principali delle immagini a disposizione.

⁴un software sviluppato per ridurre e visualizzare le immagini scientifiche. Eseguendo operazioni di riduzione dipendenti dal satellite, come correzione per il drift e distorsioni e visualizza le immagini *.fits*.



Figura 2.5: immagine UVIT di 47 Tucanae nel filtro F154W.

2.3 Analisi dati

2.3.1 Riduzione fotometrica

Le due immagini ottenute sono pronte per la riduzione fotometrica attraverso l'utilizzo del software DAOPHOT (Stetson et al 1987), un programma sviluppato con lo scopo di effettuare analisi fotometriche di alta precisione, in particolare per sistemi stellari densi come gli ammassi globulari.

Il primo passo consiste nel fornire un file (chiamato *daophot.opt*) contenente una serie di dati in input riguardo alle immagini che si intendono processare, lo strumento con il quale sono state ottenute e il tipo di analisi che si vuole andare ad effettuare. Devono quindi essere noti:

- *hi o valore di saturazione*, il valore massimo di conteggi al di sopra del quale il pixel della camera è saturato. Per UVIT esso è pari a $20000 e^-/\text{pixel}$;
- *Full Width at Half Maximum (FWHM)*, l'ampiezza a metà altezza della PSF delle stelle presenti nel campo. Non è un valore preciso ma indicativo con il quale DAOPHOT inizializza la procedura di analisi dell'immagine. Per ottenere una buona stima di FWHM sono state scelte una decina di stelle sparse su tutto il campo, non troppo brillanti, non troppo deboli e abbastanza isolate. Utilizzando la task DOEDIT di IRAF si è ottenuto un valore pari a 4.5 pixel;
- *threshold*, la soglia minima del fondocielo e al di sotto della quale le stelle vengono ignorate. È espressa in unità di deviazioni standard dei conteggi del cielo, dove il cielo è preso all'interno di un'area circolare posta a distanza fissa dalla sorgente.

2.3.2 Ricerca delle sorgenti

Una volta settati tutti i parametri, attraverso la task DAOFIND, che contiene al suo interno la routine FIND, viene generata una lista iniziale di stelle. Questa lista viene creata ricercando i picchi di luminosità nell'immagine data in input e considerando solo sorgenti dove il numero di conteggi supera la sigma di soglia e dove i singoli pixel non superano il valore di saturazione hi . In output viene prodotto un file di coordinate *.coo*, che contiene un numero identificativo della stella (id), la posizione del centroide stellare in coordinate strumentali (x,y), una magnitudine iniziale calcolata utilizzando i conteggi del picco della sorgente.

Scelto un valore di threshold di 3.5σ e utilizzando le posizioni del centroide precedentemente ottenute è stato controllato visivamente, sul software DS9⁵, quali oggetti nelle immagini sono stati identificati in quelle determinate posizioni creando, così, una lista di stelle.

2.3.3 Fotometria di apertura

Una volta creata la lista iniziale di stelle, si procede con la fotometria di apertura. È una tecnica usata per ottenere una prima stima delle magnitudini strumentali delle sorgenti. In primis, si definisce un'area circolare centrata sulla stella identificata dal cosiddetto *raggio di apertura*, all'interno della quale sono presenti sia i conteggi relativi alla stella sia quelli relativi al cielo. Questi ultimi vengono opportunamente sottratti dopo averli misurati all'interno di una corona circolare concentrica, esterna a quella definita dal raggio di apertura (Figura 2.6).

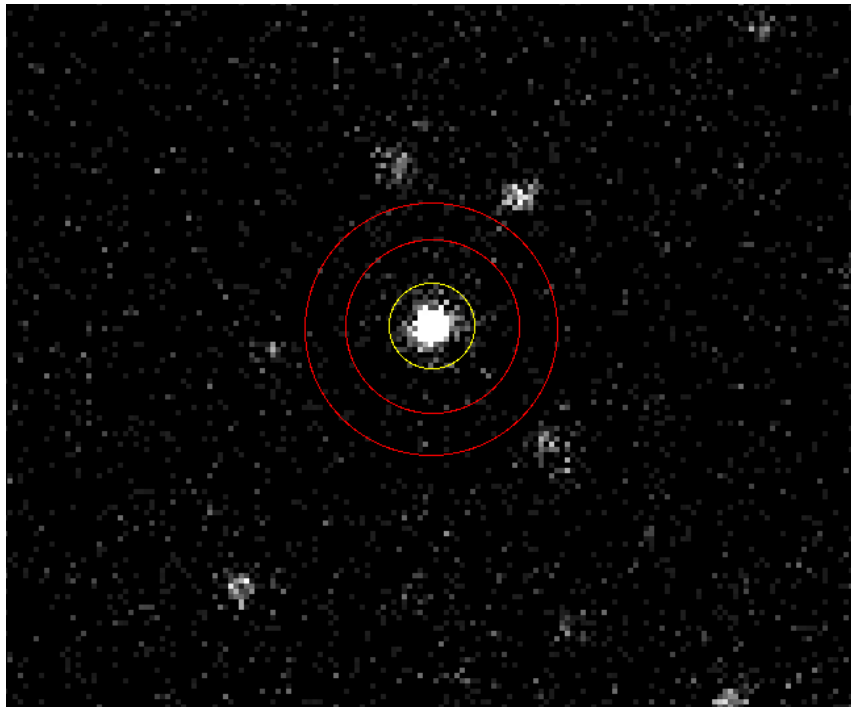


Figura 2.6: fotometria di apertura. Il cerchio giallo, definito dal raggio di apertura, contiene la sorgente; la corona circolare rossa è per il fondocielo.

⁵è un software di visualizzazione delle immagini.

È una tecnica molto semplice che si basa solo sui conteggi ma non è in grado di deconvolvere i contributi delle singole componenti nel caso in cui non siano perfettamente risolte, ma risultino anche solo parzialmente sovrapposte (blend). Di conseguenza, in sistemi densi come gli ammassi globulari, dove è facile essere in presenza di blend, non permette di ottenere una buona stima fotometrica delle singole sorgenti, ma risulta un procedimento utile per ottenere dei valori di magnitudine sui quali si baseranno i passaggi successivi.

Operativamente, si utilizza la task PHOTO fornendo in input il file *.coo* precedentemente creato e un file *phot.opt* contenente una serie di raggi nei quali viene calcolata l'apertura e i valori di raggio interno e raggio esterno della corona utilizzati per il calcolo del fondocielo. In output viene creato un file *.ap*, all'interno del quale ci sono l'identificativo, le posizioni e le magnitudini di apertura con i relativi errori.

2.3.4 PSF-fitting

Per ovviare alle limitazioni della fotometria di apertura e ottenere le magnitudini strumentali per tutte le stelle dell'ammasso si utilizza la tecnica del *PSF-fitting*.

Il primo passo è costruire un modello di PSF basandosi su un campione di circa venti/trenta stelle rappresentative del catalogo, le quali devono essere brillanti, non sature e isolate.

Successivamente va scelta una funzione che meglio riproduce il profilo di brillantezza delle stelle presenti nel catalogo. In DAOPHOT sono presenti diversi modelli analitici:

- *Gauss*: funzione Gaussiana, avente come parametri liberi le FWHM in x e in y. Può anche essere ellittica ma gli assi sono allineati con le direzioni x e y dell'immagine: ciò, da un lato rende il calcolo più veloce ma dall'altro lo vincola;
- *Lorentz*: funzione Lorentziana. Ha tre parametri liberi: le FWHM in x e in y e un angolo β che regola la posizione dell'asse principale dell'ellisse;
- *Penny*: funzione data dalla somma della Gaussiana (al centro) e la Lorentziana (per le ali). In particolar modo si considera la *Penny 1* se le ali sono allineate agli assi x e y dell'immagini e la *Penny 2* se non lo sono;
- *Moffat*: funzione Moffattiana, regolata dagli stessi parametri liberi della Lorentziana. È espressa come:

$$f(z) \propto \frac{1}{(1+z^2)^\beta}, \quad \text{con} \quad z^2 = \frac{x^2}{a_x^2} + \frac{y^2}{a_y^2} + a_{xy}xy \quad (2.1)$$

Questa funzione tiene conto degli effetti visivi (anello di Airy), trasferendo il flusso dal picco della PSF alle ali, le quali sono regolate dal parametro β e in base al suo valore si parla di *Moffat15* con $\beta=1.5$ e *Moffat25* con $\beta=2.5$.

Il passo successivo è quello di settare dei parametri nel file *daophot.opt.*, quali:

- *ps*, raggio entro cui viene modellata la PSF. In linea di massima, per essere il più realistico possibile, il modello di PSF deve avere una distribuzione di brillantezza tale da includere tutto il flusso emesso dalla stella: di solito si sceglie un raggio un po' più grande della stella più brillante che vogliamo fittare.

Tuttavia, dal punto di vista computazionale, è complicato creare modelli di PSF con distribuzioni di brillantezza estese su una vasta area dell'immagine (circa decine di arcosecondi). Inoltre, vista anche l'alta densità stellare, si sceglie un *raggio di troncamento* della PSF. In questo caso 25 pixel;

- *varia*, indica la variabilità della PSF in funzione della posizione dell'immagine. Essendo questo un campo molto grande è ragionevole assumere una PSF variabile quadraticamente con la posizione lungo l'immagine. Pertanto il valore di questo parametro è impostato a 2;
- *analytic*, indica i modelli di PSF che si vogliono scegliere. Il valore è stato impostato a -6, il che significa che viene fatto un confronto tra tutte le funzioni scegliendo quella che minimizza i residui del fit tramite un test del χ^2 .

Partendo dalla lista di stelle rappresentative, è stato creato il modello migliore di PSF, grazie alla task PSF. Questa task, facendo uso delle funzioni sopra elencate, sceglie il modello che meglio riproduce le sorgenti sulla base del test del χ^2 . In questo caso, è risultato che le funzioni che meglio riproducono il modello di PSF sono la *Moffat15* per il filtro F148W e la *Moffat25* per il F154W.

Una volta creato, il modello di PSF viene applicato a tutte le stelle attraverso la task interattiva ALLSTAR. In output si ottiene un file *.als*, nel quale si possono leggere i risultati del PSF-fitting: l'id, le posizioni del centroide, la magnitudine e il suo errore, il χ^2 e la *sharpness*, la quale fornisce una stima di quanto una sorgente si discosta dal modello di PSF ed è calcolata come la differenza quadratica tra la sigma osservata e la sigma del modello di PSF.

Inoltre viene creata la cosiddetta *immagine dei residui* (Figura 2.7, a destra), cioè un'immagine che è identica a quella di partenza (Figura 2.7, a sinistra) ma alla quale sono stati sottratti i profili di brillantezza delle stelle fittate con il modello appena creato.

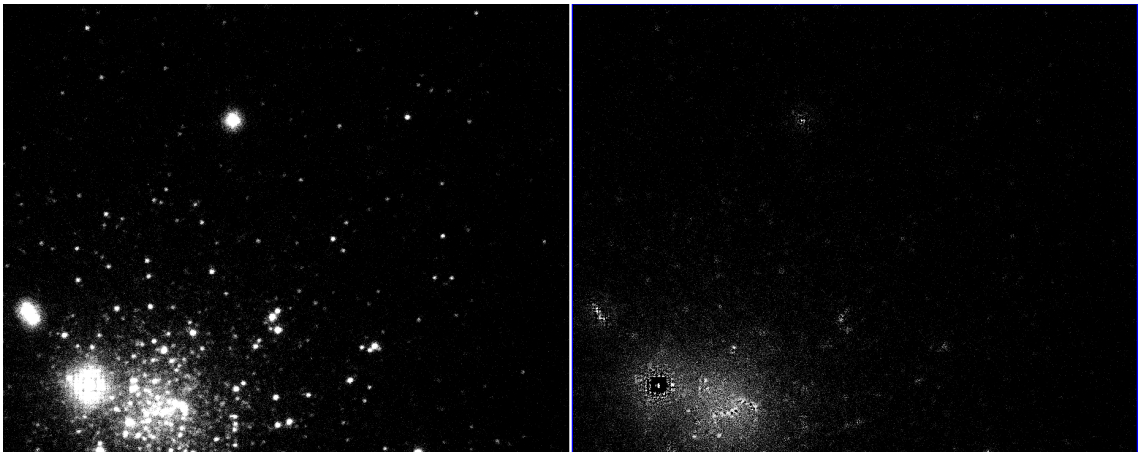


Figura 2.7: a sinistra l'immagine UVIT di 47 Tucanae presa nel filtro F154W, a destra l'immagine dei residui ottenuta con la Moffat25.

2.3.5 Combinazione tra i cataloghi

Fino a questo momento, l'analisi dei due filtri è stata svolta in maniera indipendente. Tuttavia, per poter riconoscere la stessa stella nelle due diverse immagini, bisogna combinare i file *.als* ottenuti per ciascun filtro. Questa operazione è stata eseguita attraverso la task DAOMATCH, che calcola le trasformazioni geometriche sulla base delle posizioni e magnitudini ottenute tramite ALLSTAR. Quindi, dando in input i file *.als* relativi ai due filtri, si ottiene in output un file *.mch*, nel quale sono salvate le trasformazioni (traslazionali o rotazionali) che permettono di associare la posizione di una stella da un sistema di coordinate dell'immagine di riferimento, al sistema di coordinate dell'altra immagine.

Tramite la task DAOMATER, le trasformazioni salvate nel file *.mch* vengono applicate alle immagini e ulteriormente rifinite, producendo in output un file *.raw* che contiene l'id, le coordinate (x,y) di ogni singola stella relative al sistema di riferimento dell'immagine presa con il filtro F154W, le magnitudini e i loro errori in entrambe le bande, il χ^2 e la sharpness.

Diagrammi preliminari

In seguito vengono presentati i grafici della sharpness e del χ^2 in funzione della magnitudine relativa al filtro F148W (Figura 2.8) e i grafici degli errori sulla magnitudine in funzione della magnitudine stessa per entrambi i filtri (Figura 2.9).

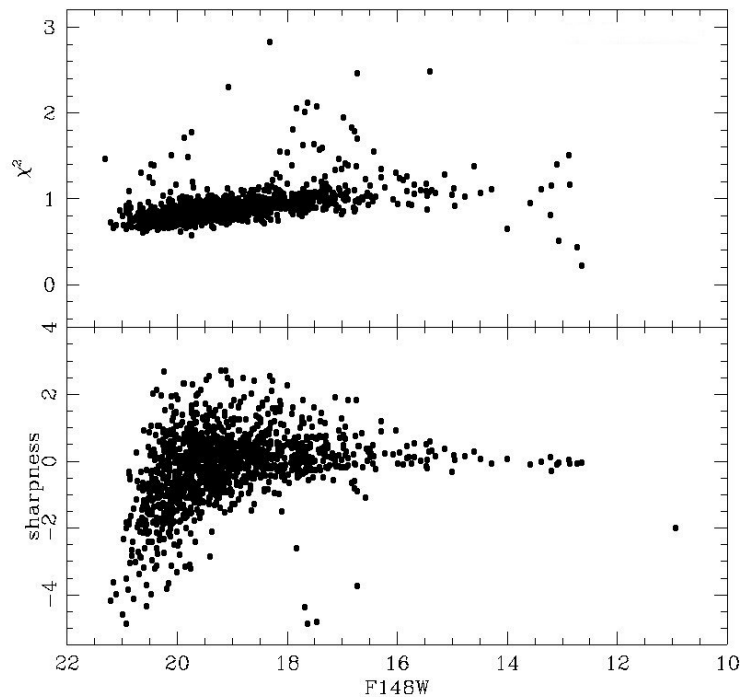


Figura 2.8: grafici del χ^2 (pannello in alto) e della sharpness (pannello in basso) in funzione della magnitudine strumentale nel filtro F148W.

