

ALMA Mater Studiorum Università di Bologna

SCUOLA DI SCIENZE

Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia
Dipartimento di Fisica ed Astronomia

La popolazione esotica nell'Ammasso Globulare NGC 6544

Elaborato Finale

Candidato:
Diego Marano

Relatore:
**Dott.ssa
Cristina Pallanca**

Co-Relatore:
Dott. Mario Cadelano

Sessione III
Anno Accademico 2018/2019

*Ai miei genitori, che con i loro sforzi mi hanno aiutato
a raggiungere questo traguardo e con i loro insegnamenti
reso una persona migliore.*

Indice

1	Evoluzione stellare, Stelle di Neutroni e Pulsar	9
1.1	Cenni di Evoluzione Stellare	10
1.2	Oggetti stellari compatti	12
1.2.1	Nana Bianca	12
1.2.2	Stella di Neutroni	13
1.2.3	Pulsar	15
1.3	Sistemi binari di stelle e millisecond pulsar	18
1.3.1	Spiders	23
1.4	Ammassi Globulari	24
1.4.1	Interazioni dinamiche	25
1.5	NGC 6544	27
2	Riduzione dati	29
2.1	Hubble Space Telescope	30
2.1.1	Wide Field Camera 3	31
2.1.2	Advanced Camera for Surveys	32
2.2	Dataset usato	35
2.3	Procedura di riduzione dati	35
2.3.1	Operazioni preliminari	35
2.3.2	Riduzione dati	38
2.4	Astromettrizzazione e Calibrazione dati	40
2.4.1	Astrometria	40
2.4.2	Calibrazione fotometrica	41
2.5	Diagrammi colore-magnitudine	44
3	Ricerca delle controparti ottiche delle MSP	47
3.1	J1807–2459A	48
3.2	J1807–2500B	48
3.3	Ricerca delle controparti ottiche	49
3.3.1	NGC6544A	49
3.3.2	NGC6544B	55
4	Analisi delle compagne ottiche di sorgenti X	59
4.1	Sorgenti X	60
4.2	Analisi delle controparti ottiche	62
4.2.1	Identificazione delle controparti ottiche	62
4.2.2	Variabilità delle controparti ottiche	69

4.2.3	Diagramma colore-colore	74
4.3	Risultati	77
	Bibliografia	81

Introduzione

Il lavoro di tesi svolto è finalizzato all'identificazione delle controparti ottiche di sistemi binari di stelle aventi una componente compatta. Tali sistemi binari possono essere formati da oggetti stellari compatti quali: nane bianche, stelle di neutroni, pulsar o buchi neri stellari.

Gli ammassi globulari sono l'ambiente ideale per lo studio di sistemi binari aventi una componente compatta che si siano formati in scenari non canonici. Infatti, grazie all'elevata densità stellare, le interazioni dinamiche fra le stelle favoriscono la formazione di sistemi binari di tipo non standard. Lo studio in banda ottica rappresenta il metodo migliore per andare a verificare ed ottenere informazioni sulla compagna non degenera del sistema. In particolare si possono ottenere informazioni sulla loro perdita di massa ed influenza del campo gravitazionale dell'oggetto compatto su esse, informazioni sugli scenari evolutivi standard e non, informazioni sull'evoluzione stellare, sulla popolazione esotica di un ammasso e sulle interazioni dinamiche negli ammassi.

In questo lavoro di tesi si è studiato l'ammasso globulare NGC 6544 il quale ospita 2 MSP rilevate in banda radio e 13 emittenti in banda elettromagnetica X. In particolare ci si è concentrati sull'identificazione delle controparti ottiche di questa lista di sorgenti.

Il lavoro di tesi è strutturato come segue:

- Nel **Capitolo 1** verrà introdotta la teoria di evoluzione stellare che porta alla formazione di oggetti stellari compatti, verranno presentate le principali caratteristiche di nane bianche, stelle di neutroni e pulsar, verranno descritti i meccanismi di formazione canonici e non per i sistemi binari di stelle con una componente compatta. Infine verranno introdotte le proprietà generali degli ammassi globulari e la popolazione esotica di oggetti stellari che si può trovare al loro interno.
- Nel **Capitolo 2** verrà descritta la strumentazione con la quale è stato ottenuto il dataset utilizzato, verrà spiegato come sono stati ridotti, astrometrizzati e calibrati i dati per ottenere il catalogo finale di sorgenti. Infine si presenteranno i diagrammi fotometrici ottenuti per NGC 6544.
- Nel **Capitolo 3** verrà trattata in maniera completa la ricerca delle controparti ottiche di due millisecond pulsar (J1807–2459A e J1807–2500B).

- Nel **Capitolo 4** verrà svolta un'analisi sull'identificazione delle possibili controparti ottiche di sorgenti X che si trovano nel campo di vista dell'ammasso globulare. Presenteremo le ipotesi sulla natura di queste controparti ed una possibile classificazione delle stesse.
- Nelle **Conclusioni** si riassumeranno i risultati ottenuti.

Capitolo 1

Evoluzione stellare, Stelle di Neutroni e Pulsar

In questo capitolo introduttivo verranno presentate le principali caratteristiche sull'evoluzione stellare in generale e sulla formazione degli oggetti stellari compatti.

Verrà trattata, in maniera qualitativa, la vita di oggetti stellari compatti quali Stelle di Neutroni e Nane Bianche e la loro evoluzione, inoltre verranno descritte le principali caratteristiche fisiche dei sistemi binari stellari contenenti almeno un resto stellare compatto (ad esempio le Millisecond Pulsar).

Infine si presenteranno le caratteristiche degli ammassi globulari in generale e le popolazioni stellari esotiche che li compongono; per concludere si introdurranno le principali caratteristiche fisiche dell'ammasso globulare studiato in questo lavoro di tesi, ovvero NGC 6544.

1.1 Cenni di Evoluzione Stellare

I molteplici cambiamenti che si possono identificare nel corso della vita di una stella dipendono dalle caratteristiche fisico-chimiche dell'astro. In primis la massa della stella gioca un ruolo fondamentale nel tempo di vita della stessa, ma ha anche forte influenza sulla sua evoluzione (viene raffigurato in Fig.1.1 uno schema evolutivo) così come la composizione chimica iniziale. Durante il ciclo evolutivo una stella va incontro a variazioni di luminosità, temperatura superficiale, raggio, composizione chimica nel nucleo e nell'involuppo.

I modelli di evoluzione stellare ci permettono di studiare questi cambiamenti nel corso del tempo. Uno strumento di fondamentale importanza, che permette di capire i meccanismi evolutivi delle stelle, è il diagramma di Hertzsprung-Russell (H-R), una sua rappresentazione è mostrata in Fig.1.2. Sul diagramma H-R si notano le differenti evoluzioni delle stelle in funzione del loro raggio e della loro massa. Difatti il diagramma H-R esprime le relazioni fra la luminosità della stella e la sua temperatura superficiale. Ad esempio in alto a sinistra si dispongono stelle molto luminose ed ad alta temperatura superficiale mentre in basso a destra si dispongono stelle poco luminose ed a bassa temperatura superficiale. In particolare le stelle che si dispongono lungo la diagonale del diagramma prendono il nome di “stelle di sequenza principale”, mentre le stelle che non si dispongono lungo la stessa sono generalmente stelle più evolute.

In generale si può dividere il ciclo evolutivo di una stella nelle fasi di “sequenza principale” (MS¹) e “post-sequenza principale” (post-MS). Nella prima fase nel nucleo della stella sono in corso reazioni termonucleari che portano alla fusione nucleare dell'idrogeno (H) in elio (He) e la durata di questa fase dipende dalla velocità con cui il combustibile, l'H appunto, viene consumato. In particolare la relazione che lega il tempo di vita della stella alla sua massa è la seguente: $t_{MS} \propto M^{-3} yr$, quindi più una stella è massiva più consuma velocemente il proprio carburante. Altre componenti che influenzano la durata di vita di un oggetto stellare sono la composizione chimica, la perdita di massa tramite vento stellare ed il campo magnetico. La sequenza principale termina nel momento in cui l'idrogeno contenuto nel nucleo della stella è stato convertito in elio dai meccanismi di fusione nucleare, questo può avvenire tramite la catena protone-protone² od il ciclo CNO³ in base alla massa della stella.

L'evoluzione nelle fasi successive dipende dalla massa. Ad esempio tutte le stelle con massa iniziale minore di $0.5M_{\odot}$ non sviluppano le condizioni per l'innescamento delle reazioni termonucleari di fusione dell'elio nel loro nucleo e terminano la loro vita come He-WD. Mentre stelle con massa iniziale maggiore di $0.5M_{\odot}$ sviluppano tali condizioni bruciando materiale più pesante nel nucleo ed in shell esterne nel proseguo della loro evoluzione.

Nelle ultime fasi di vita di una stella la pressione del gas nel nucleo non è più sufficiente per contrastare la pressione dovuta alla forza gravitazionale degli strati più esterni, ergo il nucleo subisce un collasso mentre l'involuppo viene espulso. Se la stella ha una massa compresa fra

¹Dall'inglese “Main Sequence”

²Processo nucleare che converte nuclei di idrogeno in nuclei di elio. Tramite la seguente reazione ${}^1H + {}^1H \rightarrow {}^2H + e^+ + \nu e$ si produce il deuterio (2H) e successivamente il positrone si annichila con un elettrone e la loro energia viene convertita in 2 raggi gamma. Viene creato l'isotopo 3 dell'elio tramite la reazione ${}^2H + {}^1H \rightarrow {}^3He + \gamma$ e da qui viene prodotto l'isotopo 4 dell'elio con ${}^3He + {}^3He \rightarrow {}^4He + {}^1H + {}^1H$.

³Processo nucleare che converte 4 nuclei di idrogeno nell'isotopo 4 dell'elio usando come catalizzatori nuclei di carbonio, azoto ed ossigeno.

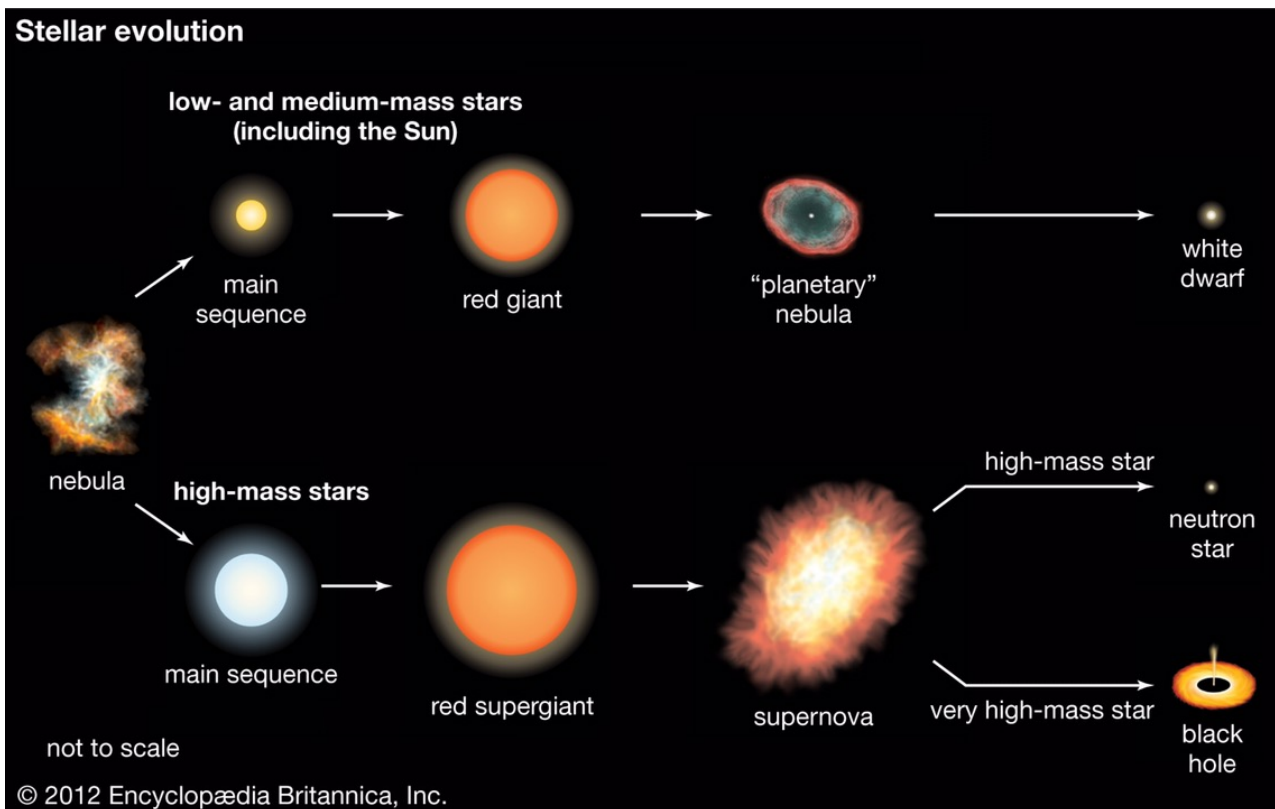


Figura 1.1: Immagine schematica della vita di una stella in base alla massa iniziale. Immagine tratta dall'enciclopedia Britannica, 2012.

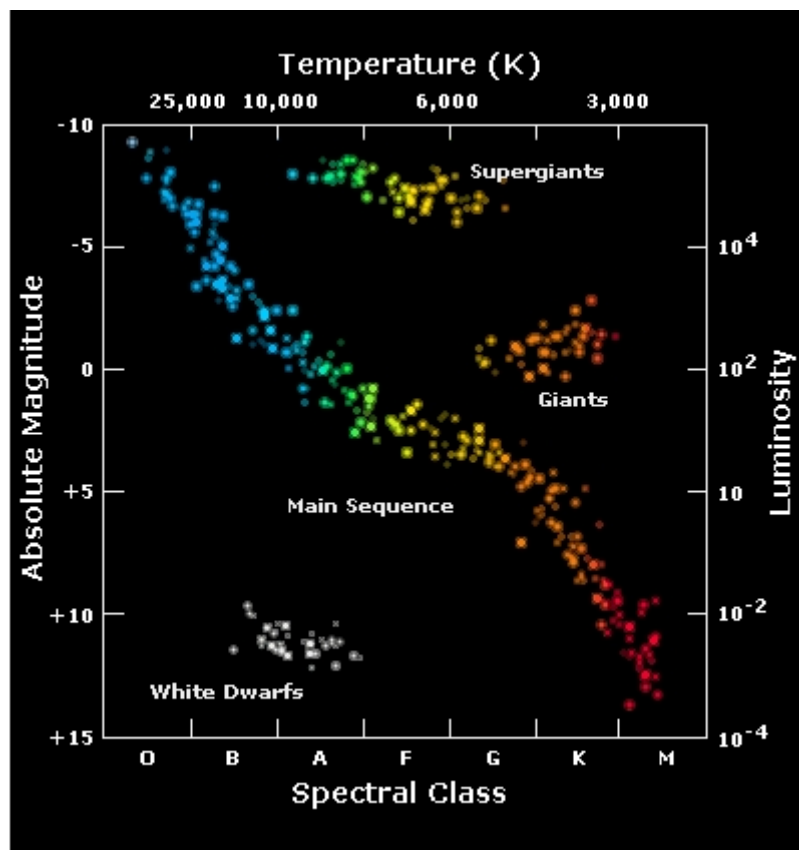


Figura 1.2: Percorso evolutivo delle stelle lungo il diagramma di Hertzsprung-Russell. Dal sito: <http://www.cosmored.it/Astroschede/Fisica%20stellare/diagrammaH-R.html>

le 0.08 e le 8 masse solari il lascito dell'evento è una nana bianca (WD⁴), mentre se la massa è superiore alle 8 masse solari si genera una stella di neutroni (NS⁵) o un buco nero stellare (BH⁶) tramite l'esplosione di Supernova⁷. In entrambi i casi il resto stellare è un oggetto compatto formato da materia in stato degenerare. L'affidabilità di questa distinzione in termini di massa è ancora oggetto di studio in letteratura, i valori quindi non sono da considerarsi certi. Difatti i valori di massa, che discriminano le fasi finali della vita di una stella, oscillano fra le 8 e le 11 masse solari. Fisicamente la presenza di un nucleo degenerare di carbonio-ossigeno suggerisce una WD come lascito stellare mentre la presenza di un nucleo non degenerare fa sì che la fusione nucleare continui finché il nucleo della stella non raggiunga il limite di Chandrasekar⁸. Oltrepassato tale limite il nucleo collassa generando il fenomeno delle Supernovae.

1.2 Oggetti stellari compatti

Come già accennato in precedenza, esistono diversi tipi di oggetti stellari degeneri che si possono formare a seguito della fine del ciclo vitale di una stella. Segue una descrizione qualitativa degli oggetti degeneri più importanti considerati in questo lavoro di tesi.

1.2.1 Nana Bianca

Una WD è il nucleo, sostenuto dalla pressione degli elettroni degeneri, rimanente di una stella con massa iniziale inferiore alle 8 masse solari che ha terminato la sua evoluzione. Le WD hanno una densità media di materia di $\sim 10^6 g cm^{-3}$, massa compresa fra $0.5M_{\odot}$ e circa $1.4M_{\odot}$ e dimensioni dell'ordine di $10^8 cm$. Presentano la relazione caratteristica $M^{\frac{1}{3}}R \sim cost$, quindi aumentando la massa di una WD se ne diminuisce il raggio.

Le WD definiscono nel diagramma H-R delle sequenze di raffreddamento a raggio costante. La composizione chimica di una WD dipende dalla massa iniziale della progenitrice e quindi dalla sua evoluzione. Difatti in letteratura vengono identificati almeno 3 tipi diversi di WD: nana bianca di elio (He-WD), nana bianca di carbonio-ossigeno (CO-WD) e nana bianca di ossigeno-neon-magnesio (O-Ne-Mg WD). Più la WD è massiva (quindi lo è anche la sua progenitrice) più è composta da elementi atomici pesanti che sono stati bruciati nel corso della vita della stella. La composizione chimica della WD dipende da quella del nucleo della stella progenitrice al momento del collasso.

⁴Dall'inglese "White Dwarf".

⁵Dall'inglese "Neutron Star".

⁶Dall'inglese "Black Hole".

⁷In realtà il resto stellare è previsto per le Supernovae di tipo Ib, Ic e II che sono Supernovae di tipo "Core Collapse"; le Supernovae Ia non hanno nessun resto stellare. Questa classificazione è di natura empirica e dipende dalla presenza o assenza di righe spettrali osservate.

⁸Il limite di Chandrasekhar rappresenta il limite, in termini di massa, che può raggiungere un corpo non rotante sostenuto dalla pressione degli elettroni degeneri. Viene solitamente indicata come $M_{ch} = 1.44(1 + X^2)M_{\odot}$ con X abbondanza di idrogeno.

1.2.2 Stella di Neutroni

Una NS è il prodotto finale del collasso gravitazionale del nucleo di una stella con massa compresa fra circa $8M_{\odot}$ e $25M_{\odot}$ a cui è collegata un'esplosione di Supernova, al di sopra di questo limite di massa i modelli stellari prevedono che il resto stellare sia un BH.

Una NS è sostenuta dalla pressione dei neutroni degeneri. Il limite superiore teorico in termini di massa per una NS è il limite di Oppenheimer-Volkov ($2.5 - 3M_{\odot}$) e la sua densità di materia è dell'ordine di $\sim 10^{14}g\text{ cm}^{-3}$. Le densità sono così elevate da far collassare gli elettroni sul nucleo atomico prevalendo sulla repulsione elettrica fra elettroni e protoni, generando in questo modo neutroni. La formazione di neutroni è guidata da processi di fotodisintegrazione e dal processo "URCA" ($p^+ + e^- \rightarrow n + \nu e$).

Supponendo che il nucleo della stella madre sia una WD, assumendo che non ci sia perdita di massa durante il collasso ($M_{WD} = M_{NS}$), è possibile dimostrare che il collasso gravitazionale genera una struttura stellare circa 500 volte più piccola della precedente (WD). Questo spiega perché le NS sono oggetti rapidamente rotanti. Assumendo che durante la fase di collasso gravitazionale vi sia conservazione del momento angolare⁹, si ha che:

$$I_i \omega_i = I_f \omega_f \rightarrow \frac{2}{5} M R_i^2 \omega_i = \frac{2}{5} M R_f^2 \omega_f \quad (1.1)$$

$$\omega_f = \omega_i \frac{R_i^2}{R_f^2} \quad (1.2)$$

dove $I = \frac{2}{5} M R^2$ ed $\omega = \frac{2\pi}{P}$ sono rispettivamente il momento di inerzia della stella e la sua velocità angolare, con R raggio e P periodo; i pedici i ed f sono rispettivamente lo stato iniziale e finale del collasso gravitazionale. Noto che $R_i \sim 500 R_f$ dove R_i è il raggio di una WD ed R_f quello di una NS si trova che:

$$P_f \sim 10^{-6} P_i \quad (1.3)$$

quindi, in generale, per periodi di rotazione tipici di una WD (circa 1000 s) si va a stimare un periodo di rotazione di una NS di $P_f \sim 10^{-3} s$. Questi valori sono in accordo con le osservazioni in banda radio per alcune NS dette *Pulsar* (PSR).

Caratteristica delle NS, così come delle PSR (si veda la sezione 1.2.3), sono i forti campi magnetici che variano dai 10^8 Gauss ai 10^{15} Gauss; oggetti con valori dell'ordine di 10^{14-15} Gauss vengono classificati come "*Magnetar*". Valori così elevati del campo magnetico sono da attribuire alla conservazione del flusso magnetico che, seguendo le stesse indicazioni adottate in precedenza sulla conservazione del momento angolare, si può scrivere come:

$$B_i 4\pi R_i^2 = B_f 4\pi R_f^2 \rightarrow B_f = B_i \frac{R_i^2}{R_f^2} \quad (1.4)$$

dove B è il campo magnetico ed R il raggio della NS. Supponendo come in precedenza che $R_i \sim 500 R_f$ e che il campo magnetico per una WD sia circa 10^8 Gauss si trova che $B_f \sim 10^{13} - 10^{14}$

⁹Tale trattazione è da considerarsi come una semplificazione della realtà, difatti non è garantita la completa conservazione di massa e momento angolare a beneficio del nucleo.

Gauss, valore in accordo con quelli osservati nel diagramma $P - \dot{P}$.

Una NS appena nata ha una temperatura superficiale dell'ordine di $10^{11}K$, tuttavia i fenomeni di raffreddamento fanno sì che tale temperatura cali in un tempo relativamente breve ($t \sim 10^5 yr$) fino a circa $10^6 K$. Tale temperatura ci suggerisce che, assumendo emissione di corpo nero, questi oggetti emettono radiazione in banda elettromagnetica X.

La struttura interna di una NS è composta da una crosta esterna, da una crosta interna e da una zona interna. La densità cambia in queste zone ed anche i processi fisici sono diversi. Le due croste sono sottili, aventi spessore di circa 1-2 km. I valori di densità (ρ) della NS, muovendosi dalla crosta fino agli interni, sono ben diversi e partendo dalla densità della crosta esterna stimata come $10^6 g cm^{-3}$ fino ad arrivare alle zone centrali dove la densità raggiunge valori di circa $10^{15} g cm^{-3}$ (Fig.1.3). Nella crosta esterna sono presenti nuclei pesanti, come ad esempio il Fe^{56} , immersi in un mare di elettroni relativistici. Più si scende verso gli interni stellari più si andrà incontro ad isotopi pesanti ricchi di neutroni, come ad esempio il Ni^{62} , che non decadono per le condizioni di degenerazione della materia che caratterizzano una NS. La fisica degli strati più interni di una NS non è ben nota, fino a $\rho \sim 10^{14} g cm^{-3}$ sono presenti tracce di protoni ed elettroni immersi in un superfluido di neutroni, oltre questa densità i fenomeni fisici sono ignoti e si pensa possano avvenire decadimenti del tipo $n \rightarrow p^+ + \pi^-$, dove π^- è un pione.

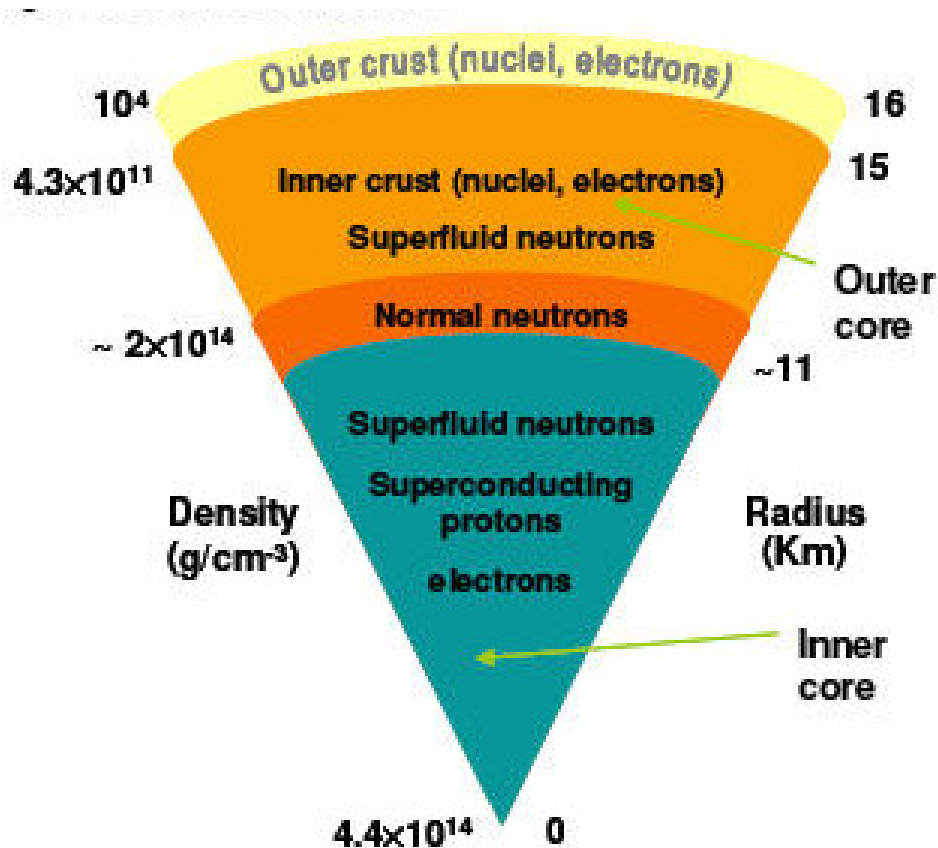


Figura 1.3: Rappresentazione della struttura di una NS. Si noti come più si va verso l'interno stellare più la densità aumenta.

Lo spessore della crosta dipende anche dal raggio della NS, in letteratura i valori di raggio riportati per una NS sono 10-15 km. In prima approssimazione, senza ricorrere alla relati-

vità generale, si può ricavare un rapporto raggio-periodo usando unicamente la fisica classica. Considerando una NS con massa M e raggio R , in rotazione ed avente velocità angolare ω e bilanciandone la forza gravitazionale con la forza centripeta, si ottiene che:

$$\omega^2 R = \frac{GM}{R^2} \quad (1.5)$$

dove G è la costante di gravitazione universale¹⁰. Dato che $\omega = \frac{2\pi}{P}$ la precedente relazione si può scrivere come:

$$R = \frac{G^{1/3} M_{NS}^{1/3}}{(4\pi^2)^{1/3}} P^{2/3} \quad (1.6)$$

in questo modo si può mettere in relazione il raggio di una NS con il suo periodo osservato e quindi dare un limite inferiore al raggio di questi oggetti stellari. La PSR J1748-2446ad [Hessels et al., 2006] è la NS con periodo rotazionale più breve mai osservato (0.001396 s), assumendo una massa di $M = 1.4M_\odot$ si trova un limite inferiore di raggio pari a 20.96 km.

Altri limiti che caratterizzano le NS sono quelli in termini di massa che dal punto di vista teorico sono ben definiti, tuttavia sperimentalmente non sono note NS che si avvicinano al limite superiore di Oppenheimer-Volkov. Il superamento del suddetto limite superiore porterebbe ad un nuovo collasso gravitazionale con la formazione di un BH.

1.2.3 Pulsar

Le PSR sono NS aventi periodi compresi fra il millisecondo ed il secondo e sono caratterizzate da un'emissione pulsata ed estremamente regolare tipicamente osservata in banda radio. L'emissione radio è collimata in due regioni della magnetosfera che non sono allineate con l'asse di rotazione della PSR, quest'emissione appare lungo la linea di vista dell'osservatore ad ogni rotazione della stella e prende il nome di “*effetto faro*”.

Le PSR sono state scoperte per la prima volta nel 1967 da una studentessa dell'università di Cambridge, Jocelyn Bell, sotto la guida del professore Antony Hewish. Durante degli studi mirati allo studio del mezzo interplanetario mediante l'uso della scintillazione dei Quasar, si identificò un segnale radio estremamente regolare in termini di periodo (1.3 s) che aveva origine extraterrestre. Solo dopo alcuni anni si riuscì a capire l'origine di questo segnale: una NS. La proposta fu formulata da Franco Pacini e Thomas Gold dimostrando che il segnale poteva provenire da una NS in rapida rotazione e dotata di forte campo magnetico.

La scoperta delle PSR ha confermato l'esistenza di stati di materia dapprima solo ipotizzati (come le NS) impossibili da riprodurre sperimentalmente; inoltre, grazie alla pulsar, fu anche identificato il primo pianeta extrasolare. Oggi sono 2796¹¹ le PSR scoperte.

Le PSR, in banda radio, sono studiate mediante il diagramma $P - \dot{P}$ (Fig.1.4) che riporta il loro periodo osservato confrontandolo con la sua derivata temporale. Da questo diagramma possono essere ricavate alcune informazioni sull'oggetto in studio, identificando diverse popolazioni di PSR in funzione del loro periodo e della sua variazione nel tempo. Il modello assunto

¹⁰ $G = 6.67 \times 10^{-8} g^{-1} cm^3 s^{-2}$

¹¹<https://www.atnf.csiro.au/research/pulsar/psrcat/>

per ricavare età della PSR e campo magnetico prende il nome di “rotatore allineato¹²” in cui si assume che la PSR sia un magnete rapidamente rotante. Si può dare una stima all’età delle PSR mediante la formula:

$$t_{vita} \sim \frac{P}{2\dot{P}_{int}} \quad (1.7)$$

tuttavia questa stima ha un’assunzione importante: si suppone che il periodo iniziale alla nascita della PSR sia molto minore rispetto al periodo odierno, quando in realtà il periodo al momento di formazione dovrebbe essere dell’ordine del millisecondo.

Tuttavia la misura di \dot{P} non può essere solamente dovuta alla misura intrinseca della PSR ma comprende altri fattori che in realtà alterano questo valore; la relazione complessiva è la seguente:

$$\frac{\dot{P}_{int}}{P} \leq \frac{\dot{P}_{obs}}{P} + \frac{a_{c,max}}{c} + \frac{a_G}{c} + \frac{\mu^2 D}{c} \quad (1.8)$$

Dove \dot{P}_{int} è il periodo intrinseco della PSR, P il periodo, \dot{P}_{obs} è il periodo osservato, $a_{c,max}$ e a_G sono rispettivamente l’accelerazione dell’ammasso e della galassia, μ^2 è il moto proprio, c la velocità della luce ed infine D la distanza Terra-sorgente. Perciò la stima sul tempo di vita di una PSR può essere imprecisa.

Il campo magnetico è la principale causa della peculiare emissione pulsata di questi oggetti. I modelli più studiati sono quelli di Goldreich & Julian e quello di Ruderman & Sutherland. Viene mostrata in Fig. 1.5 una rappresentazione artistica di una PSR.

Nel modello di Goldreich & Julian l’emissione radio si forma all’interno di quello che è il cilindro di luce¹³, poiché il forte campo elettrico, generato dalla variazione del campo magnetico nel tempo, va ad estrarre le cariche elettriche dalla superficie della NS e le accelera lungo le linee di campo magnetico. Gli elettroni vengono accelerati dal campo magnetico fino a velocità relativistiche con fattore di Lorentz¹⁴ $\gamma \sim 10^6$, successivamente vengono emessi fotoni gamma per radiazione di curvatura. Tali fotoni decadono creando coppie elettroni-positroni (e^-e^+), gli elettroni vengono accelerati nuovamente e riemettono fotoni gamma generando così un processo a cascata. La radiazione è concentrata in quello che è un cono di luce centrato sui poli magnetici della struttura (“radio beam” in Fig.1.5).

