

LAM ASTRONOMIA 2013
Liceo cantonale di Bellinzona

Stelle variabili



Allievo:
Axel KUHN

Docente:
prof. Stefano SPOSETTI

15 dicembre 2013

Indice

Indice	1
I Introduzione teorica	3
1 Premessa	4
1.1 Scelta e scopo del lavoro	4
1.2 Ringraziamenti	4
2 Lo studio delle stelle variabili	6
2.1 Definizione	6
2.2 Motivi del loro studio	7
2.2.1 Misura delle distanze	7
2.2.2 Miglioramento dei modelli teorici	10
2.2.3 Ricerca di pianeti extrasolari	14
2.3 Un contributo amatoriale	15
3 Tipi di stelle variabili	17
3.1 Sistemi binari ad eclisse	17
3.2 Pulsanti	18
3.3 Eruttive/Cataclismiche	21
3.4 Rotanti	24
3.5 Novità	24
II Osservazione pratica	27
4 Preparazione	28
4.1 Scegliere una stella variabile	28
4.2 Pianificare l'osservazione	28
5 Osservazione	30
5.1 Strumenti e metodo	30

<i>INDICE</i>	2
6 Analisi dei dati	31
6.1 Ottimizzazione delle immagini	31
6.2 Estrazione dei dati	33
6.3 Invio delle misure effettuate	35
6.4 Elaborazione di un grafico	36
7 Conclusione	38
7.1 Riflessioni finali	38
Bibliografia	39

Parte I

Introduzione teorica

Capitolo 1

Premessa

1.1 Scelta e scopo del lavoro

Benché non avessi ancora conoscenze in astronomia, ho incontrato per la prima volta il termine “stella variabile” a 12 anni, leggendo il mio primo libro di fantascienza, intitolato appunto “Stella variabile”¹. Il riferimento alla tematica nel titolo risulta però vago e implicito, e non è di certo il punto centrale della storia. Non c’è quindi da meravigliarsi se alla Giornata Astronomica 2012, organizzata dalla Società Astronomica Ticinese (SAT), il termine mi è nuovamente saltato all’orecchio durante l’ascolto di una presentazione. Dopo alcune altre idee ho quindi deciso di approfondire questa tematica come Lavoro di Maturità (LAM).

Il mio scopo principale con questo LAM è quello di capire che cosa sono le stelle variabili, come si studiano e perché si studiano. Un altro obiettivo sarà quello di capire alcuni metodi di studio dell’astronomia e il contributo amatoriale che ognuno di noi può dare a questa scienza.

Il Lavoro sarà diviso in due parti: un’introduzione teorica generale e una parte osservativa (pratica) che prende in considerazione alcuni esempi di stelle variabili.

1.2 Ringraziamenti

Ringrazio innanzitutto Stefano Sposetti per averci dato l’opportunità di scegliere il Lavoro di Maturità in Astronomia e le conseguenti lezioni teoriche di base, per avermi seguito e consigliato riguardo alle mie scelte di tematiche e contatti, e infine per aver messo a disposizione la sua strumentazione e parte del suo tempo per prendere misure di alcune stelle variabili.

Ringrazio Raoul Behrend per avermi dato l’opportunità di discutere la tematica delle stelle variabili con lui e per avermi fornito una lista di

¹Stella Variabile, Heinlein Robert A., Robinson Spider, edizione Armenia, 9788834421062

stelle osservabili, permettendomi lavorare alla parte pratica con risultati effettivamente utili.

Capitolo 2

Lo studio delle stelle variabili

2.1 Definizione

Una stella variabile è una stella caratterizzata dalla sua variazione di luminosità nel tempo. Questa sua variazione non è da confondere con il normale scintillio visibile anche ad occhio nudo e dovuto alle impurità presenti nell'atmosfera, le quali impediscono una visione ottimale (continua) della sua luce.

È possibile creare un grafico della luminosità di una stella in funzione del tempo raccogliendo una sequenza di dati della magnitudine in una o più sessioni di osservazione (maggiori dettagli nei capitoli 5 e 6). Questo grafico definisce la *curva di luce* della stella.