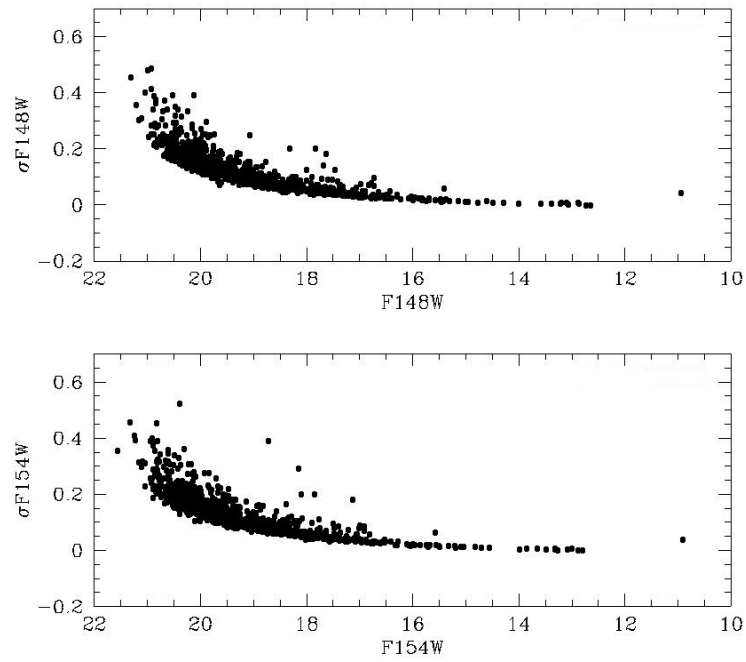


Figura 2.9: grafici dell'errore sulla magnitudine in funzione della magnitudine stessa per il filtro F148W (pannello in alto) e F154W (pannello in basso).

Infine, in Figura 2.10 è mostrato un CMD preliminare ottenuto con le magnitudini strumentali.

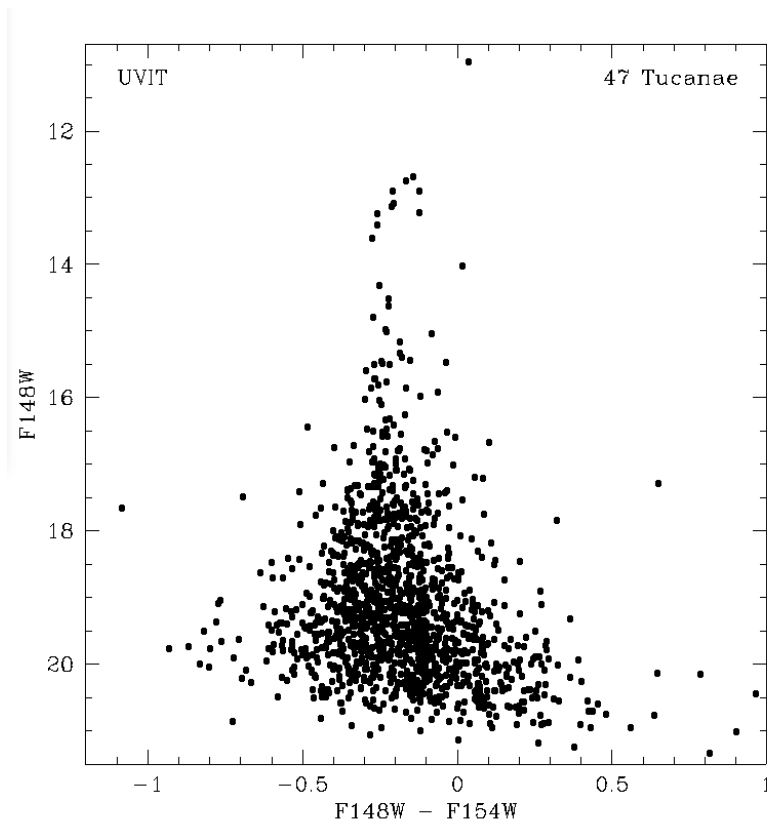


Figura 2.10: diagramma colore magnitudine preliminare di 47 Tucanae.

2.3.6 Affinare la fotometria

La procedura per migliorare la fotometria è stata fatta usando la routine ALLFRAME, che agisce in modo analogo alla routine ALLSTAR, ma con la differenza che viene eseguito in maniera simultanea in tutte le immagini il fit di un campione di stelle dato in input. Questo procedimento è utile per provare a fittare in tutte le immagini a disposizione quelle stelle, magari deboli, che sono state individuate in un filtro ma non nell'altro. In questo caso il filtro con più stelle è il F148W pertanto risulta ragionevole utilizzare il file associato ad esso.

Fatto ciò si può procedere con ALLFRAME che vuole in input il file *.mch* e il file *.als* scelto come riferimento. È un processo iterativo alla fine del quale vengono creati due file *.alf* che sono simili ai *.als* ma che contengono il risultato di questo nuovo PSF-fitting.

Con questi nuovi file viene rilanciato ulteriormente DAOMASTER, ottenendo il catalogo *.raw* migliorato e con più stelle (Figura 2.11).

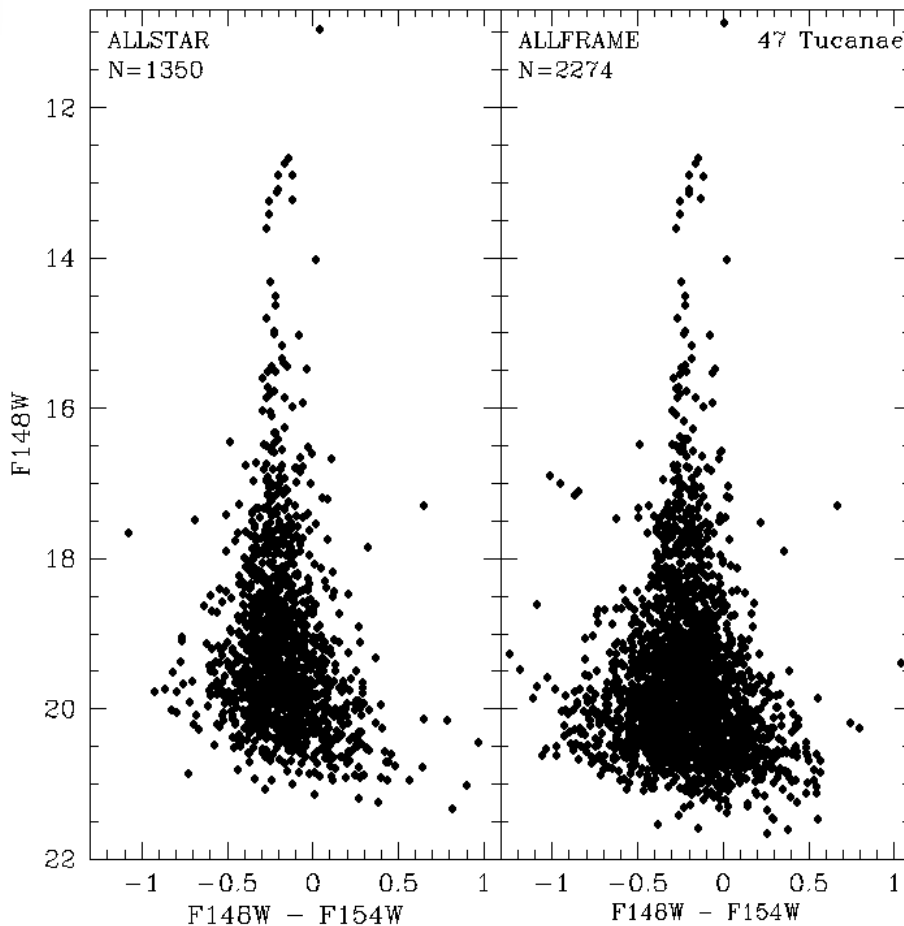


Figura 2.11: a sinistra il CMD dopo ALLSTAR, a destra quello dopo ALLFRAME. Si nota una differenza nel numero di stelle N di 924.

2.3.7 Astrometria

Il catalogo finale ottenuto precedentemente contiene più stelle, le cui posizioni (x,y) sono però strumentali. Ragion per cui il passaggio seguente è astrometrizzare, ovvero riportare questi valori strumentali ad un sistema di riferimento assoluto (Ra, Dec).

Per fare ciò bisogna munirsi di un catalogo di riferimento a sua volta già astrometrizzato, che copre la stessa regione di cielo e che abbia stelle in comune con le immagini utilizzate in quest'analisi. Il catalogo scelto è presente nell'archivio di Cosmic-Lab⁶ ed è stato ottenuto con il telescopio spaziale americano Galex⁷.

L'astrometrazione è possibile grazie al software CATAXCORR⁸. È un software creato per la crosscorrelazione di cataloghi stellari e studiato per ottenere accurate soluzioni astrometriche. Utilizzando le stelle in comune scrive una trasformazione e produce in output un catalogo *.rot*, uguale a quello precedente ma al quale sono state aggiunte le posizioni assolute (Ra, Dec) di tutte le stelle.

2.3.8 Calibrazione delle magnitudini

L'analisi fotometrica procede con la calibrazione delle magnitudini, ovvero col trasformare le magnitudini strumentali in magnitudini calibrate, utilizzando la seguente equazione di calibrazione standard:

$$m_{cal} = m_{str} + 2.5 \log_{10}(t_{exp}) + ZP + AP \quad (2.2)$$

- $m_{str} = -2,5 \log_{10}(counts)$ è la magnitudine strumentale ottenuta durante il PSF-Fitting sommando i conteggi all'interno dei profili di brillantezza;
- t_{exp} è il tempo di esposizione che potrebbe essere diverso nelle varie immagini a disposizione. I valori utilizzati sono presenti nella Tabella 2.1.
- ZP è lo ZERO POINT relativo al filtro. È un valore numerico tabulato che permette di riportare il sistema di magnitudini attuale ad un sistema fotometrico di riferimento (ABMAG per questa analisi);
- $AP = m_{tot} - m_{PSF}$ è la correzione di apertura. Il calcolo di questo valore è necessario, in quanto durante la procedura del PSF-fitting, è stato scelto un certo raggio di troncamento, ma sapendo che il profilo di brillantezza di una stella si estende ben oltre il valore scelto, allora vuol dire che, nelle regioni esterne, viene perso del flusso. Per quantificare la perdita di flusso, si utilizza la tecnica della fotometria d'apertura per un piccolo campione di stelle, tipicamente quelle usate per la PSF, utilizzando però grandi raggi di apertura in modo da includere tutto il flusso della stella. Confrontando poi queste magnitudini con quelle ricavate dal PSF-fitting si trova il valore relativo alla correzione di apertura. Tuttavia, in un ammasso globulare, causa le elevate densità stellari, ciò non è possibile e quindi per ricavare la m_{tot} , si procede costruendo per ogni filtro la cosiddetta *curva di crescita*: per un campione di stelle isolate e brillanti viene

⁶<http://www.cosmic-lab.eu/uvggc/archive.php>

⁷<http://www.galex.caltech.edu/>

⁸è stato sviluppato da Paolo Montegriffo presso l'INAF-OAS - Osservatorio di Astrofisica e Scienza dello Spazio di Bologna.

determinato il flusso contenuto all'interno del raggio di apertura in funzione del raggio di apertura stesso (Figura 2.12).

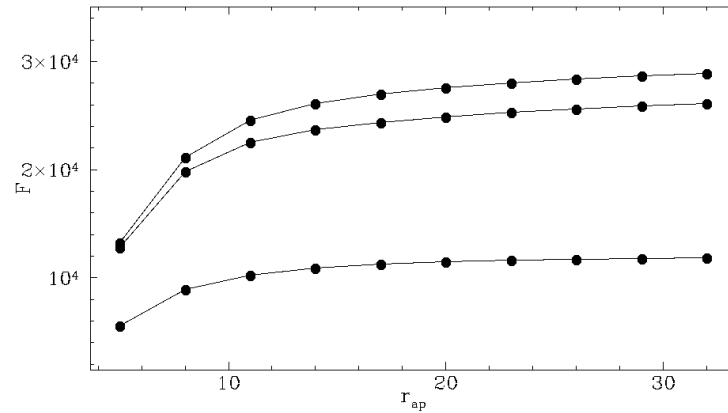


Figura 2.12: curva di crescita costruita per tre stelle brillanti, isolate e non sature. Il valore del raggio di apertura è stato scelto nel punto in cui tutte le curve si appiattiscono.

A partire da questo valore del raggio e grazie al software SEXTRACTOR⁹, viene creato un catalogo nel quale è presente la magnitudine estratta al valore del raggio di apertura scelto. Si è, dunque, combinato questo catalogo con quello ottenuto alla fine del PSF-fitting. Per le stelle in comune è stata studiata la differenza tra la magnitudine ottenuta con i due metodi (Figura 2.13).

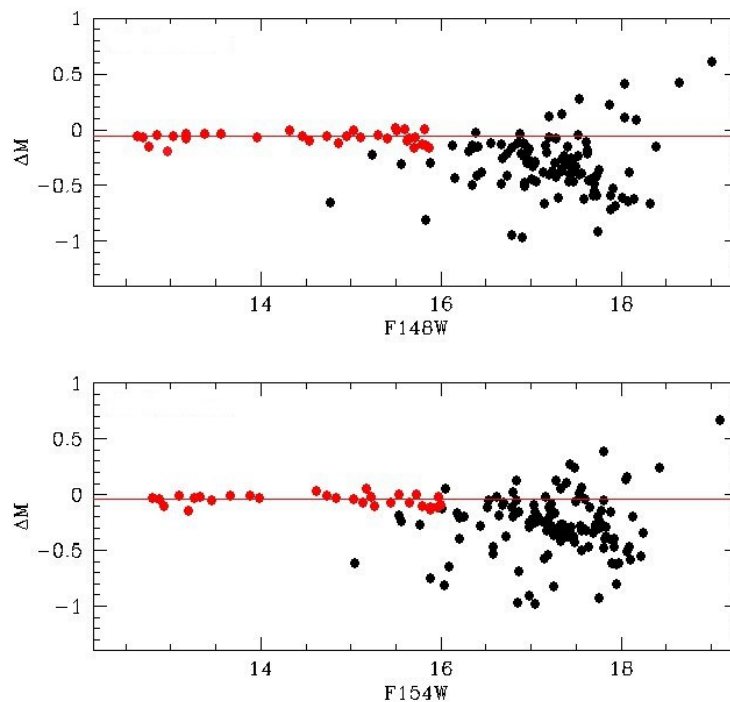


Figura 2.13: differenze, in entrambi i filtri, tra le magnitudini di apertura e quelle ottenute dal PSF-fitting in funzione di quest'ultima. I punti rossi rappresentano le stelle considerate per calcolare il valore medio della correzione di apertura (linea rossa orizzontale).

⁹è un software che esegue, in maniera molto rapida, la fotometria di apertura sulle immagini.

Da questi grafici si evince che, a causa degli errori fotometrici, solo stelle con magnitudine F148W e F154W < 16, possono essere utilizzate per calcolare una correzione d'apertura affidabile. Di conseguenza, è stato calcolato il valore medio delle differenze di magnitudini entro un certo range di magnitudine scelto (punti rossi), trovando un valore piccolo e negativo, il che significa che la magnitudine di apertura è più brillante come aspettato.

Nella Tabella 2.2 vengono riportati i valori usati in questa analisi per la calibrazione in magnitudine di entrambi i filtri.

Filtro	$\lambda_{centrale}$ (Å)	ZP	AP
F148W	1481	18.003 ± 0.01	0.053
F154W	1541	17.765 ± 0.01	0.037

Tabella 2.2: valori usati per la calibrazione delle magnitudini, relativi ad entrambi i filtri.

Finita la procedura si ottiene un catalogo definitivo, astrometrizzato e calibrato. Il CMD UVIT di 47 Tucanae ottenuto da questo catalogo è mostrato in Figura 2.14.