L’emissione da parte di una PSR comporta una perdita continua di energia cinetica da parte del sistema. L’energia persa va a scapito della rotazione della PSR, che quindi sarà soggetta ad un continuo rallentamento. Il tasso di emissione di tale energia può essere espresso mediante la seguente relazione:

$$\dot{E} = -\frac{d}{dt}\left(\frac{1}{2}I\omega^2\right) = -I\omega\dot{\omega} = 4\pi I \frac{\dot{P}}{P^3} \quad (1.9)$$

¹²Modello ideato da Goldreich & Julian nel 1969, le particelle della NS, sulle linee chiuse del campo magnetico, descrivono un plasma corotante con la NS, mentre le particelle sulle linee di campo magnetico aperte vengono espulse dalla magnetosfera. Il modello prevede un angolo critico entro il quale le linee di campo magnetico sono aperte.

¹³Il cilindro di luce rappresenta un cilindro immaginario che è tangente alla magnetosfera della PSR là dove la velocità di corotazione della magnetosfera diventa uguale alla velocità della luce. PSR più veloci hanno il cilindro di luce più vicino alla stella e viceversa, si può definire un raggio del cilindro di luce come $R_{CL} = \omega/c$.

¹⁴ $\gamma = \frac{1}{c^2\sqrt{v^2}}$ con c velocità della luce e v velocità degli elettroni.

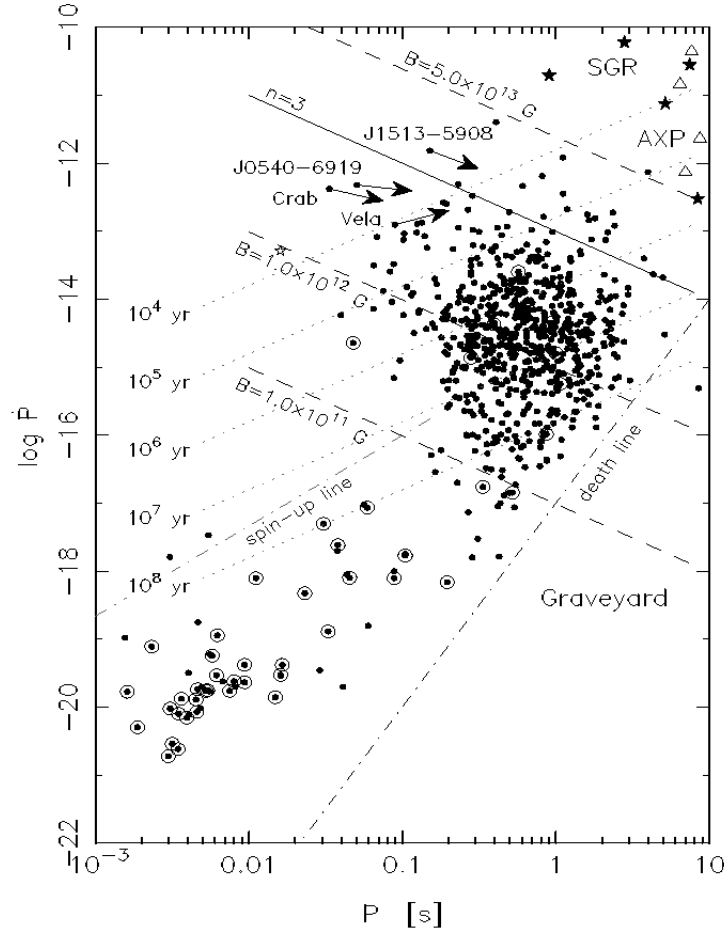


Figura 1.4: Diagramma $P - \dot{P}$ tratto da [Tauris and Konar, 2001]. Si notano le stime sui tempi di vita, campi magnetici e periodi in funzione della posizione sul diagramma. Sono indicate con una freccia alcune delle PSR più importanti e studiate (*Vela*, *Crab*) ed evidenziate con un doppio cerchio le PSR.

dove solitamente vale la relazione $\dot{\omega} \propto \omega^n$ con n “indice di rottura” che è collegato al tipo di frenamento che sta agendo sulla PSR¹⁵. Inoltre si può dimostrare che, assumendo il campo magnetico B come un dipolo magnetico rotante disallineato, l’intensità del campo magnetico sulla superficie della PSR dipende soltanto dal suo periodo e da come esso rallenti, secondo la relazione:

$$B \sim 3.210^{19} \sqrt{P \dot{P} G} \quad (1.10)$$

Quindi nel corso del tempo il periodo di una PSR aumenta e la sua derivata temporale cala. L’evoluzione di una PSR è studiabile dal diagramma $P - \dot{P}$ (vedi Fig.1.4), dove si notano degli addensamenti di stelle: in posizione centrale del diagramma $P - \dot{P}$ si trovano le PSR isolate o in sistemi binari ma ancora non riaccelerate, queste sono anche le più numerose, mentre a periodi rotazionali brevi ($P < 0.1$ s) e tassi di rallentamento di $\dot{P} < 10^{-18}$ si posizionano le pulsar millisecondo (MSP), infine a $P > 1$ s e tassi di rallentamento più lunghi si posizionano le magnetar, questi oggetti ruotano più lentamente e rallentano più velocemente rispetto alle PSR. Durante la loro vita le PSR rallentando si spostano verso destra sul diagramma $P - \dot{P}$, lungo il quale viene tracciata una linea, definita come “linea della morte”, oltre la quale una

¹⁵Se il tipo di frenamento è di puro dipolo $n \sim 3$ mentre se è quadrupolo allora si avrà che $n \sim 5$.

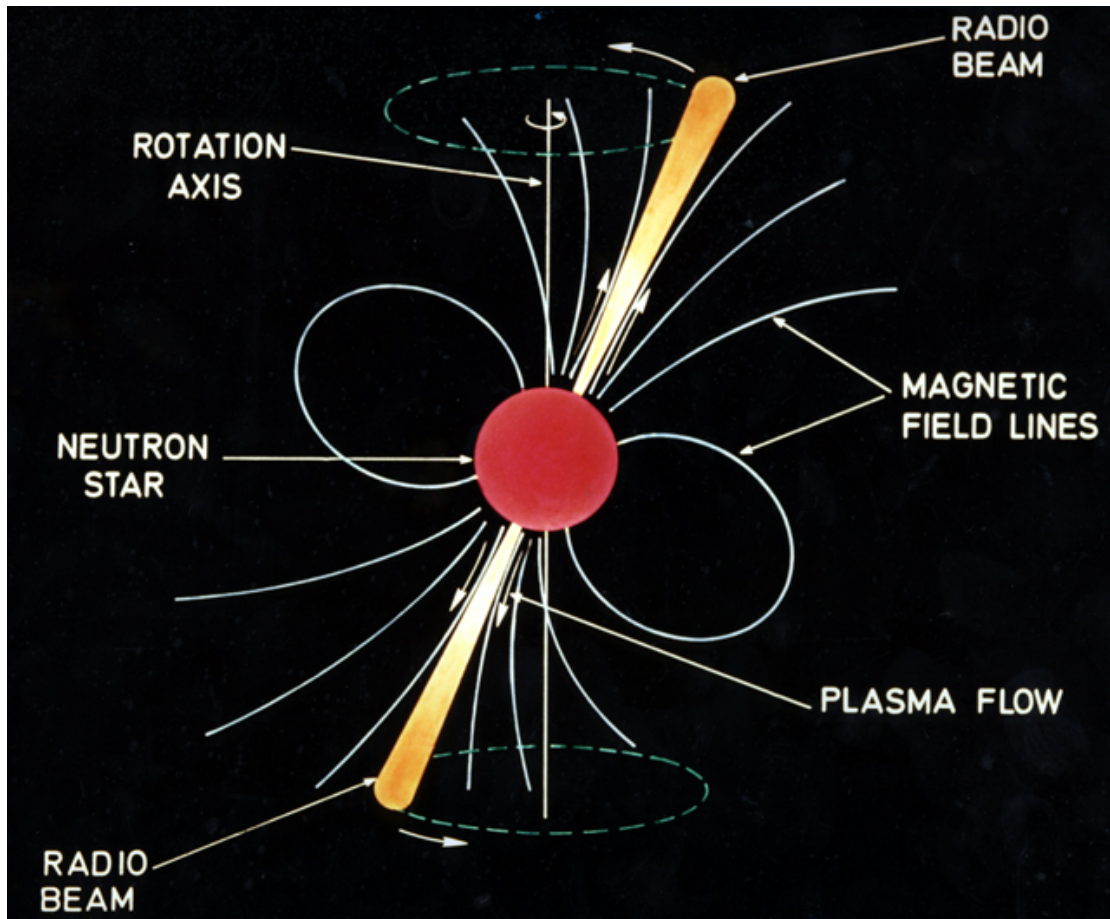


Figura 1.5: Rappresentazione artistica dei meccanismi di una PSR tratta dal sito https://www.atnf.csiro.au/research/pulsar/resources/Education_page.html.

PSR termina la sua emissione radio. Se una NS si trova in un sistema binario di stelle dove può accrescere massa e quindi riaccelerare si riattiva come MSP.

Se si considera l'equazione (1.7) si può dare una stima all'età delle PSR: si vede come le MSP siano più vecchie rispetto alle altre PSR sul diagramma, inoltre le MSP sono, per la maggior parte, in sistemi binari, difatti la loro formazione dipende da una stella compagna. Esse si formano mediante fenomeni di accrescimento che vanno a trasferire massa e momento angolare dalla stella compagna alla PSR. Questo fenomeno fa in modo che la PSR acceleri fino a periodi dell'ordine del millisecondo, dando così vita a una MSP.

1.3 Sistemi binari di stelle e millisecond pulsar

Due stelle che orbitano intorno ad un centro di massa comune formano un sistema binario (multiplo in caso di 3 o più corpi) di stelle. Supponendo il caso semplice di due corpi che orbitano attorno al loro centro di massa si possono studiare, in fisica classica, i moti del sistema. In tal modo si possono stimare i parametri orbitali del sistema.

I lobi di Roche, mostrati in Fig.1.6, rappresentano una superficie limite dove una particella di prova risente maggiormente della gravità di una delle due stelle e quindi delimitano il raggio di influenza di ciascuna delle due componenti del sistema. L'estensione dei lobi dipende dal

rapporto di massa delle due stelle del sistema binario. Se il lobo di Roche viene “riempito” da una delle due stelle può esserci trasferimento di massa, la materia della stella oltre il punto Lagrangiano L_1 viene attratta gravitazionalmente dall’altra componente. Il riempimento del lobo di Roche, da parte di una stella, può avvenire durante le fasi di evoluzione stallere in cui essa subisce un’espansione, ad esempio la fase di Gigante Rossa.

La variazione in termini di massa di una delle due, per la conservazione del momento angolare, fa sì che aumenti anche la sua velocità angolare, dunque il periodo rotazionale diminuisce. Questo può accadere nel caso di una MSP.

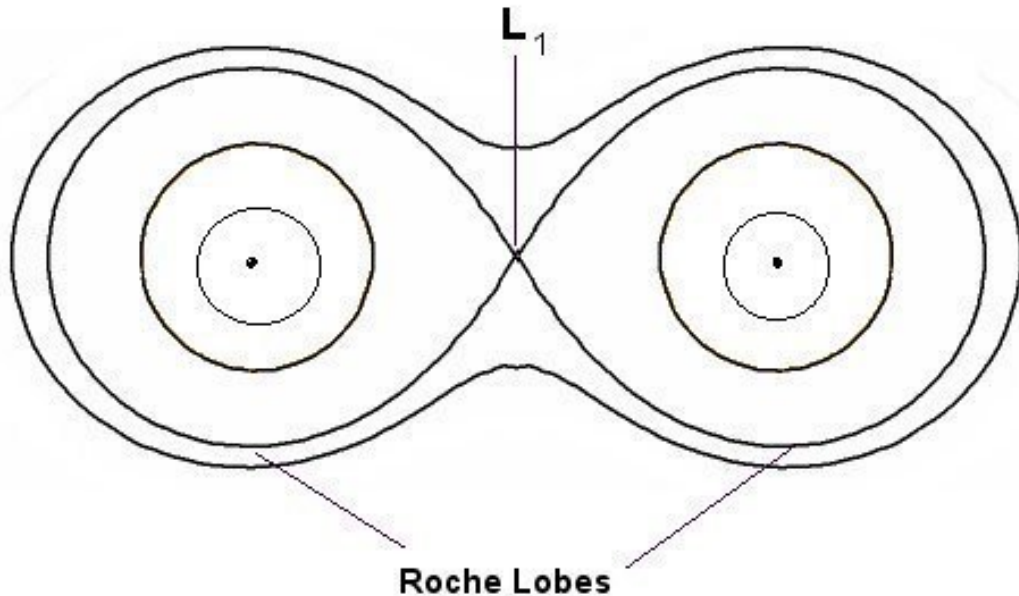


Figura 1.6: Rappresentazione delle superfici equipotenziali di un sistema binario di stelle, i lobi di Roche si intersecano nel punto Lagrangiano L_1 .

Se si studia nel dettaglio l’evoluzione di un sistema binario di due stelle, la prima con $M > 8 M_{\odot}$ e la seconda avente $M < 8 M_{\odot}$ si può ipotizzare un esempio di scenario di formazione per le MSP. Chiameremo la stella più massiva M_1 e la compagna binaria M_2 . M_1 uscirà dalla fase di MS prima della compagna, l’evoluzione la porterà verso raggi maggiori e brucerà nel nucleo in successione elementi più pesanti (He, C, O, ecc.) ed esploderà come Supernova, la massa persa durante l’esplosione viene persa dal sistema binario¹⁶. Il resto stellare dell’esplosione è una NS. Successivamente l’evoluzione in post-MS porta M_2 al riempimento del proprio lobo di Roche ed al trasferimento di massa a favore della NS che andrà così ad aumentare la propria velocità angolare.

Quanto riportato nell’esempio è solo uno dei modelli di formazione delle MSP, in questo caso di massa elevata, altri scenari di formazione sono riportati in Fig.1.7. Da cui si può notare come nella maggior parte dei casi il sistema binario, al termine dell’evoluzione, sia formato da due

¹⁶La diretta conseguenza di questo è l’allargamento del sistema binario stesso. Un’esplosione di Supernova può perturbare il sistema binario, andando a spezzare il legame gravitazionale delle due stelle ed avendo effetti di rinculo sulle componenti. Questo succede unicamente se la massa espulsa durante l’esplosione è maggiore della metà della massa del sistema binario, contrariamente a questo le due stelle rimangono legate.

oggetti stellari compatti. Vengono considerati, tipicamente, tre famiglie di MSP a partire da questi scenari di formazione:

- **MSP di piccola massa:** dove la compagna avente $M < 0.5M_{\odot}$ è tipicamente una He-WD a cui è stato sottratto l'involuppo a favore della NS compagna. Tuttavia esiste una tipologia di stelle che presenta caratteristiche peculiari, esse sono denominate “*spiders*”.
- **MSP di massa intermedia:** dove la compagna con massa compresa fra le $0.5M_{\odot}$ e $1M_{\odot}$ è tipicamente una CO-WD. Questa tipologia rappresenta l'evoluzione finale di sistemi in cui la stella compagna ha una massa iniziale di circa $5M_{\odot}$.
- **MSP di grande massa:** dove la compagna avente $M > 1M_{\odot}$ è, generalmente, un'altra NS.

Quanto descritto in precedenza si riferisce ad un'evoluzione standard di un sistema binario, tuttavia in un ambiente con alta densità stellare le possibilità di interazioni gravitazionali sono elevate. Uno scenario “non standard” potrebbe prevedere, ad esempio, una PSR isolata, che ha quindi già compiuto la sua evoluzione, che per mezzo del suo campo gravitazionale attrae una stella isolata (questo prende il nome di “*cattura mareale*”).

Al fine di stimare la massa della controparte ottica del sistema, e quindi classificare il sistema come descritto sopra, si può sfruttare la *funzione di massa* derivabile tramite osservazioni radio così come segue:

$$f(M_{PSR}, M_{COMP}, i) = \frac{(M_{COMP} \sin(i))^3}{(M_{PSR} + M_{COMP})^2} = \frac{4\pi^2 (a_p \sin(i))^3}{G P^2} \quad (1.11)$$

dove M_{PSR} è la massa della PSR, i è l'inclinazione del sistema¹⁷ lungo il piano di vista P è il periodo orbitale del sistema, a_p il suo semi-asse maggiore, M_{COMP} è la massa della compagna binaria della PSR e G la costante di gravitazione universale. È possibile calcolare la M_{COMP} unicamente assumendo la M_{PSR} ed i .

Lo stato dell'arte sulle controparti ottiche delle MSP, identificate negli ammassi globulari, è mostrato in Fig.1.8. Ad oggi sono state identificate 16 controparti ottiche di MSP in 9 ammassi globulari.

¹⁷Un angolo di inclinazione $i=0$ corrisponde ad un sistema “face on”.

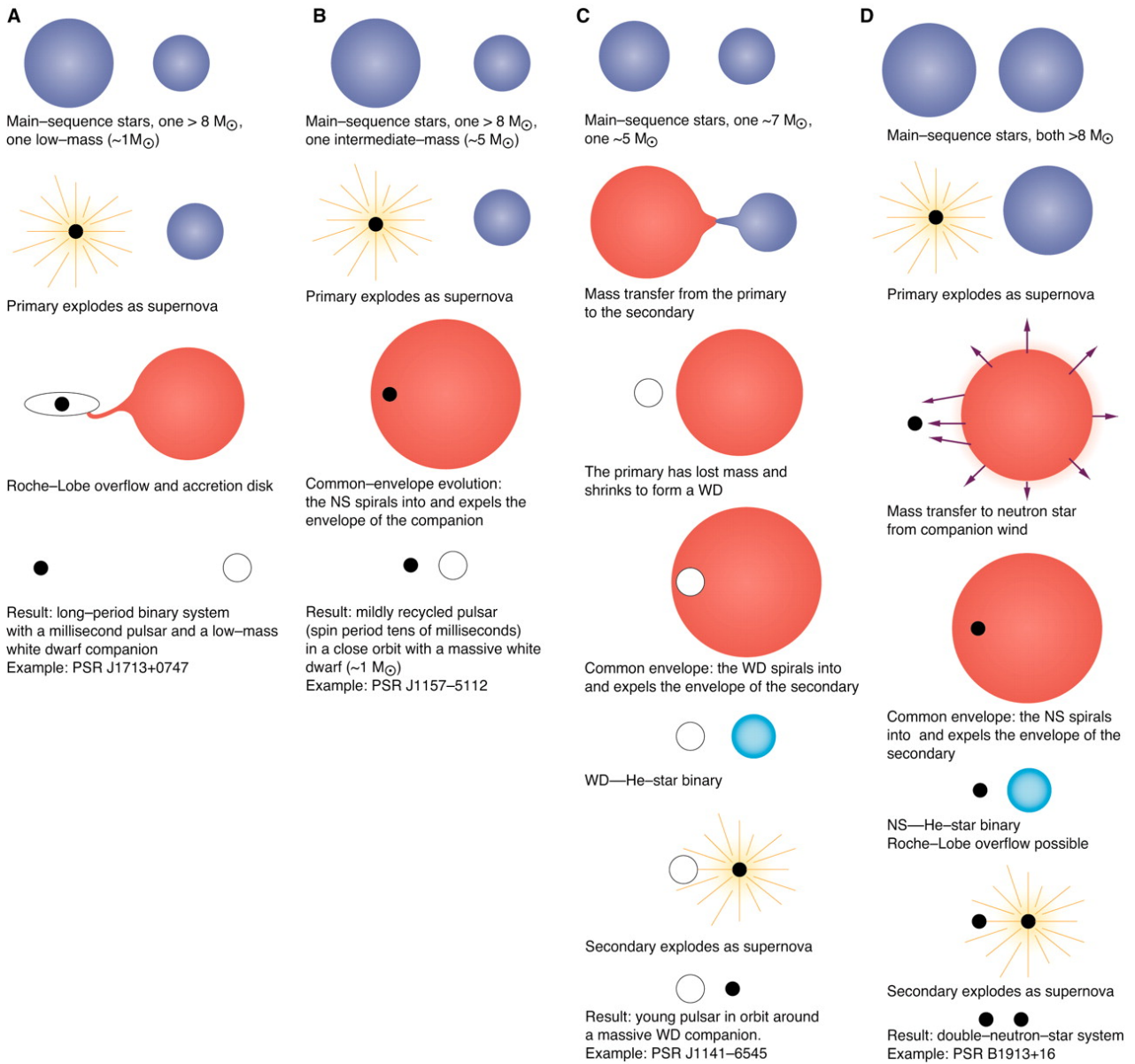


Figura 1.7: Rappresentazione schematica dei possibili scenari di formazione della MSP. Viene mostrato lo scenario di formazione MSP con compagna binaria di piccola massa (A), massa intermedia (B, C) e grande massa (D). Figura tratta da [Stairs, 2004].

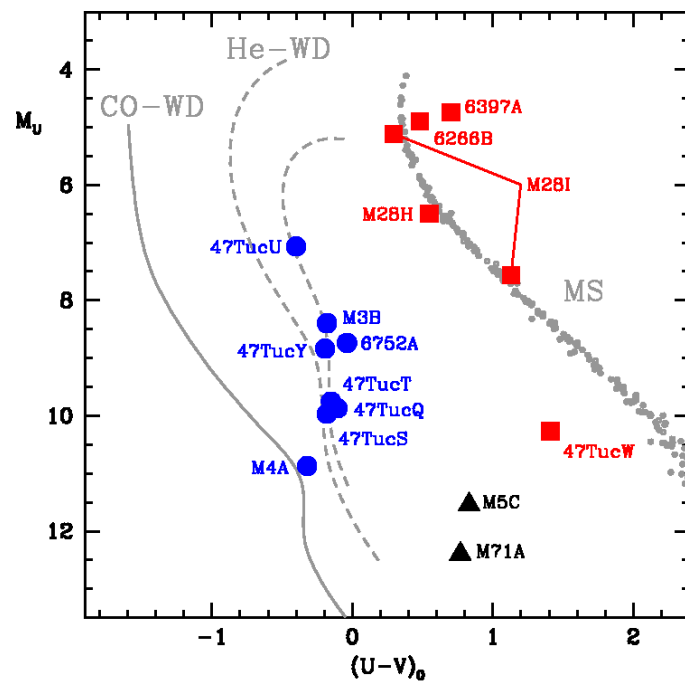


Figura 1.8: Posizione delle sedici controparti ottiche trovate negli ammassi globulari osservate su un ipotetico diagramma colore-magnitudine. Vengono riportate in blu le compagne delle MSP prodotte da uno scenario di formazione canonico, in rosso le RB ed in nero le BW. Viene anche riportato nell'immagine il nome dell'ammasso di appartenenza e quello della PSR per ogni sorgente. Tratto da [Cadelano, 2019].

1.3.1 Spiders

Questa categoria di MSP, pur appartenendo alla famiglia delle MSP a piccola massa ($M_{COMP} < 0.5M_{\odot}$), ha delle caratteristiche peculiari che le differenzia da uno scenario evolutivo canonico. Questi sistemi sono caratterizzati dalla presenza di eclissi periodiche del segnale radio. L'eclissi radio non sono solo causate dalla sovrapposizione lungo il piano di vista delle due sorgenti del sistema binario ma anche da fenomeni di assorbimento causati da plasma stellare creatosi in seguito a fenomeni di interazione fra NS e compagna. Sono individuate due categorie: Black Widows (BW) e Red Backs (RB). La massa stimata delle BW non permette di classificarle come stelle ($M < 0.08M_{\odot}$). La distinzione fra BW e RB è basata unicamente sulla massa della compagna che ha natura non degenera. Le prime sono caratterizzate da compagne di piccolissima massa, generalmente con $M_{COMP} \leq 0.05M_{\odot}$, mentre le seconde possiedono una massa maggiore, compresa fra le 0.1 e le 0.5 masse solari (si veda Fig.1.9).

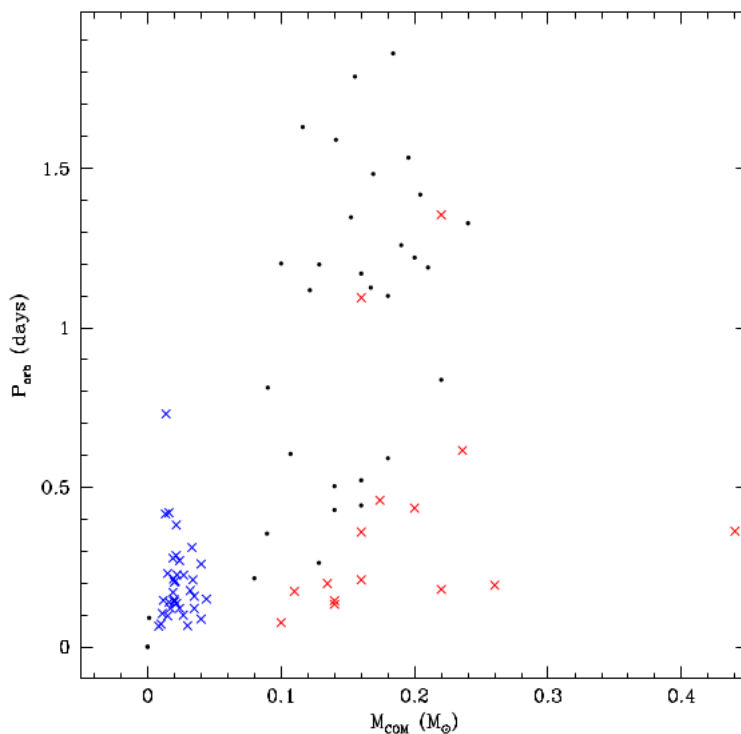


Figura 1.9: Vengono mostrati i periodi orbitali in funzione della massa della compagna, calcolato tramite la funzione di massa assumendo $M_{PSR} = 1.4M_{\odot}$ e $i = 90^{\circ}$, per le BW (in blu), le RB (in rosso) e per le MSP canoniche (in nero). Si nota come le BW si dispongano in una sequenza differente rispetto alle altre; la distinzione fra i croci blu e rosse, in termini di massa, è evidente. Tratto da [Cadelano, 2019].

Le Spiders presentano periodi orbitali brevi, da qualche ora a circa un giorno, ed orbite più strette e circolari rispetto ad un sistema canonico di MSP. L'interazione mareale, causata dalla vicinanza delle due componenti, fa sì che il periodo orbitale sia uguale al periodo rotazionale, questo fenomeno prende il nome di “*tidal locking*”. Ergo sarà esposta sempre la stessa faccia della stella all'emissione della PSR. L'irraggiamento ed il vento stellare della PSR sulla compagna fanno sì che si formino fenomeni di ablazione che portano alla continua perdita di massa della compagna. La presenza di tali fenomeni ci garantisce che la compagna binaria della MSP non è una stella degenera, ad esempio non può essere una WD, in quanto la sua gravità superficiale non permette la perdita di massa tale da avere eclissi radio.

È stato ipotizzato che le BW rappresentino la fase precedente della formazione delle MSP isolate, scenario testimoniato dai fenomeni d’ablazione. La perdita di massa della compagna binaria in favore della MSP ha fatto ipotizzare che, in un tempo tipico di $t \sim M_{COMP}/\dot{M}_{COMP}$, ci possa essere la totale evaporazione dell’involucro e distruzione del nucleo della compagna binaria. Per questo motivo questi sistemi sono stati chiamati BW, in italiano Vedove Nere, simboleggiando l’uccisione del ragno maschio dopo l’accoppiamento da parte della femmina.

Alcuni sistemi aventi MSP e compagna di bassissima massa non mostrano eclissi radio e non è detto che rientrino nella categoria delle BW. Tali sistemi hanno una funzione di massa generalmente bassa, con valori di circa $10^{-5}M_{\odot}$, mentre le BW hanno valori della funzione di massa $\geq 3 \times 10^{-4}M_{\odot}$. L’assenza delle eclissi radio può essere dovuta ai piccoli angoli di inclinazione del sistema binario, in quanto le regioni che eclissano il segnale potrebbero essere poste in maniera tale da non essere intercettate dall’emissione della BW [Freire, 2005]; ricordiamo che la funzione di massa (1.11) dipende anche dal $\sin^3 i$ quindi l’inclinazione del sistema ha una diretta conseguenza sul valore della funzione di massa stessa. Inoltre la geometria del sistema influenza l’intensità delle eclissi radio, ad esempio se il sistema è “edge-on” ($i = 90^\circ$) ci sarà più assorbimento causa la quantità di materiale ionizzato lungo la linea di vista, viceversa in un sistema “face-on” ($i = 0^\circ$) potrebbero anche non presentarsi eclissi radio.

Oggi si conoscono 40 BW (catalogo di A. Patruno). In realtà molti sistemi di questo tipo potrebbero essere oscurati, in banda radio, per la grande presenza di materiale ionizzante, questo avviene nel caso in cui ci sia una forte perdita di massa da parte della compagna binaria della PSR. Questo spiegherebbe il limitato numero di oggetti scoperti. In letteratura si conoscono pochi dettagli sulle dinamiche di formazione ed evoluzione delle BW [Benvenuto et al., 2014] [Chen et al., 2013].

1.4 Ammassi Globulari

Gli ammassi stellari sono aggregazioni di stelle tenute insieme dalla gravità. Vi sono diversi tipi di ammassi stellari: le associazioni OB (gruppo di stelle molto giovani di tipo spettrale O e B che emettono forte luce ultravioletta che ionizza il gas circostante), gli ammassi aperti (gruppo di stelle che si trovano nel disco galattico contenenti, generalmente, stelle giovani aventi quindi $t < 10Gyr$, e luminose) e gli ammassi globulari formati da un insieme di stelle più vecchie (solitamente $t \geq 11Gyr$) e numerose rispetto a quelle contenute negli ammassi aperti, aventi forma sferoidale e orbitanti nell’alone della nostra galassia o posti nel bulge galattico. La Via Lattea contiene circa 160 ammassi globulari [Harris, 2010].

Le popolazioni stellari vecchie ($t_{vita} > 1 - 2Gyr$), quali gli Ammassi Globulari, godono di alcune relazioni osservative attraverso le quali possono essere derivate o stimate alcune delle loro principali caratteristiche fisiche.

Inoltre esse descrivono una sequenza diagonale, detta MS, lungo la quale si collocano tutte le stelle durante la fase di bruciamento dell’idrogeno nel nucleo, tale fase culmina nel punto detto turn-off (TO). A magnitudini più basse del TO si trovano le stelle in fase evolutiva più avanzata, si distribuiscono lungo il braccio delle giganti rosse (RGB), lungo il braccio asintotico

delle giganti rosse (AGB) o lungo il braccio orizzontale (HB). Un'altra sequenza parallela alla MS e generalmente meno estesa sul diagramma colore-magnitudine viene occupata per alte magnitudini e piccoli indici di colore dalle WD.

L'attrazione gravitazionale che agisce sulle stelle di un ammasso globulare, generalmente formato da $10^4 - 10^6$ stelle, è tale da dare una forma sferica all'ammasso con un'alta densità di stelle nelle zone centrali. La popolazione stellare negli ammassi globulari ha generalmente età compresa fra i 10 Gyr e i 13 Gyr, ed è formata da stelle di popolazione II. Le metallicità presenti negli ammassi globulari sono, tipicamente, inferiori a quelle di stelle di popolazione I presenti nel disco della galassia, con valori di un intervallo di $[Fe/H]$ che vanno da circa -2 a 0 [Harris, 1996].

L'alta densità di stelle negli ammassi globulari li rende ambienti collisionali, difatti, aumentando la possibilità di interazione fra le stelle che li compongono, è probabile trovare sistemi binari esotici. Di conseguenza gli ammassi globulari vengono considerati come laboratori ideali per studiare le interazioni dinamiche fra i corpi quali le interazioni mareali, le interazioni di scambio, collisioni fra stelle e perturbazioni di sistemi binari già formati. Inoltre l'alta densità stellare permette una maggiore formazione di sistemi binari o multipli rispetto al disco galattico, quindi ci si aspetta di trovare molti sistemi di questo tipo, alcuni anche formati da compagne degeneri, negli ammassi globulari. Alcuni ammassi globulari sembrano avere una popolazione di MSP più alta rispetto agli altri, in particolare 2 spiccano su tutti: *Terzan 5* e *47 Tucanae*.