Le stelle variabili sono classificate a seconda del motivo che provoca questo loro cambiamento di luminosità e che genera una distinta curva di luce, riconoscibile in ogni stella della stessa categoria (vedi capitolo 3). Vi sono però stelle la cui apparente variabilità possiede più di una delle cause classificate: è per esempio spesso il caso in sistemi di stelle doppie o multiple, dove le componenti appartengono a categorie diverse, generando curve di luce a prima vista sconosciute, risultato della somma di quelle individuali.

Così come vi sono innumerevoli stelle nel cielo, così sono innumerevoli le variazioni dei parametri delle singole stelle variabili: si osservano stelle con periodi da pochi secondi a decenni o secoli e con variazioni di luminosità da diverse unità di magnitudine a millesimi di magnitudine (stelle con quest'ultima caratteristica sono state scoperte in un recente studio, dettagli nella sezione 3.5).

Proprio a causa di questa grande varietà, lo studio delle stelle variabili gode di un considerevole contributo amatoriale ed è quindi soggetto all'interesse di molti astrofili.

2.2 Motivi del loro studio

I motivi dell'interesse a livello internazionale dello studio delle stelle variabili si divide principalmente in tre parti, presentate qui di seguito.

2.2.1 Misura delle distanze

Misurare distanze è un'operazione che ci ritroviamo a fare quasi quotidianamente e per la quale possediamo dunque una certa dimestichezza. Nella maggior parte dei casi utilizziamo come riferimento il percorso rettilineo che la luce compie in circa $\frac{1}{300000000}$ di secondo (ovvero 1 metro) e consideriamo la distanza tra un oggetto A ed un altro B come un certo numero di volte questo percorso, tramite l'ausilio di righe, metri a nastro o altri strumenti di misura diretti.

Si passa poi a misure indirette per distanze di vari chilometri, calcolando ad esempio il tempo impiegato da un raggio laser per colpire un oggetto lontano, venire riflesso e tornare al telemetro che ha emesso il raggio. Conoscendo la velocità v del raggio in aria e il tempo t impiegato per percorrere il viaggio di andata e di ritorno, la distanza risulta essere

$$d = \frac{vt}{2}$$

La stessa tecnica viene utilizzata per oggetti all'interno del nostro sistema solare, tramite un'onda radio emessa da un radar. Nell'equazione la velocità diventa quindi quella di un'onda elettromagnetica nel vuoto, ovvero c .

Ci si è resi conto che ogni tecnica fornisce misure accurate a partire e fino ad una certa distanza. Con il tempo si è formata quindi la cosiddetta scala delle distanze cosmiche ("cosmic distance ladder"), da immaginare come una scala a pioli, dove ogni gradino si basa sul precedente (nel senso che per calibrare un tipo di misura si fa uso di quello precedente).

Un importante gradino di questa scala è la relazione tra il logaritmo del periodo di pulsazione e la luminosità media delle Cefeidi, un tipo di stella variabile pulsante. Questa relazione è stata scoperta per la prima volta dall'astronoma americana Henrietta Swan Leavitt nel 1912 ed è quindi anche conosciuta come Legge di Leavitt. Un chiaro esempio di questa legge è mostrato in figura 2.1¹, risultato secondario di uno studio svolto tra il 2001 e il 2009 atto a scoprire materia oscura analizzando effetti di microlenti gravitazionali. Questi risultati hanno permesso la creazione di un nuovo catalogo di Cefeidi della Grande Nube di Magellano.[12] Lo studio di Henrietta Leavitt si basò su un campione di circa 1000 Cefeidi della Piccola Nube di Magellano. Una volta individuata una relazione tra la magnitudine apparente e

¹Fonte dell'immagine: http://ogle.astrouw.edu.pl/cont/4_main/var/ogleiii/cepsmc/text.html