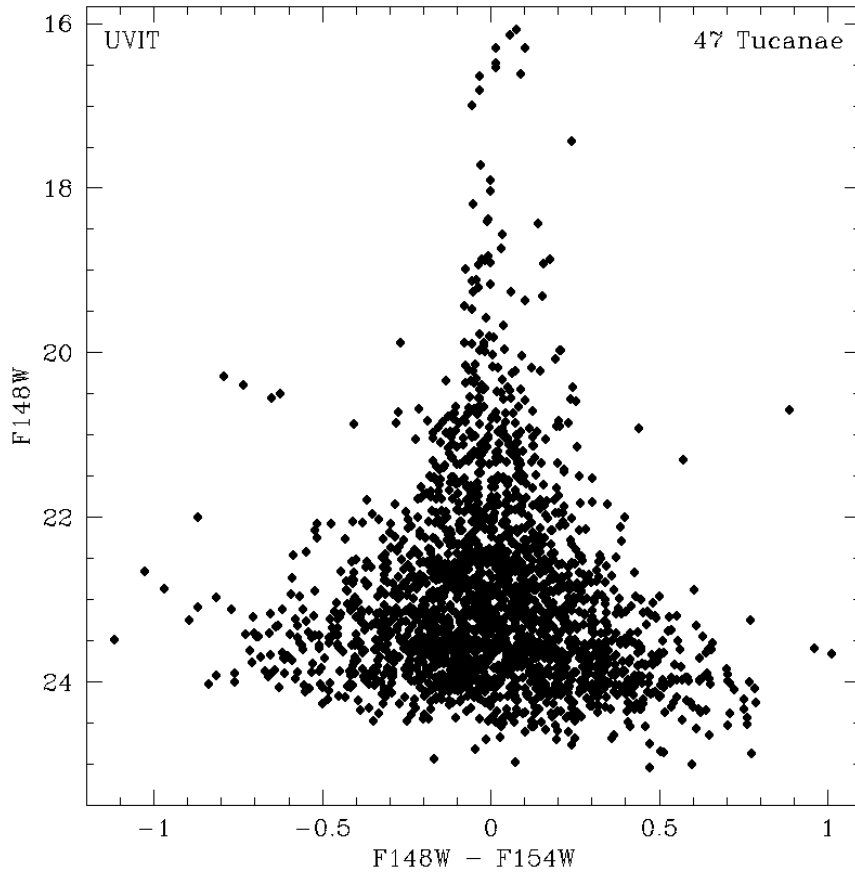


Figura 2.14: CMD UVIT di 47 Tucanae dopo la calibrazione in magnitudine dell'intero catalogo di stelle.

2.3.9 Diagrammi Colore-Magnitudine

Lo scopo di questa analisi è cercare eventuali nane bianche compagne di blue stragglers.

Quindi, una prima analisi sarà quella di vedere in maniera qualitativa se nella stessa posizione nella quale è osservata una blue straggler c'è una nana bianca, ovvero guardare se qualche BSS si trova in una posizione "anomala" nel diagramma colore-magnitudine UVIT mostrato in Figura 2.14. In particolare, nel caso di una nana bianca calda, ci si aspetta un oggetto molto brillante e caldo, quindi, posizionato in alto e a sinistra nel CMD.

A questo scopo, il catalogo UVIT appena prodotto è stato crosscorrelato con un catalogo rilasciato dalla *HST UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters*¹⁰ (Nardiello et al. 2018; Piotto et al. 2015) per le zone centrali di 47 Tucanae e con un catalogo ottenuto con WFI¹¹ per le regioni esterne (Ferraro et al. 2004).

Alla fine della crosscorrelazione, realizzata con il software CATACOMB, sono stati ottenuti due cataloghi:

- *UVIT-WFI* che contiene gli ID dei due cataloghi, l'ascensione retta e la declinazione, le magnitudini e i rispettivi errori nei filtri F148W, F154W, B, V e I, il χ^2 e la sharpness;
- *UVIT-HST*, che contiene gli ID dei due cataloghi, l'ascensione retta e la declinazione, le magnitudini e i relativi errori nei filtri F148W, F154W, F275W, F336W, F435W, F606W e F814W, il χ^2 , la sharpness e la Membership Probability¹².

Nelle Figure 2.15 e 2.16 vengono mostrati i CMD ottenuti con i due cataloghi appena descritti, dove in rosso sono graficate le stelle in comune con UVIT.

Come atteso, il catalogo UVIT contiene solo stelle particolarmente calde o brillanti, come le BSS o le WD, almeno le più luminose. La Figura 2.16 mostra anche che molte stelle identificate da HST sono assenti nel catalogo UVIT: questo è dovuto alla insufficiente risoluzione angolare del telescopio indiano, che non è quindi in grado di risolvere adeguatamente le sorgenti in regioni estremamente dense come il core di 47 Tucanae.

¹⁰<http://groups.dfa.unipd.it/ESPG/treasury.php>.

¹¹camera a grande campo dell'ESO: <https://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/instruments/wfi.html>.

¹²con lo studio dei moti propri è stata stimata probabilità che queste stelle appartengano o meno all'ammasso.

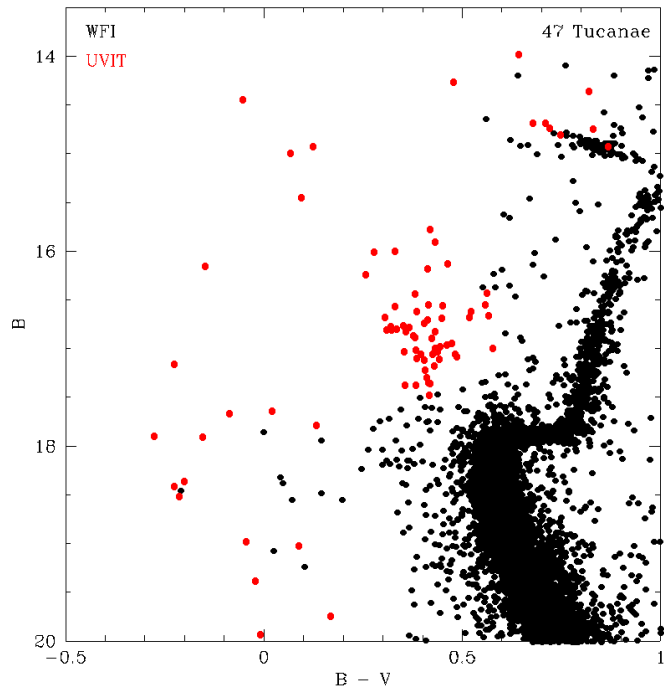


Figura 2.15: CMD-WFI di 47 Tucanae. In nero ci sono le stelle dell'intero catalogo WFI, in rosso le stelle in comune con il catalogo UVIT.

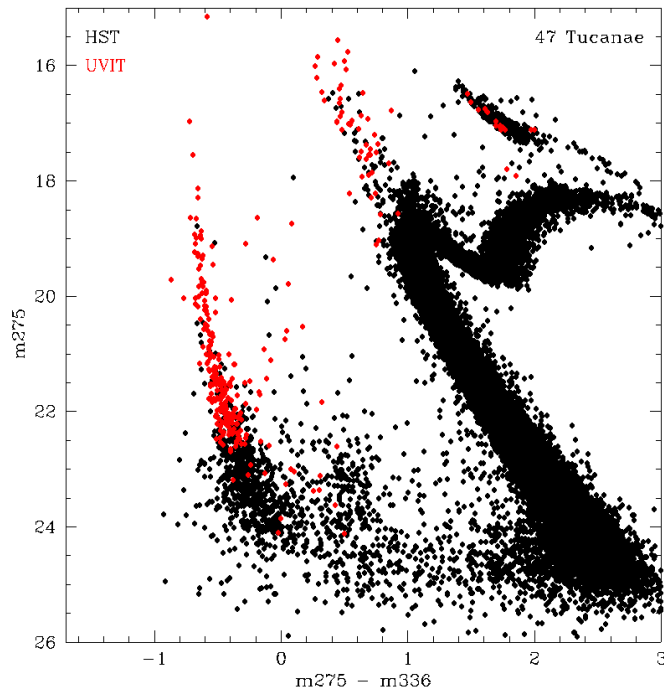


Figura 2.16: CMD-HST di 47 Tucanae. In nero ci sono le stelle dell'intero catalogo HST, in rosso le stelle in comune con il catalogo UVIT.

2.3.10 Selezione delle stelle

Per riconoscere le stelle appartenenti a diverse sequenze evolutive (in particolare BSS, WD e stelle di HB) anche nel CMD UVIT di Figura 2.14, queste tre popolazioni sono state selezionate nei CMD ottici utilizzando le box di selezione mostrate nella Figura 2.17, secondo un approccio già usato in molti precedenti lavori (e.g. Ferraro et al. 2001; Raso et al. 2017; Raso et al. 2019)

Nella Tabella 2.3 è indicato il numero di stelle presenti in ogni box selezionata e per ogni catalogo.

Catalogo	N_{BSS}	N_{WD}	N_{HB}
HST-UVIT	50	252	9
WFI-UVIT	60	20	17

Tabella 2.3: numero di BSS, WD e stelle di HB selezionate nelle box per entrambi i cataloghi.

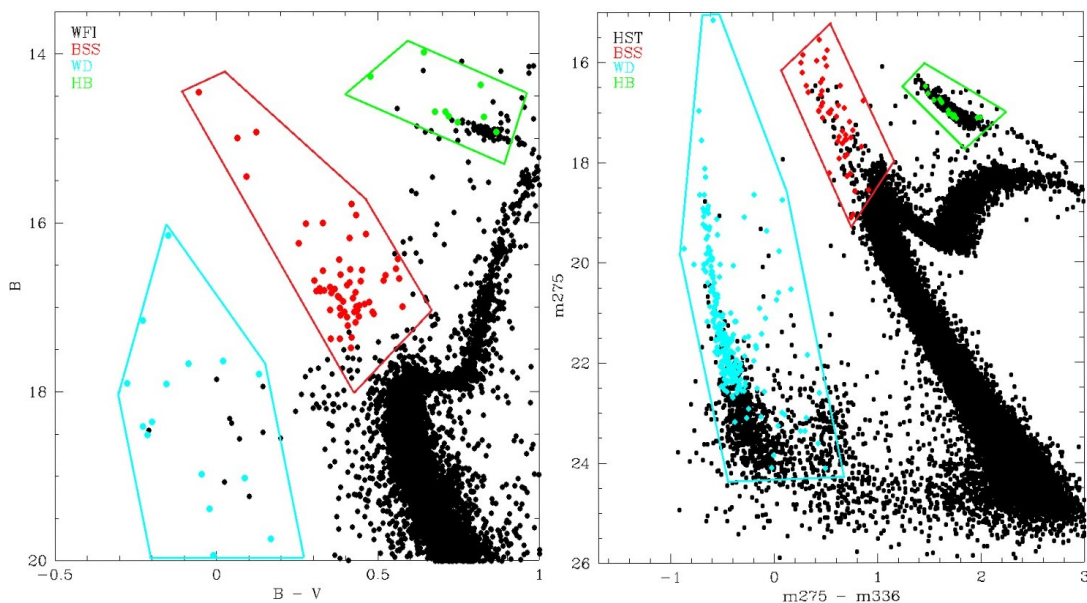


Figura 2.17: a sinistra il CMD-WFI, a destra il CMD-HST. In nero vengono riportate le stelle degli interi cataloghi, in rosso sono definite le box di selezione per le BSS, in ciano le box delle WD e in verde le box delle stelle di HB. I punti rossi, ciano e verdi corrispondono alle stelle delle tre popolazioni identificate nel catalogo UVIT.

La collocazione di queste popolazioni selezionate nei CMD UVIT è mostrata nella Figura 2.18 per quelle in comune col catalogo WFI, nella Figura 2.19 per quelle in comune con il campione HST.

Queste figure mostrano come sia complesso (impossibile) distinguere le popolazioni in un CMD ottenuto da due filtri nel lontano UV, con una separazione in lunghezza d'onda di appena 100 Å. In particolare, se anche nel campione studiato vi fosse qualche BSS in sistema binario con una WD, l'analisi di questo CMD non permetterebbe di riconoscerla, dato che non vi è alcuna separazione chiara tra le popolazioni di WD e di BSS in questo piano.

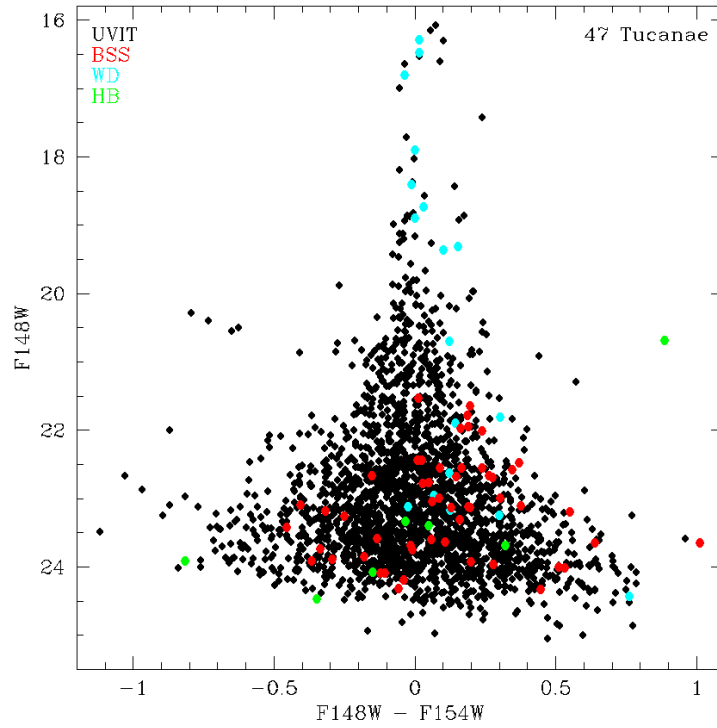


Figura 2.18: CMD-UVIT. In nero tutte le stelle del catalogo UVIT e nei vari colori le stelle in comune con WFI: in rosso le BSS, in ciano le WD, in verde le HB.

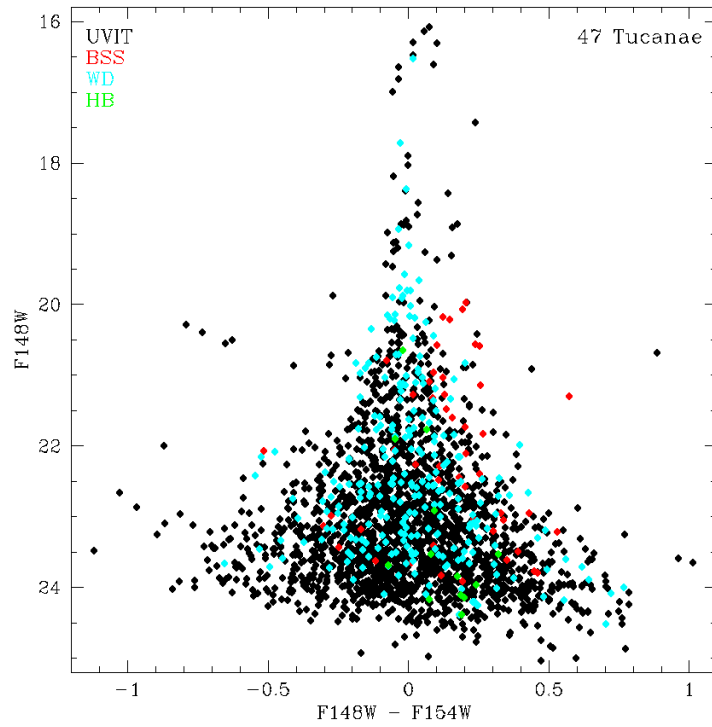


Figura 2.19: in alto il CMD-UVIT con in nero tutte le stelle del catalogo UVIT e nei vari colori le stelle in comune con HST: in rosso le BSS, in ciano le WD, in verde le HB.