In particolare l'ammasso *Terzan 5* è studiato affondo per la presenza di una doppia popolazione di stelle ad età e metallicità diverse fra loro. Entrambe le popolazioni hanno simile velocità radiale, quindi sembrerebbero far parte dello stesso ammasso. L'ipotesi più probabile è che l'ammasso abbia una storia di formazione diversa da un tipico ammasso globulare, difatti è stato ipotizzato che sia il resto di una struttura primordiale che contribuì alla formazione del bulge della Via Lattea. A prova di ciò, il regime di metallicità di *Terzan 5* è molto simile alla distribuzione di metallicità del bulge [Lanzoni et al., 2010] [Ferraro et al., 2009]. L'elevato numero di MSP appartenente a *Terzan 5* può essere spiegato con l'ipotesi che l'ammasso fosse, in passato, più massivo (circa 100 volte rispetto alla massa odierna [Lanzoni et al., 2010]) e quindi in grado di contenere, grazie alla sua buca di potenziale, i resti stellari prodotti dalle esplosioni di Supernovae. Ergo le NS isolate prodotte si legarono gravitazionalmente, tramite interazioni dinamiche, con altre stelle dell'ammasso e diedero vita a fenomeni di accrescimento portando alla formazione delle MSP.

1.4.1 Interazioni dinamiche

I fenomeni che possono influenzare l'evoluzione o distruggere un sistema binario di stelle sono molteplici. Tali fenomeni sono uno dei principali motivi del numero elevato di MSP presenti negli ammassi globulari. In generale una MSP, presente nel disco galattico, è il prodotto finale di un'evoluzione di un sistema binario primordiale, questo è uno scenario canonico ma negli ammassi globulari le possibilità di interazioni gravitazionali sono elevate e gli scenari dinamici che ne conseguono sono diversi.

I principali meccanismi dinamici che possono portare alla formazione di un sistema binario e alla formazione di uno scenario di tipo "non standard" negli ammassi globulari sono 3:

- **Cattura mareale:** una NS isolata attrae, attraverso il proprio campo gravitazionale, una stella dell'ammasso formando un sistema binario. La condizione necessaria è che l'esplosione di Supernova, da cui si è formata la NS, non sia talmente energetica da causare l'espulsione della NS dall'ammasso per effetti di rinculo.
- **Collisione diretta:** fenomeno in cui una NS si lega ad una stella dell'ammasso collidendo con essa. La probabilità che ciò avvenga è più alta nelle zone centrali dell'ammasso, là dove la densità stellare è più alta rispetto alle zone più esterne.
- **Interazione di scambio:** una stella singola interagisce con un sistema binario già formato e porta alla sostituzione di una delle due componenti [Davies and Hansen, 1998].

Nelle sezioni precedenti si è già largamente parlato dei sistemi binari di MSP, quindi verranno escluse dalla seguente lista di possibili sistemi binari che si possono trovare in un ammasso globulare. Questi oggetti saranno studiati nell'indagine ottica affrontata nel capitolo 4.

- **Binarie X di Piccola Massa (LMXB):** sono una categoria di sistemi binari X in cui l'oggetto compatto è una stella di neutroni (NS-LMXB) o un buco nero di origine stellare (BH-LMXB) che accresce massa da una compagna con massa $M \sim 1M_{\odot}$; l'emissione in banda X viene dal disco di accrescimento che si genera intorno all'oggetto compatto. La percentuale maggiore di popolazione nota sono le NS-LMXB che sono caratterizzate da periodi orbitali che vanno dall'ordine dei minuti fino a settimane, presentano uno spettro X soft ($kT < 10 keV$) con luminosità in banda X $L_X \leq 10^{38} erg/s$ [Verbunt and Lewin, 2006].

Nel caso il disco di accrescimento non fosse presente le caratteristiche in termini di luminosità in banda X cambiano. Sistemi di questo tipo viene definito quiescente (qLMXB) e generalmente la loro luminosità X non è maggiore di un valore $L_X \sim 10^{35} erg/s$. Le NS-LMXB sono ritenute essere le progenitrici delle MSP.

I BH-LMXB godono di una luminosità X minore rispetto ai sistemi con una NS, tuttavia presentano, in fase quiescente, uno spettro X hard di natura non termica [Verbunt and Lewin, 2006].

- **Variabili Cataclismiche:** le Variabili Cataclismiche (CV) sono sistemi binari in cui una WD accresce materiale da parte di una stella compagna, generalmente in fase di MS. Tali sistemi presentano tipicamente variabilità in banda ottica ed UV, spettri ricchi di righe d'emissione (una fra tutti l' $H\alpha$) e possono presentare i fenomeni delle Novae¹⁸. Inoltre presentano, così come le NS-LMXB e le MSP, degli indici di colore più blu rispetto alla MS dell'ammasso di appartenenza, tale caratteristica rende le CV facilmente riconoscibili su un diagramma colore-magnitudine [Knigge, 2012].

¹⁸Rappresentano degli inneschi di reazioni termonucleari che avvengono sulla superficie di una WD se questa ha del materiale che è stato accresciuto sulla superficie stessa.

L'emissione X è caratterizzata da uno spettro hard con valori di luminosità $L_X \leq 10^{32} \text{ erg/s}$. Quindi un buon modo per identificare le CV è quello di trovare sorgenti blu nel diagramma colore-magnitudine ed un alto rapporto fra il flusso X ed il flusso ottico, tuttavia queste caratteristiche possono presentarsi anche per un nucleo galattico attivo (AGN) che si trova nel campo di vista dell'osservazione. In tal caso attraverso l'analisi dei moti propri delle sorgenti in banda ottica si può capire se la sorgente appartiene all'ammasso globulare o meno.

- **Sistemi Binari Attivi (AB):** sono sistemi binari che presentano una forte attività nelle zone cromosferiche e della corona. Tali sistemi possono essere formati sia da due stelle di MS che da una stella di MS e una stella evoluta di post-MS. Indicatori spettrali di attività cromosferiche sono le righe di emissione del Ca II, K e $H\alpha$.

Le AB presentano una variabilità simile a quella del loro periodo orbitale e spettri soft-X con un'emissione termica $L_X \leq 10^{31} \text{ erg/s}$. Sul diagramma colore-magnitudine si possono collocare sulla sequenza delle binarie (MS secondaria) oppure in sequenze tipiche di stelle evolute.

1.5 NGC 6544

NGC 6544, mostrato in Fig. 1.10, è un ammasso globulare che si trova nella costellazione del Sagittario e fu osservato la prima volta da William Herschel. Dista $\leq 3 \text{ kpc}$ dal sistema solare e 100 pc dal piano galattico, questo lo rende uno degli ammassi globulari più vicini al piano galattico, inoltre l'ammasso ha delle dimensioni angolari che portano ad una stima di circa 3.2 pc di grandezza e che lo rendono anche uno degli ammassi globulari più piccoli conosciuti [Alcaino, 1983], oltre ad avere velocità radiale stimata di circa 16 km/s [Harris, 1996] e raggio di core di circa 0.05 arcmin .

Il primo studio fotometrico fu condotto da Alcaino [1983] che stimò distanza dal Sole di 2.9 kpc , dimensioni dell'ammasso (circa 3.2 pc), eccesso di colore $E(B - V)^{19}$ di 0.7 . Gli studi sulla metallicità dell'ammasso globulare sono molteplici, fra tutti Carretta et al. [2009] e Saviane et al. [2012] che stimarono rispettivamente un valore di $[Fe/H]^{20} = -1.47 \pm 0.07$ e di $[Fe/H] = -1.43 \pm 0.14$ utilizzando le righe spettrali del Ca II, mentre Valenti et al. [2010] stimarono un valore di $[Fe/H] = -1.36 \pm 0.2$.

Gli studi fotometrici per NGC 6544 sono pochi ed una delle ragioni a riguardo può essere identificata in quanto l'ammasso, trovandosi spazialmente vicino al disco galattico, è afflitto da reddening differenziale²¹ [Cohen et al., 2014]. Inoltre il tasso di incontri di NGC 6544 fra una

¹⁹L'eccesso di colore viene definito come la differenza fra il colore osservato e quello intrinseco di una sorgente andando ad utilizzare i filtri fotometrici di tipo B e V. Il suo valore è utile per stimare l'arrossamento della luce proveniente dalla sorgente che subisce scattering da grani di polvere e gas.

²⁰ $[Fe/H]$ viene definito come il rapporto logaritmico in base 10 fra la massa di Ferro e la massa di Idrogeno rispetto al rapporto di queste due quantità che si trova nel Sole. Viene usato per stimare la metallicità delle stelle.

²¹L'arrossamento (reddening) è causato dalla quantità di polvere ed altro materiale che si frappone, lungo la linea di vista, fra l'osservatore e la sorgente. In particolare si indica con reddening differenziale i diversi valori di arrossamento che si osservano in diverse regioni del campo di vista della sorgente.

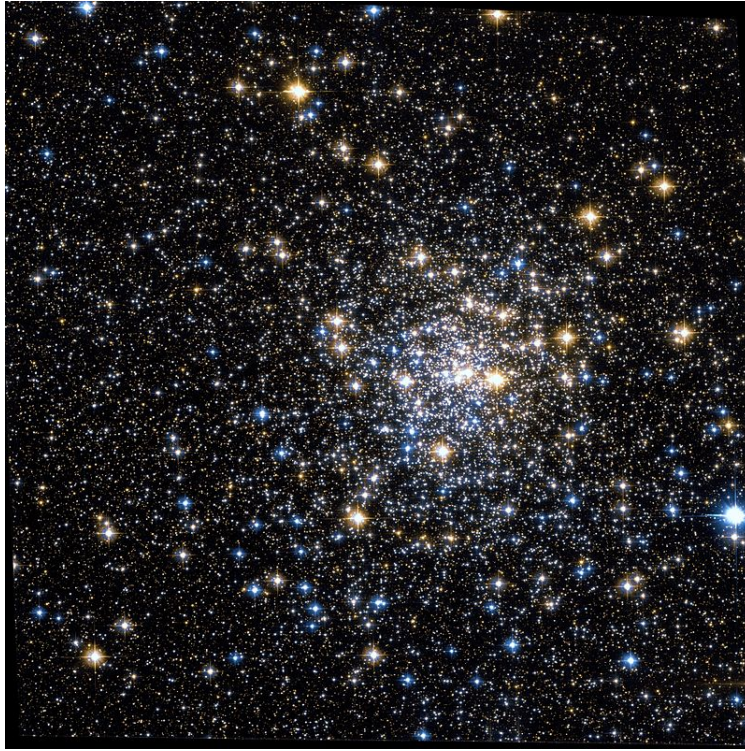


Figura 1.10: Foto di Hubble Space Telescope dell'ammasso globulare NGC 6544.

stella singola ed un sistema binario è il più alto di tutta la Via Lattea, questo porta ad una via di formazione preferenziale per quei sistemi binari “non canonici”, arricchendo così l'ammasso di sistemi esotici [Verbunt and Freire, 2014].

Durante questo lavoro di tesi verrà effettuata la ricerca di controparti ottiche di sistemi binari di 2 MSP emittenti in banda radio e 13 sorgenti emittenti in banda X. Verrà inoltre studiata la loro variabilità in termini di magnitudine nel caso si trovassero candidate interessanti. Uno degli indicatori fondamentali per la ricerca di controparti ottiche è infatti la variabilità ottica della stella. Nell'ammasso non è stata trovata alcuna stella particolarmente variabile se non per un oggetto stellare che presenta variabilità confermata: una *RR lyrae* di tipo ab con periodo di 0.57 giorni [Hazen, 1993].

La MSP binaria J1807-2459A ha un periodo orbitale stimato di 0.071 giorni ed una compagna la cui massa minima stimata è di circa $0.009M_{\odot}$. Per tali ragioni il sistema è classificato come BW. Mentre il sistema binario con la MSP J1807-2500B presenta una compagna di circa $1.2M_{\odot}$, uno scenario di formazione canonico non prevederebbe un sistema di questo tipo. NGC 6544 ha il più alto rate di interazione fra stella singola e sistema binario di tutti gli ammassi globulari presenti nella Via Lattea [Verbunt and Freire, 2014]. Nel caso in cui la compagna sia un oggetto compatto la progenitrice della stessa era sicuramente una stella massiva e quindi avente vita troppo breve per riaccelerare la MSP fino al suo attuale periodo di rotazione ($\sim 4.15ms$). Questo implica che la MSP è stata riaccelerata da un'altra stella e mediante un'interazione di scambio una terza stella (l'attuale compagna) si è insediata nel sistema espellendo la prima compagna della NS. Sarà quindi interessante cercare di comprendere la natura della compagna attuale della MSP.

Capitolo 2

Riduzione dati

In questo capitolo vengono riportate le caratteristiche tecniche delle camere (Wide Field Camera 3 ed Advanced Camera for Surveys) e del telescopio usato: “*Hubble Space Telescope*”.

In seguito viene descritta la procedura di riduzione dati che ha portato all’analisi fotometrica delle osservazioni dell’ammasso globulare NGC 6544. Successivamente vengono spiegate le procedure di astromettrizzazione e calibrazione dei cataloghi: la prima consiste nel riportare le posizioni strumentali delle sorgenti al sistema di coordinate celesti assolute in Ascensione Retta (RA) e Declinazione (Dec), mentre la seconda nel riportare le magnitudini strumentali al sistema fotometrico VEGAMAG.

Infine si mostreranno e commenteranno alcuni dei diagrammi fotometrici dell’ammasso globulare NGC 6544 ottenuti al termine della riduzione dati.

2.1 Hubble Space Telescope

Le osservazioni che sono state analizzate in questo lavoro di tesi sono state effettuate mediante “*Hubble Space Telescope*” (HST) mostrato in Fig.2.1.

L’HST è un telescopio rifrattore con montatura Ritchey-Chretien Cassegrain e specchio primario di 2.4 m di diametro. È stato lanciato in orbita terrestre bassa nel 1990. Il grande vantaggio delle osservazioni spaziali è che lo strumento non è affetto dal *seeing*¹, questo porta ad avere un’ottima risoluzione spaziale che è essenziale negli studi degli ammassi globulari.



Figura 2.1: Foto del telescopio spaziale HST in orbita.

Inoltre quest’ultimo aspetto è di fondamentale importanza nella ricerca di compagne ottiche delle *millisecond pulsar* e sorgenti X se queste si trovano in ambienti stellari densi, come per appunto gli ammassi globulari.

L’assenza dell’atmosfera terrestre fa sì che si possa osservare una porzione maggiore dello spettro elettromagnetico, difatti è possibile rilevare fotoni del vicino ultravioletto che non vengono assorbiti dall’atmosfera e del vicino infrarosso che non vengono ostacolati dal background per la presenza di polvere che assorbe tale radiazione.

HST possiede un’ampia gamma di strumenti a disposizione ed è in grado di effettuare spettroscopia ad alta qualità e fotometria. La strumentazione scientifica in dotazione comprende ad oggi, oltre le camere Wide Field Camera 3 ed Advanced Camera for Surveys (che verranno descritte nelle sezioni 2.1.1 ed 2.1.2), uno spettrografo che prende il nome di Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS) operante dall’ultravioletto all’infrarosso, il Fine Guidance Sensors (FGS) che fa parte del sistema di controllo di puntamento del telescopio ed il Cosmic Origins Spectrograph (COS) spettrografo sensibile ad emissione nella banda dell’ultravioletto.

Si procede adesso con la descrizione delle due camere che sono state usate in questo lavoro di tesi.

¹Effetto dovuto alle turbolenze dell’atmosfera terrestre che degrada la qualità di un’immagine astronomica.

2.1.1 Wide Field Camera 3

La Wide Field Camera 3 (WFC3) è uno strumento per imaging montato nel 2009 durante la quarta missione di servizio dell'HST, permette di ottenere immagini in un intervallo di lunghezze d'onda che va dall'ultravioletto all'infrarosso.

La WFC3 (Fig.2.2) ha a disposizione due camere con due CCD diversi [Dressel, 2019], una delle quali opera nella banda ottica/ultravioletta con range spettrale di 200 - 1000 nm e prende il nome di UVIS, l'altra invece opera nell'intervallo di lunghezze d'onda 800 - 1700 nm.

Il canale UVIS ha un campo di vista di $162'' \times 162''$, plate scale² $0.04''/pixel$ e come rapporto focale $\frac{f}{31}$.

Mentre il canale IR ha un campo di vista di $136'' \times 123''$, come plate scale $0.13''/pixel$ e come rapporto focale $\frac{f}{11}$.

La camera WFC3 dispone di:

62 filtri nel canale UVIS e 15 nel canale IR a banda larga, media e stretta, 3 grism di cui uno nel canale UVIS ed i restanti due nel canale IR. Le immagini prodotte con questa camera soffrono di

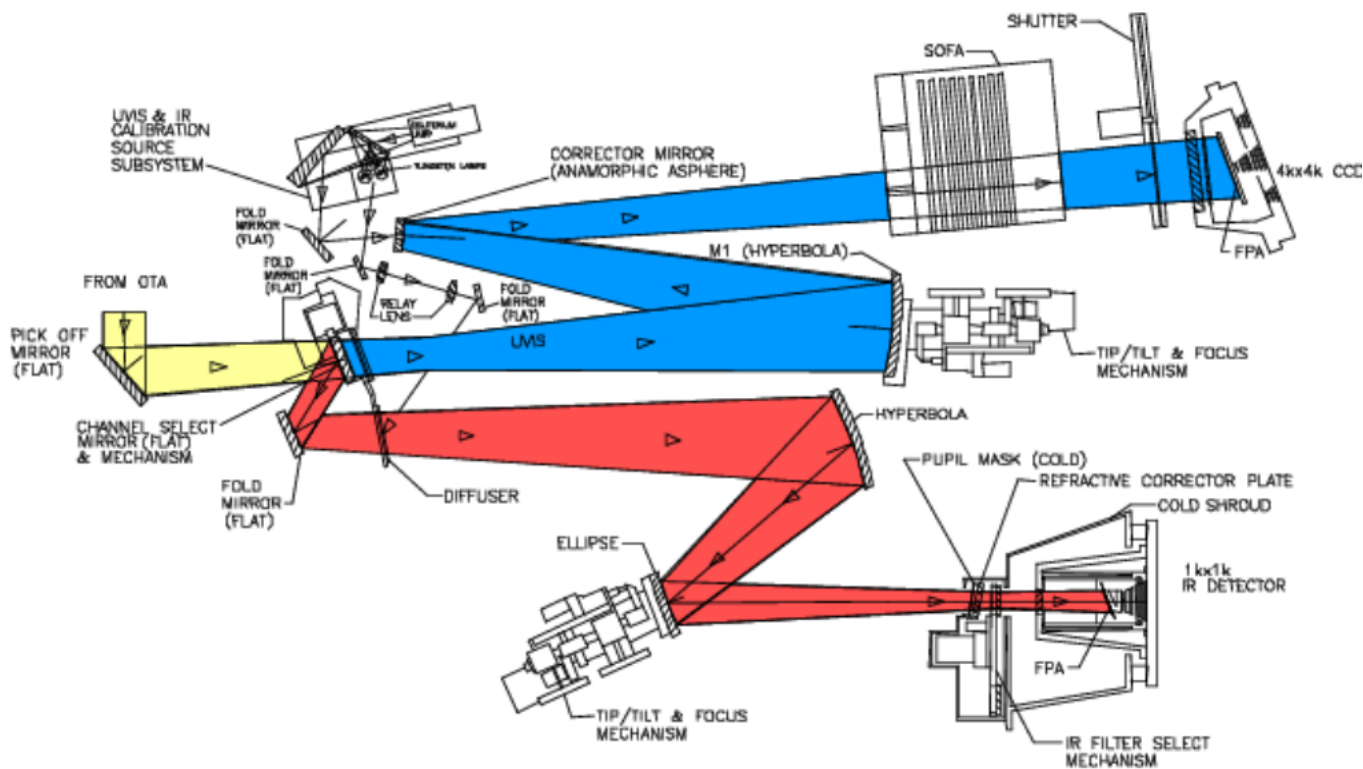


Figura 2.2: Schema ottico della camera WFC3.

distorsioni geometriche non trascurabili, dal momento che il rivelatore UVIS ha un'inclinazione di ~ 21 gradi mentre il rivelatore IR di ~ 24 gradi rispetto al piano focale.

Per la WFC3 il risultato è un'immagine di tipo romboidale invece che rettangolare, dove l'angolo fra l'asse X e Y è di $\sim 86.1^\circ$ per UVIS. Fra i due chip c'è uno shift di circa 1.2 arcsec.

Mentre per IR l'angolo fra l'asse X e Y è di 90° . Una mappa dei vettori che mostra gli shift³ che vengono causati dalle distorsioni è mostrata in Fig. 2.3 per UVIS e in Fig. 2.4 per IR.

²Rappresenta la dimensione angolare del pixel della camera proiettato sul piano del cielo.

³Questi shift vengono calcolati mediante un fit fra la posizione delle stelle osservate e quella in un catalogo di riferimento non affetto da distorsioni geometriche.

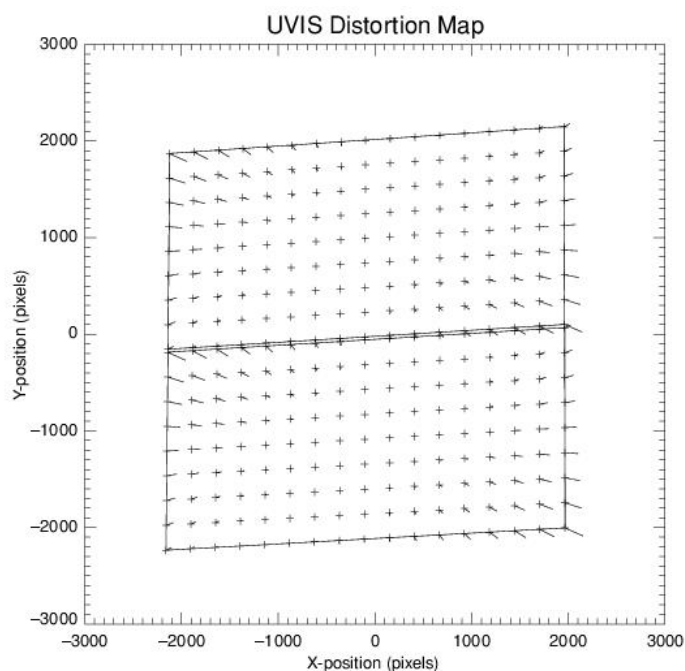


Figura 2.3: Mappa dei vettori che mostra gli effetti causati dalla distorsione geometrica per i due chip di UVIS.

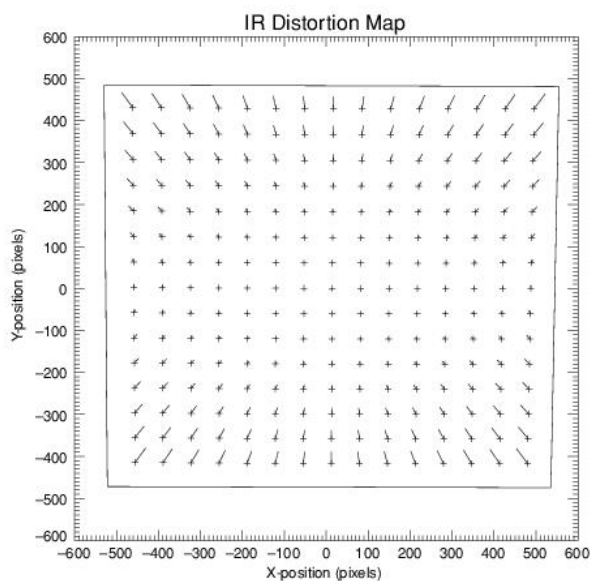


Figura 2.4: Mappa dei vettori che mostra gli effetti causati dalla distorsione geometrica del rivelatore IR.

2.1.2 Advanced Camera for Surveys

L'Advanced Camera for Surveys (ACS) è una camera di terza generazione ed è stata installata a bordo di HST nel 2002 durante la missione di servizio 3B. Presenta un'area del rivelatore più grande ed una migliore efficienza quantica rispetto alla precedente strumentazione installata.

È composta da 3 camere con specifiche diverse ed indipendenti fra loro: la Wide Field Channel (WFC), la High Resolution Channel (HRC) e la Solar Blind Channel (SBC); la prima è usata per osservazioni fotometriche e spettroscopiche a grande campo ed opera dal visibile al vicino infrarosso, la seconda è usata per indagini ad alta risoluzione angolare ed opera dal vicino

ultravioletto al vicino infrarosso, l'ultima camera invece viene usata per osservazioni nell'ultravioletto [Ryon, 2019]. Per un guasto tecnico la camera HRC non è più utilizzabile dal 2007. La WFC, la camera utilizzata per la raccolta dati, è costituita da due chip indipendenti ed ognuno di essi ha 2048×4096 (pixel \times pixel) mentre la SBC utilizza un rivelatore MAMA ad ioduro di cesio.

L'ACS ha in dotazione un sistema spettroscopico con prisma a bassa risoluzione nell'intervallo di lunghezze d'onda che va da 125 nm a 180 nm (usa l'SBC), un sistema spettroscopico con grism a bassa risoluzione e grande campo di vista nell'intervallo di lunghezze d'onda che va da 550 nm a 1050 nm (usa l'SBC) e sistemi strumentali per imaging.

Vengono ora elencate le caratteristiche tecniche delle 3 camere di ACS in Tab. 2.1:

	WFC	HRC	SBC
Campo di vista (")	202×202	29×26	34.6×30.8
Dimensione pixel (μm)	15×15	21×21	25×25
Risposta spettrale (nm)	350-1100	170-1100	115-170
Massima efficienza quantica (picchi)	48% a 700 nm	29% a 650 nm	7.5% a 125 nm
Rumore di lettura (e^-)	4.2	4.7	0
Corrente oscura ($e^-/\text{pixel}/s$)	0.0062	0.0058	1.241×10^{-5}

Tabella 2.1: Principali valori tecnici delle tre camere della ACS.

I filtri fotometrici sono montati su un sistema di tre ruote mobili, due condivise fra la WFC e l'HRC e l'altra utilizzata solo dalla SBC. Le ruote dispongono di molti filtri sia a banda stretta che larga, coprendo così diversi intervalli spettrali. Inoltre nella Fig. 2.5 e Fig. 2.6 viene mostrato lo schema ottico delle camere. Le caratteristiche dei principali filtri di entrambe le camere vengono riportate in Fig. 2.7 [Molino et al., 2017].

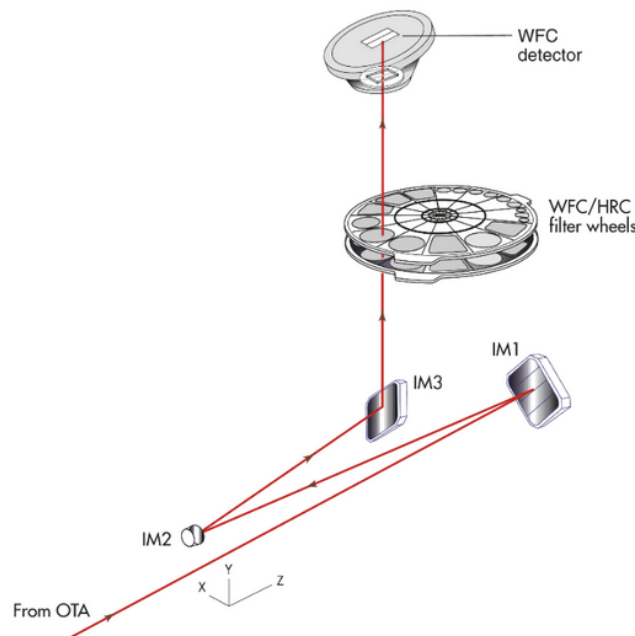


Figura 2.5: Schema ottico della WFC.

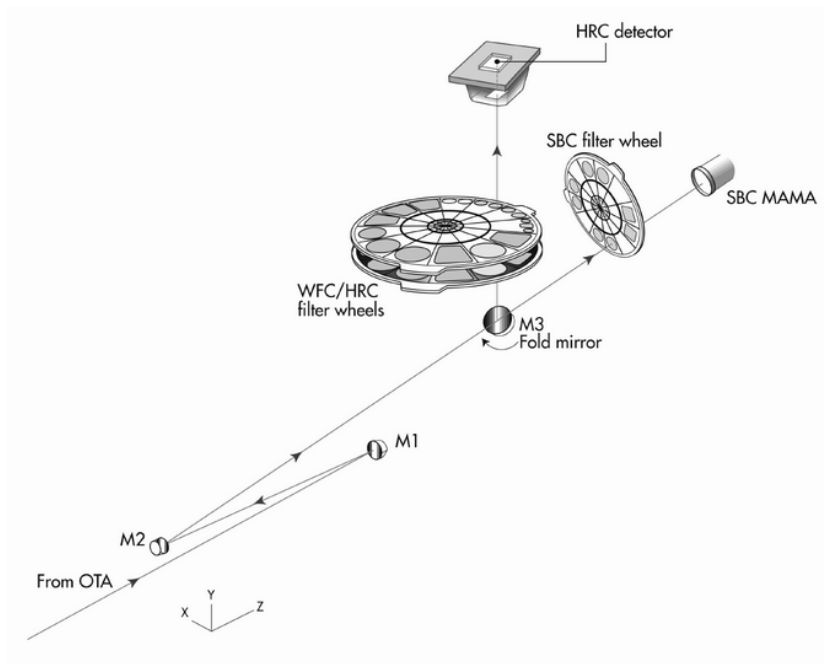


Figura 2.6: Schema ottico della HRC/SBC.

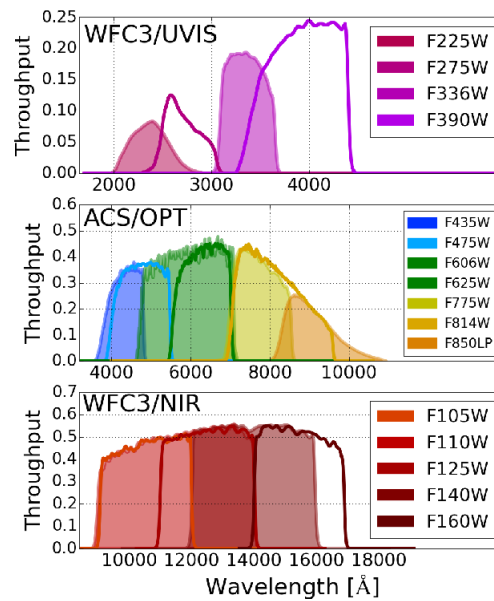


Figura 2.7: Principali filtri delle camere WFC3 ed ACS in funzione della lunghezza d'onda.

Anche l'ACS è fortemente influenzata da distorsioni geometriche, causate da problemi dell'ottica.

Il piano focale della camera non è perpendicolare ai fotoni incidenti ma inclinato di $\sim 22^\circ$.

Per la WFC, così come descritto precedentemente per la WFC3, l'immagine non ha forma rettangolare ma è un romboide, anche qui l'angolo fra l'asse X e Y assume un valore di $\sim 86.1^\circ$ ma solo per il chip 2, il chip 1 ha un angolo di $\sim 64.9^\circ$. Si nota come la posizione apparente delle stelle risulti alterata maggiormente nelle zone esterne del rivelatore WFC nella Fig. 2.8.

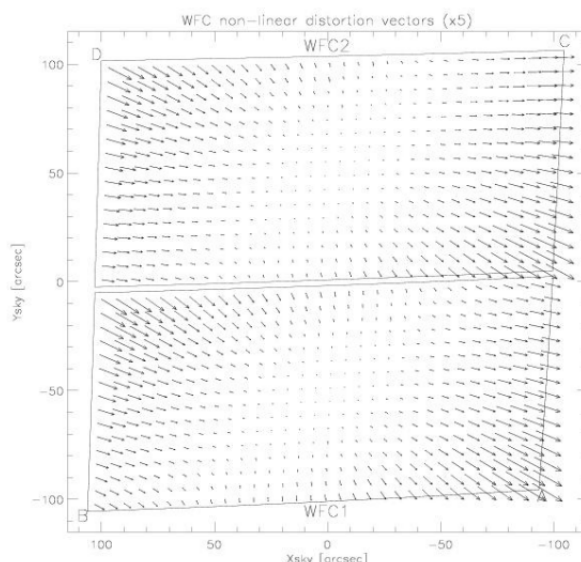


Figura 2.8: Mappa dei vettori che mostra gli effetti causati dalla distorsione geometrica del rivelatore WFC per entrambi i chip.

