

ALMA Mater Studiorum Università degli Studi di Bologna

SCUOLA DI SCIENZE

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

La Controparte Ottica della “Black-Widow” nell’Ammasso Globulare M71

Elaborato Finale

Candidato:
Mario Cadelano

Relatore:
**Chiar.mo Prof.
Francesco R. Ferraro**
Co-Relatrici:
**Dott.ssa Barbara Lanzoni
Dott.ssa Cristina Pallanca**

If one cannot see gravitation acting here, he has no soul!

Richard Feynman

Indice

Lista delle Abbreviazioni	9
Introduzione	11
1 Dalle Stelle di Neutroni alle Millisecond Pulsar	15
1.1 Pulsar: introduzione	16
1.2 Le Stelle di Neutroni	17
1.2.1 Struttura di una stella di neutroni	18
1.3 La magnetosfera di una PSR	21
1.3.1 Meccanismi di emissione	22
1.3.2 Energia, campi magnetici ed età caratteristiche	24
1.4 Evoluzione di una Pulsar	25
1.5 Millisecond Pulsar	27
1.5.1 Scenari canonici di formazione	30
1.6 Black-Widows e Red-Backs	34
2 Ammassi Globulari e Controparti Ottiche di MSP	39
2.1 Gli Ammassi Globulari	40
2.1.1 Interazioni dinamiche nei GC	42
2.1.2 Parametro collisionale	46
2.2 Analisi Fotometrica delle compagne di MSP	48
2.3 Analisi Spettroscopica delle compagne di MSP	55
2.4 Lo stato dell'arte	58
2.5 Popolazioni Esotiche nei GC	61
3 Osservazioni ed Analisi Dati	65
3.1 Hubble Space Telescope	66
3.1.1 ACS: Advanced Camera for Surveys	69
3.2 Dataset utilizzato	73
3.3 Procedure di Riduzione Dati	73
3.3.1 Operazioni preliminari	73

3.3.2	Riduzione Dati	75
3.4	Astrometria e Calibrazione dei Dati	79
3.4.1	Astrometria	79
3.4.2	Calibrazione	81
4	L'Ammasso Globulare M71	87
4.1	Generalità	88
4.2	Diagramma Colore-Magnitudine di M71	90
4.2.1	Analisi della popolazione stellare	92
4.3	Determinazione dei moti propri delle stelle	96
4.3.1	Determinazione dei moti propri rispetto ad un sistema di ri- ferimento assoluto	104
5	L'Identificazione della Controparte Ottica di M71A	109
5.1	La Black-Widow PSR J1953+1846A	110
5.2	Ricerca della controparte ottica	113
5.3	Stima dei limiti superiori delle magnitudini	122
6	La Compagna di M71A: analisi e discussione dati	127
6.1	Modellizzazione della curva di luce	128
6.2	Analisi Curva di Luce	132
6.2.1	Curve di colore e di temperatura	133
6.2.2	La stella compagna nel CMD	135
6.2.3	Efficienza di riprocessamento della radiazione	139
6.3	Analisi comparata emissione ottica e X	146
6.3.1	Evidenze di fenomeni di shock	146
6.3.2	Confronto con altre MSP	151
6.4	Confronto tra le BW M71A e M5C	152
6.5	Sviluppi Futuri	159
7	La Popolazione Esotica di M71	161
7.1	Introduzione	162
7.2	La Popolazione Esotica di M71	164
7.3	Analisi controparti ottiche	167
7.3.1	Risultati	175
7.4	Sommario e Discussione	181
7.5	Sviluppi Futuri	183
	Conclusioni	185
	Elenco delle Figure	191

Indice	7
Elenco delle Tabelle	193
Bibliografia	195

Lista delle Abbreviazioni

GC	Ammasso Globulare
NS	Stella di Neutroni
PSR	Pulsar
MSP	Millisecond Pulsar
BW	Black-Widow
RB	Red-Back
WD	Nana Bianca
He-WD	Nana Bianca di Elio
CO-WD	Nana Bianca di Carbonio-Ossigeno
BH	Buco Nero
LMXB	Binaria X di piccola massa
CV	Variabile Cataclismica
AB	Sistema binario Attivo
AGN	Nucleo Galattico Attivo
CMD	Diagramma Colore-Magnitudine
MS	Sequenza Principale
EoS	Equazione di Stato
RL	Lobo di Roche
PSF	Point Spread Function
HST	Hubble Space Telescope
ACS	Advanced Camera for Surveys
WFC	Wide Field Camera

Introduzione

Questo lavoro di tesi è parte di un progetto, denominato “Cosmic-Lab”, finalizzato allo studio degli ammassi globulari (GC) quali laboratori ideali in cui caratterizzare la complessa interazione tra la dinamica e l’evoluzione stellare, facendo uso di sistemi esotici quali le “Blue Straggler Stars”, le “Millisecond Pulsars” (MSP) ed i buchi neri di massa intermedia. Questo lavoro è focalizzato sulle MSP.

Le pulsar (PSR) sono stelle di neutroni (NS) rapidamente rotanti e dotate di intensi campi magnetici. La loro emissione radio, collimata nei poli magnetici, dà luogo ad un caratteristico segnale ad impulsi, quando questa regione, ad ogni rotazione della NS, interseca la nostra linea di vista.

Giunte alla fine della loro vita quali emittenti radio, se appartenenti ad un sistema binario, le PSR possono essere “resuscitate” da fenomeni di accrescimento di massa e momento angolare. In questo caso le PSR vengono accelerate fino a periodi intorno al millisecondo, divenendo MSP.

Lo scenario di formazione canonico delle MSP prevede che la stella compagna venga privata di ingenti quantitativi di massa e che il suo remnant sia generalmente una nana bianca di He (He-WD).

Tuttavia è sempre più evidente l’esistenza di una popolazione di MSP non aderente allo scenario di formazione canonico. All’interno di questa, vale la pena citare le “Black-Widows” (BW) e le “Red-Backs” (RB), peculiari sistemi in cui le caratteristiche e l’evoluzione di una stella compagna non degenerare paiono essere pesantemente influenzate dalla presenza della NS.

Lo studio di tali popolazioni, ed in particolare delle BW e delle RB, è diventato di estremo interesse negli ultimi anni, anche grazie alla scoperta di un gran numero di questi oggetti quali controparti di sorgenti γ identificate dal satellite spaziale Fermi.

I GC sono l’ambiente ideale in cui studiare le varie popolazioni di MSP, in quanto il loro numero per unità di massa è significativamente superiore rispetto a quello nel campo Galattico. Questo perché in un ambiente così denso di stelle, le interazioni dinamiche che possono portare alla creazione di sistemi binari sono maggiormente

favorite che nel campo Galattico. Quindi, se in quest'ultimo le MSP sono generalmente il prodotto dell'evoluzione di sistemi binari primordiali, nei GC le interazioni dinamiche possono incrementare la popolazione di MSP. Inoltre, gli effetti delle interazioni dinamiche favoriscono la creazione di sistemi che si discostano dallo scenario canonico.

La banda di osservazione ottica è l'unica finestra in cui poter studiare questi peculiari sistemi dal punto di vista della stella compagna. Pertanto l'analisi delle controparti ottiche di MSP nei GC è di fondamentale importanza per:

- a.) Caratterizzare la fisica e l'evoluzione delle MSP, con particolare attenzione ai processi a cui sono soggette le stelle compagne, quali la perdita di massa e le distorsioni indotte dagli intensi campi gravitazionali delle NS. Sono anche un utile strumento per analizzare nel dettaglio i fenomeni di accrescimento che hanno portato alla nascita della MSP, quindi come questi influiscano sulle caratteristiche e l'evoluzione delle stelle compagne.
- b.) La banda ottica, combinata con le informazioni in banda radio, fornisce gli strumenti per la determinazione delle masse delle due componenti del sistema binario. La misura delle masse delle NS è fondamentale per vincolare sperimentalmente le equazioni di stato della materia ultradensa, ancora fortemente incerte.
- c.) Analizzare nel dettaglio sistemi che paiono non aderire allo scenario canonico di formazione, quindi determinare analogie e differenze tra BW e RB, come esse si inseriscano negli scenari evolutivi e quali processi favoriscano la formazione delle une piuttosto che delle altre.
- d.) Caratterizzare e quantificare la natura e la frequenza delle interazioni dinamiche nei GC e come queste possano influenzare l'evoluzione stellare e la popolazione di sistemi esotici. D'altra parte, le MSP sono un utile strumento per l'analisi della dinamica interna di un GC, in particolare per comprendere il ruolo che i sistemi binari investono su di essa.
- e.) Nel futuro, quando sarà disponibile una ricca popolazione di controparti ottiche di MSP sia nei GC che nel campo Galattico, si potrà procedere con l'analisi comparata di tali oggetti. Questo permetterà di mettere in luce analogie e differenze tra le popolazioni di MSP formatesi in ambienti radicalmente diversi, quindi analizzare ulteriormente come la dinamica stellare influenzi l'evoluzione stellare standard e l'evoluzione delle MSP.

Il lavoro di tesi è strutturato come segue:

- Nel **Capitolo 1** verranno inizialmente presentate le PSR e gli scenari canonici di formazione delle MSP. Descriveremo quindi le principali caratteristiche delle BW e delle RB ed evidenzieremo le loro differenze rispetto alla classica popolazione di MSP.
- Nel **Capitolo 2** ci concentreremo invece sulle principali proprietà dei GC, con particolare attenzione alle interazioni dinamiche che possono portare alla formazione delle MSP. Successivamente introdurremo le principali tecniche di indagine utilizzate per la ricerca e l'analisi delle controparti ottiche di MSP. Concluderemo descrivendo brevemente le principali caratteristiche degli altri sistemi binari (Binarie X di piccola massa, Variabili Cataclismiche e Sistemi Binari Attivi) componenti la popolazione esotica di un GC.
- Nel **Capitolo 3** descriveremo la strumentazione utilizzata per ottenere le osservazioni del GC M71. Quindi i processi di riduzione dati, astromettrizzazione e calibrazione che ci hanno permesso di ottenere un completo catalogo stellare.
- Nel **Capitolo 4** riportiamo i risultati dell'analisi dati. In particolare mostriamo i diagrammi colore-magnitudine (CMD) del GC M71 e confronteremo le sue caratteristiche con quelle attualmente note in letteratura. Dunque procederemo con l'analisi del moto proprio delle stelle, processo che ci ha permesso di separare la popolazione del GC da quella contaminante, dovuta alle stelle del campo Galattico e alle sorgenti in background.
- Nel **Capitolo 5** riportiamo l'identificazione della controparte ottica dell'unica BW attualmente nota nel GC M71. Presenteremo le sue principali proprietà, dalle quali abbiamo dedotto con certezza la sua appartenenza al sistema binario in esame.
- Nel **Capitolo 6** procederemo con un'analisi dettagliata della compagna di M71A. Presenteremo alcuni modelli analitici di curva di luce, quindi le proprietà della stella che da essi possiamo inferire. Metteremo poi a confronto le caratteristiche in banda ottica con quelle osservate alle alte energie; quindi confronteremo l'oggetto in esame con casi simili presenti in letteratura, in particolare con l'unica compagna di BW nota in un GC prima di questo lavoro.

- Nel **Capitolo 7** concentreremo la nostra attenzione su un diverso obiettivo. Procederemo difatti con un'analisi delle controparti ottiche di alcune sorgenti X presenti nel nostro campo di osservazione. Facendo uso dei dati a nostra disposizione, presenteremo l'identificazione di nuove candidate controparti, complementari a quelle già presenti in letteratura, delle quali, quando possibile, tenteremo una classificazione.

- Riassumiamo infine i risultati ottenuti nelle **Conclusioni**.

Capitolo 1

Dalle Stelle di Neutroni alle Millisecond Pulsar

In questo capitolo introduttivo, presenteremo le principali caratteristiche fisiche delle pulsar, descrivendone i meccanismi che portano alla loro nascita quali stelle di neutroni e la loro evoluzione fino alla formazione delle millisecond pulsar.

Daremo quindi una descrizione qualitativa degli scenari canonici di formazione delle millisecond pulsar e presenteremo una classificazione di queste ultime sulla base della massa.

Quindi concentreremo la nostra attenzione sulle Black-Widows e sulle Red-Backs, due categorie peculiari di millisecond pulsar, per le quali evidenzieremo le principali proprietà, analogie e differenze, quindi la loro netta distinzione rispetto alla popolazione classica di millisecond pulsar.

1.1 Pulsar: introduzione

Le “Pulsar” (“PULSAting Radio source”; PSR) sono stelle di neutroni (NS) rapidamente rotanti, con periodi tra il millisecondo ed il secondo, dotate di densità prossime a quelle nucleari e dei campi magnetici più intensi dell’universo, i quali possono variare tra 10^8 G e 10^{15} G.

Il loro nome è indicativo della particolare emissione in banda radio, la quale, collimata in due regioni della magnetosfera non allineate con l’asse rotazionale, dà luogo ad un caratteristico segnale ad impulsi, il cosiddetto “effetto faro”, quando la regione di emissione interseca la linea di vista dell’osservatore ad ogni rotazione della stella.

Già nel 1934, due astronomi, Walter Baade e Fritz Zwicky, proposero l’esistenza di un nuovo tipo di stella, composta sostanzialmente da neutroni, quale prodotto finale dell’evoluzione di stelle di grande massa. Proposero infatti che l’esplosione di supernova avrebbe lasciato un piccolo remnant stellare, estremamente denso ed estremamente magnetizzato.

Questo scenario, ad oggi, è stato pienamente confermato.

La prima NS, rivelata sotto forma di PSR, è stata scoperta nel 1967 ad opera di un gruppo di astronomi guidati da Antony Hewish dell’università di Cambridge. Studiando i fenomeni di scintillazione del mezzo interplanetario, una studentessa, Jocelyn Bell, identificò un segnale radio, incredibilmente stabile e con periodicità di 1.33 s.

Incerti sulla natura del segnale, vennero proposte varie possibili origini tra cui emissione da parte di nane bianche (WD) o, in maniera più esotica, segnali da parte di civiltà extraterrestri.

L’arcano venne tuttavia risolto da Franco Pacini e Thomas Gold qualche tempo dopo: essi difatti dimostrarono come un tale segnale potesse essere emesso da una NS in rapida rotazione e dotata di un intenso campo magnetico, e come questa potesse fornire un grande quantitativo di energia in una ragione costante contenente, eventualmente, materiale allo stato gassoso (Pacini 1967; Gold 1968). A questi lavori seguì la scoperta della Pulsar del Granchio nella famosa Nebulosa del Granchio, la quale ultima, ricordiamo, è un resto di supernova.

47 anni dopo la scoperta della prima PSR, il loro numero è salito a 2328¹ e si ipotizza che nella Galassia ve ne siano fino a dieci volte tanto.

¹<http://www.atnf.csiro.au/people/pulsar/psrcat/>

1.2 Le Stelle di Neutroni

Quando una stella esaurisce la sua fonte primaria di energia, fornita dalle reazioni termonucleari, il suo unico destino è quello di collassare a causa della sua stessa gravità. Tale collasso, a seconda della massa della stella progenitrice, può dar vita ad oggetti quali le WD, per masse minori di $\sim 11 M_{\odot}$, le NS per masse generalmente comprese tra $11 M_{\odot}$ e $25 M_{\odot}$ ed i buchi neri (BH), questi ultimi per masse maggiori di $\sim 25 M_{\odot}$.

Se, da una parte, la formazione di una WD è un processo non violento e continuo, la formazione di una NS è un evento catastrofico: nel giro di pochi secondi infatti, la stella rilascia gran parte della sua energia gravitazionale potenziale mediante un'esplosione di Supernova di tipo "Core-Collapse". In questo processo, il materiale costituente l'envelope della stella viene espulso e ciò che rimane è un piccolo oggetto compatto, formatosi dal precedente nucleo di ferro della stella progenitrice. Questo nucleo collassa in caduta libera, in quanto la sua massa supera quella limite di $\sim 1.4 M_{\odot}$, detta "massa di Chandrasekhar"², e si viene a formare una stella composta sostanzialmente da neutroni. La formazione di neutroni in questa fase è infatti energeticamente favorita da processi di fotodisintegrazione e cattura elettronica (processo "URCA"):



Difatti le densità sono tali da permettere ai protoni e agli elettroni di fondersi e creare quindi neutroni e, di conseguenza, neutrini elettronici.

Nel caso delle WD, ogni ulteriore contrazione è impedita dalla pressione degli elettroni degeneri, nel caso delle NS invece, l'equilibrio è garantito dalla pressione dei neutroni degeneri, i quali riescono a bilanciare una forza di gravità ben superiore di quella associata alla massa di Chandrasekhar.

Per avere un'idea dell'enorme numero di neutroni, si consideri una NS con massa di $1.4 M_{\odot}$, il rapporto tra questa e la massa del neutrone M_n sarà una stima indicativa del numero di questi all'interno di una NS:

$$n_n \approx \frac{M_{NS}}{M_n} = \frac{1.4 M_{\odot}}{1.7 \cdot 10^{-24} \text{ g}} \approx 10^{57} \quad (1.2)$$

Supponendo che il nucleo della stella progenitrice, prima dell'esplosione, fosse sostanzialmente una WD composta di atomi di Fe, è possibile dimostrare come il collasso gravitazionale può portare alla creazione di una nuova struttura con raggio

²È la massa limite per una struttura sostenuta dalla pressione di degenerazione degli elettroni. Oltre tale valore, la pressione non è più in grado di opporsi al collasso gravitazionale.

fino a 500 volte più piccolo di quello precedente.

Questo spiega inoltre perché le NS sono stelle rapidamente rotanti. Supponiamo infatti che durante la fase di collasso non ci sia perdita di massa ed applichiamo quindi l'equazione di conservazione del momento angolare³ prima e dopo il collasso gravitazionale:

$$I_i \Omega_i = I_f \Omega_f \Rightarrow \frac{2}{5} M R_i^2 \Omega_i = \frac{2}{5} M R_f^2 \Omega_f \Rightarrow \Omega_f = \Omega_i \frac{R_i^2}{R_f^2} \quad (1.3)$$

dove $I = \frac{2}{5} M R^2$ ed $\Omega = \frac{2\pi}{P}$ sono il momento di inerzia e la velocità angolare della stella (o del suo nucleo se si considera la fase pre-collasso). Sapendo che $R_i \approx 500 R_f$ troviamo che:

$$P_f \approx 10^{-6} P_i \quad (1.4)$$

Se consideriamo un tipico $P_i \approx 1000$ s troviamo che $P_f \approx 10^{-3}$ s, valori tipici osservati per le PSR.

Al momento della loro formazione, le NS sono oggetti estremamente caldi, con temperature che possono raggiungere i 10^{11} K. Tuttavia fenomeni di raffreddamento portano le temperature superficiali, dopo un tempo scala di circa 10^5 anni, a valori dell'ordine di 10^6 K. La luminosità di corpo nero associata ad essi sarebbe prossima a quella solare ma a lunghezze d'onda in banda X. Nonostante ciò, questo tipo di radiazione è difficilmente rivelata, dal momento che l'emissione di una NS, come vedremo, è generalmente dominata da meccanismi di natura non termica.

Si tenga conto che un altro meccanismo può portare alla formazione delle NS: qualora una WD in un sistema binario superi la massa limite di $1.4 M_\odot$, in seguito, ad esempio, a fenomeni di accrescimento di massa, la pressione degli elettroni degeneri non sarebbe più in grado di opporsi al collasso gravitazionale. Il prodotto di questa nuova fase di collasso sarebbe la creazione di una struttura composta da neutroni, i quali fornirebbero la pressione necessaria al sostenimento della stella.

1.2.1 Struttura di una stella di neutroni

Come abbiamo visto, una NS è una stella in cui il collasso gravitazionale è arrestato dalla pressione dei neutroni degeneri.

Come quindi accade per un gas degeneri, la struttura stellare può essere descritta mediante una relazione, detta equazione di stato (EoS), che lega univocamente la

³Questa è ovviamente una grezza approssimazione della realtà: non è infatti detto che non vi sia perdita di massa o trasferimento di momento angolare, dal momento che il nucleo non è completamente separato dall'involucro esterno.

densità della stella alla pressione, dove quindi la temperatura non ricopre più alcun ruolo, al contrario di quanto ovviamente accade per un gas in condizioni non degeneri.

Determinare l'EoS per una NS mediante strumentazioni da laboratorio è ovviamente impossibile, viste le condizioni fisiche estreme di queste stelle. Le NS sono infatti dei giganteschi nuclei atomici: assumendo una massa della stella pari a $1.4 M_{\odot}$ ed un tipico raggio di 10 km si trova infatti una densità media di $6.7 \cdot 10^{14} \text{ g/cm}^3$, da confrontarsi con $2.7 \cdot 10^{14} \text{ g/cm}^3$, tipica densità di un nucleo atomico. Se la EoS per la materia fino a densità nucleari è più o meno nota, oltre questa densità le teorie dei campi relativistici riscontrano delle difficoltà che devono necessariamente essere superate vincolando i parametri di tale equazione mediante le osservazioni.

Non entrando nel dettaglio delle possibili equazioni di stato proposte, i modelli maggiormente accettati vedono i raggi delle NS poter variare in un ristretto intervallo tra 10.5 km e 12 km per masse tra $0.5 M_{\odot}$ e $2 M_{\odot}$ (Lyne and Graham-Smith, 2012). Attualmente, la gran parte della popolazione nota si attesta su masse nell'intorno di $\sim 1.35 M_{\odot}$, per le quali le EoS prevedono dimensioni tra 10.5 km e 11.2 km. Con l'aiuto della fisica di base, è tuttavia possibile porre un limite inferiore al raggio di questi oggetti. Si consideri infatti una NS di massa M e raggio R , in rapida rotazione con velocità angolare Ω ; bilanciando la forza centrifuga con la sua gravità troviamo che:

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

dove G è la costante di gravitazione universale. Dal momento che il periodo rotazionale è $P = 2\pi/\Omega$ otteniamo:

$$R = 1.5 \cdot 10^3 \left(\frac{M_{NS}}{M_{\odot}} \right)^{\frac{1}{3}} P^{\frac{2}{3}} \quad (1.6)$$

Il periodo rotazionale più piccolo attualmente noto è di 1.4 ms per la PSR J1748-2446ad (Hessels et al., 2006), dalla quale, assumendo una massa di $1.35 M_{\odot}$ troviamo un limite inferiore di 21.5 km.

Si tenga comunque conto che questo appena stimato è un grossolano limite che potrebbe essere abbassato o dalla scoperta di PSR più veloci della J1748-2446ad o da modelli che tengono conto di instabilità rotazionali (e.g. Morsink et al. 1999).

Tuttavia periodi rotazionali largamente inferiori non sono attesi per strutture come le NS. Difatti, la massima velocità angolare possibile è quella che bilancia l'accelera-

zione gravitazionale e quella centrifuga. Facendo nuovamente uso della relazione 1.5 e risolvendo per il periodo si trova, assumendo una massa di $1.4 M_{\odot}$ ed un raggio di 10 km, un periodo minimo di $\sim 4 \cdot 10^{-4}$ s, valore tuttavia inferiore a quanto finora osservato.

La massa limite di una struttura degenerata sostenuta da elettroni, la massa di Chandrasekhar, è ben nota a livello teorico ed avallata dai risultati sperimentali. La stessa cosa non si può dire per una struttura degenerata sostenuta dai neutroni. La nostra ignoranza sulla EoS si traduce ovviamente nella mancata conoscenza di quale sia la massa limite di una NS. Da questo punto di vista, come vedremo nel Cap. 2, la tipologia di lavoro proposto in questa tesi è di fondamentale importanza. Attualmente, la massa limite per una NS, detta massa di “Oppenheimer-Volkoff” è stimata intorno a $2.5 \div 3 M_{\odot}$. Tuttavia, non essendo note NS con masse simili, tali valori richiedono assolutamente conferma sperimentale. Ovviamente, il superamento della massa limite, favorirebbe nuovamente il collasso gravitazionale, il quale si pensa terminerebbe, in questo caso, con la formazione di un BH.

Una rappresentazione della struttura interna di una NS è riportata in Fig. 1.1. Da questa figura è evidente come la densità della NS vari di ben nove ordini di grandezza muovendosi dalla superficie esterna, dove la densità è di circa 10^6 g/cm³, verso le zone centrali, dove la densità raggiunge valori di 10^{15} g/cm³.

Le zone più esterne della crosta sono costituite da una sottile atmosfera e da un involucro non degenerato la cui estensione è di circa un metro.

Al di sotto di esso la materia ha già raggiunto le tipiche densità delle WD ed è strutturata come un rigido reticolo cristallino, composto perlopiù di nuclei di ferro (Fe^{56}).

Muovendocisi verso l'interno, l'energetica è tale da favorire agli elettroni di penetrare nei nuclei atomici e, mediante processi di cattura elettronica (si veda la relazione 1.1), combinarsi con protoni e neutroni, dando luogo a nuclei atomici con un enorme numero di neutroni al loro interno (e.g. Ni^{62} , Ni^{64} e Ni^{66}). Questi isotopi, in condizioni normali, sarebbero instabili e decadrebbero in nuclei stabili mediante il decadimento del neutrone. Tuttavia ciò è impossibile in condizioni di completa degenerazione. Questo processo è noto come “neutronizzazione”.

Al di sotto della crosta, per densità prossime a quelle nucleari, troviamo la materia allo stato superfluido, dove pesanti nuclei atomici si trovano immersi in un mare di neutroni e, in una proporzione di circa il 5%, di elettroni e protoni.

Nelle zone più interne, la struttura della materia di una NS non è ancora ben compresa. I modelli teorici predicono che questa possa configurarsi in una maniera ancor più esotica, dove i neutroni, sottoposti a densità sei volte maggiori di quelle nucleari, possono distruggersi e trasformarsi in mesoni e kaoni, i quali potrebbero dar luogo

ad un nucleo centrale solido, fondamentale per l'interpretazione dell'EoS.

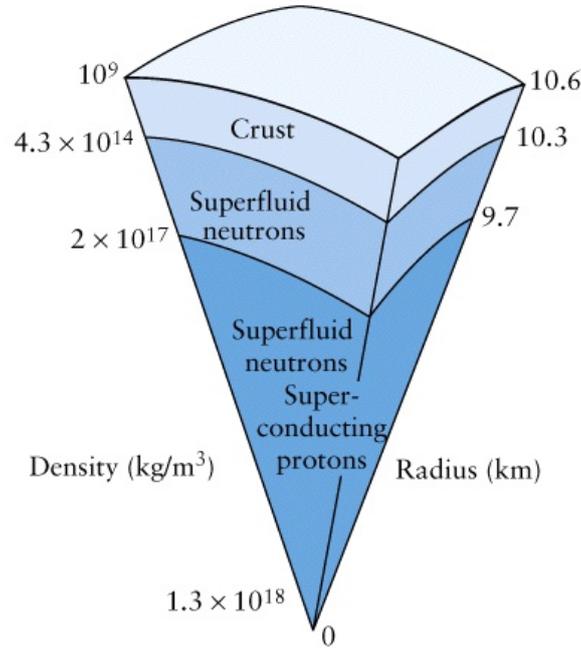


Figura 1.1: Rappresentazione schematica della struttura di una NS. Nelle zone più esterne è presente una crosta solida composta sostanzialmente da nuclei di ferro. Nelle zone più interne domina invece un superfluido di neutroni.

1.3 La magnetosfera di una PSR

Una delle peculiarità più interessanti delle NS è la struttura e l'intensità del campo magnetico, principale artefice dei meccanismi di emissione e della fisica delle regioni circostanti la stella.

L'intensità del campo magnetico si attesta generalmente intorno a 10^{10} G e 10^{12} G, con l'eccezione di sistemi anomali, noti come "magnetar", in cui questo può raggiungere i 10^{15} G.

Un campo magnetico così intenso è tuttavia atteso per una struttura originatasi a seguito del meccanismo descritto nella sezione 1.2. Se infatti il campo magnetico del nucleo di Fe originario permane congelato alla struttura durante la fase di collasso, imponendo la conservazione del flusso magnetico si trova banalmente che:

$$\Delta\phi_B = 0 \Rightarrow B_i 4\pi R_i^2 = B_f 4\pi R_f^2 \Rightarrow B_f = B_i \frac{R_i^2}{R_f^2} \quad (1.7)$$

Sapendo che $R_i \approx 500R_f$ e che il tipico campo magnetico di una WD è $B_i \sim 10^8$ G, risolvendo per il campo magnetico della NS si trova che $B_f \sim 10^{13} \div 10^{14}$ G, valori in linea con quelli generalmente osservati.

Nonostante la densità di energia del campo magnetico sia elevata, essa non influisce in maniera particolare sulla struttura della NS, vista la sua enorme densità di massa. L'unico risultato tangibile potrebbe essere la modificazione della struttura cristallina nei pressi della superficie (Ruderman, 1974).

Il campo magnetico di una NS è generalmente assunto di struttura dipolare (Fig. 1.2). E questo campo rotante induce un campo elettrostatico che ha una influenza primaria fino ad una distanza pari a $r_c = c/\Omega$, detto raggio del cilindro di luce, ovvero la distanza in cui una particella, vincolata a co-ruotare con la PSR, avrebbe una velocità pari a quella della luce. A partire da questo raggio è possibile identificare un "cilindro di luce", il cui raggio è pari a r_c .

Questo campo elettrostatico indotto strappa particelle cariche dalla superficie della NS e le mette in moto lungo le linee del campo magnetico, creando la cosiddetta "magnetosfera".

A partire dal cilindro di luce è possibile identificare due regioni della magnetosfera (Goldreich and Julian, 1969): la "magnetosfera chiusa" in cui le linee del campo magnetico possono chiudersi tra i due poli (nella figura le "closed field lines") e la "magnetosfera aperta" in cui esse, oltrepassando r_c , risultano aperte ("open field lines"). Quest'ultima zona è di fondamentale importanza in quanto localizza la regione di emissione.

Il campo magnetico è infatti il principale responsabile dei meccanismi di emissione sia nella banda radio che nelle alte energie. Difatti, nelle regioni più esterne, questo campo domina tutti i processi fisici, ancor più del campo gravitazionale. Per esemplificare, si consideri che il rapporto tra forza gravitazionale e quella elettrostatica indotta su un elettrone nei pressi della superficie della PSR del Granchio è circa pari a 10^{-12} !

1.3.1 Meccanismi di emissione

È all'interno del cilindro di luce che si vengono quindi a creare le condizioni per l'emissione in banda radio: l'intenso campo elettrostatico prodotto, strappa cariche dalla superficie della NS e le mette in moto lungo le linee del campo magnetico.

Nella zona della cosiddetta "magnetosfera aperta", in particolare nella "inner acceleration gap" (si veda Fig. 1.2), quest'accelerazione permette l'emissione di fotoni, mediante un meccanismo simile al sincrotrone ma denominato "radiazione di curva-

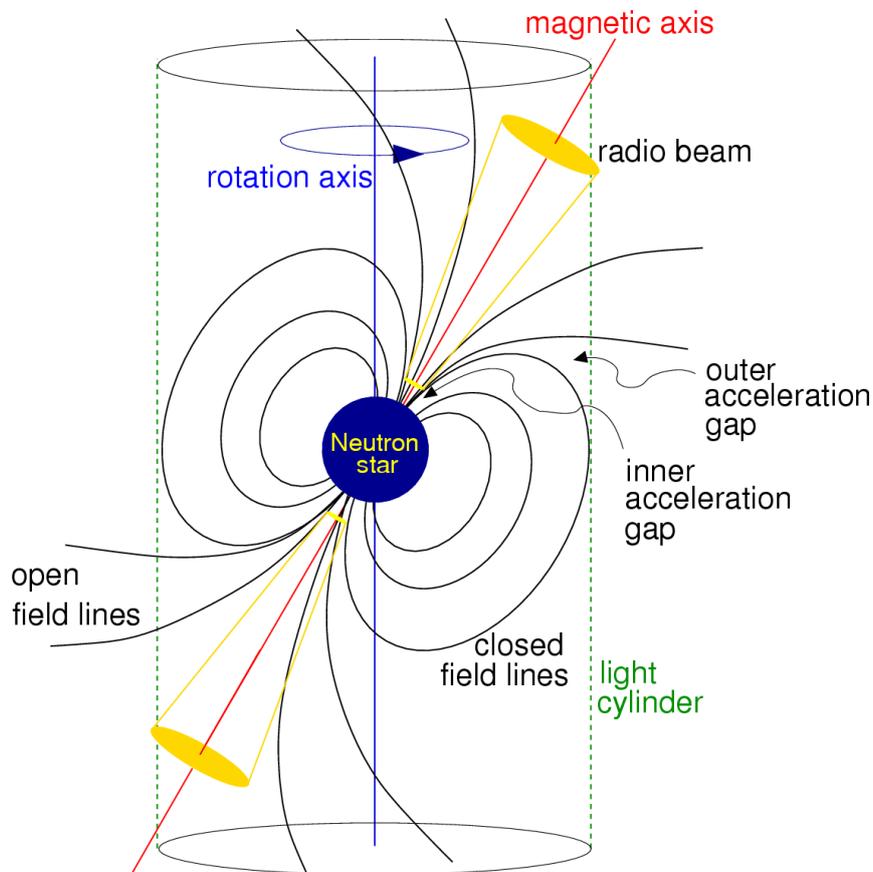


Figura 1.2: Rappresentazione schematica della magnetosfera di una PSR (Lorimer and Kramer, 2004).

tura”⁴. Questi, avendo un’energia maggiore di quella degli elettroni a riposo, danno rapidamente luogo a produzione di coppie e^+e^- , le quali, a loro volta accelerate dal campo magnetico, riemetteranno fotoni. Questo processo si ripete ed i fotoni prodotti avranno energie via via più basse fino quelle tipiche della banda radio, e verranno prodotti progressivamente nelle zone più esterne della magnetosfera. Questa radiazione è quindi concentrata in un cono localizzato sui poli magnetici (nella figura è il “radio beam”), che dà origine ad un segnale pulsato dal momento

⁴A differenza dell’emissione di sincrotrone, in cui le particelle cariche spiraleggiano lungo le linee del campo magnetico, nella radiazione di curvatura queste vengono accelerate lungo le linee del campo.

che l'asse rotazionale della NS è generalmente disallineato a quello magnetico (per un testo completo sui meccanismi di emissione radio si veda [Lyne and Graham-Smith 2012](#)).

Questi meccanismi si rivelano poco efficienti in banda ottica. Difatti, ad oggi, la pulsazione in banda ottica è stata rivelata per pochissime PSR, perlopiù giovani, vicine e molto luminose ([Shearer and Golden, 2002](#), e referenze al suo interno). Tra queste ricordiamo la Pulsar del Granchio, la Pulsar della Vela, PSR B0633+17 (Geminga), PSR B0540-69 (nella Grande Nube di Magellano) e la PSR B0656+14.

Per quanto riguarda invece l'emissione ad alte energie, in particolare nella banda γ , si ritiene che essa venga prodotta in una regione di accelerazione più esterna (“outer acceleration gap”). È in questa regione, nei pressi di r_c , che le particelle infatti raggiungono velocità prossime a quelle della luce ed essendo altamente relativistiche sono in grado di emettere fotoni di alta energia.

Si tenga infine conto che un sostanziale quantitativo di energia viene emesso dalla PSR non sotto forma di radiazione, bensì di particelle altamente relativistiche, in grado di interagire e trasferire energia al materiale circostante ed eventualmente ad una stella compagna ([Kirk et al., 2009](#)).

1.3.2 Energia, campi magnetici ed età caratteristiche

L'emissione da parte di una PSR, sia essa sotto forma di radiazione che sotto forma di particelle relativistiche, comporta una continua perdita di energia della stessa. La principale conseguenza di ciò è che la PSR si troverà soggetta ad un continuo rallentamento, dal momento che l'energia che essa emette è principalmente a spese di quella cinetica rotazionale. Pertanto, il tasso di emissione di tale energia può essere facilmente espresso mediante la seguente relazione:

$$\dot{E} = -\frac{d}{dt} \left(\frac{1}{2} I \Omega^2 \right) = -I \Omega \dot{\Omega} = 4\pi I \frac{\dot{P}}{P^3} \quad (1.8)$$

dove \dot{P} è il tasso di rallentamento della PSR.

Supponendo che il periodo iniziale con cui la PSR è nata sia largamente inferiore⁵ rispetto a quello osservato, si può dimostrare che l'età caratteristica di una PSR può essere espressa dalla seguente:

⁵Tuttavia ancora non è chiaro quali valori di P assumano le PSR al momento della loro nascita, né da quali parametri esso possa dipendere. In genere si pensa che tale valore sia dell'ordine della decina di millisecondi (e.g. [Lyne et al. 1996](#)).

$$\tau_c = \frac{P}{2\dot{P}} \quad (1.9)$$

Inoltre è possibile dimostrare che, nell'assunzione di campo magnetico dipolare, l'intensità caratteristica di questo sulla superficie della NS è unicamente funzione di P e \dot{P} , secondo la relazione:

$$B_S \approx 3.2 \cdot 10^{19} \sqrt{P\dot{P}} \text{ G} \quad (1.10)$$

1.4 Evoluzione di una Pulsar

L'evoluzione di una PSR è generalmente descrivibile attraverso il diagramma $P - \dot{P}$ (o, in maniera equivalente, seguendo la relazione 1.10, $P - B_S$) presentato in Fig. 1.3. In esso è facile distinguere due principali famiglie di PSR (Lorimer and Kramer, 2004).

Una famiglia con “lunghi” periodi rotazionali dell'ordine di 0.5 s e tassi di rallentamento di $\sim 10^{-15}$ s/s costituisce la popolazione maggioritaria ed è composta perlopiù da PSR classiche ed isolate.

Un secondo gruppo si distingue nettamente per periodi rotazionali particolarmente piccoli, dell'ordine del millisecondo, e tassi di rallentamento inferiori, dell'ordine di 10^{-20} s/s. Visti i loro periodi di spin vengono denominate “millisecond pulsar” (MSP) e rappresentano una classe di PSR con caratteristiche alquanto peculiari che avremo modo di approfondire nelle sezioni successive. Sulla base della relazione 1.9, è chiaro come questa popolazione sia composta da PSR sostanzialmente più vecchie di quelle appartenenti alla famiglia principale e, sulla base della 1.10, aventi un campo magnetico meno intenso. Non solo, la grande maggioranza di questi oggetti è localizzata in sistemi binari: la loro formazione difatti richiede generalmente la presenza di una stella compagna.

Lo scenario generalmente accettato vede dunque le PSR nascere con piccoli periodi di spin ed alti tassi di rallentamento (i.e. $\sim 10^{-15}$ s/s), nella zona in alto a sinistra del diagramma $P - \dot{P}$. Queste via via, perdendo energia, rallentano e si muovono a \dot{P} quasi costante⁶ verso le regioni con periodi intorno al secondo, dove è concentrata la gran parte della popolazione.

Il processo di rallentamento prosegue e la PSR attraversa la cosiddetta “linea della morte” ed entra nel “cimitero delle PSR”. Tale nome è giustificato dal fatto che, raggiunti tali periodi di spin, il meccanismo di emissione radio non è più efficiente e

⁶Alcuni modelli prevedono in questa fase anche una diminuzione del \dot{P} , quindi un decadimento del campo magnetico.

pertanto cessa la sua vita come PSR radio emittente.

Come è facile notare, la gran parte della popolazione di PSR è collocata in prossimità della linea della morte. Ciò è dovuto al fatto che il cammino che esse percorrono dalla nascita verso questa regione avviene su tempi scala particolarmente brevi. Difatti, le giovani PSR hanno piccoli periodi rotazionali ed intensi campi magnetici

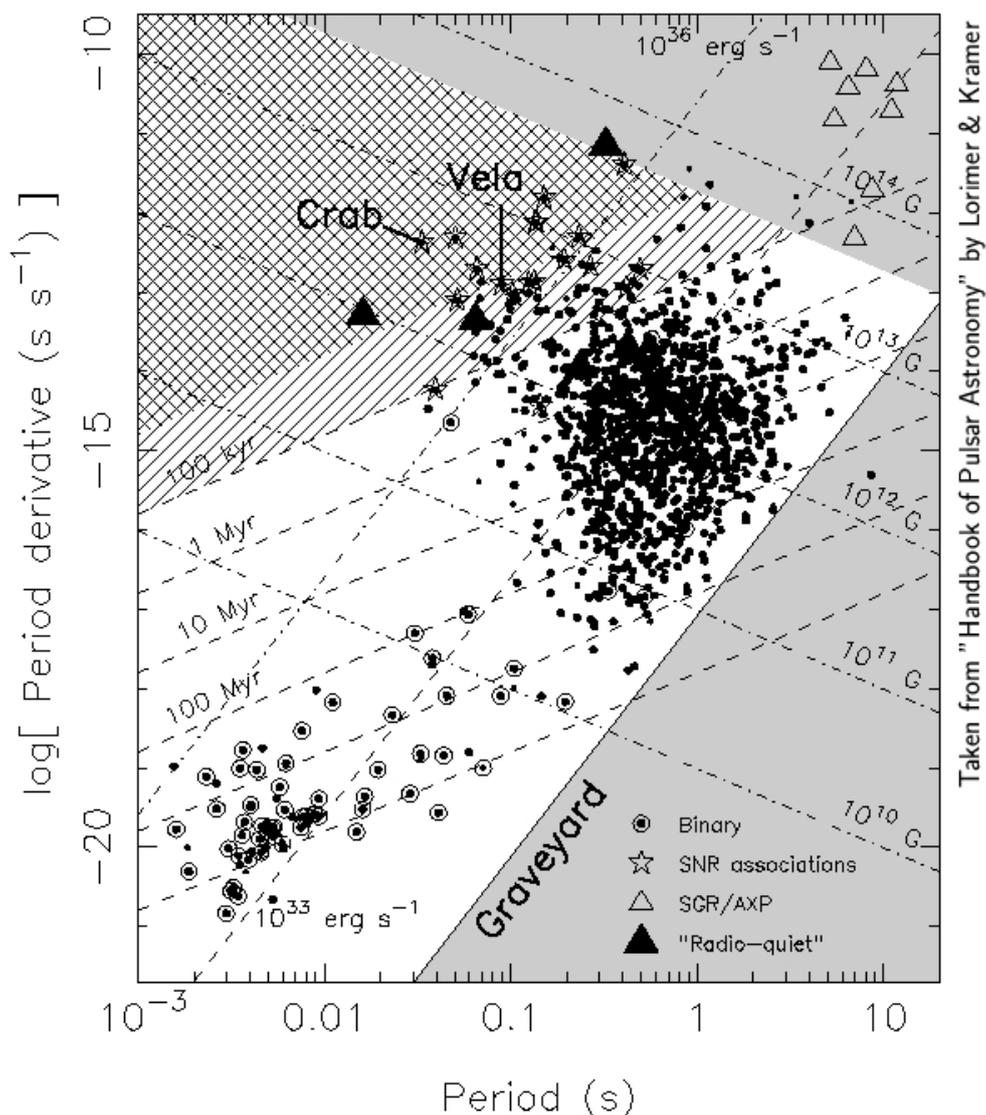


Figura 1.3: Diagramma $P - \dot{P}$ tratto da [Lorimer and Kramer \(2004\)](#). Sono distinguibili due famiglie principali di PSR: quelle normali con $P \sim 0.5$ s e le MSP con $P \sim 10^{-3}$ s. Vengono inoltre riportate le curve con età caratteristica, campo magnetico ed energia emessa costante.

che permettono un'energetica, quindi un rallentamento, particolarmente rapido ed efficiente. Arrivate intorno a periodi di ~ 1 s, tale meccanismo non è più così efficiente e l'evoluzione nel diagramma $P - \dot{P}$ rallenta; motivo per cui, la gran parte della popolazione è ammassata nella stessa regione.

Superata la linea della morte, non dovremmo essere più in grado di rilevare l'emissione da parte di una PSR. Tuttavia, qualora in un sistema binario, fenomeni di accrescimento possono trasferire massa e momento angolare dalla stella compagna verso l'oggetto compatto. Tale fenomeno è in grado di accelerare la PSR fino a periodi dell'ordine del millisecondo e riattivare l'emissione in banda radio, dando vita ad una MSP.

Non è ancora chiaro quali fenomeni portino i tassi di rallentamento, quindi il campo magnetico, a valori così bassi.

Nel plot è possibile distinguere anche una terza classe di oggetti, composta da PSR con lunghi periodi rotazionali e alti tassi di rallentamento ($\sim 10^{-11}$ s/s) al quale corrisponde campi magnetici particolarmente elevati (i.e. $10^{14} \div 10^{15}$ G). Queste PSR sono generalmente denominate "Anomalous X-ray Pulsar" e "Soft Gamma-ray Repeater" a causa della loro dominante emissione alle alte energie.

1.5 Millisecond Pulsar

Abbiamo quindi visto come le MSP siano una categoria peculiare, più evoluta, di PSR. Queste sono il risultato difatti di fenomeni di riaccelerazione dell'oggetto compatto a causa del trasferimento di massa e momento angolare da parte di una stella compagna. Pertanto, questo scenario suggerisce che le MSP si dovrebbero trovare prevalentemente in sistemi binari, caratteristica infatti comunemente (ma non sempre) verificata.

La prima MSP, 4C21.53, fu scoperta nel 1982 da [Backer et al. \(1982\)](#) e [Alpar et al. \(1982\)](#), i quali coniarono il nome con il quale oggi sono universalmente conosciute. Da tempo infatti si riteneva che tale sorgente potesse celare al suo interno una NS, ma i tentativi di mettere in evidenza il suo segnale periodico erano tutti falliti. Dopo numerosi tentativi, si cercò una pulsazione con periodicità particolarmente piccola e venne rivelato un forte segnale con periodo di 1.6 ms, molto inferiore di quello generalmente associato, al tempo, alle PSR. Ad oggi, sono note 365 MSP (catalogo di A. Patruno⁷).

⁷Un'aggiornato catalogo delle MSP note, corredate dalle loro principali caratteristiche è disponibile al sito web: <http://apatruno.wordpress.com/about/millisecond-pulsar-catalogue/>.

Analizziamo quindi in maniera qualitativa il processo di formazione di una MSP, a partire da un sistema binario primordiale.

Prima di tutto si tenga conto che la stella più massiva, prima di diventare una NS, darà luogo ad un'esplosione di supernova, fenomeno che eventualmente potrà distruggere il sistema binario. A partire dal teorema del viriale è possibile tuttavia dimostrare che, qualora l'esplosione sia simmetrica, il sistema binario rimane legato se a seguito dell'esplosione viene espulsa meno della metà della massa totale del sistema (Boersma, 1961). Più complesso è invece il caso di esplosione asimmetrica. Qualora quindi il sistema binario rimanga legato, esso si troverà eventualmente in un'orbita particolarmente eccentrica ed avrà quindi inizio una fase di vita "classica" della PSR.

Successivamente, la stella compagna evolverà diventando, per esempio, una gigante rossa. Durante questa fase possono innescarsi i fenomeni di accrescimento di massa sia mediante il vento stellare che mediante il trasferimento di materiale in seguito al riempimento del lobo di Roche (RL). Quest'ultimo è la regione di spazio intorno alla stella entro cui una particella è gravitazionalmente legata ad essa. Qualora in un sistema binario, il riempimento di questa regione da parte di una stella, ad esempio in seguito all'evoluzione stellare standard, può innescare il trasferimento di materia generalmente lungo il punto di Lagrange L1 (si veda Fig. 1.4), materia che andrà quindi a legarsi gravitazionalmente all'altra stella.

Il trasferimento di massa e di momento angolare dalla stella compagna alla PSR è quindi il processo chiave per la creazione della MSP. Questa fase è generalmente osservata in sistemi binari la cui emissione dominante si colloca nella banda X. Questi oggetti, comunemente considerati i progenitori delle MSP (Radhakrishnan and Srinivasan, 1982), vengono denominati "Binarie X di piccola massa"⁸ (LMXB; per una breve descrizione si veda la sezione 2.5) ed è proprio il trasferimento di massa ad alimentare l'emissione X, mediante generalmente un disco di accrescimento.

L'emissione radio invece, anche qualora lo spin della NS fosse sufficientemente alto, non sarebbe osservabile in quanto ostacolata dal flusso di materiale in accrescimento sui poli magnetici della NS. La PSR accelerata sarà difatti nuovamente visibile in banda radio, quale MSP, solo al termine dei processi di accrescimento.

Un forte supporto a questo scenario è recentemente arrivato dalla scoperta della sorgente transiente IGR J18245-2452/ PSR J1824-2452I (Papitto et al., 2013) nel GC M28, dove un sistema binario è stato visto alternare su tempi scala brevi un'emissione dominata da fenomeni di accrescimento (quindi in banda X) con un'emissione dominata dall'energia rotazionale della PSR (quindi in banda radio).

⁸Per distinguerle dalle binarie X di grande ed intermedia massa, delle quali però non ci occupiamo in quanto non collegate in alcun modo al nostro lavoro.

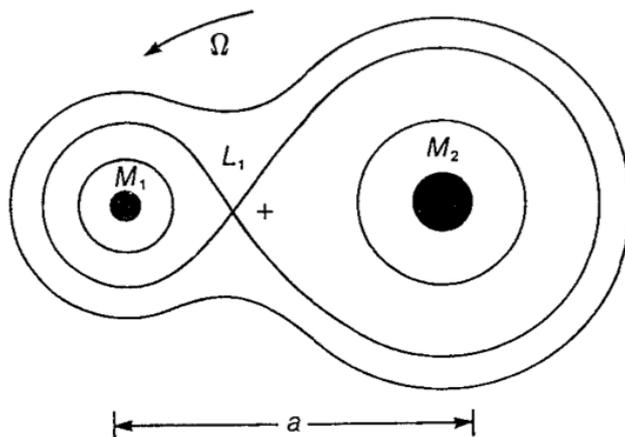


Figura 1.4: Superfici equipotenziali di un sistema binario, viste dal piano equatoriale. Le due strutture a goccia che si intersecano nel punto di Lagrange L_1 sono i Lobi di Roche delle stelle con masse M_1 ed M_2 , che ruotano intorno al centro di massa (indicato con un $+$) con velocità angolare Ω .

Tuttavia le MSP non sono solo il risultato dell'evoluzione di sistemi binari primordiali. Come vedremo con maggior dettaglio nel Cap. 2, esistono delle deviazioni dallo scenario di formazione canonico. Ad esempio, qualora una PSR isolata, in particolare nelle zone centrali di un GC, mediante la sua attrazione gravitazionale, riesca a legarsi ad una stella compagna, fenomeno noto come “cattura mareale”, essa può essere in grado di innescare i fenomeni di trasferimento di massa quindi iniziare (o ri-iniziare) la fase di riciclaggio. Non solo, se la NS isolata si trova ad interagire con un sistema binario, essa può essere in grado di distruggerlo ed acquisire una nuova compagna, la quale, evolvendo, può iniziare il trasferimento di massa: quest'ultimo fenomeno è noto come “interazione di scambio” (si veda sezione 2.1.1).

Al termine della fase di LMXB, la NS accelerata torna nuovamente in vita quale emittente radio con periodi dell'ordine del millisecondo.

Questo fenomeno può quindi riattivare PSR oramai destinate a non essere più osservabili in quanto aventi superato la linea della morte; questo è il motivo per cui vengono spesso conosciute anche come “PSR riciclate”.

Vengono inoltre attivati anche meccanismi di emissione nelle alte energie. A questo proposito è interessante notare che, apparentemente, tutte le MSP in sistemi binari presentano emissione alle alte energie, non dovuta però a fenomeni di accrescimento; da contro, solo il 10% delle PSR attive in radio si trova in un sistema binario.

Associata a processi termici e non termici, localizzati sia sulla NS che nello spazio intrabinario, l'emissione delle MSP nelle alte energie è generalmente il prodotto o dell'emissione di fotoni nei dintorni della magnetosfera della PSR o di fenomeni di shock che si instaurano tra l'energetico vento relativistico emesso dalla PSR e il materiale della stella compagna, perso da quest'ultima in seguito all'interazione con l'oggetto compatto.

L'emissione della MSP in banda ottica è invece dominata dalla stella compagna e rappresenta pertanto la principale finestra d'osservazione per caratterizzare quelle che sono la fisica e l'evoluzione di stelle soggette agli intensi campi gravitazionali ed all'energetica tipica della MSP.

Un'inaspettata sorpresa, rivelata grazie soprattutto al satellite spaziale Fermi, è che le MSP, oltre che essere forti emettitori nella banda X, lo sono anche nella banda γ , nella quale emettono gran parte della loro energia (e.g. [Caraveo 2013](#)).

1.5.1 Scenari canonici di formazione

Andiamo quindi ad analizzare con maggior dettaglio i possibili scenari evolutivi “standard” che portano alla formazione di questi oggetti. Questo ci permetterà inoltre di classificare le varie tipologie di MSP sostanzialmente sulla base della massa della stella compagna. Questa tuttavia non è facilmente misurabile e tale misura spesso richiede, insieme alle osservazioni radio, un'accurata spettroscopia del sistema (per maggiori dettagli si consulti la sezione [2.3](#)).

Dalla sola analisi radio, imponendo un valore standard per la massa della PSR (e.g. $1.4 M_{\odot}$), è possibile ottenere un'indicazione della massa della compagna in funzione dell'angolo di inclinazione, mediante la cosiddetta “funzione di massa”:

$$f(M_{PSR}, M_{COM}, i) = \frac{4\pi^2 (a \sin i)^3}{G P_{orb}^2} = \frac{(M_{COM} \sin(i))^3}{(M_{PSR} + M_{COM})^2} \quad (1.11)$$

dove M_{PSR} e M_{COM} sono rispettivamente la massa della PSR e della stella compagna, G è la costante di gravitazione universale, a il semiasse maggiore del sistema orbitale, i l'angolo di inclinazione del piano orbitale⁹ e P_{orb} il periodo orbitale del sistema binario.

Una stima della massa dei due oggetti è inoltre fattibile con grande precisione in sistemi binari in cui sono osservabili fenomeni relativistici (e.g. [Burgay et al. 2003](#)).

⁹Faremo sempre uso della convenzione secondo cui ad un angolo di inclinazione $i = 0$ corrisponde un sistema visto “face on”.

I possibili scenari evolutivi sono schematicamente presentati in Fig. 1.5 (Stairs, 2004). Da questa è possibile vedere come lo scenario canonico di formazione preveda, nella gran parte dei casi, la creazione di sistemi con una MSP accompagnata da una stella compagna inattiva dal punto di vista delle reazioni termonucleari e generalmente priva dell'involuppo esterno, tipicamente una WD.

A partire da questi scenari, è possibile distinguere tre grandi principali famiglie di MSP sulla base della massa della stella compagna:

- MSP di grande massa: come dice il nome, la compagna è una stella con $M > 1 M_{\odot}$, usualmente un'altra NS.
- MSP di massa intermedia: le masse della stella compagna sono comprese tra $0.5 M_{\odot}$ e $1 M_{\odot}$. La compagna è generalmente un oggetto degenere, tipicamente una WD.
- MSP di piccola massa: rappresentano una più diversificata classe in cui le compagne hanno generalmente massa minore di $0.5 M_{\odot}$.

A questa classificazione si aggiungano i rari casi in cui una giovane PSR è osservata in un sistema binario prima che la fase di riciclaggio abbia inizio. Solitamente questi sistemi presentano orbite eccentriche, conseguenza dell'esplosione di supernova dalla quale si è creata la NS, mentre la compagna è il più delle volte una stella massiva di classe spettrale B od una WD.

MSP con compagne di grande massa

Le MSP con compagne di grande massa hanno in genere una compagna che è, a sua volta, una NS, la quale può essere o meno rivelata in banda radio. Vi sono varie candidate compagne di questo tipo (e.g. Anderson et al. 1990; Jacoby et al. 2006) ma in un solo caso, finora, è stata rivelata la pulsazione di entrambi gli oggetti (Burgay et al., 2003).

Lo scenario evolutivo che porta alla creazione di questi sistemi è rappresentato nella sezione D di Fig. 1.5. In questo vediamo inizialmente due stelle massive ($M \geq 8 M_{\odot}$) in fase di sequenza principale (MS). A seguito dell'esplosione di supernova della più massiva delle due (stella primaria), abbiamo la formazione della prima NS.

La stella secondaria quindi, evolvendo, riempie il suo RL ed inizia il trasferimento di massa generalmente mediante il vento da essa emesso. L'evoluzione della secondaria può quindi portare la NS ad orbitare all'interno delle regioni più esterne dell'involuppo di questa, fase in cui l'accrescimento prosegue e la stella compagna,

inesorabilmente, perde massa.

Nonostante queste perdite, la stella secondaria avrà un nucleo sufficientemente massivo da permettere l'esplosione di supernova, dalla quale avremo una nuova NS e quindi, se il sistema rimane legato, un sistema binario composto di due NS.

MSP con compagne di massa intermedia

Le MSP con compagna di massa intermedia sono il risultato dell'evoluzione di sistemi binari in cui la massa della stella secondaria è compresa tra circa $3 M_{\odot}$ e $6 M_{\odot}$. Lo scenario evolutivo è schematizzato in Fig. 1.5 nelle sezioni B e C. I due casi differiscono leggermente a seconda della massa iniziale delle due stelle ma in entrambi i casi l'evoluzione porta alla formazione di un sistema binario composto da una MSP e una WD piuttosto massiva (i.e. $\sim 0.5 \div 1 M_{\odot}$) di carbonio-ossigeno (CO-WD) o ossigeno-neon-magnesio (Tauris et al. 2000; van Kerkwijk et al. 2005).

MSP con compagne di piccola massa

Si tratta di una categoria particolarmente diversificata comprendente varie tipologie di oggetti. In questa sezione ci limiteremo ad illustrare lo scenario evolutivo canonico mentre nella sezione 1.6 parleremo invece di alcune sottocategorie che paiono discostarsi significativamente da questo.

Le MSP con compagne di piccola massa sono il risultato dell'evoluzione di una stella massiva, dalla quale si verrà a formare la NS, e una di piccola massa (i.e. $\sim 1 M_{\odot}$), come schematicamente illustrato nella sezione A di Fig. 1.5.

Formatasi la NS, l'evoluzione della secondaria porta all'overflow del suo RL e quindi a fenomeni di trasferimento di massa, questi ultimi particolarmente intensi se messi a confronto con quelli negli altri scenari.

Pertanto si tratta di una categoria di estremo interesse, in quanto da tale schema evolutivo ci si aspetta la formazione di una MSP fortemente accelerata e con massa significativamente superiore a quella iniziale.

Se il trasferimento di massa si innesca prima dell'He-Flash¹⁰, ci troveremo, ad evoluzione completa, con una compagna con un nucleo degenere di He (i.e. He-WD) ed un involuppo di H. Se questi si innescano dopo, avremo invece la formazione di una CO-WD, eventualmente accompagnata da un involuppo di H e/o He.

In ogni caso, la compagna presenta generalmente una tipica massa di $\sim 0.1 \div 0.2 M_{\odot}$.

¹⁰L'He-Flash è l'innesco delle reazioni termonucleari in un nucleo degenere composto da He. È un fenomeno che avviene alla fine della fase di Red Giant Branch (RGB) per stelle con massa minore di $2.2 M_{\odot}$.

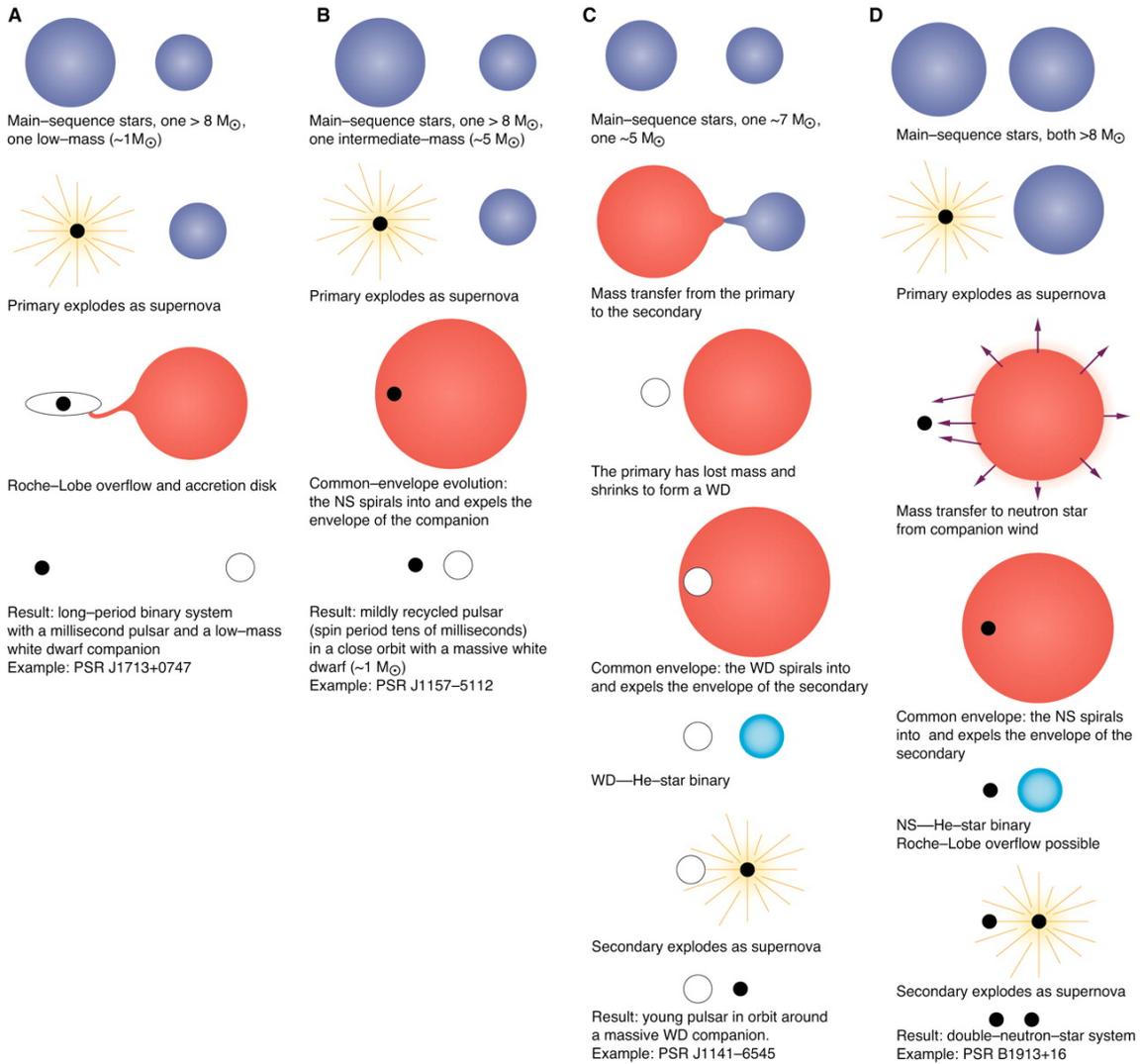


Figura 1.5: Rappresentazione schematica degli scenari di formazione canonici delle MSP, tratto da [Stairs \(2004\)](#). Nella sezione A viene presentata l'evoluzione che porta alla formazione di una MSP con compagna di piccola massa, nelle sezioni B e C quelle che portano alla formazione di MSP con compagne di massa intermedia e nella sezione D quella che porta a MSP con compagne di grande massa.

1.6 Black-Widows e Red-Backs

Pur appartenendo alla categoria delle MSP con compagne di piccola massa ($M_{COM} \leq 0.5 M_{\odot}$), le BW e le RB presentano caratteristiche alquanto peculiari che discostano il loro possibile scenario evolutivo da quello canonico.

Infatti, sono generalmente conosciute anche con il nome di “MSP con eclissi”, dal momento che la loro più distintiva caratteristica è la presenza di eclissi periodiche del segnale radio per una frazione significativa del periodo orbitale, in particolare durante le fasi di congiunzione superiore della PSR¹¹.

Tuttavia questo fenomeno non è esclusivamente da ricondursi all’occultamento del cono di emissione radio da parte della stella compagna, poiché, anche supponendo che questa riempia il suo RL, la durata delle eclissi è eccessivamente lunga.

Si ritiene pertanto che il fenomeno di eclisse sia anche causato da fenomeni di assorbimento o di scattering in un plasma turbolento creatosi in seguito a fenomeni di ablazione a cui è soggetta la stella compagna. Una volta terminata la fase di LMXB, quindi di riaccelerazione, la PSR è infatti in grado di emettere un’energia tale (si veda relazione 1.8) da poter irraggiare la stella compagna e causare progressivi fenomeni di perdita di massa, producendo nubi di materiale ionizzato, principali responsabili delle eclissi.

La distinzione tra BW e RB è basata sostanzialmente sulla massa della stella compagna. Le prime sono infatti caratterizzate da compagne di piccolissima massa (i.e. $M_{COM} \leq 0.05 M_{\odot}$) mentre le seconde possiedono compagne di massa maggiore, in genere dell’ordine di $\sim 0.1 \div 0.5 M_{\odot}$ (si veda Fig. 1.6).

Gli oggetti appartenenti a questa categoria possiedono periodi orbitali da qualche ora fino a circa un giorno. Le orbite sono particolarmente strette, se confrontate con quelle tipiche delle altre MSP, e circolari (i.e. eccentricità prossima allo zero), dove quest’ultima caratteristica è garantita dall’interazione mareale tra le due componenti dello stretto sistema binario. Lo stesso tipo di interazione vincola la stella compagna ad un periodo rotazionale pari a quello orbitale (fenomeno noto come “tidal locking”). La conseguenza di ciò è che sempre la stessa regione della stella sarà esposta all’energia emessa dalla PSR, fattore chiave per caratterizzare le sue caratteristiche in banda ottica.

¹¹La congiunzione è una configurazione astronomica in cui due astri (A e B) hanno la stessa ascensione retta nel sistema di riferimento dell’osservatore. È definita inferiore per l’astro A quando questo si trova davanti all’astro B, quindi alla minima distanza dall’osservatore. È invece definita superiore per l’astro A quando esso si trova dietro l’astro B quindi alla massima distanza dall’osservatore.