Tuttavia, in Figura 2.18, nella parte più brillante del CMD UVIT ($F148W < 17$) si osservano 3 stelle che, in ottico (WFI), sono selezionate come BSS, e altre 2 si trovano a $F148W \sim 18.5$. Questo potrebbe suggerire un'emissione UV "anomala" per queste BSS, indice della presenza di una compagna WD. In alternativa, potrebbe trattarsi semplicemente di BSS particolarmente calde, come suggerito dal colore (B-V) di queste stelle (le BSS più brillanti in Figura 2.18), che è del tutto confrontabile con quello delle WD. È chiaro, comunque, che lo studio del CMD non è sufficiente a svelare l'eventuale presenza di compagne WD di BSS e, per questo motivo, si è passati all'analisi delle Distribuzioni Spettrali di Energia (Capitolo 3).

Capitolo 3

Distribuzione spettrale di energia

Come discusso in precedenza, l'obiettivo di questo lavoro è cercare compagne WD (*firma fotometrica*) di blue stragglers che presentano carenza superficiale di carbonio e ossigeno (*firma spettroscopica*), per confermare che entrambi questi osservabili sono diagnostici del processo di formazione delle BSS tramite trasferimento di massa in sistemi binari, e per meglio caratterizzare il processo stesso. Poichè, come discusso nel paragrafo 2.3.10, la sola analisi dei CMD non è sufficiente a rilevare la presenza di WD compagne di BSS, in questo capitolo viene presentato lo studio della Distribuzione Spettrale di Energia (SED, *Spectral Energy Distribution*) delle BSS in comune tra il data-set UVIT e il campione spettroscopico di Ferraro et al. (2006).

3.1 Definizione del campione di BSS

Il campione spettroscopico di Ferraro et al. (2006) include un totale di 43 BSS, di cui 4 osservate con HST (2 delle quali mostrano carenza superficiale di C e O) e 39 osservate con WFI (4 CO-depleted).

La posizione delle BSS del campione spettroscopico sull'immagine UVIT nel filtro F148W è mostrata nelle Figure 3.1 e 3.2: la prima riguarda le BSS che sono catalogate come CO-depleted da Ferraro et al. (2006), la seconda le BSS CO-standard. Gli identificativi da 1 a 39 riguardano le BSS di WFI, quelli da 40 a 43 corrispondono invece alle BSS di HST.

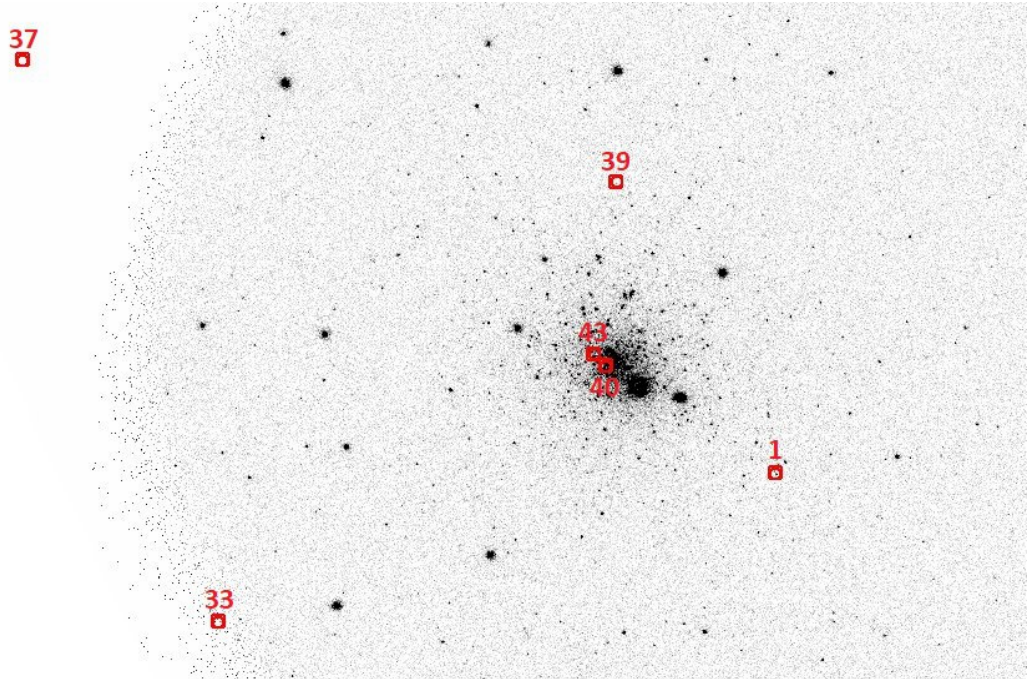


Figura 3.1: immagine UVIT di 47 Tucanae nel filtro F148W, nella quale è indicata la posizione delle 6 BSS CO-depleted. Le BSS con ID=1, 33, 37 e 39 sono state identificate con WFI, quelle con ID=40 e 43 con HST.

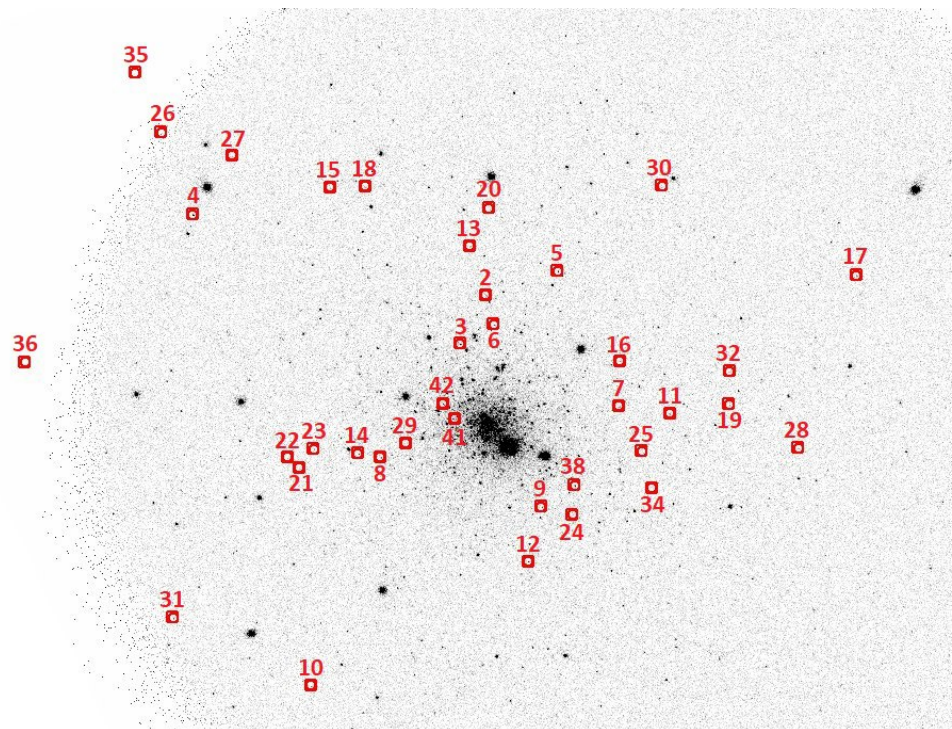


Figura 3.2: immagine UVIT di 47 Tucanae nel filtro F148W, nella quale è indicata la posizione delle le BSS CO-standard del catalogo spettroscopico. Gli identificativi 41 e 42 si riferiscono a BSS osservate con HST, le altre appartengono tutte al catalogo WFI.

Per assegnare le magnitudini UVIT alle BSS del catalogo spettroscopico, quest'ultimo è stato crosscorrelato con i campioni di BSS in comune tra UVIT e HST o WFI precedentemente determinati tramite le box di selezione (paragrafo 2.3.10). Purtroppo, non è stata trovata alcuna stella in comune con le BSS di HST, a causa della scarsa risoluzione angolare di UVIT.

Invece, sono state identificate 34 stelle in comune con le 39 di WFI. Le rimanenti 5 mancano o perchè sono fuori dal campo di vista di UVIT (ID=35, 36, 37), o perchè non hanno una controparte WFI per ragioni che ancora si stanno investigando (ID=38, 39; si noti che la 39 è una CO-depleted). Inoltre, quella con ID=34 è visibile solo in uno dei due filtri UVIT e la misura delle magnitudini della ID=33 non risulta affidabile a causa del fatto che la stella si trova proprio al bordo del campo di vista.

Per verificare che la fotometria delle BSS identificate sia affidabile e di buona qualità per l'analisi successiva, è stato graficato l'errore della magnitudine in funzione della magnitudine stessa per entrambi i filtri, e la sharpness in funzione della magnitudine nel F148W (Figura 3.3).

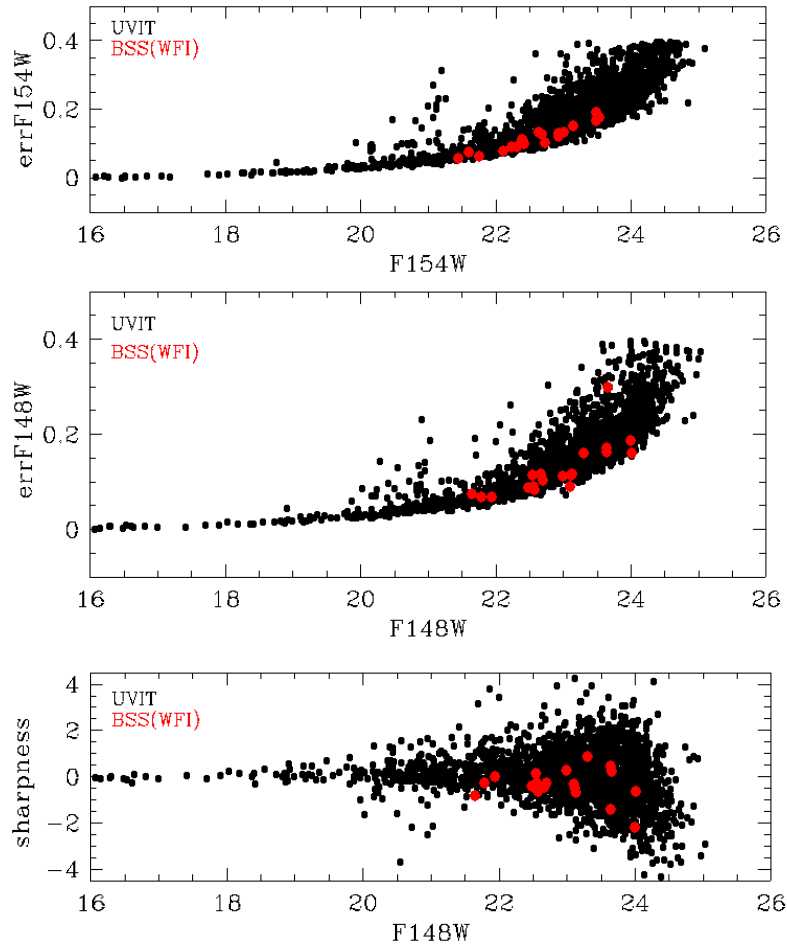


Figura 3.3: dall'alto verso il basso, i primi due grafici mostrano l'errore fotometrico in funzione della magnitudine rispettivamente per i filtri F154W e F148W, il terzo mostra la sharpness in funzione della magnitudine relativa al filtro F148W. In nero sono riportati tutti gli oggetti del catalogo UVIT, in rosso le BSS in comune con il catalogo di Ferraro et al. 2006.

Da questi grafici si nota come gli andamenti di errori e sharpness delle BSS presenti in questo catalogo sono in linea con quelli ottenuti per oggetti di uguale magnitudine, confermando dunque la bontà della fotometria.

Quindi, il catalogo finale di BSS analizzato è di 32 stelle, 31 delle quali CO-standard e una CO-depleted.

3.2 Distribuzione Spettrale di Energia e SED-fitting

Si definisce SED, la distribuzione del flusso in funzione della lunghezza d'onda:

$$SED = f(\lambda) \quad (3.1)$$

che, per una data stella, dipende dalle sue proprietà emissive, ovvero dalle sue proprietà fisiche e dal suo stadio evolutivo.

Una SED è tipicamente costruita mediante osservazioni a diverse lunghezze d'onda, ottenute mediante diversi filtri. Il valore di magnitudine misurato in ciascun filtro è associato, quindi, ad una determinata lunghezza d'onda.

I punti fotometrici possono essere confrontati con i modelli teorici che, sulla base delle proprietà fisiche della sorgente, sono in grado di riprodurre il flusso (o in maniera equivalente la magnitudine) nei vari filtri fotometrici. La ricerca del modello teorico che meglio approssima la SED osservata prende il nome di SED-fitting e generalmente ha lo scopo di vincolare i parametri fisici (temperatura superficiale, massa, gravità superficiale) della stella in esame. Nel caso specifico di questo lavoro di tesi, invece, lo scopo del SED-fitting è quello di rivelare la presenza, nei dati osservati, di un eccesso UV rispetto alla SED attesa per la sorgente osservata (BSS) e consistente, invece, con il flusso di una WD (compagna della BSS).

3.2.1 Costruzione delle SED osservate

Per costruire la SED delle BSS in esame in un intervallo di lunghezze d'onda più ampio possibile, in modo tale da fornire vincoli più stringenti alla SED teorica di confronto, è stato crosscorrelato il catalogo di BSS appena discusso (32 stelle con magnitudini in due filtri UVIT e 3 filtri WFI: F148W, F154W, B, V e I) con altri due cataloghi, uno ottico e uno nel vicino infrarosso (IR), disponibili per 47 Tucanae:

- *Gaia*, con tre filtri nella parte ottica: G, BP, RP;
- *2MASS*, con tre filtri nella regione infrarossa: J, H, K.

In questo modo, le SED osservate coprono l'intervallo di lunghezze d'onda compreso tra 1000 Å e 22000 Å, tranne in alcuni casi i cui non è stato possibile trovare una controparte nel catalogo 2MASS e/o Gaia.

Per il confronto con i modelli è stato necessario trasformare le magnitudini osservate in flussi.

Il primo passaggio è stato quindi quello di correggere le magnitudini per l'arrossamento (*reddening*), ovvero l'effetto dovuto alla presenza dei grani di polvere che attraverso assorbimento e scattering dei fotoni incidenti provocano una diminuzione del flusso e uno spostamento dei colori osservati verso il rosso. Il reddening dipende dalla lunghezza d'onda alla quale si osserva ed è maggiore a lunghezze d'onda corte (UV). Pertanto, anche se 47 Tucanae è in una regione di basso reddening, per quest'analisi è necessaria la correzione, fatta utilizzando la seguente relazione:

$$m_{f,corr} = m_{f,oss} - R_f E(B - V) \quad (3.2)$$

dove, per ogni filtro f , $m_{f,corr}$ è la magnitudine corretta per il reddening e $m_{f,oss}$ quella osservata, $R_f = A_\lambda/A_V$ è dato dalla legge di estinzione (Cardelli et al. 1989) e $E(B - V)$ è l'eccesso di colore con un valore di 0.04 per 47 Tucanae (Harris 1996).

Dalle magnitudini corrette si procede con il passaggio ai flussi F (in unità di $\text{erg/s/cm}^2/\text{\AA}$) utilizzando la seguente relazione per il catalogo UVIT:

$$F = 10^{0.4(ZP - m_{f,corr})} UC_f \quad (3.3)$$

mentre per i cataloghi WFI, Gaia e 2MASS la relazione è la seguente:

$$F = 10^{0.4(-m_{f,corr})} UC_f \quad (3.4)$$

dove ZP è lo zero point e UC è il fattore di conversione relativo al filtro f .

Nella Tabella 3.1 sono riportati i valori usati in quest'analisi ^{1 2}.