2.2 Dataset usato

I due dataset studiati in questo lavoro sono composti da immagini dell'ammasso globulare NGC 6544. Sono stati ottenuti uno con il canale UVIS della camera WFC3 utilizzando i filtri F390W e F606W (HST Proposal 12932, PI:Ferraro), mentre l'altro con l'uso della camera WFC dell'ACS utilizzando i filtri F435W, F625W e F658N (HST Proposal 10349, PI:Lewin).

Il dataset WFC3 è composto da 25 immagini scientifiche di cui 12 con filtro F390W e 13 con filtro F606W, per il primo filtro 7 immagini sono state ottenute con tempo di esposizione di 1051 s, due con 983 s, due con 975 s ed una breve con 5 s mentre per il secondo filtro sono dodici le immagini con tempo di esposizione di 200 s ed una breve con 0.48 s.

Invece le immagini ottenute con l'ACS sono 15 di cui 4 con filtro F625W, 4 con filtro F435W e le restanti 7 con filtro F658N, per il primo filtro sono due le immagini con tempo di esposizione di 340 s e due con 60 s, per il secondo filtro due con 60 s ed altrettante con 10 s, infine per il terzo filtro sono due con 345 s, due con 405 s e tre con 60 s di esposizione.

Il dataset della camera ACS è stato effettuato nel Marzo del 2005 mentre il dataset della WFC3 nell'Agosto 2013.

2.3 Procedura di riduzione dati

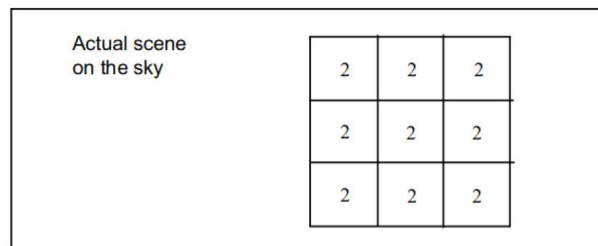
2.3.1 Operazioni preliminari

Il dataset è stato scaricato dal "Mikulski Archive for Space Telescopes" (MAST)⁴ e le immagini estratte vengono fornite nel formato .FITS. Le immagini scientifiche sono già corrette per bias, flat field e cte. Le immagini sono state corrette per un effetto causato da distorsioni geometriche che prende il nome di "PIXEL AREA MAPS" (PAM), questa correzione è necessaria in quanto l'area dei pixel proiettata nel piano del cielo varia lungo la linea di vista.

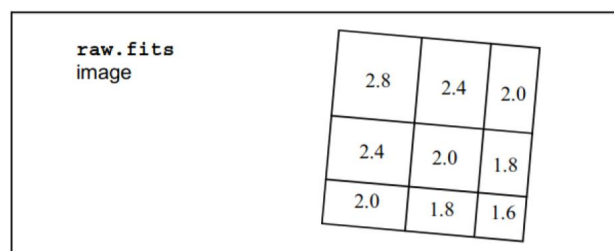
⁴Dal sito web <https://archive.stsci.edu>.

Ad esempio, se si suppone di osservare una zona di cielo illuminata in maniera uniforme, dove uno strumento ideale rileverebbe lo stesso numero di conteggi per ciascun pixel, le distorsioni geometriche causerebbero un'apparente variazione di brillantezza superficiale ed una lettura in conteggi diversa nei pixel (Fig. 2.9).

Le correzioni geometriche da applicare sono diverse per le due camere utilizzate così come per i loro chip, inoltre i fattori correttivi da applicare sono disponibili sul sito di HST. Questi fattori correttivi vengono applicati tramite il software IRAF⁵ mediante la relazione $F_{new} = F_{old} \times PAM$ [Dressel, 2019], dove F_{new} è il valore dei conteggi corretti, F_{old} il vecchio valore del flusso e PAM i fattori correttivi (Fig. 2.10).



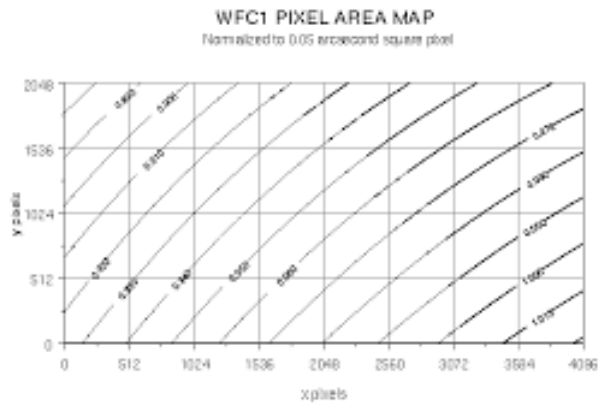
(a)



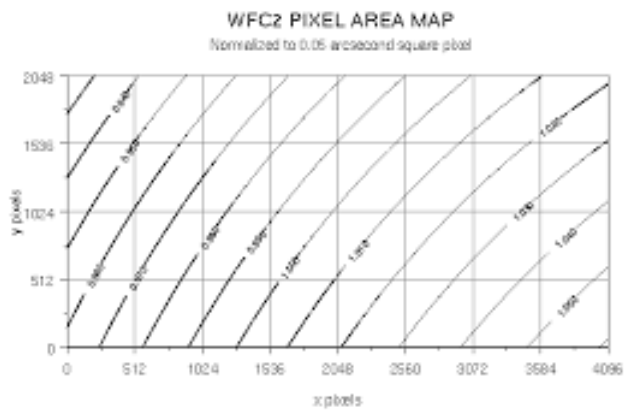
(b)

Figura 2.9: Nella figura (a) viene riportata la rappresentazione di un cielo uniformemente illuminato che viene visto da uno strumento ideale di 3×3 pixel. I numeri all'interno rappresentano in numero dei conteggi rilevati. Nella figura (b) si osserva la stessa porzione di cielo ma con rivelatore affetto da distorsioni geometriche che causano un diverso numero di conteggi.

⁵*Image Reduction and Analysis Facility*: è un software per analisi e riduzione dati in banda ottica, distribuito dalla National Optical Astronomy Observatory.



(a)



(b)

Figura 2.10: Correzione Pixel Area Maps in funzione della posizione dei pixel sul rivelatore per la camera WFC dell'ACS per il chip 1 (pannello di sinistra) e chip 2 (pannello di destra).

2.3.2 Riduzione dati

L'analisi fotometrica delle immagini è stata effettuata mediante l'utilizzo di DAOPHOT: *The Next Generation* [Stetson, 1987], software creato da Peter Stetson nel 1987 con l'obiettivo di studiare attraverso metodi fotometrici di precisione gli oggetti stellari, con particolare riguardo per oggetti variabili e che si trovano in ambienti ad alta densità stellare come ad esempio gli ammassi globulari.

DAOPHOT è in grado di compiere svariate operazioni, come la ricerca di sorgenti, fotometria d'apertura⁶, determinare il miglior profilo di “*Point Spread Function*” (PSF) e fotometria stellare mediante fit del profilo di brillantezza osservato con il modello di PSF. L'ultimo tipo di fotometria descritta è importante quando si studiano ammassi globulari o ambienti stellari altrettanto densi di stelle. Difatti, a differenza della fotometria d'apertura, la fotometria stellare attraverso il fit del profilo di brillantezza osservato con un modello di PSF permette di avere una stima più affidabile della magnitudine di stelle che si trovano angolarmente vicine sul piano del cielo ad altre stelle, specialmente se brillanti.

Si elencano e descrivono le principali operazioni che hanno portato, tramite l'utilizzo del software DAOPHOT, all'ottenimento di un catalogo stellare. Il procedimento di seguito riportato è stato applicato indipendentemente ai due dataset oggetto di studio di questa tesi.

- **Stima della FWHM** Si è stimata la *Full Width High Maximum* (FWHM), ovvero la larghezza a metà altezza del profilo di brillantezza gaussiano di una sorgente, prendendo 20 sorgenti⁷ per ogni immagine. La media ha dato un valore di ~ 2 pixel per entrambe le camere. La stima del valore della FWHM servirà per la modellizzazione della PSF.
- **Modello di Point Spread Function** Per ottenere il primo modello di PSF si è creata una lista di stelle non sature, non troppo deboli o brillanti. Si è scelto di considerare solo le sorgenti con un minimo di conteggi pari a 40σ dove σ è la deviazione standard dei conteggi del background, e con un massimo di conteggi pari a 30000⁸. A tal fine si è utilizzata la task **FIND** di DAOPHOT, impostando opportunamente i valori della *threshold*, i valori di *gain* e *readoutnoise* che dipendono dalla camera usata.

Al termine si ottiene un catalogo che riporta le posizioni di tutte le stelle identificate in ogni immagine ed un file che riporta le magnitudini delle sorgenti selezionate ottenute mediante fotometria d'apertura⁹.

A partire dalla posizione e fotometria d'apertura delle sorgenti selezionate, si è costruito il modello di PSF tramite la task **PSF**. La task calcola e determina i diversi modelli di PSF facendo uso di più funzioni analitiche (funzione di *Gauss*, *Moffat*, *Penny* e *Lorentz*) scegliendo, tramite il test del χ^2 , la funzione che si adatta meglio ai dati. Questa

⁶Consiste nella stima della magnitudine di una stella andando a considerare i conteggi entro un certo raggio R_A ed una stima del background con un secondo anulo concentrico posto più esternamente.

⁷Sono state selezionate sorgenti brillanti e non sature.

⁸La soglia di saturazione delle camere di *HST* è circa 65000 conteggi.

⁹I raggi da utilizzarsi per calcolare la magnitudine delle singole sorgenti e del background sono forniti dal manuale di DAOPHOT [Ryon, 2019].

procedura viene ripetuta iterativamente selezionando di volta in volta le stelle più adatte al modelamento della PSF; al termine della procedura il numero di stelle utilizzate per costruire il modello di PSF è di circa 200 per ogni immagine. Oltre la funzione analitica DAOPHOT è in grado di modellare la componente numerica che riproduce eventuali residui.

La funzione analitica che approssima al meglio il modello di PSF in tutte le immagini delle due camere è la *Moffat* [Moffat, 1969]:

$$f(x, y) = \left[1 + \frac{(x - x_o)^2 + (y - y_o)^2}{\sigma^2}\right]^{-\beta} \quad (2.1)$$

Dove σ e β sono 2 parametri che dipendono dalla larghezza della curva e dall'altezza delle ali del profilo di brillantezza della sorgente.

Il catalogo di stelle si è ottenuto con la task **ALLSTAR**, questo contiene id identificativo, posizioni, magnitudini ed errori delle sorgenti. Il catalogo di stelle si è ottenuto per ogni immagine scientifica, la task effettua la procedura di PSF fitting delle stelle andando ad utilizzare il modello di PSF precedentemente creato.

- **Rimozione dei raggi cosmici** Una volta creato il primo modello di PSF si sono rimossi i raggi cosmici ed eventuali errori del rilevatore dal catalogo di tutte le immagini escluse quelle con tempi di esposizione breve; difatti le stelle che sono presenti in questo tipo di immagini saranno le più brillanti dell'ammasso, quindi nelle immagini a maggior tempo di esposizione risulteranno sature. Inoltre non c'è la necessità di rimuovere i raggi cosmici nelle immagini a breve tempo d'esposizione in quanto il numero di raggi cosmici è nettamente minore rispetto al numero delle stelle.

Questa procedura di rimozione è stata eseguita con le task **DAOMATCH** e **DAOMASTER** ottenendo per ogni chip ed ogni filtro un nuovo file di posizioni che sia composto da sole stelle che vengono trovate dal software in almeno metà delle immagini; questa procedura si è svolta in quanto è molto improbabile che i raggi cosmici vengano rilevati nella stessa posizione in più immagini. In particolare queste due task ci permettono di fornire un catalogo di sorgenti che vengono ritrovate in più immagini scientifiche e di correggere eventuali rototraslazioni fra più immagini, in questo modo possono essere scartati i raggi cosmici che, salvo coincidenze, non si trovano nello stesso pixel della camera in immagini differenti. Successivamente, partendo dal nuovo catalogo di stelle trovato in metà delle esposizioni per ogni filtro, si è ricreato un migliore modello di PSF che questa volta non terrà conto di nessun raggio cosmico.

- **Fotometria stellare** Una volta certi di avere un profilo di PSF soddisfacente, si è creato un catalogo di stelle andando a selezionare, in ogni immagine, tutte le sorgenti con un valore massimo di conteggi pari o maggiore a quello della soglia di saturazione di HST (ad esempio 65535 conteggi per pixel per la camera ACS) ed un valore minimo di 5σ ¹⁰. Si è quindi calcolata la magnitudine di ogni stella del catalogo appena creato, con relativo errore, mediante un fit del suo profilo di brillantezza osservato con il modello di PSF ottenuto.

¹⁰È stata compiuta la medesima analisi con una soglia minima di 3σ valutandola, tuttavia, non soddisfacente in quanto molte delle sorgenti considerate non si distinguevano bene dal fondo dell'immagine.

Andando a cross-correlare i cataloghi stellari delle singole immagini e selezionando le stelle che sono state identificate dal software in circa la metà delle immagini tramite la task **DAOMASTER** si è creata una lista di sorgenti che verrà usata nelle successive fasi di riduzione dati. Quindi per la camera WFC3 sono state considerate 5 e 6 immagini rispettivamente per il filtro F390W e F606W per esposizioni lunghe e 2 immagini in entrambi i filtri per esposizioni brevi, mentre per la camera ACS sono state considerate 2 immagini per i filtri F435W e F625W e 4 immagini per il filtro F658N.

Al fine di migliorare l'analisi si utilizza la task **ALLFRAME**, questa determina con precisione la magnitudine di ognuna delle stelle presenti in un catalogo di input andando ad effettuare il fit del profilo di brillantezza di tutte le stelle con il modello di PSF contemporaneamente in tutte le immagini. In questo modo **DAOPHOT** cercherà di trovare la magnitudine di una stella anche se essa non appare nel catalogo di una determinata immagine o di trovare la magnitudine in un determinato filtro anche se la stella è rilevata unicamente in un altro.

Al termine della procedura si utilizza nuovamente la task **DAOMASTER** per cross-correlare i cataloghi ottenuti, prima fra tutte le immagini dello stesso filtro e poi andando a combinare diversi filtri insieme. Questa procedura ci ha permesso di ottenere due cataloghi finali contenenti, in un caso, tutte le stelle rilevate in entrambi i filtri della camera WFC3 e nell'altro tutte le stelle dei 3 filtri della camera ACS. I cataloghi ottenuti contengono 24184 stelle nei due chip per la WFC3 per le esposizioni lunghe e 2695 stelle per esposizioni corte; mentre sono 26134 le stelle nei due chip per l'ACS.

Infine con quest'ultima procedura di cross-correlazione oltre alle magnitudini medie delle stelle sono state ottenute anche le magnitudini delle singole stelle associate ad ogni immagine in cui sono presenti. Quest'ultime sono molto importanti per studi sulla variabilità di sorgenti stellari.

2.4 Astrometizzazione e Calibrazione dati

Ottenuto il catalogo, contenente posizioni e magnitudini strumentali, è necessario astrometizzare e calibrare il catalogo. L'astrometria consiste nel determinare una trasformazione che permette di trasformare le coordinate strumentali (x,y) del detector in coordinate espresse nel sistema assoluto che si indicano con Ascensione Retta (RA) e Declinazione (Dec).

La calibrazione in magnitudini, invece, è necessaria per trasformare le magnitudini strumentali date da **DAOPHOT** ad un sistema fotometrico standard, nel nostro caso il **VEGAMAG**.

2.4.1 Astrometria

Per trovare una buona trasformazione è preventivamente necessario effettuare una correzione per distorsioni geometriche applicando una trasformazione alle coordinate del catalogo finale di stelle per ogni camera.

Le distorsioni geometriche sono state corrette per la camera WFC3 usando l’algoritmo ed i coefficienti riportati da [Bellini et al. \[2011\]](#), mentre per la camera ACS si sono usate le equazioni di [Meurer et al. \[2003\]](#) ed i coefficienti riportati da [Hack and Cox \[2000\]](#).

Successivamente è stato cross-correlato il catalogo di stelle con un catalogo di riferimento, estratto dalla *GAIA Data Release 2*¹¹ [[Gaia Collaboration, 2018](#)] in una regione di cielo centrata sull’ammasso NGC 6544 che contiene le posizioni delle stelle nel sistema di coordinate assoluto (RA, Dec) e le loro magnitudini in banda G. In questo modo si possono identificare le stelle in comune presenti nei due cataloghi ed ottenere la conversione astrometrica desiderata. Questo è stato possibile mediante l’utilizzo di *CataXcorr*¹² e *CataComb*¹³.

Attraverso il software *CataXcorr* si sono cercate le stelle in comune fra i due cataloghi, ottenendo così le posizioni precise nel sistema di riferimento Ra e Dec per tutte le stelle del catalogo principale. Si è scelto l’utilizzo di trasformazioni di tipo lineare; applicate tali correzioni si sono ottenuti dei residui di circa 0.02” per entrambe le camere usate.

2.4.2 Calibrazione fotometrica

Le calibrazioni delle magnitudini strumentali in magnitudini riportate ad un sistema fotometrico standard sono state applicate mediante la relazione:

$$mag_{cal} = mag_{strum} + ZP(\lambda, chip) + 2.5\log(t_{exp}) + AP(\lambda, chip) \quad (2.2)$$

dove mag_{cal} è la magnitudine calibrata, mag_{strum} è la magnitudine strumentale, t_{exp} il tempo di esposizione, AP è la correzione di apertura e ZP lo zero point da applicare ai dati.

Quindi data una magnitudine strumentale, che dipende dal tempo d’esposizione poiché è funzione di quanti conteggi su ogni pixel vengono rilevati, si è normalizzata al tempo di esposizione di riferimento per ogni filtro usato. La correzione d’apertura tiene conto del flusso perso applicando il modello di PSF al catalogo stellare durante la procedura di PSF fitting, mentre lo zero point (valori in [Tab.2.2](#) e [Tab.2.3](#)) ci permette di riportare le magnitudini ad un sistema fotometrico di riferimento (VEGAMAG). La correzione d’apertura è necessaria per recuperare la quantità di flusso perso durante il PSF fitting, difatti il profilo di brillantezza del modello di PSF è troncato, quindi le ali del profilo non vengono fittate e si perde una percentuale del flusso totale della stella ottenendo così magnitudini leggermente più alte. Creare un modello di PSF in cui il raggio di troncamento è grande non è possibile, poiché negli ammassi globulari questo porterebbe a considerare anche le stelle vicine.

Si è selezionato un campione di stelle (brillanti, non sature ed isolate) e calcolata la magnitudine delle singole mediante fotometria d’apertura considerando un dato raggio. Per il calcolo

¹¹DR2, 25 aprile 2018.

¹²CataXcorr è un software ideato per la cross-correlazione di cataloghi stellari, con lo scopo di trovare soluzioni astrometriche. E’ stato sviluppato da Paolo Montegriffo presso l’INAF-Osservatorio di Astrofisica e Scienza dello Spazio di Bologna.

¹³CataComb è un software che, dati più cataloghi in input, permette di scrivere un nuovo catalogo contenente le informazioni in comune dei cataloghi forniti in input. Sviluppato da Paolo Montegriffo, presso l’INAF-Osservatorio di Astrofisica e Scienza dello Spazio di Bologna.

della correzione di apertura si è considerato un raggio di troncamento di 10 pixels entro il quale considerare il profilo delle sorgenti, in quanto nel caso di grandi densità stellari, come negli ammassi globulari, non si può fare fotometria d'apertura con raggi elevati. Si va a confrontare il valore di magnitudine ottenuto in questo modo con quello ottenuto mediante il PSF fitting, la differenza media fra le due magnitudini, considerata su tutto il campione di stelle, è un $\Delta magnitudini$. Per calcolarlo si è selezionato un opportuno range di magnitudini brillanti, aventi quindi un errore fotometrico minore rispetto alle deboli, su cui si è calcolata la media delle differenze di magnitudine per ogni filtro di entrambe le camere. Gli ZP tabulati sul sito di HST sono calcolati per essere applicati a valori di magnitudini stimate entro un raggio di 10 pixels. Per tale ragione la correzione d'apertura è stata calcolata riportando il valore della magnitudine di PSF alla magnitudine d'apertura a 10 pixels.

I risultati vengono indicati in Tab. 2.4 ed in Tab. 2.5 e ne vengono mostrati solo due, uno per ogni camera, a titolo d'esempio (Fig.2.11).

Al termine di questa procedura si dispone di un catalogo stellare per camera, astrometrizzato e calibrato. Si può quindi procedere con l'analisi dei dati ridotti.

WFC3 Camera				
	$F390W_{chip1}$	$F606W_{chip1}$	$F390W_{chip2}$	$F606W_{chip2}$
Zero Point	25.057	25.907	25.062	25.896

Tabella 2.2: Nella tabella sono riportati gli zero point applicati per la relazione di calibrazione per i filtri usati della camera WFC3.

ACS Camera			
	$F435W$	$F625W$	$F658N$
Zero Point	25.789	25.747	22.392

Tabella 2.3: Nella tabella sono riportati gli zero point applicati per la relazione di calibrazione per i filtri usati della camera ACS.

WFC3 Camera				
Catalogo	$F390W_{chip1}$	$F606W_{chip1}$	$F390W_{chip2}$	$F606W_{chip2}$
Esp. Lunghe	-0.027	-0.041	0.032	0.028
Esp. Corte	0.023	0.028	0.041	-0.013

Tabella 2.4: Nella tabella sono indicate le correzioni sulla magnitudine in base al tipo di catalogo, filtro e chip della camera WFC3.

ACS Camera						
	$F435W_{chip1}$	$F625W_{chip1}$	$F658N_{chip1}$	$F435W_{chip2}$	$F625W_{chip2}$	$F658N_{chip2}$
	0.01	0.019	0.024	0.022	0.019	0.028

Tabella 2.5: Nella tabella sono indicate le correzioni sulla magnitudine in base al filtro e chip della camera ACS.

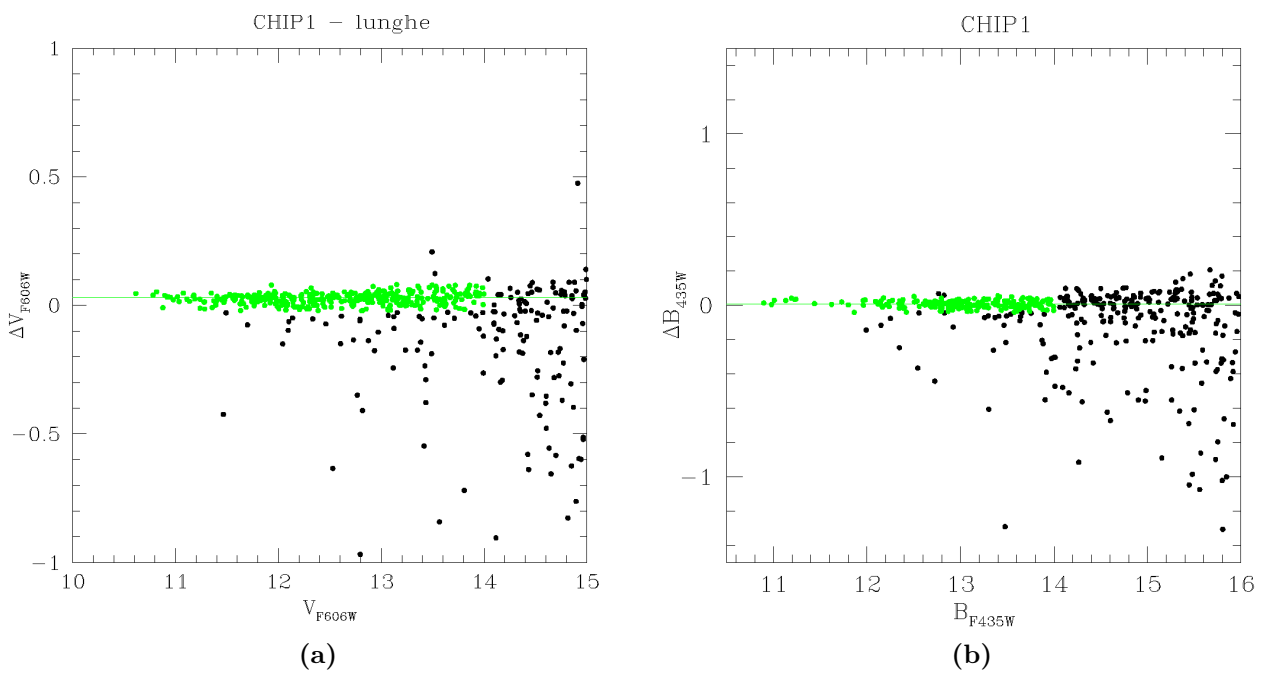


Figura 2.11: In figura (a) viene mostrata la correzione d'apertura, da applicare alla calibrazione, in funzione del filtro F606W per la camera WFC3, mentre in figura (b) quella da applicare in funzione del filtro F435W per la camera ACS.

2.5 Diagrammi colore-magnitudine

In questo paragrafo verranno mostrati alcuni dei diagrammi colore-magnitudine¹⁴ ottenuti dai cataloghi stellari che sono stati costruiti durante la riduzione dati. I valori adottati per l'isocrona¹⁵ (“*Dartmouth Stellar Evolution Database*”) che descrive la distribuzione di stelle sul diagramma colore-magnitudine di NGC 6544 sono: $[Fe/H] = -1.5$, $[\alpha/Fe] = 0.4$, $t_{vita} = 12.5 Gyr$.

In particolare il diagramma colore-magnitudine è il metodo fotometrico per eccellenza usato per esaminare le principali caratteristiche di una popolazione stellare. Tale diagramma è il corrispettivo osservativo del diagramma teorico H-R che mette in relazione luminosità e temperatura di sorgenti stellari. Il diagramma colore-magnitudine, invece, relaziona le osservabili fisiche di magnitudine ed indice di colore, perciò per costruirlo si necessita sempre un'osservazione utilizzando minimo 2 filtri fotometrici. Le quantità fisiche derivabili da questo diagramma possono essere distanza, età, metallicità e massa delle stelle.

In Fig.2.12 ed in Fig.2.13 si presentano alcuni diagrammi colore-magnitudine ottenuti da combinazioni di filtri usati, viene inoltre mostrato in Fig.2.14 il diagramma colore-magnitudine costruito utilizzando unicamente le immagini scientifiche a posa breve della WFC3.

Le differenze fra i due diagrammi colore-magnitudine delle due camere risiedono nel tempo d'acquisizione delle immagini. Difatti si possono notare nel diagramma ottenuto con i dati della camera ACS le stelle in fase di post-MS, quindi oltre il TO in termini di luminosità, site nelle zone più rosse del diagramma, campionate quindi per via del minor tempo di esposizione.

Si è notata la posizione del TO dell'Ammasso Globulare che corrisponde a $U_{F390W} \sim 19.5$ per la camera WFC3 ed a $B_{F435W} \sim 19$ per la camera ACS. Inoltre la sequenza di stelle si distribuisce su un indice di colore, nei filtri mostrati, di valore circa 4 per la WFC3 e circa 3.5 per l'ACS. Oltre alle caratteristiche morfologiche di un ammasso globulare è evidente la presenza di oggetti al di fuori delle stesse sequenze, difatti la vicinanza di NGC 6544 al piano galattico fa sì che vengano campionati molti oggetti non appartenenti all'Ammasso, tali oggetti vengono definiti come “*stelle di campo*”.

¹⁴Diagramma di tipo osservativo che mette in relazione due osservabili di una stella: colore e magnitudine. Il diagramma H-R rappresenta la sua controparte teorica

¹⁵Un'isocrona è una modellizzazione analitica che descrive l'andamento di una popolazione stellare sul diagramma H-R per fissata composizione chimica ed età.

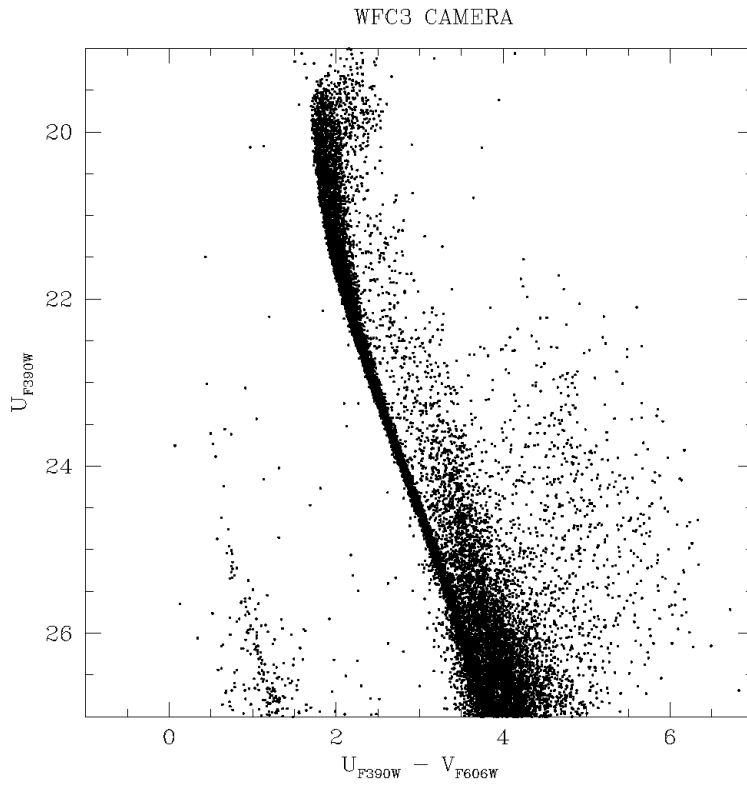


Figura 2.12: Diagramma colore-magnitudine per i filtri F390W ed F606W della camera WFC3 astrometrizzato e calibrato.

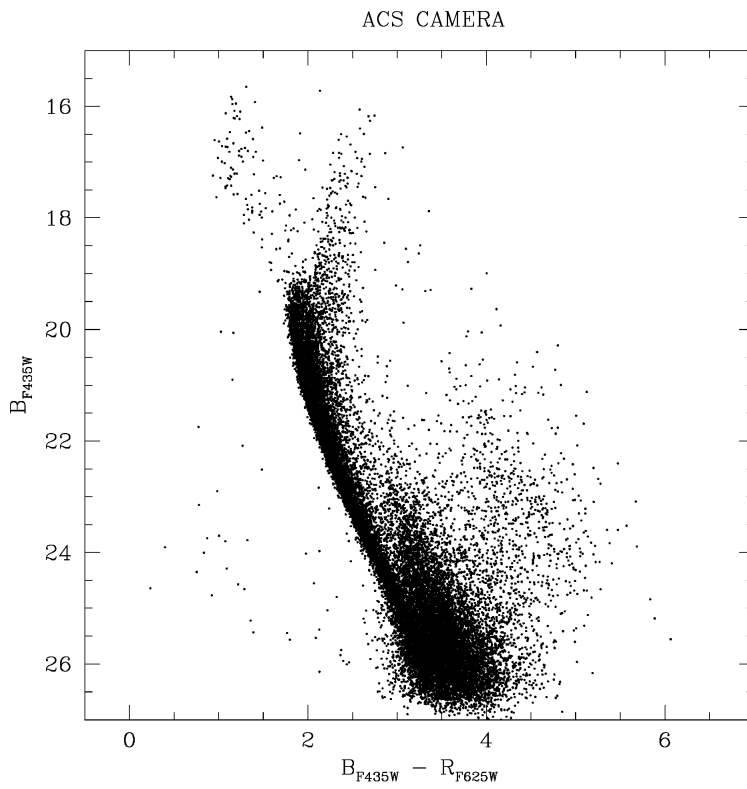


Figura 2.13: Diagramma colore-magnitudine per i filtri F435W ed F625W della camera ACS astrometrizzato e calibrato

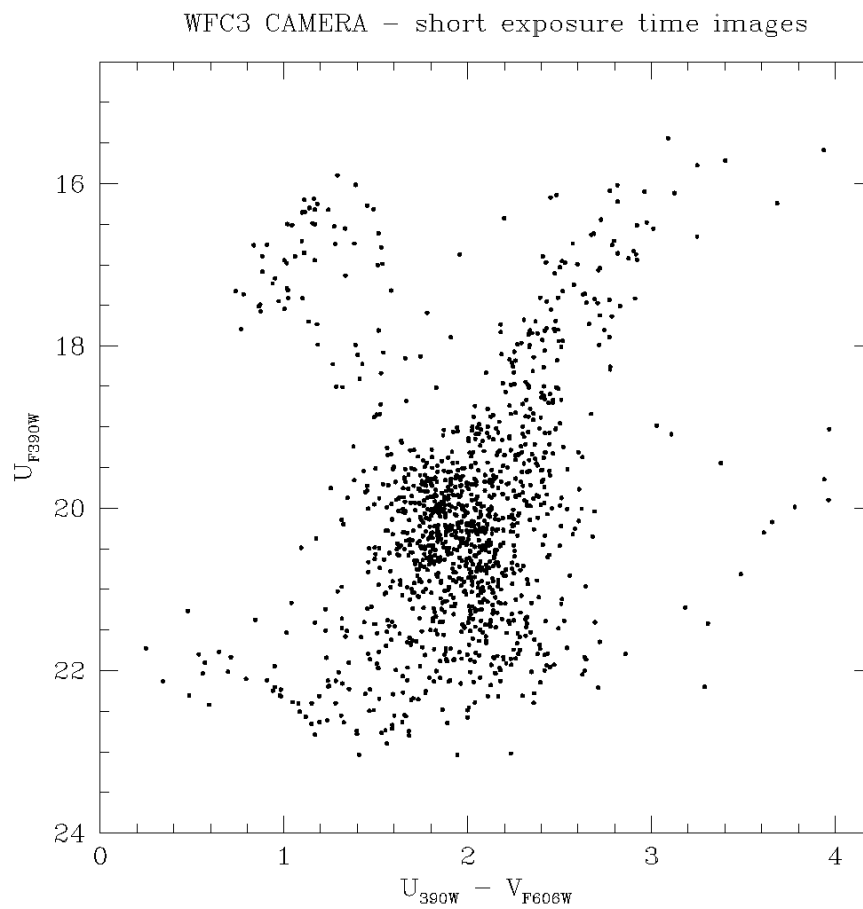


Figura 2.14: Diagramma colore-magnitudine per i filtri F390W ed F606W della camera WFC3 astrometrizzato e calibrato. Il diagramma è stato ottenuto dalle immagini scientifiche a breve tempo d'esposizione.