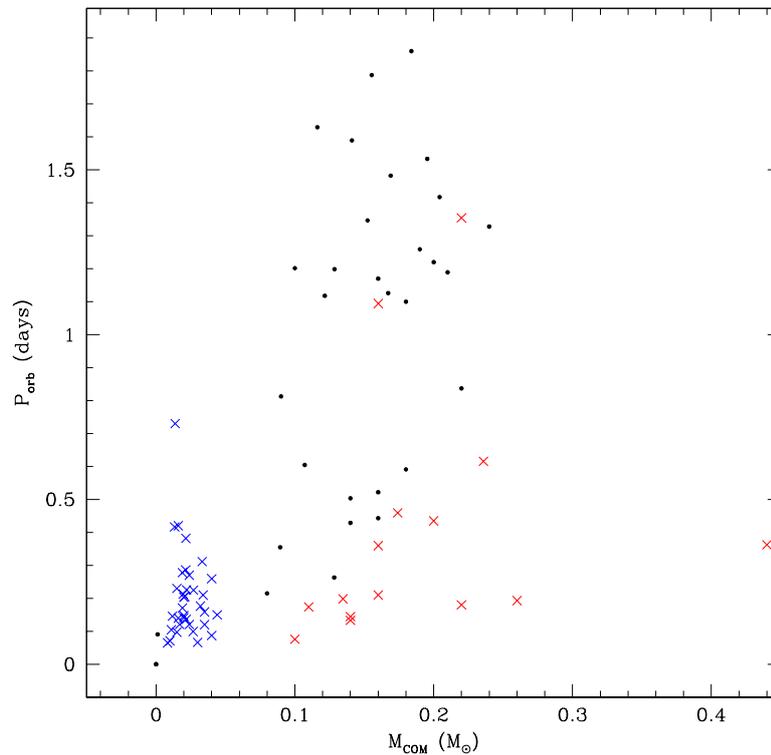


Figura 1.6: Periodi orbitali in funzione della massa della compagna (il cui valore è ottenuto ponendo nella funzione di massa $M_{PSR} = 1.4 M_{\odot}$ e $i = 90^{\circ}$) per le BW (croci blu), le RB (croci rosse) e per le MSP canoniche (punti neri). È evidente la dicotomia tra BW e RB e come, in particolare le BW, si collochino in una sequenza differente rispetto a tutte le altre. Tutti i dati riguardanti le MSP sono stati tratti dal catalogo di A. Patruno.

La presenza di fenomeni di ablazione ci permette inoltre di affermare che, per entrambe le categorie, le stelle compagne, almeno negli strati più esterni, presentano una struttura di tipo non degenere. Difatti la gravità superficiale di una WD è troppo elevata per permettere una perdita di massa tale da dar luogo alle eclissi osservate. A prova di ciò, si tenga conto che tutti i sistemi in cui è certa la presenza di una WD quale stella compagna, non mostrano alcun fenomeno di eclisse.

È stato ipotizzato che le BW, date le evidenze di una continua ablazione, quindi perdita di massa, e la presenza di una compagna di piccolissima massa, rappresentino la fase antecedente la formazione delle MSP isolate. La progressiva perdita di massa infatti, dovuta all'energia emessa dalla MSP, in un tempo scala

$\tau_{evap} \sim M_{COM}/\dot{M}_{COM}$, potrebbe portare alla completa evaporazione dell'involuppo ed alla distruzione del nucleo della stella compagna.

Da ciò capiamo anche il perché sia stato attribuito a questi oggetti il brillante nome di Vedove Nere (in inglese, appunto, Black-Widows). Difatti, come questi ragni femmina uccidono il loro compagno dopo l'accoppiamento, così la PSR, dopo essere stata accelerata e riattivata dalla stella compagna, la distrugge mediante una progressiva evaporazione della sua struttura.

Vale la pena mettere in evidenza l'esistenza di casi in cui le MSP con compagne di piccolissima massa non rientrano nella categoria di BW, a causa dell'assenza di eclissi del segnale radio. Questi sistemi tuttavia presentano generalmente una funzione di massa alquanto bassa, con valori fino a $10^{-5} M_{\odot}$, mentre le BW hanno generalmente funzioni di massa $\geq 3 \cdot 10^{-4} M_{\odot}$. Come suggerito da [Freire \(2005\)](#), l'assenza di eclissi radio potrebbe essere spiegata dai piccoli angoli di inclinazione sotto cui vediamo il sistema orbitare. La morfologia delle regioni eclissanti potrebbe essere infatti tale da rendere la loro intercettazione improbabile per sistemi visti sotto questi piccoli angoli. Tale spiegazione sembra reggere se si tiene conto che la funzione di massa dipende dal $\sin^3 i$ (si veda relazione [1.11](#)).

Delle 365 MSP attualmente note, 35 appartengono alla categoria BW e 18 a quella delle RB (catalogo di A. Patruno).

Tuttavia, la popolazione di BW e RB potrebbe rappresentare una frazione della popolazione totale di MSP molto più significativa di quanto finora osservato. È infatti possibile che solo una parte della popolazione di MSP in cui la stella compagna è sottoposta ad ablazione sia effettivamente da noi osservabile, ovvero quella in cui il tasso di perdita di massa è sufficientemente basso ([King et al., 2003](#)). Tassi di perdita di massa particolarmente elevati potrebbero dar luogo ad una quantità tale di nubi di materiali ionizzati in grado di oscurare il segnale radio durante l'intera fase orbitale.

Secondo alcuni modelli, è possibile che il tasso di perdita di massa diventi sufficientemente piccolo da rendere l'oggetto osservabile solo quando $M_{COM} \leq 0.1 M_{\odot}$, cosa che giustificerebbe le masse misurate per le BW e le RB, quindi l'assenza di compagne non degeneri di massa maggiore.

Inizialmente, la gran parte di questi oggetti fu individuata nei GC, facendo pensare ad un meccanismo di formazione favorito dal peculiare ambiente di questi sistemi (si veda [Cap. 2](#)) e si riteneva che i pochi individuati nel campo fossero in qualche modo "sfuggiti" alla buca di potenziale dei GC e catturati dal disco Galattico. Questo scenario tuttavia è stato recentemente confutato, vista la grande quantità di MSP con eclisse rivelate nel campo Galattico, in particolare grazie al satellite per

la banda γ Fermi ed alle nuove survey radio in banda radio (e.g. [Caraveo 2013](#); [Ransom et al. 2011](#); [Bates et al. 2011](#); [Burgay et al. 2006](#)).

In ogni caso, i meccanismi che portano alla formazione di BW o di RB, quindi le cause della deviazione dallo scenario di formazione canonico sono lungi dall'essere chiare.

Allo stesso modo non è ancora chiaro sulla base di quali fenomeni avremo la formazione di una BW piuttosto che di una RB. Se da una parte alcuni ritengono che le BW siano sostanzialmente uno stadio più evoluto delle RB, dove la stella compagna ha oramai perso una grande quantità di massa ([Benvenuto et al., 2014](#)), altri ritengono che tale evoluzione non sia possibile.

All'interno di quest'ultimo scenario, [Chen et al. \(2013\)](#) hanno proposto che il meccanismo alla base del quale si potrebbe avere la formazione di una BW piuttosto che di una RB sia da ricercarsi nell'efficienza con cui la stella compagna riprocesa l'emissione emessa dalla PSR: questa si attesterebbe su valori più alti nelle RB piuttosto che nelle BW, dove in queste ultime un'importante frazione dell'energia della PSR verrebbe utilizzata per i meccanismi di ablazione. Questa bimodalità sarebbe da attribuirsi principalmente a fattori geometrici, quali la direzione dell'emissione collimata della PSR rispetto alla sezione di stella compagna esposta ad essa.

Capitolo 2

Ammassi Globulari e Controparti Ottiche di MSP

In questo capitolo presenteremo le principali caratteristiche degli ammassi globulari, la popolazione di MSP in essi attualmente nota e quelli che sono i meccanismi dinamici che possono portare alla sua formazione.

Dunque focalizzeremo la nostra attenzione sulle principali tecniche di identificazione ed analisi delle compagne ottiche di MSP: da una parte mostreremo come la fotometria possa permettere l'identificazione ed una prima caratterizzazione di queste, dall'altra mostreremo brevemente come mediante la spettroscopia sia possibile completare il quadro di informazioni riguardo questi esotici sistemi.

Concludiamo con una breve descrizione delle altre famiglie di sistemi binari esotici tipicamente osservati nei GC, i quali saranno oggetto di studio nel capitolo finale di questa tesi.

2.1 Gli Ammassi Globulari

Nella nostra Galassia vi sono una grande quantità di ammassi stellari, alcuni dei quali, come le Pleiadi, vengono definiti “aperti”; altri, più densi e di struttura sferoidale, composti da un gran numero di stelle gravitazionalmente legate e posti generalmente su un’orbita satellitare nell’alone di una galassia, vengono chiamati “ammassi globulari” (GC, dall’inglese “Globular Cluster”).

La Via Lattea attualmente conta circa 160 GC (Harris, 2010).

L’azione gravitazionale delle $10^4 \div 10^7$ stelle che generalmente compongono un GC, dà loro una struttura sferica, con un’alta densità nelle zone più centrali.

La popolazione stellare dei GC viene assunta coeva e composta da stelle vecchie di popolazione II, con età tra 7 Gyr e 13 Gyr circa, anche se, recenti lavori, hanno messo in evidenza che tale assunzione semplifica eccessivamente le caratteristiche di questi oggetti (si vedano, per esempio, Ferraro et al. 2009; Gratton et al. 2012).

La popolazione di stelle dei GC presenta generalmente una metallicità largamente inferiore a quella tipica delle stelle di popolazione I presenti del disco Galattico. Le metallicità sono infatti tipicamente subsolari, con valori di $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -2.0 \div -1.0$, anche se vi sono GC, in particolare nelle regioni centrali (Bulge) della Galassia, che presentano una più elevata metallicità (e.g. Terzan 5, NGC 6304, NGC 6440, NGC 6388).

La concentrazione di stelle nei GC può essere molto variabile tra oggetto ed oggetto. Vi sono casi, come M2, in cui questa è particolarmente alta ed il GC, nelle zone centrali, appare come un insieme compatto di stelle; altri casi, come M55, vedono una distribuzione stellare più sparsa e meno concentrata nelle zone centrali. La classificazione di “Shapley-Sawyer” suddivide i GC proprio sulla base della concentrazione centrale di stelle, mediante dodici classi a cui è associato un numero romano da I a XII, dove ai GC più densi e concentrati è associato un numero più piccolo rispetto a quello degli ammassi più sparsi (Sawyer Hogg, 1965).

L’alta densità di questi ambienti aumenta in maniera considerevole il tasso di interazioni dinamiche rispetto a quelle tipicamente stimate per il disco ed il Bulge Galattico. I GC sono pertanto il laboratorio ideale in cui studiare fenomeni quali le interazioni mareali, di scambio, le collisioni dirette, la creazione e distruzione di sistemi binari, e tutti quei processi in grado di modificare in maniera sostanziale l’evoluzione stellare standard, producendo una popolazione esotica di oggetti (Bailyn, 1995, e referenze al suo interno) quali MSP, LMXB, “Blue Straggler Stars” (BSS), Variabili Cataclismiche (CV, dall’inglese “Cataclismic Variables”) e Sistemi Binari Attivi (AB, dall’inglese “Active Binaries”).

Focalizziamo quindi la nostra attenzione sulle MSP localizzate nei GC. Nonostante il numero di MSP nel campo Galattico sia maggiore di quello nei GC¹, tale numero per unità di massa è decisamente più grande in questi ultimi. Circa il 40% della popolazione nota di MSP si trova infatti nei GC, nonostante la massa della Galassia sia fino a 100 volte maggiore ($2.4 \cdot 10^{11} \leq M/M_{\odot} \leq 1.2 \cdot 10^{12}$; [Little and Tremaine 1987](#); [Kochanek 1996](#)) di quella totale di tutti i suoi GC.

Se da una parte questo può essere spiegato come un effetto di selezione, dal momento che i GC sono stati a lungo oggetto di survey in banda radio, il numero di MSP per unità di massa nei GC è eccessivamente grande e richiede l'introduzione di scenari di formazione alternativi, i quali ricorrono ad interazioni di natura dinamica tra le stelle del GC, fenomeni altamente improbabili in un ambiente radicalmente diverso come il campo Galattico.

In [Fig. 2.1](#) presentiamo un campione di MSP note suddivise in base al GC di appartenenza ed all'anno di identificazione. L'analisi di questi oggetti ha rivelato che la gran parte di essi (i.e. $\sim 80\%$) pare seguire il percorso evolutivo canonico (si veda sezione [1.5.1](#)); inoltre, è evidente come un grandissimo numero di MSP sia localizzato in particolare in tre GC: Terzan 5, il quale ne possiede 34, 47 Tucanae che ne contiene 23 e M28 con 12.

Terzan 5, in particolare, con la più grande popolazione di MSP conosciuta in un GC, sembra essere la fornace ideale per la produzione di questi oggetti ([Ferraro, 2011](#)). Si tenga conto che esso tuttavia pare essere non un classico GC, bensì il remnant di una struttura primordiale che ha contribuito alla creazione del bulge Galattico ([Ferraro et al. 2009](#); [Lanzoni et al. 2010](#); [Origlia et al. 2013](#)). Dal momento che esso presenta multiple popolazioni stellari con metallicità differenti, ma tutte alquanto alte, è stato proposto che esso fosse, in passato, ~ 100 volte più massivo di oggi ([Lanzoni et al., 2010](#)), quindi in grado di trattenere all'interno della sua buca di potenziale i prodotti dei fenomeni di supernova, agenti principali di arricchimento metallico di una popolazione stellare.

Ciò potrebbe dunque spiegare l'incredibile popolazione di MSP ivi presente: difatti, in tale scenario, le NS, createsi in seguito ai fenomeni di supernova, nonostante le grandi velocità impartite loro da questi fenomeni, sarebbero riuscite a non fuggire dalla buca di potenziale del GC e, qualora isolate, in seguito ad interazioni dinamiche, si sarebbero legate con una compagna dando inizio ai meccanismi di accrescimento, quindi di formazione delle MSP.

¹131 nei GC contro le 237 nel campo Galattico (catalogo di A. Patruno).

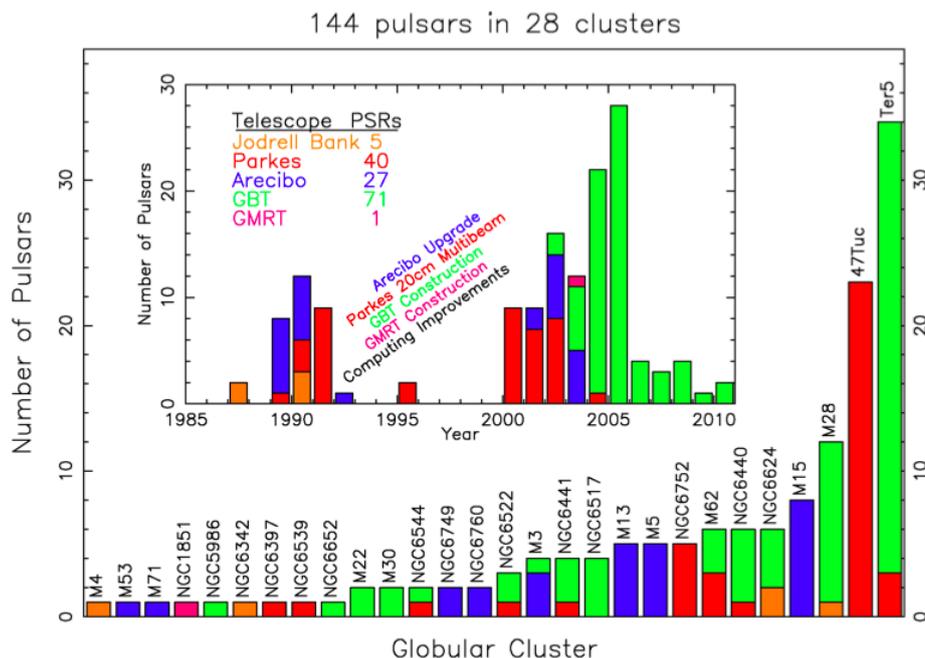


Figura 2.1: Numero di MSP, disposte in ordine crescente, identificate nei GC fino al 2011. Nel pannello interno le MSP vengono invece ordinate per data di scoperta. I diversi colori identificano lo strumento che ne ha permesso la rivelazione. Il plot è tratto da [Ransom \(2008\)](#); per un catalogo più completo si consulti [Ransom \(2013\)](#) o il catalogo di A. Patruno.

2.1.1 Interazioni dinamiche nei GC

Concentriamoci dunque sui fenomeni dinamici che possono formare, distruggere e, più in generale, influire sull'evoluzione dei sistemi binari, quindi sull'evoluzione stellare degli oggetti che lo compongono.

Questi fenomeni sono difatti con grande probabilità i principali responsabili del gran numero di MSP presente nei GC. Difatti, se una MSP nel disco Galattico è generalmente il prodotto dell'evoluzione di un sistema binario primordiale, nei GC si possono instaurare dei meccanismi dinamici in grado di aprire nuovi scenari non canonici per la formazione di questi oggetti.

Tre sono i principali meccanismi dinamici che possono portare alla creazione di un sistema binario, quindi alla formazione di un sistema esotico come una LMXB, quindi una MSP. Questi meccanismi sono tuttavia ritenuti validi, seppur con differenti efficienze, anche per altre tipologie di oggetti esotici, quali le CV e le BSS.

Cattura mareale: è il fenomeno in cui una NS isolata cattura una stella del GC e si lega gravitazionalmente ad essa (Clark, 1975). Condizione necessaria affinché ciò avvenga è che l'esplosione di supernova dalla quale si viene a creare la NS sia sufficientemente isotropa da non impartire alla NS una velocità tale da permetterle la fuoriuscita dalla buca di potenziale del GC. La NS, anche se formata nelle regioni più esterne, verrà col tempo portata nelle regioni più interne mediante fenomeni di frizione dinamica.

Giunta nelle zone centrali, essa si ritroverà in un ambiente stellare in cui la possibilità di interagire e legare la sua orbita (Fig. 2.2) con quella di un'altra stella è relativamente più alta. Questa stella in genere si troverà in una fase evolutiva standard ed, in seguito alla sua evoluzione nel sistema binario, potrà innescare i fenomeni di accrescimento, quindi permettere la fase di LMXB alla quale seguirà la creazione di una MSP.

Simulazioni numeriche (Ivanova et al., 2008) hanno mostrato come solo il $\sim 2\%$ delle NS è in grado di creare un sistema binario in questo modo.

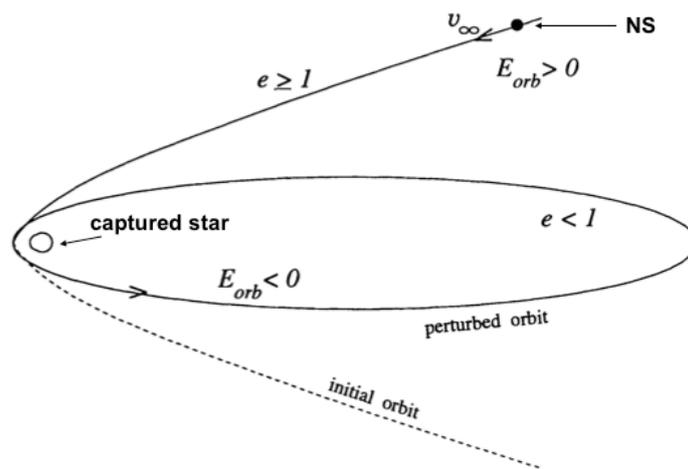


Figura 2.2: Schematizzazione di un fenomeno di cattura mareale, tratto da Mardling (1996).

Collisione diretta: come dice il nome, è il fenomeno in cui una NS si lega ad una stella compagna collidendo direttamente con essa. Questo fenomeno generalmente è più efficiente nel caso di incontro tra una NS ed una stella singola, generalmente una gigante rossa, ma può rivelarsi efficiente anche nel caso di incontro tra una stella singola ed un sistema binario. Ovviamente, la probabilità che tali collisioni avvengano è maggiore nel core del GC che nelle zone

più esterne.

Come mostrato da [Ivanova et al. \(2008\)](#), in un tempo scala di 11 Gyr, circa il 5% delle NS forma un sistema binario in seguito ad una collisione diretta.

Interazione di scambio: è il fenomeno in cui l'interazione tra una stella singola ed un sistema binario preesistente porta alla sostituzione di uno dei suoi due membri ([Davies and Hansen, 1998](#)). Esistono due possibili scenari di interazione di scambio. Nel primo, una NS, portandosi nelle vicinanze di un sistema binario, interagisce e si lega ad esso, espellendo la stella meno massiva delle due originarie (Fig. 2.3). L'acquisizione di una compagna permetterà eventualmente l'instaurarsi di fenomeni di accrescimento, quindi la formazione della MSP. Nel secondo scenario, una normale stella interagisce con un sistema binario in cui è presente una NS, eventualmente già allo stato di MSP, e la sua stella compagna. In tal caso, se la stella isolata è più massiva dell'attuale compagna esausta della NS, espellerà quest'ultima e si legherà al sistema binario quale nuova compagna della NS o della già formata MSP ([Freire, 2005](#)).

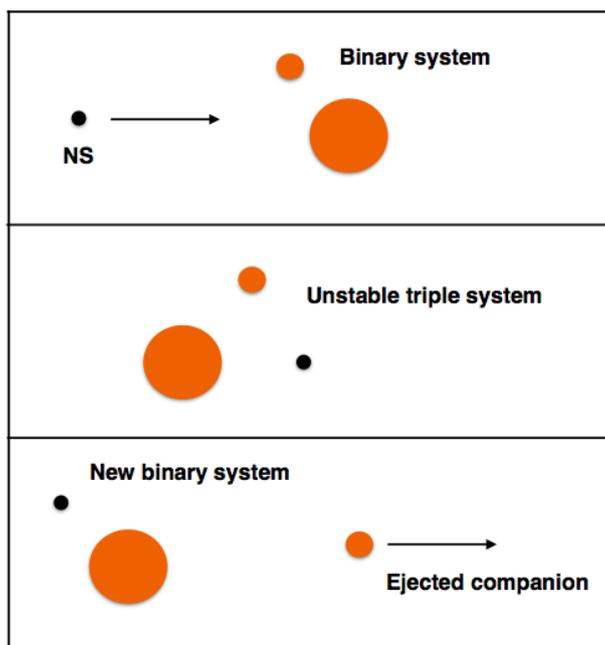


Figura 2.3: Schematizzazione di un fenomeno di interazione di scambio in cui una NS, interagendo con un sistema binario, si lega alla stella più massiva delle due ed espelle l'altra.

Si tenga conto che, fino a qualche tempo fa, si pensava che quest'ultimo meccanismo fosse l'unico in grado di formare sistemi quali le BW e le RB (si veda sezione 1.6). Secondo questo scenario, ormai superato, una MSP binaria, prodotto dello scenario canonico di formazione, mediante un'interazione di scambio si legherebbe ad una nuova compagna e, dopo eventuali fenomeni di accrescimento, darebbe inizio a fenomeni di ablazione quindi alla progressiva perdita di massa della nuova compagna ed alla formazione di una MSP con eclissi.

Alla nascita, questi sistemi presenteranno orbite particolarmente eccentriche che verranno poi circolarizzate grazie alle forze di marea.

La massa più probabile per la compagna della NS ottenuta con tale modalità è compresa tra quella tipica del turn-off della MS, in media $\sim 0.7 \div 0.8 M_{\odot}$, e quella tipica per le stelle in fase di MS, in media $\sim 0.4 M_{\odot}$, dal momento che la probabilità che avvenga una cattura è funzione crescente della massa della stella.

Le simulazioni di [Ivanova et al. \(2008\)](#) hanno messo in luce come il $\sim 20 - 25\%$ delle NS creerà un sistema binario in seguito a questa interazione, tali valori si spingono fino al $\sim 40 - 50\%$ se si considerano le sole NS nel core del GC. Pertanto questo appare essere il più importante fenomeno dinamico legato alla creazione di MSP.

Infine, si tenga conto che l'interazione tra un sistema binario ed una stella singola non porta necessariamente ad un'interazione di scambio. Sono possibili infatti anche fenomeni di distruzione completa del sistema binario o interazioni che portano ad un aumento dell'eccentricità o un restringimento dell'orbita, senza distruzione o sostituzione di membri.

Una volta formati i sistemi binari, è ovviamente necessario l'innescarsi dei fenomeni di trasferimento di massa al fine di avere poi la formazione di una MSP. La probabilità che ciò accada è differente a seconda di quale dei tre meccanismi ha portato alla formazione del sistema binario: è più alta per i prodotti delle interazioni di scambio che portano all'acquisizione di una compagna in fase di MS, mentre è più bassa per i prodotti delle catture mareali e delle interazioni di scambio in cui viene acquisita una WD come compagna ([Ivanova et al., 2008](#)).

È interessante notare inoltre come la distribuzione dei periodi orbitali delle MSP nei GC sia concentrata, in media, su valori minori rispetto a quelli tipici del campo Galattico ([Pallanca, 2014](#)). La spiegazione di ciò è che probabilmente, in particolare nei GC più densi, sistemi binari con ampie orbite vengono distrutti per mezzo di interazioni dinamiche, in maniera più efficiente rispetto a quelli stretti. Quest'ultimo

fatto può essere banalmente spiegato dalla più piccola sezione d'urto d'interazione di questi ultimi.

All'interno di quest'ultimo scenario, le BW e le RB all'interno dei GC, anche se prodotti dell'evoluzione di sistemi binari primordiali, possono essere in grado di evolvere non disturbate da interazioni con altre stelle; ricordiamo infatti che una caratteristica distintiva delle MSP con eclisse è la loro collocazione all'interno di sistemi binari particolarmente stretti (si veda sezione 1.6).

2.1.2 Parametro collisionale

Vista l'importanza che i GC ricoprono nella formazione ed evoluzione delle MSP, si è tentato in diversi modi di mettere in evidenza una correlazione tra il loro numero ed un qualche parametro fisico dei GC.

Un indicatore del tasso di interazioni a due corpi all'interno del core di un GC è stimabile dalla relazione (Hut and Verbunt 1983; Verbunt 2003):

$$\Gamma \propto \int n_c n A v dV \propto \rho_0^{1.5} r_c^2 \quad (2.1)$$

dove n_c e n sono rispettivamente la densità numerica di oggetti compatti (i.e. WD, NS e BH) e stelle normali, A è la sezione d'urto dell'incontro, v la velocità relativa tra i due oggetti, V il volume del GC, ρ_0 la sua densità centrale e r_c il raggio del core².

Il numero di MSP in un GC, come mostrato in Fig. 2.4, è evidentemente correlato a questo parametro e non sorprende come il valore di Γ più elevato sia attribuito proprio a Terzan 5.

Generalmente, la popolazione di MSP nei singoli GC è composta perlopiù da sistemi binari; tuttavia non mancano le eccezioni in cui questa pare dominata da sistemi isolati ed esotici, probabilmente prodotto di interazioni di scambio.

Per tenere conto di queste differenze, Verbunt and Freire (2014b) hanno proposto un ulteriore indicatore che tenga conto del tasso di incontri tra una singola stella ed un sistema binario: $\gamma \propto \rho_0/\nu$, con ν dispersione di velocità delle stelle nel core del GC.

In ammassi con alti valori di γ i sistemi binari hanno una maggiore probabilità di interagire con stelle isolate.

Questi fenomeni possono in genere aumentare l'eccentricità del sistema binario, distruggerlo direttamente, portando alla formazione di una PSR isolata, o, come abbiamo già visto, permettere l'acquisizione da parte di quest'ultima di una compagna

²Il raggio di core è definito come la distanza dal centro in cui la densità stellare (o la brillantezza superficiale) dell'ammasso cala di un fattore due.

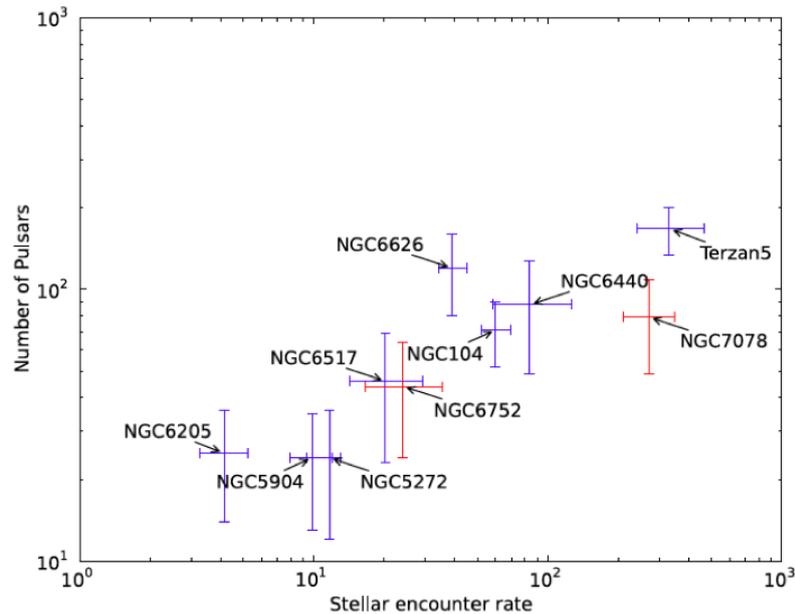


Figura 2.4: Numero di MSP nei GC in funzione del parametro collisionale Γ ; tratto da [Bahramian et al. \(2013\)](#). La correlazione tra queste due quantità è evidente e conferma l'importanza delle interazioni dinamiche nella formazione di oggetti esotici quali le MSP.

con la quale iniziare i meccanismi di riciclaggio.

Pertanto, maggiore è il valore di γ , maggiore sarà il numero di PSR isolate e di prodotti delle interazioni di scambio.

L'analisi ottica delle compagne di MSP è pertanto fondamentale, oltre che per meglio caratterizzare la fisica e l'evoluzione di questi oggetti, per indagare la dinamica interna dei GC (e.g. [Ferraro et al. 1995](#); [Goodman and Hut 1989](#); [Hut et al. 1992](#); [Ferraro et al. 2012](#)), per quantificare la frequenza di queste interazioni dinamiche e studiare gli effetti di un ambiente denso di stelle sull'evoluzione di un sistema binario, quindi la connessione tra la dinamica e l'evoluzione stellare. È inoltre un utile mezzo per determinare il rapporto massa-luminosità nei core di GC e la struttura della buca di potenziale ([Phinney 1992](#); [Bellazzini et al. 1995](#); [Possenti et al. 2003](#); [Ferraro et al. 2003b](#)). Quest'ultimo punto è possibile soprattutto grazie ai valori del tasso di rallentamento \dot{P} , i quali sono sensibilmente affetti dall'accelerazione gravitazionale del GC e pertanto sono utili al suo studio.

Per il GC 47 Tucanae, le MSP hanno inoltre permesso di mettere in evidenza la presenza di un mezzo intracluster ionizzato e di bassa densità, mediante l'analisi

comparata tra i segnali radio di MSP poste in diversi punti del GC (Freire et al., 2001).

2.2 Analisi Fotometrica delle compagne di MSP

Procediamo dunque presentando le principali tecniche di indagine adottate per lo studio delle controparti ottiche di MSP.

L'identificazione e lo studio di queste si articola sostanzialmente in due fasi: l'analisi fotometrica, finalizzata ad identificare la stella compagna ed a determinarne le principali caratteristiche, ed eventualmente l'analisi spettroscopica, utile per vincolare con più precisione i parametri orbitali e le masse del sistema ed analizzare nel dettaglio le caratteristiche fisiche e chimiche della stella compagna.

In primo luogo, si tenga conto che, a causa dei fenomeni di frizione dinamica, le MSP saranno nella maggior parte dei casi localizzate nella prossimità del centro gravitazionale dell'ammasso, in una regione ove quindi la densità di stelle è particolarmente alta. Pertanto, l'identificazione di questi oggetti nei GC, a differenza di quanto generalmente accade nel campo Galattico, richiede necessariamente osservazioni con grande risoluzione angolare, tipicamente ottenute con telescopi spaziali.

L'analisi fotometrica delle compagne di MSP si articola a sua volta sostanzialmente in tre passaggi: la ricerca di candidate controparti in una posizione coincidente con la MSP nota in banda radio, l'analisi della sua posizione nel CMD quindi la strutturazione della sua curva di luce.

Tali obiettivi richiedono necessariamente multiple osservazioni dell'oggetto ed in più filtri fotometrici, al fine di poter determinare gli indici di colore della compagna e caratterizzare la sua variabilità lungo l'intero periodo orbitale (noto anch'esso dalla banda radio).

Coincidenza posizionale

Condizione necessaria affinché una stella sia considerata una valida candidata compagna della MSP in esame, è una posizione coincidente con quella nota in banda radio. Quest'ultima è generalmente determinata con grande precisione (i.e. $\lesssim 0.1''$). Di conseguenza, la ricerca di candidate in posizioni coincidenti con quelle della radio PSR richiede, per le osservazioni in banda ottica, la determinazione di una precisa soluzione astrometrica, ovvero l'attribuzione, ad ogni stella del campo di osservazione, di una precisione posizione in un sistema di coordinate assoluto (e.g. RA, Dec).

Posizione nel CMD

Dal momento che le stelle di una popolazione stellare come quella dei GC tendono a disporsi, nei CMD, lungo precise sequenze (per una più dettagliata descrizione si veda sezione 4.2), una posizione anomala di una stella candidata compagna rispetto a queste è un valido indicatore che questa potrebbe non essere soggetta all'evoluzione stellare standard, oltre che essere un utile mezzo per determinare alcune sue caratteristiche.

In primo luogo, è possibile determinare la natura degenere o non degenere della stella compagna. Secondo lo scenario di formazione canonico infatti, ci aspettiamo di trovare delle compagne collocate nelle sequenze delle WD (Fig. 2.5, sinistra). Tuttavia si ha spesso evidenza di compagne di tipologia non degenere, indicatore di un percorso evolutivo differente da quello canonico (Fig. 2.5, destra).

Non solo, l'analisi comparata tra la posizione della stella compagna e quella prevista dai modelli di evoluzione stellare, può essere utilizzata per dare una stima della

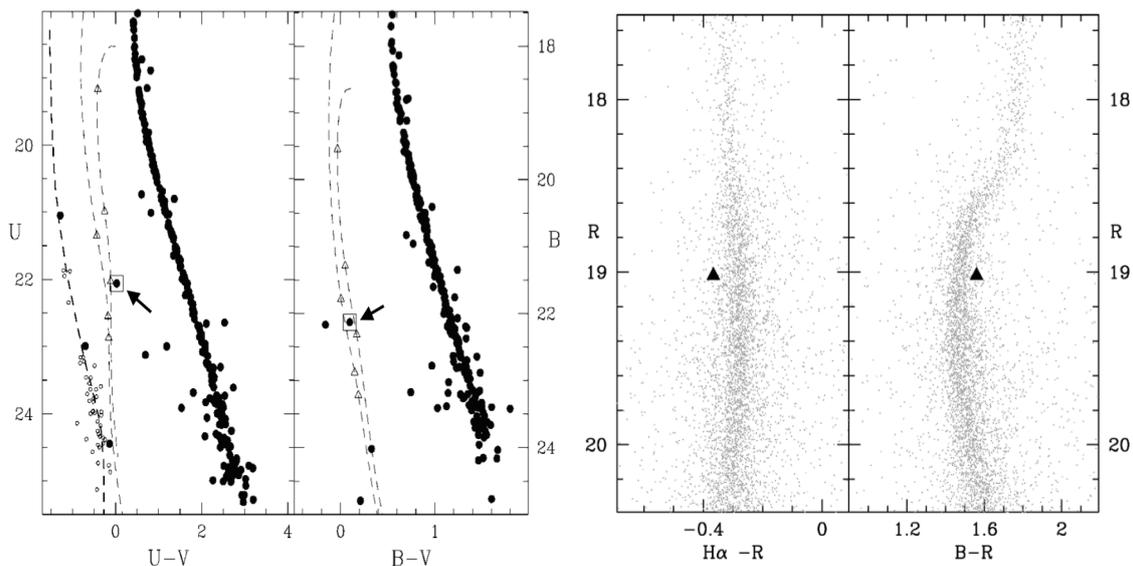


Figura 2.5: *Sinistra*: Posizione nel CMD della compagna della PSR J1911-5958A nel GC NGC 6752 (Ferraro et al., 2003a). La sua collocazione nel ramo delle WD è un'indicazione di come questa MSP sia evoluta in accordo allo scenario di formazione canonico. *Destra*: Posizione nel CMD della compagna della PSR J1701-3006B nel GC NGC 6266 (Cocozza et al., 2008). La sua posizione denota una struttura non degenere, non in accordo con quella prevista dallo scenario canonico di formazione.

sua massa. Ad esempio, se la stella compagna è una WD, la sua posizione rispetto alle sequenze di raffreddamento teoriche può fornire un'indicazione della sua massa (il cui valore, insieme per esempio alla funzione di massa, può essere utilizzato per determinare la massa della NS) e della sua età, confrontabile con quella caratteristica della MSP (si veda la relazione 1.9), valore quindi utile per chiarire maggiormente la fisica e l'evoluzione delle MSP.

Sfortunatamente, le compagne non degeneri risentono spesso di fenomeni di interazione con la PSR, i quali possono portare a distorsioni e/o riempimento del RL, fenomeni che discostano le stelle dalla condizione di equilibrio idrostatico. Pertanto le loro posizioni nel CMD saranno falsate e la determinazione della massa con questa metodologia può condurre spesso a sovrastime (si vedano, per esempio, [Ferraro et al. 2003c](#); [Pallanca et al. 2010](#); [Mucciarelli et al. 2013](#)).

Ancora, qualora siano disponibili osservazioni in più filtri fotometrici, di cui uno centrato sulla riga $H\alpha$, è possibile costruire, oltre al classico CMD (e.g. [Pietrukowicz 2009](#)), un diagramma colore-colore in cui analizzare la posizione della stella compagna rispetto a quella delle altre stelle ([Pallanca et al. 2013](#); [Beccari et al. 2014](#)). Un eccesso di emissione in $H\alpha$, non atteso per una stella in una fase evolutiva standard, è infatti indicativo della presenza di materiale allo stato ionizzato, eventualmente strappato alla stella compagna a causa della sua interazione con la MSP. Dalla posizione della stella compagna nel diagramma colore-colore è inoltre possibile stimare la larghezza equivalente di questa riga (Fig. 2.6).

Curva di luce e variabilità

La principale conferma che la stella candidata sia effettivamente la compagna della MSP viene dalla struttura della sua curva di luce. È infatti atteso che oggetti di questo tipo, in particolar modo se di natura non degeneri, esibiscano una curva di luce variabile, con periodicità compatibile con quella nota in banda radio.

L'analisi della curva di luce è un utile mezzo, oltre che per confermare l'associazione della stella esaminata al sistema binario, per tentare di vincolare alcuni parametri del sistema, come la dimensione della stella (quindi quantificare l'eventuale riempimento del RL) o l'angolo di inclinazione del piano orbitale.

Ottenuto quindi un dataset di osservazioni, per costruire la curva di luce, è necessario associare a ciascuna immagine la corrispondente fase orbitale del sistema binario, secondo la seguente relazione, esatta nel solo caso di orbite circolari:

$$\phi = \left(\frac{t - t_0}{P_{orb}} \right) - \text{INT} \left(\frac{t - t_0}{P_{orb}} \right) \quad (2.2)$$

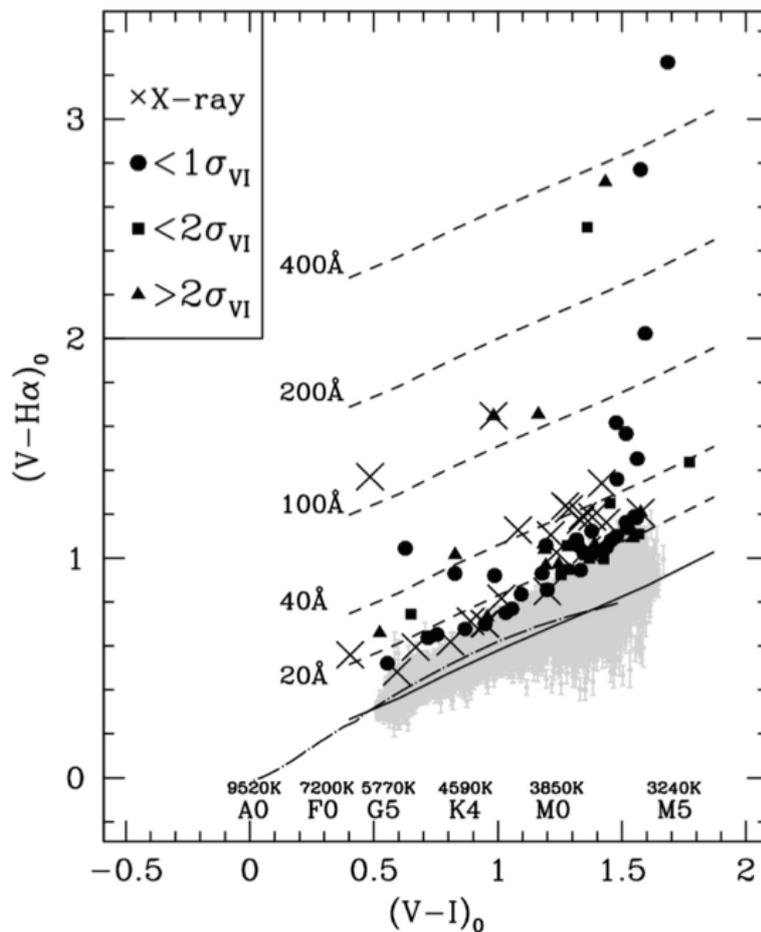


Figura 2.6: Diagramma colore-colore del GC 47 Tucanae (Beccari et al., 2014). Vengono evidenziati gli oggetti con eccesso $H\alpha$ (punti neri). La linea diagonale continua rappresenta il luogo dei punti in cui si collocano le stelle senza eccesso $H\alpha$, mentre quelle tratteggiate rappresentano il luogo dei punti di stelle con crescente eccesso, della cui riga viene fornita anche una previsione della sua larghezza equivalente.

dove ϕ è la fase orbitale, variabile tra 0 e 1, t il tempo in cui è stata effettuata l'osservazione, t_0 è un tempo di riferimento corrispondente ad un passaggio della PSR al nodo ascendente, mentre P_{orb} è il periodo orbitale del sistema binario. Questi ultimi due valori sono noti dalla banda radio. Nel secondo membro dell'equazione, INT rappresenta la sola parte intera dell'espressione tra parentesi.

A partire da questo formalismo, per $\phi = 0$ e $\phi = 0.5$ vedremo il sistema in una situazione di quadratura, mentre per $\phi = 0.25$ avremo la congiunzione superiore della PSR e per $\phi = 0.75$ la congiunzione inferiore della PSR. Per chiarezza, si veda

la rappresentazione schematica in Fig. 2.7.

È possibile suddividere le curve di luce generalmente osservate in due principali categorie.

Nella prima categoria, detta “single-hill shape”, all’interno di una fase orbitale abbiamo un massimo in corrispondenza della congiunzione inferiore della PSR ($\phi = 0.75$) ed un minimo in corrispondenza della congiunzione superiore della PSR ($\phi = 0.25$). Questo comportamento è generalmente associato a fenomeni di irraggiamento, quindi riscaldamento, della frazione di superficie stellare esposta all’energetica della PSR. L’osservatore infatti riceverà un quantitativo di flusso maggiore in corrispondenza della fase in cui è maggiormente visibile l’emisfero illuminato (i.e. durante la congiunzione inferiore della PSR) ed un quantitativo minore per fasi in cui la regione irraggiata è visibile in misura minore (i.e. durante la congiunzione superiore della PSR).

Un esempio di questa tipologia di curva di luce viene presentato nel pannello in alto di Fig. 2.8.

Si tenga conto che l’ampiezza della curva di luce dipende sia dall’efficienza del processo di irraggiamento nell’aumentare la temperatura stellare che dall’angolo di inclinazione sotto cui vediamo il sistema orbitare. Infatti, per un sistema visto “face-

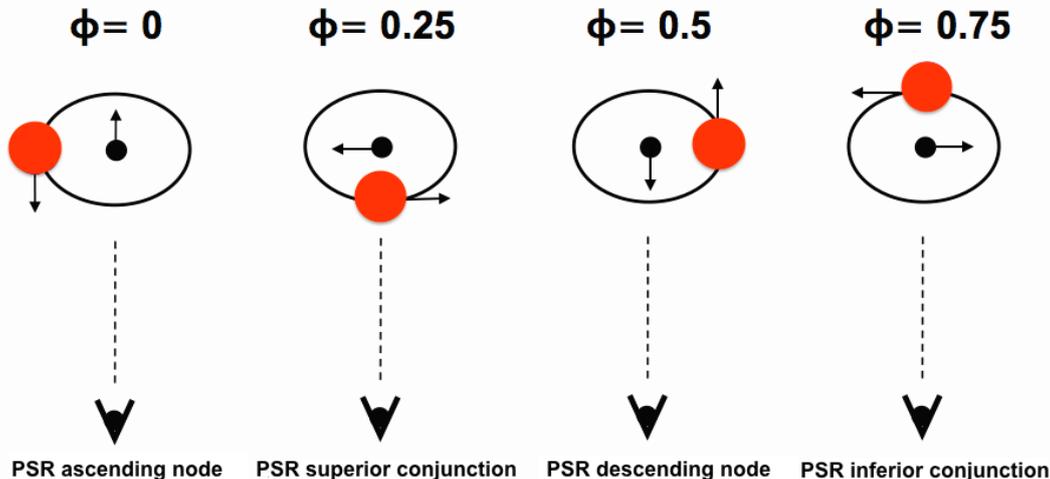


Figura 2.7: Schematizzazione del formalismo adottato in questo lavoro per descrivere le fasi orbitali dei sistemi binari. In accordo con la banda radio, si è scelto di porre come riferimento, a $\phi = 0$, un tempo corrispondente al passaggio della PSR al nodo ascendente. La PSR è rappresentata dal pallino nero, mentre la stella compagna dal cerchio rosso.

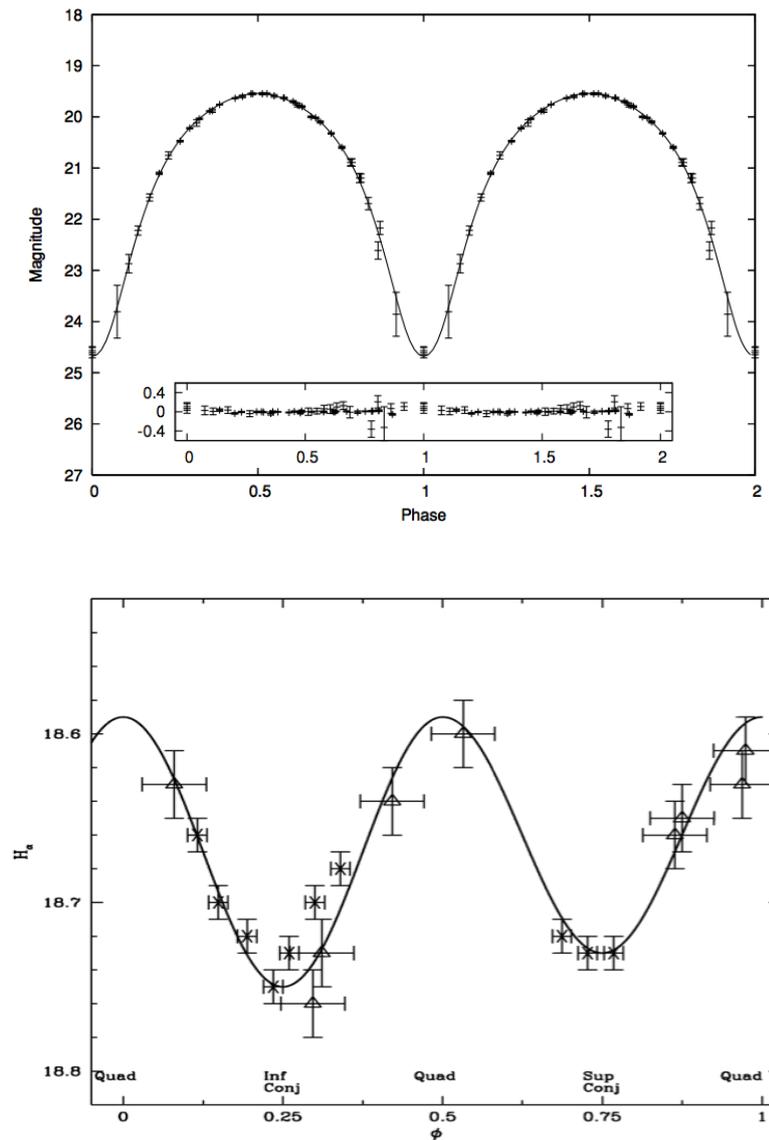


Figura 2.8: *In alto*: Curva di luce per la MSP B1957+20 (Reynolds et al., 2007). Vengono riportate due fasi orbitali. Essa costituisce un chiaro esempio di curva di luce con struttura “single-hill”. Si noti il differente formalismo adottato per descrivere la curva di luce, dove per $\phi = 0$ qui abbiamo una fase di congiunzione superiore della PSR. *In basso*: Curva di luce per la compagna della PSR J1701-3006B nel GC NGC 6266 (Cocozza et al., 2008). Essa costituisce un chiaro esempio di curva di luce con struttura “double-hill”.

on” ($i = 0^\circ$), durante l’intera fase orbitale, la regione di superficie irradiata visibile sarà pari a circa un quarto di quella totale e pertanto non sono attese modulazioni di magnitudine. Al contrario, la modulazione di magnitudine sarà la più grande possibile per sistemi visti “edge-on” ($i = 90^\circ$).

Una seconda categoria di curve di luce, definibile come “double-hill shape”, è caratterizzata dalla presenza, in una singola fase orbitale, di due massimi (per $\phi = 0$ e $\phi = 0.5$) e due minimi asimmetrici (per $\phi = 0.25$ e $\phi = 0.75$). In questo caso abbiamo quindi un massimo di luminosità in corrispondenza delle fasi di quadratura, dove la compagna è vista lateralmente rispetto alla PSR, mentre i minimi di luminosità corrispondono alle fasi in cui vediamo il lato frontale, esposto alla PSR, e quello posteriore.

La ragione fisica di tale comportamento è da ricercarsi nelle distorsioni mareali a cui è soggetta la stella compagna. Queste si manifestano principalmente quando la compagna riempie il proprio RL e la sua superficie assume la caratteristica forma a goccia (Fig. 2.9). Di conseguenza, la gravità superficiale g cambierà nei vari punti della stella, con dei minimi in corrispondenza della regione frontale, esposta alla PSR, e di quella posteriore.

Questa fenomenologia si traduce in una modulazione di flusso, dal momento che esso è proporzionale alla temperatura superficiale della stella la quale dipende dalla sua gravità superficiale locale (von Zeipel, 1924). In particolare, nell’assunzione di atmosfere radiative e di equilibrio idrostatico, si ha che $F \propto g$ e $F \propto T^4$, allora $T \propto g^{\frac{1}{4}}$. Risultati simili sono validi anche per atmosfere convettive.

Quindi, quando la stella compagna è vista in una fase di quadratura, la superficie visibile con alta gravità superficiale, quindi alta temperatura, è massimizzata e si riceverà un quantitativo di flusso superiore a quello che si riceve quando si guardano le estremità della struttura a goccia, dove la gravità superficiale, quindi la tempera-

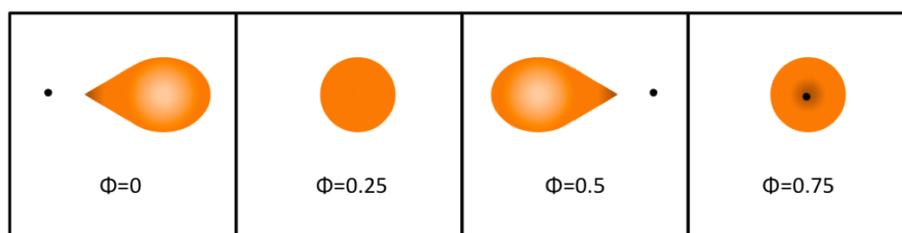


Figura 2.9: Rappresentazione schematica degli effetti della distorsione mareale sulla stella compagna della MSP, per un sistema visto “edge-on” (Pallanca, 2014). La PSR è rappresentata con un punto nero, mentre la stella compagna con diverse tonalità di arancio, dove colori più brillanti sono da associarsi a più alte gravità superficiali, quindi a più alte temperature.

tura è minore. I minimi asimmetrici sono giustificati dal fatto che l'estremità della struttura a goccia, esposta alla PSR, possiede una gravità, quindi una temperatura, ancora minore rispetto a quella del suo lato opposto. Un esempio di questa tipologia di curva di luce viene riportato nel pannello in basso di Fig. 2.8.

Tuttavia si tenga conto che i fenomeni di irraggiamento e distorsione possono coesistere ed in tal caso la struttura della curva di luce può essere più complessa. Ad esempio, la compresenza di questi due fenomeni può far sì che l'estremità della struttura a goccia, esposta all'emissione della PSR, sia da questa riscaldata, appiattendolo, o addirittura annullando, il minimo più profondo della curva di luce ($\phi = 0.75$), atteso in assenza di irraggiamento (questo è anche il caso della curva di luce riportata nel pannello in basso di Fig. 2.8).

2.3 Analisi Spettroscopica delle compagne di MSP

Una volta completata l'analisi fotometrica, qualora la stella sia sufficientemente brillante, è possibile procedere con un'analisi spettroscopica. Tuttavia spettri di alta qualità sono ottenibili esclusivamente per stelle brillanti (i.e. $V \lesssim 17$), mentre spettri di bassa risoluzione sono ottenibili anche per stelle con luminosità inferiori (i.e. $V \lesssim 21$).

A seconda della qualità dei dati spettroscopici, è possibile eseguire un'analisi cinematica ed eventualmente chimica della stella compagna.

L'obiettivo dell'analisi cinematica è quello di misurare le velocità radiali della stella compagna in funzione della fase orbitale. Ciò è fattibile misurando lo spostamento Doppler delle righe spettrali rispetto alla loro posizione di riposo.

Qualora ovviamente la stella analizzata sia la vera compagna della MSP, la velocità radiale avrà una periodicità in accordo con quella della PSR, la cui curva delle velocità radiali è ottenibile in banda radio.

La curva delle velocità radiali avrà quindi una struttura di tipo sinusoidale con velocità media pari alla velocità sistematica dell'oggetto rispetto al sistema di riferimento dell'osservatore.

Le ampiezze delle due curve saranno invece proporzionali a quello che è il moto dell'oggetto nel sistema binario. Avendo la MSP una massa molto maggiore rispetto a quella della stella compagna, ci si attende che l'ampiezza della curva delle velocità di quest'ultima sia significativamente maggiore rispetto a quella della prima. A titolo di esempio, si consulti la Fig. 2.10 e Ferraro et al. (2003c).

Oltre che confermare l'associazione al sistema binario ed al GC stesso, l'analisi della curva delle velocità radiali dei due membri del sistema è di estrema importanza

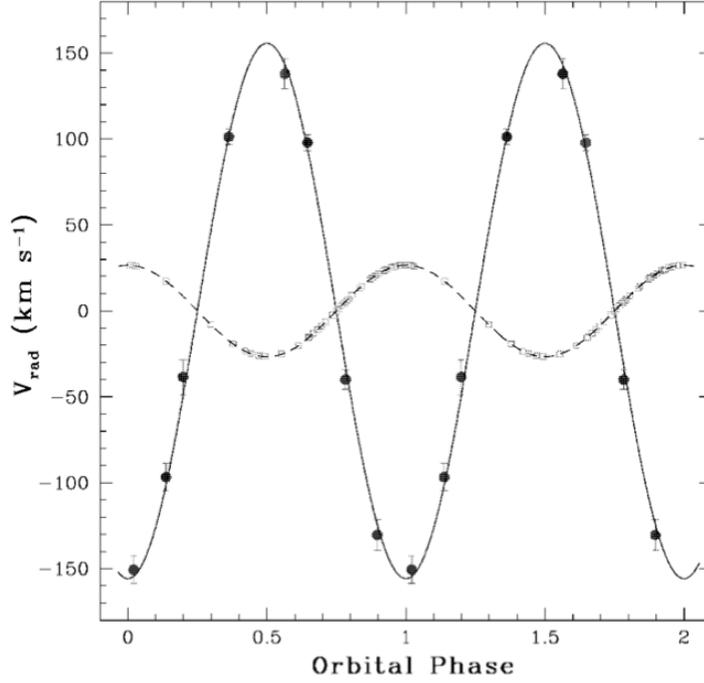


Figura 2.10: Curva delle velocità radiali della compagna della PSR J1740-5340A (punti neri più modello con linea continua) e della PSR stessa (quadrati aperti e modello con linea tratteggiata) tratto da [Ferraro et al. \(2003c\)](#). La diversa ampiezza è ovviamente dovuta alla grande differenza di massa tra i due oggetti. Velocità negative corrispondono ad un moto dell'oggetto verso l'osservatore (blueshift), quelle positive ad un moto in allontanamento (redshift).

in quanto, dal rapporto delle ampiezze è possibile ricavare il rapporto tra le masse, il quale, combinato ad altre stime della massa (e.g. funzione di massa, posizione della compagna nel CMD) ed eventualmente a stime dell'angolo di inclinazione (i.e. dalla curva di luce), può fornirci il valore di massa della NS, fondamentale per testare i modelli di equazione di stato della materia ultradensa.

Nel caso di orbite circolari abbiamo infatti che la velocità radiale della PSR (V_{PSR}) o della compagna (V_{COM}) in funzione della fase orbitale è:

$$V_{PSR(COM)}(\phi) = \Omega a_{PSR(COM)} \sin(i) \cos(\phi) \quad (2.3)$$

dove Ω è la velocità angolare media del sistema binario, $a_{PSR(COM)}$ sono i semiassi maggiori dell'orbita della PSR o della compagna rispetto al centro di massa del sistema. Dal rapporto tra i moduli di V_{PSR} e V_{COM} e sulla base di banali considerazioni sul moto a due corpi si ottiene:

$$\frac{|V_{PSR}|}{|V_{COM}|} = \frac{a_{PSR}}{a_{COM}} = \frac{M_{COM}}{M_{PSR}} \quad (2.4)$$

L'analisi chimica, invece, consiste ovviamente nella stima delle abbondanze chimiche superficiali della stella compagna. Questa misura richiede sostanzialmente la misura delle larghezze equivalenti di determinate righe spettrali.

Di particolare interesse sono le righe della serie di Balmer. Ad esempio, dalla larghezza equivalente della riga $H\alpha$, è possibile ottenere informazioni sulla presenza o meno di materiale ionizzato in varie fasi dell'orbita stellare (si veda Fig. 2.11 e [Sabbi et al. 2003](#); [Mucciarelli et al. 2013](#)).

Non solo, se la stella è una WD, l'analisi comparata tra lo spettro osservato ed un modello di spettro sintetico permette di determinare alcuni parametri quali la temperatura e la gravità superficiale, il raggio e la massa della stella, quest'ultima fondamentale in quanto combinata con la funzione o il rapporto di massa, ci permette di ottenere la massa della NS.

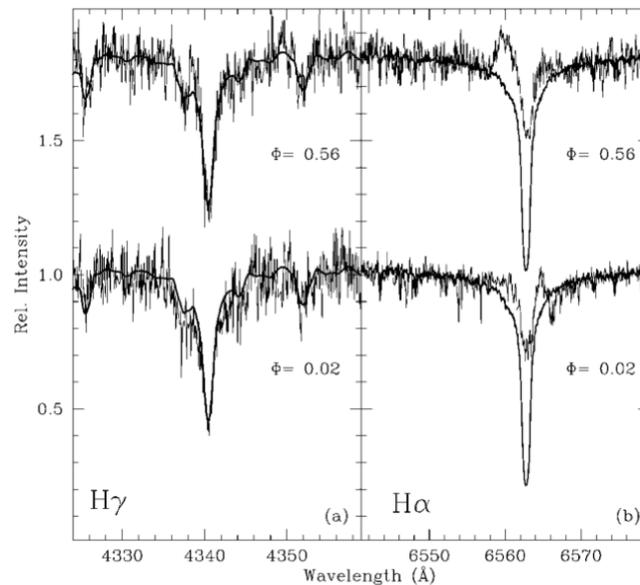


Figura 2.11: Spettri della compagna della MSP J1740-5340A ([Sabbi et al., 2003](#)) per due diverse fasi orbitali, zoomati nella regione della riga $H\gamma$ (a sinistra) e $H\alpha$ (a destra). Le linee continue rappresentano un modello di riferimento tratto da un campione di stelle sub-giganti del GC. Si presti particolare attenzione alla differente struttura della riga $H\alpha$ tra le due fasi di osservazione.

Inoltre, essendo le compagne di MSP tipicamente stelle private dell'involuppo esterno, la loro massa iniziale poteva essere, prima dei fenomeni di accrescimento, ben maggiore di quella attualmente osservata. L'analisi chimica ci permette quindi di investigare una superficie stellare la cui composizione chimica è stata modificata dalle reazioni termonucleari, in particolare da reazioni del ciclo CNO. Ciò può fornire interessanti indicazioni sulle caratteristiche originarie della compagna.

2.4 Lo stato dell'arte

Come abbiamo avuto modo di vedere nel corso di questo capitolo e nel Cap. 1, le controparti ottiche di MSP nei GC rivestono un ruolo fondamentale sia per la caratterizzazione di quelli che sono i fenomeni fisici e l'evoluzione di sistemi binari esotici quali le MSP, sia per studiare la natura e l'importanza della dinamica stellare nei GC e come questa influenzi l'evoluzione stellare, traendo vantaggio da un'emissione quasi esclusivamente dominata dalla stella compagna.

Nonostante ciò, solo nove compagne ottiche di MSP sono attualmente note nei GC, sei delle quali identificate dal gruppo di ricerca Cosmic-Lab (Fig. 2.12).

Ad oggi, sono state identificate solo tre compagne che, collocandosi nel ramo delle He-WD, paiono essere il prodotto dello scenario di formazione canonico: queste sono la compagna della PSR J0024-7204U nel GC 47 Tucanae (**COM47TucU**; [Edmonds et al. 2001](#), la compagna della PSR J1740-5340A (**COM6752A**; [Ferraro et al. 2003a](#)) e la compagna della PSR B1620-26 (**COM-M4**; [Sigurdsson et al. 2003](#)).

Per quanto concerne i sistemi che si discostano dallo scenario canonico, il numero di compagne di RB note è giunto a cinque. Tutte esse paiono collocarsi in una posizione prossima alla MS dell'ammasso. Nel dettaglio:

COM6397A: trattasi di una compagna di RB particolarmente brillante, la cui curva di luce ha evidenziato fenomeni di distorsione mareale. [Ferraro et al. \(2001\)](#) propongono che essa sia una MSP appena formata o il risultato di una recente interazione di scambio. L'analisi spettroscopica ha permesso di dare una stima della sua massa ($0.22 \div 0.32 M_{\odot}$) ed ha messo in evidenza come essa paia aver perso circa il $\sim 70\% \div 80\%$ della sua massa iniziale durante la fase di accrescimento; è stato inoltre possibile analizzare le caratteristiche di alcune righe di emissione, come l'HeI, compatibili con la presenza di regioni particolarmente calde (i.e. $T > 10000$ K) o, come l'H α , variabili in funzione della fase orbitale e compatibili con la presenza di materiale ionizzato intrabinario ([Ferraro et al. 2003c](#); [Sabbi et al. 2003](#); [Mucciarelli et al. 2013](#)).

COM6266B: in maniera simile alla COM6397A, si tratta di una stella brillante la cui curva di luce denota fenomeni di distorsione mareale (Cocozza et al., 2008). Presenta inoltre una controparte X, la cui emissione è probabilmente associata a fenomeni di shock tra il vento emesso dalla PSR ed il materiale perso dalla compagna.

COM-M28H: trattasi anch'essa di una compagna di RB collocata nei pressi della MS del GC. Anche la sua curva di luce mostra evidenze di distorsione mareale (Pallanca et al., 2010) ed è collocata in una regione più blu della MS.

COM-M28I: quest'oggetto è la controparte ottica della sorgente X transiente IGR J1825-2452 nel GC M28. La controparte ottica è stata identificata sia in fase di quiescenza che di outburst: nella prima essa appare come una classica stella di MS, mentre in fase di outburst è circa due magnitudini più luminosa e leggermente più blu della MS. Durante quest'ultima fase, la presenza di un eccesso $H\alpha$ è indicativa della presenza di materiale ionizzato, probabilmente collegato a processi di accrescimento (Pallanca et al., 2013).

Questo oggetto è di particolare interesse per inquadrare l'evoluzione delle LMXB in MSP (e l'eventuale ruolo delle RB in questa evoluzione): essa infatti alterna su brevi tempi scala l'emissione radio tipica della MSP con emissione in banda X dovuta all'innesco di fenomeni di accrescimento (Papitto et al., 2013).

COM47TucW: trattasi di una stella debole, fortemente variabile. A differenza delle altre RB, la curva di luce non pare dominata da fenomeni di distorsione mareale, bensì la sua struttura è maggiormente compatibile con la presenza di fenomeni di irraggiamento da parte della PSR (Edmonds et al., 2002). Presenta una controparte X, anch'essa variabile con periodicità in accordo con quella del sistema binario (Bogdanov et al., 2005). Come vedremo, alcune caratteristiche, sia in banda ottica che X, accomunano questo oggetto con la MSP in esame in questo lavoro.

È inoltre presente un'unica identificazione di compagna di BW: questa è la controparte ottica della PSR J1518+0204C nel GC M5 (**COM-M5C**; Pallanca et al. 2014). La COM-M5C è una stella particolarmente debole e fortemente variabile, localizzata tra la MS e la sequenza delle WD, dove non sono attese stelle in fasi evolutive standard. La sua curva di luce è coerente con la presenza di fenomeni di irraggiamento sulla superficie stellare.

Si tenga conto che la situazione è ben diversa per il campo Galattico, dove l'assenza di un ambiente così denso di stelle rende l'identificazione delle compagne più semplice e fattibile anche con i telescopi da terra. Il particolare, il numero

di compagne di BW e RB identificate nel campo sta rapidamente salendo, grazie soprattutto alla loro identificazione quali controparti di sorgenti γ scoperte da Fermi (si vedano: Fruchter et al. 1988; Stappers et al. 1996; Pallanca et al. 2012; Romani 2012; Kaplan et al. 2012; Kong et al. 2012; Breton et al. 2013; Bellm et al. 2013; Tang et al. 2014).