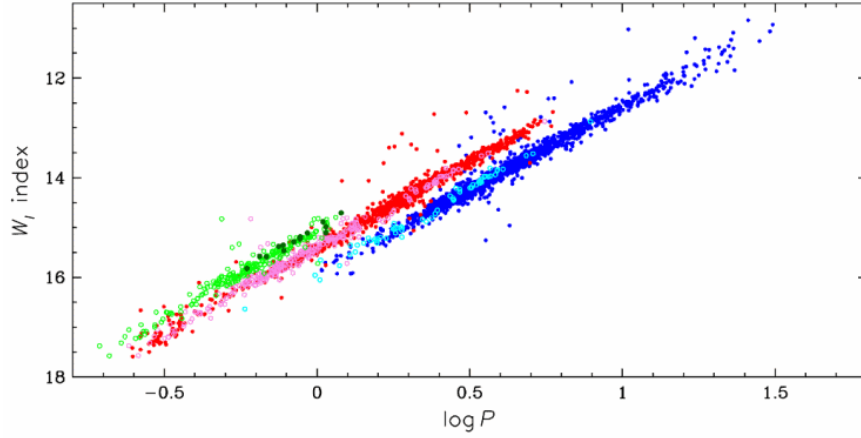


Figura 2.1: Relazione Periodo-Luminosità di un campione di 3361 Cefeidi, effettuato dal Optical Gravitational Lensing Experiment, OGLE. Colori diversi indicano dati raccolti in lunghezze d'onda diverse. La luminosità è indicata come indice di Wesenheit, valore tratto da una funzione che corregge effetti di arrossamento dovuti alla presenza di polveri interstellari, le quali diffondono parte delle onde elettromagnetiche a bassa lunghezza d'onda emessi da una sorgente luminosa.

il periodo di pulsazione delle stelle esaminate, Leavitt presuppose che queste stelle si trovassero approssimativamente alla stessa distanza dalla terra (essendo questa distanza molto grande) e che la relazione si potesse quindi estendere a quella tra periodo e magnitudine assoluta (cioè la magnitudine apparente osservata se la stella distasse da noi esattamente 10 parsecs).

Il confronto tra la magnitudine apparente (osservata) e quella assoluta (calcolata tramite il periodo di pulsazione della Cefeide) permette di determinare la distanza con la seguente equazione:

$$d_L = \sqrt{\frac{L}{4\pi B}}$$

dove L è la luminosità della stella (ottenibile dalla misura della magnitudine assoluta) e B è la magnitudine apparente.

Questo risultato ha permesso di determinare l'effettiva distanza di varie galassie un tempo ritenute interne alla Via Lattea, estendendo di molti fattori l'ipotizzata dimensione dell'universo, da 10^5 anni luce (il diametro della Via Lattea) all'ordine di grandezza dei milioni di anni luce.²

Una scoperta ancora più importante riguarda le *supernove di tipo Ia*. Le supernove sono tra le stelle variabili più brillanti, visibili pure in galassie di

²Oggigiorno, il diametro stimato dell'universo osservabile è di 93 miliardi di anni luce. Vedi [4]

stanti centinaia di milioni di anni luce, permettendo di calibrare il “gradino” (della scala delle distanze cosmiche) dei redshifts.

Oltre all’esplosione di una stella massiccia una volta raggiunta la fine della sua “vita”, una supernova può avere origine da un sistema binario composto da una stella nana bianca massiccia e un’altra stella. In un tale sistema la nana bianca sottrae materia alla compagna, finché raggiunge una massa limite di 1.38 volte quella del Sole (limite di Chandrasekhar) e le forze atomiche che contrastano la forza di gravità non sono più sufficienti contro di essa e gli strati esterni della stella collassano, aumentando improvvisamente la pressione nel nucleo della stella, dove enormi quantità di carbonio vengono fuse istantaneamente, liberando un’energia tanto forte da far esplodere interamente la stella. Quest’ultimo caso definisce l’origine delle supernove Ia.



Figura 2.2: Immagine ripresa con il Hubble Space Telescope dal High-Z Supernova Search Team, pubblicata nel 1999. La supernova di tipo Ia denominata SN 1994D è visibile in basso a sinistra della galassia NGC 4526, nella costellazione della Vergine.