Capitolo 3

Ricerca delle controparti ottiche delle MSP

In questo capitolo verranno discussi i metodi di analisi dati ed i metodi di ricerca della controparte ottica delle PSR J1807–2459A e J1807–2500B appartenenti all’ammasso globulare NGC 6544.

Si introdurranno le caratteristiche, note in letteratura, dei due sistemi binari ottenute mediante l’analisi in banda radio con il *Robert C. Byrd Green Bank Telescope*. Successivamente si presenteranno i risultati evinti dall’analisi dati ottica ottenuta in questo lavoro di tesi, focalizzandosi sul diagramma colore-magnitudine dell’ammasso e sulla variabilità delle possibili sorgenti nei pressi delle posizioni delle due PSR.

3.1 J1807–2459A

La PSR J1807–2459A (NGC6544A) è una MSP con un periodo di rotazione di ~ 3.06 ms ed è in un sistema binario avente periodo orbitale di 0.071 giorni. Data la sua funzione di massa (vedi formula 1.11) si evince una massa minima della compagna di $M_c = 0.009M_\odot$ [Lynch et al., 2012]. Tuttavia, in questo sistema, non sono state osservate eclissi radio, quindi è probabile che l'inclinazione orbitale del sistema rispetto all'osservatore sia significativamente minore di 90° (si veda sezione 1.3.1).

Ci si aspetta di trovare la compagna di una BW [Pallanca et al., 2010], [Cadelano et al., 2015] in una regione nel diagramma colore-magnitudine fra la MS e la sequenza di raffreddamento delle WD, inoltre dovrebbe mostrare forte variabilità dovuta all'interazione con la NS. Stimare la massa di questo tipo di oggetti, utilizzando il diagramma colore-magnitudine, non è possibile dato che le relazioni massa-luminosità non sono applicabili in quanto non valide per oggetti fortemente perturbati, come generalmente sono le BW e le RB, dall'irraggiamento dovuto alla presenza della MSP [Mucciarelli et al., 2013], [Ferraro et al., 2003], [Pallanca et al., 2014]. Una BW non può essere classificata come stella dato che il limite affinché avvengano reazioni termoneucleari all'interno del nucleo di una stella è di $\sim 0.08M_\odot$. Nonostante la loro piccola massa, questi oggetti sono osservati grazie all'aumento della loro luminosità dovuto all'irraggiamento da parte della NS.

Vengono riportate in Tab.3.1 le caratteristiche fisiche dei due sistemi analizzati.

Parametri	J1807-2459A	J1807-2500B
RA	$18^h07^m20.355604^s$	$-24^\circ59'52.9015''$
Dec	$18^h07^m20.871209^s$	$-25^\circ00'1.915''$
Spin del Periodo (s)	0.003059448798020229(30)	0.00418617720284089(25)
Derivata del Periodo (ss^{-1})	$-4.3352(26) \times 10^{-21}$	$8.23245(18) \times 10^{-20}$
Misura di dispersione ($pc\ cm^{-3}$)	134.00401(58)	137.1535(20)
Epoca (MJD)	55243.0	54881.352079
Periodo Orbitale (days)	0.071091483516(29)	9.9566681588(27)
a proiettato (lt-s)	0.01222393(12)	28.920391(44)
Eccentricità	$< 1.1 \times 10^{-4}$	0.747033198(40)
Funzione di massa (M_\odot)	$3.88043(11) \times 10^{-7}$	0.2619794(12)
Massa minima Compagna (M_\odot)	≥ 0.0092	1.2064(20)
B in superficie (10^9 G)	≤ 0.9	≤ 0.98
Età Caratteristica (10^9 yr)	≥ 0.19	≥ 0.29

Tabella 3.1: Principali caratteristiche dei due sistemi binari studiati in banda radio. Il simbolo a sta per Semi-asse Maggiore.

3.2 J1807–2500B

La PSR J1807–2500B (NGC6544B) è una MSP con un periodo di rotazione di ~ 4.19 ms ed è in un sistema binario avente periodo orbitale di 9.95 giorni ed eccentricità elevata ($e = 0.747$)

con una compagna avente massa minima di $M_c = 1.2064M_\odot$ [Lynch et al., 2012]. Le caratteristiche fisiche di questo sistema sono state riportate nella precedente tabella (Tab.3.1).

Anche in questo sistema binario non sono state osservate eclissi radio ed il valore in termini di massa posiziona l'eventuale controparte ottica al di fuori della sequenza principale dell'ammasso. Difatti una valida ipotesi è che la compagna sia una Blue Straggler. La loro natura è da attribuire a sistemi binari di natura collisionale o a trasferimento di massa, in entrambi i casi questo attribuisce alle Blue Stragglers un valore di massa generalmente maggiore della massa media delle sorgenti nell'ammasso. Le Blue Stragglers quindi si posizionano oltre il TO dell'ammasso, in questo caso stimato come $M_{TO} \sim 0.8M_\odot$, ma seguendo il prolungamento naturale della MS sul diagramma colore-magnitudine.

Dato il valore di massa stimato della compagna di NGC6544B, la stella compagna può esclusivamente essere una Blue Straggler, una WD O-Ne-Mg od una NS.

Questo sistema potrebbe essere il risultato di un'interazione di scambio, l'ipotesi più probabile è che le due stelle che compongono il sistema non sono sempre state legate gravitazionalmente fra loro. Difatti è probabile che il sistema binario originario comprendesse NGC6544B ed un'altra stella compagna, la PSR ha accresciuto massa riaccelerando il proprio periodo di rotazione diventando così una MSP ed, in un secondo momento, una stella più massiva è entrata in orbita con la PSR espellendo dal sistema la vecchia compagna.

L'analisi ottica quindi si rivelerebbe potenzialmente efficace soltanto nei primi due casi, poiché il flusso ottico rilevabile ha una dipendenza in termini di temperatura e raggio dell'oggetto. Difatti la temperatura di corpo nero di una NS è troppo elevata ($T_e \sim 10^6 - 10^7 K$) ed il suo raggio è troppo piccolo ($R \sim 10 - 15 km$) per poter essere rilevata nella banda elettromagnetica ottica con gli attuali strumenti a disposizione.

3.3 Ricerca delle controparti ottiche

3.3.1 NGC6544A

La ricerca delle compagne ottiche di NGC6544A e NGC6544B si è svolta con un'analisi delle sorgenti rilevate nelle zone circostanti la posizione nota delle due PSR nella banda radio, in una regione circolare di 2 arcsec di raggio, in modo da andare ad individuare ed analizzare le possibili controparti.

In Fig.3.1 si mostra la regione di 4×4 arcsec centrata sulla posizione radio delle due PSR mostrate nella precedente tabella. In Fig.3.2 si riporta il diagramma colore-magnitudine di NGC 6544 evidenziando la posizione di tutte le stelle entro un cerchio di raggio 2 arcsec per NGC6544A. Infine in Fig.3.3 viene mostrato l'indice di variabilità¹ per tutte le stelle misurate e

¹L'indicatore di variabilità scelto è la deviazione standard normalizzata all'errore fotometrico medio sulle magnitudini di ogni singola stella per tutte le immagini scientifiche in cui è presente. Ad esempio un oggetto avrà un indice di variabilità alto se ha una σ variabile ma con errori fotometrici sui singoli punti piccoli, ergo le differenze di magnitudine di una stella sono dovute ad una variabilità intrinseca della sorgente e non ai suoi errori fotometrici. Il valore viene fornito dalla task **DAOMASTER**.

di quelle entro il raggio di 2 arcsec dalla posizione di NGC6544A. Nonostante l'incertezza combinata tra radio ed ottico sia di soli $0.03''$, si è deciso di optare per un approccio conservativo e di analizzare quindi tutte le stelle entro un raggio di 2 arcsec. Questo si rende necessario qualora l'astrometria tra due bande elettromagnetiche presenti un significativo offset che comunque, nel caso radio-ottico non è atteso. L'incertezza sulla posizione radio è anch'essa di circa $0.02''$, quindi l'incertezza totale sarà la somma del quadrato delle due incertezze sotto radice ed il valore corrispondente è di circa $0.03''$. Non ci si aspettano valori di incertezza importanti in quanto il sistema di coordinate usato in radio ed in *GAIA* (si è usato per astrometrizzare il catalogo) è per entrambi l'“*International Celestial Reference System*” (*ICRS*) [Cadelano et al., 2015].

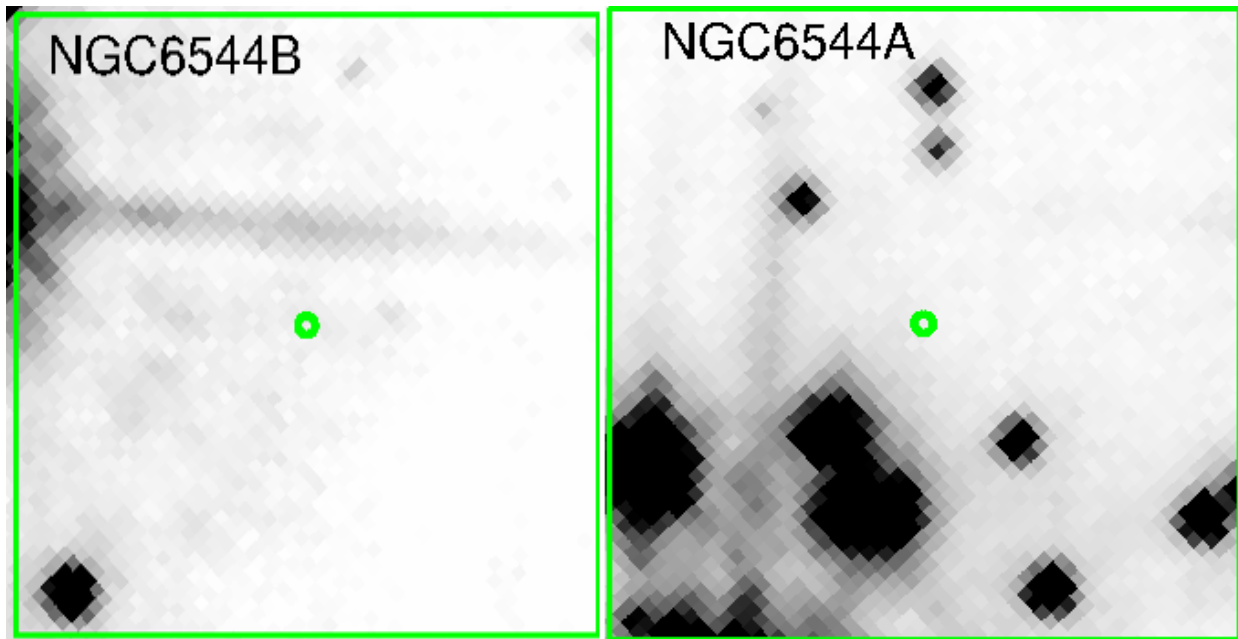


Figura 3.1: Regione $4'' \times 4''$ centrata sulla posizione radio di NGC6544A e NGC6544B. Il cerchio verde è centrato sulla posizione delle PSR e rappresenta l'incertezza posizionale in banda radio. Le immagini sono state ottenute mediante l'utilizzo del software SAOImageDS9. Il nord nell'immagine è in alto e l'est a sinistra, questa configurazione verrà adottata per ognuna delle finding charts mostrate.

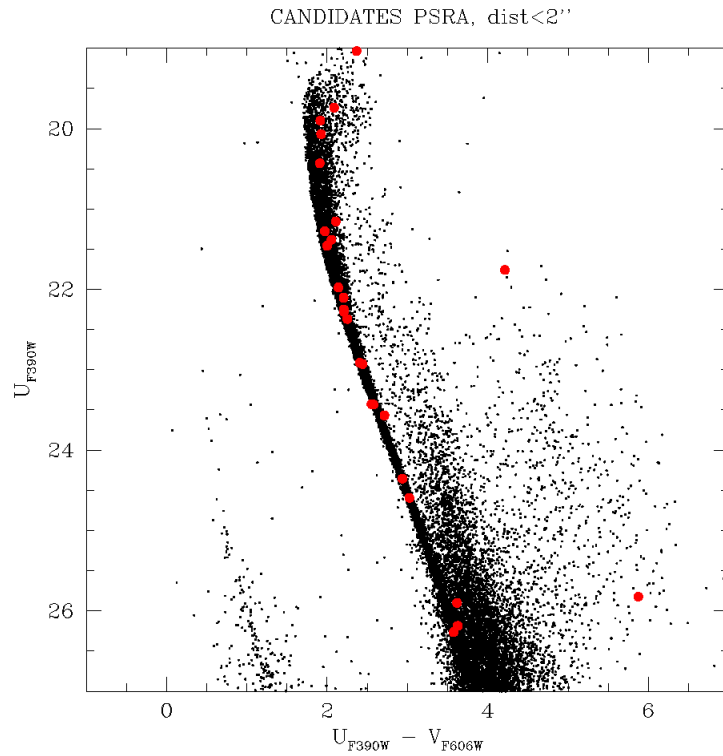


Figura 3.2: Diagramma colore-magnitudine dell'ammasso globulare NGC 6544 ottenuto nei filtri F390W e F606W. Sono evidenziate in rosso le sorgenti trovate entro un cerchio di raggio 2'' con centro la posizione di NGC6544A.

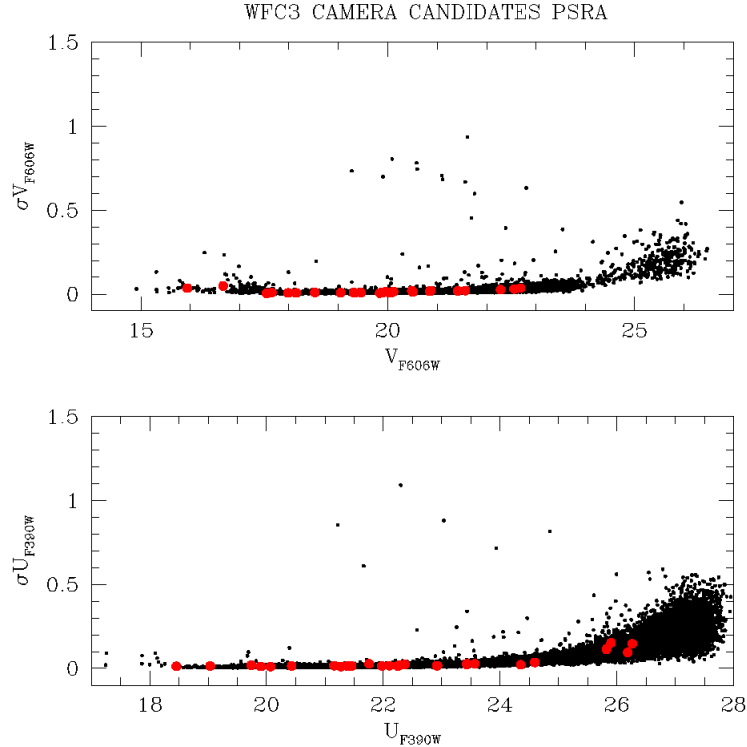


Figura 3.3: Viene mostrato l'indice di variabilità per l'ammasso globulare NGC 6544 ottenuto nei filtri F390W e F606W. Sono evidenziate in rosso le sorgenti trovate entro un cerchio di raggio 2'' con centro la posizione di NGC6544A. Si noti come in nessuno dei due filtri è presente, in prossimità di NGC6544A, una sorgente che mostra un valore diverso rispetto ad altre stelle di simile magnitudine.

I risultati ottenuti non mostrano evidenze di oggetti variabili o tanto meno vicini sul piano del cielo rispetto alle posizioni della PSR NGC6544A. Un indice di variabilità che si discosti dalla sequenza di stelle dell’ammasso è un indicatore della variabilità intrinseca della sorgente e che potrebbe essere dovuta all’interazione fra la MSP e la stella compagna.

La mancata rilevazione di una controparte ci ha indotto a calcolare le magnitudini limite tramite l’utilizzo di stelle simulate. Si analizza l’immagine scientifica di riferimento, una per ogni filtro, aggiungendone all’interno una stella artificiale ad ognuna delle posizioni delle PSR. La magnitudine della stella simulata ha valore noto in un intervallo da 18.5 a 21.5, per entrambi i filtri della camera WFC3, a step di $\Delta mag = 0.25$ utilizzando la task **ADDSTAR** in DAOPHOT. In questo modo si può trovare il valore di magnitudine per cui si riesce a rilevare la presenza della stella artificialmente aggiunta utilizzando i filtri della camera WFC3, queste prendono il nome di “*magnitudini limite*”.

Così facendo si sono ottenuti i limiti in magnitudine per i due filtri e si sono calibrati i valori così come descritto nella sezione 2.4. Si è analizzata la differenza di magnitudini in input (valore in magnitudini della stella simulata) ed output (valore in magnitudini misurato da DAOPHOT). Si è notato che da una certa magnitudine in poi il valore di output si appiattisce, poiché il valore in magnitudine della stella simulata aumenta in maniera tale che DAOPHOT vada a considerare il fondo dell’immagine come se fosse una stella. Questo succede poiché è stato forzato il fit, imponendo al software di considerare sempre come stella ciò che si trova in quel dato punto dell’immagine scientifica. Quindi per entrambi i filtri e per entrambe le controparti sono stati considerati gli ultimi 4 punti del plot per stimare una media del fondo dell’immagine. Quanto descritto si può vedere in Fig.3.4.

I valori di magnitudine limite calcolati, mostrati in Fig.3.4, sono per la controparte ottica di NGC6544A per il filtro F390W 27.146 e per il filtro F606W 25.211.

Al fine di tradurre le magnitudini limite, appena trovate, in tempi e masse limite della popolazione campionata si sono usate 3 isocrone: una “standard” che descrivesse l’andamento della MS e dell’RGB, e due che descrivessero le sequenze di raffreddamento delle WD per massa di $0.54M_{\odot}$ e $1.2M_{\odot}$. Si sono scelti questi due valori in termini di massa poiché il primo, secondo la teoria di evoluzione stellare, rappresenta la massa più probabile per una WD, quindi ci si aspetta di trovare la maggior parte delle WD in questa sequenza, mentre $1.2M_{\odot}$ è circa il valore stimato per l’eventuale compagna WD di NGC6544B.

I modelli per le WD sono stati presi da BaSTI (“*A Bag of Stellar Tracks and Isochrones*”) ([Bedin et al., 2005], [Pietrinferni et al., 2014], [Manzato et al., 2008]) adottando una metallicità stellare circa uguale a quella stimata per l’ammasso globulare $[Fe/H] = -1.5^2$ ed $[\alpha/Fe] = 0.4$. I files contenenti le isocrone stellari saranno espressi in termini di magnitudini assolute e si deve riportarle in termini di magnitudini apparenti sfruttando la seguente equazione:

$$(m - M)_{\lambda} = (m - M)_{o} + A(\lambda) \quad (3.1)$$

Dove m ed M sono rispettivamente magnitudine apparente ed assoluta, $(m - M)_{o}$ è il modulo di distanza, mentre $A(\lambda)$ è il parametro di estinzione e dipende quindi dal filtro che si usa, in

²Si veda il precedente capitolo per i valori in letteratura.

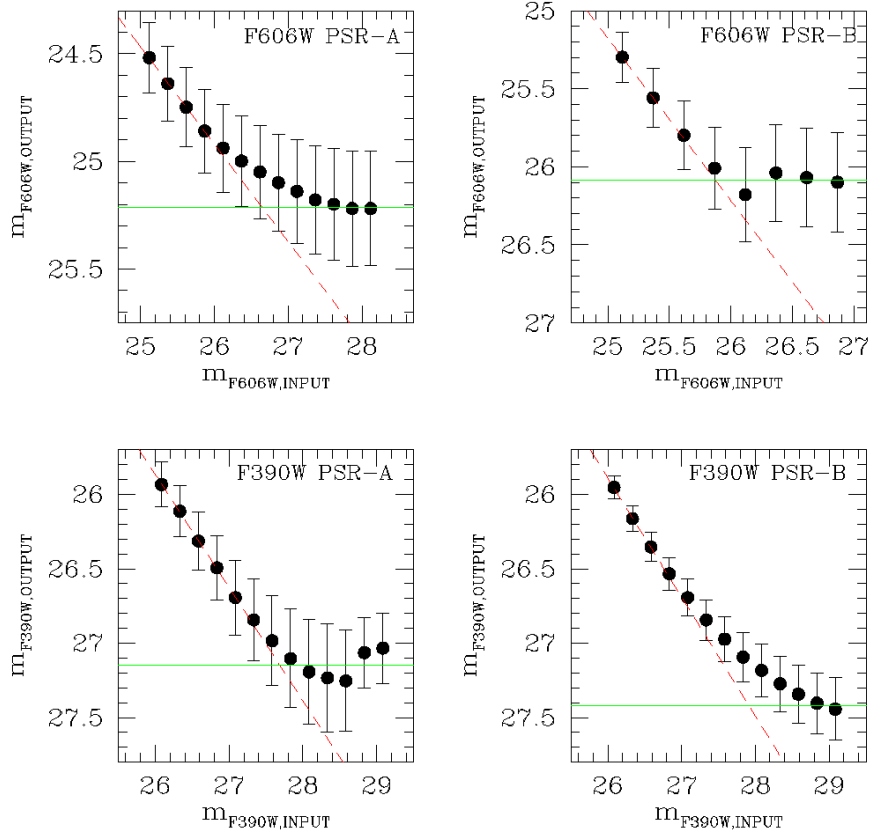


Figura 3.4: In figura viene mostrata la magnitudine della stella simulata sull’asse delle x contro la magnitudine calcolata da DAOPHOT sull’asse delle y. Si differenziano 4 box, una per ogni regione delle due PSR e per filtro della camera WFC3, in rosso tratteggiato è mostrato il fit che meglio descrive magnitudine simulata e magnitudine calcolata, mentre in verde è evidenziata la media delle ultime 4 misure di ogni box come stima del fondo della magnitudine limite.

particolare per un filtro V nel catalogo di Johnson si ha che $A_V = 3.12E(B - V)$ con $E(B - V)$ eccesso di colore.

Si prendono come riferimento i valori di: $(m - M)_o = 11.96$, $E(B - V) = 0.79$ [Cohen et al., 2014].

Segue la Tab.3.2 dove vengono riportati i valori del parametro di estinzione in funzione del filtro usato, si è calcolata l’equazione $(A(\lambda)/A_V)$ che viene espressa in funzione del parametro di estinzione nel filtro V del sistema fotometrico Johnson-Morgan.

Filtro	$A(\lambda)/A_V$
F390W	1.42879
F606W	0.92757
F435W	1.31785
F625W	0.85085
F658N	0.80947

Tabella 3.2: Valori dei parametri d’estinzione, per i vari filtri delle camere ACS e WFC3, tratti dal “Padova stellar evolutionar tracks and isochrones”.

Una volta riportate le magnitudini delle isocrone in magnitudini apparenti, in funzione del filtro, si può procedere nel confrontarle con il diagramma colore-magnitudine. L'isocrona che descrive MS ed RGB è stata adattata sui dati della camera ACS in quanto, con questo dataset, si osserva una parte di RGB (Fig.3.5). Una volta fissati i parametri del modello che rappresenta al meglio l'ammasso sono state derivate le masse dall'isocrona (Fig.3.6) utilizzando i dati della camera WFC3.

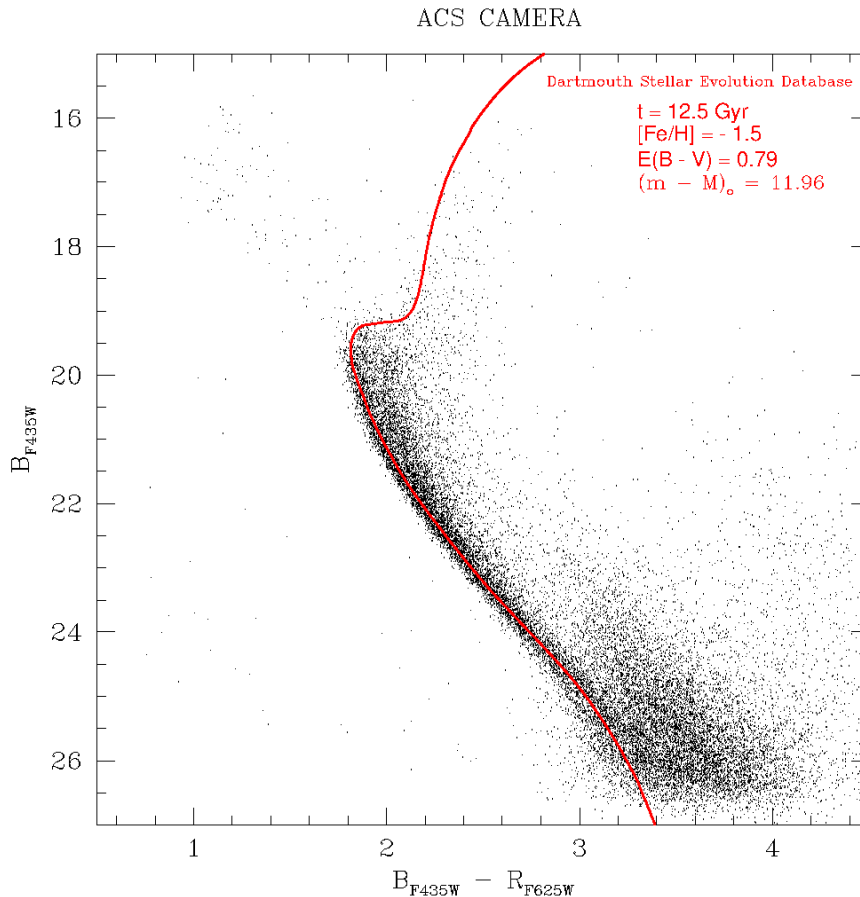


Figura 3.5: In figura viene mostrato il diagramma colore-magnitudine ottenuto con i dati della camera ACS. Per la costruzione del diagramma sono stati utilizzati il filtro F435W ed il filtro F625W. Si noti come l'isocrona, con i relativi parametri, adottata dallo “*Dartmouth Stellar Evolution Database*” riproduca in maniera fedele i dati.

Si può notare come i parametri riferenti ad età e metallicità della popolazione stellare adottati [Cohen et al., 2014] descrivano bene la distribuzione di stelle contenute nel catalogo ridotto (Fig.3.6).

L'ipotesi più probabile per la compagna di NGC6544A è che l'orientazione del sistema binario non sia favorevole per la rivelazione della controparte ottica. Data la massa della compagna l'ipotesi che il sistema sia del tipo BW è forte. Tuttavia il valore calcolato della funzione di massa per questo sistema, circa 10^{-7} , ci suggerisce che l'angolo di inclinazione del sistema binario sia piccolo. Quindi la mancata rilevazione può essere attribuita alla particolare orientazione del sistema binario, ergo non siamo in grado di ricevere la radiazione proveniente dalla zona perturbata della compagna da parte della NS, oppure la magnitudine del sistema è al di sopra del limite in magnitudine calcolato.

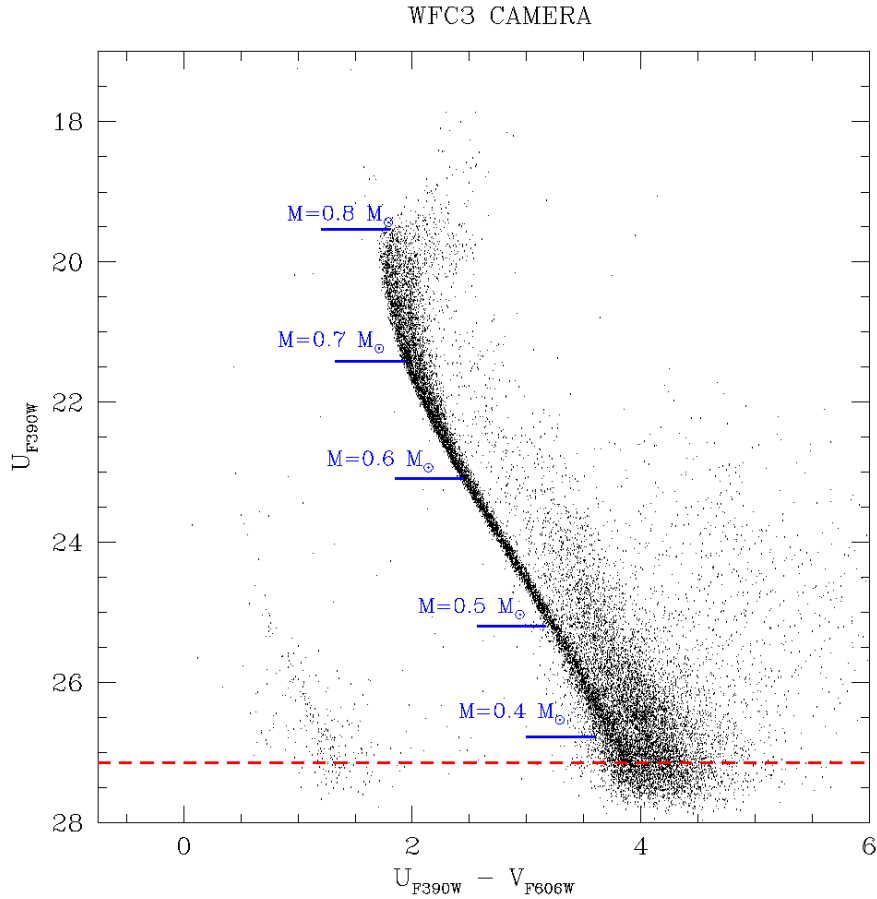


Figura 3.6: Valori della massa stellare sulla MS del diagramma colore-magnitudine ottenuto con i dati della camera WFC3, utilizzando i filtri F390W e F606W. L’isocrona utilizzata è tratta da “BaSTI”. La linea rossa tratteggiata indica il valore di magnitudine limite che è stato calcolato per la controparte ottica di NGC6544A.