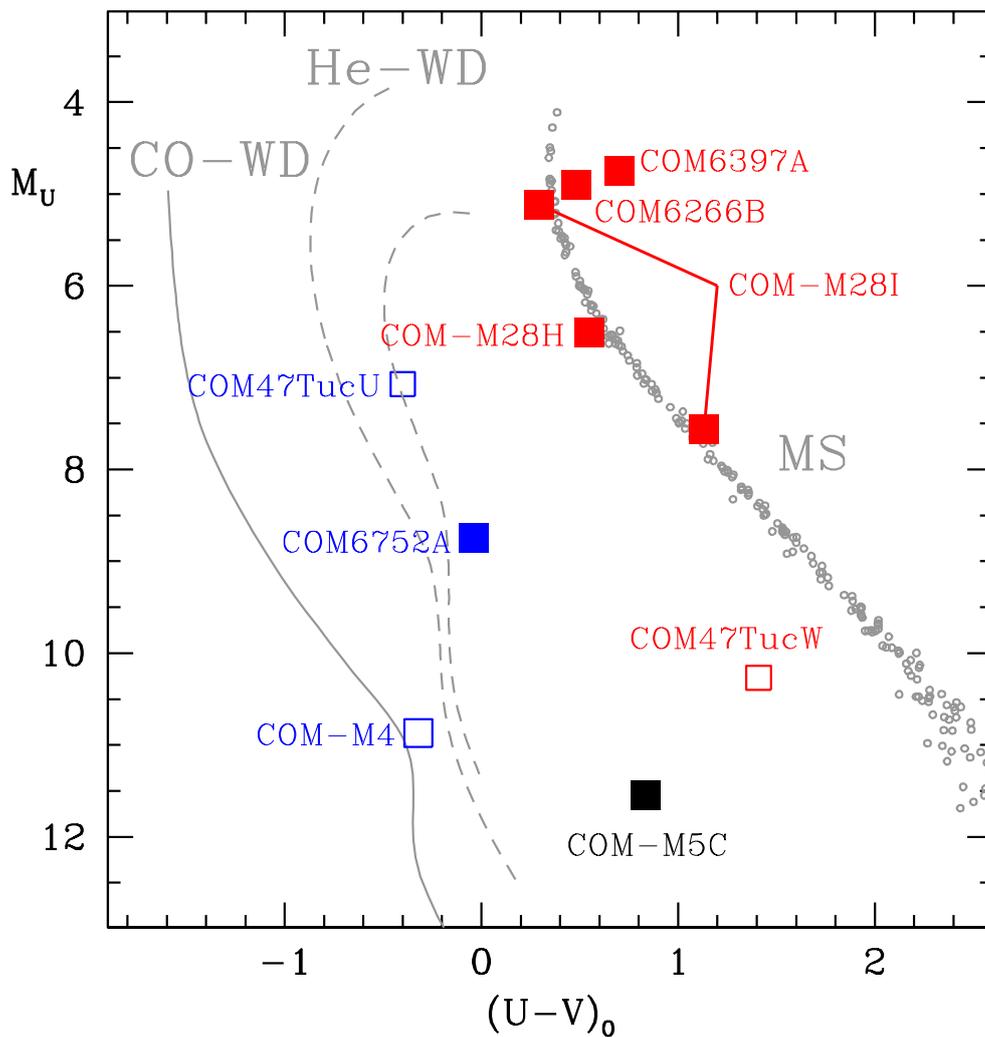


Figura 2.12: Posizione delle nove compagne ottiche di MSP fino ad oggi identificate nei GC. In blu vengono rappresentate le compagne prodotto dello scenario di formazione canonico, in rosso le RB ed in nero le BW. I quadrati pieni evidenziano le compagne scoperte dal gruppo di ricerca Cosmic-Lab.

2.5 Popolazioni Esotiche nei GC

Completiamo questo capitolo presentando una breve descrizione delle principali caratteristiche delle varie famiglie di sistemi binari componenti la popolazione esotica dei GC. Non verrà inclusa una descrizione sulle caratteristiche delle MSP, in quanto già ampiamente affrontata nel Cap. 1.

Questi oggetti saranno oggetto di indagine ottica nel Cap. 7.

Binarie X di Piccola Massa

Le LMXB sono una sottocategoria delle Binarie X in cui un oggetto compatto, generalmente una stella di neutroni (NS-LMXB) o un buco nero di massa stellare (BH-LMXB), accresce materia da una stella di piccola massa ($M_{\text{donor}} \leq 1.5 M_{\odot}$), attraverso l'overflow del RL e la creazione di un disco di accrescimento (Tauris and van den Heuvel, 2006).

La popolazione più comune è costituita dalle NS-LMXB, le quali hanno periodi orbitali compresi generalmente tra 11 min e 17 giorni e presentano uno spettro X soft ($kT < 10$ keV) con $L_X \leq 10^{38}$ erg/s (Verbunt and Lewin, 2006), dovuto sostanzialmente all'emissione termica da parte del disco di accrescimento. Quest'ultimo domina anche l'emissione in banda ottica, con l'eccezione di alcuni sistemi con asse orbitale particolarmente grande, per i quali è possibile distinguere separatamente l'emissione da parte della compagna, generalmente soggetta ad irraggiamento.

La presenza del disco di accrescimento è tuttavia un fenomeno ricorrente e, qualora non presente, la luminosità e le caratteristiche spettrali sono alquanto differenti. In questi casi, si parla di "LMXB in quiescenza" (qLMXB) e la loro luminosità X è generalmente minore di 10^{35} erg/s ma maggiore di 10^{32} erg/s.

Tuttavia, le LMXB più luminose ($L_X \geq 10^{35}$ erg/s) sono oggetti estremamente rari e, difatti, è noto un solo GC (M15) che ne contenga due. I restanti GC ne sono privi o al più ne contengono una. La popolazione di LMXB con luminosità intermedie ($10^{32} \leq L_X \leq 10^{35}$ erg/s) è invece più comune (Heinke et al., 2003).

Sempre per quanto concerne le NS-LMXB, lo scenario generalmente accettato vuole che la fase LMXB sia quella che precede la formazione delle MSP binarie, ovvero la fase in cui la PSR accresce materia e viene accelerata fino a periodi dell'ordine del millisecondo (Alpar et al. 1982; Radhakrishnan and Srinivasan 1982).

Per completezza, si tenga conto che le rare BH-LMXB, non sono da ricondursi alla popolazione più luminosa di questa categoria e generalmente possono avere luminosità anche inferiori (i.e. $L_X \approx 10^{31} \div 10^{34}$ erg/s) rispetto a quelle tipiche delle NS-LMXB. Tuttavia, a differenza delle NS-LMXB, le BH-LMXB presentano, in fase

di quiescenza, uno spettro X hard e di natura non termica (Verbunt and Lewin, 2006).

Variabili Cataclismiche

Si definisce CV un sistema binario in cui una WD accresce materia da una stella generalmente in fase di MS. Si tratta di una popolazione esotica comune nei GC, dove sono individuabili grazie alla loro variabilità su diversi tempi scala, alle volte dovuta a fenomeni di Nova³, ma anche grazie al caratteristico spettro ricco di righe di emissione (e.g. l'H α) e a colori particolarmente blu. Questi ultimi son generalmente dovuti alle alte temperature che si sviluppano in prossimità dell'oggetto compatto, a seguito dei fenomeni di accrescimento; tale caratteristica rende le CV facilmente riconoscibili nei GC, in quanto dotate di indice di colore più blu rispetto alle comuni stelle di MS (Knigge, 2012).

L'emissione X è invece caratterizzata da uno spettro hard con $L_X \leq 10^{32}$ erg/s (Verbunt and Lewin, 2006).

Quindi, la combinazione di una posizione particolarmente blu nel CMD ed un alto rapporto tra i flussi X ed ottico possono rivelarsi un buon modo di riconoscere le CV (Bassa et al. 2004; Verbunt et al. 2008).

Tuttavia, si tenga presente che simili caratteristiche possono essere comuni anche ai nuclei galattici attivi (AGN), quindi sorgenti in background (Krautter et al., 1999). Da questo punto di vista l'analisi in banda ottica del moto proprio può chiarire se la sorgente è un oggetto appartenente all'ammasso o al background. Anche l'analisi spettroscopica, caratterizzando la chimica e le velocità radiali del sistema, può essere un buon discriminante tra le due tipologie di oggetti.

Si potrebbe banalmente pensare che le CV popolanti le zone più interne di un GC siano il prodotto di interazioni dinamiche, mentre quelle nelle zone esterne siano il normale risultato dell'evoluzione di un sistema binario primordiale. Tuttavia, è stato messo in evidenza come i fenomeni di frizione dinamica possano far affondare questi sistemi binari nelle zone più interne su tempi scala minori di 1 Gyr (Ivanova et al. 2006; Hurley et al. 2007).

Sistemi Binari Attivi

Sistemi binari con una grande attività nelle regioni della cromosfera e della corona sono detti "Chromospherically Active Binaries" (AB). Questa classe include un'ampia gamma e varie sottocategorie di oggetti come, ad esempio, le RS CVn (RS

³Innesco delle reazioni termonucleari in uno strato di materiale accresciuto e depositato sulla superficie della WD.

Canum Venaticorum), dove almeno una delle due componenti del sistema binario è una stella evoluta, o i sistemi BY Dra, dove entrambe le stelle sono in fase di MS [Fekel et al. \(1986\)](#), pertanto generalmente localizzate nella sequenza delle binarie di fianco alla MS ([Taylor et al., 2001b](#)).

I principali indicatori di attività cromosferica sono generalmente le righe di emissione in risonanza del Ca II H & K, come anche l'H α ([Montes et al., 1997](#)).

L'aumento del livello di attività nella corona, rispetto a quello tipicamente osservato nelle stelle, potrebbe essere il risultato di interazioni mareali (i.e. “tidal locking” tra il periodo rotazionale e quello orbitale) che portano le stelle ad una rotazione differenziale nelle regioni convettive, con periodi generalmente maggiori rispetto a quelli che normalmente avrebbero in un sistema isolato ([Favata et al., 1995](#)).

Questi oggetti possono presentare una variabilità su scale generalmente simili a quelle del periodo orbitale ed una debole emissione termica in banda X ($L_X < 10^{31}$ erg/s), con spettri tipicamente soft ([Verbunt et al., 2008](#)).

Le controparti ottiche si collocano generalmente nella sequenza della binarie di fianco alla MS, nella MS stessa o in sequenze tipiche di stelle più evolute ([Lugger et al., 2007](#)).

Capitolo 3

Osservazioni ed Analisi Dati

Nel presente capitolo verranno descritte le principali caratteristiche tecniche degli strumenti e del telescopio spaziale utilizzato per le nostre osservazioni: l'“Hubble Space Telescope”.

Segue una descrizione dettagliata dei processi di riduzione dati che ci hanno permesso, mediante il software DAOPHOT II, di procedere con l'analisi fotometrica delle osservazioni dell'ammasso globulare M71.

Infine, vengono descritte le fasi di astrometrizzazione, in cui le posizioni strumentali delle stelle sono state riportate al sistema di coordinate assoluto (RA, Dec), e di calibrazione dei cataloghi stellari ottenuti, dove le magnitudini strumentali sono state riportate al sistema fotometrico standard VEGAMAG.

3.1 Hubble Space Telescope

Le osservazioni analizzate durante questo lavoro di tesi sono state effettuate con il telescopio spaziale “Hubble Space Telescope” (HST), Fig. 3.1. Nato dalla collaborazione tra l’Agenzia Spaziale Europea (ESA) e la “National Aeronautics and Space Administration” (NASA), è un telescopio riflettore con montatura di tipologia Ritchey-Chretien Cassegrain e specchio primario di 2.4 m di diametro. Si trova, sin dal 1990, in un’orbita a circa 600 km di distanza dalla Terra.



Figura 3.1: Il telescopio spaziale “Hubble Space Telescope”

Avendo la possibilità di osservare il cielo al di sopra dell’atmosfera terrestre, le immagini da esso prodotte non sono affette dal fenomeno di seeing¹ e dunque corrispondono essenzialmente alla sola immagine di diffrazione delle ottiche del telescopio alla lunghezza d’onda di osservazione. Ciò garantisce una grande risoluzione spaziale, indispensabile in ambienti particolarmente densi come i GC. Questo fattore è oltremodo importante nella ricerca delle compagne ottiche delle MSP, in particolare quando esse si trovano immerse nel mare di stelle che popolano le zone centrali dei GC.

¹Deterioramento della qualità di un’immagine astronomica, con fenomeni di scintillazione e perdita di fuoco, dovuto a turbolenze atmosferiche che portano ad una variazione nel tempo dell’indice di rifrazione.

L'assenza dell'atmosfera terrestre, inoltre, permette di osservare una più ampia porzione dello spettro elettromagnetico: è possibile infatti ottenere immagini nella banda ultravioletta, i cui fotoni, assorbiti dall'atmosfera, non sono rilevabili dai classici telescopi da terra, e nel vicino infrarosso senza le difficoltà dovute al background presente a terra (per maggiori informazioni si veda [Gonzaga 2012](#)).

HST è dotato di un ricco arsenale di strumenti scientifici, dai quali è possibile ottenere variegata tipologie di immagini e spettri di alta qualità. Segue un breve elenco dell'attuale strumentazione scientifica a bordo del telescopio spaziale.

Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS)

STIS è uno spettrografo finalizzato allo studio di varie caratteristiche fisiche degli oggetti celesti quali la composizione e le abbondanze chimiche, le temperature, le velocità radiali ed i campi magnetici. Gli spettri possono essere ottenuti in un intervallo spettrale che va dalla banda ultravioletta (115 nm) fino al vicino infrarosso (1000 nm).

Fa uso di un set di tre rivelatori: due Multi-Anode Microchannel Array (MAMA), uno in ioduro di cesio e l'altro in tellururo di cesio, il primo per spettri nell'intervallo da 115 nm a 170 nm, l'altro per l'intervallo da 165 nm a 310 nm, ed un Charge Coupled Device (CCD) per l'intervallo da 165 nm a 1000 nm.

A differenza degli spettrografi precedentemente montati su HST, STIS è in grado di ottenere contemporaneamente spettri in multiple regioni del campo di osservazione, anziché uno per volta.

Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer (NICMOS)

NICMOS è uno strumento studiato per lavorare nell'intervallo spettrale che va dai $0.8 \mu\text{m}$ ai $2.5 \mu\text{m}$. È in grado di produrre immagini con filtri a banda larga, media e stretta, immagini polarimetriche e coronografiche, e spettri dei target astronomici. È composto da tre camere adiacenti, ognuna con un dedicato rivelatore ad HgCdTe, studiate per lavorare in maniera indipendente. Dal momento che i rivelatori debbono operare a temperature particolarmente basse ($\sim -77^\circ\text{C}$), questi sono accompagnati da un complesso apparato di criogenia, il primo su HST.

Fine Guidance Sensors (FGS)

L'FGS è uno strumento facente parte del sistema di controllo puntamento di HST. Esso ha la capacità di eseguire astrometria con precisioni dell'ordine del milliarcosecondo (mas) su un ampio intervallo di magnitudini. È stato difatti utilizzato per determinare parallassi e moti propri di oggetti astronomici con precisioni fino a 0.2

mas e per determinare l'eventuale appartenenza di una stella ad un sistema binario o rivelare strutture entro circa 8 mas dall'obiettivo selezionato.

Cosmic Origins Spectrograph (COS)

Installato su HST nel 2009, è uno strumento in grado di eseguire analisi spettroscopiche a varie risoluzioni nell'intervallo spettrale che va dai 115 nm ai 320 nm.

È uno dei principali strumenti in grado di osservare ed analizzare deboli sorgenti nella banda ultravioletta. Le sue grandi prestazioni vengono garantite sostanzialmente dalle ottiche, studiate per ottenere spettri con un'unica riflessione della luce all'interno dello strumento, riducendo le perdite dovute ad imperfezioni strumentali (i precedenti spettrografi prevedevano cinque o più riflessioni del fascio luminoso).

COS fa uso di un set di tre rivelatori: due Cross-Delay Line Microchannel Plates per il lontano ultravioletto (115 nm - 205 nm) e, per il vicino ultravioletto, un MAMA in tellururo di cesio (170 nm - 320 nm).

I principali obiettivi di COS sono lo studio delle strutture su larga scala, la formazione e l'evoluzione delle galassie, l'origine dei sistemi stellari, planetari e il mezzo interstellare.

Wide Field Camera 3 (WFC3)

Anch'essa montata su HST nel 2009, grazie alle sue ottiche di ultima generazione, permette di ottenere immagini a grande campo in un ampio intervallo spettrale che va dalla banda ultravioletta a quella infrarossa.

La WFC3 fa uso di due camere con rivelatori CCD differenti, nelle quali i fotoni giungono attraverso percorsi ottici indipendenti: da una parte vi è il canale UVIS per immagini nella banda ultravioletta e visibile (da 200 nm a 1000 nm), dall'altra vi è il canale IR per la banda infrarossa (da 90 nm a 1700 nm). Rispetto agli altri strumenti di HST progettati per eseguire osservazioni nello stesso intervallo spettrale, il canale UVIS copre un campo di vista più grande ed offre una maggiore sensibilità. Il canale IR, invece, rappresenta un miglioramento delle performance di NICMOS, grazie, in particolare, ad un rivelatore più grande.

Lo strumento a bordo di HST utilizzato per ottenere i dati analizzati nel corso della tesi è l'“Advanced Camera for Surveys” (ACS). Ad esso è dedicato interamente il prossimo paragrafo.

3.1.1 ACS: Advanced Camera for Surveys

L'ACS è stata installata a bordo di HST durante una missione di servizio nel 2002 con l'obiettivo di migliorare le prestazioni generali del telescopio, grazie ad una maggiore area del rivelatore e ad un'ampliata efficienza quantica rispetto alla precedente strumentazione.

È composta principalmente da tre camere indipendenti: la Wide Field Channel (WFC), la High Resolution Channel (HRC) e la Solar Blind Channel (SBC) designate rispettivamente per osservazioni a grande campo, con grande risoluzione angolare e per osservazioni in banda UV. Tuttavia, in seguito ad un guasto tecnico, sin dal 2007, l'HRC non è più utilizzabile.

I CCD montati nella ACS sono thinned e back-illuminated, con una risposta spettrale ottimizzata nel visibile e nel vicino infrarosso per la WFC, dove il rivelatore è suddiviso in due chip indipendenti, mentre è ottimizzata nel vicino UV per la HRC. La camera SBC, invece, non fa uso di un CCD, bensì di un rivelatore MAMA in ioduro di cesio.

L'ACS possiede inoltre un sistema per spettroscopia con grism (a bassa risoluzione e con grande campo di vista nell'intervallo da 5500 Å a 10500 Å con la WFC), uno per spettroscopia con prisma (a bassa risoluzione nell'intervallo da 1250 Å a 1800 Å con la SBC), oltre che strumentazione per imaging polarimetrico e coronografico.

In Tab. 3.1 vengono riportate le principali caratteristiche delle tre camere, mentre in Fig 3.2 vengono riportati gli schemi ottici delle WFC e della HRC/SBC (si veda anche [Ubeda 2012](#)).

Per quanto concerne i filtri fotometrici, essi sono montati su tre apposite ruote mobili, due condivise tra la WFC e l'HRC, mentre la terza è interamente dedicata alla SBC. Prima del guasto tecnico della HRC, la condivisione delle ruote filtri permetteva di effettuare osservazioni in contemporanea con entrambi gli strumenti. Ciascuna delle due ruote condivise contiene un'apertura senza filtro, denominata CLEAR, la quale permette l'utilizzo esclusivo di un singolo filtro di una delle due ruote.

Le due ruote della WFC/HRC dispongono di un ampio set di filtri, sia a banda larga che stretta, i quali coprono una vasta gamma di intervalli spettrali. Le caratteristiche dei soli principali filtri di queste due ruote vengono riportate in Tab. 3.2 (si veda anche [Ubeda 2012](#)). Non riportiamo le caratteristiche dei filtri né della SBC, in quanto non utilizzata per questo lavoro, né di quelli esclusivi per l'HRC, in quanto non più in funzione.

Tabella 3.1: Principali specifiche tecniche delle tre camere della ACS.

	WFC	HRC	SBC
Campo di Vista (")	202 × 202	29 × 26	34.6 × 30.8
Plate Scale ("/pixel)	~ 0.05	~ 0.02	~ 0.03
Dimensione Pixel (μm)	15 x 15	21 x 21	25 x 25
Risposta Spettrale (Å)	3500-11000	1700-11000	1150-1700
Rivelatore	SITe CCDs	SITe CCDs	CsI MCP
Massima Efficienza Quantica	48% @ 7000Å	29% @ 6500Å	7.5% @ 1250Å
Rumore di Lettura (e^-)	4.2	4.7	0
Corrente di Oscurità ($e^-/s/pixel$)	0.0062	0.0058	1.241x10 ⁻⁵
Temperatura di Lavoro (°C)	-81	-80	n/a

Tabella 3.2: Caratteristiche dei principali filtri per le camere WFC/HRC.

Nome	λ centrale (Å)	Larghezza (Å)	Descrizione
CLEAR1	6200	5200	apertura vuota, ruota 1
CLEAR2	6000	5200	apertura vuota, ruota 2
F555W	5346	1193	Johnson ^a V
F775W	7764	1528	SDSS ^a i
F625W	6318	1442	SDSS r
F550M	5580	547	V, banda stretta
F850LP	9445	1229	SDSS z
F892N	8917	154	Metano ^c
F606W	5907	2342	V, banda larga
F520N	5022	57	[OIII]
F658N	6584	78	H α
F475W	4760	1458	SDSS g
F660N	6602	40	[NII]
F814W	8333	2511	I, banda larga
F435W	4297	1038	Johnson B

a: Simile a quello dei sistemi fotometrici Johnson o "Sloan Digital Sky Survey".

c: Filtro stretto centrato sulla λ di una particolare riga di emissione.

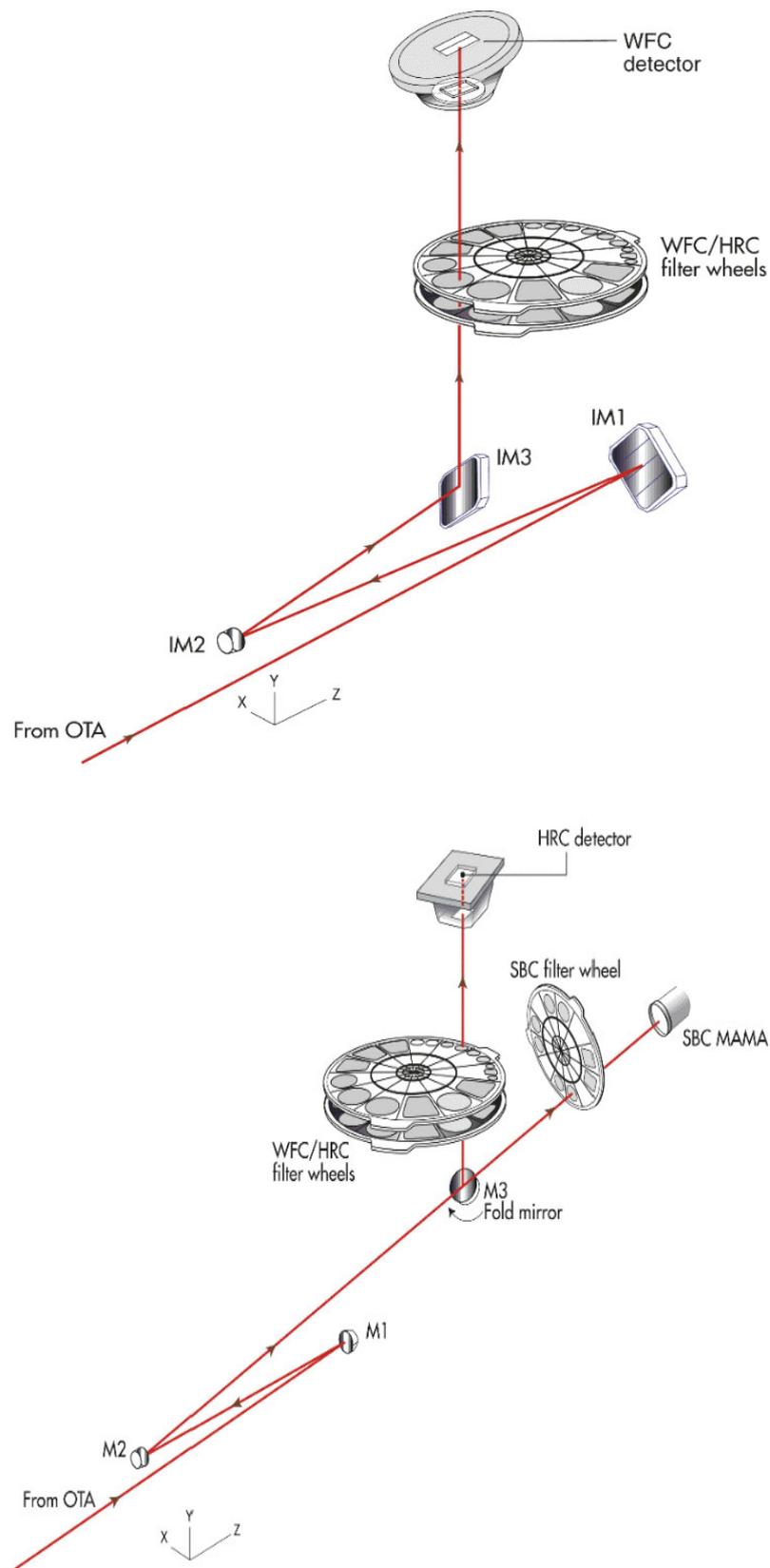


Figura 3.2: Schema ottico della WFC (pannello in alto) e della HRC/SBC (pannello in basso).

A differenza della precedente strumentazione a bordo di HST, la camera ACS è affetta notevolmente dal problema delle distorsioni geometriche (Gonzaga, 2013). Tale problema è sostanzialmente causato dal numero minimo di componenti delle ottiche utilizzati per la correzione dell'aberrazione sferica², evitando l'introduzione della coma³. Il risultato è una superficiale focale non perpendicolare ai fotoni incidenti, ma inclinata di circa 22°.

Per la WFC, il risultato è un'immagine non rettangolare ma di struttura romboidale, dove l'angolo tra l'asse X e Y è di 64.9° per il chip 1 e di 86.1° per il chip 2. Una mappa dei vettori, che mostra gli shift sulla posizione delle stelle indotto dalle distorsioni⁴ è mostrata in Fig. 3.3. È facile vedere come la posizione apparente delle stelle sia falsata in particolare nelle zone più esterne del rivelatore.

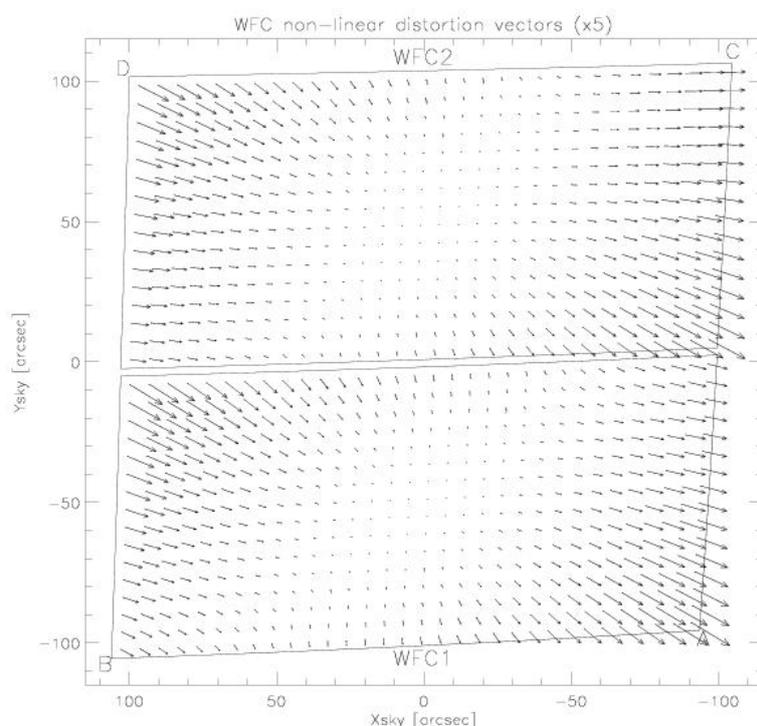


Figura 3.3: Mappa dei vettori che mostra gli effetti delle distorsioni geometriche per entrambi i chip della WFC.

²Aberrazione tipica di lenti sferiche. L'immagine risulta distorta in quanto i raggi lontani dall'asse vengono focalizzati ad una distanza differente rispetto a quelli in asse.

³Aberrazione ottica osservata per oggetti fuori dall'asse della lente. I raggi passanti nelle zone non centrali della lente vengono focalizzati in un punto diverso rispetto a quelli centrali, creando un peculiare "effetto cometa".

⁴L'andamento di tali shift si ottiene mediante un fit di ordine k sulla differenza tra la posizione osservata delle stelle e quella in un catalogo di riferimento, non soggetto a distorsione.

3.2 Dataset utilizzato

Nel corso di questo lavoro sono stati analizzati due diversi dataset di immagini di M71 ottenuti nell'arco di circa sette anni. Entrambi i dataset sono stati ottenuti con la WFC utilizzando i filtri F606W e F814W.

Il dataset principale (GO12932, P.I.: F. R. Ferraro), d'ora in poi "dataset epoca 2" (EP2), è composto da una serie di ventuno immagini dell'ammasso, ottenute in data 20/08/2013, dove il chip numero 1 è centrato sulla posizione nominale della PSR oggetto di studio di questa tesi ($RA = 19^h53^m46.41^s$; $Dec = 18^\circ47'4.83''$).

Le ventuno immagini sono così distribuite: per il filtro F606W, due sono state ottenute con tempo di esposizione pari a 459 s, tre con 466 s e cinque con esposizione di 500 s; per il filtro F814W, cinque e tre immagini sono state ottenute rispettivamente con esposizione di 337 s e 357 s ed una è stata ottenuta con un'esposizione di 440 s. Inoltre, in ciascun filtro, è stata ottenuta un'esposizione breve della durata di 0.5 s.

Il numero di immagini ed i tempi di esposizione nel dataset EP2 sono stati pensati per campionare in maniera regolare la curva di luce della compagna della MSP lungo tutto il periodo orbitale. Le varie immagini sono state infatti ottenute alternando i due filtri scelti, in modo tale da campionare l'intero periodo in entrambi i filtri. I lunghi tempi di esposizione sono giustificati dalla necessità di un alto rapporto segnale rumore, indispensabile per caratterizzare al meglio una stella di bassa luminosità come quella attesa per la compagna della MSP in esame.

Un ulteriore dataset (GO1775, P.I. A. Sarajedini), d'ora in poi "dataset epoca 1" (EP1), è invece composto da 10 immagini centrate sul centro dell'ammasso ed ottenute, con lo stesso strumento, in data 01/07/2006.

In questo dataset, per il filtro F606W, abbiamo quattro immagini con esposizione di 75 s ed una con esposizione breve di 4 s. Per il filtro F814W, invece, quattro immagini hanno tempo di esposizione di 80 s ed una di 4 s.

3.3 Procedure di Riduzione Dati

3.3.1 Operazioni preliminari

Le immagini, scaricate dal "Multimission Archive at STScI" (MAST)⁵, vengono fornite in formato .FITS (*Flexible Image Transport System*). Esse sono inoltre parzialmente pre-ridotte tramite una pipeline che si articola sostanzialmente in due passaggi (Gonzaga, 2013):

⁵Tramite il sito web <https://archive.stsci.edu>.

Calacs: effettua una calibrazione delle immagini rimuovendo il bias del CCD, correggendo per il flat-field, per la corrente di oscurità e per l'efficienza di trasferimento di carica (CTE).

AstroDrizzle: effettua una correzione per distorsioni geometriche ed, eventualmente, cross-correlando le varie immagini, effettua anche una rimozione dei raggi cosmici.

La procedura di correzione per distorsioni geometriche è di fondamentale importanza per la camera ACS, la quale soffre di questo problema a causa del suo schema ottico. Tuttavia, nel nostro caso, si è scelto di lavorare su dati processati dal solo pacchetto **calacs**, e di procedere a posteriori alla correzione per distorsioni geometriche.

Correzione Mappa Pixel Area

Una prima correzione, denominata “correzione PAM” (acronimo dall'inglese “*Pixel Area Maps*”) si rende immediatamente necessaria, prima di procedere con l'analisi fotometrica, in quanto l'area dei vari pixel proiettati nel piano del cielo varia lungo il campo di vista a causa delle distorsioni geometriche.

Per comprendere meglio, supponiamo di osservare una porzione di cielo uniformemente illuminata, dove uno strumento ideale conteggerebbe 2 elettroni per ciascun pixel (Fig. 3.4, sinistra). A causa delle distorsioni geometriche, si introduce un'apparente variazione di brillantezza superficiale (Fig. 3.4, destra) con un differente conteggio di elettroni nei vari pixel. Questo effetto, se non corretto, introdurrebbe dei pesanti errori nella fotometria delle sorgenti.

La correzione di questo fenomeno è stata facilmente portata a termine mediante una serie di files, disponibili nel sito dell'ACS, contenenti i fattori correttivi. Tali fattori, applicati alle immagini mediante procedure standard con il software IRAF⁶, non effettuano una vera e propria correzione per distorsioni geometriche, bensì una correzione dei flussi misurati in ciascun pixel in funzione della loro posizione nel rivelatore (Gonzaga, 2013), secondo la relazione $F_{new} = F_{old} \times PAM$, dove F_{new} e F_{old} sono rispettivamente il vecchio ed il nuovo valore di flusso, mentre PAM è il fattore correttivo (Fig. 3.5), ovvero l'area del pixel alla corrispondente posizione.

⁶*Image Reduction and Analysis Facility:* è un software per analisi e riduzione dati in banda ottica, distribuito dalla “National Optical Astronomy Observatory”, all'interno della “Association of Universities for Research in Astronomy”, con la cooperazione della “National Science Foundation”.

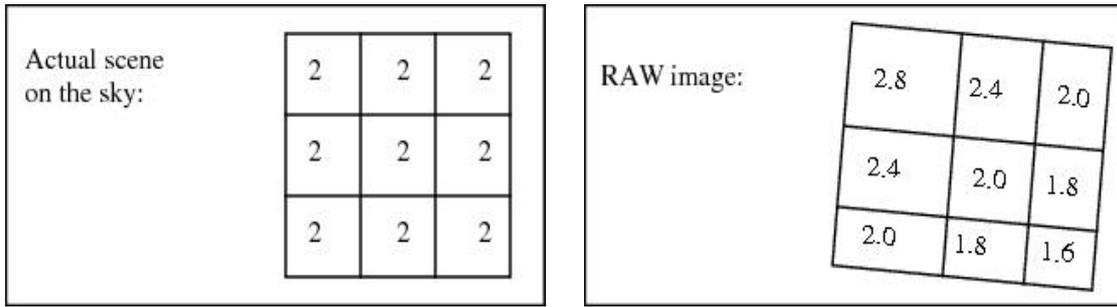


Figura 3.4: *Sinistra*: Rappresentazione schematica di un cielo uniformemente illuminato visto da un rivelatore ideale di 3×3 pixel. I numeri all'interno di ciascun pixel rappresentano i conteggi rivelati dallo strumento. *Destra*: Lo stesso cielo visto da un rivelatore soggetto a distorsioni geometriche.

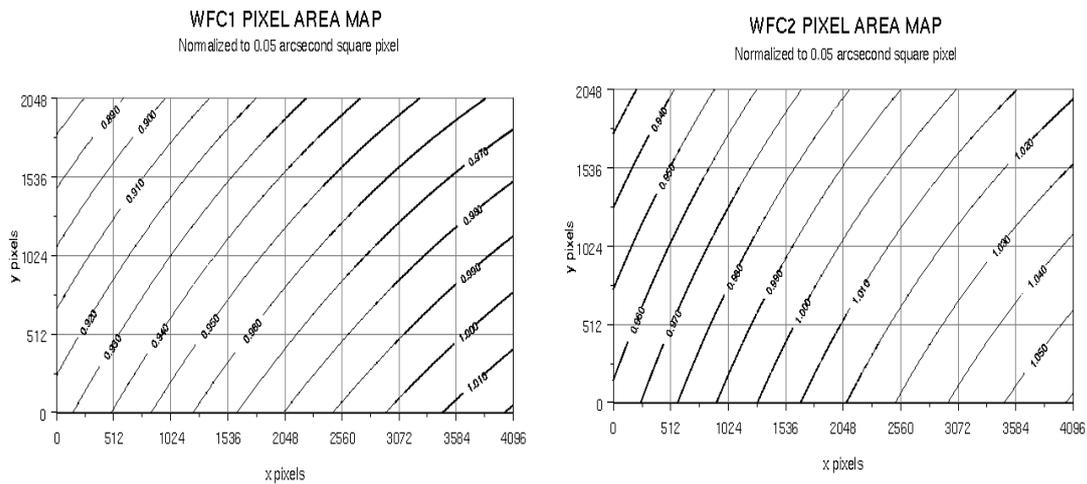


Figura 3.5: Correzione PAM in funzione della posizione dei pixel sul rivelatore della WFC. A sinistra vengono presentati i valori per il chip 1, a destra quelli per il chip 2.

3.3.2 Riduzione Dati

L'analisi dei due dataset è stata effettuata mediante DAOPHOT II: *The Next Generation* (Stetson, 1987), un software ideato da Peter Stetson, nato con l'obiettivo di ottenere fotometria ed astrometria di precisione per oggetti stellari, con particolare attenzione per quelli variabili, in ambienti densi ed affollati quali i GC. Il software permette di effettuare una lunga serie di operazioni, come la ricerca di oggetti, la fotometria d'apertura, la determinazione del miglior profilo di "Point Spread Func-

tion” (PSF) e la fotometria stellare mediante il fit del profilo di brillantezza osservato con il modello di PSF prodotto.

Quest’ultima procedura è di primaria importanza quando si ha a che fare con ambienti densi ed affollati quali i GC. Infatti, a differenza della fotometria d’apertura⁷, il fit del profilo di brillantezza con un modello di PSF permette un’accurata stima della magnitudine di stelle particolarmente deboli, anche quando localizzate in prossimità di altri oggetti, in particolare se più brillanti o addirittura saturi.

Verranno di seguito descritte le principali operazioni che ci hanno permesso, tramite DAOPHOT II, di ottenere un catalogo completo di stelle.

Modellizzazione del profilo di PSF

In primo luogo si è determinato il miglior modello di PSF per ciascuna immagine. Per far ciò, si è ottenuta una prima lista di stelle non saturate e non eccessivamente deboli. Si è difatti scelto di considerare i soli oggetti con un minimo di conteggi pari a 20σ (dove σ è la deviazione standard dei conteggi del fondo) e con un massimo di 50.000 DN⁸ (la soglia di saturazione è 65000 DN). Questa procedura è eseguibile, in DAOPHOT II, con la task **FIND**.

Si è quindi proceduto con la fotometria d’apertura sul campione di stelle selezionate. Questa operazione può essere eseguita con la task **PHOTOMETRY** (i raggi utilizzati per calcolare la magnitudine delle stelle e il fondo cielo sono quelli consigliati dal manuale fornito con DAOPHOT II).

Si tenga conto che queste operazioni sono state eseguite sulle singole immagini e che quindi il software non è in grado di discriminare tra una vera stella, un raggio cosmico o un altro eventuale difetto del rivelatore. Pertanto la lista iniziale appena ottenuta è contaminata anche da questi ultimi.

Al fine di ridurre tale contaminazione, abbiamo effettuato una prima cross-correlazione delle liste di oggetti nelle singole immagini, selezionando solo quelli che sono presenti in circa la metà di esse per ogni filtro. Difatti è improbabile che oggetti di tipo non stellare vengano rivelati più volte nella stessa posizione. Grazie a questa procedura, abbiamo evitato di considerare eventuali oggetti spuri nel processo di modellizzazione della PSF.

Un’ulteriore selezione di stelle valide è stata fatta considerando le sole più brillanti

⁷Stima della magnitudine di una stella a partire dai conteggi contenuti in un cerchio di dato raggio R e stima del fondo cielo a partire dai conteggi in un anello esterno.

⁸DN sta per “Data Number”, unità di misura equivalente alle ADU (“Analogic to Digital Units”).

e scartando gli oggetti vicino ai bordi delle immagini o a stelle sature.

Partendo da questa lista di stelle ideali, il modello di PSF è stato creato con la task **PSF**. Questa determina vari possibili modelli di PSF facendo uso di varie funzioni (i.e. funzioni di Gauss, Moffat, Lorentz e Penny) e sceglie il modello migliore sulla base di un test del χ^2 . Tale operazione, mediante una procedura IDL⁹, è stata iterata più volte permettendoci di selezionare, di volta in volta, le sole stelle migliori della lista e di sottrarre i profili di stelle vicine a queste applicando alcuni modelli di PSF intermedi. Alla fine della procedura, il numero di stelle utilizzato per determinare il modello è di circa 200 per ciascuna immagine.

La funzione che riproduce meglio il modello di PSF nelle varie immagini ed in entrambi i datasets è quella di Moffat (Moffat, 1969):

$$f(x, y) = \left[1 + \frac{(x - x_0)^2 + (y - y_0)^2}{\sigma^2} \right]^{-\beta} \quad (3.1)$$

Con σ e β due parametri che dipendono rispettivamente dalla larghezza della curva e dall'altezza delle ali del profilo di brillantezza.

Al fine di ottenere una fotometria di alta qualità, si è deciso di creare dei profili di PSF variabili in funzione della posizione delle stelle nel rivelatore.

Fotometria stellare

Ottenuto un profilo di PSF soddisfacente, si è creato un catalogo completo di stelle selezionando, in ciascuna immagine, tutti gli oggetti con soglia massima di conteggi pari al valore di saturazione (65000 DN) e soglia minima pari a 3σ .

Si è dunque calcolata la magnitudine di ciascuna stella, e l'errore ad essa associata, mediante un fit del suo profilo di brillantezza osservato con il modello di PSF appena ottenuto. Questa procedura permette inoltre di rigettare alcuni raggi cosmici o eventuali difetti che, come nelle fasi precedenti, possono erroneamente essere stati identificati dal software come stelle. Difatti, questi avranno un profilo di brillantezza che mal si accorda con il modello di PSF e, pertanto, verranno scartati.

Il catalogo di stelle, con posizioni, magnitudini ed incertezze, si può ottenere con la task **ALLSTAR**.

Cross-correlando i cataloghi delle singole immagini, abbiamo dunque selezionato le sole stelle che sono state identificate in circa la metà delle immagini. Quindi, nel dataset EP2, vengono selezionate le stelle presenti in cinque immagini per le esposizioni lunghe con filtro F606W e in quattro per le esposizioni lunghe con filtro

⁹“Interactive Data Language”: è un linguaggio di programmazione specializzato nell'analisi dei dati scientifici e distribuito dalla ITT Visual Information Solutions.

F814W; nel dataset EP1 vengono invece considerate, per entrambi i filtri, le sole stelle presenti in almeno due immagini con esposizione lunga. In questa fase, inoltre, possono venir scartati ulteriori raggi cosmici o difetti, non eliminati durante il fit eseguito precedentemente. L'operazione descritta è eseguibile, ad esempio, su DAOPHOT II con la task **DAOMASTER**.

Si tenga conto che questa operazione è stata applicata su tutte le immagini ad accezione di quelle con esposizioni brevi. Infatti, vista la grande differenza nei tempi di esposizione, le stelle catalogate in queste ultime saranno quelle più brillanti dell'ammasso e saranno quindi sature nelle immagini con esposizione lunga.

Per il catalogo di stelle appena ottenuto è stato possibile determinare con maggiore accuratezza magnitudine e centroide, eseguendo simultaneamente, per ogni stella, in ciascuna immagine in cui è presente, un fit del suo profilo di brillantezza con il modello di PSF. Ciò è stato effettuato mediante la task **ALLFRAME**. Un'ulteriore vantaggio di questa procedura è che, forzando il fit del profilo di brillantezza, ci permette di ottenere le magnitudini delle stelle anche per le immagini in cui queste non erano presenti nella lista iniziale. Allo stesso modo, mediante una forzatura del fit, ci permette di ottenere la magnitudine di una stella in un determinato filtro, qualora rivelata unicamente nell'altro.

I cataloghi così ottenuti sono stati dunque cross-correlati ancora una volta, prima mettendo insieme tutte le immagini di uno stesso filtro e dataset e poi combinando i due filtri insieme. Ciò ci ha permesso di ottenere un catalogo finale con tutte le stelle, presenti in entrambi i filtri, accompagnate da centroide e magnitudine sia nel filtro F606W che nel filtro F814W. I cataloghi ottenuti contengono circa 11000 stelle nel dataset EP2 e circa 13000 nel dataset EP1.

Le immagini con esposizione corta sono state processate con **ALLFRAME** e poi cross-correlate con **DAOMASTER** separatamente dalle altre immagini. I cataloghi di queste contengono circa 2000 stelle nel dataset EP2 e circa 7000 nel dataset EP1.

La procedura di cross-correlazione con **DAOMASTER** ci permette inoltre di ottenere, per ogni stella di ciascun filtro, le sue magnitudini omogeneizzate in modo tale da tenere conto dei diversi tempi di esposizione e di eventuali fluttuazioni di misura. Alla fine della procedura è quindi possibile avere sia le magnitudini medie delle stelle, stimate sulla base di quelle ottenute nelle varie esposizioni, sia le singole magnitudini associate a ciascuna immagine in cui l'oggetto è presente. Queste ultime sono di fondamentale importanza qualora, come nel nostro caso, sia necessario mettere in evidenza e caratterizzare eventuali fenomeni di variabilità.

3.4 Astrometria e Calibrazione dei Dati

Una volta ottenuto un catalogo completo di stelle, è stato necessario determinare in dettaglio una soluzione astrometrica. L'astrometria è quel processo in cui si determina la trasformazione che permette di passare da coordinate strumentali (x,y) , relative al rivelatore, a coordinate espresse in un sistema di coordinate assoluto, generalmente Ascensione Retta (RA) e Declinazione (Dec).

Successivamente si è proceduto con la calibrazione in magnitudine, la quale permette di riportare le magnitudini strumentali, ottenute con DAOPHOT II, ad un sistema fotometrico standard (e.g VEGAMAG, AB, STMAG, etc...)

3.4.1 Astrometria

Correzione distorsioni geometriche

Al fine di determinare un'accurata soluzione astrometrica, è stato necessario effettuare, in ciascuna immagine, una correzione per distorsioni geometriche. Ricordiamo infatti che la camera ACS, visto il suo schema ottico, è pesantemente affetta da tale fenomeno (si veda sezione 3.1.1 e Fig.3.3).

Seguendo le indicazioni di [Anderson \(2003\)](#) e [Meurer et al. \(2003\)](#) per la camera ACS, si sono trasformate le posizioni delle singole stelle, applicando, alla posizione di ciascuna di esse, una trasformazione del tipo:

$$x_c = \sum_{i=0}^k \sum_{j=0}^i a_{i,j} (x - x_r)^j (y - y_r)^{(i-j)} \quad (3.2)$$

$$y_c = \sum_{i=0}^k \sum_{j=0}^i b_{i,j} (x - x_r)^j (y - y_r)^{(i-j)} \quad (3.3)$$

Dove (x,y) sono le posizioni osservate delle stelle, (x_r, y_r) le posizioni rispetto al catalogo di riferimento, (x_c, y_c) le posizioni corrette e k l'ordine polinomiale del fit, mentre $a_{i,j}$ e $b_{i,j}$ sono i coefficienti di correzione per le distorsioni geometriche (reperibili in [Hack and Cox 2001](#)). Questi coefficienti permettono una correzione generale per distorsioni, senza tener conto di eventuali dipendenze di queste dal filtro di osservazione o dal tempo passato dalla strumentazione in orbita.

Determinazione della soluzione astrometrica

La soluzione astrometrica è stata studiata cross-correlando i nostri cataloghi di stelle con un catalogo di riferimento secondario ([Anderson et al., 2008](#)), contenente le pre-

cise posizioni di circa 16000 stelle nel sistema di riferimento (RA,Dec) e le rispettive magnitudini calibrate. È importante sottolineare che questo catalogo, disponibile in letteratura, è stato ottenuto mediante l'analisi delle osservazioni del dataset EP1 ed astrometrizzato, a sua volta, sul catalogo astrometrico primario 2MASS (Cutri et al., 2003).

Grazie ad esso sarà possibile studiare la soluzione astrometrica (ed in seguito la calibrazione delle magnitudini) su un gran numero di stelle in comune, procedimento non possibile con cataloghi di standard astrometriche primari (e.g. 2MASS o GSC2), dal momento che questi generalmente contengono informazioni sulle sole stelle più brillanti.

Tramite il software CataXcorr¹⁰, abbiamo cercato le stelle in comune tra il catalogo di riferimento e i nostri cataloghi (questo procedimento è stato studiato separatamente per cataloghi di dataset diversi e per osservazioni ad esposizione lunga e breve), quindi le trasformazioni che ci hanno permesso di attribuire, ad ogni stella, una posizione nel sistema di riferimento RA e Dec. Si è scelto di utilizzare trasformazioni di tipo lineare, le quali, una volta applicate, forniscono dei residui di circa $0.008'' \times 0.01''$ per circa 5000 stelle del dataset EP2 e di circa $0.006'' \times 0.006''$ per circa 10000 stelle nel dataset EP1. La grande differenza nel numero di stelle utilizzate per determinare le trasformazioni non deve sorprendere dal momento che il campo di vista del dataset EP2, essendo ruotato e puntato in una zona diversa dell'ammasso, si sovrappone solo parzialmente a quello del catalogo di riferimento, mentre la sovrapposizione è ovviamente totale per il dataset EP1.

Determinazione dell'incertezza astrometrica

L'incertezza sulle posizioni delle nostre stelle è dovuta principalmente a due contributi: l'errore intrinseco sulle posizioni nel catalogo di riferimento utilizzato e l'errore sulle posizioni da noi introdotto cross-correlando quest'ultimo con i nostri cataloghi.

Al fine di stimare l'errore sulla soluzione astrometrica, abbiamo innanzitutto stimato l'incertezza sulle posizioni presente nel catalogo di riferimento, cross-correlandolo con il catalogo di standard astrometriche primario 2MASS. Tale catalogo¹¹, riporta informazioni, quali la posizione e la magnitudine, riguardo stelle presenti in un campo di vista, centrato su M71, contenente il campo di vista della WFC.

¹⁰CataXcorr è un software ideato per la cross-correlazione di cataloghi di stelle, con lo scopo di ricercare soluzioni astrometriche. È stato sviluppato da Paolo Montegriffo presso l'INAF-Osservatorio Astronomico di Bologna.

¹¹Disponibile per il download nel sito <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>.

Tramite CataXcorr si sono cross-correlati questi due cataloghi¹² e si sono ricercate le stelle in comune, per le quali si sono confrontate le posizioni RA e Dec, utilizzando quelle del catalogo 2MASS come riferimento. I plot in Fig. 3.6 (pannelli in alto) mostrano la differenza tra le posizioni in RA e Dec espresse in arcosecondi. L'incertezza sulle posizioni RA e Dec delle stelle è stata stimata come deviazione standard della media delle differenze di posizione. Tale valore è riportato in ciascun plot della figura.

Per stimare invece l'errore da noi introdotto durante la fase di astromettrizzazione, si è ripetuto lo stesso identico procedimento cross-correlando il catalogo di riferimento (i.e. quello utilizzato per trovare la soluzione astrometrica) con il nostro catalogo di stelle. I risultati sono mostrati in Fig. 3.6 (pannelli in basso). È evidente come l'incertezza astrometrica sia dominata dagli errori sulle posizioni nel catalogo di riferimento.

Abbiamo dunque combinato i valori di incertezza ottenuti tramite una somma in quadratura, stimando un'incertezza totale sulla RA pari a circa $0.14''$ e sulla Dec di circa $0.13''$. Tali valori corrispondono ad un'incertezza generale sulla posizione delle stelle di circa $0.2''$.

3.4.2 Calibrazione

La calibrazione delle magnitudini strumentali dei nostri cataloghi è stata effettuata mediante lo stesso catalogo di riferimento utilizzato nella fase di astromettrizzazione. Infatti, tale catalogo, oltre a contenere informazioni sulle posizioni delle stelle, contiene anche le magnitudini calibrate nel sistema fotometrico VEGAMAG (Bohlin and Gilliland, 2004), per i filtri F606W e F814W.

Per ogni dataset e filtro, e per le esposizioni lunghe e corte separatamente, si sono cercate le stelle in comune tramite CataXcorr e CataComb¹³, e si sono determinate le differenze tra le magnitudini strumentali e quelle del catalogo di riferimento come riportato, a livello esemplificativo per il dataset EP2, in Fig. 3.7.

¹² Il catalogo 2MASS contiene al suo interno le sole stelle più brillanti dell'ammasso, pertanto, al fine di correlare in maniera opportuna i due cataloghi, si è utilizzato sottocatalogo del catalogo di riferimento, in cui si è tentato di selezionare la sola popolazione comune tra i due.

¹³CataComb è un software che, dopo aver trovato le stelle in comune tra cataloghi con CataX-Corr, permette di scrivere un nuovo catalogo con varie informazioni estraibili dai cataloghi utilizzati in input. È stato sviluppato da Paolo Montegriffo, presso INAF-Osservatorio Astronomico di Bologna.

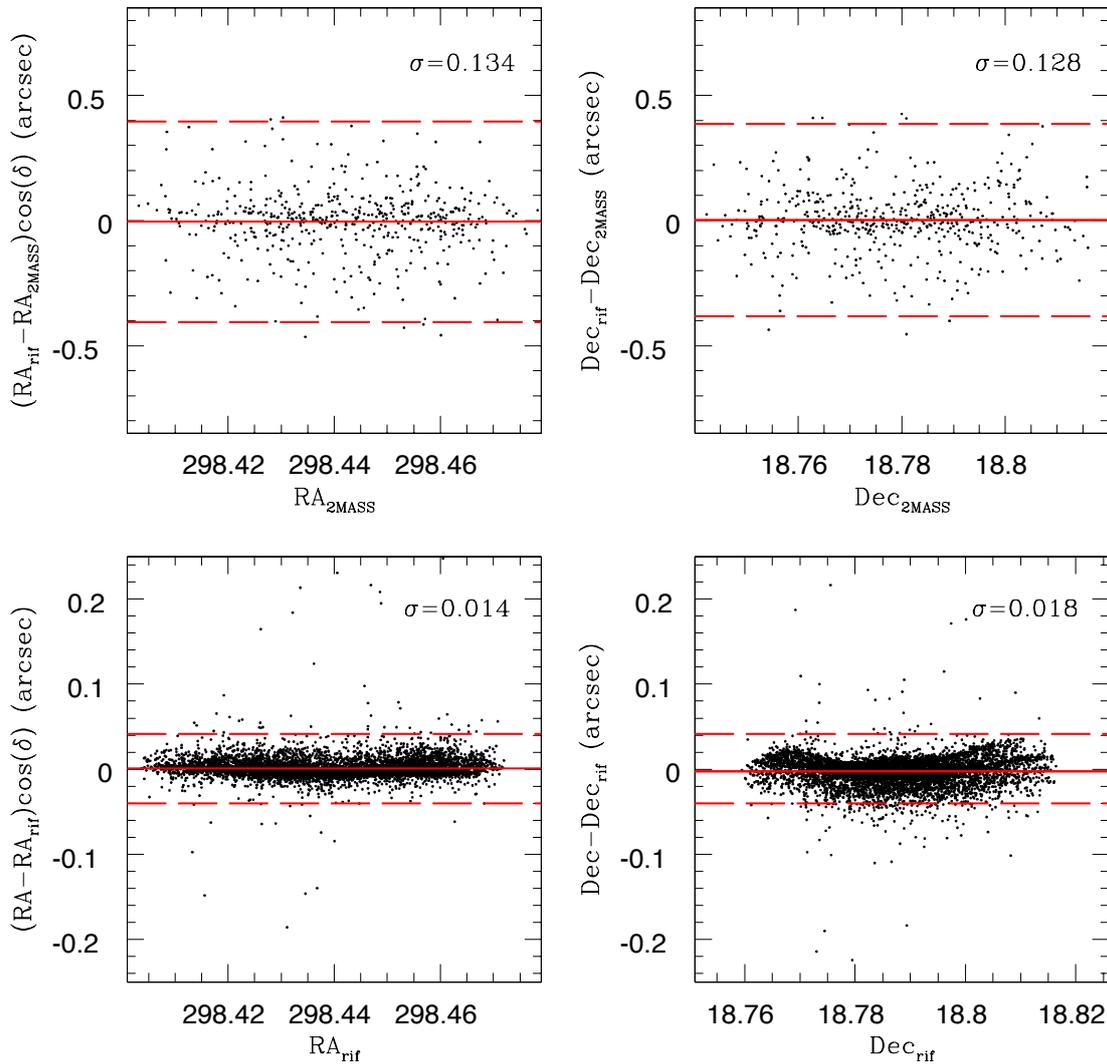


Figura 3.6: *Pannelli in alto:* differenze di RA e Dec per le stelle in comune tra il catalogo di riferimento e il catalogo 2MASS, in funzione delle posizioni nel catalogo 2MASS. *Pannelli in basso:* differenze di posizioni per le stelle in comune tra il nostro catalogo e quello usato come riferimento. Il valore σ in ciascun pannello riporta la deviazione standard, la linea rossa continua rappresenta la media delle differenze, mentre tale valore a $\pm 3\sigma$ è rappresentato dalle linee tratteggiate. Il coseno della Dec che moltiplica la differenza di RA è necessario affinché tale valore sia intrinseco e non proiettato nel piano del cielo.

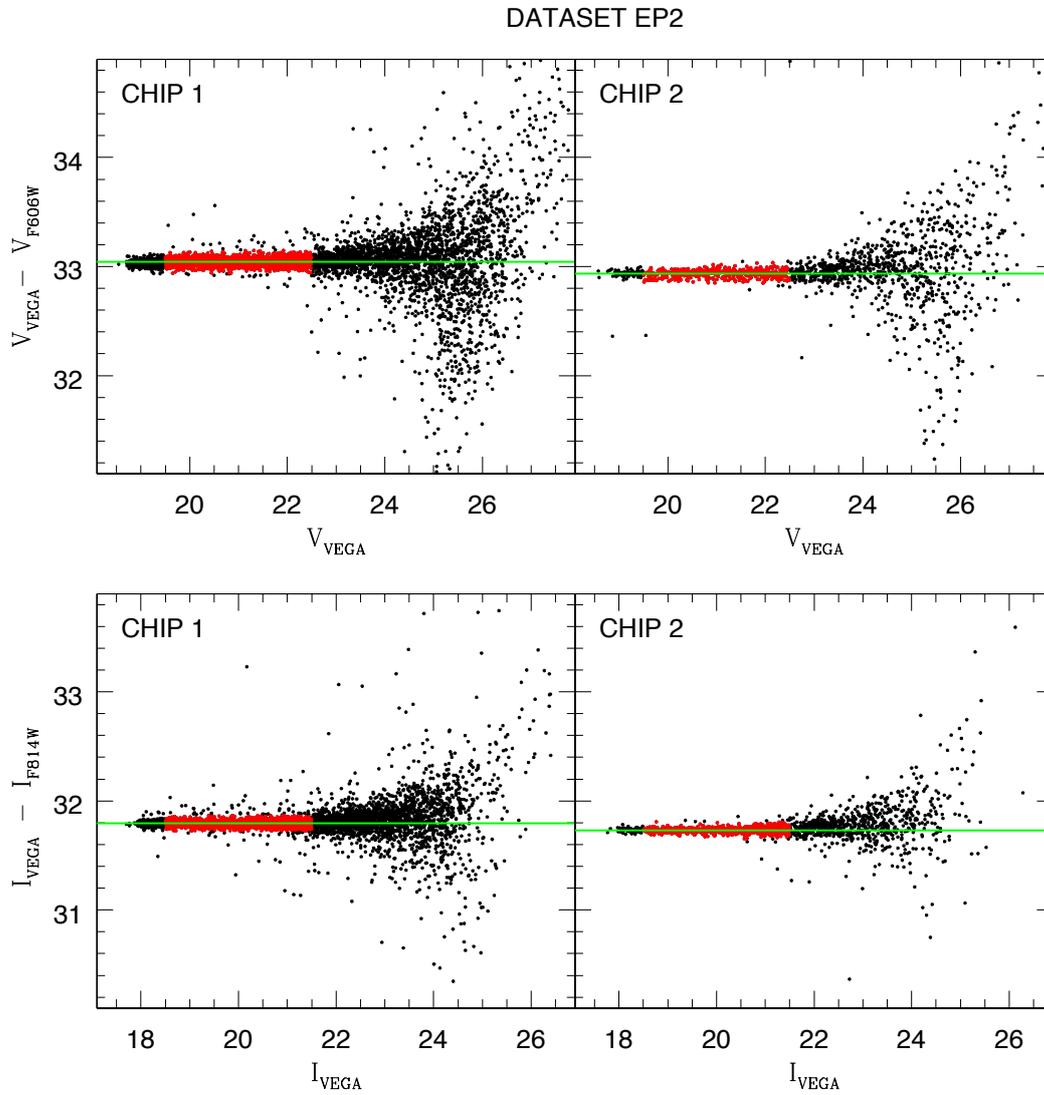


Figura 3.7: Differenza tra magnitudini VEGAMAG e magnitudini strumentali in funzione della magnitudine VEGAMAG. I punti rossi sono quelli utilizzati per calcolare la media, la quale viene rappresentata con la linea verde orizzontale. Vengono riportati a titolo di esempio solo i plot per il dataset EP2, con esposizioni lunghe.

Si è dunque stimato lo shift¹⁴ da applicare alle magnitudini strumentali median-do le differenze in magnitudine con un ciclo di “ 3σ rejection”¹⁵.

Dal momento che la dispersione di differenza tra le magnitudini aumenta con l’au-mentare della magnitudine (ciò è ovviamente atteso, dal momento che l’incertezza fotometrica cresce con la magnitudine), per calcolare lo shift si è selezionato un appropriato intervallo di magnitudini, differente tra catalogo e catalogo, in cui l’an-damento medio risulta avere una larghezza pressoché piccola e costante.

I risultati della calibrazione vengono riportati in Tab. 3.3.

Tabella 3.3: Shift di calibrazione suddivisi per dataset, filtro e chip del rivelatore.

Dataset EP2				
Catalogo	$V_{F606W,CHIP1}$	$V_{F606W,CHIP2}$	$I_{F814W,CHIP1}$	$I_{F814W,CHIP2}$
Esp. lunghe	33.0441	32.9341	31.7957	31.7316
Esp. brevi	25.5302	24.4251	24.6734	24.6151
Dataset EP1				
Esp. lunghe	31.0185	30.9776	30.2225	30.1751
Esp. brevi	27.8222	27.7921	26.9574	26.9116

Per verificare la bontà e l’uniformità della calibrazione, abbiamo cross-correlato varie combinazioni dei nostri cataloghi (e.g. dataset EP2 esposizioni lunghe chip 1 vs dataset EP1 esposizioni lunghe chip2, etc...) ed analizzato la differenza di ma-gnitudine tra i due cataloghi per le stelle in comune. Tali differenze variano in un intervallo tra $10^{-3} \div 10^{-2}$, valori minori o di pari ordine rispetto al tipico errore associato alle magnitudini. Risultati simili si ottengono, analizzando nuovamente le differenze di magnitudine tra il catalogo di riferimento ed i nostri nuovi cataloghi calibrati. Pertanto, la calibrazione può essere considerata soddisfacente.

Ottenuto dunque un completo set di cataloghi astrometrizzati e calibrati si è proceduto con la sua analisi che verrà presentata nel prossimo capitolo.

¹⁴Tale shift contiene tutti i termini da applicare alla classica relazione di calibrazione $m_{cal} = m_{stru} + 2.5\log(t_{exp}) + AP + ZP$, dove m_{cal} è la magnitudine calibrata, m_{stru} è quella strumentale, t_{exp} il tempo di esposizione, mentre AP e ZP sono rispettivamente la correzione di apertura e lo zero point da applicare ai dati.

¹⁵Una volta stimata la media e la deviazione standard σ , si selezionano i soli punti compresi tra la media e $\pm 3\sigma$. Si ricalcola dunque la media e il processo viene reiterato fino alla convergenza dei risultati.

Vista la presenza di stelle in comune tra le esposizioni brevi e lunghe del dataset EP1, si è deciso di creare un catalogo finale totale nel seguente modo: le stelle con magnitudine V_{F606W} maggiore di 18 sono state estratte dal catalogo con esposizioni lunghe, quelle con magnitudine minore di 17.5 dal catalogo con esposizioni brevi, mentre quelle con magnitudine tra 17.5 e 18 vengono riportate con la magnitudine media tra i due cataloghi. La stessa operazione non è stata possibile nel dataset EP2, dal momento che esposizioni lunghe e brevi non hanno un numero sufficiente di stelle in comune.

Capitolo 4

L'Ammasso Globulare M71

In questo capitolo verranno inizialmente presentate le principali caratteristiche fisiche dell'ammasso globulare M71, note in letteratura. Tali caratteristiche verranno dunque confrontate con i risultati dell'analisi dati discussa nel precedente capitolo. Verranno presentati i diagrammi colore-magnitudine per i cataloghi di stelle ottenuti in questo lavoro, quindi i modelli di isocrone che riproducono la distribuzione di stelle osservata.

Successivamente, presenteremo un'accurata stima dei moti propri delle stelle nel campo di vista comune tra i due dataset. Traendo vantaggio dalla baseline temporale di 7 anni che separa i due dataset di osservazione, siamo riusciti ad isolare, mediante lo studio dei moti propri, le stelle appartenenti all'ammasso globulare da quelle facenti parte del disco Galattico e dalle sorgenti nel background.

Nelle sezioni conclusive, descriviamo la procedura che ci ha permesso, mediante un campione di oggetti extragalattici, di ottenere una stima del moto proprio dell'ammasso rispetto ad un sistema di riferimento assoluto, ovvero fisso nel piano del cielo.