Potendo considerare sempre uguali i processi di formazione di questo tipo di supernova [9], si può assumere (ed è stato accertato) che alla stessa distanza questo fenomeno raggiunga un massimo di luminosità sempre costante, definito dalla magnitudine assoluta $M_V \approx -19.30\text{mag}$. [5]

Le supernove di tipo Ia rappresentano quindi una *candela standard*, cioè una classe di oggetti per i quali si conosce la magnitudine assoluta a causa di una o più caratteristiche che tutti gli oggetti della classe possiedono. Osservando la magnitudine apparente di un oggetto appartenente a una tale classe è quindi possibile definirne la distanza. Nel caso delle supernove di tipo Ia, la distanza in parsecs, data la luminosità apparente, risulta essere

$$D = 10^{\frac{m-M_V+5}{5}}$$

dove m è la magnitudine apparente e M_V quella assoluta.

Un tempo si pensava che l'universo fosse in espansione costante a partire dalla sua “nascita”. Per questo motivo uno studio risalente al 1998 decise di verificare la seguente ipotesi: se l'universo è in espansione costante, il rapporto tra il redshift e la luminosità massima di una supernova dovrebbe essere costante (in altre parole: oggetti più lontani dovrebbero sembrare muoversi di meno rispetto ad altri più vicini). L'ipotesi venne confutata, poiché le stelle osservate che presentavano un forte spostamento del loro spettro verso il rosso erano più lontane rispetto a quelle con un più debole spostamento verso il rosso. Ciò significa che l'espansione dell'universo è in accelerazione.

Fu questo il primo indizio della presenza dell'*energia oscura* predetta da Albert Einstein, che nel caso si rivelasse esistente, cambierebbe interamente la nostra visione dell'universo e del suo processo evolutivo.

2.2.2 Miglioramento dei modelli teorici

Si sa che le stelle nascono da polveri interstellari, che durante la loro vita rimangono luminose grazie ai processi di fusione avvenenti nel loro nucleo e che quando il “combustibile” di tali processi viene a mancare, la stella stessa termina la sua esistenza.

Questi processi avvengono tuttavia nell'arco di milioni di anni e non siamo quindi in grado di osservarli direttamente. La nostra conoscenza deriva dallo studio delle stelle variabili, che ci forniscono indicazioni utili per teorizzare e affinare modelli evolutivi delle stelle in generale.

Uno dei passi fondamentali per capire l'evoluzione stellare venne compiuto attorno al 1910, con la creazione del diagramma di Hertzsprung–Russell (diagramma H-R). Questo diagramma mette a confronto la luminosità delle stelle con la loro temperatura (oppure *classe spettrale*, una delle seguenti lettere che indica un intervallo di temperature da quelle più calde a quelle più fredde: O B A F G K M). È quindi stato possibile identificare dei percorsi tipici seguiti da vari gruppi di stelle nel corso della loro “vita” e suddividere secondo questi percorsi le stelle in classi di luminosità (classificazione di Yerkes):

0 Ipergiganti sono stelle generalmente più grandi e massicce delle supergiganti, con un alto tasso di perdita di massa e una magnitudine assoluta

superiore a $M_V = -7$. La loro vita è breve, rispetto alle altre categorie di stelle, raggiungendo pochi milioni di anni. A causa della loro rarità, si sa molto poco riguardo alla loro evoluzione.

I Supergiganti : stelle molto grandi e con massa 10-50 volte maggiore a quella del Sole. Anche loro possiedono una vita breve di pochi milioni di anni a causa del loro forte consumo di materia che le compone. Solitamente alla fine della loro vita esplodono come supernovae.

II Giganti brillanti : stelle giganti particolarmente luminose, ma non abbastanza grandi e massicce da poter far parte della categoria delle supergiganti.

III Giganti : stelle grandi e luminose, non per forza massicce. Esistono giganti blu (molto calde, ma molto rare) e rosse (più frequenti poiché rappresentano il futuro della maggior parte delle stelle, compreso il Sole).

IV Subgiganti sono una via di mezzo tra le giganti e le stelle della sequenza principale. Probabilmente rappresentano una fase di transizione tra le due classi.

V Sequenza principale si trovano sulla diagonale del diagramma H-R e la maggior parte delle stelle osservate oggi fanno parte di questa categoria. Si veda a riguardo la figura 2.4.