3.3.2 NGC6544B

Lo stesso procedimento è stato attuato per NGC6544B. Anche qui i risultati ottenuti non mostrano evidenze di oggetti variabili o tanto meno vicini sul piano del cielo rispetto alla posizione della PSR. In Fig.3.7 viene riportato il diagramma colore-magnitudine dell’ammasso evidenziando la posizione di tutte le stelle entro un cerchio di raggio 2 arcsec dalla posizione di NGC6544B. Infine in Fig.3.8 viene mostrato l’indice di variabilità per tutte le stelle dell’ammasso e di quelle contenute nel cerchio centrato nella posizione di NGC6544B.

I valori di magnitudine limite, calcolati per la controparte ottica di NGC6544B, sono per il filtro F390W 27.424 e per il filtro F606W 26.084. Dati i risultati si può escludere, ovviamente, che la controparte ottica sia una Blue Straggler, in quanto i valori di magnitudine limite sono alti, il che suggerisce che una stella mediamente luminosa può essere rilevata senza problemi.

Inoltre si può calcolare un limite inferiore all’età della possibile controparte nel caso sia una WD, mediante degli appositi modelli di raffreddamento, vedendo come descrivano la distribuzione delle WD sul diagramma colore-magnitudine. Per quanto riguarda l’eventuale compagna ottica si è quindi identificata una sequenza in termini d’età sull’isocrona (Fig.3.9), così oltre ad avere una magnitudine limite entro la quale non può più essere rivelata si può anche andare ad ottenere un’informazione sul tempo di vita che dovrebbe avere la controparte. In particolare si

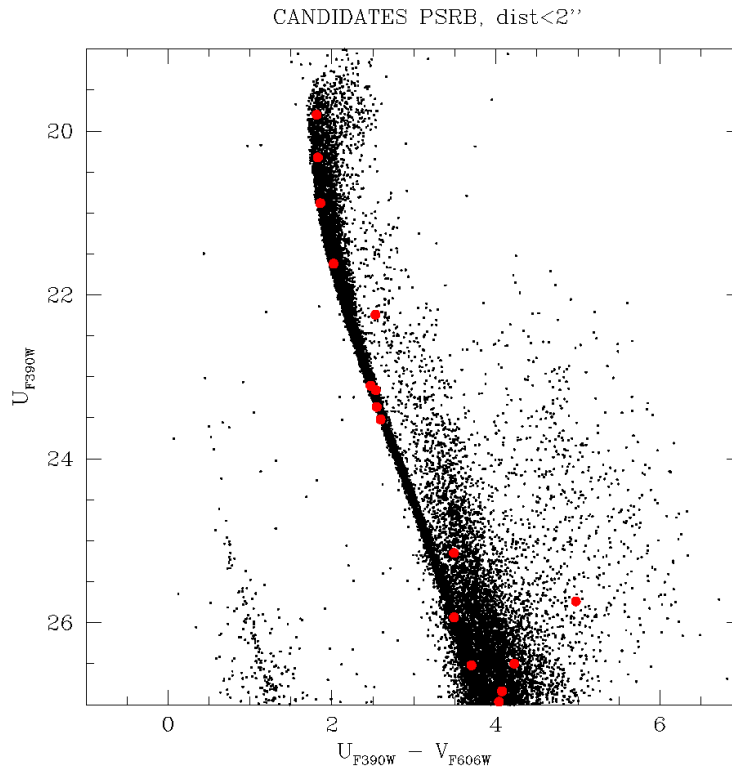


Figura 3.7: Diagramma colore-magnitudine dell'ammasso globulare NGC 6544 ottenuto nei filtri F390W e F606W. Sono evidenziate in rosso le sorgenti trovate entro un cerchio di raggio 2'' con centro la posizione di NGC6544B.

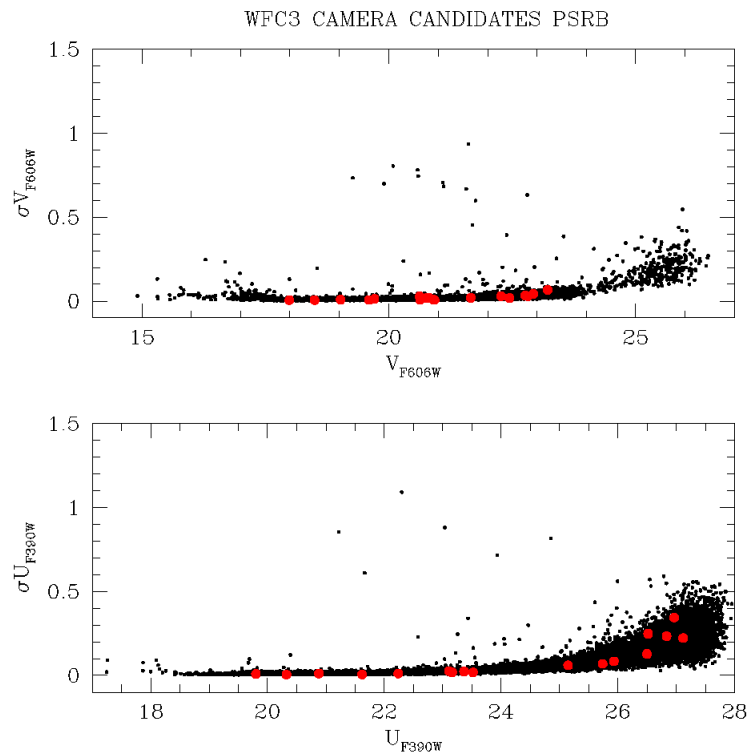


Figura 3.8: Viene mostrato l'indice di variabilità per l'ammasso globulare NGC 6544 ottenuto nei filtri F390W e F606W. Sono evidenziate in rosso le sorgenti trovate entro un cerchio di raggio 2'' con centro la posizione di NGC6544B. Si noti come in nessuno dei due filtri è presente, in prossimità di NGC6544B, una sorgente che mostra un valore diverso rispetto ad altre stelle di simile magnitudine..

è notato come la sequenza di raffreddamento della WD per $M = 0.54M_{\odot}$ si adatti in maniera ottimale ai punti sul diagramma colore-magnitudine. Nota quindi la magnitudine limite si può quindi anche stimare un'età limite per questo oggetto.

Il tempo limite per la controparte ottica di NGC6544B è di circa 587 Myr nel caso di una massa di $M = 1.2M_{\odot}$. Ricordiamo, comunque, che questo non può stimare l'età della PSR, poiché così come non si può essere sicuri dell'affidabilità del tempo stimato in banda radio non si può esser certi che il sistema binario osservato si sia formato con la nascita delle due componenti, in particolare con densità stellari elevate le probabilità di interazione con altre sorgenti aumenta e quindi all'età della WD potrebbe non corrispondere quella della PSR.

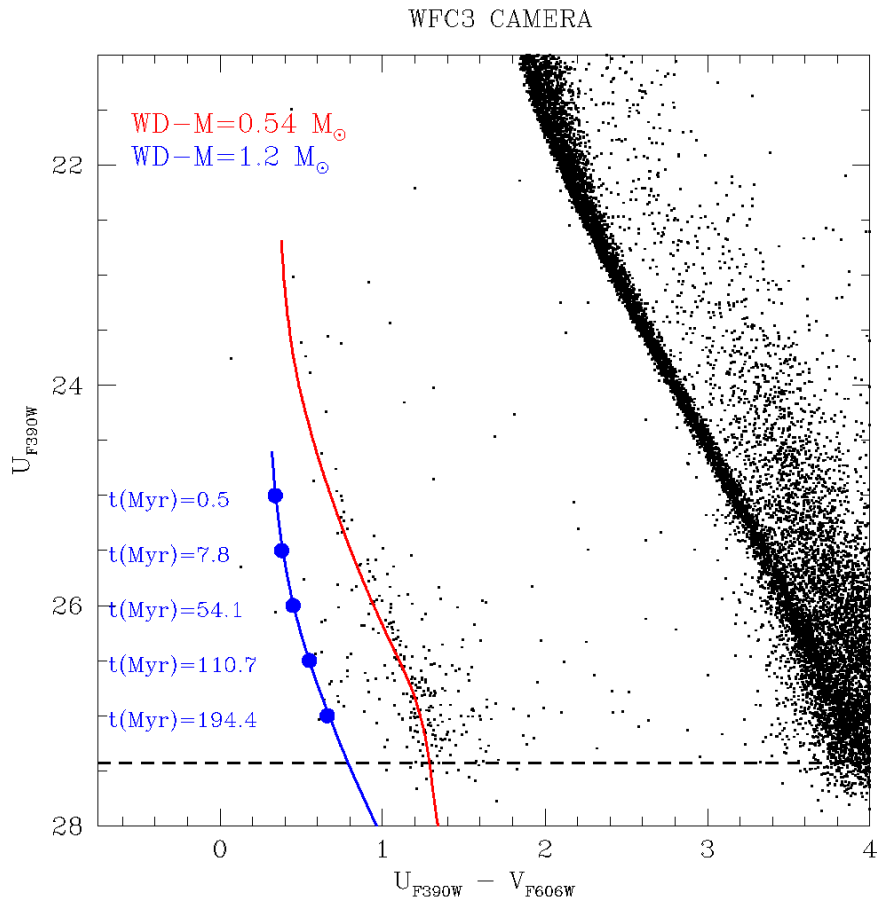


Figura 3.9: Diagramma colore-magnitudine ottenuto con i dati della camera WFC3 utilizzando i filtri F390W e F606W. Le sequenze di raffreddamento delle WD sul diagramma sono ben riprodotte dalle isocrone teoriche BaSTI per entrambe le masse scelte, vengono inoltre stimate l'età corrispondenti (valori visibili in figura) sulle sequenze di raffreddamento per una WD di $M = 1.2M_{\odot}$. La linea grigia tratteggiata indica il valore di magnitudine limite che è stato calcolato per la controparte ottica di NGC6544B.

Per quanto riguarda la controparte ottica di NGC6544B si potrebbe trattare di un sistema binario di NS, difatti la mancanza di prove favorevoli per la rivelazione di una O-Ne-Mg WD porterebbe a questa conclusione. Questo scenario ha comunque una valenza scientifica importante poiché potrebbe portare ulteriori prove sul limite di massa minimo per una NS, inoltre un sistema binario di NS è oggetto di forte interesse per la ricerca di onde gravitazionali.

Capitolo 4

Analisi delle compagne ottiche di sorgenti X

In questo capitolo viene riportata l'identificazione e l'analisi delle possibili controparti ottiche di 13 sorgenti che emettono in banda X. La lista di queste 13 sorgenti X è stata ottenuta dal Chandra Source Catalog Release 2.0 release¹, dal quale si sono estratte le posizioni delle sorgenti nel campo di vista coperto dalle osservazioni ACS e WFC3 ed i flussi emessi nella banda spettrale 0.5-7 keV.

Si sono identificate le controparti alla posizione delle sorgenti X e si è analizzata la posizione delle stesse sul diagramma colore-magnitudine, studiata l'eventuale variabilità, laddove le controparti hanno mostrato significative differenze di magnitudine fra le varie esposizioni, ed infine si sono analizzate le controparti in un diagramma colore-colore. Quest'ultimo diagramma è un potente diagnostico per determinare se la controparte ottica è caratterizzata o meno da emissione $H\alpha$, fenomeno che testimonia la presenza di idrogeno ionizzato (traccianti di trasferimento di massa o accrescimento), si è quindi studiato l'eccesso di flusso nel filtro F658N.

¹Dal sito: <http://cxc.harvard.edu/csc/>

4.1 Sorgenti X

Le sorgenti X rilevate dal telescopio spaziale *Chandra X-ray Observatory*, se di natura stellare, potrebbero essere WD o BH che accrescono massa, oppure NS isolate o che accrescono massa.

Nel caso in cui il sistema binario sia formato da una WD più una compagna non degenera e non ci sia accrescimento di massa, l'emissione in banda X è da associare all'emissione di corpo nero della WD nel caso essa sia giovane. Mentre nel caso in cui il sistema binario sia formato da NS/BH più una stella non degenera, lo si definisce come *binaria a raggi X* a patto che sia presente un disco di accrescimento. Difatti l'emissione in banda X di tipo termico, per questo tipo di sistemi, è generalmente associata ad un disco di accrescimento intorno all'oggetto compatto. Le binarie a raggi X si dividono in due categorie in base alla massa della stella compagna: binarie X a grande massa ($M_{COMP} \sim 10M_{\odot}$), dove la maggior parte del flusso emesso è dominato dall'emissione ottica della stella non degenera, e binarie X a piccola massa ($M_{COMP} \sim 1M_{\odot}$) che invece hanno gran parte dell'emissione associata alla banda X. Nel caso non sia presente accrescimento l'emissione in banda X, per una NS, può essere generata da emissione termica dalla superficie della stessa oppure emissione di tipo non termico tramite Compton Inverso fra il vento di elettroni relativistici della NS ed i fotoni a bassa energia della stella compagna. Questo tipo di emissione lo si osserva generalmente nelle MSP di tipo "spiders" e nella regione di shock tra il materiale perso dalla stella compagna e il vento di elettroni relativistici emesso dalla NS. Mentre, generalmente, nelle LMXB il Compton Inverso è dovuto principalmente ad una corona intorno al disco di accrescimento. Anche sistemi binari quali le AB o le MSP possono caratterizzare la popolazione esotica di un ammasso. I primi sono sistemi aventi forte attività magnetica nelle zone cromosferiche e della corona, mentre le MSP sono sistemi formati da una NS che ha accresciuto materia dalla compagna ed emettenti in banda radio. Un altro tipo di sorgente emittente in banda X è il microquasar, molto simili alle LMXB con aggiunta di un'emissione di getti radio relativistici provenienti dall'oggetto compatto. Tuttavia i microquasar sono caratterizzati dalla presenza di una stella compagna di tipo supergigante (classe spettrale O-B), questo tipo di stelle non si trova negli ammassi globulari il che suggerisce che l'eventuale presenza di questo tipo di sistema binario non è da correlare all'ammasso.

Circa il 10% delle sorgenti X nella Via Lattea è localizzata negli ammassi globulari e la probabilità per unità di massa di trovare una sorgente che emette in X in un ammasso globulare è circa 3 ordini di grandezza più alta rispetto alla probabilità di trovarla nel resto della galassia [Gursky, 1973]. Dalle analisi X, condotte negli ammassi globulari, si è scoperto come questi effettivamente mostrino una popolazione che emette in banda X composta da MSP, LMXB, CV ed AB. La ricerca di eventuali controparti ottiche è fondamentale per capire la natura di questi sistemi binari ed indagarne la loro formazione, in questo modo si può avere un'informazione più precisa sulla popolazione X in un dato ammasso. Le tipologie più probabili di questi sistemi binari sono illustrate in Fig.4.1.

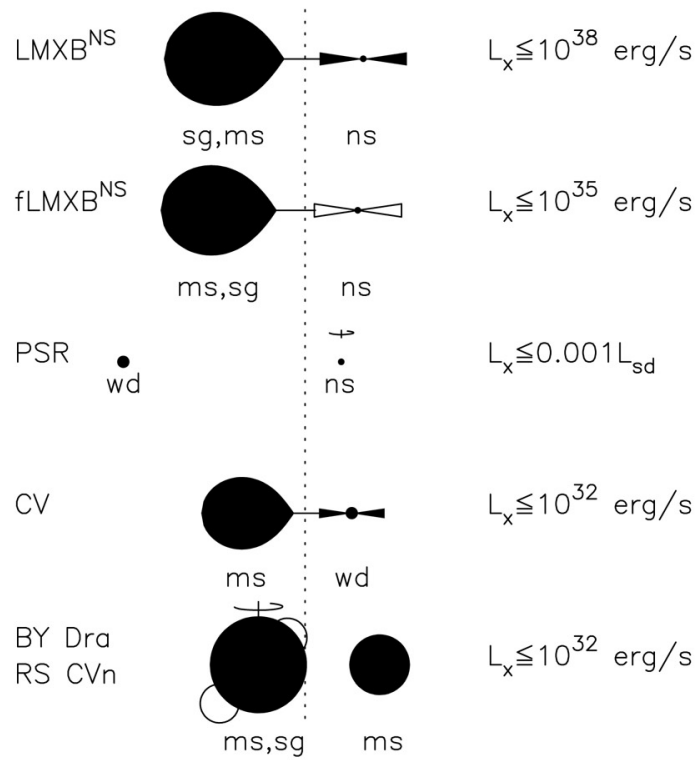


Figura 4.1: Illustrazione schematica dei principali tipi di sistemi binari esotici presenti in un ammasso globulare. Viene riportato anche il valore limite della luminosità emessa in banda X e la fase delle stelle (ms = main sequence, sg= sub-giant). L_{sd} è la luminosità di *spin-down*, ovvero l'energia emessa per unità di tempo dalla PSR. Tratta da [Verbunt and Lewin, 2006].

In questo lavoro di tesi ci si è focalizzati sulla popolazione X che cade nel campo di vista intorno l'ammasso globulare NGC 6544. La popolazione X entro un raggio di 150 arcsec dal centro dell'ammasso è costituita da 13 sorgenti, per le quali sono noti solo i flussi osservati ed i relativi errori dal *Chandra Archive*. Sfortunatamente nessun'altra informazione è reperibile in letteratura. Le loro caratteristiche sono riportate in Tab.4.1.

In Fig.4.2 sono riportate le posizioni delle sorgenti X in funzione del campo di vista delle due camere usate. Si noti come la posizione sul piano del cielo della sorgente X11 è fuori sia dal campo di vista della WFC3 che da quello dell'ACS. Alcune sorgenti, quali X7, X9, X10, X12 ed X13 si trovano in posizioni sul piano del cielo che si discostano in maniera evidente dal centro dell'ammasso.

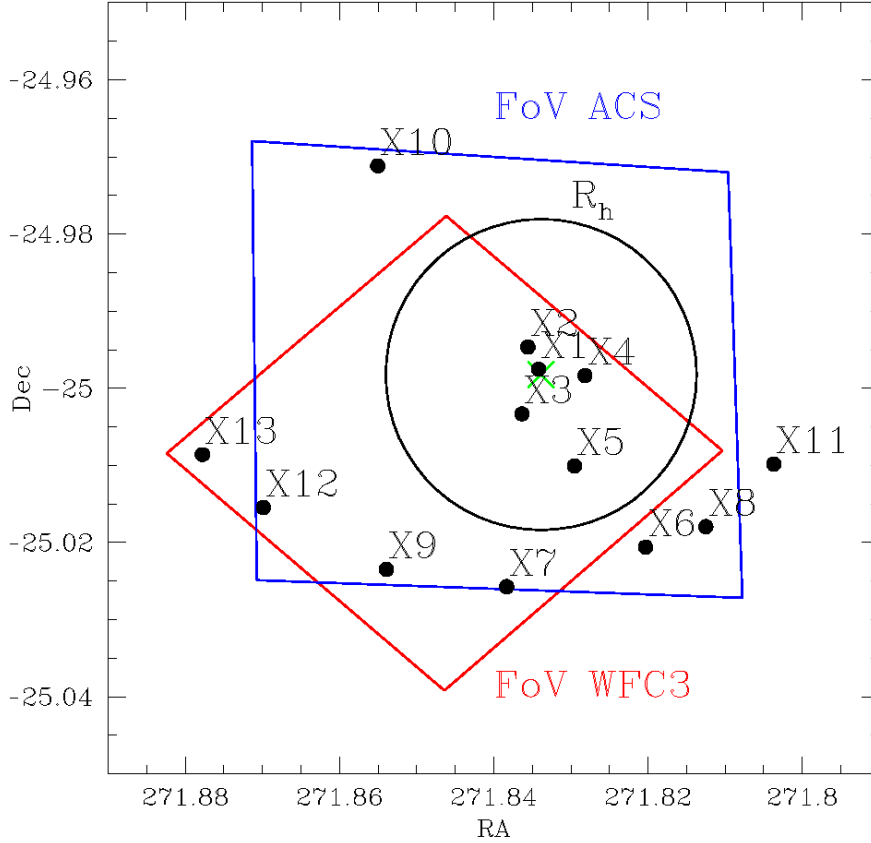


Figura 4.2: Viene mostrata la mappa in Ra e Dec dei campi di vista (FoV) delle camere WFC3 in rosso ed ACS in blu. La croce verde identifica il centro dell’ammasso mentre i punti neri le 13 sorgenti rilevate in banda X entro un raggio di 150 arcsec dal centro dell’ammasso. Il cerchio nero raffigurato rappresenta il raggio effettivo stimato da [Harris \[1996\]](#).

4.2 Analisi delle controparti ottiche

4.2.1 Identificazione delle controparti ottiche

Le controparti ottiche delle 12 sorgenti X selezionate, sono state cercate utilizzando entrambi i dataset (WFC3 e ACS) analizzati in questo lavoro di Tesi. Utilizzando lo stesso metodo di ricerca per le controparti ottiche di NGC6544A e NGC6544B (si veda Cap.3) si sono riuscite ad identificare, entro frazioni di arcosecondo, le controparti di 10 sorgenti X.

Per ognuna delle sorgenti oggetto di studio si è cercata la controparte ottica, in un raggio d’incertezza (valore riportato in Tab.4.1) $r = \sigma_X + \sigma_{opt}$, dove σ_X è il valore medio del raggio di confidenza entro il quale si trova la sorgente rilevata in banda X, mentre $\sigma_{opt} \sim 0.02''$ è l’incertezza ottica astrometrica della nostra analisi. Le stelle contenute all’interno dell’area circolare con tale raggio sono state considerate come possibili candidate sulla base della coincidenza posizionale ed analizzate. Tale ricerca ha permesso di identificare 17 candidate controparti ottiche per 11 sorgenti X, alcune di esse sono state rilevate solo nei filtri della camera WFC3 ed altre solo in ACS, mentre 6 di esse in entrambe le camere. Quindi alcune sorgenti X presentano più di una candidata controparte ottica nel proprio raggio d’incertezza. Per tali controparti ottiche si è analizzata sia la posizione sul diagramma colore-magnitudine che la variabilità, di

conseguenza si è scelta la candidata più promettente.

Si è analizzata la posizione sul diagramma colore-magnitudine e la variabilità, per ognuna delle candidate, in entrambe le camere. Una posizione anomala sul diagramma colore-magnitudine della controparte ottica identificata e variabile in termini di magnitudine suggerisce l'associazione fisica tra la sorgente X e la controparte ottica. In Tab.4.2 vengono mostrate le principali caratteristiche delle controparti ottiche identificate, non sono state rilevate controparti ottiche nelle posizioni di X11 ed X13, mentre vengono mostrate le “finding charts”, ottenute con l'utilizzo di SAOImageDS9, nelle figure 4.3, 4.4 e 4.5. Le controparti ottiche chiamate X6 ed X12 appaiono sature nei filtri F390W ed F606W, mentre sono al di sotto del limite di saturazione nei filtri dell'ACS, pertanto saranno oggetto di studio. Infine vengono mostrate in Tab.4.3 le magnitudini delle controparti delle sorgenti X rilevate nei filtri usati.

Sorgente	RA	Dec	L_X (10^{30} erg/s)	r (arcsec)
X1	271.83417376960165	-24.99753496598118	$2.76_{1.22}^{1.14}$	0.583
X2	271.8355504448814	-24.994658262970525	$3.48_{1.69}^{1.69}$	0.649
X3	271.83632627109137	-25.003333596591443	$26.54_{4.08}^{4.08}$	0.445
X4	271.8281517943411	-24.998351825705765	$40.58_{5.44}^{5.45}$	0.444
X5	271.8295111329321	-25.01006936228007	$44.23_{6.11}^{6.11}$	0.434
X6	271.8202942948201	-25.020613095281245	$1.53_{0.83}^{0.83}$	0.742
X7	271.83830309239124	-25.025719156949894	$5.25_{2.56}^{1.93}$	0.848
X8	271.81248177800603	-25.017942072156913	$2.34_{1.17}^{1.17}$	0.815
X9	271.8539160494129	-25.023474573855985	$3.11_{1.42}^{1.34}$	1.04
X10	271.85503117590883	-24.9711660166607	$1.8_{1.28}^{1.27}$	1.46
X11	271.8036705132198	-25.009826995056944	$0.96_{0.58}^{0.58}$	0.789
X12	271.86985208602187	-25.01545253638853	$6.07_{1.52}^{1.52}$	0.566
X13	271.8777719036103	-25.008593523658472	$16.29_{5.15}^{5.14}$	0.864

Tabella 4.1: Principali caratteristiche delle sorgenti X osservate dal *Chandra X-ray Observatory*. L'incertezza (r) riportata, in realtà, tiene anche conto dell'incertezza ottica delle misure HST(0.02"). La luminosità è stata ricavata dal flusso X rilevato supponendo una distanza dall'ammasso di 2.5 kpc che è stata derivata dal modulo di distanza fornito da Cohen et al. [2014]. Dato che la sorgente X11 non ricade nei campi di vista delle due camere utilizzate, si è deciso non tenerla in considerazione d'ora in poi.

Controparte	$\Delta(X, opt)$ (arcsec)	Rivelazione (Camera)
X1	0.08	WFC3/ACS
X2	0.07	WFC3
X3	0.035	WFC3/ACS
X4	0.085	WFC3/ACS
X5	0.064	WFC3/ACS
X7	0.075	WFC3/ACS
X8	0.087	ACS
X9	0.1	WFC3/ACS
X10	0.7	ACS
X12	0.042	ACS

Tabella 4.2: In tabella viene riportata la distanza in arcosecondi, per ogni controparte ottica, dalla posizione rilevata in banda X. Inoltre viene indicata la camera nel quale è stata rilevata la sorgente.

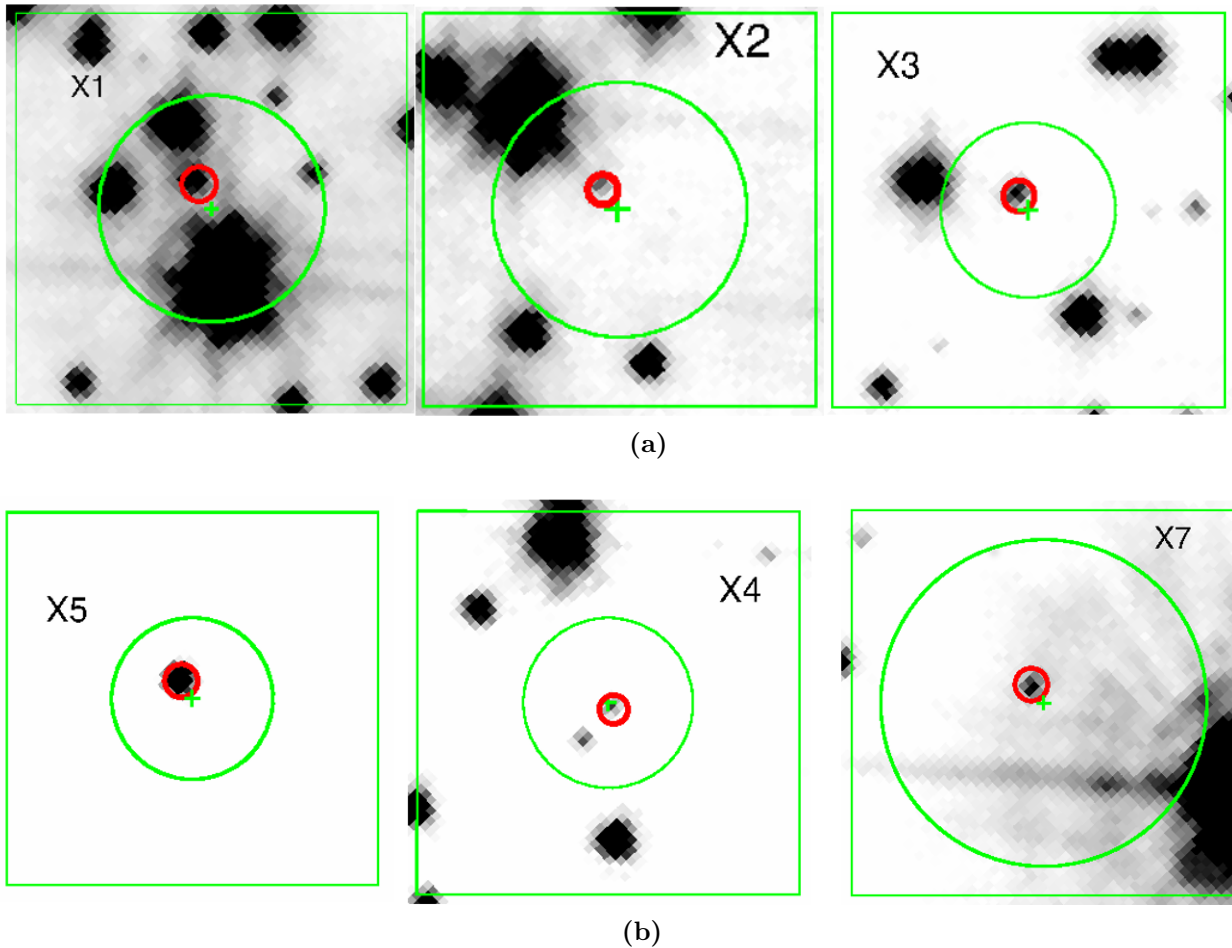


Figura 4.3: Finding charts delle controparti ottiche di X1, X2 ed X3 (a) e di X4, X5 ed X7 (b) ottenute nell'immagine montata del filtro F390W della camera WFC3. Il quadrato verde raffigurato ha dimensioni di $2'' \times 2''$ per tutte e tre le sorgenti. Il cerchio rosso individua la controparte trovata mentre la croce verde rappresenta la posizione X assunta.

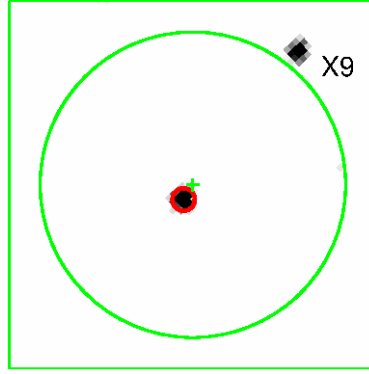


Figura 4.4: Finding chart della controparte ottica di X9 ottenuta nell'immagine montata del filtro F390W della camera WFC3. Il quadrato verde raffigurato ha dimensioni di $2.5'' \times 2.5''$. Il cerchio rosso individua la controparte trovata mentre la croce verde rappresenta la posizione X assunta.

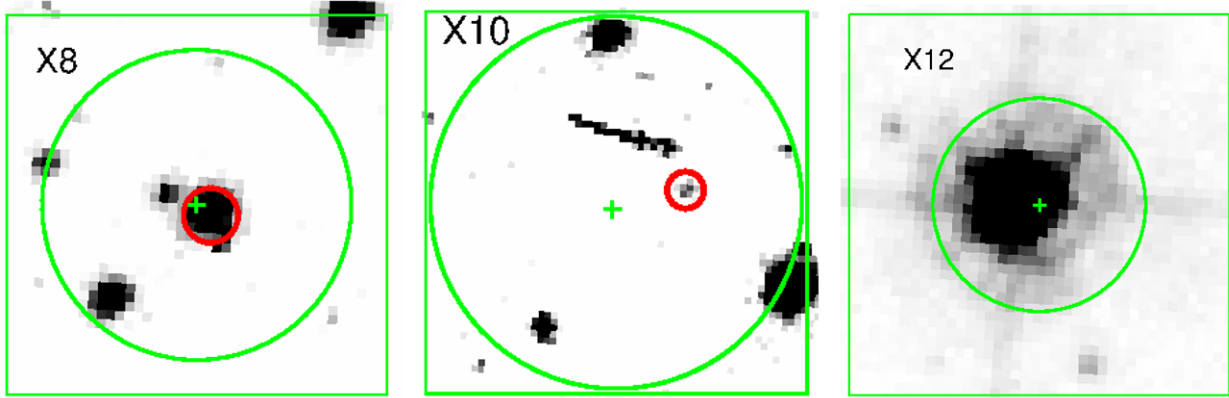


Figura 4.5: Finding charts delle controparti ottiche di X8, X10 ed X12 ottenute nell'immagine montata del filtro F435W della camera ACS. Il quadrato verde raffigurato ha dimensioni di $2'' \times 2''$ per le sorgenti X8 e X9 mentre per la X10 ha dimensioni di $3'' \times 3''$. Il cerchio rosso individua la controparte trovata mentre la croce verde rappresenta la posizione X assunta.