4.1 Generalità

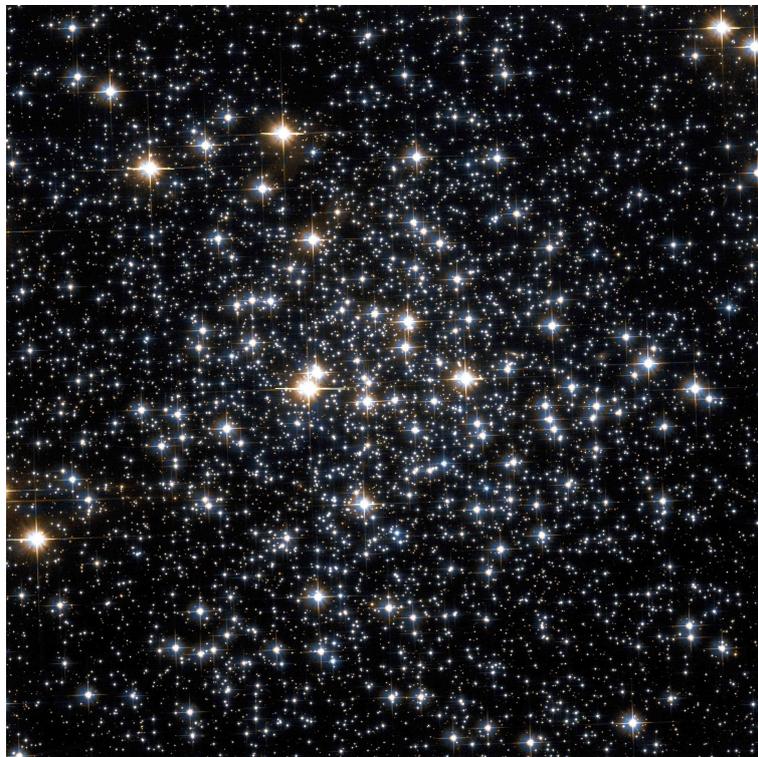


Figura 4.1: L'ammasso globulare M71 visto dall'ACS@HST.

M71 (NGC 6838, secondo la nomenclatura adottata nel “New General Catalogue”) presentato in Fig. 4.1, è un GC di bassa densità, vicino al piano galattico, ad una distanza dal Sole di circa 4 kpc. In maniera simile a 47 Tucanae, presenta una metallicità alquanto alta ($[\text{Fe}/\text{H}]=-0.73$)¹ ed un moderato eccesso di colore² $E(\text{B} - \text{V}) = 0.25$ (Harris, 1996).

La massa totale di stelle è stimata essere di circa $1 \div 2 \cdot 10^4 M_{\odot}$ (Rastorguev and Samus, 1991). Non mostra evidenze di core collapse (Djorgovski, 1993) ed alcune analisi del moto proprio delle stelle hanno messo in evidenza un'orbita prossima a quella del piano Galattico, con inclinazione rispetto ad esso minore di 1° (Geffert

¹ $[\text{Fe}/\text{H}]$ è definito come il rapporto logaritmico tra la massa di Fe e la massa di idrogeno rispetto al valore solare. Viene comunemente utilizzato come stima della metallicità delle popolazioni stellari.

²L'eccesso di colore $E(\text{B}-\text{V})$ è definito come la differenza tra l'indice di colore osservato ed intrinseco di una stella nei filtri B e V. Il suo valore è utilizzato come stima dell'arrossamento della luce stellare, dovuto agli scattering tra i fotoni e le polveri e i gas che la luce incontra nel suo cammino dalla sorgente all'osservatore.

and Maintz 2000; Cudworth 1985) ed eccentricità orbitale di ~ 0.2 (Ninkovic, 1987). Lavori più recenti sulla dinamica dell'ammasso hanno mostrato come la dispersione dei moti propri nel nucleo sia di $\sim 180 \mu\text{as/yr}$ (microarcosecondi all'anno), senza alcuna evidenza di anisotropie o gradienti in funzione della distanza dal centro del sistema. È stato inoltre stimato un limite superiore di $\sim 150 M_{\odot}$ per l'eventuale buco nero di massa intermedia centrale (Samra et al., 2012).

In Tab. 4.1 vengono riassunte le caratteristiche principali dell'ammasso.

Tabella 4.1: Principali caratteristiche fisiche del GC M71: l e b sono le coordinate galattocentriche, $(m - M)_V$ è il modulo di distanza, ρ_c è la densità di luminosità centrale, mentre r_c , r_h e r_t sono rispettivamente il raggio di core, di metà massa ed il raggio mareale (Harris 1996; Djorgovski 1993; Ninkovic 1987; Rastorguev and Samus 1991).

RA	$19^h53^m46.25^s$
Dec	$+18^{\circ}46'47.7''$
l ($^{\circ}$)	56.74
b ($^{\circ}$)	-4.56
Distanza (kpc)	$3.6 \div 4.1$
M_{TOT} (M_{\odot})	$1 \div 2 \cdot 10^4$
Età (Gyr)	$8 \div 12$
E(B-V)	0.25
$(m - M)_V$	13.8
[Fe/H]	-0.73
ρ_c (L_{\odot}/pc^3)	$10^{3.05}$
r_c ($'$) ^a	0.63
r_h ($'$) ^b	1.65
r_t ($'$) ^c	8.96

^a: il raggio di core è definito come la distanza dal centro in cui la densità stellare (o la brillantezza superficiale) del GC cala di un fattore due.

^b: il raggio di metà massa è la distanza dal centro entro cui è contenuta metà della massa totale dell'ammasso.

^c: il raggio mareale è la distanza dal centro oltre la quale una particella di prova non risentirebbe più in maniera dominante del campo gravitazionale dell'ammasso, bensì di quello esterno.

Recentemente, un'analisi dell'emissione in banda X dell'ammasso ha messo in evidenza, grazie al telescopio spaziale Chandra, una ricca popolazione di sorgenti X (Elsner et al., 2008), di cui un primo studio delle controparti ottiche è stato presentato da Huang et al. (2010). Nel Cap. 7, approfondiremo tale analisi facendo uso del nostro dataset.

4.2 Diagramma Colore-Magnitudine di M71

Il diagramma colore-magnitudine (CMD) è un utile mezzo per investigare le principali caratteristiche fisiche delle popolazioni stellari, quali, per esempio, l'età, la metallicità e la distanza. In esso vengono presentate, per l'insieme delle stelle analizzate, le magnitudini in funzione dell'indice di colore (i.e. la differenza di magnitudine tra due determinati filtri fotometrici).

Popolazioni stellari vecchie, quali i GC, descrivono³ una lunga sequenza diagonale, denominata sequenza principale (MS), nella quale si collocano stelle durante la fase di bruciamento di idrogeno nel nucleo. Per alte luminosità, oltre la MS, collegate dal cosiddetto turn-off (TO), troviamo stelle in fasi evolutive avanzate, che si distribuiscono verticalmente lungo il braccio delle giganti rosse (RGB) e il braccio asintotico delle giganti rosse (AGB), ed orizzontalmente nel braccio orizzontale (HB), alle volte strutturato come Red Clump (RC)⁴. Un'ulteriore sequenza, quasi parallela alla MS, viene occupata, a basse luminosità e piccoli indici di colore, dalle nane bianche (WD).

A seguito dell'analisi dei dati presentata nel Cap. 3, è stato possibile costruire un CMD per entrambi i dataset. Nel pannello a sinistra di Fig. 4.2, presentiamo il CMD per il catalogo ottenuto dal dataset EP1, in quello centrale per il dataset EP2 con esposizioni lunghe ed in quello a destra per il dataset EP2 con esposizioni brevi.

Le apparenti differenze morfologiche tra i CMD dei due diversi dataset sono sostanzialmente dovute alla grande differenza tra i tempi di esposizione delle immagini. Nel dataset EP2, infatti, grazie ad immagini con lunghi tempi di esposizione, è stato possibile campionare l'estensione a basse luminosità della MS, con stelle fino a 2 magnitudini più deboli rispetto a quelle del catalogo EP1.

³Le caratteristiche dei CMD qui brevemente descritte fanno riferimento ad un classico diagramma come per esempio, quello in banda B in funzione del colore B-V.

⁴L'HB di popolazioni stellari giovani e/o con elevata metallicità, come M71, tende ad essere occupato nelle sole zone più rosse (i.e. con più grande indice di colore).

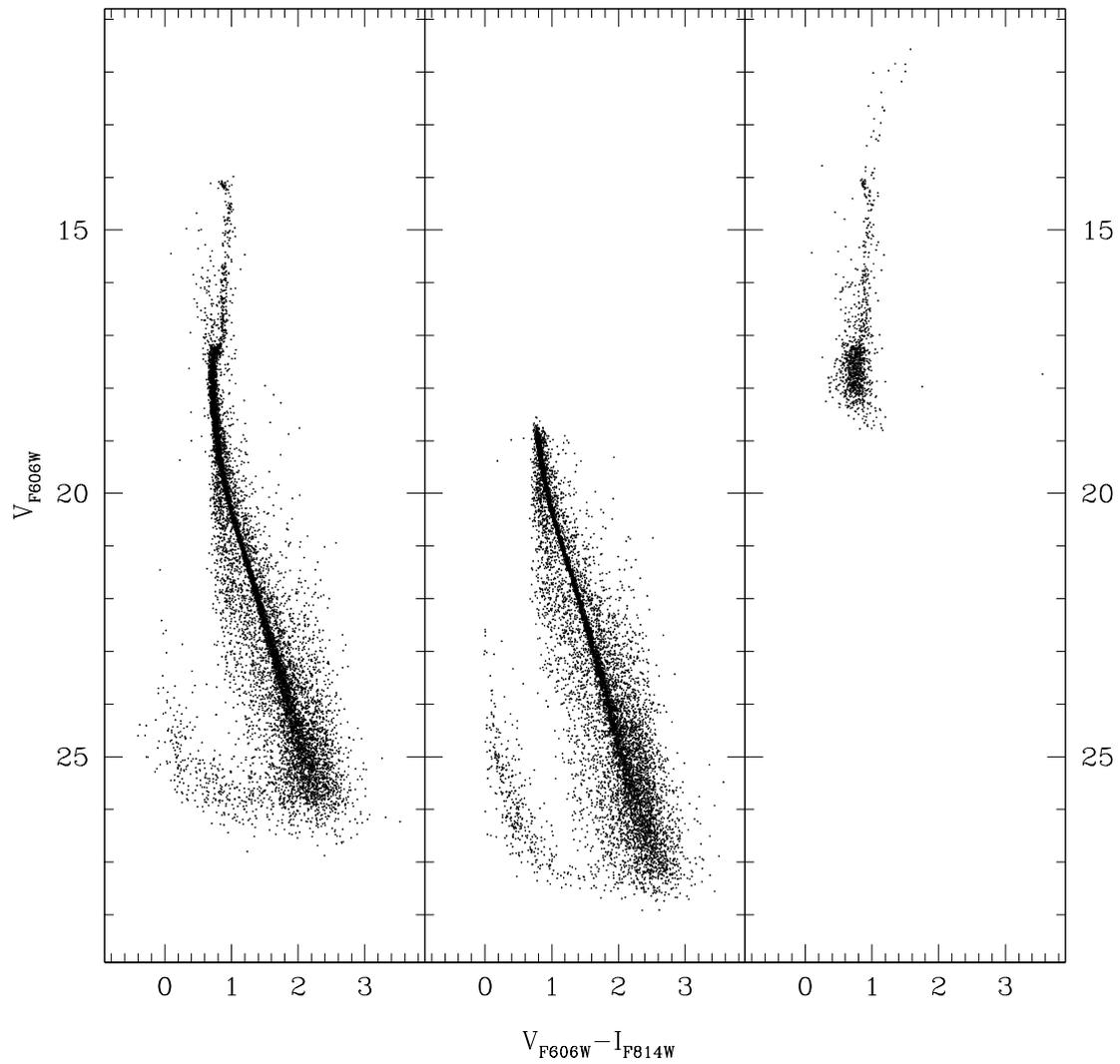


Figura 4.2: *Sinistra*: CMD per le stelle nel dataset EP1, ottenuto a partire dal catalogo finale contenente le stelle osservate sia con esposizioni brevi che lunghe (si veda sezione 3.4.2). *Centro*: CMD ottenuto con immagini ad esposizione lunga del dataset EP2. *Destra*: CMD ottenuto da immagini con esposizione breve del dataset EP2.

Inoltre è stato possibile evidenziare in maniera più dettagliata la sequenza delle WD. D’altro canto, gran parte delle stelle con magnitudine $V_{F606W} < 21$ risultano sature, quindi prive di alcuna affidabile informazione riguardo la loro luminosità e posizione.

Infine, grazie alle esposizioni corte del dataset EP2, è stato possibile catalogare un maggior numero di stelle facenti parte dell’RGB e dell’AGB.

È possibile apprezzare come la popolazione stellare osservata di M71 si distribuisce in un intervallo totale di circa 17 magnitudini e di circa 3 in indice di colore. Il TO dell’ammasso, visibile chiaramente nel CMD del dataset EP1, si colloca ad una magnitudine $V_{F606W} \approx 17.3$, mentre il RC è facilmente visibile ad una magnitudine $V_{F606W} \approx 14.2$ sia nel CMD del dataset EP1, che in quello del dataset EP2 con esposizioni brevi.

Nonostante siano chiare le tipiche sequenze delle popolazioni stellari dei GC, dai CMD è evidente come queste siano “contaminate” da una grande quantità di oggetti al di fuori delle sequenze canoniche. Ciò tuttavia non sorprende in quanto, per un GC ad una così bassa latitudine Galattica, la contaminazione da parte di stelle del disco Galattico è particolarmente rilevante.

4.2.1 Analisi della popolazione stellare

Al fine di misurare alcune proprietà fisiche dell’ammasso, è utile confrontare i CMD con un set di isocrone teoriche (i.e. modelli analitici che descrivono le caratteristiche di temperatura⁵ e luminosità per una data popolazione stellare di fissata età e composizione chimica).

I modelli sono stati tratti dal catalogo BaSTI (“*A Bag of Stellar Tracks and Isochrones*”; si vedano [Manzato et al. 2008](#); [Pietrinferni et al. 2004](#); [Bedin et al. 2005](#)), nei quali si è scelto un modello di popolazione stellare standard con metallicità prossima a quella dell’ammasso ($[Fe/H] = -0.66$)⁶. Un modello con caratteristiche simili è stato scelto per descrivere le tracce di raffreddamento delle CO-WD con massa compresa tra $0.54 M_{\odot}$ e $1 M_{\odot}$ ([Salaris et al., 2010](#)).

Inoltre, poiché queste isocrone si limitano alla caratterizzazione di stelle con massa maggiore o uguale a $0.5 M_{\odot}$, si sono utilizzati anche i modelli del “*Padova database of stellar evolutionary tracks and isochrones*” ([Girardi et al. 2000](#); [Marigo et al. 2008](#)), in cui le isocrone vengono campionate fino a masse di $0.1 M_{\odot}$. In quest’ultimo modello viene richiesta una metallicità espressa in unità frazionaria di massa “*Z*”, la quale è stata calcolata come segue ([Ferraro et al., 1999](#)):

⁵L’indice di colore è una quantità univocamente associata alla temperatura superficiale delle stelle.

⁶I modelli, disponibili su sito web <http://basti.oa-teramo.inaf.it>, non prevedono una differenziazione più fine sulla base della metallicità.

$$Z = 10^{\left[\frac{M}{H}\right]-1.7} \quad (4.1)$$

Dove il rapporto logaritmico tra la massa di metalli e quella di idrogeno $\left[\frac{M}{H}\right]$ è definito come:

$$\left[\frac{M}{H}\right] = \left[\frac{Fe}{H}\right] + \log(0.6838f_\alpha + 0.362) \quad (4.2)$$

Con f_α fattore che tiene conto del contributo dei metalli α alla metallicità del sistema:

$$f_\alpha = 10^{\left[\frac{\alpha}{Fe}\right]} \quad (4.3)$$

Essendo il rapporto tra metalli α e ferro $\left[\frac{\alpha}{Fe}\right] = +0.262$ (Lee et al., 2011), risulta $\left[\frac{M}{H}\right] = -0.571$, quindi $Z = 0.00546$.

Tutti i modelli utilizzati riportano le magnitudini assolute, calibrate sulla base delle caratteristiche dei vari filtri della camera ACS. Tuttavia, prima di utilizzare tali modelli, occorre effettuare una correzione delle magnitudini che tenga conto degli effetti dell'arrossamento e del modulo di distanza del GC in esame: il primo è un aumento della magnitudine e dell'indice di colore dovuto a fenomeni di scattering tra i fotoni e la colonna di gas e polveri che si frappongono tra la sorgente e l'osservatore, il secondo è il naturale aumento della magnitudine di una sorgente al crescere della sua distanza dall'osservatore. Pertanto, prima di essere applicate ai nostri dati, le magnitudini sono state trasformate nel seguente modo:

$$V_{F606W} = M_{F606W} + (m - M)_0 + A_{F606W} \quad (4.4a)$$

$$I_{F814W} = M_{F814W} + (m - M)_0 + A_{F814W} \quad (4.4b)$$

dove V_{F606W} ed I_{F814W} sono le magnitudini apparenti, M_{F606W} ed M_{F814W} quelle assolute assunte dal modello, $(m - M)_0$ il modulo di distanza dell'ammasso, mentre A_{F606W} e A_{F814W} sono i coefficienti di estinzione rispettivamente per i filtri F606W e F814W, ottenuti mediante la relazione (Cardelli et al., 1989):

$$A_\lambda = \left(a_\lambda + \frac{b_\lambda}{R_V} \right) A_V \quad (4.5)$$

dove $A_V = R_V E(B - V)$ è il coefficiente di estinzione per la banda V del sistema fotometrico Johnson, R_V una costante pari a 3.12, mentre a_λ e b_λ due fattori dipendenti dal filtro fotometrico utilizzato e stimabili nel seguente modo:

$$a_\lambda(x) = 1 + 0.17699y - 0.50447y^2 - 0.02427y^3 + 0.72085y^4 + \quad (4.6a) \\ + 0.01979y^5 - 0.77530y^6 + 0.32999y^7$$

$$b_\lambda(x) = 1.41338y + 2.28305y^2 + 1.07233y^3 - 5.38434y^4 + \quad (4.6b) \\ - 0.62251y^5 + 5.30260y^6 - 2.09002y^7$$

Con $y = x - 1.82$ e $x = 1/\lambda_c$, dove λ_c è la lunghezza d'onda centrale, espressa in nanometri, del filtro fotometrico considerato.

Una volta trasformate le magnitudini, si sono applicati i modelli ai CMD dei due dataset. Come mostrato in Fig. 4.3, il miglior accordo tra dati e modello si ha considerando una popolazione con età di 11 Gyr, eccesso di colore $E(B - V) = 0.23$ e modulo di distanza $(m - M)_V = 13.8$. Tutti questi valori sono in ottimo accordo con quelli riportati in letteratura (Harris 1996; Grundahl et al. 2002; Meissner and Weiss 2006).

I modelli presentati ben riproducono le sezioni più luminose della MS, il TO, l'RGB ed il RC. Tuttavia, nella zone meno luminose della MS, per magnitudini maggiori di 21, l'evidente divergenza tra dati e modello è dovuta alle difficoltà di quest'ultimo nel riprodurre il corretto comportamento di stelle di piccola massa.

Un buon accordo si ha anche con le sequenze di raffreddamento delle WD, in particolare per quelle con massa pari a $0.54 M_\odot$. Anche se l'accordo con le sequenze per masse pari a $1 M_\odot$ pare minore, si tenga conto che la metallicità assunta dai modelli del catalogo BaSTI non è completamente appropriata per M71. I modelli del Padova Database, d'altro canto, non forniscono sequenze di raffreddamento per le WD.

Inoltre, nelle zone di più bassa luminosità, la differenza tra dati osservati e il modello si fa più consistente soprattutto a causa del più grande errore fotometrico associato a queste stelle.

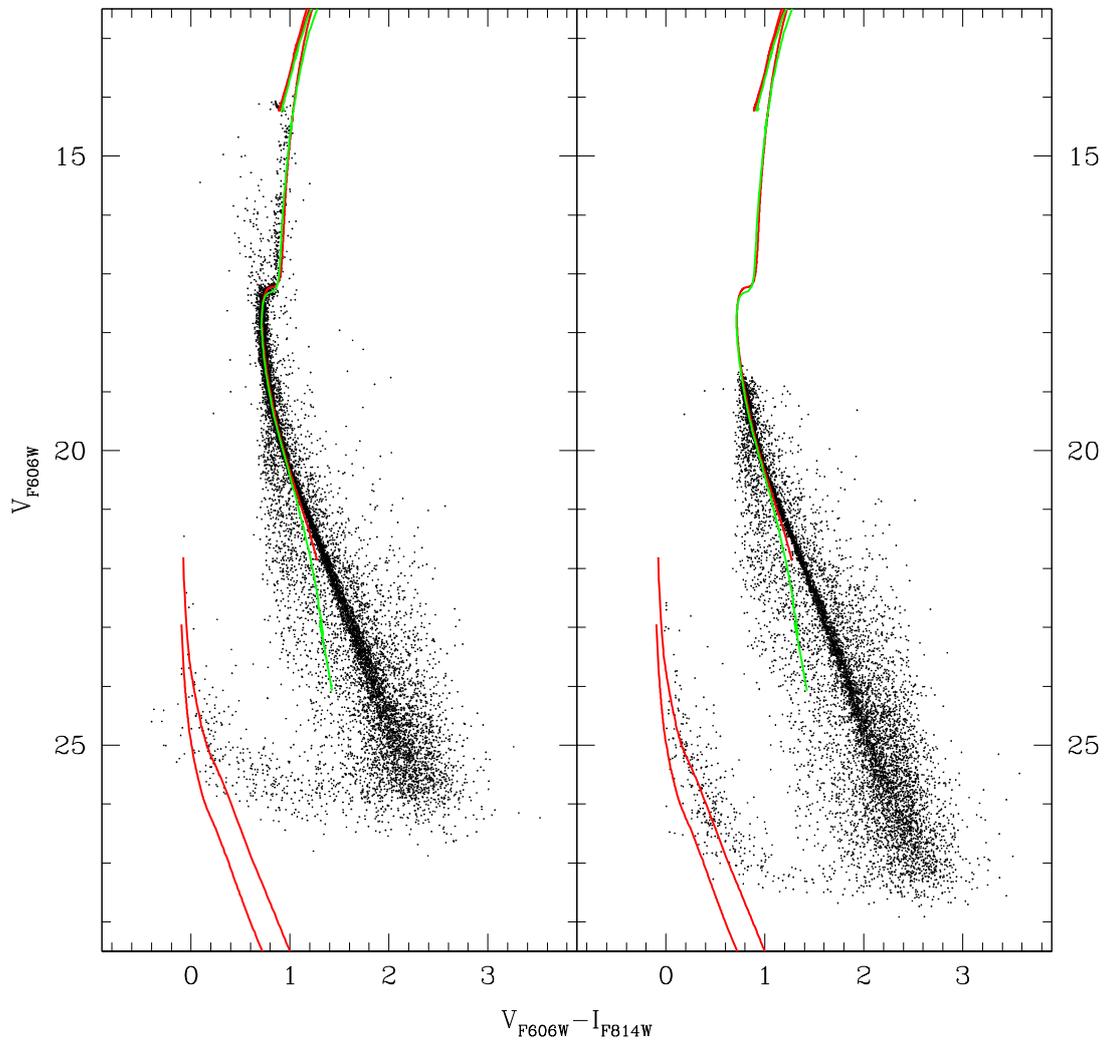


Figura 4.3: *Sinistra*: CMD per il dataset EP1. L'isocrona di colore rosso sulla MS rappresenta il modello di BaSTI per una popolazione stellare di 11 Gyr con $[Fe/H]=-0.66$, l'isocrona verde rappresenta invece il modello tratto dal Padova Database per una popolazione stellare della stessa età ma con $[Fe/H]=-0.76$. Per le CO-WD, vengono riportati i modelli BaSTI di sequenze di raffreddamento per stelle di massa pari a $0.54 M_{\odot}$ e $1 M_{\odot}$. *Destra*: lo stesso per il CMD ottenuto con il dataset EP2.

4.3 Determinazione dei moti propri delle stelle

Avendo a disposizione due diversi set di osservazioni di M71, ottenuti a 7.27 anni di distanza, è stato possibile determinare il moto proprio delle stelle nel campo di vista comune tra le due epoche.

Lo studio dei moti propri è un utile mezzo per separare la popolazione di stelle dell'ammasso dalle sorgenti di foreground, tipicamente stelle della Via Lattea, e da eventuali sorgenti in background, tipicamente galassie (si veda, a titolo di esempio, [Massari et al. 2013](#)) e, se di alta precisione, eventualmente anche per analizzare la dinamica interna dei GC.

Separare la popolazione dell'ammasso da quella contaminante è un'operazione di particolare importanza nel nostro lavoro, in quanto ci permetterà di comprendere indicativamente se le varie sorgenti componenti la popolazione esotica di M71 (vedi [Cap. 7](#)) sono effettivamente membre del GC.

Analisi dei moti propri

L'analisi dei moti propri richiede ovviamente la maggior precisione possibile nella determinazione delle posizioni delle stelle, ovvero dei centroidi del loro profilo di brillantezza. Tale precisione deve inoltre mantenersi elevata in maniera uniforme in tutto il campo di vista.

Si è quindi deciso di effettuare una nuova riduzione dei dati, mediante un software, descritto in dettaglio in [Anderson and King \(2006\)](#), il quale applica automaticamente una correzione geometrica più precisa e dipendente dal filtro di osservazione (si veda [Cap. 3](#)). Inoltre, questo software è in grado di ricostruire con maggiore accuratezza i profili di brillantezza, quindi ottenere valide informazioni sulla magnitudine e posizione, di stelle brillanti e non eccessivamente sature.

Come DAOPHOT II, questo software calcola le magnitudini e determina il centroide delle stelle mediante un fit del loro profilo di brillantezza con un modello di PSF. Quest'ultimo, appositamente studiato per la camera ACS, è variabile nello spazio del rivelatore e nel tempo, in modo da tener conto di variazioni strutturali dello strumento nel corso degli anni.

Durante la fase di riduzione dati (si veda [sezione 3.3](#)), si è deciso di non utilizzare questo software in quanto, a differenza di DAOPHOT II, non permette di aggiungere manualmente e quindi analizzare stelle particolarmente deboli nel caso in cui non siano identificate automaticamente dal software. Tale possibilità è di fondamentale importanza per lo studio di stelle deboli, fortemente variabili ed immerse in un ambiente denso di altre stelle, ovvero lo scopo primario di questo lavoro di tesi.

Per determinare il moto proprio delle stelle dell'ammasso si sono riportate, mediante CataXcorr, le posizioni delle varie stelle di ciascuna immagine ad uno stesso sistema di riferimento per entrambi i dataset. Questo è un estratto del catalogo utilizzato in fase di astrometrizzazione e calibrazione, il quale contiene una selezione di stelle candidate membre del GC sulla base della loro posizione nel CMD. È infatti atteso che regioni come la MS o il ramo delle giganti siano dominate di gran lunga da stelle effettivamente appartenenti all'ammasso e siano quindi meno soggette a contaminazione esterna. Le stelle selezionate sono evidenziate nel CMD in Fig. 4.4.

Quindi, le coordinate di ciascuna stella, presente in più di un'immagine, sono state mediate con un ciclo di 3σ rejection. Quest'ultima operazione è fondamentale in questa fase in quanto, in alcune immagini, le posizioni delle stelle potrebbero essere falsate dalla presenza di raggi cosmici, pixel caldi o altri difetti del rivelatore. Otteniamo dunque, per ogni stella, una posizione più precisa a cui attribuiamo un'incertezza pari alla deviazione standard della sua posizione media. Questo procedimento è stato effettuato separatamente per i due dataset e per i due filtri.

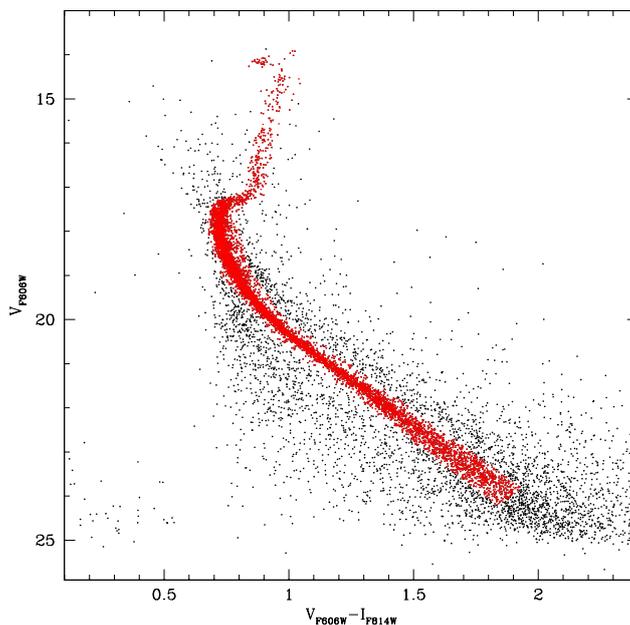


Figura 4.4: CMD ottenuto dal catalogo di riferimento. Le stelle evidenziate in rosso sono state selezionate come più probabili membre dell'ammasso e quindi utilizzate per la determinazione dei moti propri.

Si è dunque costruito un catalogo in cui sono state riportate, per tutte le stelle del comune campo di vista, le posizioni medie nel dataset EP2 e nel dataset EP1 e si è scelto di analizzare il moto proprio delle sole stelle in comune con i cataloghi, astrometrizzati e calibrati, ottenuti con la riduzione DAOPHOT II. Inoltre, sono stati studiati i soli moti delle stelle rivelate nelle immagini con esposizione lunga, data la scarsità di stelle in comune con le immagini ad esposizione breve e date le grandi incertezze sulla posizione che avremmo ottenuto, in quanto, per ciascun filtro, è presente una sola immagine con esposizione breve.

Abbiamo quindi ottenuto un catalogo finale, contenente i moti propri di circa 5000 stelle nel campo di vista comune, in cui vengono riportate le variazioni di RA e Dec tra le due epoche di osservazione.

Si tenga conto che queste stelle non campionano l'intero campo di vista dei due dataset in quanto questi non sono coincidenti. Difatti, i due set di osservazioni sono centrati in punti differenti dell'ammasso e l'uno risulta parzialmente ruotato rispetto all'altro come mostrato in Fig. 4.5.

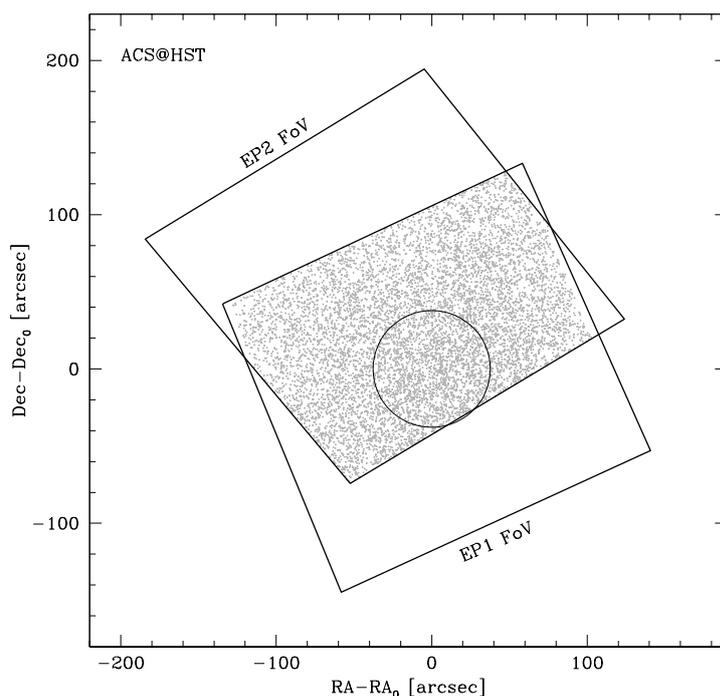


Figura 4.5: Campi di vista delle osservazioni dell'EP1 e dell'EP2. In grigio sono riportate le stelle in comune tra i due campi di vista le cui posizioni sono riferite a quelle del centro di M71. Il cerchio, puntato sul centro, ha dimensione pari al raggio di core dell'ammasso.

I risultati vengono presentati in Fig. 4.6, dove si riportano, per ciascuna stella, le differenze di posizione media tra i dataset EP1 e EP2. Vista la miglior qualità dei risultati, vengono riportati esclusivamente i moti propri ottenuti dalle immagini con filtro F814W. Il sistema di riferimento, a cui tutte le posizioni sono riferite, è già orientato in accordo al sistema di coordinate equatoriali standard, pertanto un moto lungo l'asse delle ascisse corrisponderà ad un moto in ascensione retta negativa, mentre un moto lungo l'asse delle ordinate corrisponderà ad un moto in declinazione. $\mu_\alpha \cos(\delta)$ e μ_δ rappresentano rispettivamente lo shift in ascensione retta ed in declinazione in unità di milliarcosecondi all'anno. Il fattore $\cos(\delta)$, con δ declinazione dell'ammasso, è necessario per tener conto dello spostamento intrinseco della stella e non di quello proiettato sul piano del cielo.

Dalla Fig. 4.6 è chiaramente riconoscibile l'insieme delle stelle appartenenti all'ammasso, come atteso⁷, intorno alla posizione $\mu_\alpha \cos(\delta) = 0$ e $\mu_\delta = 0$, caratterizzate da un moto proprio isotropo e coerente con estensione massima di circa 0.5 mas/yr (che vedremo essere circa pari al tipico errore sui moti associabile alle stelle più deboli). L'insieme di oggetti esterni a questa distribuzione rappresenta, in gran parte, la popolazione di sorgenti in foreground e background presente nel campo di vista. In particolare, la struttura elongata che si estende da circa $\mu_\alpha \cos(\delta) = -2$, $\mu_\delta = 0$ a $\mu_\alpha \cos(\delta) = 1$, $\mu_\delta = -4$ è dovuta al moto delle stelle facenti parte del disco Galattico.

Dalla nostra analisi emerge come solamente il $\sim 60\%$ delle stelle nel comune campo di vista sembra avere un moto proprio compatibile con quello del GC. Una così pesante contaminazione da parte di sorgenti in foreground e background è tuttavia attesa, vista la posizione di questo ammasso rispetto al piano galattico e vista la sua bassa densità centrale di stelle. È curioso notare che la stessa percentuale fu stimata da [Cudworth \(1985\)](#) facendo uso di un campione di circa 350 stelle ottenute con lastre fotografiche.

In Fig. 4.7 presentiamo l'andamento degli errori sulla variazione di RA (colonna a sinistra) e di Dec (colonna a destra) in funzione della magnitudine I_{F814W} delle stelle (pannelli in alto). Tali incertezze sono state definite come somma in quadratura delle incertezze sulle posizioni medie nei singoli dataset: $\sigma = \sqrt{(\sigma_{EP1}^2 + \sigma_{EP2}^2)}/\Delta t$, con σ_{EP1} e σ_{EP2} rispettivamente l'incertezza sulla posizione nel dataset EP1 e EP2 e $\Delta t = 7.27$ anni, la baseline temporale tra i due set di osservazioni. Dai plot si può notare come l'incertezza sul moto, generalmente molto piccola, aumenti per stelle di magnitudine molto alta per le quali, ovviamente, ricostruire la

⁷Selezionando le stelle comuni tra i due dataset, si è difatti analizzata la variazione di posizione relativa alle stelle del GC stesso, la cui popolazione domina il campo di vista.

posizione precisa, a partire dal sistema di pixel del rivelatore, è più difficoltoso.

Il terzo e il quarto pannello di Fig. 4.7 mostrano invece l'andamento degli errori in funzione della posizione delle stelle nel rivelatore. Come è facile notare, non vi è dipendenza alcuna dell'incertezza in funzione della posizione della stella, segno di una buona riuscita delle correzioni per distorsioni geometriche e delle cross-correlazioni tra cataloghi.

Nonostante un primo approccio possa far pensare ad una dispersione del valore degli errori particolarmente grande, si tenga conto che circa il 90% di stelle analizzate ha un errore inferiore, sia in RA che in Dec, a 0.3 mas/yr.

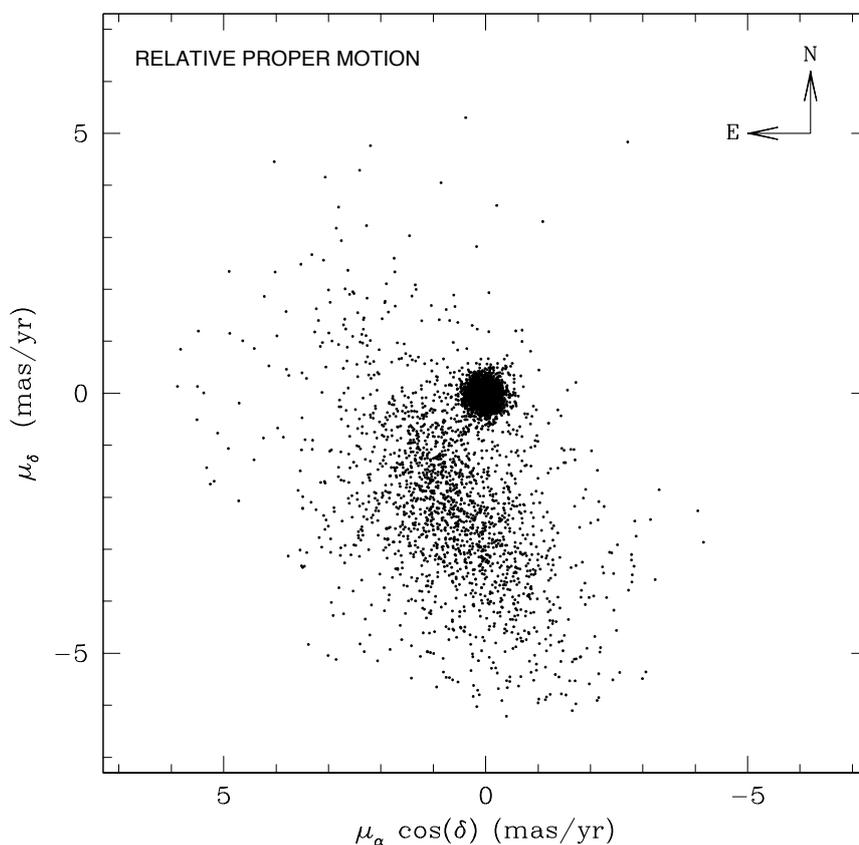


Figura 4.6: Moti propri relativi per le stelle comuni tra il dataset EP1 e EP2, ottenuti su una baseline temporale di 7.27 anni l'uno dall'altro. In ascissa ed ordinata viene mostrata la variazione di RA, in ordinata quella di Dec.

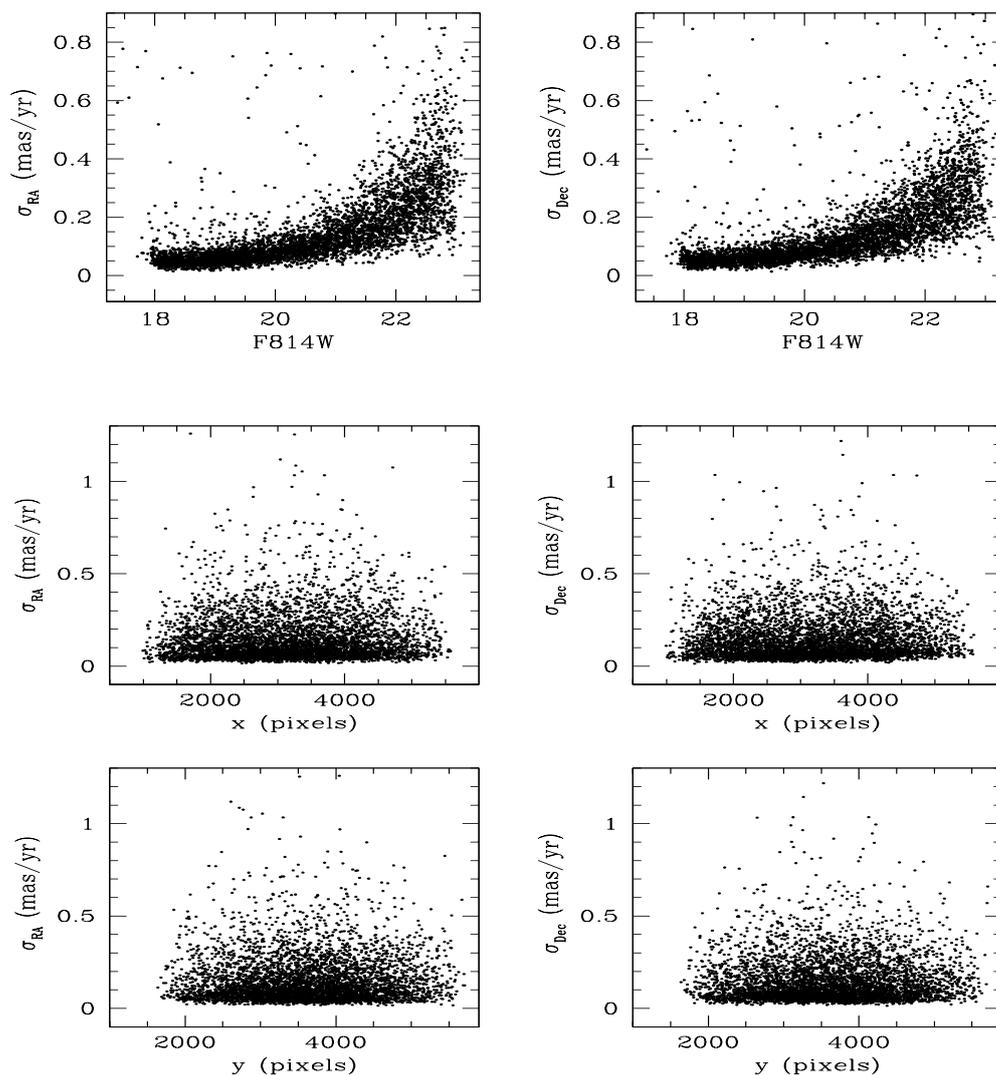


Figura 4.7: *Colonna sinistra, dall'alto al basso:* Andamento dell'errore sulla variazione di RA in funzione della magnitudine I_{F814W} e delle posizioni x ed y del rivelatore. *Colonna a destra:* Gli stessi andamenti per l'errore sulla variazione di Dec.

Decontaminazione del diagramma CMD

La determinazione dei moti propri permette di isolare la popolazione dell'ammasso da quella della Galassia e dalle sorgenti di background.

Possiamo quindi separare queste popolazioni anche nel CMD, al fine di ottenere un diagramma più chiaro ed esplicativo delle caratteristiche della popolazione stellare

del solo ammasso.

Per fare ciò, si sono costruiti, per il dataset EP2, vari diagrammi diagnostici come quello presentato in Fig. 4.6, ciascuno di essi per intervalli unitari di magnitudine, da $I_{F814W} \geq 17$ a $I_{F814W} \leq 24$. Dunque, per ognuno di questi diagrammi, si è calcolata la media e la deviazione standard σ delle distanze dal centro (i.e. $\mu_\alpha \cos(\delta) = 0$, $\mu_\delta = 0$) di tutti le stelle entro un raggio di 0.5 mas/yr. Sono dunque state selezionate come stelle dell'ammasso solo quelle entro un raggio di confidenza scelto pari a 5σ . Questo metodo è del tutto empirico, ed è stato utilizzato con il solo scopo di separare la popolazione dell'ammasso, concentrata intorno allo zero, dal resto degli oggetti.

In Fig. 4.8 vengono mostrati, per il dataset EP2, il CMD originale (pannello a), quello decontaminato (pannello b), quello composto da tutti gli oggetti al di fuori dell'intervallo di confidenza (pannello c) e, per ogni intervallo di magnitudine, $\mu_\alpha \cos(\delta)$ vs μ_δ (pannelli all'estrema destra), dove è stato raffigurato, con il colore rosso, un cerchio con raggio pari a quello di confidenza, entro il quale le stelle sono state considerate come membre del GC. Lo stesso procedimento è stato effettuato anche per i CMD dei cataloghi del dataset EP1, producendo risultati del tutto simili.

I CMD ripuliti mostrano chiaramente una MS maggiormente definita, in particolare nel suo lato blu. Nel lato rosso invece, si viene a definire una sequenza secondaria, composta da sistemi binari⁸.

Le stelle che invece persistono all'esterno delle sequenze evolutive standard, potrebbero essere oggetti non appartenenti al GC, ma per i quali, il metodo utilizzato, non ha funzionato correttamente o, se fanno parte dell'ammasso, potrebbero essere stelle in fasi evolutive non standard o perturbate da eventuali compagne (e.g. NS, WD), quindi di particolare interesse per questo lavoro.

Sfortunatamente, non siamo stati in grado di determinare il moto proprio per le stelle di magnitudine $I_{F814W} > 23$, quindi, non abbiamo alcuna informazione sul moto proprio delle WD del GC (si confrontino i CMD decontaminati con quelli di Fig. 4.2). Questo è dovuto, in gran parte, al software utilizzato per la riduzione dati in questa fase, il quale non è in grado di identificare con la stessa completezza di DAOPHOT II la popolazione di stelle più deboli dell'ammasso⁹.

È infine interessante notare che i CMD che riportano tutte le stelle scartate descrivono una sequenza che vedremo ben si accorda con la MS delle stelle della Galassia alla posizione di M71 (si veda la Fig. 4.11, in basso).

⁸È in realtà una sequenza non solo composta da sistemi binari, ovvero gravitazionalmente legati, ma anche da tutte quelle stelle del GC che appaiono parzialmente sovrapposte nel piano del cielo.

⁹Questo problema verrà pertanto risolto quando e se verrà resa disponibile una più efficace correzione per distorsioni geometriche che potremo quindi applicare ai nostri dati ridotti con DAOPHOT II.

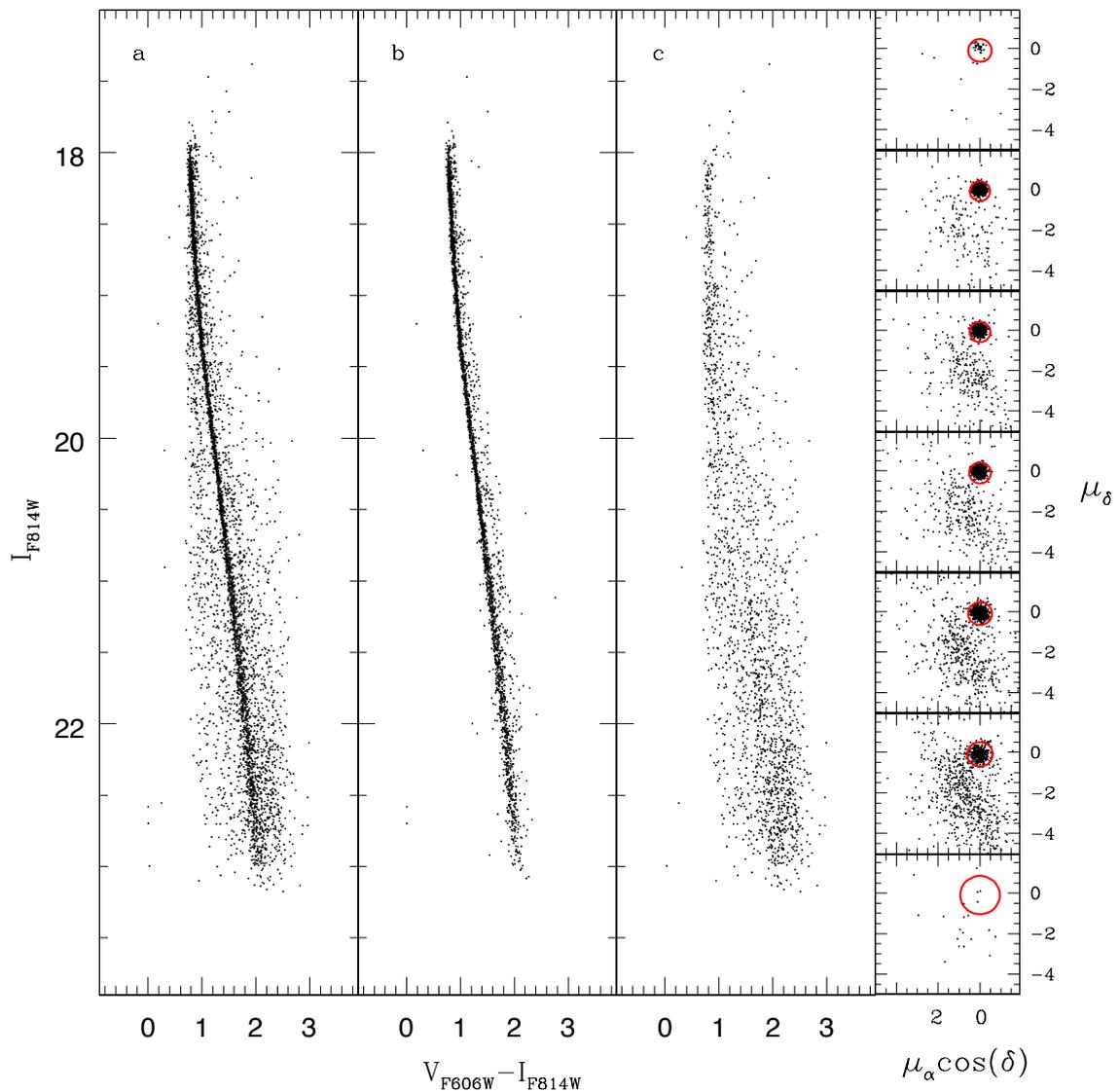


Figura 4.8: Decontaminazione del diagramma CMD. *Pannello a*: CMD originale ottenuto dal dataset EP2, in cui vengono riportate le sole stelle per cui è stato possibile determinare il moto proprio. *Pannello b*: CMD composto dalle sole stelle selezionate quali membri del GC. *Pannello c*: CMD composto da tutte le stelle selezionate come non facenti parte del GC. *Colonna a destra*: variazione della posizione di RA e Dec, suddivisa in intervalli di magnitudine.

4.3.1 Determinazione dei moti propri rispetto ad un sistema di riferimento assoluto

I moti propri presentati nella sezione precedente sono stati studiati rispetto al sistema di riferimento del GC stesso, nel quale le stelle dell'ammasso hanno un moto proprio relativo consistente con zero. Ciò ovviamente non riflette una situazione fisica reale, in quanto i GC sono insiemi sferici di stelle in orbita intorno alle galassie. Per analizzare in maniera più precisa il moto globale delle stelle dell'ammasso, è possibile studiare i moti propri rispetto ad un sistema di riferimento assoluto, ovvero rispetto ad un insieme di oggetti "fissi" nel piano del cielo. Sono ovviamente un esempio di tali oggetti, in virtù della loro grande distanza, le galassie in background.

Abbiamo inizialmente fatto uso dei moti assoluti determinati in un precedente lavoro di letteratura, su un campione di ~ 200 stelle osservate con telescopi da terra (Geffert and Maintz, 2000). Mediante questi e l'analisi delle controparti ottiche delle sorgenti X (si veda il Cap. 7 per una descrizione dettagliata), siamo stati in grado di identificare due AGN nel campo di vista comune (Fig. 4.9, pannelli in alto). Inoltre, un'analisi delle nostre osservazioni ha messo in chiara evidenza la presenza di due ulteriori galassie (Fig. 4.9, pannelli in basso).

Questi quattro oggetti sono ottimi candidati per una determinazione più precisa del moto assoluto delle stelle dell'ammasso rispetto a quello presente in letteratura e, come atteso, presentano un moto proprio molto simile.

Dopo aver verificato, per i quattro oggetti selezionati, la corretta stima del centroide effettuata dal software, si è calcolata una media dei loro moti propri relativi in RA e Dec e si è ancorato tale valore come posizione di riferimento per il moto assoluto del GC (i.e. si è riportata questa posizione su $\mu_\alpha \cos(\delta) = 0$ e $\mu_\delta = 0$). I risultati vengono mostrati in Fig. 4.10. Il moto proprio trovato dunque per M71 è:

$$\mu_\alpha \cos(\delta) = -2.7 \pm 0.4 \text{ mas/yr}$$

$$\mu_\delta = -2.1 \pm 0.4 \text{ mas/yr}$$

dove l'incertezza è stata assunta pari alla σ della posizione media delle galassie selezionate. Tali valori sono in accordo con quelli trovati in precedenti lavori presenti in letteratura ($\mu_\alpha \cos(\delta) = -3 \pm 1.4 \text{ mas/yr}$ e $\mu_\delta = -2.2 \pm 1.4 \text{ mas/yr}$; Geffert and Maintz 2000 e Fig. 4.11, cerchio ciano).

Per validare ulteriormente il nostro risultato, abbiamo confrontato i moti di tutte le stelle che, dalla nostra analisi, paiono non appartenere al GC, con quelli predetti dal modello di popolazione stellare della Galassia di Besançon (Robin et al., 2003). In questo si sono selezionate le stelle osservabili in direzione di M71, con magnitudini in un intervallo analogo a quello da noi osservato, distanti fino a 15 kpc dal centro

galattico ed all'interno di un angolo solido di ~ 11 arcmin². Come si evince dalla Fig. 4.11 (pannello in alto, punti verdi in secondo piano), i dati ed il modello scelto sono in ottimo accordo. Nel plot di Fig. 4.11, pannello in basso, viene mostrato il CMD per il dataset EP2, composto dalla sole stelle scartate durante la decontaminazione presentata nel paragrafo precedente, accompagnato dal CMD per le stelle del modello di cui sopra. Ancora una volta, l'accordo è soddisfacente e conferma la buona riuscita della separazione della popolazione del GC da quella di campo.

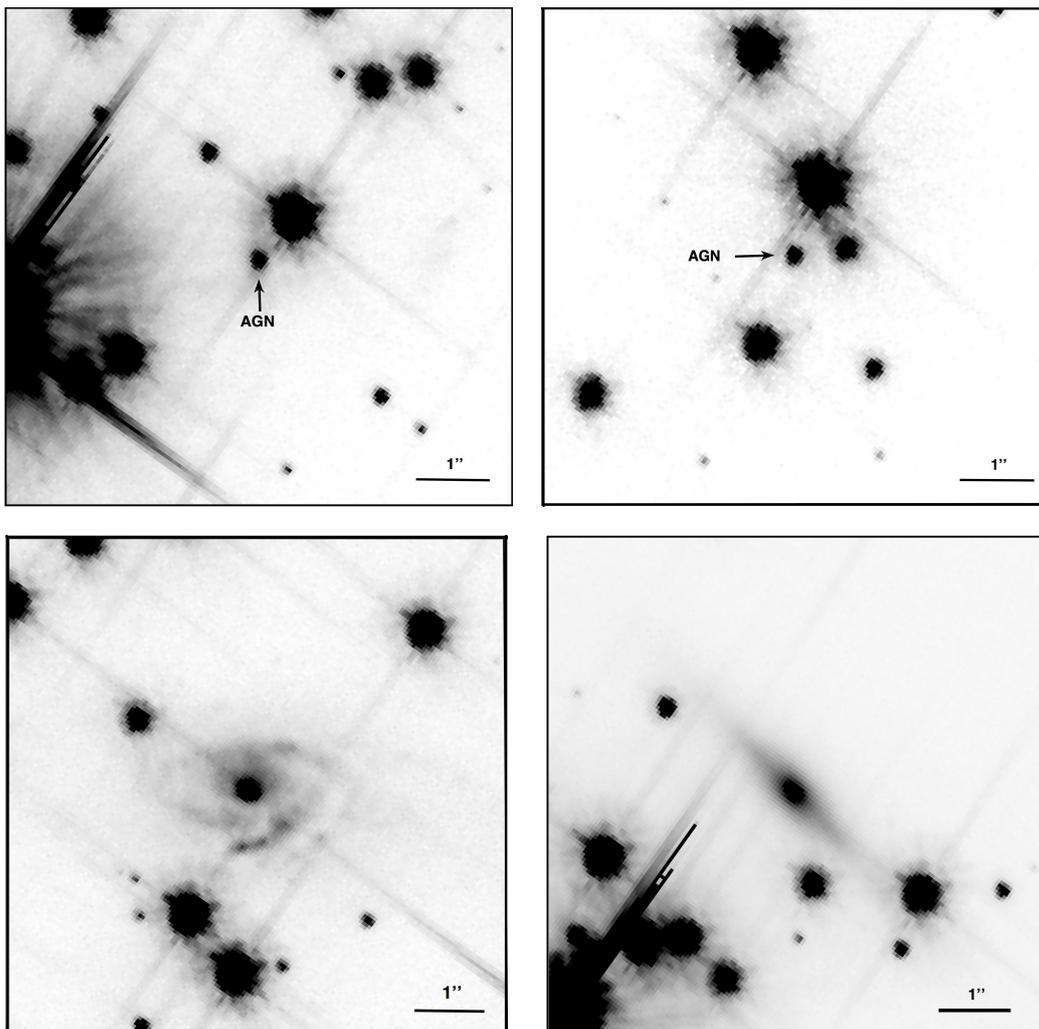


Figura 4.9: Mappe $7'' \times 7''$ degli oggetti extragalattici utilizzati per determinare il moto assoluto del GC. *In alto*: due controparti ottiche di sorgenti X, da noi identificate come AGN (si veda sezione 7.3). *In basso*: due galassie trovate nel comune campo di vista.

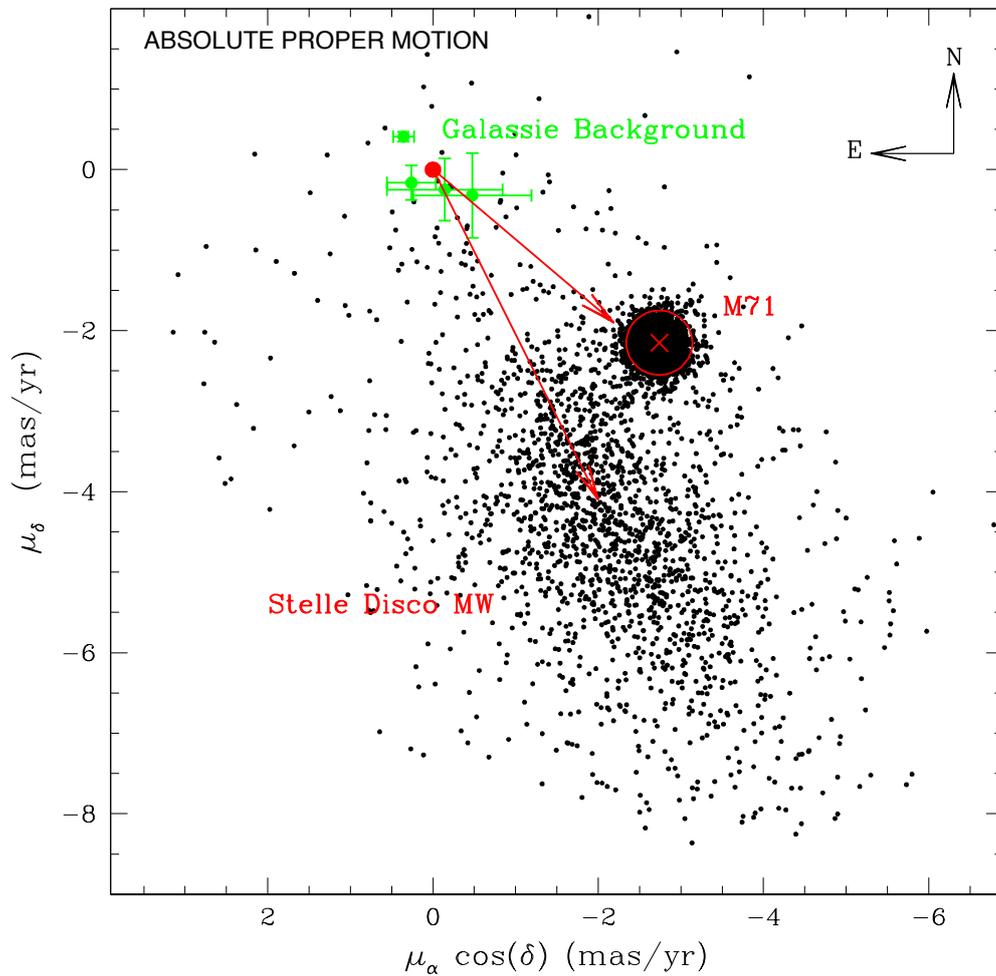


Figura 4.10: Variazione di RA e Dec rispetto ad un sistema di riferimento assoluto. In verde vengono riportate le sorgenti extragalattiche utilizzate per determinare i moti assoluti. La croce rossa rappresenta il valore misurato di moto proprio del GC ed essendo gli errori lungo entrambi gli assi identici, l'incertezza viene rappresentata come un cerchio con raggio pari a quello dell'errore stimato.

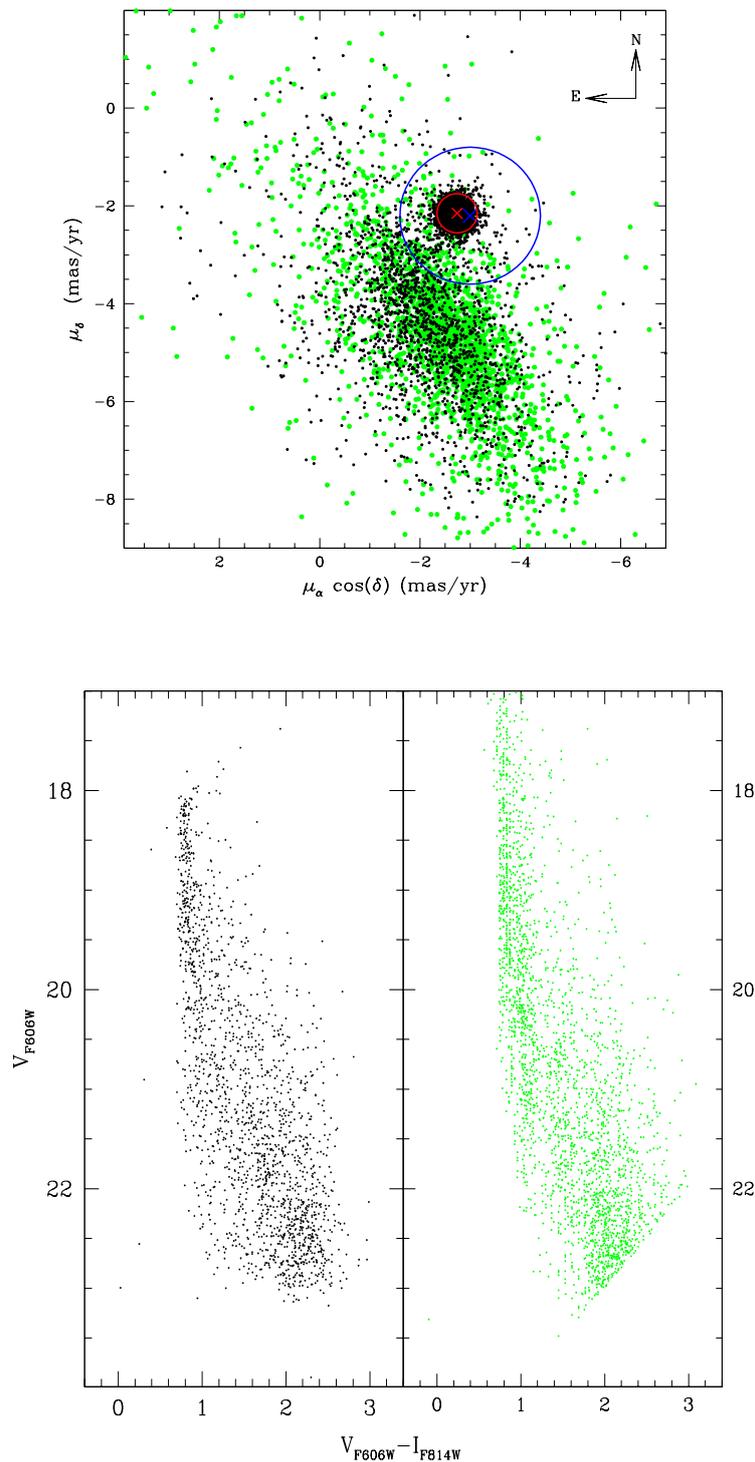


Figura 4.11: *In alto*: Mappa dei moti propri (punti neri) con, in secondo piano, il moto proprio delle stelle tratte dal modello di Galassia di Besançon con magnitudini in un intervallo analogo a quello da noi osservato. La croce ed il cerchio rosso rappresentano il moto proprio stimato in questo lavoro, mentre la croce ed il cerchio blu rappresentano quello stimato in [Geffert and Maintz \(2000\)](#). *In basso*: Confronto tra il CMD di tutti gli oggetti da noi selezionati come non appartenenti al GC (a sinistra) con il CMD per le stelle del modello di Besançon (a destra). Si evince chiaramente l'ottimo accordo tra i due.

Capitolo 5

L'Identificazione della Controparte Ottica di M71A

Il seguente capitolo presenta l'identificazione della controparte ottica della BW PSR J1953+1846A, obiettivo principale di questo lavoro di tesi.

Verranno inizialmente introdotte le caratteristiche di quest'oggetto alle varie lunghezze d'onda; quindi i primi studi in banda ottica finalizzati alla ricerca della compagna.

Presenteremo dunque i risultati della nostra analisi dati, che ha portato all'identificazione di una stella le cui caratteristiche sono compatibili con quelle attese per una compagna di MSP. Mostriamo tali caratteristiche, con particolare attenzione alla variabilità della stella, caratterizzandone la curva di luce e la posizione nel CMD.

5.1 La Black-Widow PSR J1953+1846A

La PSR J1953+1846A (d'ora in avanti M71A) è stata scoperta durante una survey a 1.4 GHz con il radiotelescopio Arecibo (Ransom et al., 2005).

Si tratta di una MSP con un periodo di rotazione di ~ 4.89 ms, posta in un sistema binario compatto e di bassa eccentricità il cui periodo orbitale è di circa 4 ore. La sua appartenenza al GC fu confermata già in banda radio, data la sua posizione proiettata in prossimità del centro dell'ammasso (a ~ 0.6 volte il raggio di core di M71), e vista la misura di dispersione¹ (DM) del suo segnale (~ 117 pc/cm³), in ragionevole accordo con quella predetta dai modelli alla posizione e distanza di M71 (Cordes and Lazio, 2002).

M71A mostra eclissi del segnale radio per circa il 20% del suo periodo orbitale (Fig. 5.1), durante le fasi di congiunzione superiore della PSR. Tale fenomeno è riconducibile all'occultamento dell'emissione radio da parte della stella compagna stessa e da parte di nubi di materiale ionizzato ad essa strappato in seguito all'interazione con l'oggetto compatto (si veda sezione 1.6). Tale fattore, combinato alla massa della compagna, il cui minimo valore atteso² è di $\sim 0.032 M_{\odot}$, hanno permesso di classificare questo sistema come BW (Hessels et al., 2007).

Un'osservazione Chandra del GC M71 della durata di 52.4 ks ha messo in evidenza una sorgente X in una posizione compatibile con quella della MSP in banda radio (sorgente s08; si veda Elsner et al. 2008). Essa ha una luminosità di $\sim 6 \cdot 10^{30}$ erg/s nell'intervallo spettrale 0.5 keV - 2.5 keV, e di $\sim 1.2 \cdot 10^{31}$ erg/s nell'intervallo 0.3 keV - 8.0 keV ed il suo spettro è compatibile con quello di una legge di potenza con un indice di fotoni alquanto hard ($\Gamma = 1.89 \pm 0.32$)³.