Filtro (UVIT)	Zero Point	R_f	UC ($x 10^{-15}$) ($\text{erg/cm}^2/\text{s / \AA}$)
F148W	18.003 ± 0.01	7.847	3.127 ± 0.029
F154W	17.765 ± 0.01	7.847	3.593 ± 0.04

Filtro (WFI)	Zero Point	R_f	UC ($x 10^{-9}$) ($\text{erg/cm}^2/\text{s / \AA}$)
B	0	4.025	6.239 ± 0.010
V	0	3.120	3.633 ± 0.010
I	0	1.884	1.194 ± 0.010

¹UVIT: <https://uvit.iiap.res.in/Instrument/Filters>

²WFI, Gaia, 2MASS: <http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/fps/index.php?mode=browse&gname=LaSilla>

Filtro (Gaia)	Zero Point	R_f	UC ($x 10^{-9}$) ($erg/cm^2/s / \text{\AA}$)
G	0	2.933	2.489 ± 0.010
BP	0	3.494	4.049 ± 0.010
RP	0	2.028	1.294 ± 0.010

Filtro (2MASS)	Zero Point	R_f	UC ($x 10^{-11}$) ($erg/cm^2/s / \text{\AA}$)
J	0	0.967	0.311 ± 0.010
H	0	0.593	0.113 ± 0.010
K	0	0.406	4.279 ± 0.010

Tabella 3.1: valori dei parametri necessari per la trasformazione da magnitudine a flusso secondo le equazioni (3.3) e (3.4), per i diversi filtri fotometrici utilizzati in questo lavoro.

Alla fine di questa procedura sono state ottenute le SED osservate (il valore del flusso nei filtri fotometrici a disposizione) per le 32 BSS del campione.

3.2.2 Costruzione delle SED teoriche

Il passaggio successivo è stato quello di costruire le SED teoriche. Per fare ciò, sono stati utilizzati i modelli di Kurucz et al 2005, calcolati per stelle con metallicità $[\text{Fe}/\text{H}]=-0.5$, simile a quella delle stelle dell'ammasso. Questi modelli coprono un range di temperatura che va da 5000 K a 9000 K con step di 250 K e un range di gravità superficiale che, in unità di cm/s^2 ed espressa in logaritmo, varia tra 2.5 e 5 con step di 0.5

Per ciascuno di questi modelli, oltre che il flusso in funzione della lunghezza d'onda (la SED), è disponibile anche quello emesso in ciascuno dei filtri considerati in questo lavoro (che verrà indicato con l'appellativo di "fotometria sintetica"), ottenuto tramite la convoluzione della SED con il profilo dei filtri stessi.

Al fine di confrontare i flussi sintetici (f) con quelli osservati (e calibrati), si sono determinati i flussi teorici apparenti (F) utilizzando la seguente relazione:

$$F = \left(\frac{R}{D}\right)^2 f \quad (3.5)$$

dove R è il raggio della stella e D è la distanza della sorgente. Come valore di distanza D , ovviamente si è adottato quello di 47 Tucanae, 13.29 ± 0.01 (Ferraro et al. 1999), mentre il raggio stellare è il parametro libero del fit, che viene appunto vincolato dal confronto con le osservazioni, come descritto nel paragrafo successivo.

3.2.3 Risultati

Nella Tabella 3.2 vengono riportate le principali caratteristiche del campione di BSS analizzato, ottenute nel lavoro di Ferraro et al. (2006). La temperatura è stata stimata dal colore (B-V) osservato, utilizzando la relazione empirica $\text{Log}(T)=-0.38 (B-V)+3.99$ ottenuta dalle temperature misurate dalla riga H_α per stelle di

TO (Carretta et al. 2005). I valori di gravità superficiale sono stati stimati dalla posizione delle BSS nel CMD.

BSS ID	T_{obs}	$\log(g)_{obs}$	[C/Fe]	[O/Fe]	CO-depleted
BSS1	7133	4.4	-1.204	-0.02	SI
BSS2	7747	4.6	-0.431	0.844	no
BSS3	6960	4.4	-0.549	0.800	no
BSS4	8087	4.8	-0.595	0.799	no
BSS5	7466	4.4	-0.543	99.990	no
BSS6	7587	4.6	-0.449	0.555	no
BSS7	7267	4.6	99.99	0.320	no
BSS8	7613	4.6	-0.390	0.539	no
BSS9	7440	4.5	-0.593	-0.340	no
BSS10	7677	4.6	99.99	99.99	ND
BSS11	7472	4.5	-0.520	99.99	no
BSS12	7287	4.6	-0.438	0.695	no
BSS13	7088	4.7	-0.406	0.230	no
BSS14	7319	4.5	-0.445	0.230	no
BSS15	7376	4.5	-0.519	99.99	no
BSS16	6839	4.5	-0.409	0.213	no
BSS17	7293	4.5	-0.412	-0.282	no
BSS18	7139	4.5	-0.405	0.166	no
BSS19	7069	4.5	-0.388	0.486	no
BSS20	6858	4.5	-0.403	0.515	no
BSS21	7280	4.4	-0.468	0.410	no
BSS22	7191	4.4	-0.401	-0.060	no
BSS23	6960	4.4	-0.650	-0.100	no
BSS24	7018	4.4	-0.415	-0.007	no
BSS25	6967	4.4	-0.371	0.210	no
BSS26	7671	4.6	-0.490	0.508	no
BSS27	6884	4.4	-0.442	0.405	no
BSS28	6608	4.3	-0.334	0.515	no
BSS29	6896	4.3	-0.587	0.200	no
BSS30	6781	4.4	-0.430	-0.285	no
BSS31	6999	4.4	-0.399	0.776	no
BSS32	6973	4.3	-0.579	0.632	no

Tabella 3.2: proprietà delle 32 BSS in esame, ottenute da Ferraro et al. (2006). Nelle colonne, da sinistra a destra, sono elencati il numero identificativo della BSS, la temperatura, la gravità superficiale, le abbondanze di C e O, l'indicazione di quali sono CO-depleted (solo la prima) e quali no. ND significa "non determinato": per la BSS10 non è stato possibile misurare le abbondanze chimiche a causa della sua forte rotazione.

Per ognuna delle BSS del campione è stata costruita una SED teorica selezionando, all'interno della griglia disponibile, il modello con i valori di temperatura e gravità superficiali più vicini possibili a quelli elencati nella Tabella 3.2. L'unico parametro libero, quindi, è il raggio stellare. Questo è stato selezionato in modo tale che la fotometria sintetica corrispondente minimizzi il χ^2 ridotto in banda ottica/IR (escludendo quindi i punti UVIT), definito come:

$$\chi^2 = \sum_i \left(\frac{F_i^{obs} - F_i^{sin}}{\sigma F_i^{obs}} \right)^2 \quad (3.6)$$

dove l'indice i corrisponde ai diversi filtri fotometrici (ottici e IR) disponibili per ogni data stella, F_i^{obs} e F_i^{sin} sono, rispettivamente, il flusso osservato e sintetico nel filtro i , e σF_i^{obs} è l'errore fotometrico corrispondente. In particolare, quest'ultimo è stato determinato tenendo conto anche degli errori sul modulo di distanza e sull'eccesso di colore.

I risultati ottenuti per le 32 BSS sono mostrati nelle Figure 3.4-3.9, dove in nero sono rappresentati i punti osservati, in rosso e in blu, rispettivamente, la fotometria sintetica e la SED di best-fit. Le incertezze sui flussi sono dello stesso ordine o più piccole delle dimensioni dei punti.

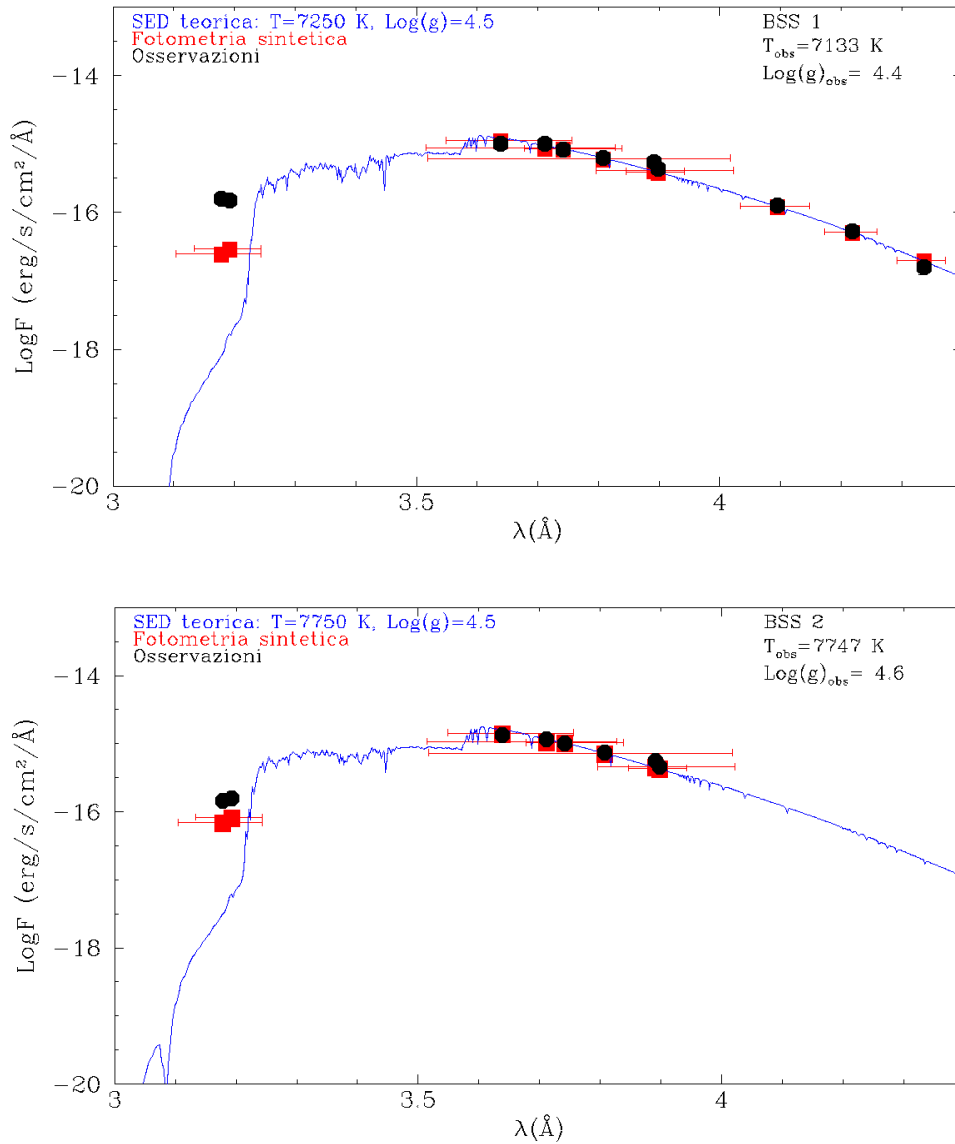


Figura 3.4: confronto tra i flussi osservati (cerchi neri), la SED teorica ottenuta per i valori di temperatura e gravità superficiali indicati (in blu) e la fotometria sintetica ottenuta convolvendo la SED teorica con i filtri fotometrici utilizzati (in rosso), per le BSS con ID=1,2. I valori di temperatura e gravità superficiali stimati osservativamente sono indicati (in nero) nell'angolo in alto a destra.

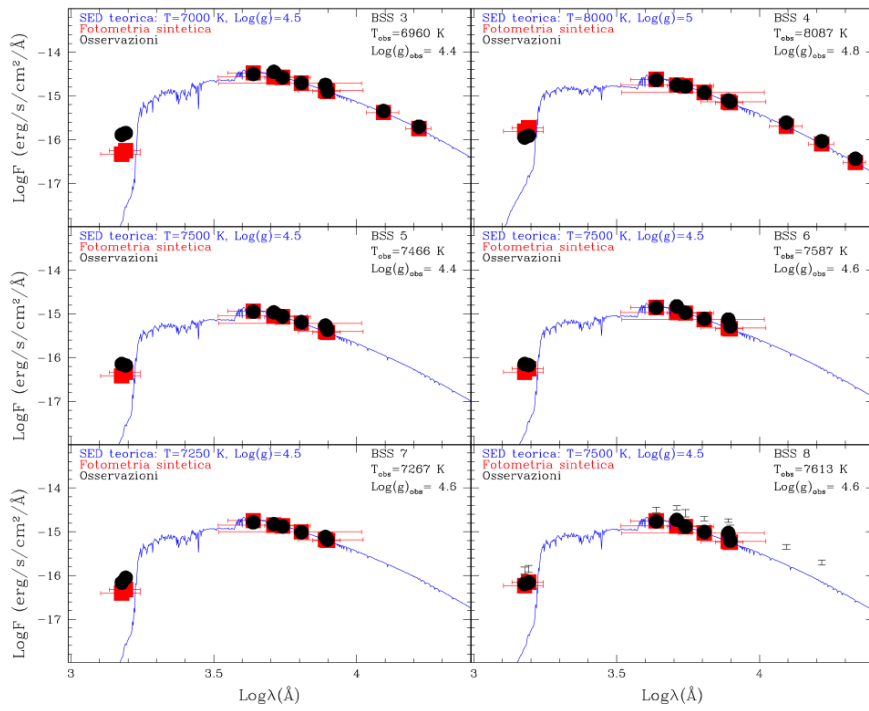


Figura 3.5: come in Figura 3.4, ma per altre 6 BSS del campione (come indicato nell'angolo in alto a destra di ciascun pannello).

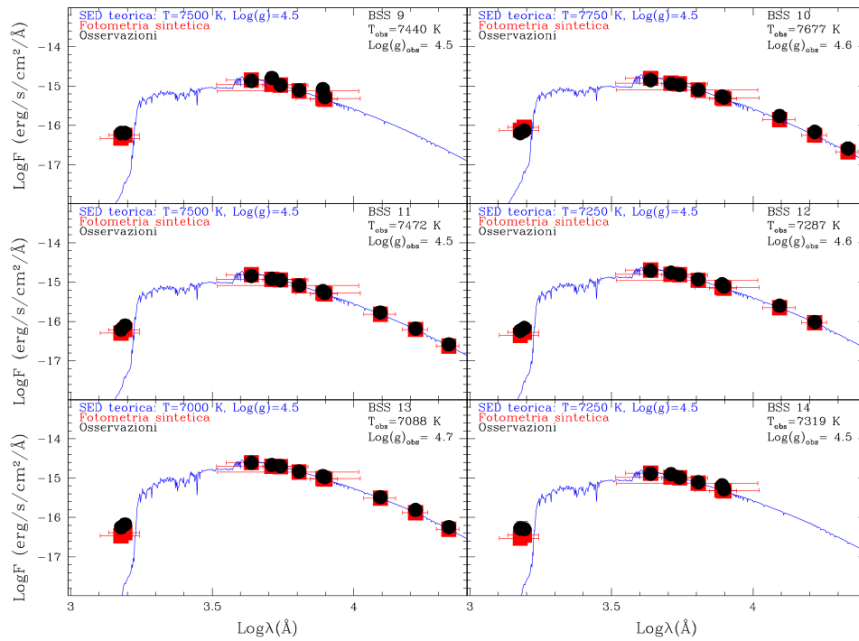


Figura 3.6: come in Figura 3.4, ma per altre 6 BSS del campione (come indicato nell'angolo in alto a destra di ciascun pannello).

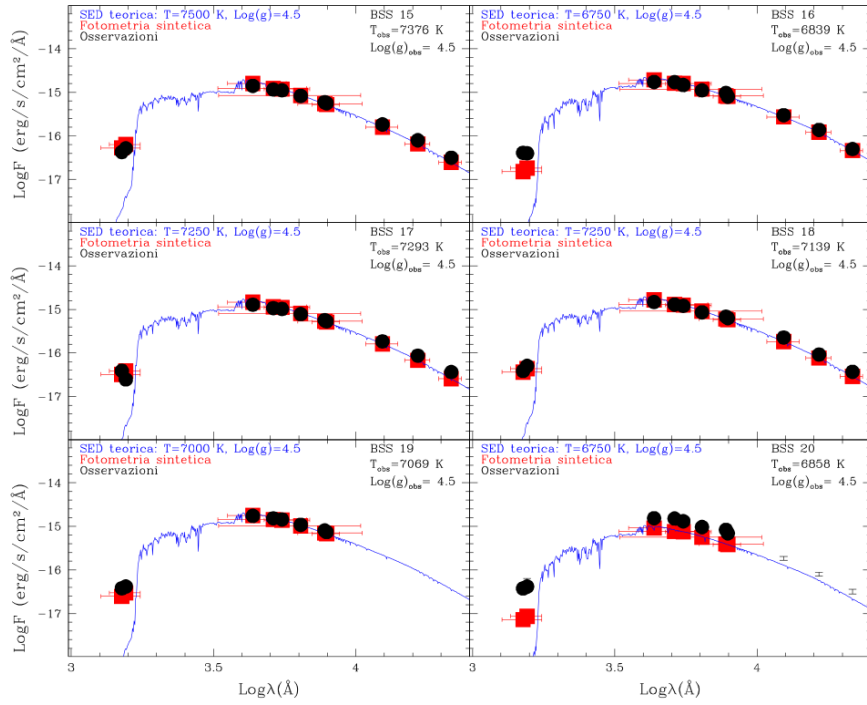


Figura 3.7: come in Figura 3.4, ma per altre 6 BSS del campione (come indicato nell'angolo in alto a destra di ciascun pannello).