Controparte	F390W	F606W	F435W	F625W	F658N
X1	22.97 ± 0.011	20.46 ± 0.006	22.62 ± 0.026	20.24 ± 0.02	19.83 ± 0.016
X2	25.83 ± 0.05	23.91 ± 0.029	—	—	—
X3	24.47 ± 0.015	22.78 ± 0.011	24.55 ± 0.041	22.48 ± 0.057	21.56 ± 0.047
X4	25.84 ± 0.033	24.49 ± 0.027	26.14 ± 0.109	24.01 ± 0.143	23.05 ± 0.089
X5	23.52 ± 0.009	21.4 ± 0.007	23.32 ± 0.03	20.89 ± 0.022	20.03 ± 0.017
X7	24.13 ± 0.012	19.41 ± 0.004	22.46 ± 0.014	18.53 ± 0.01	18.1 ± 0.006
X8	—	—	21.62 ± 0.016	17.62 ± 0.007	17.18 ± 0.006
X9	24.15 ± 0.015	20.96 ± 0.006	23.45 ± 0.032	20.52 ± 0.013	19.68 ± 0.013
X10	—	—	25.79 ± 0.093	22.07 ± 0.11	21.54 ± 0.078
X12	—	—	16.44 ± 0.006	15.1 ± 0.01	14.82 ± 0.004

Tabella 4.3: Magnitudini misurate per ogni controparte ottica delle sorgenti X per ogni filtro usato con relativo errore.

Tali controparti possono essere effettivamente le compagne binarie appartenenti all'ammasso, binarie esotiche di campo oppure coincidenze posizionali, ovvero stelle non fisicamente associate alla sorgente che si posizionano nell'immagine scientifica esattamente lungo la linea di vista di una delle sorgenti X.

Si noti come non è presente nè nelle finding charts nè nella Tab.4.2 la controparte ottica della sorgente X6. Difatti tale controparte, seppur essendo angularmente vicina alla posizione X risulta satura anche nelle immagini scientifiche ottenute con i filtri F435W ed F625W pertanto qualsiasi informazione ottenuta utilizzando questo dataset non è affidabile. Tuttavia questo non esclude che la controparte ottica non possa essere proprio la stella in questione. Entro il raggio di ricerca sono presenti in realtà 3 stelle, di cui 2 sature (Fig.4.6). Non è quindi possibile determinare quale sia la reale controparte ottica della sorgente e nel corso della trattazione verrà ignorata la controparte di X6.

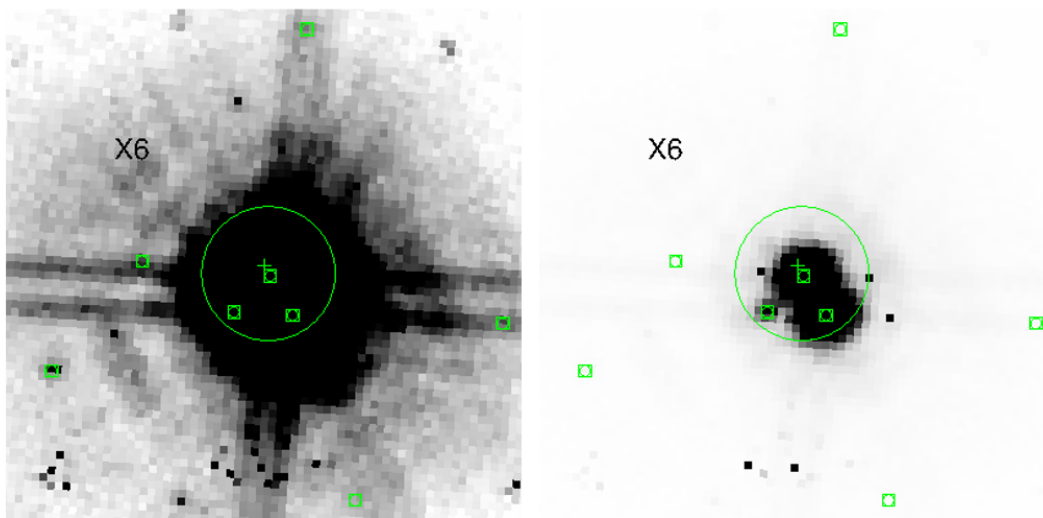


Figura 4.6: Finding chart della controparte ottica di X6 nell'immagine montata del filtro F435W della camera ACS. Entrambe le immagini mostrano la stessa zona spaziale ma differiscono per contrasto, inoltre vengono mostrate nei cerchi verdi le sorgenti presenti nel catalogo finale. Entrambe le immagini hanno una dimensione di $2'' \times 2''$.

Tutte le sorgenti trovate, mostrate nelle precedenti immagini, sono spazialmente vicine alla posizione X assunta ed ampiamente entro l'incertezza della misura stessa. I diagrammi colore-magnitudine costruiti per entrambe le camere evidenziandone le candidate controparti ottiche sono mostrati nelle Fig.4.7, Fig.4.8 e Fig.4.9.

Dal diagramma ottenuto con la WFC3 si nota subito la presenza di alcune controparti che non fanno parte della MS dell'ammasso, in particolare le controparti di X2, X3, X4 ed X5 si posizionano ad indici di colore più bassi rispetto alla MS, mentre le controparti di X7 e di X9 potrebbero essere sorgenti di campo, tuttavia quest'ipotesi può essere confermata con l'analisi dei moti propri del campione di stelle considerato. La controparte ottica della sorgente X1 sembra essere a cavallo fra la MS e la sequenza dei sistemi binari. Per quanto riguarda il diagramma ottenuto con l'ACS per il filtri F435W ed F625W si nota come le controparti che sono al di fuori della MS sono nuovamente quelle di X3, X4 ed X5, in particolare quest'ultima sembra essere in una posizione più vicina alla MS rispetto a come appaia nel diagramma colore-magnitudine della WFC3 questo è probabilmente causato dalla sua variabilità. La controparte di X1, così

come nel caso della WFC3, sembra posizionarsi sulla MS dell'ammasso ed anche le compagne di X7 e di X9 sembrano confermare la loro natura di sorgenti di campo, a cui si aggiungono quella di X9 e quella di X10 entrambe ad indici di colore più rossi rispetto alla MS. La nota interessante è la posizione sul diagramma della controparte di X12 che è una delle stelle più brillanti del campo di vista nel filtro F435W, la sua posizione può far pensare ad una Blue Straggler.

Il diagramma colore-magnitudine mostrato in Fig.4.9 è stato costruito utilizzando i filtri F625W ed F658N della camera ACS. Le controparti di X3, X4, X5 ed X9 si posizionano su tale diagramma ad indice di colore maggiore rispetto alla MS dell'ammasso. In questo modo si evidenzia come tali sorgenti mostrino un eccesso $H\alpha$.

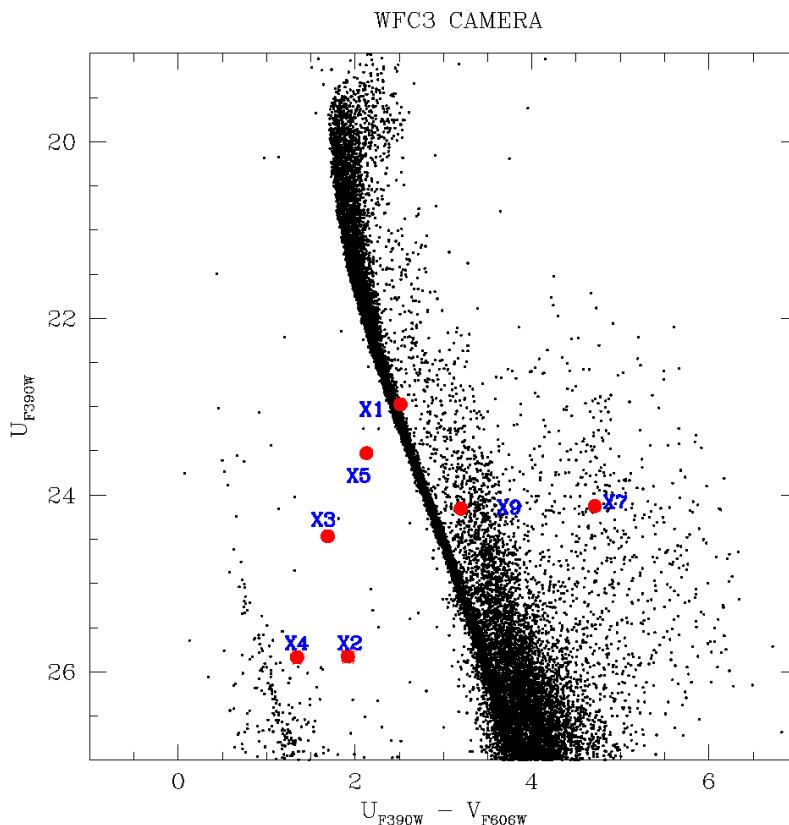


Figura 4.7: Diagramma colore-magnitudine ottenuto con i dati della camera WFC3 utilizzando i filtri F390W e F606W. Le controparti rilevate in questa camera sono 7 e vengono riportate, con i relativi errori in magnitudine ed indice di colore, con un pallino rosso sul diagramma e ne viene specificato il nome in blu.

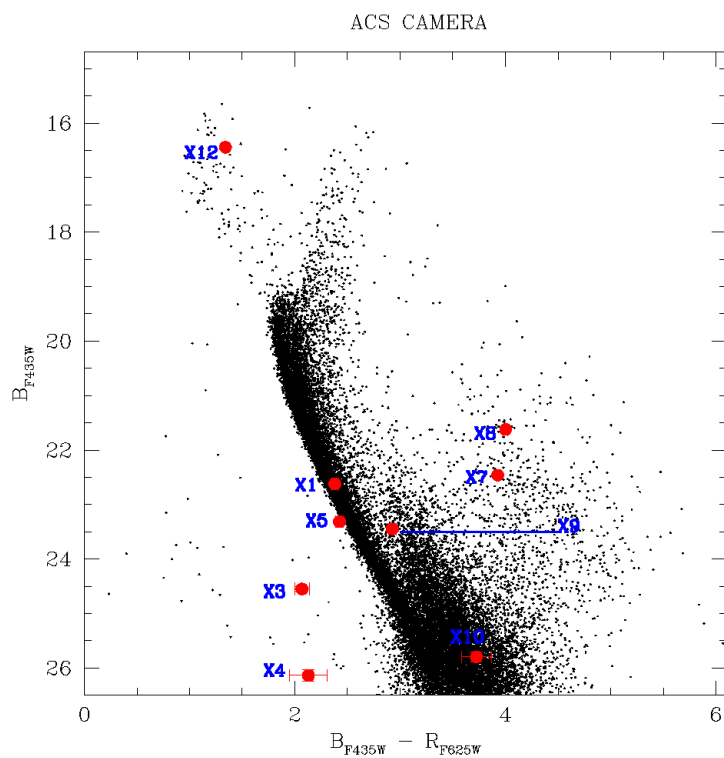


Figura 4.8: Diagramma colore-magnitudine ottenuto con i dati della camera ACS utilizzando i filtri F435W e F625W. Le controparti rilevate in questa camera sono 9 e vengono riportate, con i relativi errori in magnitudine ed indice di colore, con un pallino rosso sul diagramma e ne viene specificato il nome in blu.

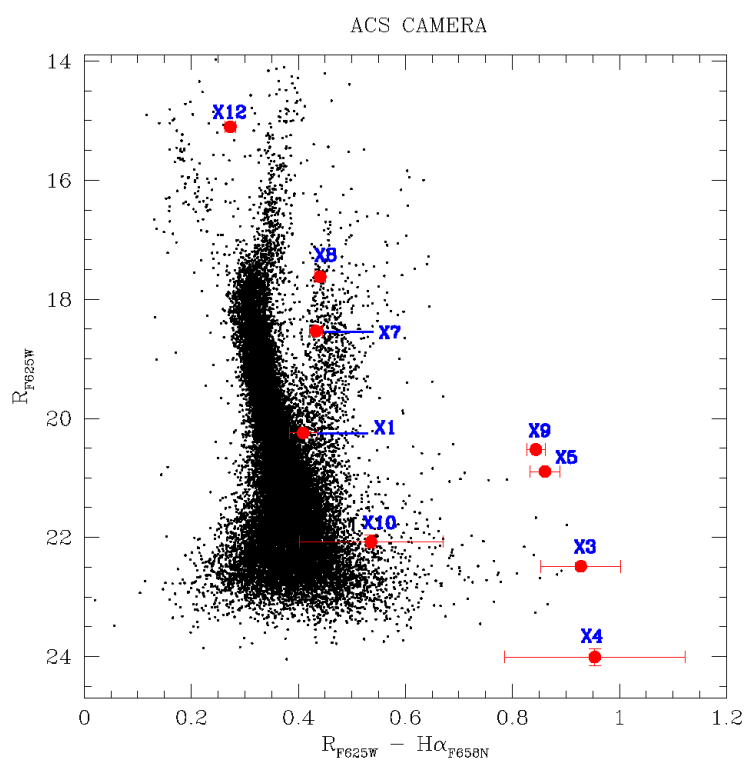


Figura 4.9: Diagramma colore-magnitudine ottenuto con i dati della camera ACS utilizzando i filtri F625W e F658N. Le controparti rilevate in questa camera sono 9 e vengono riportate, con i relativi errori in magnitudine ed indice di colore, con un pallino rosso sul diagramma e ne viene specificato il nome in blu.

4.2.2 Variabilità delle controparti ottiche

Il passo successivo è l'analisi dell'indice di variabilità delle controparti (così come fatto nel Cap.3.3), la variazione di luminosità nel tempo, nel caso di un sistema binario, indica la possibilità che questo sia del tipo CV, LMXB o AB. L'indice di variabilità in funzione della magnitudine nei filtri della camera WFC3 è riportato in Fig.4.10 ed in funzione della magnitudine nei filtri della camera ACS è riportato in Fig.4.11. Si noti come le controparti che si discostano rispetto alle altre stelle dell'ammasso alla stessa magnitudine, nel filtro F390W e nel filtro F606W sono X2, X3 ed X5, queste sono considerate come controparti variabili. Mentre le controparti che mostrano indizi di possibile variabilità nei filtri della camera ACS, ed in particolare nel filtro F658N poiché avete più esposizioni rispetto agli altri due filtri dell'ACS, sono quelle di X3, X4 ed X5.

Data la luminosità della controparte di X12, si è analizzato il suo moto proprio e quello delle stelle circostanti facendo uso del catalogo Gaia utilizzato anche in sezione 2.4. In figura 4.12 vengono riportati i moti assoluti lungo l'ascensione retta e lungo la declinazione ed in rosso la posizione della X12. L'analisi di questo tipo mostra una buona affidabilità solo nel caso in cui l'oggetto stellare che si sta cercando sia relativamente brillante, condizione verificata per il caso della controparte di X12. Come si può notare, la popolazione dell'ammasso si muove con moto $\mu_{RA} \sim -3$ e $\mu_{Dec} \sim -18$. Mentre la controparte di X12 si muove con valori significativamente diversi ed in una regione occupata da stelle appartenenti al disco Galattico. Pertanto la X12 è probabilmente la controparte ottica di una sorgente X non appartenente all'ammasso, ma posizionata nel campo tra noi e l'ammasso. Pertanto d'ora in poi si escluderà la controparte di X12 dalle successive trattazioni.

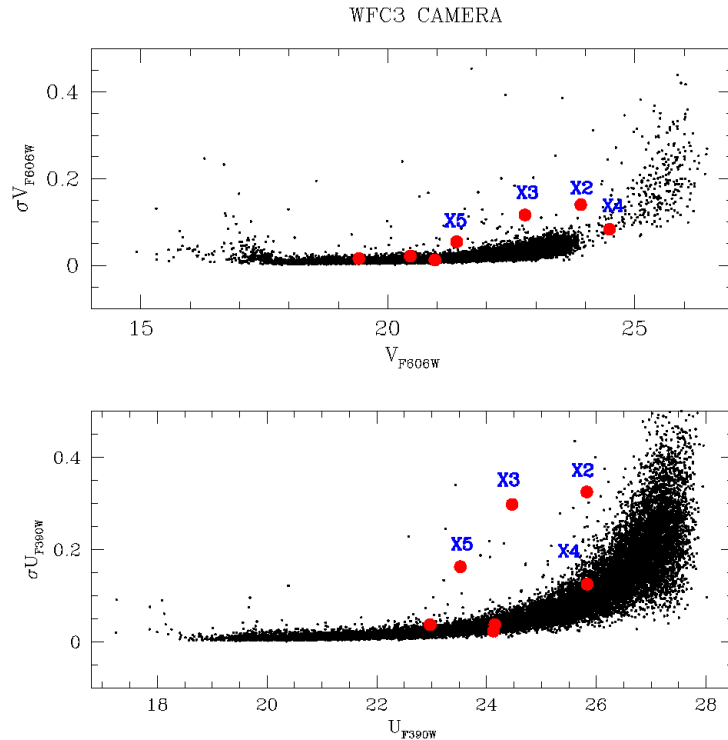


Figura 4.10: Indice di variabilità ottenuto con i dati della camera WFC3 per i filtri F390W e F606W. La deviazione standard delle controparti rilevate viene riportata con un pallino rosso per ogni sorgente e ne viene specificato il nome in blu.

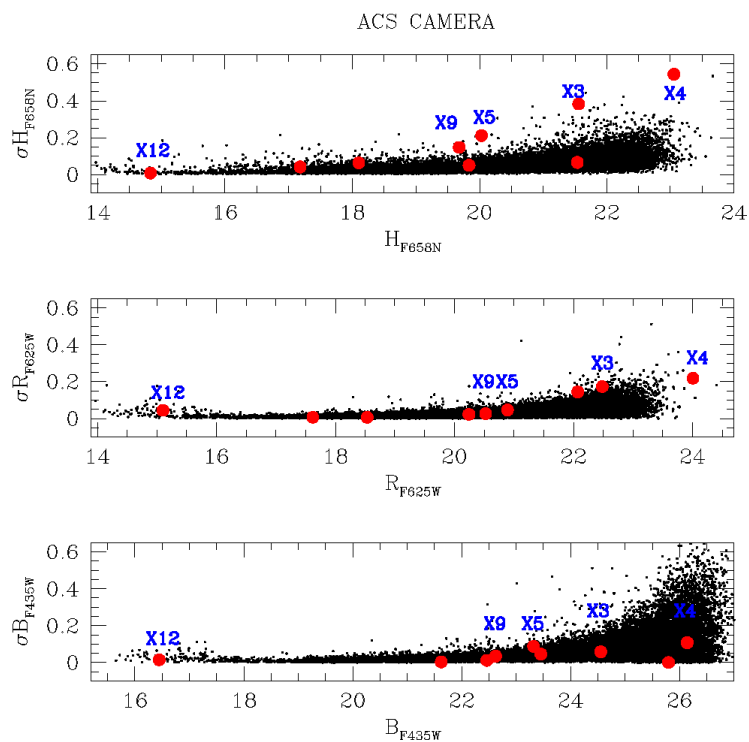


Figura 4.11: Indice di variabilità ottenuto con i dati della camera ACS per i filtri F435W, F625W e F658N. La deviazione standard delle controparti rilevate viene riportata con un pallino rosso per ogni sorgente e ne viene specificato il nome in blu.

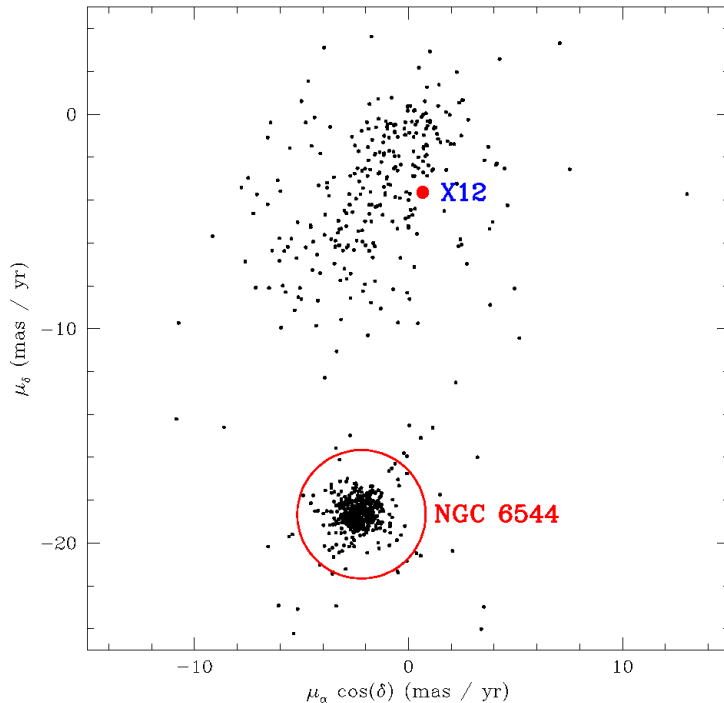


Figura 4.12: La figura indica la variazione di Ra e Dec rispetto ad un sistema di riferimento assoluto.

Per approfondire i risultati preliminari dati dall'indice di variabilità si è analizzata la curva di luce di alcune delle candidate. Un'analisi sulla variabilità della curva di luce può anche portare alla stima di alcuni parametri del sistema come il periodo orbitale. Per fare ciò bisogna

associare ad ogni immagine la corrispondente fase del sistema orbitale che, nell'assunzione di orbite circolari, assume la seguente forma:

$$\phi = \left(\frac{t - t_0}{P_{orb}}\right) - INT\left(\frac{t - t_0}{P_{orb}}\right) \quad (4.1)$$

dove ϕ è la fase orbitale che assume valori compresi fra 0 ed 1, t è il momento in cui è stata effettuata la misura, t_0 è un tempo di riferimento (si è scelto di porlo a 0) e P_{orb} il periodo orbitale. Il secondo membro dell'equazione rappresenta la parte intera (INT) dell'espressione del primo membro.

L'ampiezza misurata della curva di luce dipende dall'angolo d'inclinazione del sistema binario, quindi più generalmente dalla geometria del sistema, da fenomeni di accrescimento e da un eventuale irraggiamento dell'oggetto compatto sulla compagna; fenomeni di irraggiamento mostrano una diversa ampiezza della curva in funzione del filtro usato per la rilevazione. Un altro aspetto che può causare variabilità è dato dalla distorsione mareale che può causare un oggetto compatto su una compagna, difatti la deformazione dell'involuppo della compagna fa sì che la sua gravità superficiale cali e per sorgenti con atmosfera convettiva il flusso osservato è proporzionale alla gravità superficiale ($F \propto g$), quindi dato che $F \propto T^4$ si ottiene che $F \propto g^{1/4}$. Le zone disturbate dall'attrazione mareale sono più fredde e quindi meno brillanti, questo provoca dei cambiamenti nella curva di luce.

Si è costruita la curva di luce, andando quindi a studiare come i valori di magnitudine cambiassero nel corso del tempo. Le candidate per cui si è svolta l'analisi della variabilità della curva di luce sono la controparte di X3, X4 ed X5 utilizzando i dati ottenuti dalla WFC3 in quanto si hanno più esposizioni per ogni filtro. Vengono mostrate in Fig.4.13, Fig.4.14 e Fig.4.15 le curve di luce ottenute. Per ognuna di esse viene mostrata la magnitudine rilevata in ogni immagine, il periodogramma e la curva di luce finale in funzione della fase del sistema. L'analisi della variabilità della controparte della sorgente X2 non viene riportata in quanto non è emerso né un significativo periodo di best-fit né una curva di luce che descrivesse in maniera soddisfacente i punti.

Per l'analisi della variabilità è stato usato il pacchetto Python `gatspy`². Il periodogramma mostra quali sono i periodi più probabili in funzione della potenza del segnale, il periodo più probabile è detto "periodo di best-fit"; si nota che in particolare, dato che il campionamento temporale non è fitto, non si ha sensibilità a periodi orbitali circa minori di 0.3 giorni e circa maggiori a 8 giorni. L'analisi complessiva del periodogramma è stata svolta in questo range di periodi orbitali, in quanto limitati dal dataset a disposizione. Per periodi orbitali inferiori a circa 0.3 giorni viene letto solo rumore, il dataset a disposizione non è adatto a rilevare il periodo di stelle binarie così strette. Il limite superiore di 8 giorni è invece dato dal fatto che il dataset copra un delta temporale di 8 giorni. Questo, in realtà, non rappresenta un problema a periodi orbitali superiori al giorno, difatti negli ammassi globulari la probabilità di trovare sistemi binari aventi periodo orbitale largo è bassa, specialmente nel caso di ammassi globulari con alta densità stellare. Dato il periodo di best-fit si è costruita una curva di luce sinusoidale che riproducesse l'andamento dei punti, mettendo in fase le singole osservazioni.

²Dal sito: <https://www.astroml.org/gatspy/>

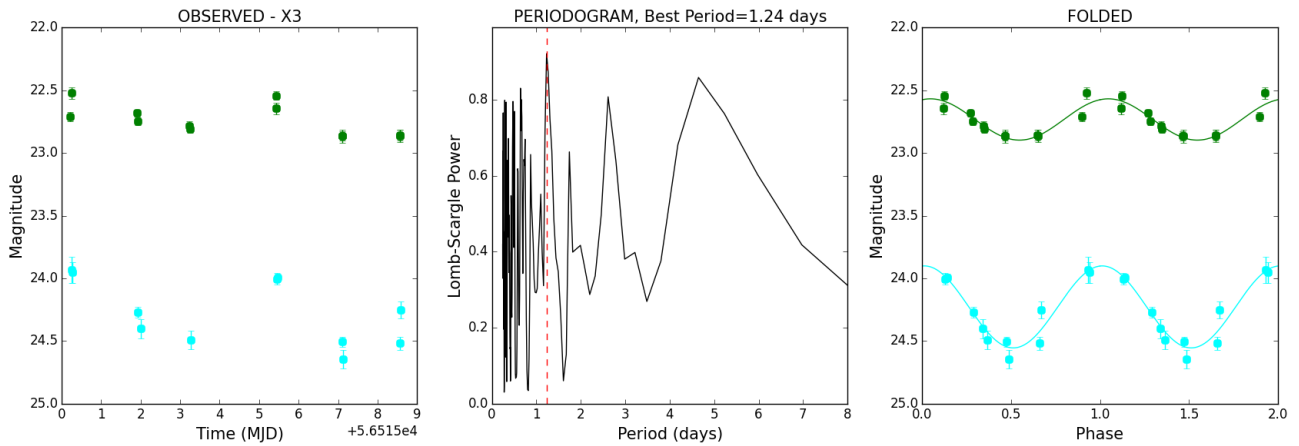


Figura 4.13: Curva di luce ottenuta per la controparte ottica di X3. Nel primo pannello viene raffigurata la magnitudine rilevata in ogni immagine in funzione del tempo; nel secondo pannello viene raffigurato il periodogramma con il periodo di best-fit (il più probabile); nel terzo pannello viene raffigurata la curva di luce in funzione della fase del sistema. I punti in verde, con i relativi errori, rappresentano i dati ottenuti nel filtro F606W mentre quelli in ciano rappresentano i dati ottenuti nel filtro F390W. Inoltre i punti sono riportati due volte per chiarezza di visualizzazione, riproducendo due volte la fase.

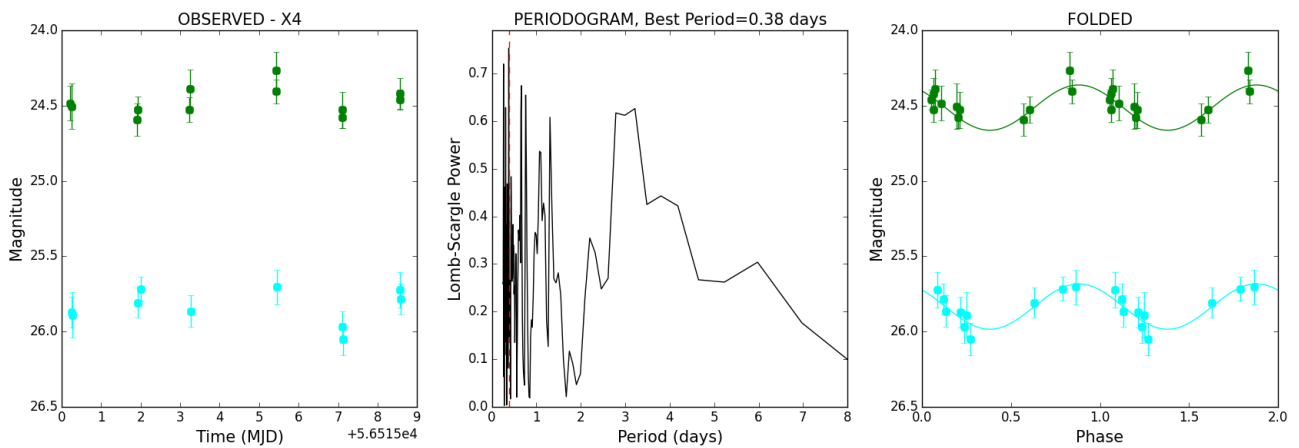


Figura 4.14: Curva di luce ottenuta per la controparte ottica di X4. Nel primo pannello viene raffigurata la magnitudine rilevata in ogni immagine in funzione del tempo; nel secondo pannello viene raffigurato il periodogramma con il periodo di best-fit (il più probabile); nel terzo pannello viene raffigurata la curva di luce in funzione della fase del sistema. I punti in verde, con i relativi errori, rappresentano i dati ottenuti nel filtro F606W mentre quelli in ciano rappresentano i dati ottenuti nel filtro F390W. Inoltre i punti sono riportati due volte per chiarezza di visualizzazione, riproducendo due volte la fase.

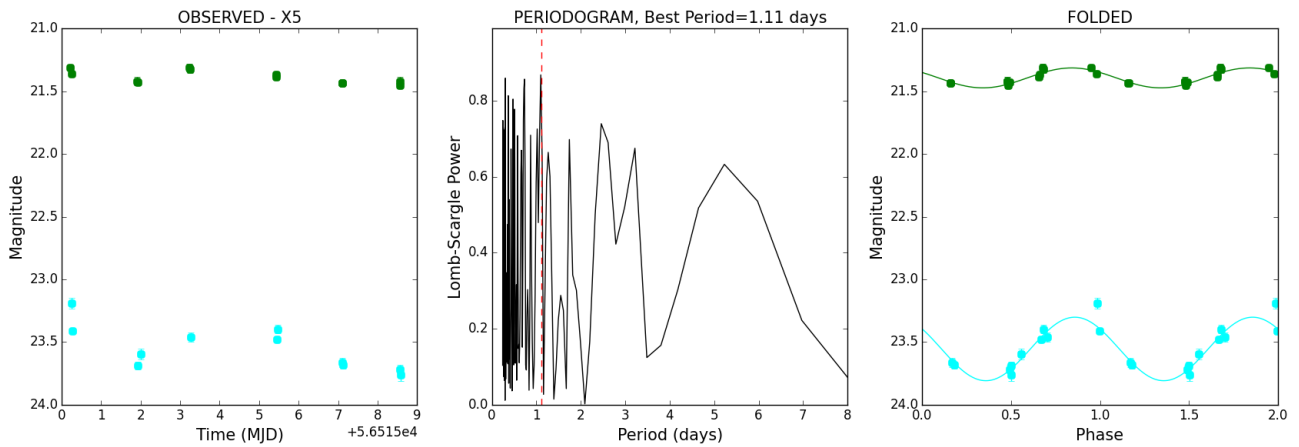


Figura 4.15: Curva di luce ottenuta per la controparte ottica di X5. Nel primo pannello viene raffigurata la magnitudine rilevata in ogni immagine in funzione del tempo; nel secondo pannello viene raffigurato il periodogramma con il periodo di best-fit (il più probabile); nel terzo pannello viene raffigurata la curva di luce in funzione della fase del sistema. I punti in verde, con i relativi errori, rappresentano i dati ottenuti nel filtro F606W mentre quelli in ciano rappresentano i dati ottenuti nel filtro F390W. Inoltre i punti sono riportati due volte per chiarezza di visualizzazione, riproducendo due volte la fase.