Tale emissione pare quindi prodotta mediante processi perlopiù non termici, riconducibili, da una parte, a radiazione proveniente da regioni presso la magnetosfera della PSR e, dall'altra, a fenomeni di shock dovuti all'interazione tra il vento di particelle relativistiche emesso dalla PSR ed il materiale circostante la stella compagna. Luminosità e caratteristiche spettrali in banda X accomunano questo oggetto con la PSR con eclisse J0024-7204W, nel GC 47 Tucanae (Bogdanov et al., 2006) ed alla PSR J1740-5340A nel GC NGC 6397 (Grindlay et al., 2002) e, in misura minore,

¹La misura di dispersione è definita come la densità di elettroni liberi misurata in una colonna di superficie unitaria posta tra l'osservatore e la sorgente ed il suo valore cresce con l'aumentare della quantità di materiale ionizzato che si frappone tra i due. In banda radio è comunemente utilizzata come stima della distanza di una sorgente Galattica.

²Tale valore dipende dalla massa della PSR e dall'inclinazione del piano orbitale rispetto all'osservatore; si veda relazione 1.11.

³ Γ è definito come "indice di fotoni". Il flusso F di una sorgente ha una dipendenza dalla frequenza data dalla relazione $F \propto \nu^{\Gamma-1}$, dove ν è la frequenza della radiazione emessa.

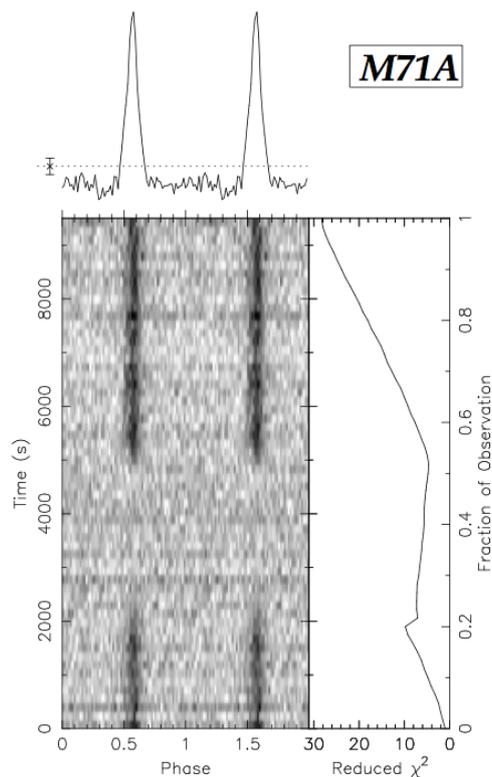


Figura 5.1: *In alto*: Profilo di pulsazione di M71A, vengono riportate due fasi rotazionali. *In basso*: Intensità del segnale radio (scala di grigi) in funzione della fase rotazionale e del tempo di osservazione. È evidente come il segnale radio sia eclissato nell'intervallo tra ~ 2000 s e ~ 5000 s.

alla MSP J1701-3006B nel GC NGC 6266 (Cocozza et al., 2008).

Huang et al. (2010), d'ora in avanti H10, mediante uno dei due dataset da noi utilizzato (i.e. dataset EP1), hanno effettuato una ricerca delle controparti ottiche delle sorgenti X, dove si è tentata anche l'identificazione ottica della compagna di M71A. L'unica stella presente in tale dataset, in una posizione compatibile con quelle radio e X, ha una magnitudine assoluta in banda $M_{F606W} \approx 8.5$ (magnitudine apparente $V_{F606W} \approx 21.5$) e si colloca in una posizione leggermente più rossa della MS, compatibile con la sequenza delle binarie (Fig. 5.2). Tuttavia, estrapolando la massa dalla sua posizione nel CMD, si ottiene un valore di $\sim 0.5 M_{\odot}$, il quale però vincolerebbe il piano orbitale del sistema ad una bassissima inclinazione rispetto all'osservatore (i.e. $< 4^{\circ}$).

Poiché per sistemi con tale configurazione non è prevista l'osservazione di eclissi del segnale radio (Freire, 2005), H10 concludono che questa stella non sia la vera con-

troparte ottica di M71A o che questo sistema sia, in realtà, un sistema gerarchico triplo.

In ogni caso ricordiamo che estrapolare la massa di una compagna di MSP dalla sua posizione sulla MS è spesso fonte di errore (e.g. Ferraro et al. 2003c; Pallanca et al. 2010; Mucciarelli et al. 2013), visto che può essere soggetta a forte irraggiamento e/o deformazione a causa della presenza della NS.

Qualora, inoltre, M71A fosse un sistema gerarchico triplo, questa peculiarità verrebbe alla luce mediante un accurato timing della sorgente in banda radio (come per il caso della PSR J0337+1715, Ransom et al. 2014).

Riassumiamo, in Tab. 5.1, le principali caratteristiche note, nella varie bande di osservazione, di M71A.

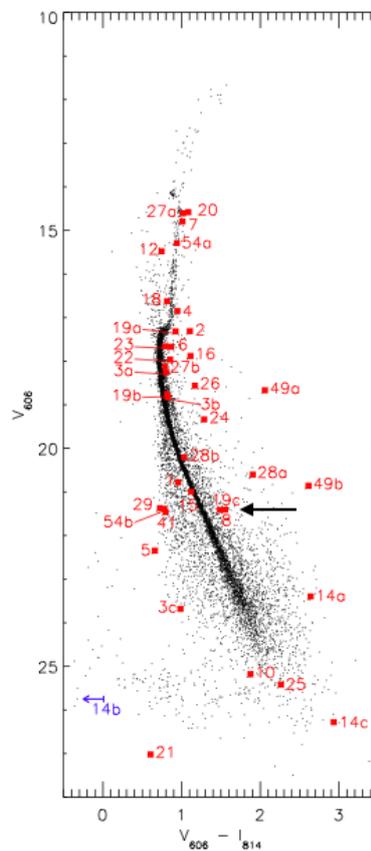


Figura 5.2: CMD dell'ammasso M71 presentato da H10. In rosso sono evidenziate le controparti ottiche delle sorgenti X. Con una freccia nera viene indicata la controparte ottica da loro proposta per M71A. Tuttavia la sua massa ($\sim 0.5 M_{\odot}$) non è in accordo con quanto atteso dalle caratteristiche radio osservate.

Tabella 5.1: Principali caratteristiche osservate della BW M71A. Vengono riportate, dall'alto verso il basso, la posizione della controparte X, il periodo di spin e quello orbitale, la DM, il semiasse maggiore proiettato, la funzione di massa, la massa minima della compagna, l'indice di fotoni Γ e la luminosità in banda X per due diversi intervalli spettrali (Hessels et al. 2007; Manchester et al. 2005; Elsner et al. 2008).

RA (J2000)	19 ^h 53 ^m 46.424 ^s
Dec (J2000)	18°47'04.91''
P_{spin} (ms)	4.889
P_{orb} (hr)	4.2408
DM (pc/cm ³)	117
x_{proj} (lt-s) [†]	0.0782
f_1 (M _⊙) ^{††}	1.6×10^{-5}
M_{COM} (M _⊙) ^{†††}	0.032
Γ	1.89 ± 0.32
$L_{X,0.5-2.5 \text{ keV}}$ (erg/s)	$6 \cdot 10^{30}$
$L_{X,0.3-8.0 \text{ keV}}$ (erg/s)	$1.2 \cdot 10^{31}$

†: $x_{proj} = a_1 \sin(i)/c$ è il semiasse maggiore proiettato del sistema binario. a_1 è il semiasse maggiore intrinseco ed i è l'angolo di inclinazione orbitale.

††: Si veda relazione 1.11.

†††: Massa minima stimata assumendo $M_{PSR} = 1.4 M_{\odot}$ ed angolo di inclinazione di 90°.

5.2 Ricerca della controparte ottica

La ricerca⁴ della controparte ottica di M71A è iniziata con un'accurata analisi delle regioni circostanti la posizione nota della PSR in banda radio (Ransom, comunicazione privata) e della controparte X (in accordo entro 0.12''), con l'obiettivo di cercare ed analizzare candidate compagne sfruttandone la coincidenza posizionale. In una posizione compatibile con quella della PSR, oltre alla candidata proposta da H10, è presente, alle coordinate RA = 19^h53^m46.4062^s, Dec = 18°47'04.793'', una debole stella che presenta, in entrambi i filtri, una forte variabilità, facilmente visibile dal confronto visivo delle varie immagini.

In Fig. 5.3 presentiamo alcune mappe della zona circostante la MSP, centrate su questa candidata: nella colonna di sinistra la stella pare essere al di sotto del

⁴Tutti i dati presentati in questo capitolo fanno riferimento al dataset EP2, salvo diversa indicazione.

limite di detezione, mentre in quella di destra è alla sua massima luminosità; tale comportamento è analogo in entrambi i filtri e, come vedremo più avanti, connesso alla fase orbitale.

La distanza di questa stella, rispetto alla posizione radio, è di soli $0.06''$, valore inferiore all'incertezza astrometrica in banda ottica (i.e. $\sim 0.2''$, si veda sezione 3.4.1), pertanto in perfetta coincidenza posizionale con la PSR. È inoltre localizzata a soli $0.141''$ di distanza dalla controparte X, valore anch'esso ampiamente al di sotto del raggio di confidenza in cui si colloca quest'ultima (con una confidenza del 95% la sorgente X è infatti localizzata entro un'area circolare di raggio pari a $0.52''$, [Elsner et al. 2008](#)).

Riteniamo pertanto che questa sia un'ottima candidata controparte. Al fine di confermare la nostra ipotesi abbiamo analizzato, sia per questa candidata che per quella in H10, la variabilità rispetto alle altre stelle, la posizione nel CMD, quindi costruito le curve di luce al fine di evidenziare se una delle due ha caratteristiche compatibili con l'appartenenza al sistema binario.

Indice di variabilità

Per prima cosa andiamo ad analizzare se la candidata da noi proposta e quella in H10 presentano una variabilità anomala rispetto a quelle delle altre stelle nel dataset EP2.

Come primo indicatore di variabilità può essere considerata la deviazione standard, pesata sugli errori, delle magnitudini della stella nelle varie immagini in cui è presente. Tale valore viene fornito dal software DAOPHOT II.

In Fig. 5.4 viene mostrato tale indice di variabilità in funzione della magnitudine per entrambi i filtri di osservazione e per le sole stelle del chip 1. La stella candidata è evidenziata con un punto rosso, mentre la candidata di H10 con un punto blu. Risulta facilmente evidente come l'indice di variabilità di quest'ultima non presenti, in nessuno dei due filtri, un valore significativamente diverso rispetto alle altre stelle di simile magnitudine; al contrario, la nostra candidata presenta una variabilità notevolmente maggiore rispetto a quello di tutte le altre stelle. Nel dettaglio, nel filtro F606W, l'indice di variabilità medio delle altre stelle ha una dispersione $\sigma \approx 0.04$ in un intervallo di magnitudine tra 24 e 25, ed il valore per la nostra stella candidata si colloca oltre 25σ . Nel filtro F814W invece, per un intervallo di magnitudine tra 23.5 e 24.5, la dispersione è $\sigma \approx 0.035$ e la nostra candidata si trova a circa 16σ dalle altre stelle.

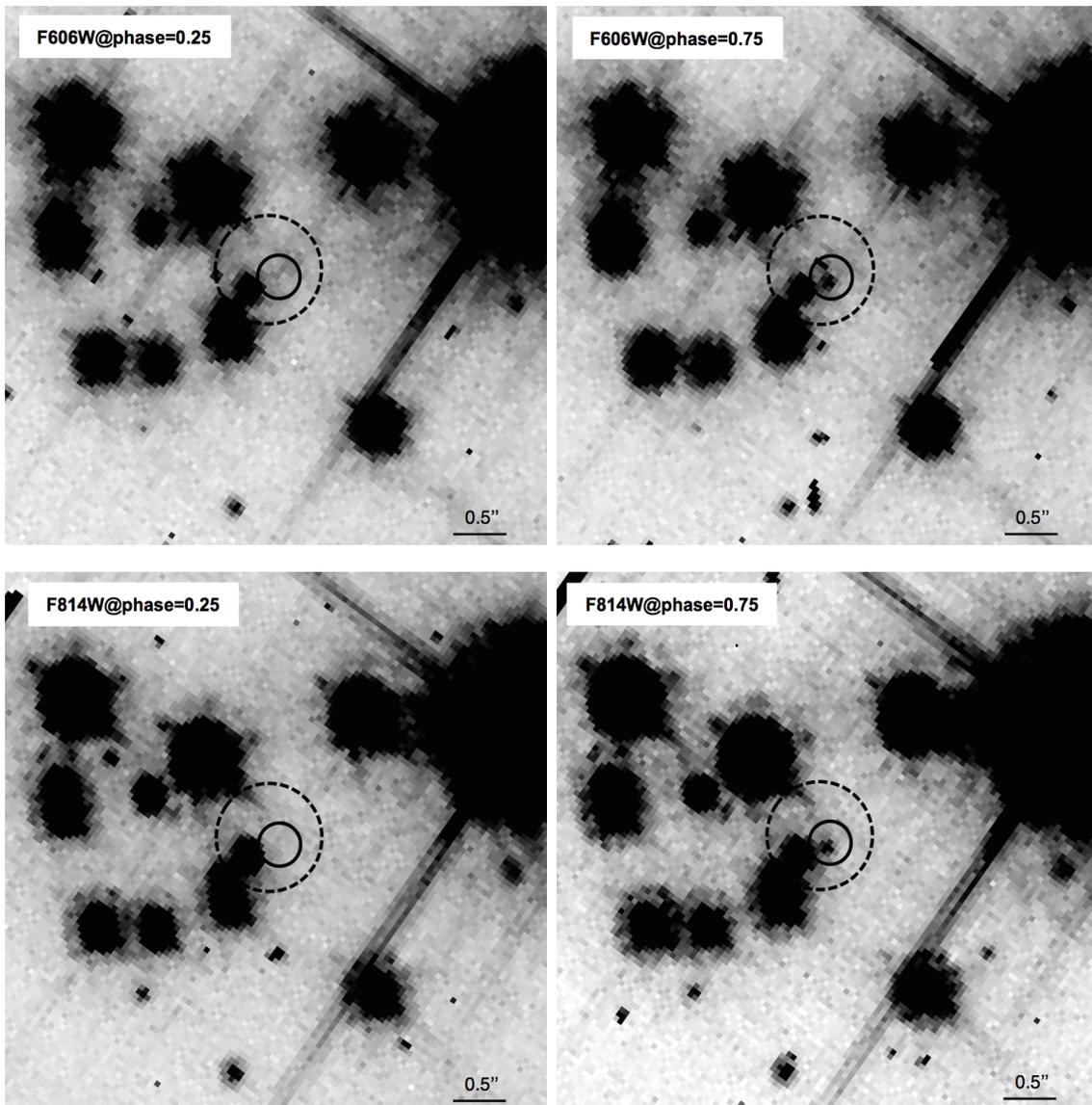


Figura 5.3: Mappe $5'' \times 5''$ della candidata controparte ottica di M71A. Nel pannello in alto mostriamo due immagini ottenute con il filtro F606W, mentre in quello in basso due immagini con il filtro F814W. Nella colonna di sinistra (alla fase di congiunzione superiore della PSR: $\phi \sim 0.25$, si veda testo) la stella è al di sotto del limite di detezione, in quella di destra (alla fase di congiunzione inferiore della PSR: $\phi \sim 0.75$) è alla sua massima luminosità. Il cerchio continuo ha raggio di $0.2''$ ed è centrato sulla posizione radio, il cerchio tratteggiato è invece centrato sulla posizione della controparte X ed ha raggio pari a $0.5''$. In tutte le immagini il NORD è diretto verso l'alto, mentre l'EST a sinistra.

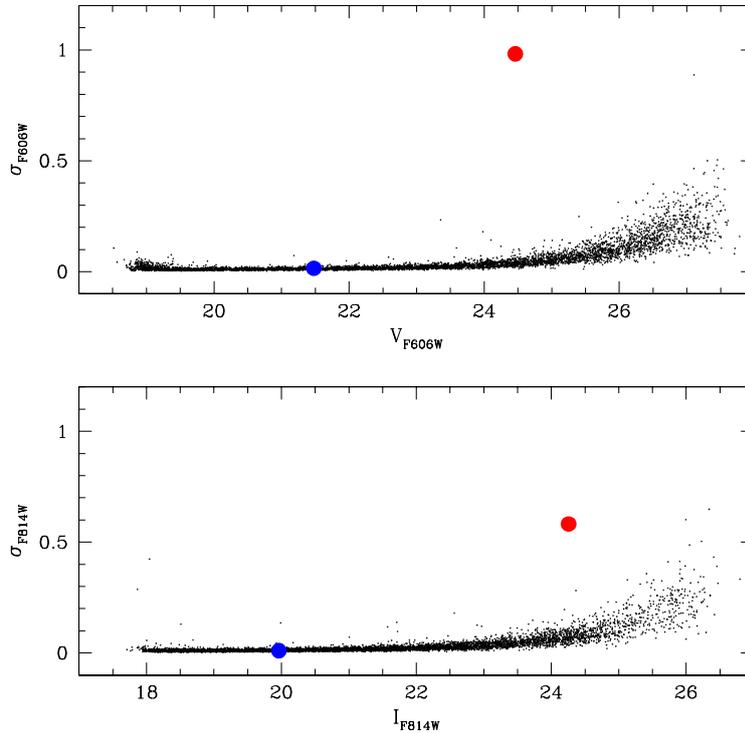


Figura 5.4: Indice di variabilità per i filtri F606W (pannello in alto) e F814W (pannello in basso) in funzione delle rispettive magnitudini. Vengono presentate le sole stelle del chip 1, ovvero quello contenente la MSP. La deviazione standard della nostra candidata è evidenziata con un punto rosso, mentre quello della candidata proposta in H10 è evidenziato in blu. È evidente come la candidata da noi proposta presenti un'indicazione di variabilità maggiore rispetto a quella tipica delle altre stelle.

Caratterizzazione della curva di luce

L'indice di variabilità della nostra candidata è un buon indicatore del fatto che essa sia una stella intrinsecamente variabile e possa quindi essere effettivamente la compagna ottica di M71A. Tuttavia, la principale conferma deve necessariamente venire dalla struttura della sua curva di luce. Infatti, sistemi simili a quello in esame presentano generalmente una variabilità di tipo sinusoidale, con periodo compatibile con quello orbitale, dovuta principalmente a fenomeni di irraggiamento, quindi riscaldamento, della stella compagna a causa dell'energia emessa dall'oggetto compatto e/o a fenomeni di distorsione mareale (si veda sezione 2.2).

Al fine di caratterizzare la curva di luce, si sono utilizzate le magnitudini della stella e le sue incertezze in ciascuna immagine, ottenute durante l'analisi fotometrica presentata nel Cap. 3. La stella candidata si trova, nel dataset EP2, al di sopra del limite di misurabilità in nove immagini su dieci nel filtro F606W ed in sei immagini su nove nel filtro F814W.

Per mettere in evidenza se la sua grande variabilità sia compatibile con il periodo orbitale noto, si è proceduto calcolando la fase orbitale associata alle varie osservazioni di questa sorgente secondo la relazione 2.2.

Ricordiamo che per $\phi = 0$ avremo una fase di quadratura, mentre la congiunzione superiore della PSR si collocherà ad una fase $\phi = 0.25$, dove la PSR, per un angolo di inclinazione limite di 90° , si troverà nascosta dalla stella compagna e l'osservatore vedrà solo quest'ultima; la congiunzione inferiore della PSR si avrà invece per $\phi = 0.75$, dove, dal punto di vista dell'osservatore, la PSR si troverà davanti alla compagna e sarà quindi visibile la regione di quest'ultima esposta all'irraggiamento da parte della prima.

Per una più dettagliata descrizione delle tipiche caratteristiche delle curve di luce delle compagne di MSP e del formalismo adottato per caratterizzarle si veda la sezione 2.2.

I valori di nodo ascendente e di periodo orbitale da noi utilizzati ci sono stati forniti da Ransom S., mediante comunicazione privata. In Tab. 5.2 riportiamo le date di osservazione delle varie immagini, le corrispondenti fasi orbitali, quindi le magnitudini della stella in ciascuna di queste immagini, corredate dalle rispettive incertezze per i filtri F606W e F814W.

In Fig. 5.5 riportiamo dunque le curve di luce per i filtri F606W e F814W separatamente e poi per i due filtri insieme. Nell'ultimo caso le magnitudini I_{F814W} sono state riportate a quelle V_{F606W} sommando ad esse una stima dell'indice di colore tipico della stella (i.e. ~ 0.9), ottenuto dalle magnitudini più luminose di entrambi i filtri, localizzate circa alla stessa fase orbitale.

Come è facile notare, la curva di luce presenta una modulazione di circa tre magnitudini che ben si accorda con il periodo orbitale del sistema binario. È possibile apprezzare, in entrambi i filtri, la presenza di un massimo per $\phi \sim 0.75$ e di un minimo per $\phi \sim 0.25$.

Il massimo a $\phi \sim 0.75$ è infatti associabile, in accordo con lo scenario standard illustrato nella sezione 2.2, a fenomeni di irraggiamento a causa dei quali la superficie della stella esposta all'emissione della PSR raggiunge temperature superiori a quelle tipicamente attese per una simile stella in un sistema isolato. Il minimo a $\phi \sim 0.25$ è anch'esso in linea con le aspettative, in quanto associato all'emissione dell'emisfero

Tabella 5.2: Date di acquisizione delle immagini (in unità di giorni giuliani modificati) con associate le relative fasi orbitali, magnitudini ed incertezze nei filtri F606W e F814W. Le quattro immagini per filtro in cui $\text{MJD} \approx 53687$ sono riferite al dataset EP1. Laddove la candidata risulti al di sotto del limite di detezione, viene riportata una “-”.

t (MJD) ^a	ϕ	V_{F606W}	Errore V_{F606W}
53687.69782347	0.01	-	-
53687.70533495	0.05	-	-
53687.71284661	0.09	-	-
53687.71937440	0.13	-	-
56524.43431532	0.22	-	-
56524.44193085	0.26	26.8	0.4
56524.45750982	0.35	27.1	0.4
56524.50885348	0.64	24.44	0.03
56524.52347163	0.73	24.30	0.03
56524.56891144	0.98	25.6	0.1
56524.58290459	0.06	26.5	0.2
56524.59012681	0.10	26.8	0.3
56524.64270200	0.40	26.8	0.2
56524.65661404	0.48	25.54	0.08
t (MJD) ^a	ϕ	I_{F814W}	Errore I_{F814W}
53867.76351217	0.38	-	-
53867.77102365	0.42	-	-
53867.77853532	0.47	-	-
53867.78512088	0.50	24.3	0.2
56524.44960589	0.31	-	-
56524.49569959	0.57	23.97	0.09
56524.50166033	0.60	23.76	0.09
56524.51627848	0.68	23.40	0.05
56524.56203070	0.94	24.26	0.06
56524.57602385	0.02	24.9	0.2
56524.63013255	0.33	-	-
56524.63586163	0.36	-	-
56524.64977385	0.44	24.87	0.09

a: Le date riportate sono la media tra la quella di inizio e di fine osservazione.

stellare della compagna non soggetto ad irraggiamento, quindi con una temperatura che possiamo considerare, in prima approssimazione, invariata rispetto a quella che la stella avrebbe sulla sua intera superficie se isolata.

Si tenga comunque conto che a seconda dell'angolo di inclinazione orbitale del sistema, parte della zona soggetta ad irraggiamento potrebbe essere visibile anche a $\phi = 0.25$. Vale ovviamente il ragionamento inverso per $\phi = 0.75$.

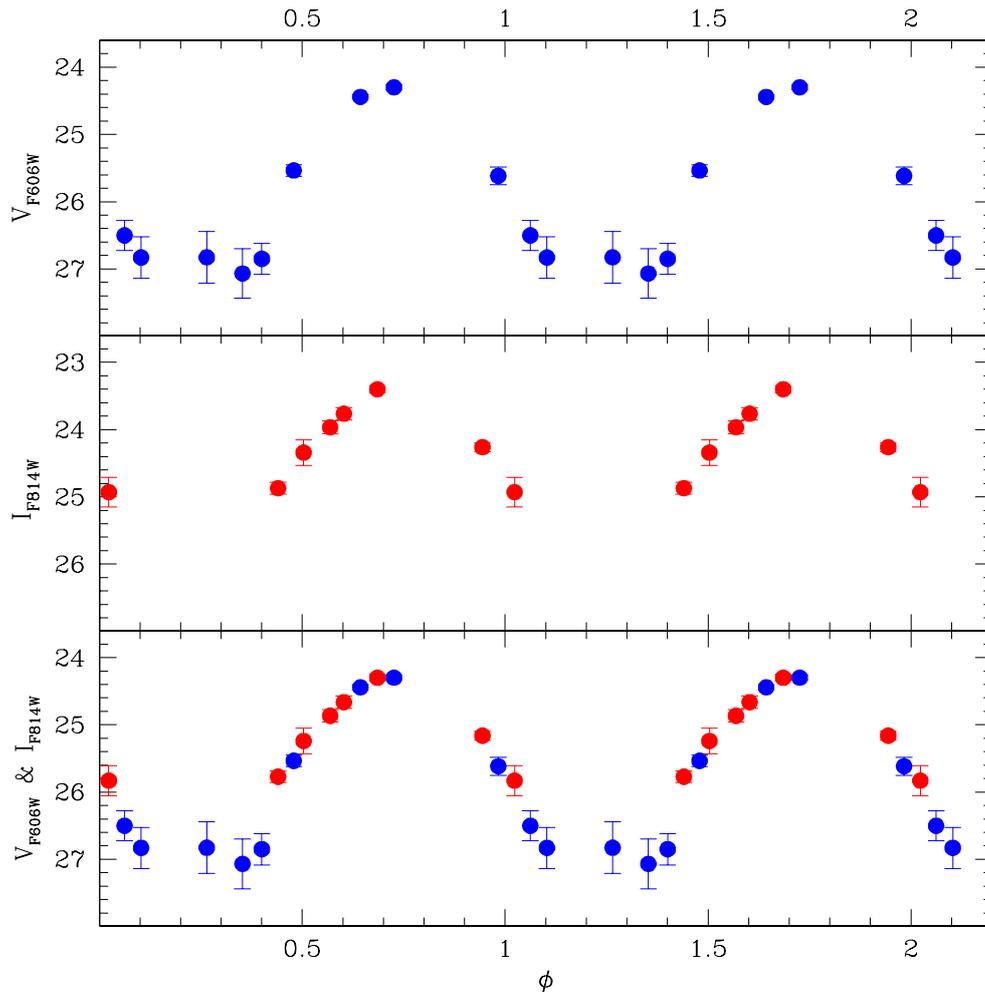


Figura 5.5: Curve di luce della candidata compagna di M71A. In alto per il filtro F606W, al centro per il filtro F814W, mentre in basso per entrambi i filtri, dove le magnitudini I_{F814W} sono state riportate a quelle V_{F606W} sommando ad esse un indice di colore indicativo pari a 0.9. La modulazione sinusoidale con il massimo a $\phi \sim 0.75$ è la più importante prova che questa stella è la vera compagna di M71A.

Sfortunatamente, nel dataset EP1, è stato possibile misurare la magnitudine della candidata compagna in una sola immagine. Tuttavia ciò non sorprende, viste le fasi orbitali campionate ed i minori tempi di esposizione.

Per completezza, mostriamo come la curva di luce della candidata controparte proposta in H10 non presenti caratteristiche peculiari ed associabili alla PSR. Questa, presentata in Fig. 5.6, è difatti coerente con l'assenza di alcun fenomeno di variabilità.

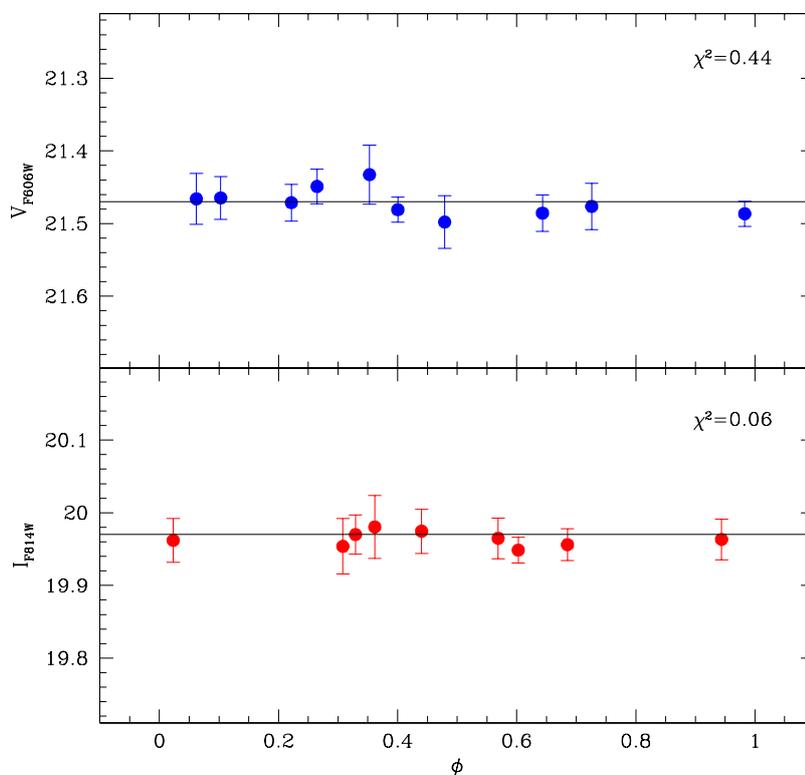


Figura 5.6: Curve di luce della candidata compagna di M71A proposta in H10, messa in fase seguendo le effemeridi note in banda radio. Nel pannello in alto viene riportata la curva per il filtro F606W, in quello in basso per il filtro F814W. La linea orizzontale rappresenta la magnitudine media della stella ottenuta con DAOPHOT II. I valori di χ^2 ridotto rispetto a questa magnitudine media vengono riportati in alto a destra. È evidente come non sia presente alcun fenomeno di variabilità in accordo con il periodo orbitale della MSP.

Posizione nel CMD

Dunque, andiamo a vedere la posizione della nostra stella candidata e di quella in H10 nel CMD. È infatti atteso che una stella soggetta a fenomeni di irraggiamento o distorsione dovuti all'interazione con la PSR, non si collochi nelle sequenze evolutive tipiche dei GC.

Tuttavia, vista la grande variabilità della nostra candidata compagna, la sua posizione nel CMD sarà fortemente dipendente dal momento in cui è stata effettuata l'osservazione, quindi dalla fase orbitale. Inoltre, dal momento che questa non è campionata in maniera uniforme in entrambi i filtri, le magnitudini medie e gli indici di colore misurati devono essere considerati solo in maniera indicativa.

Per avere un'idea preliminare sulla posizione della nostra stella candidata nel CMD, consideriamo i massimi della curva di luce dove, in entrambi i filtri, la curva è circa campionata alla stessa fase orbitale. Consideriamo pertanto il punto con $\phi = 0.73$ e $V_{F606W} = 24.3$ e il punto con $\phi = 0.68$ e $I_{F814W} = 23.4$. Da questi si ottiene un $(V_{F606W} - I_{F814W}) = 0.9$.

In Fig. 5.7 mostriamo, in rosso, la posizione della candidata, ad una fase orbitale di ~ 0.7 nel CMD per il dataset EP2. La stella si posiziona tra la MS dell'ammasso e la sequenza delle WD, quindi in una posizione in cui non sono attese stelle in una fase evolutiva classica. La sua posizione blu rispetto alla MS dell'ammasso è coerente con la presenza di fenomeni di irraggiamento sulla superficie stellare, quindi di temperature più elevate di quelle generalmente associate a stelle di MS di pari luminosità.

La stella candidata in H10 è invece evidenziata in blu: la sua posizione è compatibile con la sequenza delle binarie.

Viste le caratteristiche appena mostrate, ed in particolare la struttura della curva di luce della nostra candidata, possiamo con certezza affermare di aver identificato la controparte ottica, quindi la stella compagna, della MSP M71A. Questa, d'ora in poi, verrà denominata COM-M71A ed è, ad oggi, la seconda compagna ottica di un sistema BW, dopo J1518+0204C (Pallanca et al., 2014), identificata in un GC.

Essendo questa stella rivelata in una singola immagine nel dataset EP1, non è stato possibile, in quest'epoca, né determinare una posizione precisa e, di conseguenza, il suo moto proprio, né testare la compatibilità del suo periodo orbitale su un lungo tempo scala. Al fine dunque di determinare il moto proprio e mettere in evidenza eventuali variazioni secolari del periodo orbitale o, più in generale, differenze nella curva di luce, sarebbe necessario, a distanza di anni, un follow-up fotometrico appositamente ottimizzato.

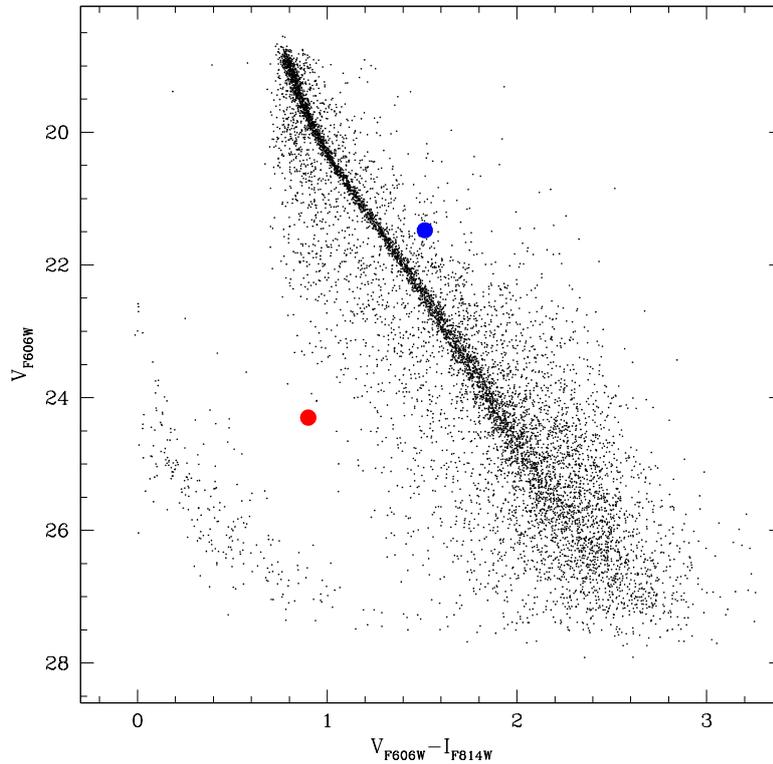


Figura 5.7: CMD per il dataset EP2. In blu viene riportata la posizione della stella candidata compagna di M71A in H10, mentre in rosso riportiamo la posizione della nostra, ad una fase orbitale circa pari a 0.7. Situata tra la MS e la sequenza delle WD, la posizione anomala della nostra candidata è un'ulteriore prova che essa è effettivamente una stella in uno stato evolutivo non standard.

5.3 Stima dei limiti superiori delle magnitudini

Per comprendere al meglio la struttura e le caratteristiche della curva di luce, è utile stimare i limiti superiori per le magnitudini⁵ della stella nelle immagini in cui essa non è stata rivelata, ovvero per fasi orbitali prossime alla congiunzione superiore della PSR. Questa procedura è stata ovviamente eseguita per le sole immagini del dataset EP2 in cui la stella non è presente. Vista infatti la minor profondità delle osservazioni del dataset EP1, i limiti superiori ad esso associati si collocherebbero a luminosità maggiori e non sarebbero di alcun aiuto per la caratterizzazione della

⁵Formalmente, si tratta di limiti superiori di luminosità, quindi inferiori di magnitudine. Adottiamo comunque l'espressione "limite superiore di magnitudine" in quanto più intuitivamente riconducibile alla quantità fisica in esame.

completa curva di luce.

Per fare ciò, a partire da ciascuna immagine in cui la compagna non è stata rivelata, abbiamo creato, per ciascuna di esse, un set di 50 immagini, dove, adottando l'appropriato modello di PSF⁶, abbiamo simulato la presenza di una stella nella posizione di COM-M71A.

Queste immagini artificiali differiscono l'una dall'altra, in quanto, in ciascuna di esse, la stella artificiale ha una magnitudine differente: si è scelto di simulare un campione di stelle artificiali con magnitudine da 25 a 30 per il filtro F606W e da 24 a 29 per il filtro F814W, con intervallo di 0.1 tra un'immagine e l'altra. Questa procedura, con DAOPHOT II, è eseguibile con la task **ADDSTAR**.

Quindi, seguendo le procedure di riduzione standard, abbiamo eseguito il fit del profilo di brillantezza con il modello di PSF di tutte le stelle nelle immagini, in particolare per la stella interessata. Le magnitudini strumentali sono state quindi calibrate in maniera del tutto analoga alla fase di calibrazione illustrata nella sezione 3.4.2.

Abbiamo quindi analizzato, per la COM-M71A artificiale, le magnitudini ottenute in funzione di quelle attese, ovvero quelle scelte durante la creazione artificiale della stella.

I risultati vengono riportati in Fig. 5.8. Dal plot possiamo evincere che per tutte e quattro le immagini, la magnitudine della stella viene ben stimata fino ad un determinato valore atteso (in particolare, fino a magnitudine ~ 26.5 per il filtro F606W e fino a ~ 26 per il filtro F814W). Per magnitudini attese più deboli, quelle osservate tendono ad appiattirsi su un valore costante: quest'ultimo altro non è che la magnitudine associata ai conteggi del fondo, ricavato forzando la procedura di fit con il modello di PSF.

Si è dunque scelto, per ciascuna immagine, come limite superiore il valor medio meno l'errore delle magnitudini osservate nell'intervallo in cui queste si appiattiscono sul valore costante. Quest'ultima scelta è giustificata dalla necessità di rimanere il più conservativi possibile. I valori di limite superiore, nel grafico, sono riportati con una linea orizzontale nera.

In Tab. 5.3, riportiamo, per ogni immagine, i limiti superiori determinati durante questa fase, accompagnati dalle date di osservazione e dalla fase orbitale corrispondente. Tali valori possono essere considerati complementari a quelli in Tab. 5.2.

⁶Ovvero quello ottenuto, per ciascuna immagine, durante la fase di riduzione dati (si veda sezione 3.3).

Da ultimo, mostriamo, in Fig. 5.9 le curve di luce della COM-M71A in entrambi i filtri con l'aggiunta dei limiti superiori stimati.

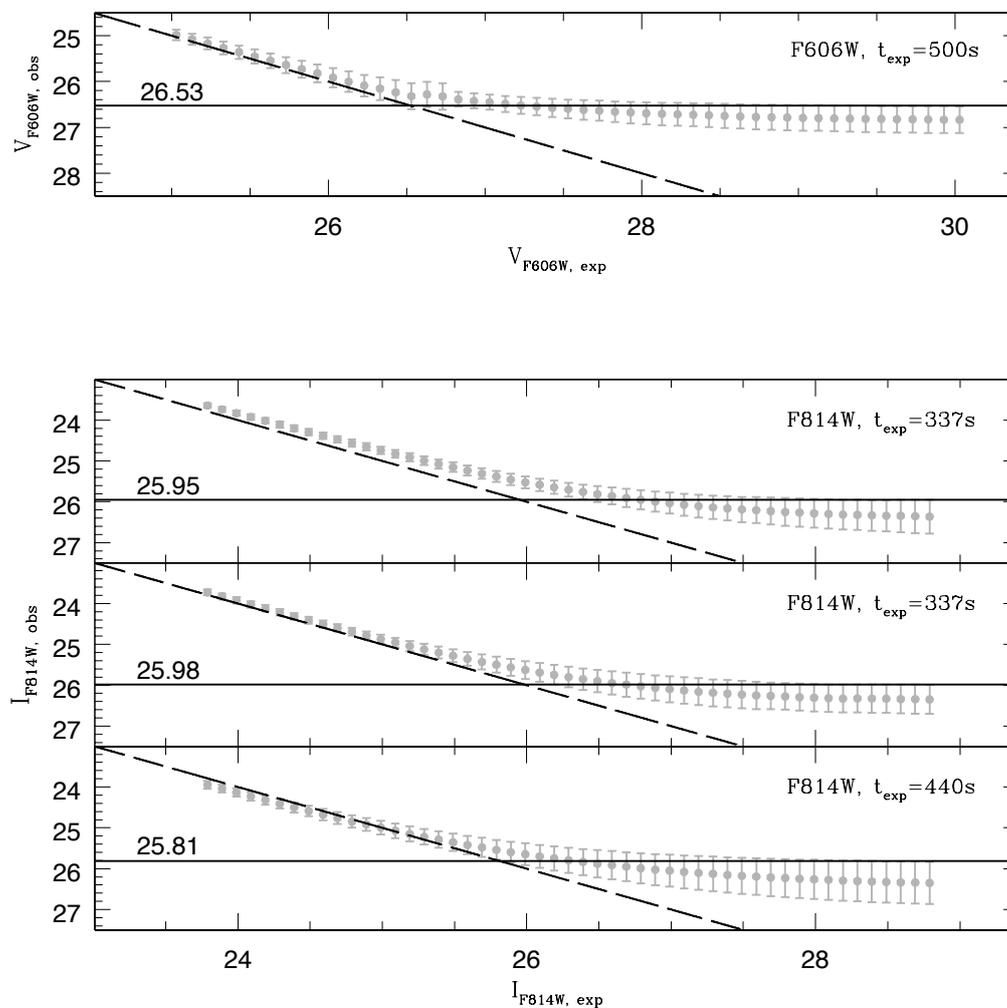


Figura 5.8: Magnitudini osservate in funzione di quelle attese per la COM-M71A, aggiunta artificialmente nelle immagini in cui essa era al di sotto del limite di detezione. La linea diagonale tratteggiata rappresenta la retta $m_{exp} = m_{obs}$, la linea orizzontale continua rappresenta la nostra stima del limite di detezione (si veda testo) e tale valore viene riportato numericamente a sinistra, al di sopra della linea. In alto a destra vengono riportati invece il filtro fotometrico e il tempo di esposizione delle corrispondenti immagini.

Tabella 5.3: Date di osservazione con associate fasi orbitali e limiti superiori per le magnitudini della COM-M71A nelle immagini in cui è al di sotto del limite di misurabilità.

t (MJD)	ϕ	V_{F606W}
56524.43431532	0.22	> 26.53
t (MJD)	ϕ	I_{F814W}
56524.44960589	0.31	> 25.94
56524.63013255	0.33	> 25.98
56524.63586163	0.36	> 25.80

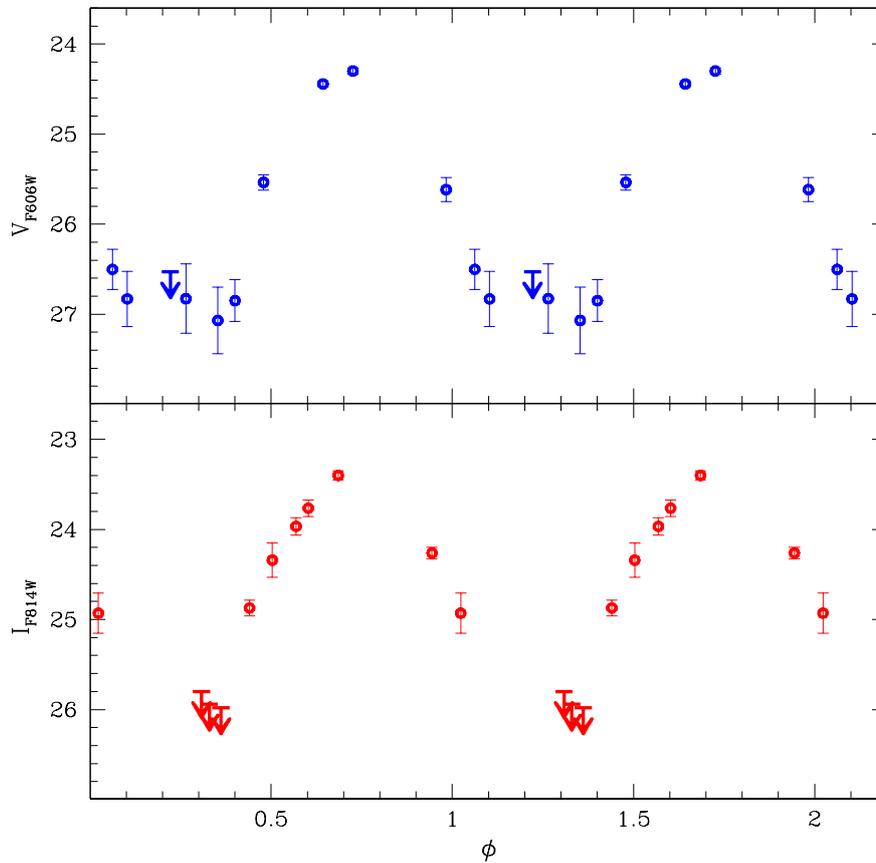


Figura 5.9: Curva di luce della COM-M71A per i filtri F606W (pannello in alto) e F814W (pannello in basso). In aggiunta vengono presentati i limiti superiori stimati per le immagini in cui la stella era al di sotto del limite di misurabilità.

Capitolo 6

La Compagna di M71A: analisi e discussione dati

In questo capitolo verranno analizzate le caratteristiche della compagna della MSP M71A, la cui identificazione è stata descritta in dettaglio nel capitolo precedente.

Inizialmente presenteremo alcuni modelli di curva di luce e le principali caratteristiche deducibili da essi, quali la luminosità e la temperatura superficiale della stella. Dunque procederemo mostrando come cambia la posizione della compagna nel CMD durante l'intera fase orbitale, quindi alcuni possibili percorsi evolutivi del sistema.

In seguito confronteremo la modulazione di flusso osservata con quella teorica, quindi le implicazioni sull'efficienza di riprocessamento della radiazione, sulle dimensioni della stella e sull'energia emessa dalla MSP, comparando l'oggetto in esame con altri casi presenti in letteratura.

Discuteremo inoltre un'analisi più fine dei modelli di curva di luce in banda ottica, i quali verranno messi a confronto con le osservazioni alle alte energie.

Infine, la compagna di M71A verrà confrontata con l'unica compagna di BW identificata finora in un GC: la PSR J1518+0204C nel GC M5.

6.1 Modellizzazione della curva di luce

Al fine di analizzare nel dettaglio le caratteristiche della COM-M71A, abbiamo prima di tutto costruito un modello analitico per le curve di luce ottenute e riportate nella sezione 5.3. I modelli analitici sono infatti un utile strumento per caratterizzare al meglio le proprietà di una stella variabile come la nostra: infatti, avendo una copertura completa del periodo orbitale, seppur sotto forma di modello, potremo metter meglio in evidenza eventuali caratteristiche peculiari della curva di luce, descrivere i fenomeni di irraggiamento che interessano la superficie stellare ed analizzare con più dettaglio la sua posizione in funzione della fase nel CMD.

Il modello analitico per la curva di luce della COM-M71A è stato costruito mediante il software GRATIS¹. Questo permette di strutturare curve di luce per oggetti variabili stimando eventualmente alcuni parametri orbitali del sistema. Qualora questi valori, come nel nostro caso, siano ben noti, il software può vincolare le fasi orbitali basandosi direttamente su di essi. In entrambi i casi, scegliendo un’analisi di Fourier, è possibile selezionare il numero di armoniche da utilizzarsi per compilare il profilo analitico della curva di luce. Tale scelta è generalmente da farsi sulla base della qualità dei dati osservati.

Per la COM-M71A si è scelto di determinare, per ciascun filtro, due possibili modelli di curva di luce: si è utilizzato nel primo caso una semplice curva con una sola armonica (i.e. una funzione sinusoidale) e, nel secondo caso, una funzione più complessa di due armoniche. Si è scelto di non creare modelli con un numero maggiore di armoniche, in quanto il numero di punti campionanti la curva di luce in nostro possesso non sono sufficienti per una caratterizzazione così fine della variabilità della compagna.

In entrambi i casi, il periodo orbitale ed il tempo di nodo ascendente sono stati fissati. Tuttavia, vale la pena mettere in evidenza che, permettendo al software la libera determinazione periodo orbitale, esso trova un $P_{orb} \approx 0.172$ giorni, in buon accordo con quello noto dalla banda radio (i.e. $P_{orb} \approx 0.177$ giorni).

Riportiamo dunque in Fig. 6.1 la curva di luce per il filtro F606W con sovrapposto il modello facente uso di una sola armonica (pannello in alto) e quello con due armoniche (pannello in basso). In Fig. 6.2 riportiamo invece le stesse curve per il filtro F814W. In entrambi i casi, viene riportato il valore di χ^2 ridotto stimato sulla base della differenza tra dati e modello.

¹“*GRaphical Analyzer for Time Series*” è un software ideato per l’analisi dei fenomeni di variabilità stellare. È stato sviluppato da Paolo Montegriffo presso l’Osservatorio Astronomico di Bologna.

Si tenga conto che, per il modello con filtro F606W, si è deciso di escludere il punto a $\phi = 0.26$, in quanto non riteniamo che il software abbia correttamente stimato la magnitudine della stella in quell'immagine, fittando piuttosto i conteggi del fondo cielo. Difatti, il valore di magnitudine ottenuto per l'immagine a $\phi = 0.26$ è assai simile al limite superiore stimato per l'immagine a $\phi = 0.22$, ottenuta con lo stesso tempo di esposizione.

Questa scelta è inoltre giustificata dal fatto che, escludendo questo punto, il modello di curva di luce viene meglio riprodotto nel caso con due armoniche, mentre non vi sono particolari differenze nel caso con una sola armonica.

Dai plot è facile notare come il modello con due armoniche riproduca in maniera più soddisfacente l'andamento dei punti osservati, come confermato anche dai valori di χ^2 ridotto ottenuti. Se questo è vero per il filtro F606W, dove il modello con una sola armonica si discosta leggermente nei punti di più alta luminosità, per il filtro F814W la discrepanza tra il modello con una sola armonica e la curva di luce osservata è maggiormente evidente. Il modello con due armoniche, invece, ben si accorda con i dati e la curva, e nelle zona di più bassa luminosità, si colloca, come atteso, al di sotto dei limiti superiori.

Per completezza, il valore di χ^2 ridotto rispetto ad una curva di luce piatta, quindi non variabile, fornisce un risultato di ~ 501 per il filtro F606W e di ~ 40 per il filtro F814W.

Visti i risultati ottenuti, l'analisi delle caratteristiche fisiche della compagna ottica di M71A verrà portata avanti, nelle sezioni successive, esclusivamente facendo uso, per entrambi i filtri, dei modelli con due armoniche.

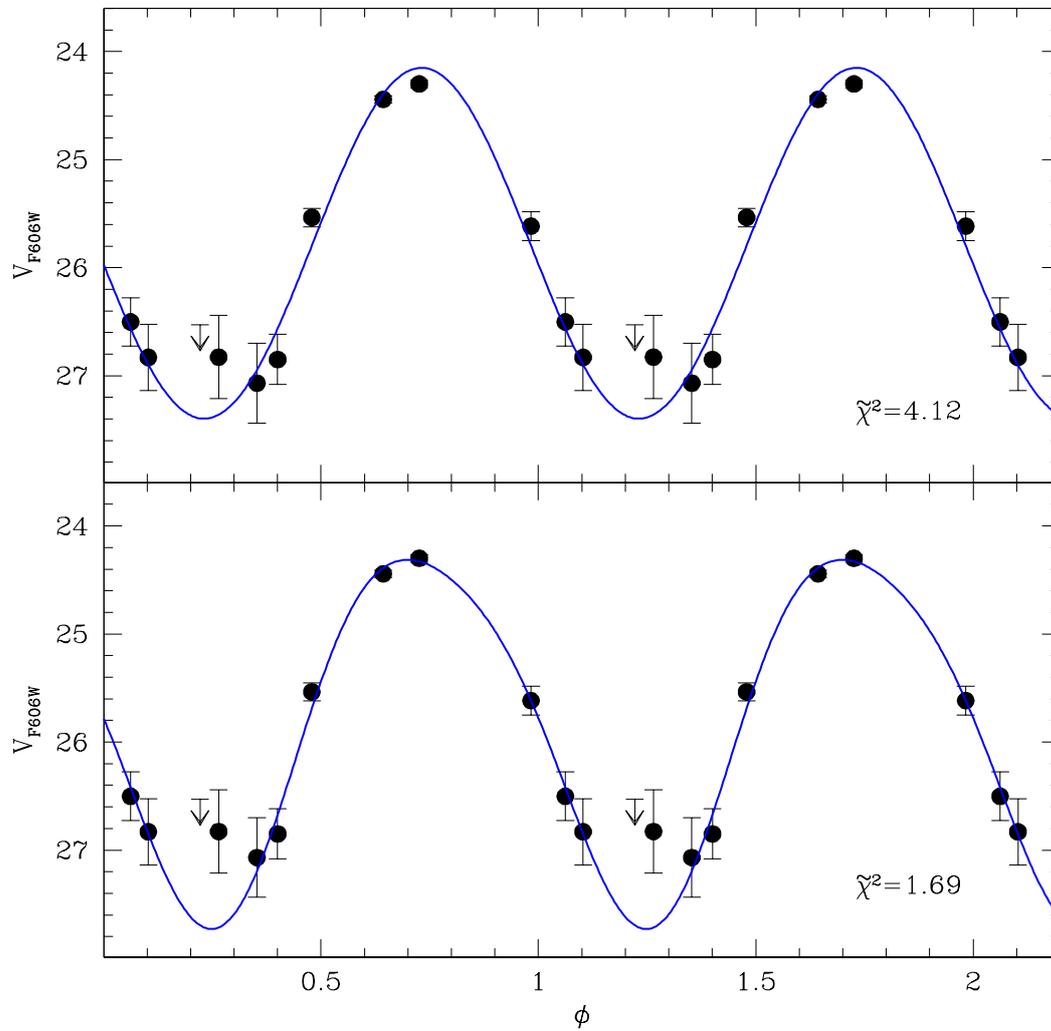


Figura 6.1: Curva di luce della COM-M71A per il filtro F606W. In blu viene riportato il modello analitico di curva di luce facente uso di una armonica (pannello in alto) e di due armoniche (pannello in basso). In basso alla destra di ciascun pannello viene inoltre riportato il χ^2 ridotto tra modello e dati.

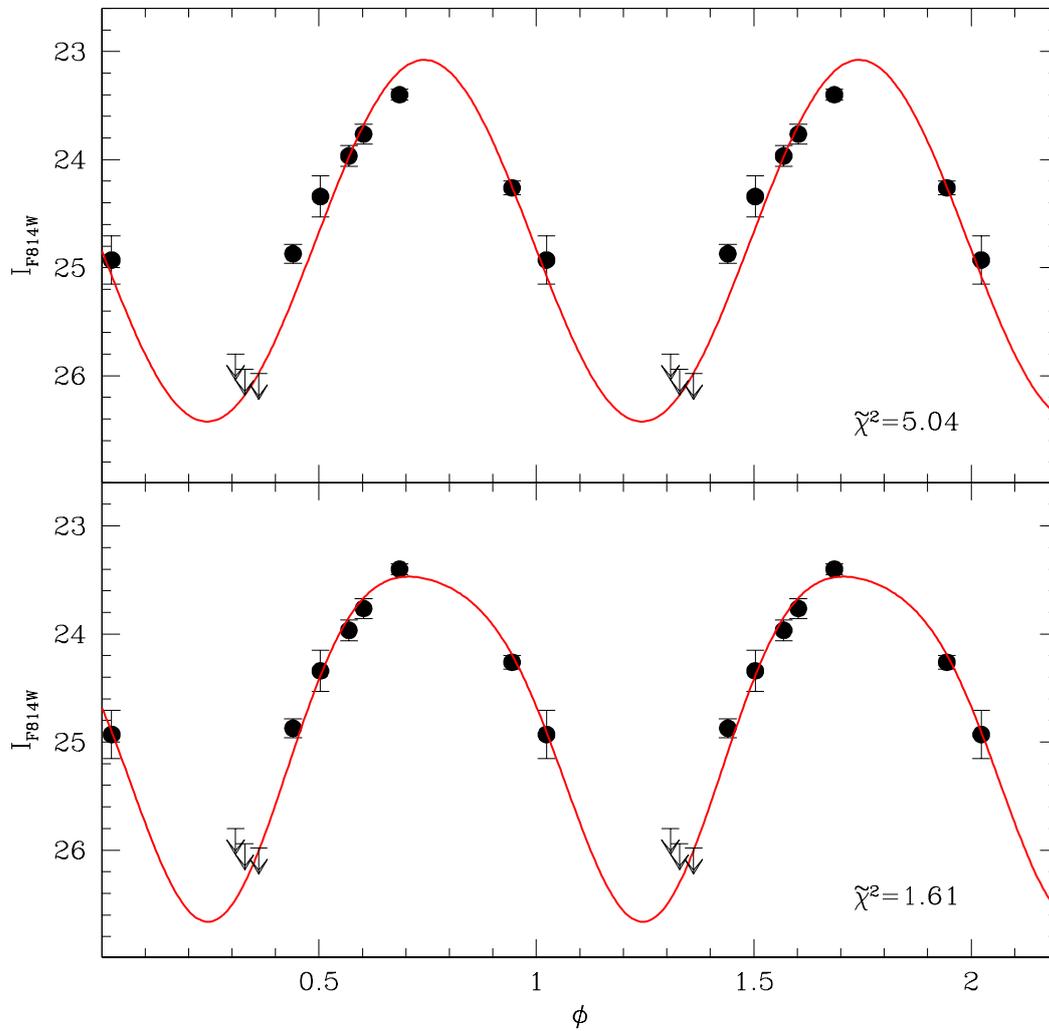


Figura 6.2: Curva di luce della COM-M71A per il filtro F814W. In rosso viene riportato il modello analitico di curva di luce facente uso di una armonica (pannello in alto) e di due armoniche (pannello in basso). In basso alla destra di ciascun pannello viene inoltre riportato il $\tilde{\chi}^2$ ridotto tra modello e dati.

6.2 Analisi Curva di Luce

Dai plot in Fig. 6.1 e 6.2 (pannelli in basso) è possibile vedere come i modelli, in accordo con i dati, presentino una modulazione di ~ 3.4 magnitudini nel filtro F606W e di ~ 3.2 nel filtro F814W. Ovviamente tali valori sono indicativi in quanto le curve di luce non sono ben campionate nelle regioni di bassa luminosità.

In Tab. 6.1 riportiamo, per entrambi i filtri, le magnitudini massime e minime accompagnate dai rispettivi valori di flusso e luminosità.

Per convertire le magnitudini in flusso, si sono utilizzate le magnitudini di riferimento ed il flusso della stella Vega nei filtri interessati, seguendo la procedura descritta, per la camera ACS, in [Bohlin \(2012\)](#).

Dal momento che i valori di magnitudine, quindi di flusso e di luminosità, sono stati ricavati dai modelli, non è possibile associare direttamente ad essi un errore di misura. Per risolvere questo inconveniente, quindi quantificare indicativamente l'importanza di questi errori, si è scelto di considerare come incertezza sulle magnitudini (e di conseguenza sui flussi e sulle luminosità) quella media tipica delle stelle aventi magnitudini simili a quelle della compagna alla massima e minima brillantezza.

Una così intensa variazione di luminosità è un'evidente manifestazione di violenti fenomeni fisici in corso nelle regioni tra la MSP e la superficie stellare ad essa esposta. Lo scenario generalmente accettato vuole infatti che l'energica emissione di radiazione e materiale relativistico da parte della PSR sia responsabile dell'irraggiamento

Tabella 6.1: Magnitudini più brillanti M_{bright} e più deboli M_{faint} con rispettivi valori di flusso e luminosità per la COM-M71A osservata con i filtri F606W e F814W. Tali valori sono stati ricavati dai modelli rispettivamente per $\phi = 0.75$ e $\phi = 0.25$. Le incertezze sulle magnitudini, quindi sui flussi e sulla luminosità, sono quelle tipicamente associate a stelle con magnitudini simili a quelle della compagna (si veda testo).

	F606W	F814W
M_{bright}	24.31 ± 0.01	23.49 ± 0.02
M_{faint}	27.73 ± 0.09	26.7 ± 0.1
$F_{\text{bright}} (10^{-17} \text{ erg/cm}^2 \text{ s})$	127 ± 1	114 ± 2
$F_{\text{faint}} (10^{-17} \text{ erg/cm}^2 \text{ s})$	5.5 ± 0.5	6.1 ± 0.6
$\Delta F (10^{-17} \text{ erg/cm}^2 \text{ s})$	120 ± 50	110 ± 60
$L_{\text{bright}} (10^{29} \text{ erg/s})$	24.3 ± 0.2	21.9 ± 0.4
$L_{\text{faint}} (10^{29} \text{ erg/s})$	1.04 ± 0.09	1.2 ± 0.1

della superficie stellare, dell'ablazione di questa superficie, quindi della continua perdita di massa stellare. Nelle sezioni successive, analizzeremo con maggior dettaglio questi processi, con particolare attenzione all'efficienza di riprocessamento dell'energia emessa dalla PSR.

6.2.1 Curve di colore e di temperatura

L'aver determinato un buon modello di curva di luce ci permette dunque di analizzare con maggior dettaglio alcune caratteristiche fisiche della stella compagna.

Innanzitutto, la semplice sottrazione dei modelli di curva di luce dei due diversi filtri ci permette di costruire una curva di indice di colore. Ed essendo l'indice di colore una misura legata alla temperatura superficiale della stella, possiamo dunque tentarne una stima ed esaminarne la sua eventuale variazione lungo tutto il periodo orbitale.

Per fare ciò, dopo aver sottratto il modello di curva per il filtro F814W da quello F606W, proiettiamo gli indici di colore ottenuti in funzione di ϕ sulle tracce di raffreddamento delle WD presentate nel Cap. 4 (Fig. 4.3). In tali modelli è infatti presente, oltre all'indice di colore $V_{F606W} - I_{F814W}$, la temperatura effettiva ad esso associata.

In Fig. 6.3, mostriamo la curva di colore ottenuta dove, sull'asse a sinistra vengono riportati gli indici di colore e, sull'asse a destra, le temperature superficiali in funzione della fase orbitale.

Come atteso, l'indice di colore tende a valori più bassi, quindi a temperature più alte, nelle fasi orbitali in corrispondenza della congiunzione inferiore della PSR, dove la temperatura si porta a valori intorno a 5900 K. Per fasi orbitali in corrispondenza della congiunzione superiore della PSR, l'indice di colore si attesta invece intorno a valori più alti, quindi a temperature più basse di circa 1600 K rispetto a prima.

La modulazione di colore presente tra $\phi \sim 0$ e $\phi \sim 0.4$ non è probabilmente dovuta ad un fenomeno fisico ma alle difficoltà riscontrate dal modello nel ricostruire la curva di luce nelle fasi di più bassa luminosità, a causa di uno scarso campionamento da parte dei dati.

Di nuovo, dal momento che la modulazione di colore sulla superficie stellare è stata ricavata a partire dai modelli di curva di luce, non è possibile fornire una stima della temperatura con un'associata incertezza.

Si è pertanto deciso di considerare come incertezza sul colore le somme in quadratura tra i tipici errori sulla magnitudine nei due filtri, associati a stelle con luminosità prossime a quelle della compagna al massimo ed al minimo (si veda la sezione pre-

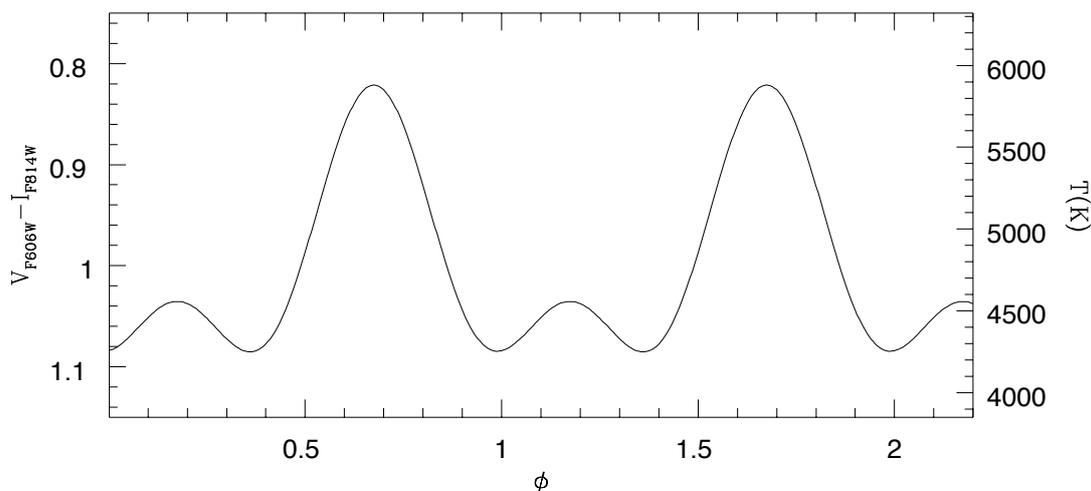


Figura 6.3: Indice di colore, quindi temperatura, della COM-M71A. La temperatura è stata ottenuta proiettando gli indici di colore del modello di curva di luce su quelli delle sequenze di raffreddamento delle WD, ai quali è associata un'univoca temperatura.

cedente e le incertezze su M_{bright} e M_{faint} in Tab. 6.1).

A partire da questi valori, possiamo quindi affermare che la stella, nelle fasi di congiunzione inferiore della PSR, ci mostra un emisfero riscaldato con $T_{\text{eff,day}} = 5881 \pm 140$ K, mentre, nella fasi di congiunzione superiore della PSR, ci mostra un emisfero più freddo con $T_{\text{eff,night}} = 4267 \pm 760$ K.

Si tenga ovviamente a mente che queste temperature sono effettivamente quelle della superficie stellare nel solo caso in cui l'inclinazione del piano orbitale sia di 90° . In tutte le altre configurazioni, durante la congiunzione superiore della PSR, parte dell'emissione dall'emisfero riscaldato sarà comunque a noi visibile e le temperature stimate con il nostro metodo saranno in qualche modo sovrastimate; allo stesso modo, durante la congiunzione inferiore della PSR, parte dell'emisfero freddo sarà comunque visibile e la temperatura calcolata sarà di conseguenza sottostimata. Inoltre tutto ciò è valido nella sola ipotesi in cui il lato della stella compagna non esposto alla MSP non sia soggetto ad alcun fenomeno di riscaldamento, ma conservi pertanto la temperatura "standard" che osserveremmo se questa stella fosse isolata. Infine, si tenga conto che il risultato ottenuto è fortemente dipendente dal modello di curva di luce adottato. Pertanto, per caratterizzare al meglio la variazione di temperatura osservata, sarebbe necessario campionare, con un nuovo ciclo di osservazioni, l'intera curva di luce della compagna, quindi costruirne un modello più accurato, in particolare in prossimità delle fasi di congiunzione superiore della PSR.