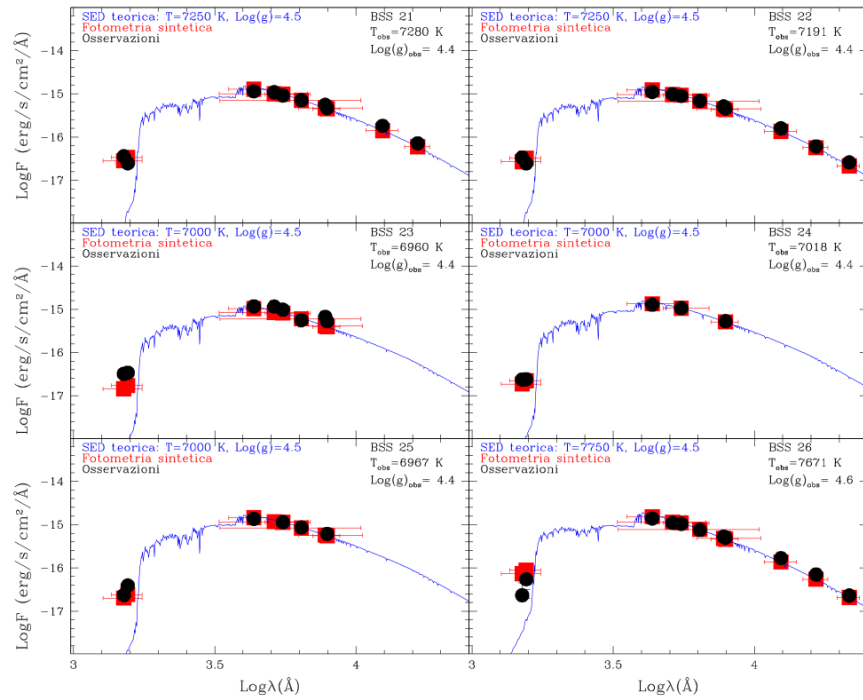


Figura 3.8: come in Figura 3.4, ma per altre 6 BSS del campione (come indicato nell'angolo in alto a destra di ciascun pannello).

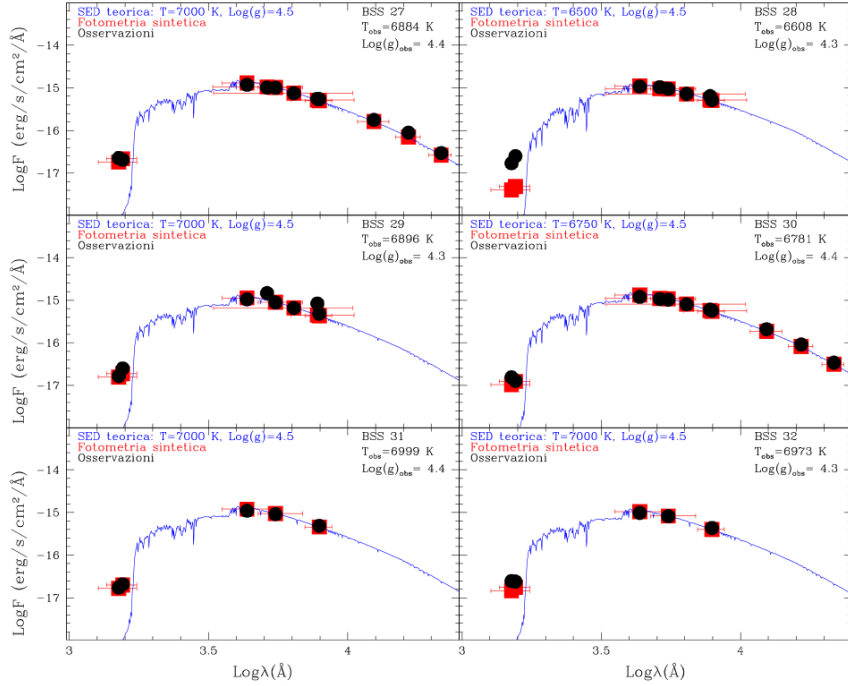


Figura 3.9: come in Figura 3.4, ma per altre 6 BSS del campione (come indicato nell'angolo in alto a destra di ciascun pannello).

Nelle SED relative alle BSS con ID=1, 2, 3, 5, 6, 7, 11, 12, 13, 14, 16, 19, 20, 21, 23, 24, 25, 28, 30 e 32 si nota un eccesso UV, più o meno marcato. È anche importante notare che, in alcuni casi, la temperatura adottata per costruire la SED teorica è inferiore a quella stimata osservativamente, oltre al fatto che le misure (fotometriche) di temperatura e gravità superficiali sono affette da errore. In particolare, l'errore in temperatura è dell'ordine di 250-300 K (Ferraro et al. 2006). Di conseguenza, dopo aver verificato che la SED è quasi del tutto indipendente dal valore di $\log(g)$ adottato (almeno nel caso di gravità superficiali ragionevoli per queste stelle), è stata ripetuta l'analisi modificando il valore di temperatura. In particolare, è stato scelto un modello di BSS più caldo di 250 K (l'incremento minimo consentito dai modelli) e si è ripetuta l'analisi adoperando lo stesso criterio per il calcolo del χ^2 ridotto, limitandolo, cioè, ai filtri ottici e IR.

In seguito vengono mostrati i risultati (simboli verdi) ottenuti per le venti BSS sopraelencate.

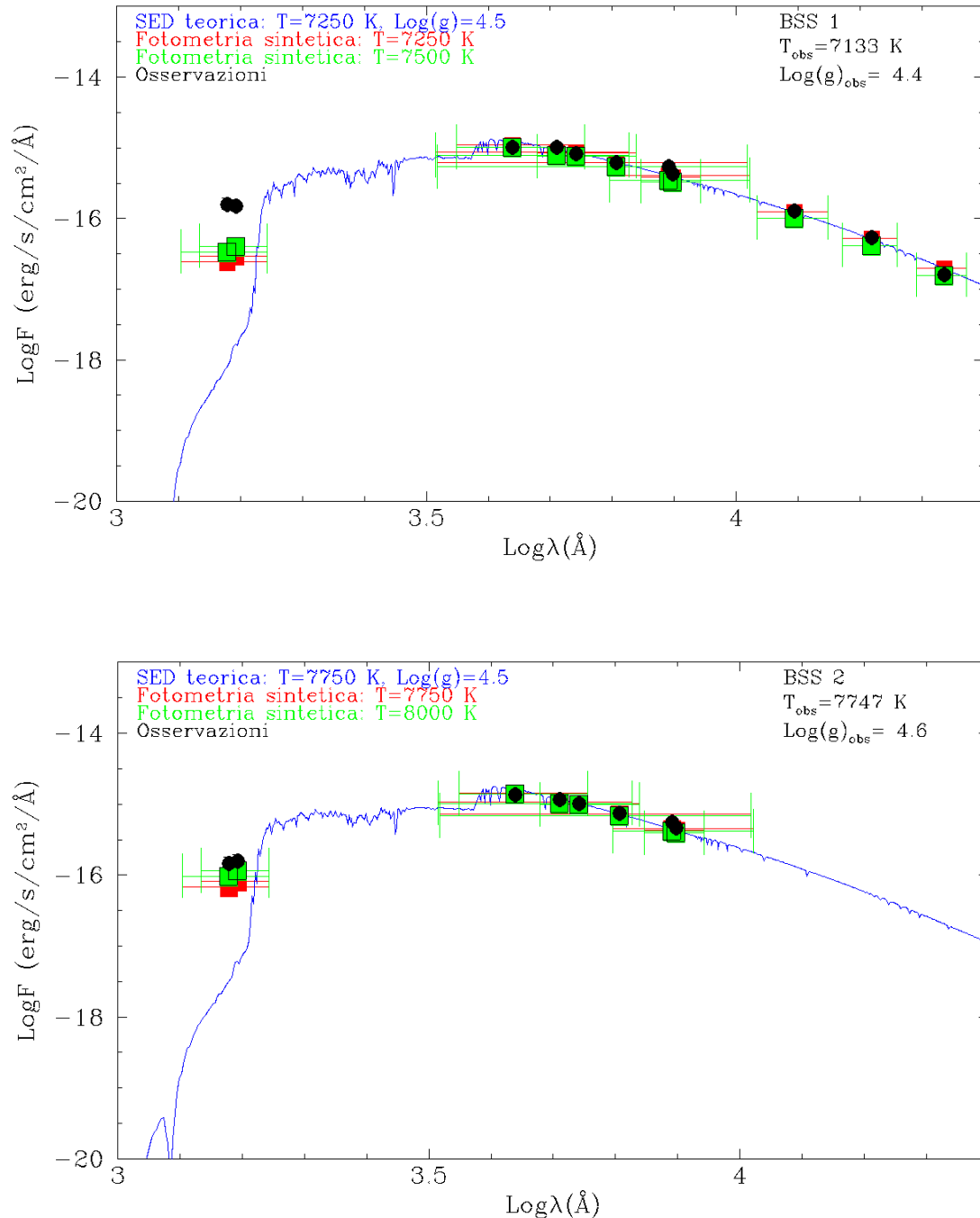


Figura 3.10: confronto tra le osservazioni (in nero) e i modelli per le BSS 1 e 2. La curva blu e i simboli rossi sono gli stessi mostrati nella Figura 3.4. I simboli verdi corrispondono alla fotometria sintetica ottenuta per la temperatura indicata, che è 250 K più elevata di quella utilizzata per i simboli rossi.

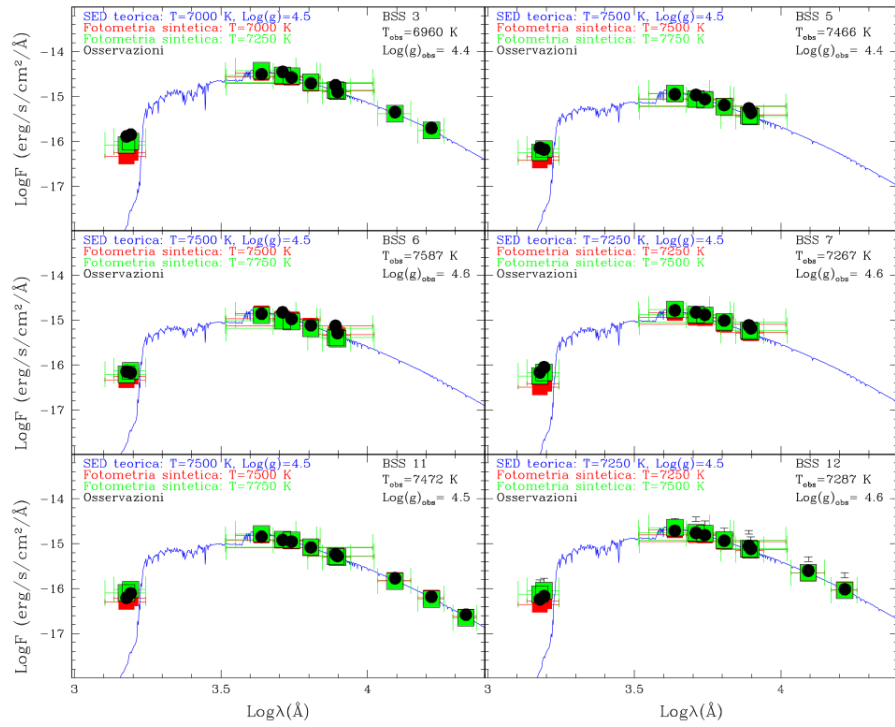


Figura 3.11: come in Figura 3.10, ma per altre 6 BSS del campione (come indicato nell'angolo in alto a destra di ciascun pannello).

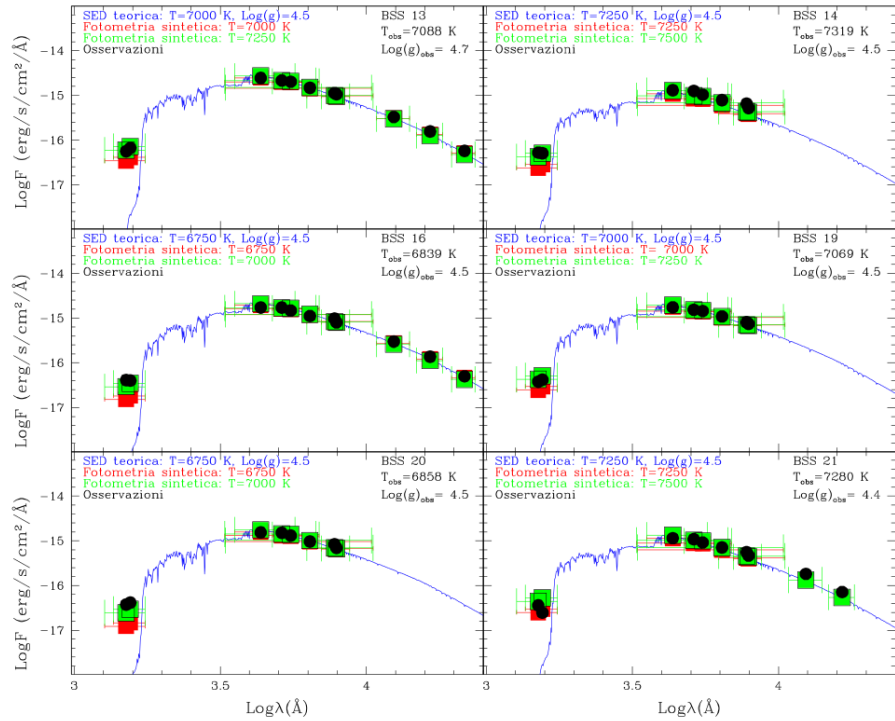


Figura 3.12: come in Figura 3.10, ma per altre 6 BSS del campione (come indicato nell'angolo in alto a destra di ciascun pannello).

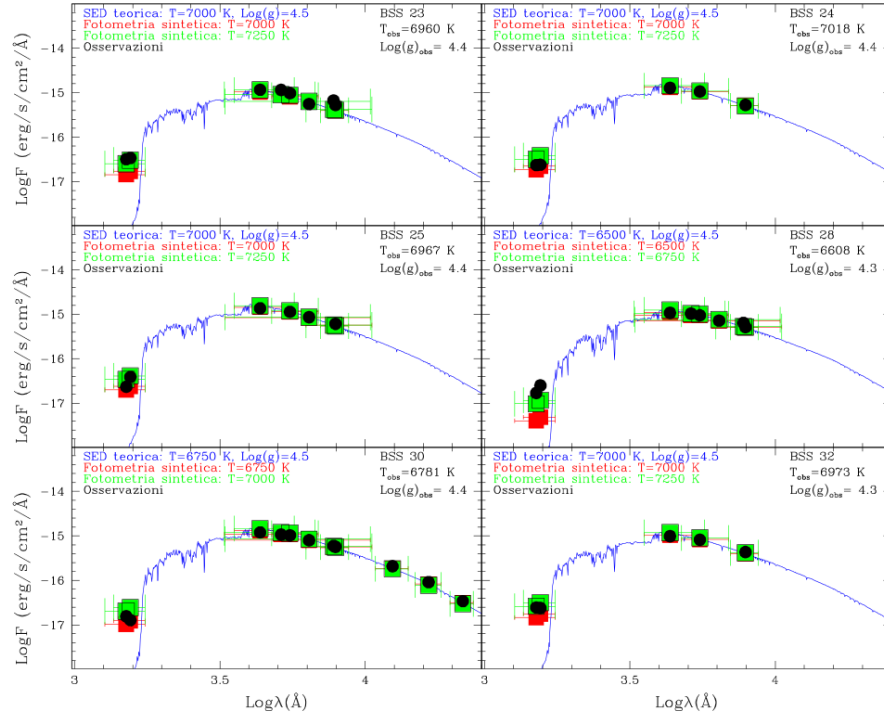


Figura 3.13: come in Figura 3.10, ma per altre 6 BSS del campione (come indicato nell'angolo in alto a destra di ciascun pannello).