4.2.3 Diagramma colore-colore

Successivamente si è costruito un diagramma colore-colore sfruttando tutti i filtri dell'ACS. Questo viene utilizzato come diagnostico per determinare l'eccesso $H\alpha$ delle candidate identificate [De Marchi et al., 2010], [Pallanca et al., 2017], [Cadelano et al., 2017]. Tale diagramma permette di capire quali sorgenti dell'ammasso si discostino dalla sequenza in indice di colore, focalizzando l'attenzione sull'eccesso di flusso nel filtro F658N e quindi sulla possibilità che alcune delle controparti identificate mostrino accrescimento di massa. Il diagramma colore-colore costruito (Fig.4.16) mostra come le controparti di X3, X4, X5, X9 ed X10 abbiano chiara evidenza di eccesso $H\alpha$ e la controparte di X1 mostri un debole eccesso $H\alpha$. Per verificare quanto le candidate si discostino nel diagramma dal resto della popolazione si è costruita la mean ridge line (MRL), in figura rappresentata dalla linea rossa tratteggiata, ovvero il valore medio del colore delle stelle appartenenti al catalogo ad un dato indice di colore. Inoltre le magnitudini riportate sono dearrosate, ovvero si è sottratto ad ogni magnitudine calcolata in un dato filtro il valore del proprio parametro d'estinzione.

Inoltre dato che il filtro F658N è un filtro stretto e centrato sull'emissione della riga dell'idrogeno ionizzato si può andare a calcolare l'equivalent width (EW) della riga per ogni sorgente, seguendo le indicazioni di [De Marchi et al., 2010], come:

$$EW = RW[1 - 10^{(-0.4\Delta H\alpha)}] \quad (4.2)$$

dove RW è la rectangular width che rappresenta la larghezza in termini di \AA del filtro ed per tale filtro vale 74.96 e $\Delta H\alpha$ è la differenza fra il colore osservato avente $H\alpha$ e quello che dovrebbe avere, a parità di indice di colore, una stella senza $H\alpha$ [De Marchi et al., 2010]. I risultati vengono mostrati in Fig.4.17 e si nota come le sorgenti che avevano emissione $H\alpha$ più forte hanno valore di $EW \geq 25 \text{\AA}$.

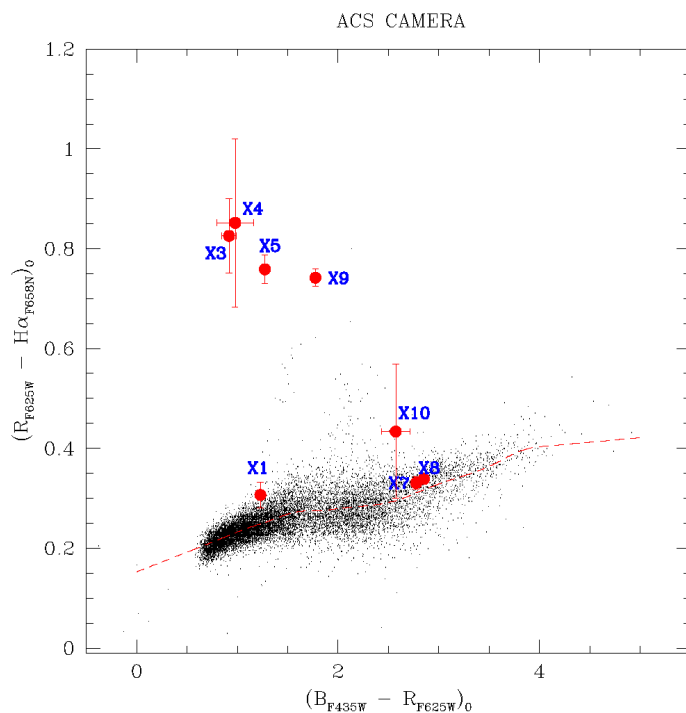


Figura 4.16: Diagramma colore-colore ottenuto con i dati della camera ACS per i filtri F435W, F625W e F658N, le magnitudini usate sono dearrosate sottraendo alle stesse il valore del proprio parametro d'estinzione. Le controparti rilevate, ed i loro errori in indice di colore, vengono riportate con un pallino rosso e ne viene specificato il nome in blu. La linea tratteggiata rossa è mean ridge line del diagramma, ottenuta calcolando il valore medio dell'indice di colore ad un dato colore a step di 0.25.

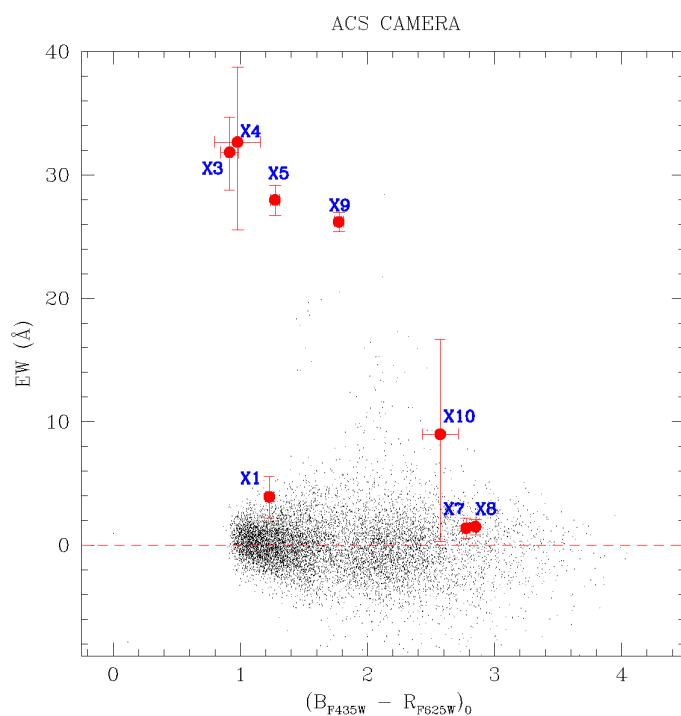


Figura 4.17: Viene mostrato il valore di EW, misura dell'emissione $H\alpha$, in funzione dell'indice di colore ottenuto con i dati della camera ACS per i filtri F435W e F625W, le magnitudini usate sono dearrosate. Le controparti rilevate, ed i loro errori in indice di colore, vengono riportate con un pallino rosso e ne viene specificato il nome in blu. La linea tratteggiata rossa rappresenta il valore nullo di EW.

Infine l'ultima analisi che si è svolta è stata quella di capire quale fosse il rapporto fra la luminosità X delle singole sorgenti X osservate e l'EW delle controparti ottiche. I valori della luminosità sono riportati precedentemente in Tab.4.1. La luminosità in realtà non è quella intrinseca della sorgente ma quella rilevata dalle osservazioni X, per cui c'è un contributo aggiuntivo della galassia, in termini di assorbimento, che non è stato sottratto, ergo le luminosità riportate saranno sottostimate.

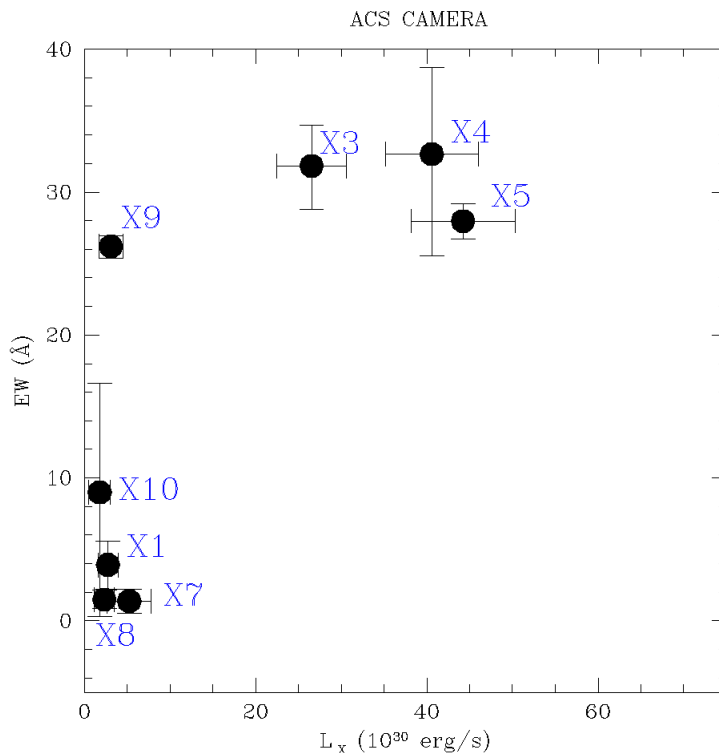


Figura 4.18: Valori di luminosità X, con i relativi errori, delle sorgenti rilevate con il *Chandra X-ray Observatory* rapportate con l'EW, con i relativi errori, calcolato per le controparti ottiche.

Si nota come, nella precedente immagine, le sorgenti X3, X4 ed X5 mostrano le luminosità X più alte del campione ed inoltre anche le loro controparti ottiche rivelano un'EW maggiore di 25 \AA , testimoniando quindi un accrescimento di massa in corso. La controparte di X9 mostra a sua volta valori simili per quanto riguarda l'EW e valori di un ordine di grandezza inferiore per la luminosità X del sistema. Questo, tuttavia, può non essere significativo poiché la X9 potrebbe essere una sorgente di campo, quindi sia il valore di EW che quello della luminosità X sarebbero non associabili ad un confronto con l'ammasso. Infine le sorgenti restanti si posizionano relativamente a basse EW e L_X .

4.3 Risultati

In merito ai dati raccolti riportiamo ora le caratteristiche principali di tutte le candidate trattate in questo lavoro. Le seguenti ipotesi sono vincolate dall'assenza, se non per la controparte di X12, di informazioni riguardo il moto proprio delle stelle, pertanto non si può sapere se la controparte e la sorgente X appartengano o meno all'ammasso.

- **Controparte di X1**

In entrambe le camere usate non gode di particolare variabilità, la controparte si posiziona sul diagramma colore-magnitudine sulla MS dell'ammasso, ma nel caso di quello costruito con la WFC3 si posiziona su quella che potrebbe essere la sequenza dei sistemi binari dell'ammasso. Data la sua bassa luminosità X e la presenza di un possibile piccolo eccesso $H\alpha$, si classifica questa controparte come possibile AB.

- **Controparte di X2**

Presente unicamente nel dataset della WFC3 gode di un indice di colore più blu della MS e variabilità soprattutto nel filtro più blu. Possiede una luminosità X relativamente bassa ($\sim 3.48 \times 10^{30} \text{ erg/s}$). Il campionamento, relativo al dataset usato, non permette uno studio sulla variabilità ottica della candidata. La sua possibile classificazione è quella di una CV o una qLMXB.

- **Controparte di X3**

In entrambe le camere usate questa controparte è rilevata e gode di una posizione ad indice di colore minore rispetto alla MS dell'ammasso sul diagramma colore-magnitudine e di una variabilità non trascurabile soprattutto nel filtro F390W della WFC3. Sul diagramma colore-colore appare molto distaccata dalla MRL delle altre stelle del catalogo mostrando quindi forte eccesso $H\alpha$ ed avendo $EW \sim 32 \text{ \AA}$. La sua luminosità X è fra le più alte rilevate ($\sim 2.6 \times 10^{31} \text{ erg/s}$). Dallo studio della curva di luce si ottiene un periodo orbitale di best-fit pari a 1.24 giorni; inoltre si nota come la differenza di ampiezza del segnale cambi a seconda del filtro usato. Difatti il minimo ed il massimo delle due curve si discostano dalla media del segnale maggiormente per il filtro più blu, ergo la controparte di X3 mostra dei segni che fanno pensare ad un oggetto stellare che è soggetto ad irraggiamento. Il periodo orbitale suggerisce che non si dovrebbe trattare di una CV, poichè solitamente hanno periodi inferiori al giorno. Le due ipotesi più probabili è che sia un qLMXB oppure una RB dato il trasferimento di massa ancora attivo testimoniato dall'eccesso $H\alpha$.

- **Controparte di X4**

Tale controparte è presente in entrambe le camere ed assume una posizione ad indice di colore minore rispetto alla MS dell'ammasso e magnitudini elevate sul diagramma colore-magnitudine. Nel dataset ottenuto con la WFC3 è posizionata ad indice di colore più blu della MS, in prossimità della sequenza delle WD e nel dataset ottenuto con l'ACS presenta la più forte emissione $H\alpha$ rilevata fra tutte le controparti. Inoltre è la seconda sorgente X più brillante dell'ammasso con luminosità X di $\sim 4 \times 10^{31} \text{ erg/s}$ ma anche la meno brillante fra le candidate trovate in entrambi i dataset. L'elevata emissione $H\alpha$ conferma un accrescimento di massa in corso, tuttavia il periodo orbitale suggerito dalla nostra analisi è compatibile sia con una NS binaria che con una CV. Dal momento che nel filtro più blu aumenta la sua luminosità e si sposta verso la sequenza delle WD è possibile che sia una CV.

- **Controparte di X5**

Presente in entrambe le camere gode di un indice di colore più blu rispetto alla MS nella WFC3, nell'ACS si posiziona ad un piccolo indice di colore più blu rispetto alla MS. La controparte di X5 cambia posizione sul diagramma colore-magnitudine fra le due epoche di osservazione. In particolare anche questa stella presenta un forte eccesso $H\alpha$ e l'emissione associata al sistema binario in banda X è la più alta fra le sorgenti investigate ($\sim 4.4 \times 10^{31} \text{ erg/s}$). Come nel caso della controparte di X3 presenta variabilità nel filtro F390W, eccesso di flusso nel filtro F658N e un'evidente differenza di ampiezza osservata fra le curve di luce dei due filtri della WFC3. Il periodo orbitale di best-fit è pari a 1.11 giorni, tuttavia nel periodogramma sono evidenti altri due periodi orbitali probabili; utilizzando il periodo di best-fit i punti vengono ben fittati dalla curva di luce, ergo non si può essere certi del periodo e viceversa. Quindi in realtà non si può escludere che si tratti di una CV. Altra ipotesi probabile è quella di una qLMXB.

- **Controparte di X7**

Tale controparte si posiziona ad indici più rossi rispetto alla MS, non né presenta variabilità in alcun filtro usato né eccesso di $H\alpha$. La posizione sul diagramma colore-magnitudine fa pensare ad una sorgente di campo, così come la sua distanza dal centro dell'ammasso. In tal caso il valore di luminosità emessa in banda X, pertanto, si deve considerare errato poiché, se la sorgente non fa parte dell'ammasso, la distanza sarà diversa da quella utilizzata. L'ipotesi più probabile è che sia una sorgente X di campo data anche la sua posizione decentrata rispetto al centro dell'ammasso.

- **Controparte di X8**

Caso simile alla controparte di X7.

- **Controparte di X9**

Rilevata in entrambe le camere usate non presenta particolare variabilità ottica ma si posiziona in una regione del diagramma colore-magnitudine ad indice di colore leggermente più rosso della MS. L'eccesso $H\alpha$ riscontrato è significativo rispetto alla MRL delle altre stelle del catalogo ($EW \sim 28 \text{ \AA}$). Possiede una luminosità X relativamente bassa ($\sim 3.11 \times 10^{30} \text{ erg/s}$). Ammesso che sia una sorgente dell'ammasso l'ipotesi più probabile in questo caso è che sia una CV od una qLMXB che non mostra variabilità a causa di un angolo di inclinazione svantaggioso o di un campionamento temporale del periodo non ideale.

- **Controparte di X10**

Rilevata sono nei filtri della camera ACS non presenta particolare variabilità ottica ma si posiziona ad indici di colore più rossi rispetto alla MS. La magnitudine della controparte rilevata è alta, circa 26 nel filtro F435W, presentando però un eccesso $H\alpha$ che la discosta dalla MRL delle altre stelle del catalogo ($EW \sim 9 \text{ \AA}$). La sua posizione si discosta di $0.7''$ dalla posizione rilevata X ma entro il raggio d'incertezza ed è significativamente distante dal centro dell'ammasso. Tuttavia sia per il calcolo della magnitudine che dell'emissione $H\alpha$ gli errori fotometrici sono importanti, pertanto non è da escludere che possa anche essere una coincidenza posizionale. Nel caso sia effettivamente la controparte ottica della sorgente X potrebbe essere una CV od una qLMXB a patto che faccia parte dell'ammasso. L'ipotesi che sia una AB, data la posizione sul diagramma colore-magnitudine, non può essere scartata.

- **Controparte di X12**

Controparte ottica rilevata sono nei filtri della camera ACS, non presenta né variabilità né eccesso $H\alpha$. Come già discusso in precedenza la sorgente non fa parte dell'ammasso per cui anche il valore di luminosità emessa in banda X non è veritiero. Si può classificare come una sorgente X di campo.

In linea generale la popolazione esotica di NGC 6544 presenta numerose sorgenti d'interesse, tuttavia il campo di vista dell'ammasso è fortemente influenzato da sorgenti di background. La popolazione esotica dell'ammasso (tabella riassuntiva in Tab.4.4) è prevalentemente dominata da CV o da qLMXB, a differenza di ciò che si trova in altri ammassi del disco, come ad esempio M71, dove la popolazione è dominata da AB.

Al fine di classificare in maniera precisa le candidate trovate in questo lavoro di tesi si potrebbe, in futuro, studiare dettagliatamente il moto proprio delle stelle dell'ammasso e correggere per reddening differenziale i diagrammi colore-magnitudine, in particolare saranno quindi necessarie nuove osservazioni dell'ammasso in maniera tale da stimare il moto proprio delle stelle più deboli. Inoltre sarebbe interessante studiare le curve di luce delle controparti di X2, X3, X4 ed X5 avendo a disposizione un campionamento temporale ad hoc. Infine un'analisi spettroscopica ottica delle candidate più brillanti e delle candidate con eccesso $H\alpha$ maggiore unita con un'analisi spettroscopica X delle sorgenti sarebbe utile per ottenere informazioni aggiuntive sulla classificazione della popolazione esotica.

Controparte	Classificazione
X1	AB
X2	CV? qLMXB?
X3	RB qLMXB?
X4	CV, NS+comp?
X5	CV? qLMXB?
X7	Sorgente X di campo?
X8	Sorgente X di campo?
X9	CV? qLMXB?
X10	CV? qLMXB? AB?
X12	Sorgente X di campo

Tabella 4.4: In tabella viene riportata la sintesi della possibile classificazione dei sistemi binari X analizzati.

Conclusioni

Lo scopo di questo lavoro di tesi è stato quello di analizzare la popolazione esotica dell'ammasso NGC 6544. Si è effettuata la ricerca delle controparti ottiche di due MSP appartenenti ad NGC 6544 e di 12 sorgenti rilevate in banda X che sono localizzate all'interno nel campo di vista del suddetto ammasso. Per le MSP rilevate in banda radio non è stata identificata alcuna controparte ottica mentre per le sorgenti X ne sono state identificate 10.

L'analisi è stata svolta utilizzando dati HST ottenuti con le camere WFC3 ed ACS in diversi filtri. La mancata identificazione di una controparte ottica nei pressi della posizione delle due MSP ha portato a formulare delle ipotesi sui due sistemi binari. Il sistema di NGC6544A, che ha come compagna un oggetto di piccolissima massa, probabilmente ha un'inclinazione tale da non permettere l'identificazione dello stesso. Mentre per la compagna di NGC6544B, avente massa stimata di circa $1.2M_{\odot}$, si è supposto che possa essere una WD avente età superiore al limite di magnitudine stimato per il dataset utilizzato ($t \sim 587 Myr$) oppure una NS che quindi non è visibile in banda ottica. Nel secondo caso il sistema osservato sarebbe un sistema binario di NS con una delle due che mostra segnali ripetuti in banda radio. Per quanto riguarda le sorgenti emettenti in banda X si è ripetuta la stessa procedura di indentificazione attuata per le MSP. In questo caso, invece, su 12 sorgenti si sono trovate 10 candidate controparti ottiche. Analizzandone la posizione sul diagramma colore-magnitudine, la variabilità ottica, l'emissione $H\alpha$ e la luminosità della sorgente X associata si sono analizzati i sistemi binari. Si è inoltre costruita la curva di luce per studiare al meglio la variabilità ottica delle controparti di X3, X4 ed X5. Per le controparti di X3 ed X5 si è anche notata una variazione di ampiezza della curva di luce in funzione del filtro, questo può voler dire che è presente dell'irraggiamento da parte di fenomeni d'emissione di un oggetto compatto. Infine si è provato a classificare i sistemi binari in funzione dei risultati emersi. Questa prima classificazione, non presente in letteratura, può essere il trampolino di lancio per lo studio della popolazione esotica dell'ammasso. I sistemi binari su cui la tentata classificazione fatta potrebbe essere maggiormente veritiera sono quelli della sorgente X1, X2, X3, X4 ed X5 tutti contenuti entro il raggio effettivo dell'ammasso. Per quel che riguarda la controparte di X12, per cui è stato possibile effettuare uno studio sui moti propri delle stelle tramite il catalogo Gaia, si può concludere che il sistema o non fa parte dell'ammasso oppure la reale controparte è un oggetto più debole nascosto nelle ali della stella brillante rilevata. Tuttavia la posizione decentrata nell'ammasso rafforza la prima ipotesi.

In generale, la popolazione esotica di NGC 6544 sembra essere ricca di sistemi binari con almeno una delle due compagne degenerare, dove la maggior parte di esse potrebbe essere CV o qLMXB. Tale conclusione è in buon accordo col fatto che il tasso di incontri di NGC 6544 fra una stella singola ed un sistema binario è il più alto di tutta la Via Lattea, questo porta alla formazione facilitata di sistemi binari "non canonici" che arricchiscono l'ammasso di sistemi esotici.

Bibliografia

- G. Alcaino. The globular cluster NGC 6544. , 52:105–113, Apr 1983.
- Luigi R. Bedin, Santi Cassisi, Fiorella Castelli, Giampaolo Piotto, Jay Anderson, Maurizio Salaris, Yazan Momany, and Adriano Pietrinferni. Transforming observational data and theoretical isochrones into the ACS/WFC Vega-mag system. , 357(3):1038–1048, Mar 2005. doi: 10.1111/j.1365-2966.2005.08735.x.
- A. Bellini, J. Anderson, and L. R. Bedin. Astrometry and Photometry with HST WFC3. II. Improved Geometric-Distortion Corrections for 10 Filters of the UVIS Channel. , 123(903): 622, May 2011. doi: 10.1086/659878.
- O. G. Benvenuto, M. A. De Vito, and J. E. Horvath. Understanding the Evolution of Close Binary Systems with Radio Pulsars. , 786(1):L7, May 2014. doi: 10.1088/2041-8205/786/1/L7.
- M. Cadelano. The Exotic Zoo of Millisecond Pulsars in Globular Clusters: a multi-wavelength study. *arXiv e-prints*, art. arXiv:1901.04212, Jan 2019.
- M. Cadelano, C. Pallanca, F. R. Ferraro, I. Stairs, S. M. Ransom, E. Dalessandro, B. Lanzoni, J. W. T. Hessels, and P. C. C. Freire. Radio Timing and Optical Photometry of the Black Widow System PSR J1953+1846A in the Globular Cluster M71. , 807(1):91, Jul 2015. doi: 10.1088/0004-637X/807/1/91.
- M. Cadelano, C. Pallanca, F. R. Ferraro, E. Dalessandro, B. Lanzoni, and A. Patruno. The Optical Counterpart to the Accreting Millisecond X-Ray Pulsar SAX J1748.9-2021 in the Globular Cluster NGC 6440. , 844(1):53, Jul 2017. doi: 10.3847/1538-4357/aa7b7f.
- E. Carretta, A. Bragaglia, R. Gratton, V. D’Orazi, and S. Lucatello. Intrinsic iron spread and a new metallicity scale for globular clusters. , 508(2):695–706, Dec 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200913003.
- Hai-Liang Chen, Xuefei Chen, Thomas M. Tauris, and Zhanwen Han. Formation of Black Widows and Redbacks—Two Distinct Populations of Eclipsing Binary Millisecond Pulsars. , 775(1):27, Sep 2013. doi: 10.1088/0004-637X/775/1/27.
- Roger E. Cohen, Francesco Mauro, Doug Geisler, Christian Moni Bidin, Aaron Dotter, and Charles Bonatto. Photometric and Structural Properties of NGC 6544: A Combined VVV-Hubble Space Telescope Study. , 148(1):18, Jul 2014. doi: 10.1088/0004-6256/148/1/18.
- Melvyn B. Davies and Brad M. S. Hansen. Neutron star retention and millisecond pulsar production in globular clusters. , 301(1):15–24, Nov 1998. doi: 10.1046/j.1365-8711.1998.01923.x.

- Guido De Marchi, Nino Panagia, and Martino Romaniello. Photometric Determination of the Mass Accretion Rates of Pre-main-sequence Stars. I. Method and Application to the SN 1987A Field. , 715(1):1–17, May 2010. doi: 10.1088/0004-637X/715/1/1.
- L. Dressel. *Wide Field Camera 3 Instrument Handbook, Version 11.0*. 2019.
- F. R. Ferraro, E. Sabbi, R. Gratton, A. Possenti, N. D’Amico, A. Bragaglia, and F. Camilo. Accurate Mass Ratio and Heating Effects in the Dual-Line Millisecond Binary Pulsar in NGC 6397. , 584(1):L13–L16, Feb 2003. doi: 10.1086/368279.
- F. R. Ferraro, E. Dalessandro, A. Mucciarelli, G. Beccari, R. M. Rich, L. Origlia, B. Lanzoni, R. T. Rood, E. Valenti, M. Bellazzini, S. M. Ransom, and G. Cocozza. The cluster Terzan 5 as a remnant of a primordial building block of the Galactic bulge. , 462(7272):483–486, Nov 2009. doi: 10.1038/nature08581.
- P. C. C. Freire. Eclipsing Binary Pulsars. In Fred A. Rasio and Ingrid H. Stairs, editors, *Binary Radio Pulsars*, volume 328 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 405, Jul 2005.
- Gaia Collaboration. VizieR Online Data Catalog: Gaia DR2. *VizieR Online Data Catalog*, art. I/345, Apr 2018.
- H. Gursky. Observations of galactic X-ray sources. In *Black Holes (Les Astres Occlus)*, pages 291–341, Jan 1973.
- Warren Hack and C. Cox. Geometric distortion table: Idctab. *Instrument Science Report ACS 2000-11*, 7 pages, 12 2000.
- William E. Harris. A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way. , 112: 1487, Oct 1996. doi: 10.1086/118116.
- William E. Harris. A New Catalog of Globular Clusters in the Milky Way. *arXiv e-prints*, art. arXiv:1012.3224, Dec 2010.
- Martha L. Hazen. The Variable Stars in the Field of the Globular Cluster NGC 6544. , 106: 1055, Sep 1993. doi: 10.1086/116703.
- Jason W. T. Hessels, Scott M. Ransom, Ingrid H. Stairs, Paulo C. C. Freire, Victoria M. Kaspi, and Fernando Camilo. A Radio Pulsar Spinning at 716 Hz. *Science*, 311(5769):1901–1904, Mar 2006. doi: 10.1126/science.1123430.
- C. Knigge. Cataclysmic variables in globular clusters. , 83:549, Jan 2012.
- B. Lanzoni, F. R. Ferraro, E. Dalessandro, A. Mucciarelli, G. Beccari, P. Miocchi, M. Bellazzini, R. M. Rich, L. Origlia, E. Valenti, R. T. Rood, and S. M. Ransom. New Density Profile and Structural Parameters of the Complex Stellar System Terzan 5. , 717(2):653–657, Jul 2010. doi: 10.1088/0004-637X/717/2/653.
- Ryan S. Lynch, Paulo C. C. Freire, Scott M. Ransom, and Bryan A. Jacoby. The Timing of Nine Globular Cluster Pulsars. , 745(2):109, Feb 2012. doi: 10.1088/0004-637X/745/2/109.

- P. Manzato, A. Pietrinferni, F. Gasparo, G. Taffoni, and D. Cordier. BaSTI, a Bridge between Grid and Virtual Observatory Part 1: BaSTI inside the VO. , 120(870):922, Aug 2008. doi: 10.1086/591294.
- G. R. Meurer, D. Lindler, J. P. Blakeslee, C. Cox, A. R. Martel, H. D. Tran, R. J. Bouwens, H. C. Ford, M. Clampin, G. F. Hartig, M. Sirianni, and G. de Marchi. Calibration of Geometric Distortion in the ACS Detectors. page 65, Jan 2003.
- A. F. J. Moffat. A Theoretical Investigation of Focal Stellar Images in the Photographic Emulsion and Application to Photographic Photometry. , 3:455, Dec 1969.
- A. Molino, N. Benítez, B. Ascaso, D. Coe, M. Postman, S. Jouvel, O. Host, O. Lahav, S. Seitz, E. Medezinski, P. Rosati, W. Schoenell, A. Koekemoer, Y. Jimenez-Teja, T. Broadhurst, P. Melchior, I. Balestra, M. Bartelmann, R. Bouwens, L. Bradley, N. Czakon, M. Donahue, H. Ford, O. Graur, G. Graves, C. Grillo, L. Infante, S. W. Jha, D. Kelson, R. Lazkoz, D. Lemze, D. Maoz, A. Mercurio, M. Meneghetti, J. Merten, L. Moustakas, M. Nonino, S. Orgaz, A. Riess, S. Rodney, J. Sayers, K. Umetsu, W. Zheng, and A. Zitrin. CLASH: accurate photometric redshifts with 14 HST bands in massive galaxy cluster cores. , 470(1): 95–113, Sep 2017. doi: 10.1093/mnras/stx1243.
- A. Mucciarelli, M. Salaris, B. Lanzoni, C. Pallanca, E. Dalessandro, and F. R. Ferraro. New Clues on the Nature of the Companion to PSR J1740-5340 in NGC 6397 from XSHOOTER Spectroscopy. , 772(2):L27, Aug 2013. doi: 10.1088/2041-8205/772/2/L27.
- C. Pallanca, E. Dalessandro, F. R. Ferraro, B. Lanzoni, R. T. Rood, A. Possenti, N. D’Amico, P. C. Freire, I. Stairs, S. M. Ransom, and S. Bégin. The Optical Companion to the Binary Millisecond Pulsar J1824-2452H in the Globular Cluster M28. , 725(1):1165–1169, Dec 2010. doi: 10.1088/0004-637X/725/1/1165.
- C. Pallanca, S. M. Ransom, F. R. Ferraro, E. Dalessandro, B. Lanzoni, J. W. T. Hessels, I. Stairs, and P. C. C. Freire. Radio Timing and Optical Photometry of the Black Widow System PSR J1518+0204C in the Globular Cluster M5. , 795(1):29, Nov 2014. doi: 10.1088/0004-637X/795/1/29.
- Cristina Pallanca, Giacomo Beccari, Francesco R. Ferraro, Luca Pasquini, Barbara Lanzoni, and Alessio Mucciarelli. A Complete Census of H α Emitters in NGC 6397. , 845(1):4, Aug 2017. doi: 10.3847/1538-4357/aa7ca6.
- A. Pietrinferni, M. Molinaro, S. Cassisi, F. Pasian, M. Salaris, D. Pelusi, P. Manzato, and C. Vuerli. BaSTI: An updated, advanced and VO-compliant database of stellar evolution predictions. *Astronomy and Computing*, 7:95–100, Nov 2014. doi: 10.1016/j.ascom.2014.07.002.
- Jenna E. Ryon. *Advanced Camera for Surveys Instrument Handbook for Cycle 27 v. 18.0*. 2019.
- I. Saviane, G. S. Da Costa, E. V. Held, V. Sommariva, M. Gullieuszik, B. Barbuy, and S. Ortolani. Homogeneous metallicities and radial velocities for Galactic globular clusters. First CaT metallicities for twenty clusters. , 540:A27, Apr 2012. doi: 10.1051/0004-6361/201118138.

- Ingrid H. Stairs. Pulsars in Binary Systems: Probing Binary Stellar Evolution and General Relativity. *Science*, 304(5670):547–552, Apr 2004. doi: 10.1126/science.1096986.
- Peter B. Stetson. DAOPHOT: A Computer Program for Crowded-Field Stellar Photometry. , 99:191, Mar 1987. doi: 10.1086/131977.
- Thomas M. Tauris and Sushan Konar. Torque decay in the pulsar (p,P) diagram - effects of crustal ohmic dissipation and alignment. 2001.
- E. Valenti, F. R. Ferraro, and L. Origlia. Near-infrared properties of 12 globular clusters towards the inner bulge of the Galaxy. , 402(3):1729–1739, Mar 2010. doi: 10.1111/j.1365-2966.2009.15991.x.
- Frank Verbunt and Paulo C. C. Freire. On the disruption of pulsar and X-ray binaries in globular clusters. , 561:A11, Jan 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201321177.
- Frank Verbunt and Walter H. G. Lewin. *Globular cluster X-ray sources*, volume 39, pages 341–379. 2006.