In ogni caso i valori di temperatura trovati ben si accordano con quelli stimati per sistemi di tipo BW (e.g. [Stappers et al. 2001b](#); [Pallanca et al. 2012](#); [Breton et al. 2013](#)), suggerendo un comune meccanismo all’opera, probabilmente indipendente delle caratteristiche orbitali del sistema ma unicamente dalla tipologia di stella compagna, dall’energia emessa dalla PSR e da come questa viene riprocessata dalla stella compagna.

Nell’ipotesi in cui l’emissione da parte della stella compagna sia unicamente dovuta a meccanismi di corpo nero, questa temperatura è associabile ad un oggetto con raggio caratteristico $R_{\text{BB}} \leq 0.02 R_{\odot}$. Tuttavia, vista la presenza di così prolungate eclissi radio, tale valore è molto probabilmente una sottostima di quello reale. Infatti, alle interazioni mareali cui è soggetta la stella compagna possono conseguire fenomeni di crescita della struttura stellare, dove il raggio può raggiungere, o addirittura superare, il RL. Quest’ultimo sarà pertanto un valore più adatto da associare al raggio della stella compagna (si vedano, per esempio, [Stappers et al. 1996](#); [Stappers et al. 2000](#); [Pallanca et al. 2012](#)) e può essere stimato mediante la seguente relazione ([Eggleton, 1983](#)):

$$\frac{R_{\text{RL}}}{a} \simeq \frac{0.49q^{\frac{2}{3}}}{0.6q^{\frac{2}{3}} + \ln\left(1 + q^{\frac{1}{3}}\right)} \quad (6.1)$$

dove q è il rapporto tra la massa della PSR e la massa della stella compagna ed a è il semiasse maggiore del piano orbitale.

Combinando questa relazione con la funzione di massa (si veda Tab. 5.1), nota dalla banda radio, facendo variare la massa della PSR tra $\sim 1.2 M_{\odot}$ e $\sim 2.5 M_{\odot}$ ([Özel et al., 2012](#)) e permettendo all’angolo di inclinazione di variare tra 1° e 90° , otteniamo $R_{\text{RL}} \sim 0.22 R_{\odot} - 1.24 R_{\odot}$, valori di gran lunga superiori a quelli stimati precedentemente.

6.2.2 La stella compagna nel CMD

Facendo uso dei modelli di curva di luce, abbiamo analizzato la posizione della stella compagna nel CMD al variare della fase orbitale. In questo modo siamo stati in grado di determinare con più dettaglio la sua posizione rispetto alle altre stelle del GC.

In Fig. 6.4 presentiamo il CMD con evidenziate le combinazioni di temperatura (i.e. indice di colore) e luminosità assunte dalla COM-M71A durante l’intera fase orbitale. Dal plot è facilmente visibile come, in linea con i precedenti risultati, la

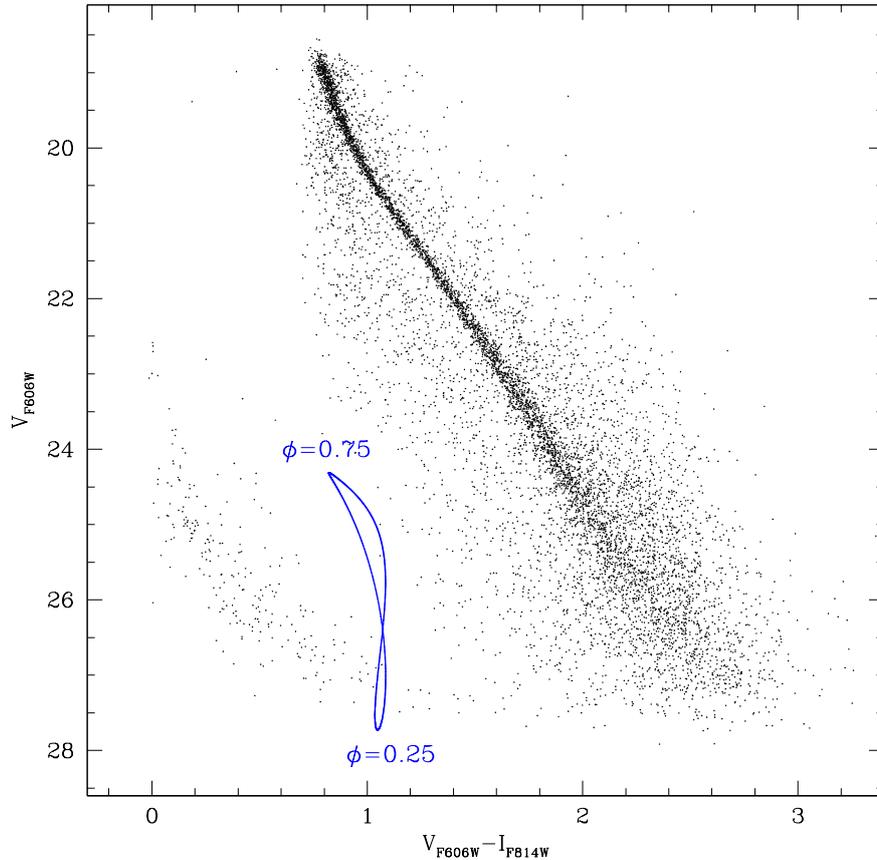


Figura 6.4: CMD del GC M71 ottenuto con le osservazioni del dataset EP2. In blu viene riportato il moto, in funzione della fase orbitale, della COM-M71A.

posizione della stella compagna, per $\phi \sim 0.75$, si sposti verso zone più luminose e blu del diagramma, sempre in una regione compresa tra la MS e la sequenza di raffreddamento delle WD.

Di particolare interesse è il suo posizionamento per fasi prossime alla congiunzione superiore della PSR. Ricordiamo infatti che durante questa fase, per grandi angoli di inclinazione, ci aspettiamo di osservare l'emissione da parte di un emisfero della compagna non illuminato, e pertanto probabilmente associabile a quella che vedremmo in una situazione non perturbata. Sfortunatamente, durante questa fase, la stella si trova sotto al limite di detezione.

Tuttavia non è da escludere la possibilità che essa possa collocarsi nelle sequenze di raffreddamento di oggetti compatti come le He-WD o, più difficilmente, le CO-WD.

Qualora ciò fosse vero, ci troveremmo di fronte ad un remnant di una stella che ha sviluppato un nucleo degenere di He, ma che ha perso gran parte dell'involuppo.

Sia nello scenario di evoluzione di un sistema binario primordiale che in quello di evoluzione a seguito di un'interazione di scambio, possiamo ipotizzare che, in seguito alla fase di LMXB, l'interazione con la PSR abbia portato ad una continua ablazione degli strati più esterni della stella compagna parzialmente evoluta, incapace oramai di produrre energia a seguito di reazioni termonucleari, vista l'ingente perdita di massa a cui è andata incontro.

All'interno di questo scenario, il destino finale di M71A potrebbe dunque essere la creazione di un sistema formato da una MSP ed un oggetto di piccola massa, eventualmente degenere; il fenomeno di ablazione terminerà nel momento in cui materiale nei dintorni del nucleo degenere verrà completamente rimosso. Non vi è mai evidenza, difatti, di ablazione, quindi eclissi, in presenza di compagne degeneri.

Tuttavia, senza una completa campionatura del periodo orbitale e quindi di osservazioni più profonde, è possibile che questo sistema sia formato semplicemente da una stella non degenere, molto probabilmente una nana bruna, circondata da materiale ad essa strappato dalla PSR, incapace comunque di produrre energia mediante reazioni termonucleari (la sua massa è difatti largamente inferiore al limite di $0.08 M_{\odot}$). Il destino ultimo di questo sistema potrebbe essere la completa evaporazione della stella compagna e la creazione di una MSP isolata.

A partire dalla posizione di una stella nel CMD e dai modelli di isocrone, per un oggetto in una fase evolutiva classica, sarebbe possibile dare una stima della sua massa confrontando la sua luminosità con quella predetta dai modelli.

Ciò è tuttavia arduo nel caso di oggetti esotici quali le MSP, dove l'interazione tra l'oggetto compatto e la compagna possono portare a fenomeni, quali il riempimento del RL (e quindi ad un sistema non più in equilibrio idrostatico), che alterano la posizione dell'oggetto nel CMD e porterebbero ad una sovrastima della sua massa (si vedano, per esempio, [Ferraro et al. 2003c](#); [Pallanca et al. 2010](#); [Mucciarelli et al. 2013](#)). Questo è molto probabilmente vero anche nel caso della COM-M71A.

Infatti, prima di tutto, la posizione nel CMD della COM-M71A è chiaramente poco compatibile con quella della MS del GC. In ogni caso, la proiezione della magnitudine della COM-M71A sulle isocrone della MS non è possibile in quanto i modelli da noi utilizzati non si spingono fino a magnitudini così alte, quindi masse così piccole. Tuttavia riteniamo che i valori di massa estrapolati sarebbero al più coerenti con un sistema con piccolo angolo di inclinazione orbitale, incompatibile con le eclissi osservate in banda radio².

²Ricordiamo infatti che le eclissi del segnale radio ci permettono di escludere piccoli angoli di

La posizione della stella compagna nella fase di congiunzione superiore della PSR potrebbe essere compatibile con la sequenza di raffreddamento delle He-WD. Non è tuttavia possibile tentare un confronto con i modelli, dal momento che non sono disponibili sequenze di raffreddamento teoriche di He-WD per i filtri fotometrici da noi utilizzati.

Visti i dati in nostro possesso, non possiamo determinare se la stella compagna di M71A sia il risultato dell'evoluzione di un sistema binario primordiale o il prodotto di un'interazione dinamica. Un'informazione di questo tipo sarebbe infatti di enorme interesse visto che il primo di questi scenari era generalmente non accettato per sistemi quali le BW e le RB. Difatti, gli unici oggetti di questo tipo erano tipicamente localizzati nei GC, facendo pensare ad un meccanismo di formazioni ad essi connessi.

Un cambio di paradigma si è reso tuttavia necessario sin dall'avvento del satellite per osservazioni in banda γ "Fermi" e dalla nuove survey in banda radio che hanno portato alla luce un sorprendente numero di BW e RB nel piano Galattico, spesso controparti di sorgenti γ (si vedano, per esempio, [Burgay et al. 2006](#); [Bates et al. 2011](#); [Ransom et al. 2011](#); [Keith et al. 2011](#)). Un tale numero non può essere giustificato a seguito di sole interazioni dinamiche, ma richiede la formazione di questi sistemi anche a partire da sistemi binari primordiali (o una completa revisione delle nostre conoscenze sulla dinamica Galattica!).

Qualora questo scenario fosse corretto, la frazione di BW e RB rispetto alla popolazione totale nei GC dovrebbe essere uguale a quella nel campo, in particolare in GC con basse densità centrali, come M71, dove le interazioni dinamiche non risultano favorite ([Verbunt and Freire, 2014a](#)). In questo caso ci si aspetta che una LMXB possa evolvere indisturbatamente fino allo stadio di BW-MSP o RB-MSP. Le modalità ed i tempi scala di questo processo sono però ancora incerte.

Un'indicazione che la stella compagna si sia legata alla PSR in seguito ad un'interazione dinamica si può avere dall'analisi del suo moto proprio. Infatti, un valore di quest'ultimo particolarmente alto potrebbe essere il risultato del fenomeno di interazione che ha legato il sistema e trasferito ad esso sufficiente quantità di moto da impartirgli una velocità anomala. Sfortunatamente, tuttavia, non siamo stati in grado di analizzare nel dettaglio il moto³ del sistema dal momento che la stella, nel dataset EP1, è visibile in una sola immagine. Pertanto, la sua posizione in quest'epoca è affetta da una pesante incertezza che ci ha impedito una stima accurata del moto proprio.

inclinazione del piano orbitale, dal momento che, in tale configurazioni, il segnale radio da noi osservabile non dovrebbe intercettare in maniera considerevole la stella compagna ed il materiale ad essa circostante, cause principali dell'oscuramento dell'emissione radio.

³Si veda il Cap.4 per la completa descrizione ed analisi dei moti propri di M71.

Un'ulteriore indicazione può venire dalla posizione della MSP proiettata rispetto al centro del GC. Essendo infatti le NS le stelle più massive di un GC, i fenomeni di frizione dinamica portano queste nelle regioni più centrali dell'ammasso a prescindere dalla loro posizione di nascita. Tuttavia, a seguito di un'interazione dinamica, il sistema può guadagnare una quantità di moto sufficiente da condurlo fuori dalle regioni centrali del GC (si vedano per esempio [Ferraro et al. 2003a](#); [Pallanca et al. 2010](#)). Ad ogni modo, questo caso non sembra applicarsi a M71A, essendo la sua posizione proiettata entro il raggio di core di M71.

6.2.3 Efficienza di riprocessamento della radiazione

I modelli e le caratteristiche fisiche determinate per la COM-M71A ci permettono quindi di analizzare, nello scenario in cui l'emissione ottica della compagna sia dovuta principalmente a meccanismi di corpo nero, l'efficienza con cui essa riprocesa l'energia emessa dalla PSR. Questa, sotto forma di fotoni e vento relativistico, intercetta la superficie della stella compagna e penetra nelle regioni più profonde della fotosfera. Ciò permette al lato della stella irraggiato di mantenersi in una condizione di quasi-equilibrio ed evita la formazione di intense righe di emissione ([Breton et al., 2013](#)).

Saremo inoltre in grado di analizzare le implicazioni del nostro studio sulle dimensioni della stella compagna e sull'energia emessa dalla PSR. Tutto ciò, sfortunatamente, sempre in funzione dell'angolo di inclinazione orbitale del sistema.

Metteremo a confronto la variazione di flusso osservata (Tab. 6.1) tra la congiunzione superiore ($\phi = 0.25$) ed inferiore ($\phi = 0.75$) con quella attesa dalla relazione analitica ([Pallanca et al., 2014](#), d'ora in avanti P14):

$$\Delta F_{\text{exp}}(i) = \eta \frac{\dot{E}}{a^2} R_{\text{COM}}^2(i) \frac{1}{4\pi d_{\text{PSR}}^2} \epsilon(i) \quad (6.2)$$

Dove η è l'efficienza di riprocessamento della radiazione, R_{COM} è il raggio della compagna⁴, d_{PSR} è la distanza della PSR dall'osservatore ed i è l'angolo di inclinazione orbitale.

Il termine \dot{E} rappresenta l'energia rotazionale emessa dalla PSR nell'unità di tempo⁵, altresì detta "luminosità di spin-down" (si veda relazione 1.8). Quest'ultimo valore, purtroppo, anche se misurato in banda radio, non sarebbe da noi utilizzabile in quanto gravemente falsato dall'accelerazione della PSR nel campo gravitazionale

⁴Supponiamo in questo lavoro che la compagna abbia, in prima approssimazione, una struttura sferica.

⁵Assumeremo per semplicità che questa energia venga emessa in maniera isotropa.

del GC⁶. Pertanto, non avendo a disposizione un valido valore di \dot{E} per M71A, saremo costretti ad analizzare le variazioni di flusso o in funzione di un intervallo di tipici valori di \dot{E} , misurati su un campione di oggetti di campo, quindi non soggetti all'intenso campo gravitazionale dei GC, o ad estrapolare un valore sulla base della luminosità X della MSP.

L'ultimo termine della 6.2 è necessario per tener conto della frazione di superficie stellare irradiata, da noi osservabile in funzione dell'angolo di inclinazione sotto cui vediamo il piano orbitale. Questo termine è esprimibile come:

$$\epsilon(i) = \left(\frac{i}{180^\circ} \right) \left(1 - \frac{R_{\text{COM}}}{a} \right) \quad (6.3)$$

Consideriamo i due casi limite: per un sistema visto “face-on” (i.e. $i = 0^\circ$), la frazione di superficie irraggiata sarà costante e pertanto $\epsilon(i) = 0$ e la variazione di flusso attesa sarà nulla; per un sistema visto “edge-on” (i.e. $i = 90^\circ$) la frazione di superficie riscaldata osservata varierà tra 0.5, per $\phi = 0.75$, e 0, per $\phi = 0.25$, pertanto $\epsilon(i) = 0.5$.

A partire dalla 6.2, confrontiamo la variazione di flusso attesa con quella osservata in funzione dell'angolo di inclinazione, in modo tale da determinare quali valori di efficienza di riprocessamento riproducono meglio i dati ottenuti.

Per fare ciò, si è scelto di porre il raggio della compagna R_{COM} pari a quello del RL, come dalla relazione 6.1, facendo variare la massa della PSR tra $\sim 1.2 M_\odot$ e $\sim 2.5 M_\odot$ (Özel et al., 2012). Avremo quindi che $R_{\text{COM}} = f R_{\text{RL}}$, con $f = 1$ fattore di riempimento del RL.

Per quanto concerne \dot{E} invece, non essendo in grado di ottenere un valido valore dalla banda radio, si è scelto di ricavarlo dalla luminosità X del sistema, seguendo la relazione empirica, stimata da Grindlay et al. (2002), sulla base della popolazione di MSP in 47 Tucanae e NGC 6397:

$$\log(L_{X,0.5-2.5 \text{ keV}}) = 0.59 \log(\dot{E}) + 10.0 \quad (6.4)$$

Tenendo conto che la luminosità X di M71A, nella banda 0.5 keV - 2.5 keV, è di $\sim 6 \cdot 10^{30}$ erg/s (Elsner et al., 2008), otteniamo una stima indicativa di $\dot{E} \sim 10^{35}$ erg/s, in linea con i tipici valori di letteratura per BW-MSP nel campo Galattico (e.g. Breton et al. 2013).

I risultati vengono presentati in Fig. 6.5, dove si è tenuto conto della variazione di flusso nel filtro F606W. Non riportiamo lo stesso studio anche per il filtro F814W,

⁶In realtà è il valore di tasso di rallentamento \dot{P} ad essere falsato, e \dot{E} dipende linearmente da esso.

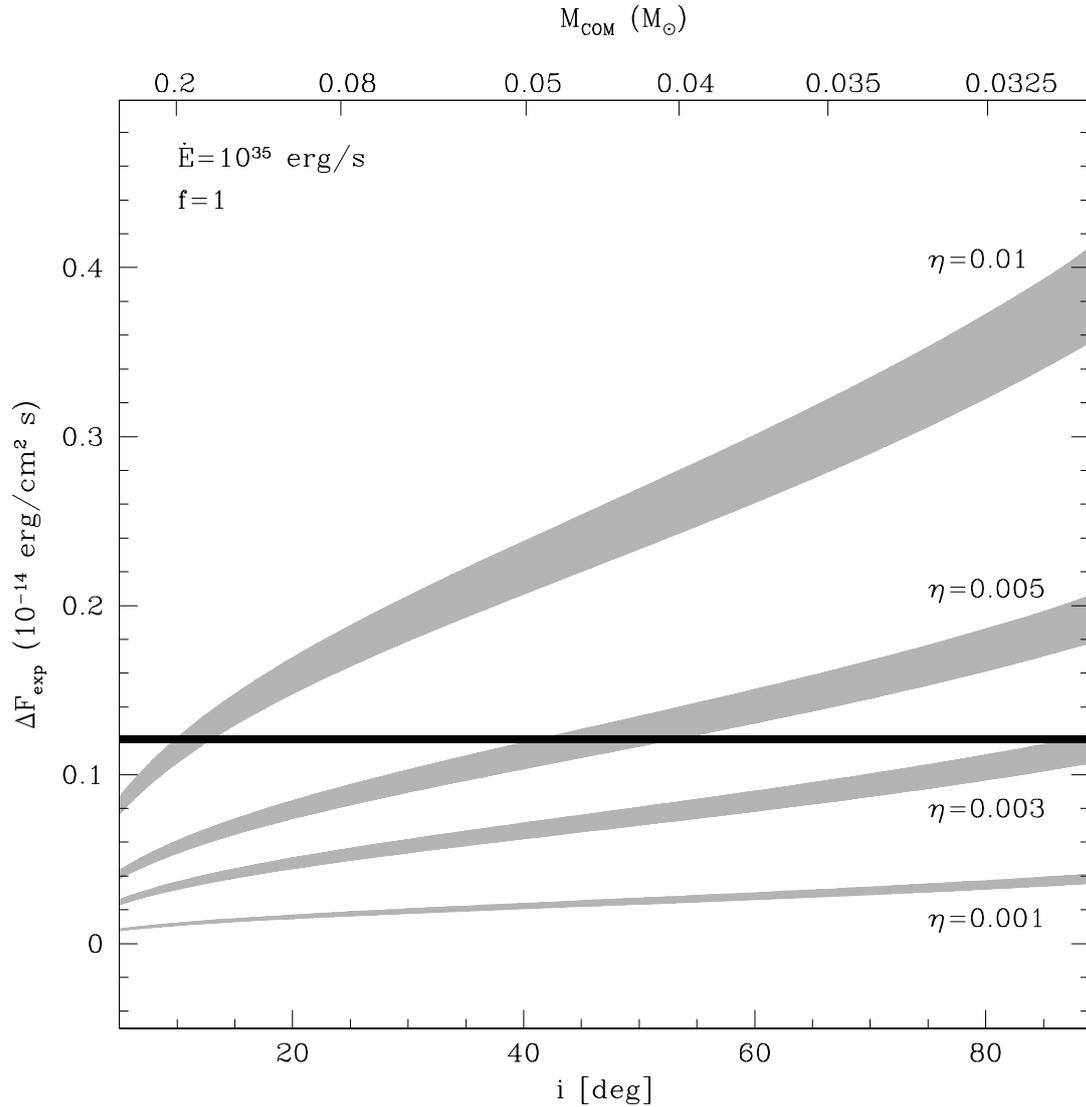


Figura 6.5: Variazione di flusso attesa in funzione dell'angolo di inclinazione per diversi valori di efficienza di riprocessamento della radiazione, ponendo un $\dot{E} = 1 \cdot 10^{35}$ erg/s ed il fattore di riempimento del RL pari ad 1. I valori di efficienza testati sono riportati nei pressi delle varie curve. La variazione di flusso osservata per la COM-M71A è rappresentata con una striscia orizzontale nera, il cui spessore rappresenta l'incertezza su tale valore, posto pari a $\pm 3\sigma$ l'errore tipicamente associato a stelle della stessa magnitudine. I valori di massa della compagna riportati nell'asse delle ascisse superiore corrispondono a quelli attesi per $M_{PSR} = 1.4 M_{\odot}$.

in quanto i risultati sono del tutto consistenti con quelli del filtro F606W. Com'è facile vedere, le efficienze di riprocessamento che si accordano con la variazione di flusso osservata sono di circa il 0.5% con un angolo di inclinazione medio (i.e. $\sim 50^\circ$), mentre son di circa lo 0.3% per angoli di inclinazione più elevati. Efficienze dello 0.1% sembrano eccessivamente basse per riprodurre la modulazione di flusso da noi osservata, mentre efficienze dell'1% paiono compatibili solo con angoli di inclinazione particolarmente bassi (i.e. $\sim 10^\circ$), che possiamo escludere vista la presenza di eclissi radio.

Nel grafico vengono inoltre riportate le masse della compagna in funzione dell'angolo di inclinazione, dove si è imposta la massa della PSR pari a $1.4 M_\odot$. È evidente come l'angolo di inclinazione richiesto affinché la stella abbia massa sufficiente per bruciare idrogeno nel nucleo ($M \geq 0.08 M_\odot$) sia eccessivamente basso (i.e. $\sim 24^\circ$) e pertanto non in linea con le caratteristiche di questo sistema in banda radio.

L'efficienza con cui la stella riprocessa l'energia emessa dalla PSR pare, in questo scenario, particolarmente bassa, con valori in contrasto con quelli finora noti in letteratura: [Breton et al. \(2013\)](#) hanno infatti analizzato un campione di MSP di campo stimando un'efficienza dell'ordine del 15%, senza particolari differenze tra sistemi di tipo BW e RB; [Pallanca et al. \(2012\)](#) hanno invece indicativamente stimato che la compagna della BW-MSP J06010-2100 potrebbe avere un'efficienza di circa il 50%; ancora [Stappers et al. \(1999\)](#) per la BW di campo J2051-0827 hanno stimato un'efficienza di circa 42%; infine [Tang et al. \(2014\)](#), analizzando la controparte ottica della BW-MSP J1544+4937, hanno stimato un'efficienza di circa 14%.

Di seguito tenteremo di speculare sulle possibili cause che giustifichino i risultati trovati. Vi sono infatti varie spiegazioni per i bassi valori di efficienza stimati. La prima e più affascinante tra queste vede la COM-M71A avere un'efficienza intrinsecamente minore rispetto a quelle fino ad ora note, le quali sono stimate per sistemi quasi esclusivamente esterni ai GC. Questo ragionamento potrebbe condurre ad ipotizzare una diversa efficienza di riprocessamento della radiazione tra compagne di MSP con eclisse nel campo e nei GC, differenza collegata eventualmente a differenti meccanismi di formazione o stadi evolutivi.

Tuttavia, l'analisi dell'efficienza, ed in generale delle differenze tra la popolazione di MSP nel campo e nei GC è assolutamente prematura, essendo COM-M71A la seconda BW identificata in un GC. Questo discorso inoltre è del tutto generale e non si applica alle sole compagne di MSP con eclisse.

Torneremo in seguito sull'analisi comparata delle caratteristiche della COM-M71A con quelle della compagna della PSR J1518+0204C presentata in P14, l'unica compagna di BW ad oggi identificata in un GC.

Anche supponendo che questa differenza sussista, i valori di efficienza da noi trovati sono esageratamente bassi e necessitano di ulteriori argomentazioni. Questi infatti possono anche essere il risultato di una sovrastima del raggio della stella compagna. Abbiamo infatti supposto che la stella riempia completamente il RL, cosa non sempre osservata (si vedano, per esempio, [Callanan et al. 1995](#); [Stappers et al. 1999](#); [Breton et al. 2013](#); [Tang et al. 2014](#)).

Andiamo quindi ad analizzare l'andamento della variazione di flusso attesa per un intervallo di valori del fattore di riempimento del RL ($f < 1$), nello scenario in cui l'efficienza di riprocessamento della radiazione, come proposto da [Breton et al. \(2013\)](#), si attesti intorno a valori medi del 15%.

I risultati vengono presentati in Fig. 6.6, dove evinciamo immediatamente che, tenendo conto dei parametri fissati, la stella compagna sembra effettivamente mostrare una modulazione di flusso coerente con un RL pieno per circa il 15% ed angolo di inclinazione intermedio. Un fattore di riempimento pari al 20% sembra invece da escludere in quanto compatibile solamente con angoli di inclinazione eccessivamente bassi.

Essendo lo scenario appena adottato alquanto plausibile, possiamo affermare che verosimilmente questa stella non abbia un raggio tale da permetterle il riempimento del RL.

Si tenga conto, per completezza, che se ponessimo $R_{\text{COM}} = R_{\text{BB}}$ (si veda sezione 6.2.1), l'efficienza necessaria per riprodurre la modulazione osservata dovrebbe essere maggiore del 100%, scenario accettabile nel solo caso di emissione anisotropa da parte della PSR. Tuttavia, data la presenza di eclissi e visto il comportamento di oggetti simili, R_{BB} è molto probabilmente una sottostima di R_{COM} .

Tuttavia si deve necessariamente tenere in considerazione che la relazione 6.4 è stimata sulla base di un campione ristretto di MSP. Quindi, tenendo conto della dispersione di questa relazione e dell'incertezza sulle luminosità X , la bassa efficienza da noi stimata potrebbe inoltre essere spiegata da una sovrastima del valore di \dot{E} . A favore di questa ipotesi vale la pena sottolineare come [Possenti et al. \(2002\)](#), abbiano stimato una relazione tra L_X ed \dot{E} più ripida rispetto a quella da noi utilizzata⁷.

Esaminiamo quindi lo scenario in cui, per un fattore di riempimento del RL pari al 50% ed un'efficienza del 15%, facciamo variare il valore di \dot{E} all'interno di un range di tipici valori noti in letteratura.

I risultati vengono mostrati in Fig. 6.7, dove vediamo come l'unico valore che appare

⁷Questa relazione non è stata da noi utilizzata perché stimata sulla base di un campione minore di MSP, localizzate anche nel campo Galattico, dove le incertezze sulla distanza possono incidere pesantemente sui valori misurati di L_X . Inoltre in questo lavoro la relazione viene proposta per una L_X in un intervallo spettrale di 2 keV - 10 keV, valore non disponibile per M71A.

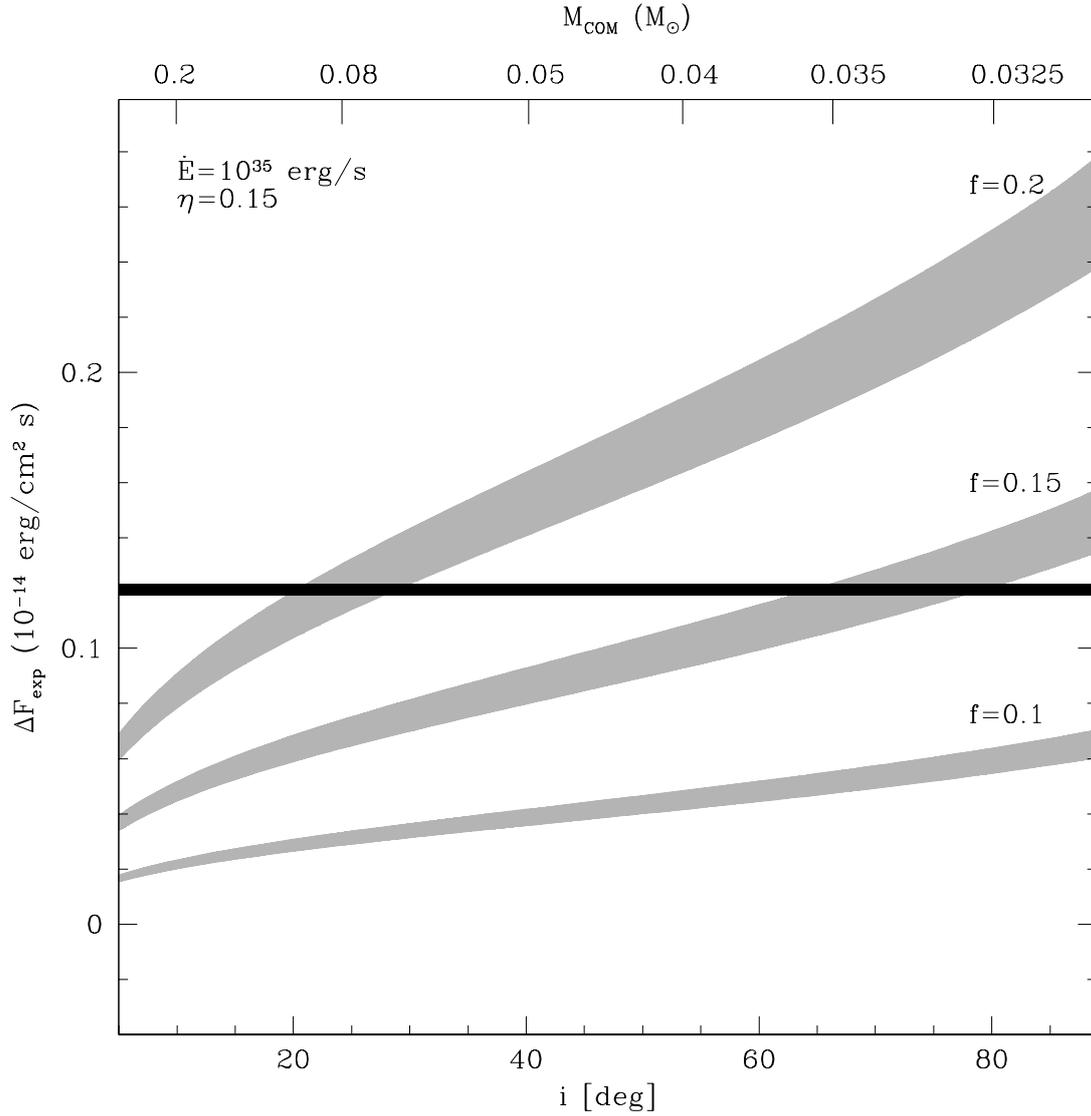


Figura 6.6: Variazione di flusso attesa in funzione dell'angolo di inclinazione per diversi valori del fattore di riempimento del RL, ponendo un $\dot{E} = 1 \cdot 10^{35}$ erg/s ed un'efficienza pari al 15%. I valori del fattore di riempimento testati sono riportati nei pressi delle varie curve. La variazione di flusso osservata per la COM-M71A è rappresentata con una striscia orizzontale nera, il cui spessore rappresenta l'incertezza su tale valore, posto pari a $\pm 3\sigma$ l'errore tipicamente associato a stelle della stessa magnitudine. I valori di massa della compagna riportati nell'asse delle ascisse superiore corrispondono a quelli attesi per $M_{PSR} = 1.4 M_{\odot}$.

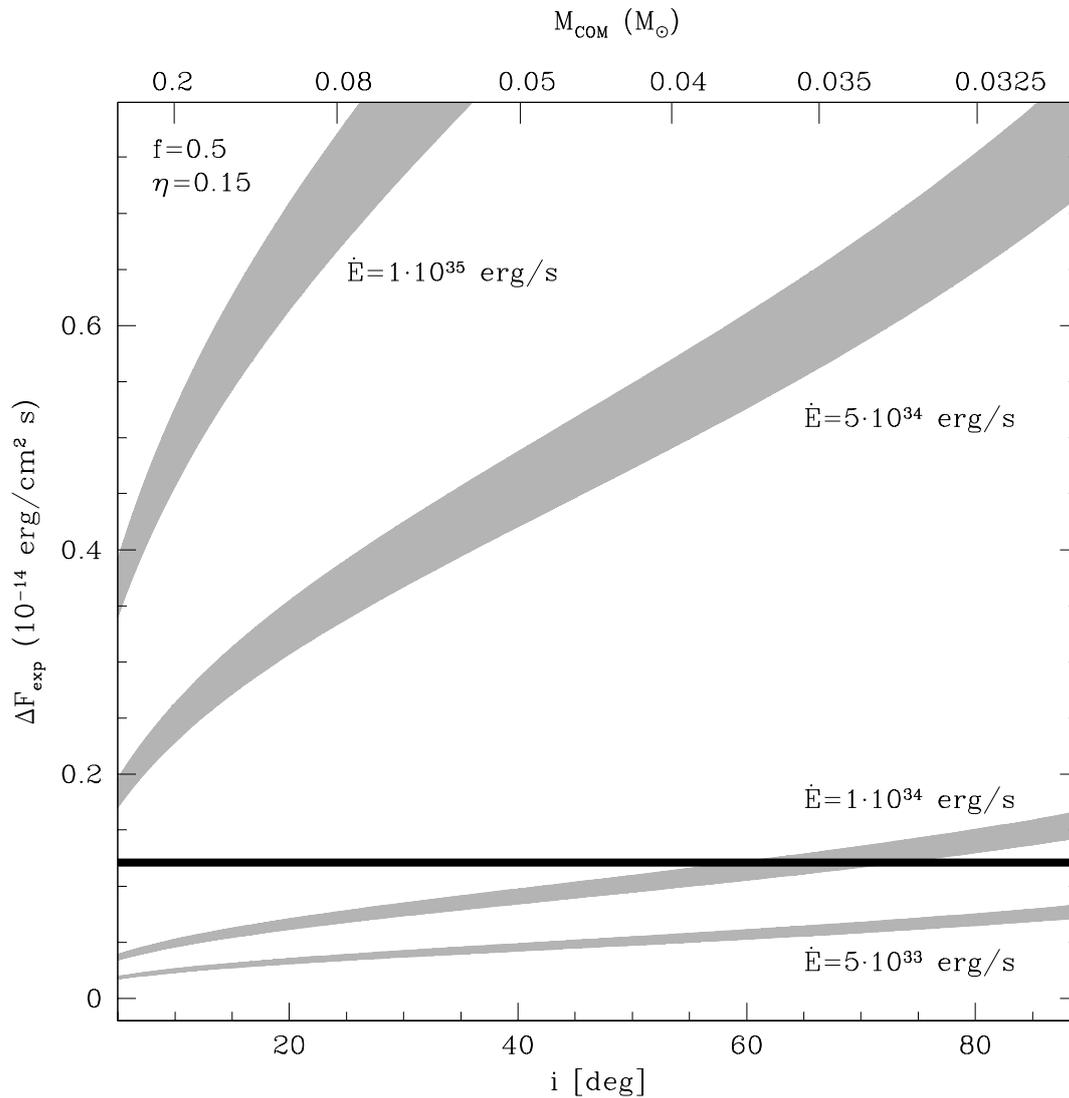


Figura 6.7: Variazione di flusso attesa in funzione dell'angolo di inclinazione per diversi valori di \dot{E} , ponendo un fattore di riempimento del RL pari al 50% ed un'efficienza del 15%. I valori di \dot{E} testati sono riportati nei pressi delle varie curve. La variazione di flusso osservata per la COM-M71A è rappresentata con una striscia orizzontale nera, il cui spessore rappresenta l'incertezza su tale valore, posto pari a $\pm 3\sigma$ l'errore tipicamente associato a stelle della stessa magnitudine. I valori di massa della compagna riportati nell'asse delle ascisse superiore corrispondono a quelli attesi per $M_{PSR} = 1.4 M_{\odot}$.

compatibile con la variazione di flusso osservata sia $\dot{E} = 1 \cdot 10^{34}$ erg/s. Come atteso, in questo caso, sembra che effettivamente la relazione 6.4 sovrastimi il valore di \dot{E} ; tuttavia, anche una forte sovrastima di un ordine di grandezza, ci porta ad una variazione di flusso compatibile con un RL pieno al 50%.

Visti i risultati ottenuti possiamo ipotizzare che entrambe le spiegazioni della sottostima dell'efficienza siano valide e che la configurazione reale del sistema consista in una compagna che riempie parzialmente il suo RL, ed una PSR con \dot{E} minore rispetto a quello estrapolato dalla banda X.

Una conferma delle caratteristiche appena discusse richiede innanzitutto una soluzione di timing radio per questa MSP. Da tale soluzione infatti, correggendo il valore di \dot{P} dagli effetti dell'accelerazione indotta dal GC, saremo in grado di ottenere una valida stima del \dot{E} e avere pertanto uno dei parametri vincolato.

6.3 Analisi comparata emissione ottica e X

6.3.1 Evidenze di fenomeni di shock

È interessante mettere in evidenza come la curva di luce in banda X (Fig. 6.8; [Elsner et al. 2008](#)) presenti un andamento simile a quello visto in banda ottica, seppur i meccanismi che portano all'emissione nelle due bande siano sostanzialmente di diversa natura.

Difatti, a dominare le bande X e γ , sono l'emissione nelle regioni prossime alla magnetosfera della PSR e fenomeni di shock dovuti all'interazione tra il vento di particelle relativistiche emesse da questa ed il materiale circostante la stella compagna. Questi shocks producono fotoni ad alta energia mediante meccanismi principalmente di sincrotrone e compton inverso ([Arons and Tavani, 1993](#)) e si localizzano ad una distanza dalla compagna tale per cui la pressione ram del vento emesso dalla PSR eguaglia la pressione del materiale perso dalla compagna. Come spiegato da [Bogdanov et al. \(2005\)](#), le eclissi del segnale X fanno pensare che gli shocks siano localizzati nei pressi della stella compagna, piuttosto che nei pressi della PSR.

Difficilmente l'emissione da parte della stella compagna interessa la banda alle alte energie, viste anche le temperature presentate nella sezione precedente, dove la lunghezza d'onda del picco di emissione di corpo nero, anche per il lato illuminato, si colloca al di sotto di 4500 Å. Si tenga però conto che gli shocks potrebbero contribuire al riscaldamento della compagna stessa, le modalità e l'efficienza di questo

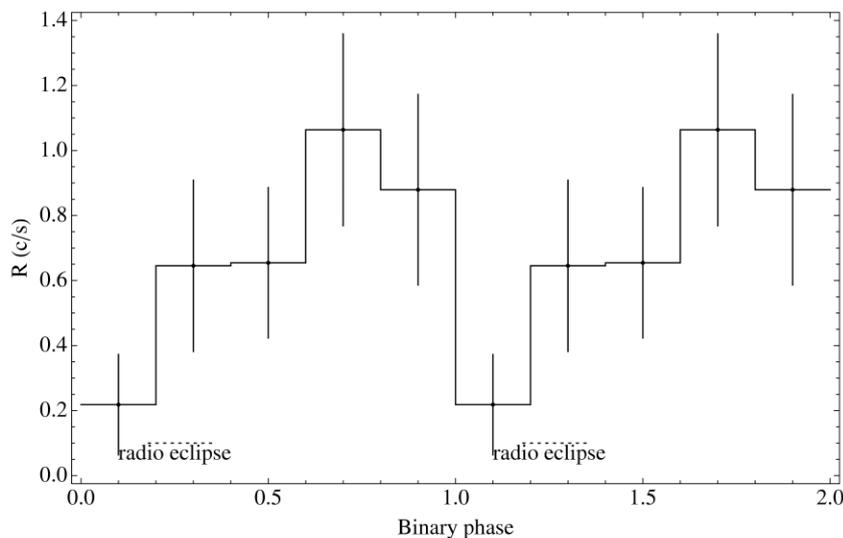


Figura 6.8: Curva di luce di M71A in banda X (0.3 keV - 8.0 keV) tratta da [Elsner et al. 2008](#). La curva è stata messa in fase con il periodo orbitale ed il tempo di nodo ascendente del sistema. Viene inoltre evidenziato l'intervallo di fase orbitale in cui si verificano le eclissi del segnale in banda radio.

processo sono tuttavia ardue da quantificare.

È inoltre assai improbabile che l'emissione alle alte energie possa provenire da meccanismi termici quale la radiazione di frenamento (i.e. bremsstrahlung), in quanto richiederebbe densità di plasma non realistiche, le quali ultime non sarebbero in accordo con le misure di dispersione osservate ([Grindlay et al. 2002](#); [Ransom et al. 2004](#)).

La curva di luce in banda X, seppur affetta da una statistica alquanto povera, sembra presentare una modulazione in accordo con le effemeridi radio del sistema. È infatti presente un massimo in corrispondenza della congiunzione inferiore della PSR, mentre il segnale X sembra eclissato più o meno in corrispondenza della congiunzione superiore della PSR. L'indice di fotoni hard e modulazione di questa emissione X è in accordo con la presenza di uno shock relativistico intrabinario.

Confrontando le curve di luce X ed ottica, la caratteristica più evidente è che i minimi delle due curve di luce non coincidono, in particolare quello in banda X sembra precedere in qualche modo quello ottico. Inoltre esso risulta disallineato rispetto all'intervallo di fase orbitale in cui il segnale radio viene eclissato (i.e.

$0.18 \leq \phi \leq 0.36$). Curiosamente, questo sembra predetto, in misura largamente minore, anche dai nostri modelli di curva di luce ottica, ma una conferma in questo caso è necessaria.

Il verificarsi delle eclissi radio non in corrispondenza del minimo X (e forse ottico) e il non allineamento dei minimi tra la banda X ed ottica è un'ulteriore suggerimento che effettivamente siamo di fronte ad un sistema in cui sono presenti fenomeni di shocks. Per comprendere ciò basti pensare che la morfologia degli shocks potrebbe essere tale per cui il segnale radio viene da essi principalmente eclissato, subito prima delle congiunzioni superiori della PSR.

Se davvero anche i minimi in banda ottica non si allineassero alle eclissi radio, questo potrebbe essere spiegato da un contributo all'emissione ottica da parte degli shocks. A tal proposito, si tenga conto che [Bogdanov et al. \(2005\)](#), analizzando la "Spectral Energy Distribution" (SED) di 47TucW⁸, ha messo in evidenza come questo contributo sia assolutamente trascurabile, mentre [Campana et al. \(2004\)](#) ha dedotto che, in ridotta misura ($\sim 15\%$), gli shocks potrebbero contribuire all'emissione ottica.

Un'altra interessante caratteristica che si evince da entrambe le curve di luce è la loro struttura asimmetrica (si vedano Fig. 6.8 e Fig. 6.9). Ovviamente, vista la povera statistica X ed il parziale campionamento della curva in banda ottica, una conferma di questa peculiarità è assolutamente necessaria al fine di azzardare un'analisi dettagliata del fenomeno.

Ci limitiamo qui a speculare che, se l'asimmetria venisse confermata, sarebbe un'ulteriore conferma della presenza di fenomeni di shock strutturati in corrispondenza di una coda di gas in fuoriuscita dal sistema.

Questo tipo di struttura (Fig. 6.10, si veda [Bogdanov et al. 2005](#) per maggiori dettagli in merito) si può creare in seguito all'interazione del vento emesso dalla PSR con un flusso di gas che fuoriesce dal punto di Lagrange interno (L1). Questo è possibile sia nel caso di riempimento, da parte della compagna, del RL, sia nel caso in cui questo non avvenga (come probabilmente accade per M71A), in quanto il materiale in evaporazione può abbandonare la stella compagna incanalandosi lungo L1. Tale materiale che fuoriesce dal punto di Lagrange, darebbe luogo ad una struttura di gas sottoposto a shock, elongato da un lato del sistema binario, in quanto non più forzato a co-ruotare con esso⁹.

Tale fenomeno sembra predetto dalla curva di luce X osservata, in quanto essa, nell'ipotesi in cui sia dominata dall'emissione da parte di shocks, mostra un eccesso

⁸Trattasi di un oggetto con caratteristiche simili a M71A. Difatti, anche in questo caso, il minimo tra la banda X ed ottica non sono coincidenti.

⁹Questo potrebbe non essere più vero nel caso di shocks formati con del materiale che, strappato alla stella compagna, dà luogo ad una struttura "cometaria".

di conteggi nella risalita tra fase 0.2 e 0.7 rispetto alla discesa tra fase 0.8 ed 1.0. Questo non sembra essere tuttavia consistente con quanto osservato in banda ottica. L'asimmetria in questo caso è infatti strutturata in maniera opposta a quella X: abbiamo difatti un eccesso di conteggi lungo la discesa tra fase 0.75 e 1.25 rispetto a quelli tra fase 0.25 e 0.75. Pertanto pare improbabile che tale asimmetria, se confermata, sia prodotta dallo stesso fenomeno di shock.

Un'altra spiegazione è tuttavia ipotizzabile: l'asimmetria nella curva di luce ottica potrebbe essere un prodotto dell'interazione tra la MSP e la stella compagna, fenomeno comune nei sistemi di tipo BW (Lorimer and Kramer, 2004, e referenze al suo interno). Un momento torcente causato dal vento e dall'attività magnetica della

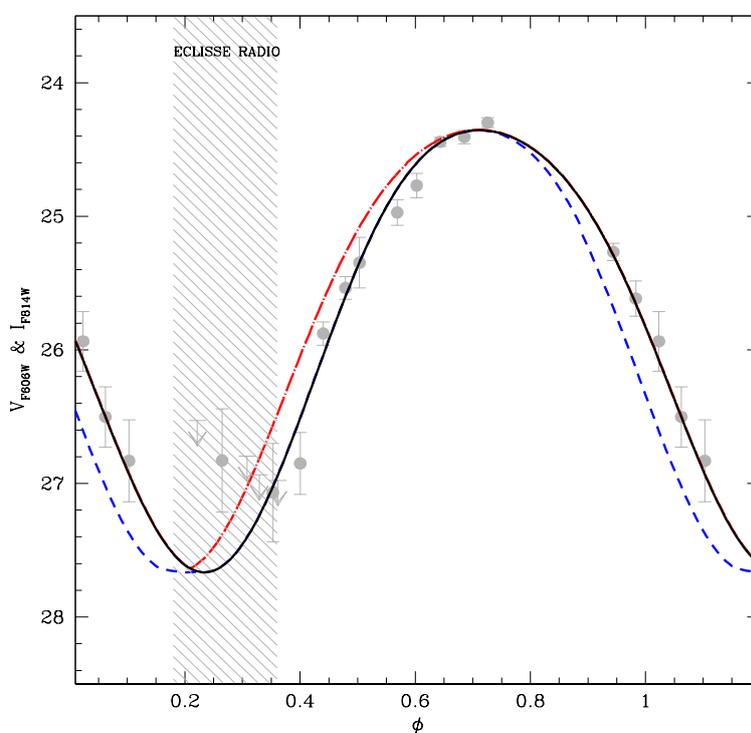


Figura 6.9: Curve di luce di M71A ottenute con GRATIS sui punti F606W e F814W. In grigio vengono riportati i punti osservati ed in nero il miglior modello che ne descrive l'andamento. In blu viene riportata una curva di luce simmetrica, creata mediante riflessione dei punti del modello tra fase 0.25 e 0.75. In rosso invece viene riportata un'altra curva di luce simmetrica, ottenuta però dalla riflessione dei punti tra fase 0-0.25 e fase 0.75-1. La regione tratteggiata in grigio rappresenta l'intervallo in cui il segnale radio viene eclissato.

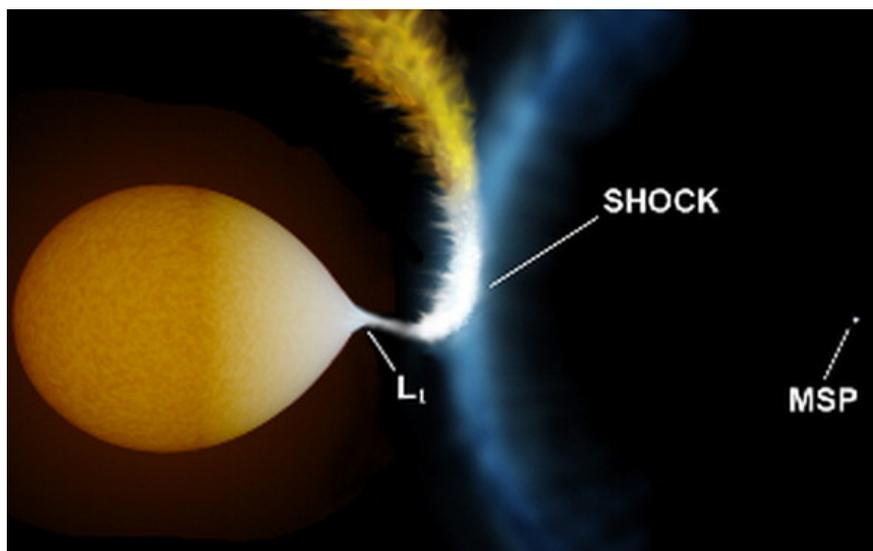


Figura 6.10: Rappresentazione grafica, tratta da [Bogdanov et al. \(2005\)](#), di un sistema binario composto da una MSP e da una compagna non degenere. Il materiale perso dalla compagna, fuoriuscendo dal punto di Lagrange L1, interagisce col vento di particelle emesso dalla PSR e dà luogo a fenomeni di shock. Questo materiale si struttura come una coda su un lato del sistema in quanto non più forzato a co-ruotare con esso.

compagna causerebbe delle piccole deviazioni dal suo stato di perfetta co-rotazione ([Applegate and Shaham, 1994](#)). Come messo in evidenza da [Doroshenko et al. \(2001\)](#), in tal caso la velocità angolare Ω_c della stella compagna sarebbe:

$$\Omega_c = m \frac{2\pi}{P_{orb}} \quad (6.5)$$

dove m è un coefficiente prossimo all'unità. Questa mancata co-rotazione può dar luogo a leggere strutture asimmetriche nella curva di luce ottica delle compagne di MSP. Per il caso di J2051-0827, la cui asimmetria della compagna¹⁰ è stata messa in evidenza da [Stappers et al. \(2001a\)](#), si è stimato un limite superiore per m di ~ 0.9 .

Non solo, questo valore di velocità angolare presenterebbe una variazione nel tempo legata ad una variazione secolare del periodo orbitale, dovuta, a sua volta, ad una variazione del momento di quadrupolo della compagna.

¹⁰Vale la pena mettere in evidenza che, inizialmente, l'asimmetria di questa curva di luce fu associata a fenomeni di shock.

Uno scenario simile a quello appena descritto potrebbe adattarsi anche al caso di M71A. L'assenza di un accurato timing in banda radio non ci permette di sapere se questo oggetto sia soggetto ad una variazione anomala del periodo orbitale. Tuttavia, vale la pena mettere in evidenza che un'inusuale variazione del periodo orbitale, riconducibile a questo fenomeno, è stata recentemente messa in evidenza da P14 per la PSR J1518+0204C nel GC M5, oggetto particolarmente simile a M71A (si veda sezione 6.4).

Fenomeni analoghi a quello descritto sembrano interessare, oltre che J2051-0827, anche la famosa BW B1957+20, dove è stata accertata anche la presenza di fenomeni di shock (Fruchter et al., 1988). Tuttavia, per quest'ultimo caso, si tenga conto che la curva di luce non pare manifestare alcun tipo di asimmetria (Reynolds et al., 2007).

6.3.2 Confronto con altre MSP

Le caratteristiche in banda ottica (i.e. curva di luce) ed X (i.e. spettro e curva di luce) della COM-M71A ricordano in maniera particolare quella della MSP con eclissi 47TucW (si vedano Elsner et al. 2008, Bogdanov et al. 2005 e Bogdanov et al. 2006). Ricordano meno invece le caratteristiche delle altre MSP con eclisse osservate nello stesso ammasso (i.e. 47TucJ, O e R), dove la curva di luce X non mostra alcun segno di variabilità.

Da questo punto di vista è interessante evidenziare come 47TucW sia classificata come RB (la massa della compagna è infatti stimata essere $\geq 0.13 M_{\odot}$; Edmonds et al. 2002), mentre le altre tre, come M71A, sono classificate come BW.

Quindi, le analogie e le differenze tra il sistema da noi studiato e 47TucW sono di particolare interesse viste le caratteristiche e le differenti possibili storie evolutive tra questi due diversi sistemi con eclissi radio (si veda Cap. 1). È pertanto un collegamento meritevole di future analisi.

Non solo, 47TucW mostra, a sua volta, una forte somiglianza con la MSP transiente SAX J1808.4-3658, sia per quanto concerne lo spettro che la variabilità in banda ottica ed X (Campana et al., 2004). Questo è un oggetto dalle peculiari caratteristiche, in quanto alterna fasi di quiescenza a fasi di potenti outburst, i quali ultimi dovuti all'innescio di fenomeni di accrescimento, tipici della fase di LMXB. Se l'analogia X/ottica tra esso e 47TucW è evidente, lo è ancor di più se confrontato con M71A, vista in particolare la presenza di una compagna di piccola massa ($\sim 0.05 M_{\odot}$) molto simile a quella da noi studiata, e viste le modulazioni delle curve di luce ottiche e di fenomeni di irraggiamento che portano a differenze di temperatura simili tra i due sistemi.

Le analogie tra SAX J1808.4-3658, soggetta a fenomeni transienti di accrescimento (non attesi in fase di MSP, bensì in fase di LMXB), e M71A possono essere un in-

teressante motivo per indagare maggiormente a fondo sulle caratteristiche dei due sistemi e, pertanto, fornire nuove prove sui meccanismi che portano all'evoluzione delle LMXB in MSP e quale ruolo eventualmente ricoprono le BW in questo processo.

Come accennato nella sezione 5.1, M71A presenta delle caratteristiche in banda X accomunabili con quella della PSR J1740-5340A nel GC NGC 6397 (Grindlay et al. 2002; Ferraro et al. 2001; Ferraro et al. 2003c), e della PSR J1701-3006B nel GC NGC 6266 (Cocozza et al., 2008). Tuttavia le caratteristiche delle compagne di queste ultime non paiono avere nulla in comune con quelle di M71A, essendo infatti entrambe collocate in una zona più luminosa e rossa della MS.

6.4 Confronto tra le BW M71A e M5C

Come accennato precedentemente, lo studio delle controparti ottiche di MSP è ad una fase ancora prematura per poter confrontare le popolazioni nei GC e nel campo. Questo discorso è ancor più estremo per i sistemi soggetti ad eclisse del segnale radio, in particolare per le BW, per le quali, prima di questo lavoro, avevamo un'unica identificazione di controparte ottica.

Infatti, COM-M71A è la seconda compagna ottica di BW identificata in un GC. La prima identificazione, ad opera di P14, riguarda la MSP J1518+0204C (M5C) nel GC M5.

Questa, come M71A, è stata scoperta durante una survey a 1.4 GHz con il radiotelescopio Arecibo (Hessels et al., 2007). Presenta un periodo di spin di 2.48 ms ed un periodo orbitale di circa 2 ore. Il suo segnale è eclissato per circa il 15% dell'orbita e dalla funzione di massa, assumendo $M_{PSR} = 1.4 M_{\odot}$, si evince una massa minima della compagna pari a $0.038 M_{\odot}$, leggermente maggiore rispetto a quella prevista per M71A.

Nonostante sia confermata la presenza di una controparte X, ad oggi, non è ancora disponibile alcuna informazione sul suo comportamento in questa banda.

Le principali caratteristiche di M5C vengono riportate in Tab. 6.2.

La controparte ottica (d'ora in poi COM-M5C) è stata identificata con la WFC3 montata su HST. Ad una distanza di soli 0.25" dalla controparte radio, è presente una debole stella (magnitudini più luminose: $m_{F390W} \approx 24.8$, $m_{F606W} \approx 24.3$, $m_{F814W} \approx 23.1$) la cui forte variabilità è in accordo con il periodo orbitale noto. La sua luminosità è stimata essere $\leq 1.19 \cdot 10^{-2} L_{\odot}$, mentre la temperatura del lato irraggiato $T_{\text{eff}} \approx 3440 \div 5250$ K ed il suo RL varia nell'intervallo tra $0.13 \div 0.89 R_{\odot}$, quest'ultimo leggermente inferiore, tuttavia confrontabile, con quello trovato per la COM-M71A.

Tabella 6.2: Principali caratteristiche osservate della BW M5C [Pallanca et al. \(2014\)](#). Vengono riportate, dall'alto verso il basso, la posizione nel sistema RA, Dec (J2000), il periodo di spin, una stima del tasso di rallentamento, il periodo orbitale, la misura di dispersione, il semiasse maggiore proiettato, la massa minima della compagna, la funzione di massa, il moto proprio lungo RA e Dec ed il tempo di nodo ascendente. I valori tra parentesi rappresentano l'incertezza sulle ultime cifre decimali.

RA (J2000)	15 ^h 18 ^m 32.788893(21) ^s
Dec (J2000)	02°04'47.8153(8)''
P_{spin} (ms)	2.48392757024730(22)
\dot{P} (s/s)	$0.9 \div 3.5 \times 10^{-20}$
P_{orb} (hr)	2.083891888865(3)
DM (pc/cm ³)	29.3146(6)
x_{proj} (lt-s) [†]	0.05732042(57)
M_{COM} (M _⊙) ^{††}	0.038
f_1 (M _⊙)	$2.68177(14) \times 10^{-5}$
μ_α (mas/yr)	4.67(14)
μ_δ (mas/yr)	-8.24(36)
T _{abs} (MJD)	52850.00434606(17)

†: $x_{proj} = a_1 \sin(i)/c$ è il semiasse maggiore proiettato del sistema binario. a_1 è il semiasse maggiore intrinseco e i è l'angolo di inclinazione orbitale.

††: Massa stimata assumendo $M_{PSR} = 1.4 M_\odot$ ed angolo di inclinazione di 90°.

Qui di seguito, metteremo a confronto le proprietà in banda ottica dei due sistemi, al fine di mettere in evidenza eventuali analogie e differenze.

Confronto delle curve di luce

Innanzitutto, abbiamo confrontato le curve di luce dei due oggetti. Per fare ciò, si sono riportate le magnitudini osservate delle due stelle compagne a quelle assolute, correggendo opportunamente per gli effetti dell'arrossamento e del modulo di distanza.

Le due curve a confronto sono presentate in Fig. 6.11. Come è facile vedere, sfortunatamente, nei filtri F606W e F814W, la COM-M5C è sopra il limite di detezione unicamente intorno a fasi prossime alla congiunzione inferiore della PSR. Tuttavia l'andamento dei punti ci mostra come COM-M5C paia avere una luminosità massi-

ma maggiore di quella osservata per M71A.

P14, non avendo una buona campionatura della curva di luce nell'intero periodo orbitale, propongono un modello indicativo di curva sinusoidale con una variazione di magnitudine pari a 3. Questo modello, nella figura, è rappresentato con una linea tratteggiata grigia. Abbiamo dunque testato la compatibilità dei punti osservati

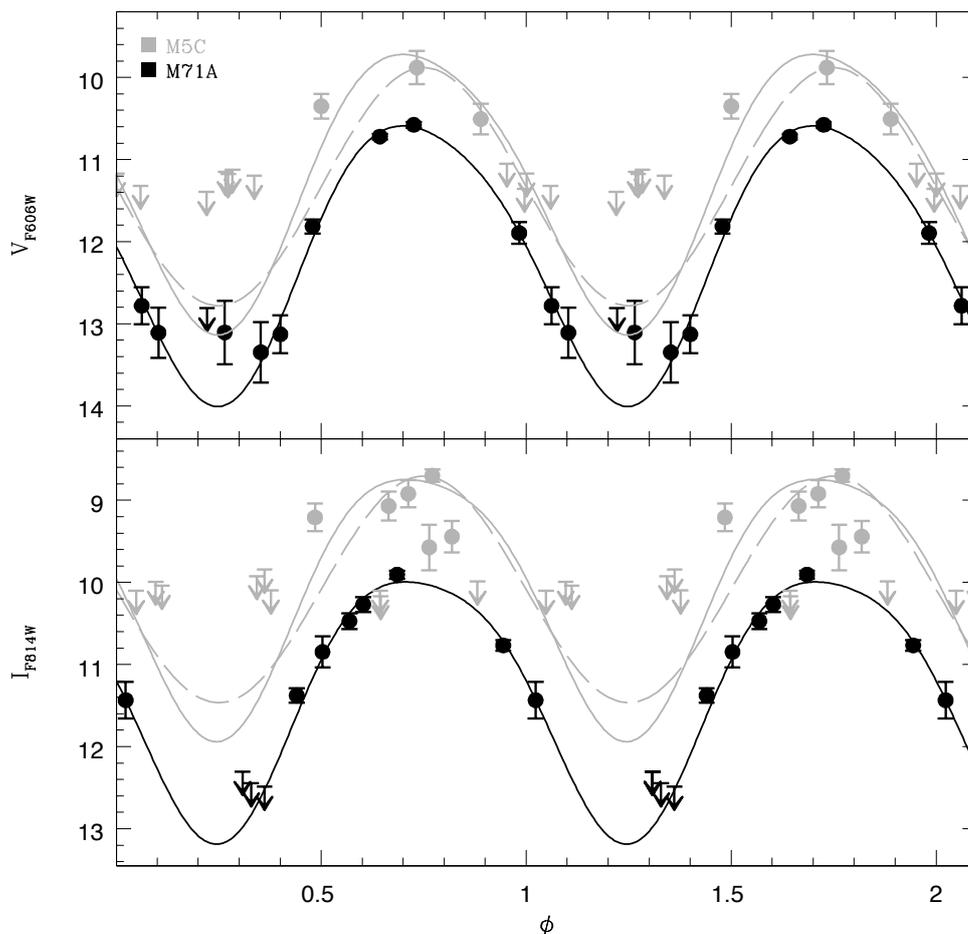


Figura 6.11: Curve di luce per la COM-M71A (in nero) e per la COM-M5C (in grigio). Il pannello in alto mostra i risultati per il filtro F606W, quello in basso per il filtro F814W. Le linee continue rappresentano il modello di curva di luce adottato per la COM-M71A, mentre le linee grigie tratteggiate, per la COM-M5C, rappresentano una curva di luce sinusoidale con ampiezza di 3 magnitudini (si veda P14).

per la COM-M5C con il modello creato per la COM-M71A, applicando a questo uno shift in magnitudine tale da minimizzare il χ^2 . Questa curva, riportata con una linea continua grigia nel plot, appare effettivamente in migliore accordo rispetto al modello precedente e pare in generale meglio campionare l'andamento dei punti osservati. Per il filtro F606W, il nuovo modello fornisce un valore di χ^2 ridotto pari a 6.26, contro 21.63 del modello precedente; per il filtro F814W troviamo un valore di 6.12 contro 9.60 del modello precedente.

Si tenga tuttavia conto che l'andamento della curva di luce della COM-M5C potrebbe avere un andamento generale molto differente rispetto a quella della COM-M71A. Ci limitiamo qui ad evidenziare che questa prima analisi ci indica una possibile somiglianza in banda ottica dei due sistemi.

Confronto posizioni nel CMD

Un ulteriore confronto viene dall'analisi delle posizioni delle due stelle nel CMD. Utilizzando i cataloghi ottenuti da noi e da P14, rispettivamente per M71 ed M5, abbiamo costruito i rispettivi CMD riportando le magnitudini delle stelle dei due GC ai loro valori assoluti. I risultati sono presentati in Fig. 6.12, dove è facile vedere l'ottimo accordo tra le MS dei due GC.

Per quanto concerne invece le compagne delle MSP, riportiamo per la COM-M71A le variazioni di luminosità e temperatura al variare della fase orbitale nel CMD, come da sezione 6.2.2; per la COM-M5C riportiamo invece la sua magnitudine media (punto rosso), mentre l'area grigia rappresenta una differenza di 3 magnitudini centrata sull'indice di colore massimo e con larghezza pari al tipico errore associato a stelle di pari magnitudine.

Si evince facilmente come le posizioni delle due stelle siano alquanto confrontabili, viste soprattutto le incertezze per la COM-M5C. Entrambe si collocano tra la MS ed il ramo delle WD del proprio GC. La posizione della COM-M71A è tuttavia più blu, fenomeno che potremmo ricondurre ad una maggiore temperatura del lato irraggiato della stella. Si tenga tuttavia conto che anche la COM-M5C si colloca in una posizione più blu nel CMD con magnitudini m_{F390W} vs $m_{F390W} - m_{F606W}$ (si veda Fig.4 in P14).