Chiaramente, solo per la BSS1 è rimasta una significativa evidenza di eccesso UV, mentre in tutti gli altri casi le osservazioni sono consistenti (ad un sigma) con la SED attesa per una BSS circa 200-300 K più calda di quanto stimato osservativamente. Una tale differenza di temperatura è compatibile con l'errore di misura di T_{eff} (ottenuta dal colore osservato, secondo la relazione empirica citata sopra). Per verificare che, invece, nel caso della BSS1 l'evidenza di eccesso UV sia solida e convincente, è stata aumentata ulteriormente la temperatura di 250 K, anche se il valore corrispondente ($T=7750$ K) implicherebbe una differenza rispetto alla stima osservativa di oltre 600 K, che corrisponde a circa il doppio dell'errore stimato per la temperatura. La SED così ottenuta è confrontata con le osservazioni nella Figura 3.14.

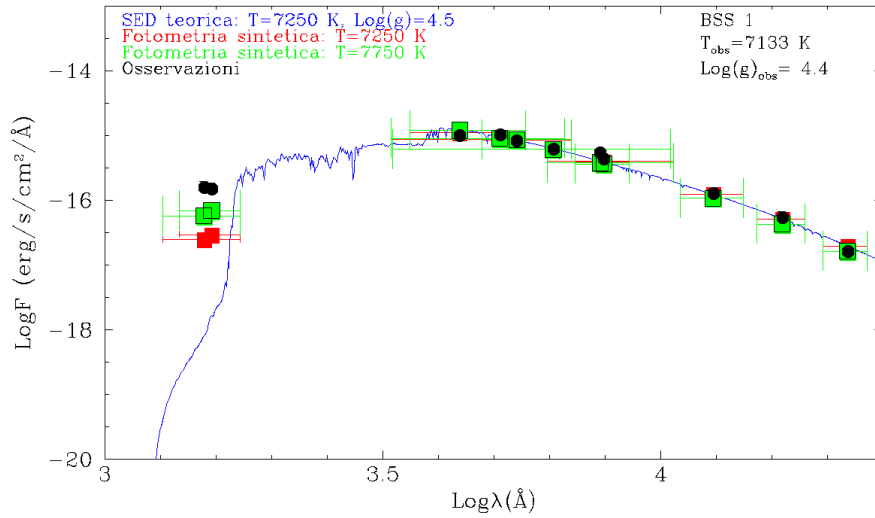


Figura 3.14: come nel primo pannello di Figura 3.10, ma con i quadrati verdi che corrispondono ad un modello con $T=7750$ K (invece che $T=7500$ K).

La figura conferma chiaramente la presenza di un forte eccesso UV, non colmabile nemmeno ammettendo una sottostima così esagerata della temperatura superficiale della stella.

Come discusso precedentemente, tale eccesso potrebbe essere dovuto alla presenza di una nana bianca legata in sistema binario con la BSS1. Per verificare tale ipotesi, la SED della BSS1 è stata combinata con quella di una WD ottenuta dal database di Koester et al. 2010.

Sono state valutate diverse combinazioni di parametri fisici per la WD, trovando che la SED che meglio riproduce le osservazioni (Figura 3.15) è quella corrispondente ad una WD con temperatura superficiale $T=19000$ K, gravità $\log(g)=7$ e raggio $R=0.036 R_{\odot}$.

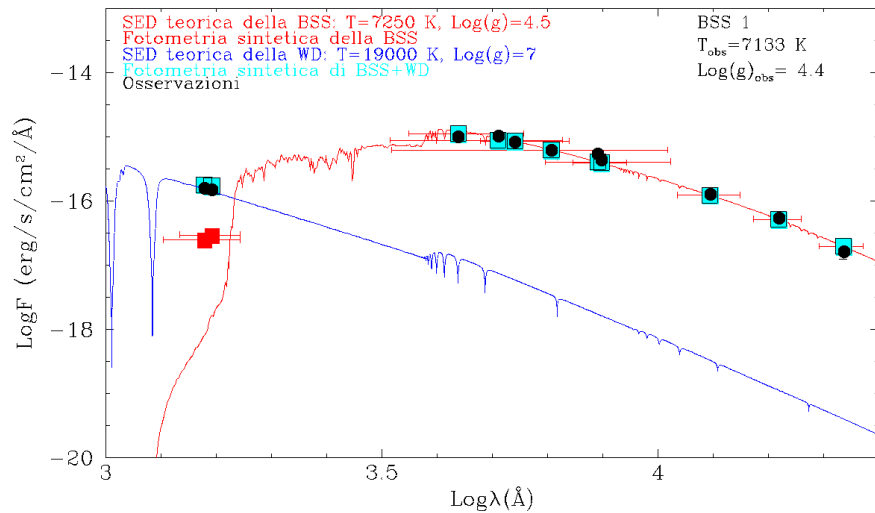


Figura 3.15: confronto tra la SED osservata per la BSS1 (cerchi neri) e la fotometrica sintetica combinata di una BSS e una WD (quadrati azzurri). La curva e i simboli rossi mostrano, rispettivamente, la SED teorica e la fotometrica sintetica della BSS, con $T=7250$ K e $\log(g)=4.5$, la curva blu è la SED teorica della WD, con $T=19000$ K e $\log(g)=7$.

Come si può notare dalla figura precedente, la fotometria sintetica di una BSS con parametri fisici consistenti con quelli osservati, combinata con quella di una WD di 19000 K, riproduce molto bene la SED osservata per questa stella. Anche il valore del χ^2 ridotto si riduce dopo l'aggiunta del modello di WD: $\chi^2=5.1$ con solo la SED di BSS, $\chi^2=3.5$ con l'aggiunta della WD. La presenza di una WD risulta quindi necessaria per riprodurre le osservazioni UV della BSS1.

Capitolo 4

Conclusioni

Il presente lavoro si inserisce nell'ambito dello studio delle BSS e, in particolare, nella problematica di individuare metodi empirici (osservativi) per riuscire a distinguere le BSS formatesi per collisioni dirette da quelle originatesi dal trasferimento di massa in sistemi binari.

Quest'ultimo scenario prevede che la MT-BSS abbia una carenza di carbonio e ossigeno sulla sua superficie (*firma chimica*) e che sia una compagna WD (*firma fotometrica*). Infatti, secondo lo scenario di MT, il materiale oggi osservabile sulla superficie della BSS proviene dalle regioni interne della stella primaria, nelle quali è stato processato tramite il ciclo CNO: si tratta quindi di gas che, rispetto a quello delle stelle "normali" dell'ammasso, ha una minore abbondanza di C e/o O (*firma chimica*). D'altra parte, la stella primaria ha ceduto il proprio involucro a quella che oggi osserviamo come BSS (la secondaria) e, legato in sistema binario con la BSS, è rimasto solo il suo nucleo "pelato": la compagna della BSS, quindi, dovrebbe apparire come una nana bianca, di elio se la donatrice si trovava in fase di RGB, di CO (meno probabile) se si trattava di una stella di AGB.

Entrambe le "firme" del processo di MT, quindi, possono essere rilevate direttamente dalle osservazioni: la prima, con spettroscopia ad alta risoluzione spettrale, la seconda, attraverso l'identificazione (fotometrica) di una forte emissione UV in corrispondenza della BSS (che, essendo una stella con temperatura superficiale di 7000-8000 K, non può emettere alcun flusso significativo a lunghezze d'onda inferiori a $\sim 2000 \text{ \AA}$).

La *firma chimica* era stata effettivamente individuata da Ferraro et al. (2006) in un campione di 6 BSS appartenenti all'ammasso globulare galattico 47 Tucanae. Questo lavoro di tesi è quindi stato dedicato alla ricerca della *firma fotometrica* nello stesso campione di stelle.

I dati analizzati sono stati acquisiti con il telescopio spaziale indiano UVIT, utilizzando due filtri nel lontano UV (F148W e F154W).

A causa della limitata risoluzione angolare dello strumento e della posizione delle BSS del campione spettroscopico rispetto al campo di vista di UVIT, solo 32 (delle 43) BSS sono state individuate dalle osservazioni in esame.

Grazie alla fotometria ottica disponibile in 3 filtri (B, V, I; Ferraro et al. 2006) e alla combinazione con cataloghi ottici (Gaia) e nel vicino infrarosso (2MASS) disponibili per 47 Tucanae, per tutte le stelle sono state costruite le SED osservate in un range di lunghezze d'onda compreso tra 1000 \AA e 22000 \AA . Queste sono state poi

confrontate con i modelli teorici di SED ottenuti adottando i valori di temperatura effettiva e gravità superficiale più vicini possibile a quelli stimati osservativamente da Ferraro et al. (2006) per tutte le BSS del campione. Il modello di best-fit è stato determinato come quello che meglio riproduce i flussi osservati nelle bande ottiche ed IR.

Il confronto tra la fotometria osservata e quella sintetica così determinata ha evidenziato un eccesso UV in 20 BSS del campione. Tuttavia, tenendo conto del fatto che la stima della temperatura è affetta da un'incertezza di $\sim 250\text{-}300$ K, le osservazioni di queste 20 sorgenti sono state confrontate con modelli aventi una temperatura 250 K più elevata. Questo incremento è stato sufficiente per far sì che le osservazioni UVIT di 19 BSS siano ben riprodotte (entro 1σ) dalla SED teorica di una BSS isolata. Nel caso di una sorgente (BSS1), invece, permane un significativo eccesso UV, che non è riproducibile nemmeno se la temperatura della BSS viene aumentata di altri 250 K (~ 500 K rispetto al valore stimato osservativamente).

L'eccesso UV rilevato nel caso della BSS1 risulta, invece, ben riprodotto se alla SED della BSS viene sommata quella di una WD di 19000 K.

L'analisi delle SED, quindi, indica che la BSS1 è legata in sistema binario con una WD, in accordo con quanto atteso se si fosse formata tramite il processo di MT. È interessante notare che la stella catalogata come BSS1 è anche CO-depleted, nuovamente in linea con quanto atteso per una formazione tramite MT.

La posizione della BSS1 nel CMD e nel piano $[C/Fe] - [O/Fe]$ è mostrata nella Figura 4.1.

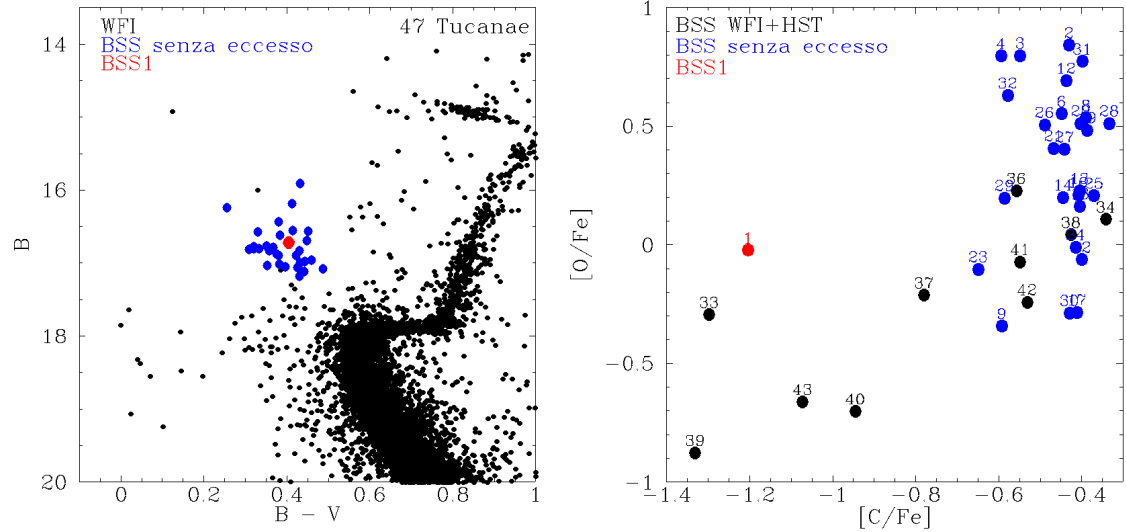


Figura 4.1: a sinistra, il CMD di 47 Tucanae ottenuto dal catalogo WFI (punti neri), con indicate le BSS analizzate in questo lavoro: in rosso l'unica che mostra eccesso UV (BSS1, che risulta anche CO-depleted), in blu quelle senza eccesso UV. A destra, le BSS del campione analizzato da Ferraro et al. (2006) nel piano $[C/Fe] - [O/Fe]$. La stella (BSS1) che mostra eccesso UV ed è anche CO-depleted è indicata in rosso, mentre quelle senza eccesso UV sono indicate in blu. I cerchi neri corrispondono alle BSS identificate da osservazioni HST che, a causa della bassa risoluzione angolare di UVIT, non sono state individuate dalle osservazioni analizzate in questo lavoro e a BSS identificate da WFI che non è stato possibile rilevare nei dati.

Dalla SED di best-fit della BSS1 si ottiene una stima della massa di $\sim 1.3 M_{\odot}$, in ottimo accordo con il valore atteso per queste stelle (e.g., Shara et al. 1997; Fiorentino et al. 2014; Baldwin et al. 2016; Raso et al. 2019).

Per la WD, risulta $m_{WD}=0.5 M_{\odot}$. Se la WD è il nucleo pelato di una RGB che ha ceduto il proprio involucro alla secondaria, la nana bianca è una WD di elio (He-WD) e una massa di $0.5 M_{\odot}$ è proprio il valore atteso al Tip dell'RGB, quando la gigante sta per sperimentare il flash dell'elio. Se, invece, la stella donatrice era già in fase di AGB, ci si aspetta una WD di CO (CO-WD) e $0.5 M_{\odot}$ è un valore perfettamente compatibile con la massa attesa per questi oggetti dalla teoria dell'evoluzione stellare.

Poichè le WD sono strutture che si raffreddano progressivamente nel tempo secondo leggi fisiche piuttosto bene comprese, è possibile utilizzare la temperatura della nana bianca per stimare la sua età (o tempo di raffreddamento, t_{cool}).

A tale proposito, sono stati utilizzati i modelli di Benvenuto & Althaus (1999) per nane bianche di $0.5 M_{\odot}$ e temperatura superficiale di ~ 19000 K (Figura 4.2), trovando che $t_{cool} \sim 150$ Myr per una He-WD, $t_{cool} \sim 60$ Myr per una CO-WD.

Ovviamente, essendo le stelle di RGB circa 10 volte più numerose di quelle di AGB, la probabilità che si tratti di una He-WD è maggiore.

I risultati di questa analisi, quindi, suggeriscono che il processo di MT che ha generato la BSS che oggi osserviamo come BSS1 si sia concluso ~ 150 milioni di anni fa (cioè, la BSS1 osservata oggi, ha un'età di ~ 150 Myr).