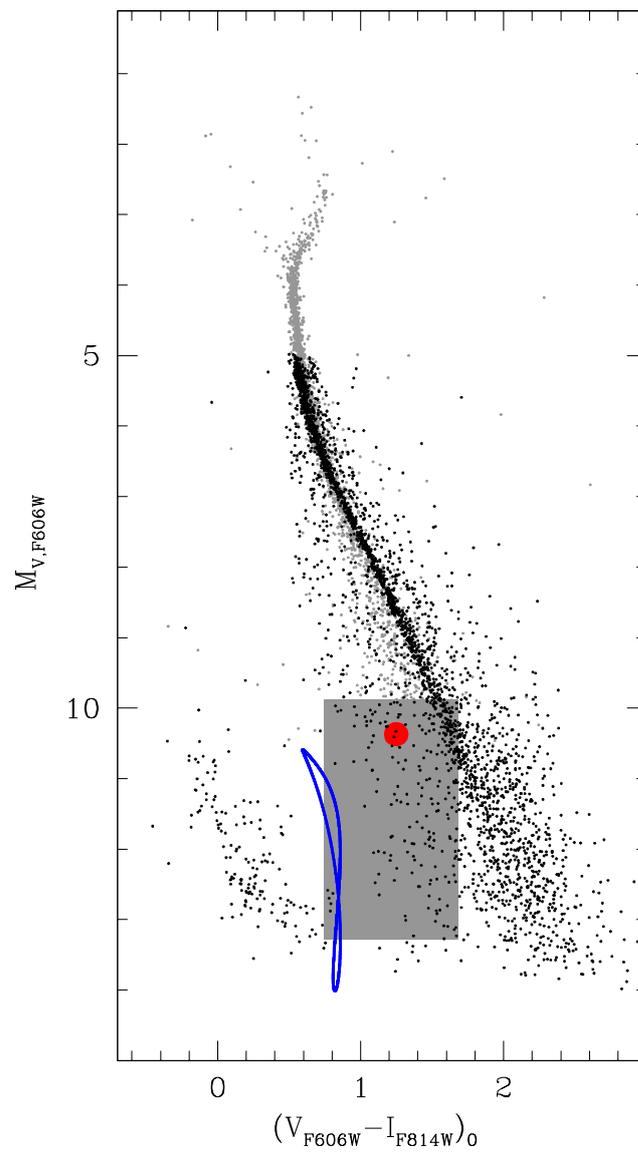


Figura 6.12: CMD per le stelle del GC M71 (in nero) e M5 (in grigio chiaro). In blu viene riportato il moto nel CMD della COM-M71A, ottenuto sulla base della curva di luce adottata in questo lavoro. In rosso viene riportata la posizione della COM-M5C, ottenuta sulla base della media delle sue magnitudini. L'area in grigio scuro ha una larghezza pari alla tipica incertezza sull'indice di colore associata a stelle di simile magnitudine ed un'estensione di 3 magnitudini.

Confronto efficienze di riprocessamento

Da ultimo confrontiamo le efficienze di riprocessamento della radiazione, facendo uso della relazione 6.2.

Per la COM-M71A, ci poniamo inizialmente nello scenario in cui il fattore di riempimento del RL f_{M71A} sia uguale ad 1 ed in cui, sulla base della relazione 6.4, $\dot{E}_{M71A} \sim 1 \cdot 10^{35}$ erg/s.

Per la COM-M5C, invece, abbiamo selezionato un intervallo di $\dot{E}_{M5C} = 0.7 \div 3 \cdot 10^{34}$ erg/s, basato sul \dot{P} noto in letteratura (si veda Tab. 6.2 e relazione 1.8) ed assunto un fattore di riempimento $f_{M5C} = 1$.

In entrambi i casi, la M_{PSR} è stata fatta variare come da sezione 6.2.3.

Questi due scenari, presentati in Fig. 6.13 (curva blu per M71A e curva grigia per M5C), ci mostrano come il parametro che quantifica l'efficienza del riprocessamento della radiazione per la COM-M5C, per angoli di inclinazione plausibili, si attesti intorno ai tipici valori associati a questi oggetti (come discusso anche nella sezione 6.2.3), mentre questi, come già sappiamo, sono eccessivamente bassi per la COM-M71A, nelle assunzioni da noi fatte.

Nello scenario in cui questi due oggetti siano intrinsecamente simili, la ragione di quanto osservato potrebbe essere riconducibile alle seguenti motivazioni:

- a.) Supponendo valida, entro le incertezze, la relazione 6.4, il fattore di riempimento del RL di M71A sembra essere inferiore rispetto a quello di M5C. In particolare, efficienze simili si possono ottenere supponendo che $f_{M71A} \approx 0.1 \div 0.3 f_{M5C}$.
- b.) Supponendo non valida la 6.4, è possibile testare l'andamento dell'efficienza per la COM-M71A nello stesso intervallo di \dot{E} . Questo tuttavia ci porta a dover imporre, per avere simili efficienze, $f_{M71A} \approx 0.5 f_{M5C}$. Questo possibile scenario, ponendo per semplicità $\dot{E} = 1 \cdot 10^{34}$ erg/s, viene anch'esso presentato in Fig. 6.13 (curva nera).
Non vi è ragione alcuna per pensare che l'intervallo di \dot{E} utilizzato per M5C sia valido anche per M71A, soprattutto non avendo alcuna informazione in banda X per il primo di questi oggetti. Tuttavia, valori inferiori che ci permettano di eguagliare i due fattori di riempimento, seppur possibili, sono alquanto rari.
- c.) Una combinazione dei punti a.) e b.) è ancora una spiegazione ragionevole.

Ovviamente, i due sistemi potrebbero anche non essere intrinsecamente simili e, di conseguenza, anche la loro efficienza di riprocessamento della radiazione non sarà confrontabile. Tuttavia ciò pare in disaccordo con quanto osservato per la curva di luce ed il CMD.

Abbiamo quindi visto come, in linea di massima, i due sistemi abbiano caratteristiche in banda ottica alquanto confrontabili. Tuttavia, una conferma ed un'analisi più dettagliata necessitano di un campionamento completo di entrambe le curve, ed in particolare quella della COM-M5C. Non solo, un'analisi in banda X di quest'ultima è fondamentale per poter confrontare insieme anche le curve di luce alle alte energie, quindi comprendere se entrambe sono interessate allo stesso modo a meccanismi di shock e quale delle due MSP sia più potente. Ovviamente quest'ultimo punto per M71A può essere testato anche nella banda radio, con un accurato timing che ci fornisca un valido intervallo di valori per \dot{P} , quindi \dot{E} , come nel caso di M5C.

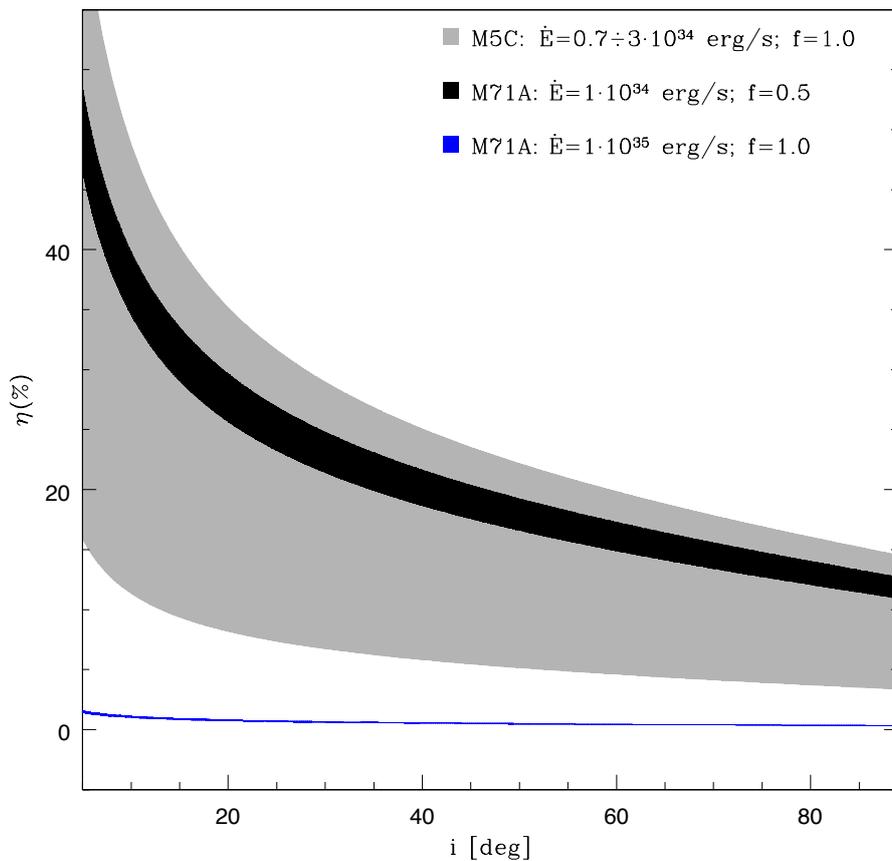


Figura 6.13: Efficienza di riprocessamento della radiazione in funzione dell'angolo di inclinazione. Per la COM-M5C (curva grigia) si è scelto un intervallo di \dot{E} basato sul \dot{P} noto in letteratura e $f = 1$. Per la COM-M71A (in blu) si è scelto un $\dot{E} = 1 \cdot 10^{35}$ erg/s con $f = 1$. Un ulteriore scenario per M71A (in nero) è stato ottenuto con $\dot{E} = 1 \cdot 10^{34}$ erg/s e $f = 0.5$. In tutti i casi, la M_{PSR} è stata fatta variare tra $1.2 M_{\odot}$ e $2.5 M_{\odot}$.

6.5 Sviluppi Futuri

Presentiamo dunque alcuni possibili sviluppi che potranno interessare la ricerca da noi effettuata nel futuro:

- a.) Viste le peculiarità del sistema da noi esaminato, sarebbe di grande interesse ottenere una completa curva di luce per un campione eterogeneo di filtri fotometrici. Questo ci permetterà infatti di analizzare meglio le principali caratteristiche della COM-M71A ed ottenere una migliore caratterizzazione della posizione nel CMD.

- b.) Un'analisi combinata dell'emissione in banda X ed ottica sarebbe inoltre di enorme aiuto per caratterizzare nel dettaglio i fenomeni fisici che avvengono all'interno del sistema binario. In particolare, per evidenziare con più certezza la presenza di shocks, e valutare la loro rilevanza in banda ottica, sarebbe di enorme interesse ottenere una curva di luce X accompagnata da una ottenuta in banda ottica con un filtro centrato sulla riga $H\alpha$ (F658N per la WFC@ACS). Questo permetterà di tracciare e caratterizzare in maniera precisa la presenza di materiale ionizzato nei pressi della compagna e di evidenziare la sua eventuale connessione con gli shocks.
Da questo punto di vista, un'analisi spettroscopica della stella compagna alle varie fasi orbitali sarebbe di grande aiuto. Sfortunatamente, la strumentazione attualmente disponibile, non consente la spettroscopia di oggetti così deboli.

- c.) Per comprendere nel dettaglio l'influenza che l'oggetto compatto ha sulla stella compagna, quindi le implicazioni sulla fisica e l'evoluzione di quest'ultima, sarebbe di fondamentale importanza un'accurata soluzione di timing radio, la quale, oltre ai caratteristici parametri della PSR, potrebbe determinare anche alcuni parametri post-Kepleriani, quali la derivata seconda e terza del periodo orbitale. Questi potrebbero avere difatti un ruolo fondamentale nel decifrare l'eventuale asimmetria della curva di luce.

- d.) Dal momento che le BW-MSP si apprestano a diventare una popolazione dominante in banda γ , sarebbe interessante completare il quadro delle informazioni in nostro possesso ottenendo, in questa banda (anch'essa, ricordiamo, dominata dall'emissione da parte di shocks), luminosità e la curva di luce, al fine di confrontarle con quelle in banda ottica ed X. Ovviamente la scarsa risoluzione angolare degli strumenti in banda γ non permetterebbe l'identificazione certa della controparte di M71A. Sarebbe tuttavia interessante tentare di mettere in fase la curva di luce con i parametri orbitali del sistema.

In ogni caso, si tenga conto che l'obiettivo principale di questa ricerca è, per ora, l'identificazione di un discreto numero di compagne di MSP nei GC.

Le poche identificazioni ad oggi presenti, infatti, non ci permettono di descrivere in maniera completa le proprietà di questi sistemi, impedendo di fatto la costruzione di modelli in grado di riprodurre le caratteristiche osservate e mettere in luce eventuali differenze tra le varie tipologie di sistemi, nonché di caratterizzare l'evoluzione di una stella soggetta all'interazione con un oggetto compatto dalle fasi di LMXB fino alla sua eventuale completa distruzione.

L'identificazione di un buon numero di questi oggetti, inoltre, renderebbe finalmente possibile il confronto con la popolazione di MSP nel campo Galattico, al fine di mettere in evidenza analogie differenze e le loro ripercussioni sulla storia e l'evoluzione di questi esotici oggetti in due ambiente radicalmente differenti.

Capitolo 7

La Popolazione Esotica di M71

In questo capitolo verranno inizialmente presentate le finalità e l'importanza della ricerca e dell'analisi della popolazione stellare esotica degli ammassi globulari, sia nelle bande ottiche che nelle alte energie.

Verrà quindi introdotta la popolazione esotica di M71 ad oggi nota e successivamente presenteremo la nostra analisi di questa popolazione. Verrà messa in evidenza la posizione nel CMD, il moto proprio, l'eventuale variabilità e l'analisi comparata tra la banda X ed ottica per le varie candidate individuate. Di queste candidate, laddove possibile, verrà fornita una classificazione.

Segue, nella parte finale, un breve sommario sulle conoscenze della popolazione esotica di M71 dopo questo lavoro, le implicazioni sulle caratteristiche dell'ammasso globulare e i possibili sviluppi futuri.

7.1 Introduzione

Essendo composti da un insieme collisionale di stelle gravitazionalmente legato, i GC sono l'ambiente ideale in cui studiare la natura e la frequenza delle interazioni dinamiche (e.g. interazioni di scambio, mareali, collisioni dirette e distruzione di sistemi binari, si veda sezione 2.1.1), la cui principale conseguenza è quella di modificare in maniera sostanziale l'evoluzione stellare standard. Sistemi quali le LMXB, le MSP, le CV, le BSS e le AB, oltre che essere il prodotto dell'evoluzione di sistemi binari primordiali (Gendre, 2005), possono formarsi in seguito ad interazioni dinamiche, la cui probabilità, bassa nel campo Galattico, è invece non trascurabile in ambienti densi di stelle quali i GC.

Dal momento che le varie famiglie di sistemi binari esotici (ad esclusione, in genere, delle BSS) sono accomunate dall'emissione di fotoni ad alta energia (Verbunt and Lewin 2006; Hertz and Grindlay 1983), con l'avvento dei nuovi telescopi spaziali a raggi X, come Chandra e XMM-Newton, dotati di una risoluzione spaziale e spettrale senza precedenti per tali lunghezze d'onda, questa variegata popolazione è finalmente stata portata alla luce (e.g. Grindlay et al. 2001a; per una review, si veda Verbunt and Lewin 2006). Circa il 10% delle sorgenti X Galattiche è infatti localizzata in corrispondenza dei GC e la probabilità per unità di massa di trovare una sorgente X luminosa in un GC è circa tre ordini di grandezza superiore alla probabilità di trovarla nel resto della Galassia (Gursky 1973; Katz 1975).

Dall'analisi X dei GC con alte densità centrali si è inoltre messo in evidenza come questi ospitino una ricca popolazione di LMXB, CV e MSP (si vedano Grindlay et al. 2001a, Grindlay et al. 2001b; Pooley et al. 2002b; Becker et al. 2003). Al contrario, GC con bassa concentrazione centrale di stelle, come anche M71, mostrano una popolazione dominata da AB, con un minor numero di CV e MSP, segno di una differente efficienza di produzione di questi ultimi (Bassa et al. 2004; Kong et al. 2006).

Pertanto, lo studio delle popolazioni X nei GC è di enorme importanza per comprendere nel dettaglio le caratteristiche fisiche e l'evoluzione di questi peculiari oggetti, così come per comprendere al meglio l'evoluzione dei GC e l'importante ruolo che i sistemi binari ricoprono nell'evoluzione di questi (Hut et al., 1992). Considerazioni teoriche e simulazioni numeriche hanno infatti messo in evidenza come un GC di sole stelle isolate sarebbe instabile nei confronti del collasso del suo core (Hénon, 1961). La presenza di sistemi binari può invece essere una fonte sostanziale di energia per il GC. Questa verrebbe fornita mediante interazioni tra un sistema binario ed una stella singola o un altro sistema binario e tali processi possono prevenire o ritardare il collasso del core, aumentarne o diminuirne le dimensioni ed impartire alle singole stelle o ai sistemi binari elevate velocità, sufficienti per condurli nelle zo-

ne periferiche del GC o addirittura al di fuori di esso. Anche una modesta quantità di sistemi binari può modificare significativamente l'evoluzione di un GC (Goodman and Hut, 1989).

All'interno di questo scenario, la ricerca delle controparti ottiche delle sorgenti X è di primaria importanza per comprendere la natura e quantificare la frequenza di formazione di questi oggetti. È inoltre un'importante mezzo per confermare l'associazione delle varie sorgenti al GC. In particolare, l'analisi incrociata tra le caratteristiche ottiche ed X, si rivela indispensabile per poter classificare i diversi tipi di sistemi binari ed avere quindi un quadro più specifico della popolazione, della distribuzione e dell'evoluzione e del ruolo che i sistemi binari hanno all'interno della dinamica del GC. Mentre dallo studio del moto proprio delle sorgenti è possibile determinare se l'oggetto in esame è effettivamente membro del GC o piuttosto una sorgente di campo o background.

Una breve descrizione delle principali caratteristiche delle varie famiglie di sistemi binari componenti la popolazione esotica dei GC è consultabile nella sezione 2.5, dove non viene inclusa alcuna descrizione sulle caratteristiche delle MSP, in quanto ampiamente affrontata nel Cap.1.

Riportiamo qui, in Fig. 7.1, una rapida classificazione grafica dei vari sistemi e, in Tab. 7.1, ne riassumiamo le principali caratteristiche in banda X ed ottica.

Tabella 7.1: Tabella riassuntiva delle principali caratteristiche in banda ottica ed X delle LMXB, MSP, CV ed AB. Da sinistra a destra: con $L_{X,alta}$ e $L_{X,bassa}$ si intende rispettivamente una L_X maggiore e minore di 10^{32} erg/s, con X_{hard} e X_{soft} uno spettro X rispettivamente hard e soft, con O_{blu} e O_{rosso} un indice di colore in banda ottica rispettivamente blu e rosso rispetto a quello tipico della MS, mentre con L_X/L_{opt} si intende il rapporto tra la luminosità X ed ottica.

	$L_{X,alta}$	$L_{X,bassa}$	X_{hard}	X_{soft}	O_{blu}	O_{rosso}	L_X/L_{opt}
LMXB	✓			✓	✓		molto alto
MSP		✓	✓	✓	✓	✓	alto/basso
CV		✓	✓		✓		alto
AB		✓		✓		✓	basso

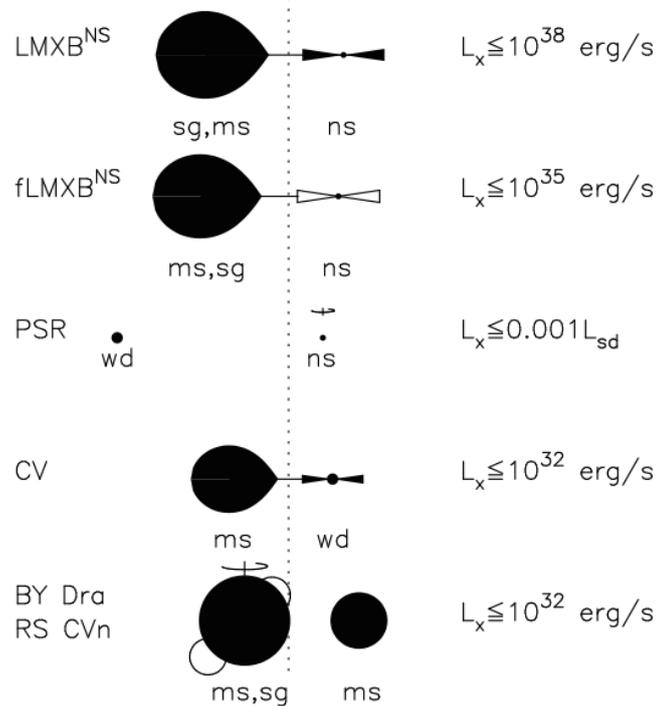


Figura 7.1: Principali tipologie di sistemi esotici emittenti in banda X presenti nei GC. Dall'alto verso il basso abbiamo le LMXB luminose ed in quiescenza (i.e. con e senza disco di accrescimento), le MSP, le CV e le AB. L_{sd} sta per luminosità di spin-down, ovvero l'energia emessa dalla PSR nell'unità di tempo, mentre le label sotto le stelle ne identificano la categoria (sg indica stelle in fase di sub-giant branch).

7.2 La Popolazione Esotica di M71

Un'osservazione X della durata di 52.4 kilosecondi con il telescopio spaziale Chandra (Elsner et al., 2008, d'ora in avanti E08) ha portato alla luce una ricca popolazione di sorgenti X alla posizione di M71.

Sono state individuate 29 sorgenti all'interno del raggio di metà massa ($r_h \sim 1.65'$), di cui 5 all'interno del raggio del core ($r_c \sim 0.63'$), tra le quali una identificata come controparte X di M71A (vedi Cap. 5). La ricerca si è spinta fino ad una luminosità limite di $\sim 1.5 \cdot 10^{30}$ erg/s per la banda 0.3-8 keV, e di $\sim 7.9 \cdot 10^{29}$ erg/s per la banda 0.5-2.5 keV. Di queste 29 sorgenti, sulla base di un'analisi statistica, 18 ± 6 sono probabilmente associabili al GC.

Per una lista dettagliata di tutte sorgenti contenute entro $2r_h$ si vedano la Tab.1 in E08 e la Fig. 7.2. Si tenga conto che, d'ora in avanti, utilizzeremo, per le singole

sorgenti, la stessa nomenclatura utilizzata in E08.

L'analisi della distribuzione radiale di sorgenti X ha messo in evidenza come queste siano confinate all'interno del raggio di metà massa dell'ammasso, come in genere osservato per GC con alte densità centrali (e.g. [Pooley et al. 2002b](#)) e quindi in contrasto con quanto osservato in ammassi più simili a quello in esame, con densità centrali più basse (e.g. ω Cen¹, [Rutledge et al. 2001](#); [Gendre et al. 2003](#); [Cool et al. 2002](#)). Inoltre, M71 non sembra contenere alcuna LMXB, visto che nessuna sorgente mostra le tipiche alte luminosità associate a questi oggetti ($L_X > 10^{32}$

¹A questo proposito, E08 propone che l'anomalia non sia da ricondursi a M71, bensì al basso livello di segregazione di massa ed il lungo tempo di rilassamento di ω Centauri.

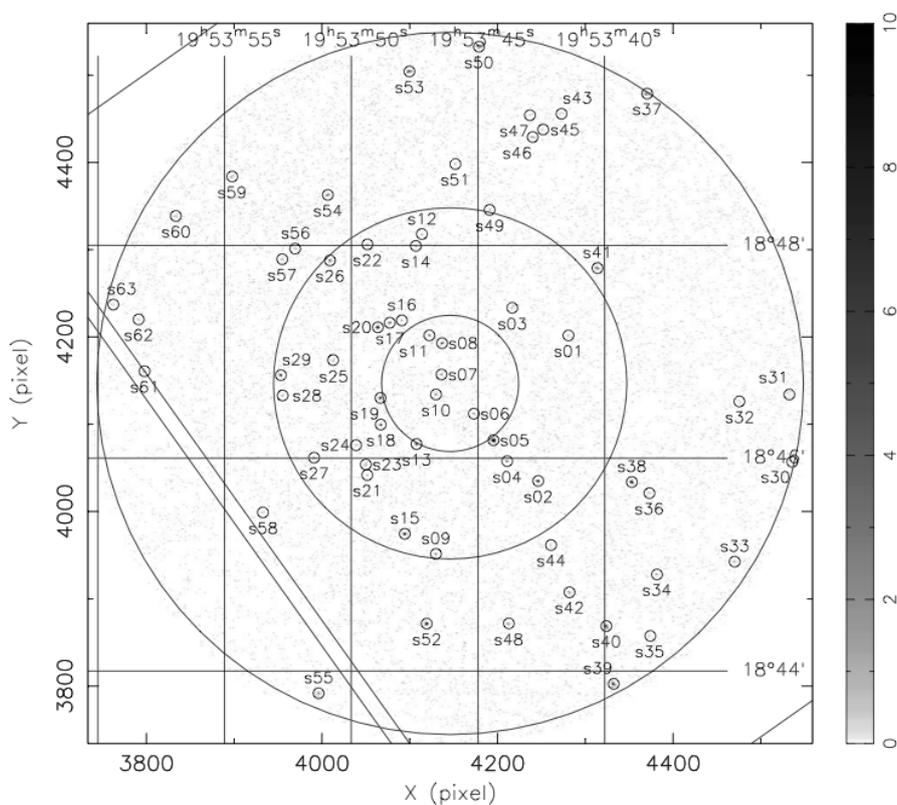


Figura 7.2: Immagine dell'ammasso M71 visto da Chandra nel range 0.3-8.0 keV. I cerchi piccoli racchiudono le sorgenti X rilevate accompagnate dal loro nome. I cerchi concentrici centrati sull'ammasso hanno raggio, a partire dal più piccolo, pari a r_c , r_h e $2r_h$. Le linee diagonali in basso a sinistra identificano i confini di due diversi chip del rivelatore (Fig.1 in [Elsner et al. 2008](#)).

erg/s), ben al di sopra del limite di detezione.

Una prima ricerca delle controparti ottiche delle sorgenti X è riportata in [Huang et al. \(2010\)](#), d'ora in avanti H10. In questo lavoro vengono analizzati alcuni dati d'archivio HST tra cui quello da noi utilizzato per questo lavoro (dataset EP1). L'analisi ha messo in evidenza 38 possibili controparti per 28 sorgenti X. Tra queste, una è stata identificata come CV (s29) e due come AB (s02, s20). Sono inoltre presenti sette possibili candidate CV e dodici possibili candidate AB (si veda Tab.2 di H10). Viene inoltre proposta una possibile candidata per la MSP M71A (s08), sulla base della coincidenza posizionale, la quale, come da essi stessi descritto, possiede caratteristiche non compatibili con quelle previste dalla banda radio. Una completa analisi di una nuova controparte ottica di M71A, da noi proposta, è presentata nei Cap. 5 e 6.

Le analisi riportate in E08 e H10 mostrano come la popolazione X di M71 sia di gran lunga superiore in numero a quella attesa dal confronto con altri GC, sia sulla base della massa² che sulla base del rate di collisioni. In Fig. 7.3 (Fig.6 in H10) viene riportato, per un campione di GC, tra cui M71, il numero di sorgenti X con $L_X \geq 4 \cdot 10^{30}$ erg/s all'interno del raggio di metà massa in funzione del parametro collisionale Γ (si veda sezione 2.1.1; [Hut and Verbunt 1983](#); [Verbunt 2003](#)).

È evidente come M71 si trovi largamente al di fuori della curva di best-fit: $N \propto \Gamma^{0.74 \pm 0.03}$ (curva tratteggiata; si veda [Pooley et al. 2003](#)). Difatti, l'eccesso di sorgenti X osservato non è atteso, vista in particolare la bassa densità di stelle in M71. Una possibile spiegazione per questo eccesso è che una grande percentuale di CV ed AB sia, per ragioni da chiarirsi, di origine primordiale; in maniera complementare, questo eccesso può essere giustificato da una pesante contaminazione dell'ammasso da parte di sorgenti di foreground e background.

Un ulteriore studio è stato effettuato da [Pietrukowicz \(2009\)](#), il quale ha analizzato l'ammasso in un intervallo spettrale centrato intorno alla riga $H\alpha$. Da questo lavoro si sono identificate cinque possibili controparti X con eccesso $H\alpha$.

È inoltre presente, in letteratura, un'analisi di alcune immagini di M71 in banda infrarossa nella quale si sono ricercate stelle con variabilità, sia intrinseca che dovuta alla presenza di esopianeti ([McCormac et al., 2014](#)). Tuttavia questo lavoro non aggiunge utili informazioni alla nostra analisi, in quanto nessuna delle stelle variabili qui identificate ha una nota controparte X.

²Viene generalmente assunto che il numero di sorgenti X in un GC sia, in prima approssimazione, proporzionale alla sua massa.

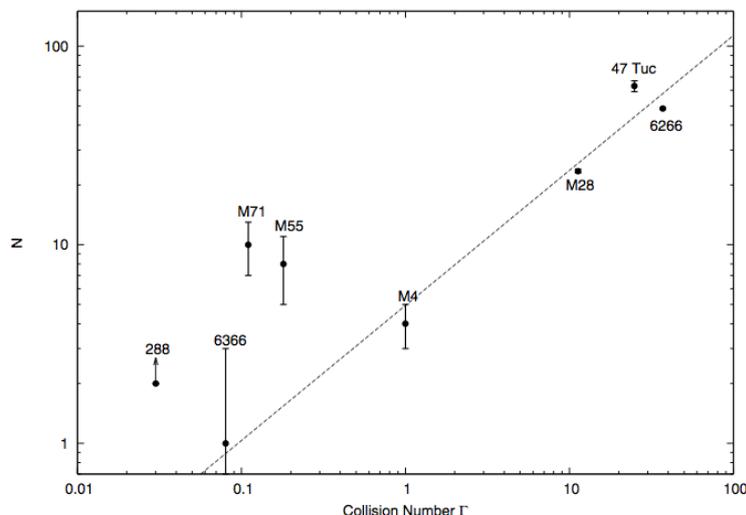


Figura 7.3: Numero di sorgenti X con $L_X \geq 4 \cdot 10^{30}$ erg/s all'interno del raggio di metà massa di alcuni GC in funzione del parametro collisionale. La linea tratteggiata rappresenta il best fit dei dati ottenuto da [Pooley et al. \(2003\)](#). E' evidente che il numero di sorgenti X rilevate per M71 sia superiore a quello atteso.

7.3 Analisi controparti ottiche

La ricerca di controparti ottiche presentata in H10 fa uso di una serie di dataset di osservazioni, tra cui il dataset EP1, utilizzato anche in questo lavoro.

Mediante il dataset EP2 e la sua combinazione col dataset EP1 siamo stati in grado di approfondire questa ricerca sotto due fondamentali punti di vista: da una parte, data la profondità delle osservazioni nel dataset EP2, abbiamo potuto identificare nuove candidate controparti, fino a ~ 2 magnitudini più deboli rispetto a quelle trovate in H10; dall'altra, mediante l'analisi dei moti propri (si veda sezione 4.3) siamo stati in grado di determinare indicativamente, per le stelle comuni tra i due dataset, l'appartenenza della candidata al GC, al campo o al background.

Tuttavia, tutte le candidate con magnitudine V_{F606W} maggiore di 16 risultano saturate e non è stato possibile analizzarle; un'elenco di queste ultime è consultabile in H10.

Per la ricerca delle controparti ottiche abbiamo inizialmente analizzato un'area circolare centrata sulla posizione della sorgente X e con raggio $r = \sigma_X + \sigma_{opt}$ (si veda Tab. 7.2), dove σ_X è il raggio di confidenza entro cui si trova la sorgente X al 95%³ (si veda colonna 6 in Tab.1 in E08), mentre $\sigma_{opt} \approx 0.2''$ è la nostra incertezza

³Tale valore è variabile tra sorgente e sorgente sostanzialmente a causa della sua luminosità e della sua posizione nel rivelatore.

astrometrica (si veda sezione 3.4.1).

Tutte le stelle contenute all'interno di questa area circolare sono state considerate possibili candidate sulla base della loro coincidenza posizionale e sono state pertanto analizzate nel dettaglio come spiegato di seguito.

Essendo la densità di stelle all'interno del raggio di core di M71 pari a ~ 0.34 arcsec $^{-2}$, la probabilità di trovare una stella non associata, ma in una posizione compatibile con quella della sorgente X⁴, è di circa il 50%. Pertanto, per ogni sorgente X ci aspettiamo di trovare in coincidenza posizionale, in media, circa due possibili controparti ottiche.

Nonostante ciò, si tenga conto che comunque in M71, a differenza di altri GC, il fenomeno di “crowding” (i.e. la grande densità di stelle del GC, in particolare nelle zone centrali) non rappresenta un grosso problema e già la sola coincidenza posizionale è un importante indizio per l'identificazione delle controparti ottiche delle sorgenti X.

Innanzitutto, abbiamo verificato, per ciascuna candidata, la sua posizione nel CMD in entrambi i dataset. Infatti, come precedentemente accennato, qualora la stella faccia effettivamente parte del GC, una posizione anomala nel CMD, ancor più se variabile tra le due epoche di osservazione, rappresenta una ulteriore caratteristica a favore della sua possibile natura “esotica”.

Si è quindi analizzata l'eventuale variabilità della stella. Si sono stimate, da una parte, le eventuali differenze di magnitudine tra i due dataset: difatti, un'evidente differenza potrebbe essere associata a fenomeni di variabilità sul lungo periodo (ricordiamo che, nel nostro caso, $\Delta t \approx 7$ anni); dall'altra, sfruttando la campionatura temporale dei singoli dataset, si è costruita, per le candidate più interessanti, una completa curva di luce in modo tale da mettere in evidenza l'eventuale variabilità su breve periodo, comune caratteristica che spesso contraddistingue l'emissione ottica associata a sistemi binari esotici.

Quindi, per le stelle in comune tra i due dataset, si sono analizzati i moti propri delle candidate nei diagrammi $\mu_\alpha \cos(\delta)$ vs μ_δ (Fig. 4.10). Ciò ci ha permesso, in alcuni casi, di comprendere se le candidate sono effettivamente membre dell'ammasso o sorgenti di campo o di background.

In Tab. 7.2 mostriamo dunque un elenco con le caratteristiche dei soli oggetti che risultano essere nuovi candidati o per i quali son disponibili informazioni aggiuntive rispetto a quelle presentate in H10 (i.e. moto proprio e/o variabilità). Pertanto l'elenco di sorgenti qui analizzate non è assolutamente da considerarsi come completo, bensì complementare a quello già presente in letteratura. Qualora la stessa sorgente

⁴Tale quantità è calcolabile mediante la relazione $P = 1 - \exp(-\pi\rho r^2)$, dove ρ è la densità superficiale di stelle con magnitudine simile a quella della candidata controparte e r è l'accuratezza della soluzione astrometrica.

X abbia più candidate controparti ottiche, esse vengono elencate con lo stesso nome seguito da una lettera in ordine alfabetico.

In Fig. 7.4 mostriamo le mappa di localizzazione delle candidate controparti nelle quali l'area circolare, centrata sulla sorgente X, rappresenta la zona entro cui è stata ritenuta valida l'associazione. In Fig. 7.5 (pannello in alto) presentiamo il CMD ottenuto con i dati del dataset EP2, nel quale vengono riportate le posizioni delle varie candidate controparti, mentre in Fig. 7.5 (pannello in basso) riportiamo i loro moti propri, laddove è stato possibile determinarli. Per le candidate con un'interessante variabilità viene riportata, in Fig. 7.6, la curva di luce per le osservazioni con il dataset EP2.

Un utile mezzo per classificare la natura delle varie sorgenti X con controparti ottiche è il rapporto tra la luminosità X e la magnitudine assoluta in banda V della candidata (Verbunt et al., 2008). La curva con rapporto X su ottico costante che separa approssimativamente le LMXB dalle CV è:

$$\log L_{X,0.5-2.5 \text{ keV}} (\text{erg/s}) = 36.2 - 0.4M_V \quad (7.1)$$

dove M_V è la magnitudine assoluta nei filtri V del sistema fotometrico Johnson. La curva che invece separa approssimativamente le CV dalle AB è:

$$\log L_{X,0.5-2.5 \text{ keV}} (\text{erg/s}) = 34.0 - 0.4M_V \quad (7.2)$$

Queste relazioni, determinate sperimentalmente su un ricco catalogo di sorgenti X di 47 Tuc (Edmonds et al., 2003, e referenze al suo interno), sono state poi validate dalla popolazione esotica di altri ammassi come NGC 6397, NGC 6752, M4, NGC 288, M55, NGC 6366 (Grindlay et al. 2001a; Cool et al. 1998; Grindlay et al. 2001b; Taylor et al. 2001a; Pooley et al. 2002a; Bassa et al. 2004; Kong et al. 2006; Bassa et al. 2008) e per M71 in H10.

Dal momento che le magnitudini ottenute con i filtri F606W differiscono da quelle del filtro fotometrico V di Johnson, è stato necessario convertire le prime nelle seconde. Per fare ciò si è seguita la procedura ed i parametri riportati in Sirianni et al. (2005). La luminosità X in funzione della magnitudine assoluta V di Johnson è riportata in Fig. 7.7. In questa non viene riportata la relazione 7.1, in quanto non sono presenti sorgenti con una luminosità X sufficientemente elevata da poter essere associate ad una LMXB.

Si tenga conto che le luminosità X sono state calcolate per sorgenti poste alla distanza di M71 e, allo stesso modo, le magnitudini assolute sono state ricavate da quelle apparenti correggendo per il modulo di distanza e l'arrossamento di M71. Pertanto le luminosità X e ottiche saranno sovrastimate e sottostimate rispettivamente per sorgenti di campo e per le sorgenti nel background.

Tabella 7.2: Principali caratteristiche delle controparti ottiche delle sorgenti X. Vengono riportate, da sinistra a destra: nome della sorgente X come da E08, RA e Dec delle candidate controparti, raggio dell'area circolare (centrata sulla posizione X) entro cui è stata effettuata la ricerca delle controparti, distanza della candidata dalla sorgente X, magnitudini V_{F606W} e I_{F814W} rispettivamente nei dataset EP1 e EP2 ed il logaritmo della luminosità X (si veda Tab.2 in H10). Laddove non è disponibile alcuna informazione viene posta una "/". I valori tra parentesi rappresentano l'incertezza della misura sull'ultima cifra decimale.

Nome	RA (J2000)	Dec (J2000)	r_{σ} (")	Dist. (")	V_{F606W}^{EP1}	I_{F814W}^{EP1}	V_{F606W}^{EP2}	I_{F814W}^{EP2}	$\log(L_X)$ (erg/s)
s01	19 53 41.444	18 47 09.75	1.0	0.531	20.83(1)	19.94(1)	20.866(4)	19.935(8)	29.85
s03b	19 53 43.616	18 47 24.41	1.0	0.568	18.92(1)	18.13(2)	18.928(6)	18.12(1)	29.95
s03c	19 53 43.613	18 47 25.06	1.0	0.654	23.69(3)	22.71(5)	23.75(1)	22.66 (1)	29.95
s03d	19 53 43.560	18 47 24.82	1.0	0.740	25.2(2)	23.07(5)	25.35(3)	23.10(2)	29.95
s04b	19 53 43.856	18 45 57.71	0.7	0.559	22.68(2)	21.39(3)	22.768(7)	21.42(1)	30.63
s05	19 53 44.394	18 46 10.13	0.7	0.086	22.27(2)	21.49(3)	22.433(6)	21.62(2)	31.61
s06b	19 53 45.171	18 46 25.66	0.9	0.560	/	/	26.28(6)	25.97(4)	30.15
s06c	19 53 45.145	18 46 25.93	0.9	0.865	19.99(1)	18.927(7)	19.981(8)	18.935(5)	30.15
s08	19 53 46.406	18 47 04.79	0.7	0.126	/	/	25.82 ^a	24.83 ^a	30.78
s11	19 53 46.907	18 47 09.53	0.7	0.369	/	/	26.78(1)	24.09(3)	/ ^b
s14a	19 53 47.453	18 48 00.09	0.9	0.597	23.45(4)	20.86(2)	23.47(2)	20.857(2)	30.03
s14b	19 53 47.451	18 47 59.43	0.9	0.142	25.4(1)	25.1(1)	25.21(3)	24.93(5)	30.03
s14c	19 53 47.464	18 47 59.90	0.9	0.371	26.4(2)	23.46(6)	25.74(4)	23.08(2)	30.03
s17	19 53 48.473	18 47 16.24	0.7	0.145	/	/	26.73(5)	25.19(7)	/
s19c	19 53 48.855	18 46 33.62	0.7	0.423	21.45(1)	20.03(2)	21.337(8)	19.95(1)	30.95
s22b	19 53 49.362	18 48 01.54	1.0	0.992	24.99(7)	22.81(4)	25.01(1)	22.84(1)	30.02
s41	19 53 40.298	18 47 47.13	0.8	0.145	21.60(2)	20.84(2)	21.420(5)	20.719(8)	30.69
s49b	19 53 44.510	18 48 19.55	1.0	0.581	20.94(1)	18.37(2)	20.845(6)	18.328(5)	30.13

^a Le magnitudini riportate per la controparte ottica della sorgente s08, ovvero M71A, sono quelle medie lungo tutto il periodo orbitale, stimate nel miglior modello adottato per descrivere la completa curva di luce. Per maggiori informazioni, si veda il Cap. 6.

^b L'assenza del logaritmo della luminosità X è dovuto al fatto che tale valore non viene riportato né in E08 né in H10.

Continuo della Tabella 1.2: per le stesse candidate controparti ottiche si riportano, da sinistra a destra: la possibile classificazione morfologica (Class.) tra AB, CV, MSP, AGN, la variazione di RA e Dec assoluta tra le due epoche di osservazione in unità di milliarcosecondi annui (si veda sezione 4.3) e l'appartenenza (Loc.) della candidata al GC, al campo (F) o al background (BG). Laddove non è disponibile alcuna informazione viene posta una “/”. I valori tra parentesi rappresentano l'incertezza della misura sull'ultima cifra decimale.

Nome	Class.	$\mu_{\alpha} \cos(\delta)$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Loc.
s01	AB?	-2.44(6)	-3.5(1)	F
s03b	AB?	-2.71(4)	-2.28(3)	GC
s03c	CV?	-0.7(3)	-3.5(4)	F
s03d	CV/AGN?	/	/	/
s04b	CV?	-2.0(3)	-1.92(2)	F
s05	AGN	0.1(3)	-0.2(2)	BG
s06b	CV/MSP?	/	/	/
s06c	AB?	-1.4(4)	-1.61(6)	F
s08	MSP	/	/	GC
s11	?	/	/	/
s14a	/	-1.9(2)	-7.51(2)	F
s14b	CV?	/	/	GC
s14c	CV/AGN?	/	/	/
s17	?	/	/	/
s19c	AB?	/	/	/
s22b	?	-2.5(6)	-2.6(3)	GC
s41	AGN	0.2(1)	0.41(6)	BG
s49b	AB	-8.57(6)	-8.17(4)	F

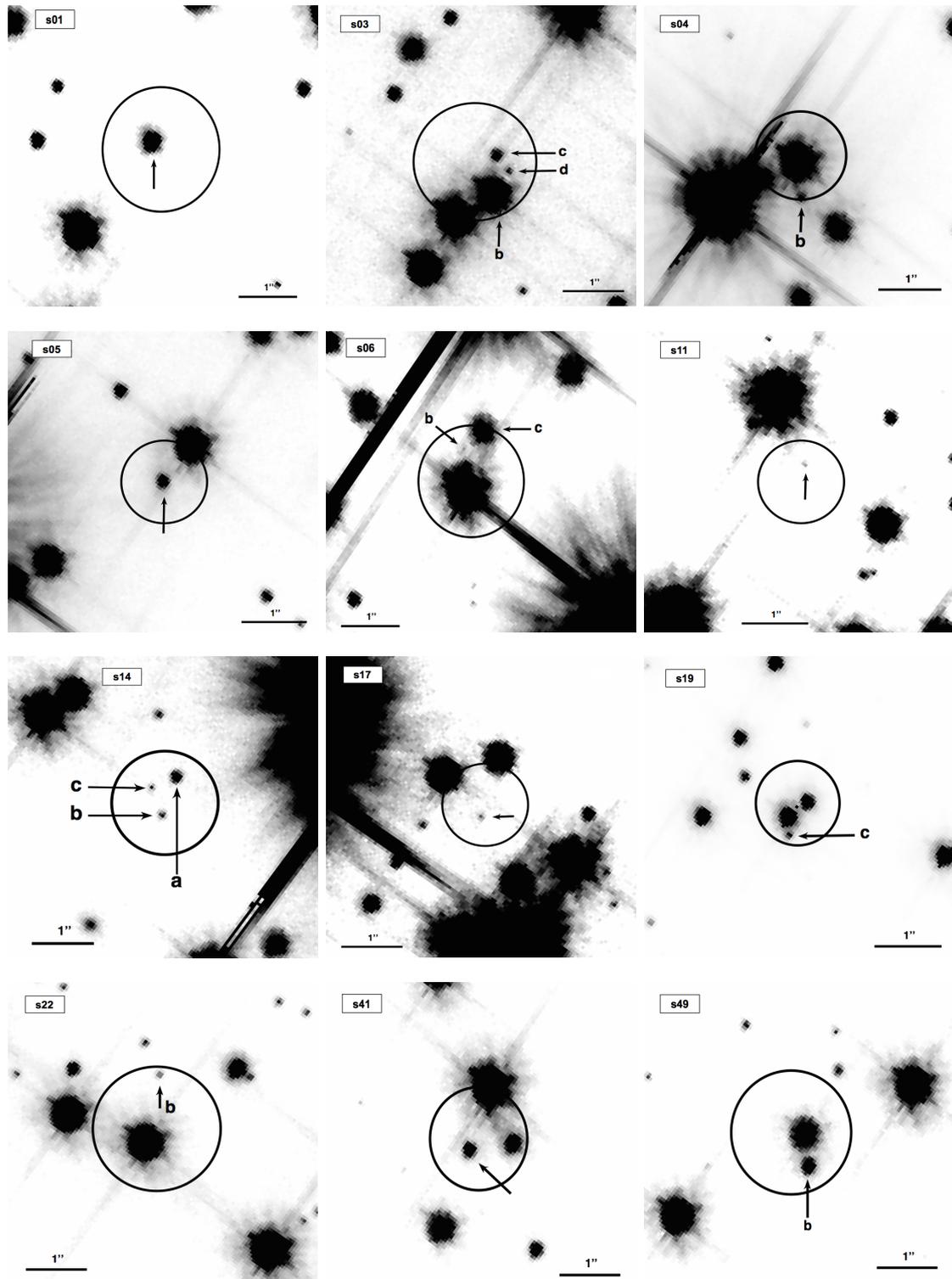


Figura 7.4: Mappe 5" x 5" delle candidate controparti ottiche, ottenute con il filtro V_{F606W} . Il cerchio rappresenta l'area entro cui si è ritenuta valida l'associazione con la sorgente X (si veda testo). Per la mappa della sorgente s08, ovvero M71A, si veda Fig. 5.3. In ciascun pannello il NORD è in alto, mentre la direzione EST a sinistra.

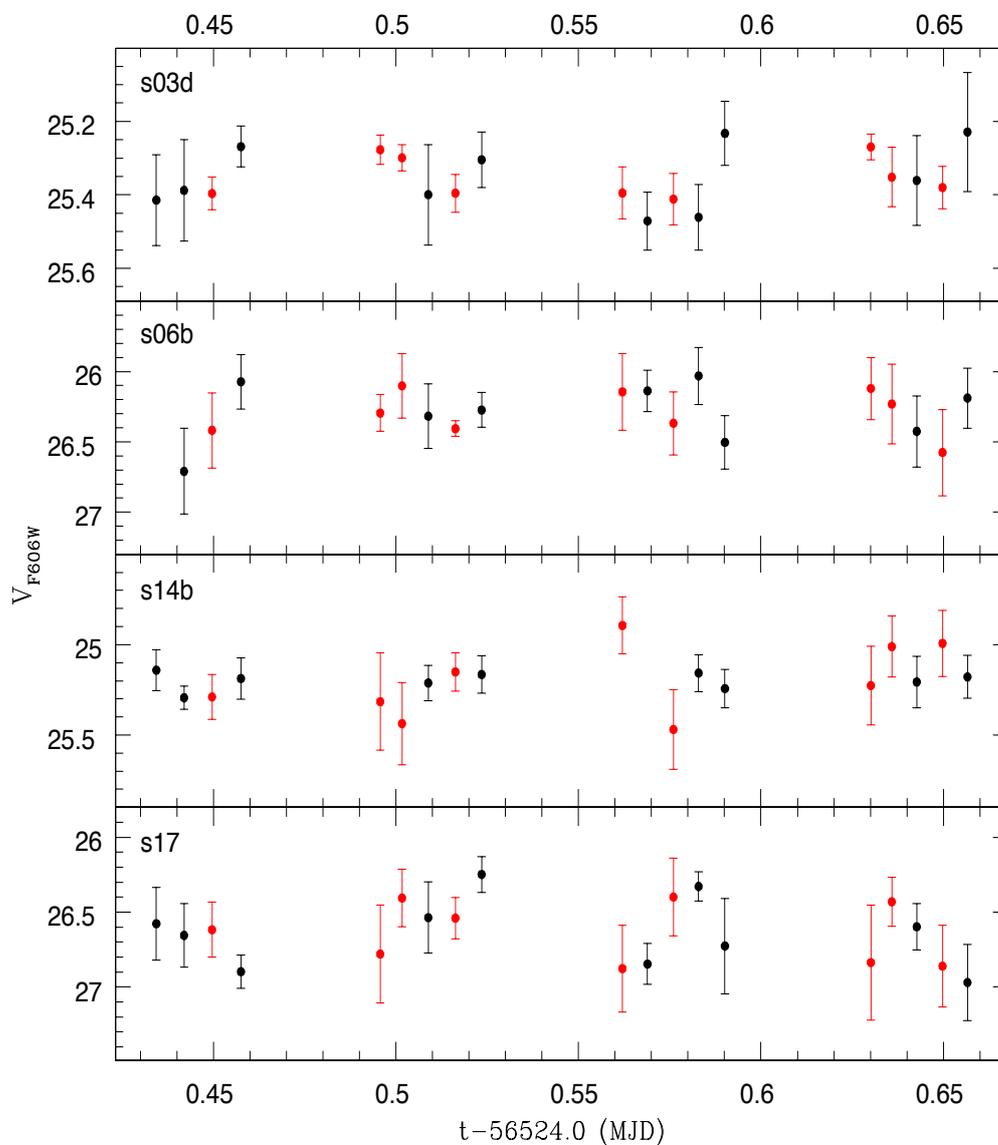


Figura 7.6: Curve di luce per le candidate controparti che mostrano variabilità nel periodo coperto dalle osservazioni del dataset EP2. In ascissa viene riportato il tempo MJD in cui è stata effettuata l'osservazione, mentre in ordinata vengono riportate le magnitudini V_{F606W} . I punti neri rappresentano le vere e proprie magnitudini V_{F606W} , mentre i punti rossi rappresentano le magnitudini I_{F814W} riportate alle V_{F606W} sommando alle prime l'indice di colore medio lungo tutta la curva.

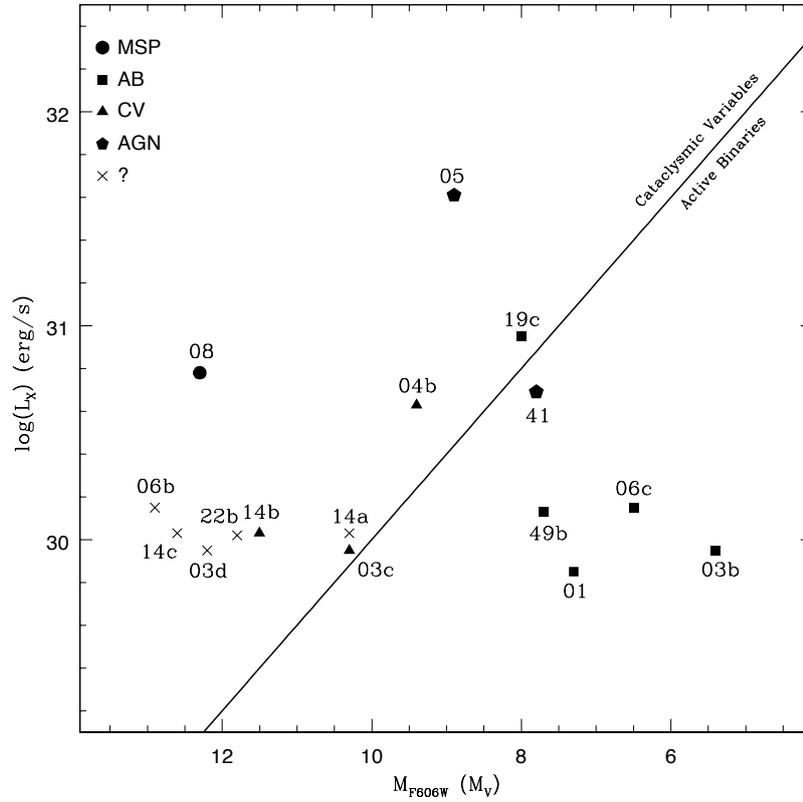


Figura 7.7: Logaritmo della luminosità X (0.5-2.5 keV) in funzione della magnitudine assoluta in banda V per le candidate controparti ottiche. Le MSP sono indicate con un pallino, le AB con un quadrato, le CV con un triangolo, gli AGN con un pentagono, mentre tutte le candidate prive di una possibile chiara identificazione vengono identificate con una croce. La linea diagonale, data dalla relazione $\log L_{X,0.5-2.5\text{keV}}(\text{erg/s}) = 34.0 - 0.4M_V$ separa in maniera approssimativa le AB dalle CV (si veda [Verbunt et al. 2008](#)).

7.3.1 Risultati

Riportiamo dunque una descrizione delle caratteristiche principali di ciascuna candidata controparte ottica esaminata durante questo lavoro.

s01

Viene classificata in H10 come possibile AB. Il suo basso rapporto X/ottico conferma questa possibilità, tuttavia la sua posizione blu rispetto alla MS di M71 è

insolita per questo genere di oggetti. Difatti l'analisi del suo moto proprio ha messo in evidenza come non si tratti di una stella appartenente al GC, bensì molto più probabilmente di una stella di campo. Non mostra inoltre alcun segno di variabilità. Essendo, finora, l'unica candidata presente entro il raggio di incertezza, riteniamo possa effettivamente essere la controparte ottica di una AB di campo.

s03

La regione nei dintorni di s03 è ricca di stelle. La candidata controparte più vicina alla sorgente X, s03a, è satura nel nostro dataset e viene classificata da H10 come possibile AB.

s03b è posizionata sulla MS dell'ammasso, presenta un basso rapporto X/ottico e l'analisi del moto proprio ha messo in evidenza la sua appartenenza al GC. Non mostrando inoltre variabilità, riteniamo che questa possa essere considerata una normale stella dell'ammasso, quindi non associata alla sorgente X.

s03c presenta una posizione nel CMD particolarmente blu ed un rapporto X/ottico al confine tra quello tipicamente atteso per le AB e le CV. Dal suo moto proprio si evince la sua non appartenenza al GC. L'insieme di questi fattori può farci classificare questa candidata come una possibile CV di campo.

Un'ulteriore candidata, non presente in H10, è s03d. Essa si colloca nella bassa MS dell'ammasso ed il rapporto X/ottico appare piuttosto alto per poter classificare questo oggetto come AB. Risulta inoltre leggermente variabile ($\sim 1\sigma$ rispetto alla tipica variabilità delle stelle di pari magnitudine).

Pertanto, qualora fosse la vera controparte di s03, potrebbe essere una CV, la cui emissione è dominata dalla compagna non degenera della WD o un AGN, la cui luminosità apparentemente bassa è dovuta all'erronea distanza associatagli. Non è possibile distinguere quale delle due possibilità sia più plausibile in quanto, non avendo il moto proprio, non è chiara la sua appartenenza o meno al GC.

Non siamo quindi in grado di stabilire con certezza quale delle quattro possibili candidate sia la vera controparte ottica di s03. Un follow-up in banda X ed ottica ed eventualmente un'analisi spettroscopica (per le sole candidate più brillanti, s03a e s03b) potrebbe porre luce sulla vera natura di questi oggetti. s

s04

La candidata presentata in H10, s04a, è classificata come possibile AB e risulta satura nel nostro dataset.

Un'altra possibile candidata, s04b presenta un moto proprio incompatibile con quello di M71. Qualora fosse lei la vera candidata, potrebbe essere una CV di campo la cui emissione è dominata dalla stella compagna non degenere. Non mostrando tuttavia alcun segno di variabilità, concludiamo che la candidata più probabile rimanga s04a.

s05

Si tratta della sorgente X più brillante dell'ammasso, presenta colori blu ed un alto rapporto X/ottico. La controparte ottica di s05 viene classificata in H10 come una possibile CV luminosa o AGN in background. Il suo spettro X è infatti troppo hard ($\Gamma = 1.55 \pm 0.1$) per essere associato ad una LMXB.

Dal momento che il suo moto proprio assoluto è compatibile con uno spostamento nullo tra le due epoche, riteniamo che questa sorgente sia un AGN in background. Tuttavia non è possibile escludere al 100% che si tratti di una CV con moto proprio lungo la nostra linea di vista, nonostante quest'ultimo caso sia alquanto improbabile.

Non mostra inoltre segni di variabilità nel breve periodo, come generalmente atteso per una CV, ma è presente una variazione di magnitudine sul lungo periodo ($\Delta t \approx 7$ anni) con $\Delta V_{F606W} = 0.16 \pm 0.02$ e $\Delta I_{F814W} = 0.13 \pm 0.03$ tra i due dataset.

Riteniamo pertanto che s05 sia effettivamente un AGN, attualmente non presente in alcun catalogo.

Vista la sua luminosità ottica, un'ulteriore conferma potrebbe venire da un'analisi spettroscopica della candidata. Essa è inoltre una delle sorgenti utilizzate per determinare in maniera più accurata il moto proprio di M71 rispetto ad un sistema di riferimento assoluto (si veda sezione 4.3.1).

s06

La candidata principale proposta in H10, s06a, è classificata come possibile AB ma risulta satura nel dataset EP2. Nella nostra analisi troviamo due ulteriori candidate.

s06b è una stella molto debole, che presenta una curva di luce variabile (oltre 2σ se confrontata con la tipica variabilità delle stelle di pari magnitudine), con differenze di magnitudine dell'ordine dell'unità. La sua posizione, proiettata sul piano del cielo, risulta prossima al centro del GC, ad una distanza di ~ 0.7 volte il raggio di core. Nel CMD, invece, si trova tra la MS e il ramo delle WD.

Le sue caratteristiche ricordano in parte quelle della COM-M71A (s08 nella classificazione X): sia per quanto concerne la sua posizione nel CMD, la sua variabilità su breve periodo ed il rapporto X/ottico; nonostante una più bassa luminosità X,

la quale potrebbe essere sottostimata nel caso s06b sia una sorgente di campo (non è stato possibile stimare il suo moto proprio a causa della sua bassa luminosità). Riteniamo pertanto che s06b sia un oggetto di estremo interesse, meritevole di un'analisi più approfondita, in quanto potrebbe trattarsi della compagna di una MSP ancora non rivelata in banda radio e, vista la sua posizione rispetto al centro di M71, probabilmente appartenente ad esso.

Al fine di confermare questa ipotesi è necessaria, in primo luogo, una profonda osservazione della sorgente in banda radio: non è infatti strano che, nel caso si tratti di un oggetto analogo a M71A, la precedente osservazione non abbia rilevato l'eventuale MSP. Non si può difatto escludere che la sua eventuale emissione radio fosse sotto il limite di detezione o che il cono di emissione non intersechi la nostra linea di vista (in questo ultimo caso l'emissione radio non verrà mai rivelata). Inoltre MSP binarie richiedono in genere lunghe osservazioni e tecniche di ricerca peculiari; ed è pertanto probabile che i parametri d'indagine della precedente survey radio non coprissero quelli orbitali di questa eventuale MSP. Ancora, l'eventuale presenza di eclissi del segnale radio, combinato ad una sua intrinseca debolezza, renderebbero la detezione della PSR ancora più difficoltosa.

Date dunque le informazioni in nostro possesso fino ad ora, non possiamo escludere che s06b possa essere anche una CV, mentre, data la sua variabilità, escludiamo si tratti di un AGN in background.

È inoltre presente un'ulteriore candidata, s06c, il cui moto proprio non è compatibile con quello del GC. Non mostra variabilità e, dalla sua posizione nel CMD e dal suo basso rapporto X/ottico, se fosse quindi la compagna, potrebbe trattarsi di una AB.

s08

Si tratta della controparte X della MSP M71A, oggetto principale di questo lavoro di tesi. Per una descrizione ed un'analisi dettagliata delle sue caratteristiche in banda ottica, X e radio, si vedano i Cap. 5 e Cap. 6, ad essa interamente dedicati.

s11

Nel dataset EP2 è presente un'unica debolissima stella, in una posizione compatibile con la sorgente X, collocata circa nella MS del GC. Tale candidata è al di sotto del limite di detezione per l'analisi in H10.

La luminosità X non viene riportata né in H10 né in E08, pertanto non è possibile tentare una classificazione sulla base del suo rapporto X/ottico. Tuttavia il numero di conteggi X non eccessivamente basso (si veda Tab.1 in E08) può far pensare ad una CV o ad un AGN in background.

Date le informazioni in nostro possesso, tuttavia, non è possibile tentare una classificazione più accurata e la vera controparte ottica potrebbe trovarsi, ancora, sotto il limite di detezione.

Non è possibile inoltre trarre informazioni dalla curva di luce, dal momento che questa risulta dominata dalle incertezze fotometriche.

Un follow-up in banda ottica ed X potrebbe chiarire la situazione.

s14

La prima candidata controparte, s14a, è una stella con un moto proprio compatibile con quello delle stelle di campo. Non mostrando inoltre variabilità, non riteniamo sia una valida candidata controparte di s14.

s14b è invece classificabile come possibile CV o AGN. Pur non avendo il moto proprio, riteniamo che sia membra del GC, in quanto posizionata nel ramo delle WD, ovvero in una zona in cui la contaminazione da parte di oggetti esterni all'ammasso è alquanto ridotta. Riteniamo quindi possa trattarsi di una CV la cui emissione è dominata dall'oggetto compatto. Tale ipotesi sembra inoltre essere avallata da una leggera variabilità ($\sim 2\sigma$) visibile nella sua curva di luce e dal suo rapporto X/ottico.

s14c è un'ulteriore possibile candidata classificabile come CV o AGN. Collocata nella MS del GC, la sua curva di luce non mostra alcuna variabilità. Il rapporto X/ottico particolarmente alto potrebbe essere riconducibile ad un AGN con una debolissima controparte ottica o ad una CV il cui flusso è dominato da una compagna non degenera di piccolissima massa.

Viste le caratteristiche di s14b, riteniamo che essa sia la candidata controparte più probabile tra le tre. Una conferma definitiva potrebbe arrivare da un follow-up fotometrico con diversi filtri, ottimizzato per confermare la variabilità da noi proposta.

s17

La sorgente è collocata al di fuori del campo di vista del dataset EP1, pertanto non ha candidate controparti in H10.

Nel nostro dataset è presente invece un'unica candidata, la cui posizione è compatibile con la sorgente X e collocata in una posizione blu rispetto alla MS. La curva di luce mostra un certo livello di variabilità ($\sim 2\sigma$) che potrebbe essere associato ad una CV o ad una MSP. Non essendo disponibile la luminosità X non è possibile tentare una classificazione sulla base del rapporto X/ottico.

Al fine di appurare la natura della sorgente, sarebbe di grande utilità una più approfondita analisi fotometrica X ed ottica.

s19

Le candidate controparti s19a e s19b sono entrambe sature nel dataset EP2. Di s19c, pur non essendo satura, non è stato possibile determinare il suo moto proprio, vista la sua estrema vicinanza ad un'altra stella satura, fattore che ne ha impedito l'identificazione con il software utilizzato per l'analisi dei moti propri (si veda sezione 4.3). L'analisi della sua curva di luce non mostra inoltre alcuna evidenza di variabilità. Tutte e tre le candidate sono classificate come possibili AB, visto lo spettro X soft ($\Gamma = 2.61 \pm 0.4$) ed il basso rapporto X/ottico ad eccezione di quello della s19c, sufficientemente alto da poter essere associato ad una CV.

Un follow-up spettroscopico di tutte e tre le candidate metterebbe in evidenza le peculiari righe di emissione dei sistemi AB (Montes et al., 1997) e confermerebbe dunque l'associazione di una delle candidate alla sorgente X.

s22

s22a, satura nel nostro dataset, è classificata come sorgente di campo, vista la sua anomala posizione nel CMD. Non è chiaro tuttavia se possa trattarsi della vera controparte della sorgente X, laddove, visto il suo basso rapporto X/ottico, potrebbe essere classificata come AB.

Nel nostro lavoro riportiamo un'ulteriore possibile controparte, s22b, ad una distanza piuttosto grande dalla posizione X, ma ancora compatibile entro gli errori. Posizionata nel CMD dell'ammasso, dal suo rapporto X/ottico potrebbe essere associata ad una CV la cui emissione è dominata dalla compagna non degenera della WD.

Viste le caratteristiche incerte di s22b e la sua lontananza dalla sorgente X, riteniamo che s22a sia, per ora, una candidata più probabile.

s41

Classificata in H10 come possibile CV o AGN, è collocata in una posizione blu rispetto alla MS ed il suo rapporto X/ottico è alto, ma compatibile con quello generalmente atteso per una AB.

Il moto proprio da noi determinato per questa candidata è compatibile con una posizione fissa nel cielo. Pertanto, come per s05, riteniamo che s41 sia un AGN nel background dell'ammasso. La sua curva di luce non mostra evidenze di variabilità sul breve periodo ma, tra le due epoche di osservazione, in maniera simile a s05, vi è

una differenza di magnitudine $\Delta V_{F606W} = -0.18 \pm 0.02$ e $\Delta I_{F814W} = -0.12 \pm 0.02$. È inoltre posizionata al di fuori del raggio di metà massa dell'ammasso, dove la probabilità di trovare un oggetto di campo o di background che contamina la popolazione del GC è ovviamente maggiore.

Di nuovo, come per s05, non è possibile escludere al 100% che questa sorgente sia una CV di campo con moto proprio lungo linea di vista, nonostante quest'ultimo scenario sia altamente improbabile. La sua magnitudine ottica è sufficientemente bassa da consentirne un follow-up spettroscopico, il quale confermerebbe definitivamente la natura di questa sorgente.