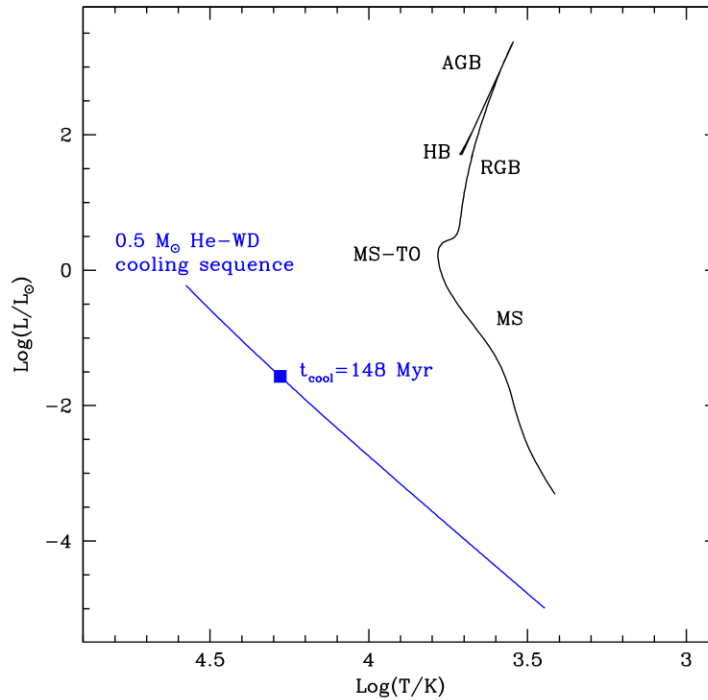


Figura 4.2: sequenza di raffreddamento di una WD di He di $0.5 M_{\odot}$ (linea blu) nel diagramma HR, con il quadrato pieno che indica la posizione che la WD occupa quando ha una temperatura superficiale di 19000 K, corrispondente ad un'età $t_{cool} \sim 150$ Myr (modelli di Benvenuto & Althaus 1999). La curva nera, per riferimento, corrisponde ad un'isocrona (Marigo et al. 2017) calcolata per l'età e la metallicità di 47 Tucanae e mostra la posizione delle sequenze evolutive delle stelle "normali" dell'ammasso.

Questo lavoro di tesi ha portato alla prima individuazione della *firma fotometrica* per una BSS che mostra anche la *firma chimica*. Di fatto, questa è la prima conferma che entrambe queste proprietà osservabili sono efficienti diagnostici del processo di formazione delle BSS per trasferimento di massa in sistemi binari.

L'individuazione della compagna WD, inoltre, ha permesso di stimare l'epoca in cui il MT si è concluso (la BSS si è formata), fornendo nuovi vincoli per i modelli di formazione di queste stelle.

4.1 Sviluppi futuri

Quello appena presentato è il primo studio di questo tipo fatto finora. Pertanto, i risultati ottenuti da questa analisi definiscono un importante punto di partenza per sviluppi futuri.

In primo luogo, sempre in 47 Tucanae, sarà interessante, da un lato, investigare la SED delle BSS che, nel diagramma UVIT, risultano estremamente brillanti (Figura 2.18), dall'altro, estendere lo studio spettroscopico per individuare eventuali altre BSS con carenza superficiale di C e O.

Più in generale, avendo confermato che entrambe le "firme" sono diagnostici del processo di MT, sarà importante estendere la loro ricerca a moltri altri ammassi globulari, in modo tale da riuscire a separare la popolazione di MT-BSS, da quella di COLL-BSS. A sua volta, questo permetterebbe di utilizzare in maniera più accurata le BSS per ottenere informazioni riguardo a processi di dinamica interna (per esempio, stimare il tasso di collisioni utilizzando solo le COLL-BSS) e alla frazione di binarie nei sistemi stellari densi (considerando solo le MT-BSS), evidenziando anche eventuali correlazioni con le proprietà degli ammassi stessi (per esempio, la densità centrale, la massa totale).

In quest'ottica, uno studio sistematico e multi-epoca delle velocità radiali delle BSS permetterebbe di identificare anche sistemi binari BSS-WD ospitanti WD troppo fredde per mostrare un significativo eccesso UV. La presenza di una WD orbitante dovrebbe, infatti, indurre una modulazione periodica osservabile in una curva di velocità radiale della BSS.

Bibliografia

- Alessandrini E. et al. (2016); *"Investigating mass segregation process in globular clusters with Blue Straggler Stars: the impact of dark remnants"*; ApJ.
- Anderson J. et al. (2008); *"The Acs Survey of Globular Clusters. V. Generating a Comprehensive Star Catalog for each Cluster"*; AJ 135, 2055–2073.
- Baldwin A. T. et al. (2016); *"Hubble Space Telescope proper motion (HSTPROMO) catalogs of Galactic globular clusters. IV. Kinematic profiles and average masses of blue straggler stars"*; ApJ.
- Barmby P. & Huchra J. P. (2001); *"M31 Globular Clusters In The Hubble Space Telescope Archive. I. Cluster Detection And Completeness"*; ApJ Letter 122, 2458–2468.
- Beccari G. et al. (2008); *"The Blue Straggler population in the globular cluster M53 (NGC5024): a combined HST, LBT, CFHT study"*; ApJ.
- Beccari G. et al (2011); *"The non-segregated population of blue straggler stars in the remote globular cluster Palomar 14"*; ApJ Letters.
- Beccari G. et al (2012); *"The central Blue Straggler population in four outer-halo globular clusters"*; ApJ.
- Benvenuto & Althaus (1999); *"Grids of white dwarf evolutionary models with masses from $M=0.1$ to $1.2 M_{\odot}$ "*; MNRAS, 303, 30.
- Benz W. & Hills J. G. (1987); *"Three-dimensional hydrodynamical simulations of stellar collisions. I - Equal-mass main-sequence stars"*; ApJ 323, 614–628.
- Brogaard K. et al. (2017); *"The age of 47Tuc from self-consistent isochrone fits to colour-magnitude diagrams and the eclipsing member V69"*; MNRAS.
- Cadelano M. et al. (2015); *"Optical Identification of He White Dwarfs Orbiting Four Millisecond Pulsars in the Globular Cluster 47 Tucanae"*; ApJ.
- Cardarelli J. A. et al. (1989); *"The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction"*; ApJ, 345, 245.
- Carretta E. et al. (2004); *"Abundances of C, N, O in slightly evolved stars in the globular clusters NGC 6397, NGC 6752 and 47 Tuc"*; A&A, 433, 597-611.
- Carretta E. et al. (2005); *"Abundance analysis of turn-off and early subgiant stars in the globular cluster 47 Tuc (NGC 104)"*; A&A 416, 925-940.
- Carretta E. et al. (2009); *"Na-O Anticorrelation and HB. VII. The chemical composition of first and second-generation stars in 15 globular clusters from GIRAFFE spectra"*; A&A 505, 1.

- D'alessandro E. et al. (2008); "*Blue Straggler Stars in the unusual globular cluster NGC 6388*"; ApJ 677, 1069.
- Davies M. B. et al. (2004); "*Blue straggler production in globular clusters*"; MNRAS, 349, 129.
- Ferraro F. R. et al. (1993); "*Blue Stragglers in the Galactic globular clusters M3: Evidence for two populations*"; AJ 106 2324–2334.
- Ferraro F. R. et al. (1997); "*HST Observations of Blue Straggler Stars in the Core of the Globular Cluster M3*"; A&A, 324, 915.
- Ferraro F. R. et al. (1999); "*The giant, horizontal, and asymptotic branches of Galactic globular clusters. I. The catalog, photometric observables, and features*"; ApJ, 118, 1738.
- Ferraro F. R. et al. (2001); "*Blue Stragglers, Young White Dwarfs and UV-excess stars in the core of 47 Tuc*"; ApJ, 561, 337-345.
- Ferraro F. R. et al. (2003); "*Discovery of another peculiar radial distribution of Blue Stragglers in Globular Clusters: The case of 47 Tuc*"; ApJ, 603, 127-134.
- Ferraro F. R. et al. (2004); "*Discovery of another peculiar radial distribution of Blue Stragglers in Globular Clusters: The case of 47 Tuc*"; ApJ, 603, 127-134.
- Ferraro F. R. et al. (2006); "*Discovery of Carbon/Oxygen-depleted Blue Straggler Stars in 47 Tucanae: The Chemical Signature of a Mass Transfer Formation Process*"; ApJL 647, L53–L56.
- Ferraro F. R. et al. (2009b); "*Two distinct sequences of blue straggler stars in the globular cluster M 30*"; Nature 462, 1028–1031.
- Ferraro F. R. et al. (2012); "*Dynamical age differences among coeval star clusters as revealed by blue stragglers*"; Nature, 492, 393–395.
- Ferraro F. R. et al. (2015); "*Blue Straggler Stars in Globular Clusters: A Powerful Tool to Probe the Internal Dynamical Evolution of Stellar Systems*"; Ecology of Blue Straggler Stars, Boffin H. M. J., Carraro G., Beccari G., pag. 99.
- 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*"; ApJ, 860, 36, 13.
- Fiorentino G. et al. (2014); "*Blue Straggler Masses from Pulsation Properties. I: The Case of NGC 6541*"; ApJ, 783, 34.
- Fiorentino G. et al. (2014); "*Blue Straggler Masses from Pulsation Properties. I: The Case of NGC 6541*"; ApJ, 783, 34.
- Freire D. et al. (2017); "*Long-term observations of the pulsars in 47 Tucanae - II. Proper motions, accelerations and jerks*"; MNRAS, 451, 857.
- Fusi Pecci F. et al. (1992); "*On the Blue Stragglers and Horizontal Branch Morphology in Galactic Clusters: Some Speculations and a New Working Scenario*"; Astronomical Journal 104, 1831.
- Goldsbury R. et al. (2010); "*The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. X. New Determinations of Centers for 65 Clusters*"; ApJ.

- Gosnell N. et al. (2014); *"Detection of white dwarf companions to blue stragglers in the open cluster NGC 188: direct evidence for recent mass transfer"*; ApJ Letter.
- Gosnell N. et al. (2015); *"Implications for the Formation of Blue Straggler Stars from HST Ultraviolet Observations of NGC 188"*; ApJ.
- Gratton C. et al. (2012); *"Multiple populations in globular clusters. Lessons learned from the Milky Way globular clusters"*; A&A Review 20, 50.
- Harris W. (1996); *"A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way"*; ApJ, 112, 1487, 2010 edition.
- Harris W. (2010); *"A New Catalog of Globular Clusters in the Milky Way"*; ArXiv e-prints.
- Hills J. G. & Day C. A. (1976); *"Stellar Collisions in Globular Clusters"*; ApJL 17, 87.
- King I. R. (1966); *"The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models"*; Astronomical Journal, 71, 64.
- Knigge C. et al. (2002); *"A Far-Ultraviolet Survey of 47 Tucanae. I. Imaging"*; ApJ.
- Koester D. et al. (2010); *"The cool end of the DZ sequence in the SDSS"*.
- Kurucz R. L. et al. (2002); MSAIS, 8, 14.
- Lanzoni B. et al. (2007a); *"The Blue Straggler Population of the Globular Cluster M5"*; ApJ, 663, 267-276.
- Lanzoni B. et al. (2007b); *"A Panchromatic Study of the Globular Cluster NGC 1904. I: The Blue Straggler Population"*; ApJ, 663:1040-1048.
- Lanzoni B. et al. (2016); *"Refining the Dynamical Clock for Star Clusters."*; ApJ Letter 833, Issue 2, L29, 6.
- Leonard P. J. T. & Livio M. (1995); *"The Rotational Rates of Blue Stragglers Produced by Physical Stellar Collisions"*; ApJ Letter, 447, L121.
- Lombardi J. C. Jr et al. (2005); *"On blue straggler formation by direct collisions of main sequence stars"*; ApJ Letter, 445, L117–L120.
- Marigo P. et al. (2017); *"A new generation of PARSEC-COLIBRI stellar isochrones including the TP-AGB phase"*; APJ, 835, 77.
- Mathieu R. et al. (2009); *"TA binary star fraction of 76 per cent and unusual orbit parameters for the blue stragglers of NGC 188"*; Nature 462, 1032–1035.
- McCrea, W. H. (1964); *"Extended main-sequence of some stellar clusters"*; MNRAS 128, 147.
- Nardiello D. et al. (2018); *"The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters - XVII. Public Catalogue Release"*; MNRAS, release 3.
- Piotto G. et al (2015); *"The Hubble Space Telescope UV Legacy of Galactic Globular Clusters. I. Overview of the Project and Detection of Multiple Stellar Population"*; AJ, 149, 91.
- Postma & Leahy (2017); *"CCDLAB: Graphical User Interface FITS Image Data*

- Reducer, Viewer, and Canadian UVIT Data Pipeline*"; Astronomical Society of the Pacific, 129, 981, 1-12.
- Raso S. et al. (2017); "*The "UV-route" to search for Blue Straggler Stars in Globular Clusters: first results from the HST UV Legacy Survey*"; ApJ, 839, 64.
- Raso S. et al. (2019); "*Spectral Energy Distribution of Blue Stragglers in the core of 47 Tucanae*"; ApJ.
- Renzini & Buzzoni (1986); "*Global Properties of Stellar Populations and the Spectral Evolution of Galaxies*"; Spectral Evolution of Galaxies: Proceedings of the Fourth Workshop of the Advanced School of Astronomy of the "Ettore Majorana" Centre for Scientific Culture, Erice, Italy, March 12–22, 1985, Chiosi C. & Renzini A., Dordrecht: Springer Netherlands, 195–235.
- Renzini & Fusi Pecci (1988); "*Tests of evolutionary sequences using colormagnitude diagrams of globular clusters*"; ARA&A 26, 199–244.
- Rivera-Sandoval L. E. et al. (2015); "*Discovery of near-ultraviolet counterparts to millisecond pulsars in the globular cluster 47 Tucanae*"; MNRAS.
- Sabbi E. (2004); "*The small Blue Straggler star population in the dense Galactic Globular Cluster NGC 6752*"; Apj, 617, 1296-1306.
- Salaris & Cassisi (2005); "*Evolution of Stars and Stellar Populations*"; pag 400.
- Sandage A. R. (1953); "*The color-magnitude diagram for the globular cluster M3*"; AJ 58, 61–75.
- Sarajedini A. et al. (2007); "*The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. I. Overview and Clusters without Previous Hubble Space Telescope Photometry*"; AJ 133, 1658–1672.
- Sarna M. J. & De Greve J. P. (1996); "*Chemical Evolution of Algols*"; QJRAS 37, 11.
- Shara M. M. et al. (1997); "*The First Direct Measurement of the Mass of a Blue Straggler in the Core of a Globular Cluster: BSS 19 in 47 Tucanae*"; ApJL 489, L59–L62.
- Sills A. T. A. & Davies M. B. (2005); "*Blue stragglers as stellar collision products: the angular momentum question*"; MNRAS, 358, 716–725.
- Simunovic & Puzia (2016); "*Blue Straggler Star Populations in Globular Clusters: II. Proper-Motion Cleaned HST Catalogs of BSSs in 38 Galactic GCs*"; MNRAS, 462, 3401S.
- Sollima A. et al. (2008); "*A Correlation between Blue Straggler and Binary Fractions in the core of Galactic Globular Clusters*"; A&A.
- Stetson P. B. et al. (1987); "*DAOPHOT: A computer program for crowded-field stellar photometry*"; PASP, 99, 191.
- Strom S. E. et al. (1981); "*The halo globular clusters of the giant elliptical galaxy Messier 87*"; ApJ Letter 245, 5457, 416–453.

Ringraziamenti

Desidero innanzitutto ringraziare la professoressa Barbara Lanzoni per avermi proposto questo lavoro di tesi che ho amato fin dal primo istante, per essere stata sempre paziente, gentile e disponibile e per avermi insegnato davvero tanto sia a livello didattico sia dal punto di vista umano.

Desidero ringraziare mamma e papà per avermi sempre sostenuta, per la loro tanta pazienza e per i loro sacrifici e perchè so che hanno fatto più di quello che potevano per far sì che raggiungessi questo traguardo.

Desidero ringraziare mia sorella Francesca perchè c'è sempre stata, anche quando non lo sapeva, perchè ha sempre creduto in me e perchè non si è mai stancata di ascoltarmi e di incoraggiarmi.