Come anche s05, s41 è una delle sorgenti nel background utilizzata per determinare il moto proprio di M71 rispetto ad un sistema di riferimento assoluto.

s49

Questa sorgente ha due possibili controparti ottiche, delle quali la prima, s49a, è satura nel dataset EP2. Entrambe le candidate sono situate in una posizione particolarmente rossa rispetto alla MS dell'ammasso.

Il grande moto proprio di s49b è riconducibile ad una sorgente di campo ed il suo rapporto X/ottico è in linea con quello atteso per le AB. Non mostra variabilità nella sua curva di luce ma, come mostrato in Pietrukowicz (2009), tale sorgente presenta un eccesso di emissione nella regione $H\alpha$. Viste tali caratteristiche, riteniamo che s49b sia la vera controparte ottica di s49, classificabile come AB di campo.

7.4 Sommaro e Discussione

Oltre alla scoperta della controparte ottica della sorgente s08, ovvero la MSP M71A, questo lavoro ha permesso l'identificazione di due AGN nel background: s05 e s41. Queste due sorgenti, inizialmente classificate come possibili CV o AGN, sono state associate a quest'ultima classe grazie allo studio del loro moto proprio. Per un ammasso con così bassa densità centrale, non è difatti strano che siano chiaramente visibili galassie ed AGN, anche se prospetticamente posizionate nelle zone centrali del GC.

Abbiamo inoltre chiarito la natura della sorgente s49 che, visto il suo moto proprio e le sue caratteristiche in banda ottica, è stata classificata come AB appartenente al campo galattico.

A queste chiare identificazioni si aggiungono la CV s29, e le due AB s02 e s20, identificate in H10. Di queste ultime, tuttavia, non è stato possibile determinare la loro appartenenza al GC o evidenziare l'eventuale variabilità, poiché o fuori dal campo

di vista o sature.

Dall'unione di questo lavoro e di quello presentato in H10 possiamo quindi identificare undici candidate AB: s01 (che non appartiene al GC, bensì al campo), s03 (la quale tuttavia ha un gran numero di candidate controparti ottiche), s04, s07, s12, s15, s18, s19 (come per s03, anch'essa possiede un gran numero di candidate tutte però classificate come possibili AB), s23, s27, s28. Una frazione significativa di queste sorgenti potrebbero appartenere al campo e, a questo proposito, ricordiamo che delle quattro candidate AB (compresa s49b) di cui si è determinato il moto proprio, solo una sembra essere associabile al GC.

Abbiamo inoltre cinque candidate CV: s10, s14 (possiede più di una candidata, delle quali s14b è la più probabile e riteniamo appartenga al GC in virtù della sua posizione nel CMD), s21, s25 e s54. Si tenga ovviamente conto che senza l'analisi del moto proprio, tutte queste sorgenti sono potenzialmente classificabili come AGN.

L'interessante controparte s06b presenta caratteristiche che la rendono una buona candidata compagna di una MSP non ancora rilevata in radio. Tuttavia non è da escludersi la possibilità che si tratti di una CV. La sua posizione proiettata sul piano del cielo risulta essere prossima al centro del GC, fattore che aumenta la sua probabilità di appartenenza allo stesso. Tuttavia una conferma di ciò richiederebbe la determinazione del moto proprio.

Abbiamo inoltre presentato la prima possibile controparte ottica per le sorgenti s11 e s17. Tuttavia, vista la loro debolezza e dal momento che non viene riportata la loro luminosità X , non è stato possibile tentare una classificazione specifica.

È quindi evidente come la popolazione esotica dominante in M71 appaia esser composta principalmente da AB. Ciò è in linea con i risultati trovati per altri GC con basse densità centrali (e.g. M4, NGC 288; [Bassa et al. 2004](#); [Kong et al. 2006](#)), dove questi oggetti sono generalmente ritenuti il prodotto dell'evoluzione di sistemi binari primordiali.

Tuttavia è anche evidente come la popolazione di M71, compresa quella esotica, sia fortemente contaminata da quella del disco Galattico e dal background. Nella sezione 4.3 abbiamo infatti visto come circa il $\sim 40\%$ degli oggetti presenti nel campo di vista comune tra i due dataset non sembri appartenere al GC. Questo porta inevitabilmente alla conclusione che se, da una parte, l'eccessivo numero di sistemi binari esotici stimato in funzione del parametro di collisione (presentato in H10 e riportato qui in Fig. 7.3) può trovare una spiegazione in un grande numero

di sistemi binari primordiali ancora legati, dall'altra, tale numero, con grande probabilità, è sopravvalutato vista la pesante contaminazione emersa in questo lavoro.

Anche supponendo che una percentuale del 40% si possa applicare ai sistemi esotici, il numero di questi risulta in ogni caso particolarmente elevato, viste le caratteristiche del GC. Pertanto, l'ipotesi che la popolazione di M71 sia dominata da sistemi binari primordiali rimane aperta e ciò accomunerebbe questo GC con altri a lui simili, come NGC 6366, M55 e NGC 288 (Bassa et al., 2008), i quali tutti condividono un numero di sorgenti in eccesso rispetto a quelle predette dal parametro collisionale.

Una semplice spiegazione del fenomeno è che in GC di così bassa densità, le interazioni dinamiche non siano favorite quanto nei GC di alta densità. Questo, se da una parte impedisce la formazione di una numerosa popolazione di LMXB e MSP, impedisce anche la distruzione dei numerosi sistemi binari primordiali. Visto da un'altra prospettiva, la relativa bassa quantità di sistemi esotici in GC di alta densità (sulla base del parametro collisione e della massa dei GC) potrebbe essere collegata ad una grande efficienza nelle interazioni dinamiche che portano alla distruzione dei sistemi binari.

La conseguenza diretta di ciò è che il parametro Γ non è un buon strumento per quantificare la popolazione esotica in GC di bassa densità. Un indicatore più adatto dovrebbe difatti tenere conto della frazione di sistemi binari primordiali.

7.5 Sviluppi Futuri

Al fine di classificare e quantificare al meglio la popolazione esotica di M71, quindi di poter analizzare in maniera più appropriata le caratteristiche fisiche di questo GC, sarà di primaria importanza, nel futuro, una più estesa e dettagliata analisi del moto proprio delle stelle, con particolare attenzione a quello delle candidate controparti delle sorgenti X.

Questa nuova analisi dovrà permettere una stima del moto proprio per le stelle più deboli del campo: ciò sarà fattibile o con nuove osservazioni mirate allo scopo e/o con l'ausilio di più accurate correzioni per distorsioni geometriche che ci permetteranno l'analisi dei moti propri mediante riduzione dati effettuata con DAOPHOT II (si vedano i Cap. 3 e 4 per una più chiara esposizione della problematica).

La nuova analisi dovrà inoltre permettere la determinazione dei moti propri delle stelle più brillanti del GC (ovvero quelle dell'alta MS, del TO, del RGB etc.). In tal modo si avrà una panoramica più completa delle caratteristiche fisiche di M71 e

si potrà confermare l'appartenenza al GC o meno delle varie candidate controparti ivi presenti.

Inoltre, al fine di classificare al meglio i vari sistemi esotici del GC, è necessaria una più mirata analisi fotometrica in diversi filtri unita, per le stelle più brillanti, ad un'analisi spettroscopica. In particolare, sarebbe di grande interesse una profonda analisi fotometrica con un filtro centrato sulla riga $H\alpha$, dal momento che questi particolari oggetti mostrano spesso un'eccesso di emissione rispetto alle normali stelle (si vedano per esempio i lavori di [Pietrukowicz 2009](#) per M71 e [Beccari et al. 2014](#) per 47 Tucanae). Tutto ciò, qualora possibile, con l'aiuto di più profonde osservazioni X.

Conclusioni

In questo lavoro di tesi abbiamo presentato l'identificazione e l'analisi della controparte ottica, quindi della compagna, della BW M71A (COM-M71A) nel GC M71. Essa è, ad oggi, la seconda controparte ottica di BW identificata in un GC.

Mediante osservazioni effettuate con l'ACS@HST, abbiamo individuato una stella variabile, ad una distanza di soli 0.06" dalla posizione nominale della PSR radio. Questa stella ha una posizione anomala nel CMD. Essa è infatti situata nelle regione del diagramma tra la MS e la sequenza di raffreddamento delle WD.

La conferma che questa stella possa essere effettivamente la compagna della MSP M71A è venuta dall'analisi della sua curva di luce, la quale presenta una modulazione sinusoidale di circa 3 magnitudini con periodicità compatibile con quella del sistema binario, nota dalla banda radio. La struttura dei massimi e dei minimi evidenzia fenomeni di irraggiamento della superficie stellare, nel suo lato esposto alla radiazione della PSR. Non sono invece evidenti fenomeni di distorsione mareale.

Abbiamo quindi costruito alcuni modelli analitici di curva di luce. Tramite essi abbiamo ricavato una curva di variazione della temperatura superficiale, la quale sembra variare di oltre 1500 K durante il periodo orbitale. Infatti la temperatura della stella compagna, nel suo lato irraggiato, pare essere di circa 5900 K, mentre nel lato opposto, non soggetto a fenomeni di irraggiamento, di circa 4300 K. La sua massima luminosità è di $\sim 6 \cdot 10^{-4} L_{\odot}$, mentre al minimo si attesta intorno valori di $\sim 3 \cdot 10^{-5} L_{\odot}$.

Confrontando la modulazione di flusso osservata con quella attesa, abbiamo evidenziato come l'efficienza di riprocessamento che meglio riproduce i dati osservati si attesti intorno a valori eccessivamente piccoli, soprattutto se confrontati con quelli tipicamente noti in letteratura per oggetti simili nel campo Galattico. Tale discrepanza non può essere esclusivamente intrinseca, e può essere spiegata assumendo che la COM-M71A non riempi il suo RL e/o assumendo che l'energia emessa dalla PSR sia inferiore a quella estrapolata dalla luminosità X mediante una relazione empirica.

L'analisi comparata tra le curve di luce ottica ed X ha messo in evidenza come esse possiedano una struttura simile, ad eccezione dei minimi, i quali non sembrano avvenire alle stesse fasi orbitali. Nello scenario in cui l'emissione X sia dominata unicamente da fenomeni di shock e quella ottica unicamente dall'emissione da parte della stella compagna, riteniamo che questo comportamento sia un'evidenza della presenza di shocks intrabinari, dovuti all'interazione tra il vento relativistico emesso dalla PSR ed il materiale della stella compagna che abbandona il sistema attraverso il punto di Lagrange L1. Tale comportamento è già stato osservato per altri sistemi come, ad esempio, la RB J0024–7204W nel GC 47 Tucanae.

Abbiamo infine confrontato le caratteristiche della COM-M71A con quella della compagna della PSR M5C nel GC M5 (COM-M5C), l'unica compagna di BW nota in un GC prima di questo lavoro. L'analisi comparata tra le curve di luce e la posizione nel CMD è indicativa di come questi due sistemi paiano essere intrinsecamente simili. Le efficienze di riprocessamento dell'energia emessa dalla PSR paiono invece differire. Nello scenario in cui questi due sistemi siano effettivamente simili, questo comportamento è spiegabile supponendo che la COM-M71A non riempia il suo RL quanto la COM-M5C o che, di nuovo, l'energia emessa dalla PSR M71A, ricavata dalla luminosità X, sia sovrastimata.

Inoltre, nella parte finale di questo lavoro, abbiamo utilizzato i dati disponibili per identificare alcune controparti ottiche di sorgenti X del GC, presentando un lavoro complementare a quello già presente in letteratura.

Un accurato studio dei moti propri ha fornito la possibilità di distinguere le stelle appartenenti all'ammasso M71 rispetto alla popolazione di background e foreground. In particolare l'identificazione di due AGN e due galassie presenti nel campo di vista delle osservazioni ha permesso la determinazione del moto assoluto delle stelle dell'ammasso. I nostri risultati sono in ottimo accordo con quelli già noti in letteratura, ma basati su un campione di stelle largamente maggiore ed ottenuto con una più moderna ed efficiente strumentazione.

Analizzando la popolazione esotica di M71, appare evidente come questa presenti un numero eccessivo di oggetti rispetto a quello atteso dal confronto con altri GC. A seguito del nostro lavoro, possiamo affermare che tale sovrannumero è parzialmente dovuto alla forte contaminazione da stelle del campo Galattico. Abbiamo infatti mostrato come solo $\sim 60\%$ delle stelle analizzate paia effettivamente appartenere al GC. Pertanto ci aspettiamo che anche una rilevante frazione dei sistemi binari esotici sia necessariamente da ricondurre alla popolazione di campo. Non solo, la bassa densità centrale di M71 permette una significativa contaminazione da parte di oggetti nel background, i quali, come mostrato, possono anche dominare l'emissione

in banda X.

Tuttavia, anche tenendo conto di questa contaminazione, il numero di oggetti esotici si mantiene elevato. Questo può essere spiegato dal fatto che, in GC con bassa densità stellare, come M71, le interazioni dinamiche non sono favorite e pertanto il numero di sistemi binari primordiali non viene drasticamente ridotto dalla loro distruzione in seguito a tali interazioni.

La popolazione esotica di questi GC sarebbe quindi dominata da sistemi binari primordiali, i quali, in accordo con i modelli numerici, dovrebbero perlopiù produrre sistemi quali le CV e le AB. Ciò è in accordo con quanto osservato in M71 ed in GC ad esso simili.

Il lavoro di tesi qui presentato apre la possibilità a numerosi sviluppi futuri:

- Per quanto concerne la COM-M71A, nuove osservazioni fotometriche sono essenziali per una dettagliata caratterizzazione della curva di luce. Di particolare interesse sarebbe inoltre un follow-up X ed ottico, preferibilmente con un filtro centrato sulla riga di emissione $H\alpha$, necessario per valutare l'importanza e definire alcune caratteristiche fisiche degli shocks che interessano le regioni intrabinarie.

Un quadro completo sulle caratteristiche della stella compagna è ottenibile inoltre con l'ausilio di un apposito follow-up della PSR in banda radio. Questo sarà di estremo interesse per quantificare l'energetica della PSR a cui è soggetta la compagna, oltre che per determinare alcuni parametri post-Kepleriani, i quali potrebbero darci nuovi indizi sui fenomeni fisici che stanno avvenendo in questo sistema binario.

- Facendo uso del metodo di ricerca presentato in questo lavoro di tesi, sarà di estrema importanza procedere con nuove osservazioni dei GC, strutturate ad-hoc, per l'identificazione di nuove controparti ottiche di MSP. Ricordiamo infatti che ad oggi sono state identificate solo 10 compagne ottiche delle oltre 150 MSP attualmente note nei GC.

La ricerca di nuove controparti ottiche è fondamentale per caratterizzare la fisica di questi oggetti, comprendere il ruolo che la dinamica riveste nell'evoluzione di una stella, in particolare se soggetta ad intensi campi gravitazionali, e per quantificare l'importanza delle interazioni dinamiche in sistemi collisionali come i GC.

Lo scarso numero di compagne di MSP attualmente noto, non è sufficiente per la costruzione di modelli evolutivi che riproducano le loro caratteristiche, cosiccome è insufficiente per il confronto tra le popolazioni di MSP presenti nei GC e nel campo Galattico, formatesi in ambienti radicalmente diversi.

- Infine, per caratterizzare nel dettaglio la popolazione esotica di M71, sarà necessario procedere con nuove profonde osservazioni in banda ottica, facendo uso di un set eterogeneo di filtri fotometrici, ed eventualmente in banda X.

Queste nuove osservazioni permetteranno una più dettagliata caratterizzazione delle varie candidate controparti ottiche delle sorgenti X, e l'analisi comparata della loro emissione nei vari filtri permetterà di discernere quale tra le varie candidate è la più probabile controparte ottica. Quest'ultimo obiettivo, per le stelle più brillanti, può essere portato a termine anche mediante un'analisi spettroscopica.

Non solo, queste nuove osservazioni, combinate a quelle già disponibili in archivio, saranno d'aiuto per una più completa caratterizzazione dei moti propri. Ciò sarà fondamentale per caratterizzare la popolazione esotica appartenente al GC, distinguendola da quella contaminante del campo Galattico e del background.

Tutto ciò sarà utile per valutare la natura e l'importanza dei sistemi binari esotici in GC di bassa densità come M71, quindi le differenze rispetto ad ammassi più densi, dove le interazioni dinamiche sono maggiormente favorite.

Elenco delle figure

1.1	Rappresentazione struttura interna di una NS	21
1.2	Rappresentazione magnetosfera di una PSR	23
1.3	Diagramma $P - \dot{P}$	26
1.4	Superfici equipotenziali di un sistema binario	29
1.5	Scenari canonici di formazione delle MSP	33
1.6	Periodi orbitali vs massa della compagna delle MSP	35
2.1	Numero di MSP e GC di appartenenza	42
2.2	Schematizzazione di un fenomeno di cattura mareale	43
2.3	Schematizzazione di un fenomeno di interazione di scambio	44
2.4	Numero di MSP nei GC in funzione del parametro collisionale Γ	47
2.5	Posizione nel CMD della compagna della PSR J1911-5958A e della PSR J1701-3006B	49
2.6	Diagramma colore-colore del GC 47 Tucanae	51
2.7	Schematizzazione del formalismo adottato per descrivere le fasi orbitali dei sistemi binari	52
2.8	Curve di luce per la compagna della MSP B1957+20 e della MSP J1701-3006B	53
2.9	Rappresentazione degli effetti delle distorsioni mareale sulla compagna di una MSP	54
2.10	Curva delle velocità radiali della compagna della PSR J1740-5340A	56
2.11	Spettri della compagna della MSP J1740-5340A zoomati nella regione dell' $H\gamma$ e dell' $H\alpha$	57
2.12	Posizione nel CMD delle nove compagne ottiche di MSP fino ad oggi identificate nei GC	60
3.1	Il telescopio spaziale “Hubble Space Telescope”	66
3.2	Schema ottico della WFC e della HRC/SBC	71
3.3	Mapa dei vettori che mostra gli effetti delle distorsioni geometriche per la WFC	72

3.4	Effetti delle distorsioni geometriche sui conteggi rivelati da un CCD esposto ad un cielo uniformemente illuminato	75
3.5	Correzione PAM	75
3.6	Errori astrometrici	82
3.7	Diagrammi di calibrazione	83
4.1	L'ammasso globulare M71 visto dall'ACS@HST.	88
4.2	Diagrammi colore-magnitudine del GC M71	91
4.3	CMD con isocrone del GC M71	95
4.4	Sottocatalogo utilizzato per selezionare le stelle effettivamente appartenenti al GC	97
4.5	Campi di vista delle osservazioni dell'EP1 e dell'EP2	98
4.6	Moti propri relativi per le stelle comuni tra il dataset EP1 e EP2	100
4.7	Incertezze sui moti propri in funzione della magnitudine e della posizione della stella nel rivelatore	101
4.8	Decontaminazione del diagramma CMD	103
4.9	Mappe degli oggetti extragalattici utilizzati per determinare il moto assoluto del GC	105
4.10	Moti propri delle stelle rispetto ad un sistema di riferimento assoluto	106
4.11	Confronto moti propri con modelli Galassia	107
5.1	Profilo di pulsazione di M71A	111
5.2	CMD dell'ammasso M71 presentato da H10	112
5.3	Mappe della candidata controparte ottica di M71A	115
5.4	Indice di variabilità per i filtri F606W e F814W in funzione delle rispettive magnitudini	116
5.5	Curve di luce della candidata compagna di M71A	119
5.6	Curve di luce della candidata compagna di M71A proposta in H10	120
5.7	CMD del GC M71 con evidenziata la posizione della candidata compagna di M71A	122
5.8	Stima dei limiti superiori per la COM-M71A laddove è sotto il limite di detezione	124
5.9	Curva di luce della COM-M71A con limiti superiori di magnitudine	125
6.1	Curva di luce della COM-M71A per il filtro F606W con modelli analitici	130
6.2	Curva di luce della COM-M71A per il filtro F814W con modelli analitici	131
6.3	Curva di colore e temperatura della COM-M71A	134
6.4	Variazione della posizione nel CMD della COM-M71A in funzione della fase orbitale	136
6.5	Variazione di flusso attesa in funzione dell'angolo di inclinazione per un set di valori di efficienza di riprocessamento della radiazione	141

6.6	Variazione di flusso attesa in funzione dell'angolo di inclinazione per un set di valori di riempimento del RL	144
6.7	Variazione di flusso attesa in funzione dell'angolo di inclinazione per un set di valori di \dot{E}	145
6.8	Curva di luce di M71A in banda X	147
6.9	Curve di luce di M71A con evidenziata asimmetria ed intervallo orbitale in cui si verifica l'eclisse del segnale radio	149
6.10	Rappresentazione grafica di un fenomeno di shock intrabinario in una MSP	150
6.11	Curve di luce per la COM-M71A e per la COM-M5C	154
6.12	CMD per le stelle del GC M71 e M5 con evidenziate la COM-M71A e la COM-M5C	156
6.13	Efficienza di riprocesamento della radiazione in funzione dell'angolo di inclinazione per la COM-M5C e la COM-M71A	158
7.1	Principali tipologie di sistemi esotici emittenti in banda X presenti nei GC	164
7.2	Immagine dell'ammasso M71 visto da Chandra nel range 0.3-8.0 keV	165
7.3	Numero di sorgenti X con $L_X \geq 4 \cdot 10^{30}$ erg/s all'interno del raggio di metà massa di alcuni GC in funzione del parametro collisionale Γ	167
7.4	Mappe delle candidate controparti ottiche delle sorgenti X	172
7.5	CMD e moti propri della candidate controparti ottiche delle sorgenti X in M71	173
7.6	Curve di luce per le candidate controparti ottiche delle sorgenti X	174
7.7	Rapporto luminosità X e magnitudine ottica per le candidate controparti ottiche	175

Elenco delle tabelle

3.1	Principali specifiche tecniche delle tre camere della ACS.	70
3.2	Caratteristiche dei principali filtri per le camere WFC/HRC.	70
3.3	Shift di calibrazione suddivisi per dataset, filtro e chip del rivelatore.	84
4.1	Principali caratteristiche fisiche del GC M71	89
5.1	Principali caratteristiche osservate della BW M71A	113
5.2	Date di acquisizione delle immagini con relative fasi orbitali, magnitudini ed incertezze della candidata compagna di M71A	118
5.3	Date di osservazione, fasi orbitali e limiti superiori per le magnitudini della COM-M71A nelle immagini in cui è al di sotto del limite di detezione	125
6.1	Magnitudini, flussi e luminosità della COM-M71A alla massimo e minima luminosità	132
6.2	Principali caratteristiche osservate della BW M5C	153
7.1	Tabella riassuntiva delle principali caratteristiche in banda ottica ed X delle LMXB, MSP, CV ed AB	163
7.2	Principali caratteristiche delle controparti ottiche delle sorgenti X	170

Bibliografia

- M. A. Alpar, A. F. Cheng, M. A. Ruderman, and J. Shaham. A new class of radio pulsars. , 300:728–730, December 1982. doi: 10.1038/300728a0.
- J. Anderson. Astrometry with the Advanced Camera: PSFs and Distortion in the WFC and HRC. In S. Arribas, A. Koekemoer, and B. Whitmore, editors, *HST Calibration Workshop : Hubble after the Installation of the ACS and the NICMOS Cooling System*, page 13, 2003.
- J. Anderson and I. R. King. PSFs, Photometry, and Astronomy for the ACS/WFC. Technical report, February 2006.
- J. Anderson, A. Sarajedini, L. R. Bedin, I. R. King, G. Piotto, I. N. Reid, M. Siegel, S. R. Majewski, N. E. Q. Paust, A. Aparicio, A. P. Milone, B. Chaboyer, and A. Rosenberg. The Acs Survey of Globular Clusters. V. Generating a Comprehensive Star Catalog for each Cluster. , 135:2055–2073, June 2008. doi: 10.1088/0004-6256/135/6/2055.
- S. B. Anderson, P. W. Gorham, S. R. Kulkarni, T. A. Prince, and A. Wolszczan. Discovery of two radio pulsars in the globular cluster M15. , 346:42–44, July 1990. doi: 10.1038/346042a0.
- J. H. Applegate and J. Shaham. Orbital period variability in the eclipsing pulsar binary PSR B1957+20: Evidence for a tidally powered star. , 436:312–318, November 1994. doi: 10.1086/174906.
- J. Arons and M. Tavani. High-energy emission from the eclipsing millisecond pulsar PSR 1957+20. , 403:249–255, January 1993. doi: 10.1086/172198.
- D. C. Backer, S. R. Kulkarni, C. Heiles, M. M. Davis, and W. M. Goss. A millisecond pulsar. , 300:615–618, December 1982. doi: 10.1038/300615a0.
- A. Bahramian, C. O. Heinke, G. R. Sivakoff, and J. C. Gladstone. Stellar Encounter Rate in Galactic Globular Clusters. , 766:136, April 2013. doi: 10.1088/0004-637X/766/2/136.

- C. D. Bailyn. Blue Stragglers and Other Stellar Anomalies: Implications for the Dynamics of Globular Clusters. , 33:133–162, 1995. doi: 10.1146/annurev.aa.33.090195.001025.
- C. Bassa, D. Pooley, L. Homer, F. Verbunt, B. M. Gaensler, W. H. G. Lewin, S. F. Anderson, B. Margon, V. M. Kaspi, and M. van der Klis. X-Ray Sources and Their Optical Counterparts in the Globular Cluster M4. , 609:755–765, July 2004. doi: 10.1086/421259.
- C. G. Bassa, D. Pooley, F. Verbunt, L. Homer, S. F. Anderson, and W. H. G. Lewin. X-ray and optical observations of M55 and NGC 6366: evidence for primordial binaries. , 488:921–933, September 2008. doi: 10.1051/0004-6361:200809350.
- S. D. Bates, M. Bailes, N. D. R. Bhat, M. Burgay, S. Burke-Spolaor, N. D’Amico, A. Jameson, S. Johnston, M. J. Keith, M. Kramer, L. Levin, A. Lyne, S. Milia, A. Possenti, B. Stappers, and W. van Straten. The High Time Resolution Universe Pulsar Survey - II. Discovery of five millisecond pulsars. , 416:2455–2464, October 2011. doi: 10.1111/j.1365-2966.2011.18416.x.
- G. Beccari, G. De Marchi, N. Panagia, and L. Pasquini. $H\alpha$ photometry of low-mass stars in 47 Tucanae: chromospheric activity and exotica. , 437:2621–2631, January 2014. doi: 10.1093/mnras/stt2074.
- W. Becker, D. A. Swartz, G. G. Pavlov, R. F. Elsner, J. Grindlay, R. Mignani, A. F. Tennant, D. Backer, L. Pulone, V. Testa, and M. C. Weisskopf. Chandra X-Ray Observatory Observations of the Globular Cluster M28 and Its Millisecond Pulsar PSR B1821-24. , 594:798–811, September 2003. doi: 10.1086/376967.
- L. R. Bedin, S. Cassisi, F. Castelli, G. Piotto, J. Anderson, M. Salaris, Y. Momany, and A. Pietrinferni. Transforming observational data and theoretical isochrones into the ACS/WFC Vega-mag system. , 357:1038–1048, March 2005. doi: 10.1111/j.1365-2966.2005.08735.x.
- M. Bellazzini, A. Pasquali, L. Federici, F. R. Ferraro, and F. F. Pecci. Low-mass X-ray binaries in globular clusters: A new metallicity effect. , 439:687–694, February 1995. doi: 10.1086/175208.
- E. Bellm, S. G. Djorgovski, A. J. Drake, J. Hessels, S. R. Kulkarni, D. B. Levitan, A. A. Mahabal, E. S. Phinney, S. M. Ransom, M. Roberts, T. A. Prince, B. Sesar, and S. Tang. The Optical Counterpart of the Redback Pulsar J2129-0428. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts #221*, volume 221 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, page 154.10, January 2013.

- O. G. Benvenuto, M. A. De Vito, and J. E. Horvath. Understanding the Evolution of Close Binary Systems with Radio Pulsars. , 786:L7, May 2014. doi: 10.1088/2041-8205/786/1/L7.
- J. Boersma. Mathematical theory of the two-body problem with one of the masses decreasing with time. , 15:291–301, May 1961.
- S. Bogdanov, J. E. Grindlay, and M. van den Berg. An X-Ray Variable Millisecond Pulsar in the Globular Cluster 47 Tucanae: Closing the Link to Low-Mass X-Ray Binaries. , 630:1029–1036, September 2005. doi: 10.1086/432249.
- S. Bogdanov, J. E. Grindlay, C. O. Heinke, F. Camilo, P. C. C. Freire, and W. Becker. Chandra X-Ray Observations of 19 Millisecond Pulsars in the Globular Cluster 47 Tucanae. , 646:1104–1115, August 2006. doi: 10.1086/505133.
- R. C. Bohlin. Flux Calibration of the ACS CCD Cameras IV. Absolute Fluxes. Technical report, February 2012.
- R. C. Bohlin and R. L. Gilliland. HST Absolute Spectrophotometry of Vega from the Far-UV to the IR. *ArXiv Astrophysics e-prints*, March 2004.
- R. P. Breton, M. H. van Kerkwijk, M. S. E. Roberts, J. W. T. Hessels, F. Camilo, M. A. McLaughlin, S. M. Ransom, P. S. Ray, and I. H. Stairs. Discovery of the Optical Counterparts to Four Energetic Fermi Millisecond Pulsars. , 769:108, June 2013. doi: 10.1088/0004-637X/769/2/108.
- M. Burgay, N. D’Amico, A. Possenti, R. N. Manchester, A. G. Lyne, B. C. Joshi, M. A. McLaughlin, M. Kramer, J. M. Sarkissian, F. Camilo, V. Kalogera, C. Kim, and D. R. Lorimer. An increased estimate of the merger rate of double neutron stars from observations of a highly relativistic system. , 426:531–533, December 2003. doi: 10.1038/nature02124.
- M. Burgay, B. C. Joshi, N. D’Amico, A. Possenti, A. G. Lyne, R. N. Manchester, M. A. McLaughlin, M. Kramer, F. Camilo, and P. C. C. Freire. The Parkes High-Latitude pulsar survey. , 368:283–292, May 2006. doi: 10.1111/j.1365-2966.2006.10100.x.
- P. J. Callanan, J. van Paradijs, and R. Rengelink. The orbital light curve of PSR 1957 + 20. , 439:928–932, February 1995. doi: 10.1086/175229.
- S. Campana, P. D’Avanzo, J. Casares, S. Covino, G. Israel, G. Marconi, R. Hynes, P. Charles, and L. Stella. Indirect Evidence of an Active Radio Pulsar in the Quiescent State of the Transient Millisecond Pulsar SAX J1808.4-3658. , 614:L49–L52, October 2004. doi: 10.1086/425495.

- P. A. Caraveo. Gamma-ray Pulsar Revolution. *ArXiv e-prints*, December 2013.
- J. A. Cardelli, G. C. Clayton, and J. S. Mathis. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. , 345:245–256, October 1989. doi: 10.1086/167900.
- H.-L. Chen, X. Chen, T. M. Tauris, and Z. Han. Formation of Black Widows and Redbacks Two Distinct Populations of Eclipsing Binary Millisecond Pulsars. , 775:27, September 2013. doi: 10.1088/0004-637X/775/1/27.
- G. W. Clark. X-ray binaries in globular clusters. , 199:L143–L145, August 1975. doi: 10.1086/181869.
- G. Cocozza, F. R. Ferraro, A. Possenti, G. Beccari, B. Lanzoni, S. Ransom, R. T. Rood, and N. D’Amico. A Puzzling Millisecond Pulsar Companion in NGC 6266. , 679:L105–L108, June 2008. doi: 10.1086/589557.
- A. M. Cool, J. E. Grindlay, H. N. Cohn, P. M. Lugger, and C. D. Bailyn. Cataclysmic Variables and a New Class of Faint Ultraviolet Stars in the Globular Cluster NGC 6397. , 508:L75–L79, November 1998. doi: 10.1086/311730.
- A. M. Cool, D. Haggard, and J. L. Carlin. Deep Chandra Imaging of ω Centauri. In F. van Leeuwen, J. D. Hughes, and G. Piotto, editors, *Omega Centauri, A Unique Window into Astrophysics*, volume 265 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 277, 2002.
- J. M. Cordes and T. J. W. Lazio. NE2001.I. A New Model for the Galactic Distribution of Free Electrons and its Fluctuations. *ArXiv Astrophysics e-prints*, July 2002.
- K. M. Cudworth. Photometry, proper motions, and membership in the globular cluster M71. , 90:65–73, January 1985. doi: 10.1086/113709.
- R. M. Cutri, M. F. Skrutskie, S. van Dyk, C. A. Beichman, J. M. Carpenter, T. Chester, L. Cambresy, T. Evans, J. Fowler, J. Gizis, E. Howard, J. Huchra, T. Jarrett, E. L. Kopan, J. D. Kirkpatrick, R. M. Light, K. A. Marsh, H. McCallon, S. Schneider, R. Stiening, M. Sykes, M. Weinberg, W. A. Wheaton, S. Wheelock, and N. Zacarias. *2MASS All Sky Catalog of point sources*. June 2003.
- M. B. Davies and B. M. S. Hansen. Neutron star retention and millisecond pulsar production in globular clusters. , 301:15–24, November 1998. doi: 10.1046/j.1365-8711.1998.01923.x.

- S. Djorgovski. Physical Parameters of Galactic Globular Clusters. In S. G. Djorgovski and G. Meylan, editors, *Structure and Dynamics of Globular Clusters*, volume 50 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 373, January 1993.
- O. Doroshenko, O. Löhmer, M. Kramer, A. Jessner, R. Wielebinski, A. G. Lyne, and C. Lange. Orbital variability of the PSR J2051-0827 binary system. , 379:579–587, November 2001. doi: 10.1051/0004-6361:20011349.
- P. D. Edmonds, R. L. Gilliland, C. O. Heinke, J. E. Grindlay, and F. Camilo. Optical Detection of a Variable Millisecond Pulsar Companion in 47 Tucanae. , 557:L57–L60, August 2001. doi: 10.1086/323122.
- P. D. Edmonds, R. L. Gilliland, F. Camilo, C. O. Heinke, and J. E. Grindlay. A Millisecond Pulsar Optical Counterpart with Large-Amplitude Variability in the Globular Cluster 47 Tucanae. , 579:741–751, November 2002. doi: 10.1086/342985.
- P. D. Edmonds, R. L. Gilliland, C. O. Heinke, and J. E. Grindlay. An Extensive Census of Hubble Space Telescope Counterparts to Chandra X-Ray Sources in the Globular Cluster 47 Tucanae. II. Time Series and Analysis. , 596:1197–1219, October 2003. doi: 10.1086/378194.
- P. P. Eggleton. Approximations to the radii of Roche lobes. , 268:368, May 1983. doi: 10.1086/160960.
- R. F. Elsner, C. O. Heinke, H. N. Cohn, P. M. Lugger, J. E. Maxwell, I. H. Stairs, S. M. Ransom, J. W. T. Hessels, W. Becker, R. H. H. Huang, P. D. Edmonds, J. E. Grindlay, S. Bogdanov, K. Ghosh, and M. C. Weisskopf. Chandra X-Ray Observatory Observations of the Globular Cluster M71. , 687:1019–1034, November 2008. doi: 10.1086/591899.
- F. Favata, G. Micela, and S. Sciortino. The space density of active binaries from X-ray surveys. , 298:482, June 1995.
- F. C. Fekel, T. J. Moffett, and G. W. Henry. A survey of chromospherically active stars. , 60:551–576, February 1986. doi: 10.1086/191097.
- F. R. Ferraro. The true nature of Terzan 5: the most efficient “furnace” of MSPs in the Galaxy. In M. Burgay, N. D’Amico, P. Esposito, A. Pellizzoni, and A. Possenti, editors, *American Institute of Physics Conference Series*, volume 1357 of *American Institute of Physics Conference Series*, pages 147–150, August 2011. doi: 10.1063/1.3615102.

- F. R. Ferraro, F. Fusi Pecci, and M. Bellazzini. Blue stragglers in Galactic globular clusters: playing with specific quantities. , 294:80–88, February 1995.
- F. R. Ferraro, M. Messineo, F. Fusi Pecci, M. A. de Palo, O. Straniero, A. Chieffi, and M. Limongi. The Giant, Horizontal, and Asymptotic Branches of Galactic Globular Clusters. I. The Catalog, Photometric Observables, and Features. , 118:1738–1758, October 1999. doi: 10.1086/301029.
- F. R. Ferraro, A. Possenti, N. D’Amico, and E. Sabbi. The Bright Optical Companion to the Eclipsing Millisecond Pulsar in NGC 6397. , 561:L93–L96, November 2001. doi: 10.1086/324563.
- F. R. Ferraro, A. Possenti, E. Sabbi, and N. D’Amico. The Helium White Dwarf Orbiting the Millisecond Pulsar in the Halo of the Globular Cluster NGC 6752. , 596:L211–L214, October 2003a. doi: 10.1086/379536.
- F. R. Ferraro, A. Possenti, E. Sabbi, P. Lagani, R. T. Rood, N. D’Amico, and L. Origlia. The Puzzling Dynamical Status of the Core of the Globular Cluster NGC 6752. , 595:179–186, September 2003b. doi: 10.1086/377352.
- 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:L13–L16, February 2003c. 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. , 462:483–486, November 2009. doi: 10.1038/nature08581.
- F. R. Ferraro, B. Lanzoni, E. Dalessandro, G. Beccari, M. Pasquato, P. Miocchi, R. T. Rood, S. Sigurdsson, A. Sills, E. Vesperini, M. Mapelli, R. Contreras, N. Sanna, and A. Mucciarelli. Dynamical age differences among coeval star clusters as revealed by blue stragglers. , 492:393–395, December 2012. doi: 10.1038/nature11686.
- P. C. Freire, M. Kramer, A. G. Lyne, F. Camilo, R. N. Manchester, and N. D’Amico. Detection of Ionized Gas in the Globular Cluster 47 Tucanae. , 557:L105–L108, August 2001. doi: 10.1086/323248.
- P. C. C. Freire. Eclipsing Binary Pulsars. In F. A. Rasio and I. H. Stairs, editors, *Binary Radio Pulsars*, volume 328 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 405, July 2005.

- A. S. Fruchter, D. R. Stinebring, and J. H. Taylor. A millisecond pulsar in an eclipsing binary. , 333:237–239, May 1988. doi: 10.1038/333237a0.
- M. Geffert and G. Maintz. First results of a photometric and astrometric study of the globular cluster M 71 (NGC 6838). , 144:227–233, June 2000. doi: 10.1051/aas:2000209.
- B. Gendre. Binary formation within globular clusters: X-ray clues. , 433:137–141, April 2005. doi: 10.1051/0004-6361:20041970.
- B. Gendre, D. Barret, and N. A. Webb. An XMM-Newton observation of the globular cluster Omega Centauri. , 400:521–531, March 2003. doi: 10.1051/0004-6361:20021845.
- L. Girardi, A. Bressan, G. Bertelli, and C. Chiosi. Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 M_{sun} , and from $Z=0.0004$ to 0.03. , 141:371–383, February 2000. doi: 10.1051/aas:2000126.
- T. Gold. Rotating Neutron Stars as the Origin of the Pulsating Radio Sources. , 218:731–732, May 1968. doi: 10.1038/218731a0.
- P. Goldreich and W. H. Julian. Pulsar Electrodynamics. , 157:869, August 1969. doi: 10.1086/150119.
- S. Gonzaga. *Hubble Space Telescope Primer for Cycle 21*. December 2012.
- S. Gonzaga. *ACS Data Handbook v.7.1*. March 2013.
- J. Goodman and P. Hut. Primordial binaries and globular cluster evolution. , 339:40–42, May 1989. doi: 10.1038/339040a0.
- R. G. Gratton, E. Carretta, and A. Bragaglia. Multiple populations in globular clusters. Lessons learned from the Milky Way globular clusters. , 20:50, February 2012. doi: 10.1007/s00159-012-0050-3.
- J. E. Grindlay, C. Heinke, P. D. Edmonds, and S. S. Murray. High-Resolution X-ray Imaging of a Globular Cluster Core: Compact Binaries in 47Tuc. *Science*, 292:2290–2295, June 2001a. doi: 10.1126/science.1061135.
- J. E. Grindlay, C. O. Heinke, P. D. Edmonds, S. S. Murray, and A. M. Cool. Chandra Exposes the Core-collapsed Globular Cluster NGC 6397. , 563:L53–L56, December 2001b. doi: 10.1086/338499.
- J. E. Grindlay, F. Camilo, C. O. Heinke, P. D. Edmonds, H. Cohn, and P. Lugger. Chandra Study of a Complete Sample of Millisecond Pulsars in 47 Tucanae and NGC 6397. , 581:470–484, December 2002. doi: 10.1086/344150.

- F. Grundahl, P. B. Stetson, and M. I. Andersen. The ages of the globular clusters M 71 and 47 Tuc from Strömgren uvby photometry. Evidence for high ages. , 395: 481–497, November 2002. doi: 10.1051/0004-6361:20020790.
- H. Gursky. Observations of galactic X-ray sources. In C. Dewitt and B. S. Dewitt, editors, *Black Holes (Les Astres Occlus)*, pages 291–341, 1973.
- W. Hack and C. Cox. Revised IDCTAB Definition: Application to HST data. Technical report, July 2001.
- W. E. Harris. A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way. , 112:1487, October 1996. doi: 10.1086/118116.
- W. E. Harris. A New Catalog of Globular Clusters in the Milky Way. *ArXiv e-prints*, December 2010.
- C. O. Heinke, J. E. Grindlay, P. M. Lugger, H. N. Cohn, P. D. Edmonds, D. A. Lloyd, and A. M. Cool. Analysis of the Quiescent Low-Mass X-Ray Binary Population in Galactic Globular Clusters. , 598:501–515, November 2003. doi: 10.1086/378885.
- M. Hénon. Sur l'évolution dynamique des amas globulaires. *Annales d'Astrophysique*, 24:369, February 1961.
- P. Hertz and J. E. Grindlay. An X-ray survey of globular clusters and their X-ray luminosity function. , 275:105–119, December 1983. doi: 10.1086/161516.
- J. W. T. Hessels, S. M. Ransom, I. H. Stairs, P. C. C. Freire, V. M. Kaspi, and F. Camilo. A Radio Pulsar Spinning at 716 Hz. *Science*, 311:1901–1904, March 2006. doi: 10.1126/science.1123430.
- J. W. T. Hessels, S. M. Ransom, I. H. Stairs, V. M. Kaspi, and P. C. C. Freire. A 1.4 GHz Arecibo Survey for Pulsars in Globular Clusters. , 670:363–378, November 2007. doi: 10.1086/521780.
- R. H. H. Huang, W. Becker, P. D. Edmonds, R. F. Elsner, C. O. Heinke, and B. C. Hsieh. Study of Hubble Space Telescope counterparts to Chandra X-ray sources in the globular cluster M 71. , 513:A16, April 2010. doi: 10.1051/0004-6361/200811245.
- J. R. Hurley, S. J. Aarseth, and M. M. Shara. The Core Binary Fractions of Star Clusters from Realistic Simulations. , 665:707–718, August 2007. doi: 10.1086/517879.
- P. Hut and F. Verbunt. White dwarfs and neutron stars in globular cluster X-ray sources. , 301:587–589, February 1983. doi: 10.1038/301587a0.

- P. Hut, S. McMillan, J. Goodman, M. Mateo, E. S. Phinney, C. Pryor, H. B. Richer, F. Verbunt, and M. Weinberg. Binaries in globular clusters. , 104:981–1034, November 1992. doi: 10.1086/133085.
- N. Ivanova, C. O. Heinke, F. A. Rasio, R. E. Taam, K. Belczynski, and J. Fregeau. Formation and evolution of compact binaries in globular clusters - I. Binaries with white dwarfs. , 372:1043–1059, November 2006. doi: 10.1111/j.1365-2966.2006.10876.x.
- N. Ivanova, C. O. Heinke, F. A. Rasio, K. Belczynski, and J. M. Fregeau. Formation and evolution of compact binaries in globular clusters - II. Binaries with neutron stars. , 386:553–576, May 2008. doi: 10.1111/j.1365-2966.2008.13064.x.
- B. A. Jacoby, P. B. Cameron, F. A. Jenet, S. B. Anderson, R. N. Murty, and S. R. Kulkarni. Measurement of Orbital Decay in the Double Neutron Star Binary PSR B2127+11C. , 644:L113–L116, June 2006. doi: 10.1086/505742.
- D. L. Kaplan, K. Stovall, S. M. Ransom, M. S. E. Roberts, R. Kotulla, A. M. Archibald, C. M. Biwer, J. Boyles, L. Dartez, D. F. Day, A. J. Ford, A. Garcia, J. W. T. Hessels, F. A. Jenet, C. Karako, V. M. Kaspi, V. I. Kondratiev, D. R. Lorimer, R. S. Lynch, M. A. McLaughlin, M. D. W. Rohr, X. Siemens, I. H. Stairs, and J. van Leeuwen. Discovery of the Optical/Ultraviolet/Gamma-Ray Counterpart to the Eclipsing Millisecond Pulsar J1816+4510. , 753:174, July 2012. doi: 10.1088/0004-637X/753/2/174.
- J. I. Katz. Two kinds of stellar collapse. , 253:698, February 1975. doi: 10.1038/253698a0.
- M. J. Keith, S. Johnston, P. S. Ray, E. C. Ferrara, P. M. Saz Parkinson, Ö. Çelik, A. Belfiore, D. Donato, C. C. Cheung, A. A. Abdo, F. Camilo, P. C. C. Freire, L. Guillemot, A. K. Harding, M. Kramer, P. F. Michelson, S. M. Ransom, R. W. Romani, D. A. Smith, D. J. Thompson, P. Weltevrede, and K. S. Wood. Discovery of millisecond pulsars in radio searches of southern Fermi Large Area Telescope sources. , 414:1292–1300, June 2011. doi: 10.1111/j.1365-2966.2011.18464.x.
- A. R. King, M. B. Davies, and M. E. Beer. Black widow pulsars: the price of promiscuity. , 345:678–682, October 2003. doi: 10.1046/j.1365-8711.2003.06990.x.
- J. G. Kirk, Y. Lyubarsky, and J. Petri. The Theory of Pulsar Winds and Nebulae. In W. Becker, editor, *Astrophysics and Space Science Library*, volume 357 of *Astrophysics and Space Science Library*, page 421, 2009. doi: 10.1007/978-3-540-76965-1_16.
- C. Knigge. Cataclysmic variables in globular clusters. , 83:549, 2012.

- C. S. Kochanek. The Mass of the Milky Way. , 457:228, January 1996. doi: 10.1086/176724.
- A. K. H. Kong, C. Bassa, D. Pooley, W. H. G. Lewin, L. Homer, F. Verbunt, S. F. Anderson, and B. Margon. Chandra and Hubble Space Telescope Study of the Globular Cluster NGC 288. , 647:1065–1074, August 2006. doi: 10.1086/505485.
- A. K. H. Kong, R. H. H. Huang, K. S. Cheng, J. Takata, Y. Yatsu, C. C. Cheung, D. Donato, L. C. C. Lin, J. Kataoka, Y. Takahashi, K. Maeda, C. Y. Hui, and P. H. T. Tam. Discovery of an Unidentified Fermi Object as a Black Widow-like Millisecond Pulsar. , 747:L3, March 2012. doi: 10.1088/2041-8205/747/1/L3.
- J. Krautter, F.-J. Zickgraf, I. Appenzeller, I. Thiering, W. Voges, C. Chavarria, R. Kneer, R. Mujica, M. W. Pakull, A. Serrano, and B. Ziegler. Identification of a complete sample of northern ROSAT All-Sky Survey X-ray sources. IV. Statistical analysis. , 350:743–752, October 1999.
- 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. , 717:653–657, July 2010. doi: 10.1088/0004-637X/717/2/653.
- Y. S. Lee, T. C. Beers, C. Allende Prieto, D. K. Lai, C. M. Rockosi, H. L. Morrison, J. A. Johnson, D. An, T. Sivarani, and B. Yanny. The SEGUE Stellar Parameter Pipeline. V. Estimation of Alpha-element Abundance Ratios from Low-resolution SDSS/SEGUE Stellar Spectra. , 141:90, March 2011. doi: 10.1088/0004-6256/141/3/90.
- B. Little and S. Tremaine. Distant satellites as probes of our Galaxy’s mass distribution. , 320:493–501, September 1987. doi: 10.1086/165567.
- D. R. Lorimer and M. Kramer. *Handbook of Pulsar Astronomy*. December 2004.
- P. M. Lugger, H. N. Cohn, C. O. Heinke, J. E. Grindlay, and P. D. Edmonds. Chandra X-Ray Sources in the Collapsed-Core Globular Cluster M30 (NGC 7099). , 657:286–301, March 2007. doi: 10.1086/507572.
- A. Lyne and F. Graham-Smith. *Pulsar Astronomy*. March 2012.
- A. G. Lyne, R. S. Pritchard, F. Graham-Smith, and F. Camilo. Very low braking index for the Vela pulsar. , 381:497–498, June 1996. doi: 10.1038/381497a0.
- R. N. Manchester, G. B. Hobbs, A. Teoh, and M. Hobbs. The Australia Telescope National Facility Pulsar Catalogue. , 129:1993–2006, April 2005. doi: 10.1086/428488.

- 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. , 120:922–932, August 2008. doi: 10.1086/591294.
- R. A. Mardling. Tidal Capture in Star Clusters. In P. Hut and J. Makino, editors, *Dynamical Evolution of Star Clusters: Confrontation of Theory and Observations*, volume 174 of *IAU Symposium*, page 273, 1996.
- P. Marigo, L. Girardi, A. Bressan, M. A. T. Groenewegen, L. Silva, and G. L. Granato. Evolution of asymptotic giant branch stars. II. Optical to far-infrared isochrones with improved TP-AGB models. , 482:883–905, May 2008. doi: 10.1051/0004-6361:20078467.
- D. Massari, A. Bellini, F. R. Ferraro, R. P. van der Marel, J. Anderson, E. Dalessandro, and B. Lanzoni. Hubble Space Telescope Absolute Proper Motions Of NGC 6681 (M70) and the Sagittarius Dwarf Spheroidal Galaxy. , 779:81, December 2013. doi: 10.1088/0004-637X/779/1/81.
- J. McCormac, I. Skillen, D. Pollacco, F. Faedi, G. Ramsay, V. S. Dhillon, I. Todd, and A. Gonzalez. A search for photometric variability towards M71 with the Near-Infrared Transiting ExoplanetS Telescope. , 438:3383–3398, March 2014. doi: 10.1093/mnras/stt2449.
- F. Meissner and A. Weiss. Global fitting of globular cluster age indicators. , 456:1085–1096, September 2006. doi: 10.1051/0004-6361:20065133.
- 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. In S. Arribas, A. Koekemoer, and B. Whitmore, editors, *HST Calibration Workshop : Hubble after the Installation of the ACS and the NICMOS Cooling System*, page 65, 2003.
- A. F. J. Moffat. A Theoretical Investigation of Focal Stellar Images in the Photographic Emulsion and Application to Photographic Photometry. , 3:455, December 1969.
- D. Montes, M. J. Fernandez-Figueroa, E. de Castro, and J. Sanz-Forcada. Multiwavelength optical observations of chromospherically active binary systems. I. Simultaneous H α , NA I D₁, D₂, and He I D₃ observations. , 125:263–287, October 1997. doi: 10.1051/aas:1997374.
- S. M. Morsink, N. Stergioulas, and S. R. Blattng. Quasi-normal Modes of Rotating Relativistic Stars: Neutral Modes for Realistic Equations of State. , 510:854–861, January 1999. doi: 10.1086/306630.

- A. Mucciarelli, M. Salaris, B. Lanzoni, C. f, 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:L27, August 2013. doi: 10.1088/2041-8205/772/2/L27.
- S. Ninkovic. A further study of the globular cluster M 71. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 38:147–152, June 1987.
- L. Origlia, D. Massari, R. M. Rich, A. Mucciarelli, F. R. Ferraro, E. Dalessandro, and B. Lanzoni. The Terzan 5 Puzzle: Discovery of a Third, Metal-poor Component. , 779:L5, December 2013. doi: 10.1088/2041-8205/779/1/L5.
- F. Özel, D. Psaltis, R. Narayan, and A. Santos Villarreal. On the Mass Distribution and Birth Masses of Neutron Stars. , 757:55, September 2012. doi: 10.1088/0004-637X/757/1/55.
- F. Pacini. Energy Emission from a Neutron Star. , 216:567–568, November 1967. doi: 10.1038/216567a0.
- C. Pallanca. Cosmic-Lab: Optical companions to binary Millisecond Pulsars. *ArXiv e-prints*, May 2014.
- 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. , 725:1165–1169, December 2010. doi: 10.1088/0004-637X/725/1/1165.
- C. Pallanca, R. P. Mignani, E. Dalessandro, F. R. Ferraro, B. Lanzoni, A. Possenti, M. Burgay, and E. Sabbi. The Identification of the Optical Companion to the Binary Millisecond Pulsar J0610-2100 in the Galactic Field. , 755:180, August 2012. doi: 10.1088/0004-637X/755/2/180.
- C. Pallanca, E. Dalessandro, F. R. Ferraro, B. Lanzoni, and G. Beccari. The Optical Counterpart to the X-Ray Transient IGR J1824-24525 in the Globular Cluster M28. , 773:122, August 2013. doi: 10.1088/0004-637X/773/2/122.
- 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. *ArXiv e-prints*, September 2014.
- A. Papitto, C. Ferrigno, E. Bozzo, N. Rea, L. Pavan, L. Burderi, M. Burgay, S. Campana, T. di Salvo, M. Falanga, M. D. Filipović, P. C. C. Freire, J. W. T. Hessels, A. Possenti, S. M. Ransom, A. Riggio, P. Romano, J. M. Sarkissian, I. H. Stairs,

- L. Stella, D. F. Torres, M. H. Wieringa, and G. F. Wong. Swings between rotation and accretion power in a binary millisecond pulsar. , 501:517–520, September 2013. doi: 10.1038/nature12470.
- E. S. Phinney. Pulsars as Probes of Newtonian Dynamical Systems. *Royal Society of London Philosophical Transactions Series A*, 341:39–75, October 1992. doi: 10.1098/rsta.1992.0084.
- A. Pietrinferni, S. Cassisi, M. Salaris, and F. Castelli. A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. I. Scaled Solar Models and Isochrones. , 612:168–190, September 2004. doi: 10.1086/422498.
- P. Pietrukowicz. $H\alpha$ Imaging of X-ray Sources in Selected Globular Clusters with the SOAR Telescope. , 59:291–305, September 2009.
- D. Pooley, W. H. G. Lewin, L. Homer, F. Verbunt, S. F. Anderson, B. M. Gaensler, B. Margon, J. M. Miller, D. W. Fox, V. M. Kaspi, and M. van der Klis. Optical Identification of Multiple Faint X-Ray Sources in the Globular Cluster NGC 6752: Evidence for Numerous Cataclysmic Variables. , 569:405–417, April 2002a. doi: 10.1086/339210.
- D. Pooley, W. H. G. Lewin, F. Verbunt, L. Homer, B. Margon, B. M. Gaensler, V. M. Kaspi, J. M. Miller, D. W. Fox, and M. van der Klis. Chandra Observation of the Globular Cluster NGC 6440 and the Nature of Cluster X-Ray Luminosity Functions. , 573:184–190, July 2002b. doi: 10.1086/340498.
- D. Pooley, W. H. G. Lewin, S. F. Anderson, H. Baumgardt, A. V. Filippenko, B. M. Gaensler, L. Homer, P. Hut, V. M. Kaspi, J. Makino, B. Margon, S. McMillan, S. Portegies Zwart, M. van der Klis, and F. Verbunt. Dynamical Formation of Close Binary Systems in Globular Clusters. , 591:L131–L134, July 2003. doi: 10.1086/377074.
- A. Possenti, R. Cerutti, M. Colpi, and S. Mereghetti. Re-examining the X-ray versus spin-down luminosity correlation of rotation powered pulsars. , 387:993–1002, June 2002. doi: 10.1051/0004-6361:20020472.
- A. Possenti, N. D’Amico, R. N. Manchester, F. Camilo, A. G. Lyne, J. Sarkissian, and A. Corongiu. Three Binary Millisecond Pulsars in NGC 6266. , 599:475–484, December 2003. doi: 10.1086/379190.
- V. Radhakrishnan and G. Srinivasan. On the origin of the recently discovered ultra-rapid pulsar. *Current Science*, 51:1096–1099, December 1982.

- S. Ransom, J. Hessels, I. Stairs, V. Kaspi, P. Freire, and D. Backer. A 20-cm Survey for Pulsars in Globular Clusters using the GBT and Arecibo. In F. A. Rasio and I. H. Stairs, editors, *Binary Radio Pulsars*, volume 328 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 199, July 2005.
- S. M. Ransom. Pulsars in Globular Clusters. In E. Vesperini, M. Giersz, and A. Sills, editors, *IAU Symposium*, volume 246 of *IAU Symposium*, pages 291–300, May 2008. doi: 10.1017/S1743921308015810.
- S. M. Ransom. Pulsars are cool. Seriously. In J. van Leeuwen, editor, *IAU Symposium*, volume 291 of *IAU Symposium*, pages 3–10, March 2013. doi: 10.1017/S1743921312023046.
- S. M. Ransom, I. H. Stairs, D. C. Backer, L. J. Greenhill, C. G. Bassa, J. W. T. Hessels, and V. M. Kaspi. Green Bank Telescope Discovery of Two Binary Millisecond Pulsars in the Globular Cluster M30. , 604:328–338, March 2004. doi: 10.1086/381730.
- S. M. Ransom, P. S. Ray, F. Camilo, M. S. E. Roberts, Ö. Çelik, M. T. Wolff, C. C. Cheung, M. Kerr, T. Pennucci, M. E. DeCesar, I. Cognard, A. G. Lyne, B. W. Stappers, P. C. C. Freire, J. E. Grove, A. A. Abdo, G. Desvignes, D. Donato, E. C. Ferrara, N. Gehrels, L. Guillemot, C. Gwon, A. K. Harding, S. Johnston, M. Keith, M. Kramer, P. F. Michelson, D. Parent, P. M. Saz Parkinson, R. W. Romani, D. A. Smith, G. Theureau, D. J. Thompson, P. Weltevrede, K. S. Wood, and M. Ziegler. Three Millisecond Pulsars in Fermi LAT Unassociated Bright Sources. , 727:L16, January 2011. doi: 10.1088/2041-8205/727/1/L16.
- S. M. Ransom, I. H. Stairs, A. M. Archibald, J. W. T. Hessels, D. L. Kaplan, M. H. van Kerkwijk, J. Boyles, A. T. Deller, S. Chatterjee, A. Schechtman-Rook, A. Berndsen, R. S. Lynch, D. R. Lorimer, C. Karako-Argaman, V. M. Kaspi, V. I. Kondratiev, M. A. McLaughlin, J. van Leeuwen, R. Rosen, M. S. E. Roberts, and K. Stovall. A millisecond pulsar in a stellar triple system. , 505:520–524, January 2014. doi: 10.1038/nature12917.
- A. S. Rastorguev and N. N. Samus. Velocity Dispersion of Stars and the Mass of Globular Clusters m4 m5 M10 M12 and M71. *Soviet Astronomy Letters*, 17:388, May 1991.
- M. T. Reynolds, P. J. Callanan, A. S. Fruchter, M. A. P. Torres, M. E. Beer, and R. A. Gibbons. The light curve of the companion to PSR B1957+20. , 379: 1117–1122, August 2007. doi: 10.1111/j.1365-2966.2007.11991.x.

- A. C. Robin, C. Reyl , S. Derri re, and S. Picaud. A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way. , 409:523–540, October 2003. doi: 10.1051/0004-6361:20031117.
- R. W. Romani. 2FGL J1311.7-3429 Joins the Black Widow Club. , 754:L25, August 2012. doi: 10.1088/2041-8205/754/2/L25.
- M. Ruderman. Matter in Superstrong Magnetic Fields. In C. J. Hansen, editor, *Physics of Dense Matter*, volume 53 of *IAU Symposium*, page 117, 1974.
- R. E. Rutledge, L. Bildsten, E. F. Brown, G. G. Pavlov, and V. E. Zavlin. The Quiescent X-Ray Spectrum of the Neutron Star in Centaurus X-4 Observed with Chandra/ACIS-S. , 551:921–928, April 2001. doi: 10.1086/320247.
- E. Sabbi, R. Gratton, F. R. Ferraro, A. Bragaglia, A. Possenti, N. D’Amico, and F. Camilo. The Complex H α Line Profile of the Bright Companion to PSR J1740-5340 in NGC 6397. , 589:L41–L44, May 2003. doi: 10.1086/375729.
- M. Salaris, S. Cassisi, A. Pietrinferni, P. M. Kowalski, and J. Isern. A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. VI. White Dwarf Cooling Sequences. , 716:1241–1251, June 2010. doi: 10.1088/0004-637X/716/2/1241.
- R. S. Samra, H. B. Richer, J. S. Heyl, R. Goldsbury, K. Thanjavur, G. Walker, and K. A. Woodley. Proper Motions and Internal Dynamics in the Core of the Globular Cluster M71. , 751:L12, May 2012. doi: 10.1088/2041-8205/751/1/L12.
- H. Sawyer Hogg. Harlow Shapley and Globular Clusters. , 77:336, October 1965. doi: 10.1086/128229.
- A. Shearer and A. Golden. Why study pulsars optically? In W. Becker, H. Lesch, and J. Tr mper, editors, *Neutron Stars, Pulsars, and Supernova Remnants*, page 44, 2002.
- S. Sigurdsson, H. B. Richer, B. M. Hansen, I. H. Stairs, and S. E. Thorsett. A Young White Dwarf Companion to Pulsar B1620-26: Evidence for Early Planet Formation. *Science*, 301:193–196, July 2003. doi: 10.1126/science.1086326.
- M. Sirianni, M. J. Jee, N. Ben tez, J. P. Blakeslee, A. R. Martel, G. Meurer, M. Clampin, G. De Marchi, H. C. Ford, R. Gilliland, G. F. Hartig, G. D. Illingworth, J. Mack, and W. J. McCann. The Photometric Performance and Calibration of the Hubble Space Telescope Advanced Camera for Surveys. , 117:1049–1112, October 2005. doi: 10.1086/444553.

- I. H. Stairs. Pulsars in Binary Systems: Probing Binary Stellar Evolution and General Relativity. *Science*, 304:547–552, April 2004. doi: 10.1126/science.1096986.
- B. W. Stappers, M. S. Bessell, and M. Bailes. Detection of an Irradiated Pulsar Companion. , 473:L119, December 1996. doi: 10.1086/310397.
- B. W. Stappers, M. H. van Kerkwijk, B. Lane, and S. R. Kulkarni. The Light Curve of the Companion to PSR J2051-0827. , 510:L45–L48, January 1999. doi: 10.1086/311795.
- B. W. Stappers, M. van Kerkwijk, and J. F. Bell. HST Observations of PSR J2051-0827: Asymmetry, Variability and Modelling. In M. Kramer, N. Wex, and R. Wielebinski, editors, *IAU Colloq. 177: Pulsar Astronomy - 2000 and Beyond*, volume 202 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 627, 2000.
- B. W. Stappers, M. H. van Kerkwijk, J. F. Bell, and S. R. Kulkarni. Intrinsic and Reprocessed Optical Emission from the Companion to PSR J2051-0827. , 548: L183–L186, February 2001a. doi: 10.1086/319106.
- B. W. Stappers, M. H. van Kerkwijk, J. F. Bell, and S. R. Kulkarni. Intrinsic and Reprocessed Optical Emission from the Companion to PSR J2051-0827. , 548: L183–L186, February 2001b. doi: 10.1086/319106.
- P. B. Stetson. DAOPHOT - A computer program for crowded-field stellar photometry. , 99:191–222, March 1987. doi: 10.1086/131977.
- S. Tang, D. L. Kaplan, S. Phinney, T. A. Prince, R. P. Breton, E. Bellm, L. Bildsten, Y. Cao, A. K. H. Kong, D. A. Perley, B. Sesar, W. M. Wolf, and T.-C. Yen. Identification of the Optical Counterpart of Fermi Black Widow Millisecond Pulsar PSR J1544+4937. *ArXiv e-prints*, June 2014.
- T. M. Tauris and E. P. J. van den Heuvel. *Formation and evolution of compact stellar X-ray sources*, pages 623–665. April 2006.
- T. M. Tauris, E. P. J. van den Heuvel, and G. J. Savonije. Formation of Millisecond Pulsars with Heavy White Dwarf Companions: Extreme Mass Transfer on Subthermal Timescales. , 530:L93–L96, February 2000. doi: 10.1086/312496.
- J. M. Taylor, J. E. Grindlay, P. D. Edmonds, and A. M. Cool. Helium White Dwarfs and BY Draconis Binaries in the Globular Cluster NGC 6397. , 553:L169–L172, June 2001a. doi: 10.1086/320676.

- J. M. Taylor, J. E. Grindlay, P. D. Edmonds, and A. M. Cool. Helium White Dwarfs and BY Draconis Binaries in the Globular Cluster NGC 6397. , 553:L169–L172, June 2001b. doi: 10.1086/320676.
- L. Ubeda. *Advanced Camera for Surveys Instrument Handbook for Cycle 21 v. 12.0*. December 2012.
- M. H. van Kerkwijk, C. G. Bassa, B. A. Jacoby, and P. G. Jonker. Optical Studies of Companions to Millisecond Pulsars. In F. A. Rasio and I. H. Stairs, editors, *Binary Radio Pulsars*, volume 328 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 357, July 2005.
- F. Verbunt. Binary Evolution and Neutron Stars in Globular Clusters. In G. Piotto, G. Meylan, S. G. Djorgovski, and M. Riello, editors, *New Horizons in Globular Cluster Astronomy*, volume 296 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 245, 2003.
- F. Verbunt and P. C. C. Freire. On the disruption of pulsar and X-ray binaries in globular clusters. , 561:A11, January 2014a. doi: 10.1051/0004-6361/201321177.
- F. Verbunt and P. C. C. Freire. On the disruption of pulsar and X-ray binaries in globular clusters. , 561:A11, January 2014b. doi: 10.1051/0004-6361/201321177.
- F. Verbunt and W. H. G. Lewin. *Globular cluster X-ray sources*, pages 341–379. April 2006.
- F. Verbunt, D. Pooley, and C. Bassa. Observational Evidence for the Origin of X-ray Sources in Globular Clusters. In E. Vesperini, M. Giersz, and A. Sills, editors, *IAU Symposium*, volume 246 of *IAU Symposium*, pages 301–310, May 2008. doi: 10.1017/S1743921308015822.
- H. von Zeipel. The radiative equilibrium of a slightly oblate rotating star. , 84: 684–701, June 1924.