VI Subnane stelle che hanno una luminosità 1.5-2 volte minore rispetto a quelle della sequenza principale.

(VII Nane bianche) sono stelle piccole e poco luminose, di colore tendente al bianco. Benché piccole possiedono una densità molto elevata. Si suppone che questa classe sia la destinazione evolutiva delle stelle di massa medio-piccola appartenenti alla sequenza principale.

Queste classi sono mostrate in un modello teorico del diagramma H-R nella figura 2.3.³

La figura 2.4 mostra invece la posizione nel diagramma H-R di 23'000 stelle effettivamente osservate.⁴

Le stelle variabili, attraverso l'analisi della loro variabilità, ci forniscono più informazioni rispetto alle altre stelle. Queste informazioni si possono poi estendere a tutte le stelle vicine nel diagramma H-R (essendo la posizione nel diagramma determinata indirettamente da caratteristiche quali massa ed età), permettendoci di affinare i modelli evolutivi teorici delle varie classi sopracitate.

³Fonte dell'immagine: <http://commons.wikimedia.org/wiki/File:HR-diag-no-text-3.svg>

⁴Fonte dell'immagine: <http://www.atlasoftheuniverse.com/hr.html>

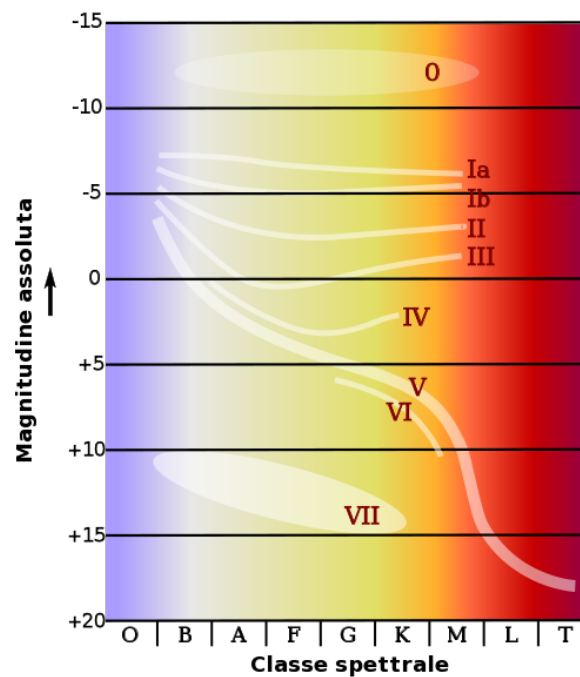


Figura 2.3: Diagramma teorico delle varie classi di luminosità nel diagramma H-R. Le lettere delle classi spettrali indicano un intervallo di temperatura superficiale della stella in Kelvin.

Generalmente si distinguono stelle in fase pre- o post-sequenza principale da quelle nella sequenza principale. Questa distinzione viene fatta poiché tutte le stelle attraversano la sequenza principale, cioè quella fase che ha inizio con la fusione dell'idrogeno nel nucleo e che termina quando l'idrogeno finisce. La velocità di attraversamento della sequenza principale dipende dalla massa iniziale della stella: la fusione dell'idrogeno avviene in quantità maggiori nelle stelle di massa elevata e di conseguenza queste attraversano la sequenza principale molto più velocemente rispetto alle stelle di massa molto piccola (le prime impiegano alcuni milioni di anni, mentre le seconde fino a 100 miliardi di anni). Il Sole trascorrerà in totale circa 9-10 miliardi di anni nella sequenza principale.

In tutte e tre le fasi vi sono tipi di stelle variabili che ci danno informazioni utili per comprendere i processi evolutivi delle stelle.

Nella fase di pre-sequenza principale le stelle variabili *FU Orionis* e *UX Orionis* gettano luce sui processi di nascita delle stelle: sono infatti stelle giovani e la loro luminosità varia a causa delle nubi di gas e polveri che le circondano e dalle quali prelevano materia per ingrandirsi fino a quando inizia il processo di fusione nucleare dell'idrogeno nel nucleo, entrando dunque nella sequenza principale.

Nella fase di sequenza principale le stelle tendono ad essere stabili, benché

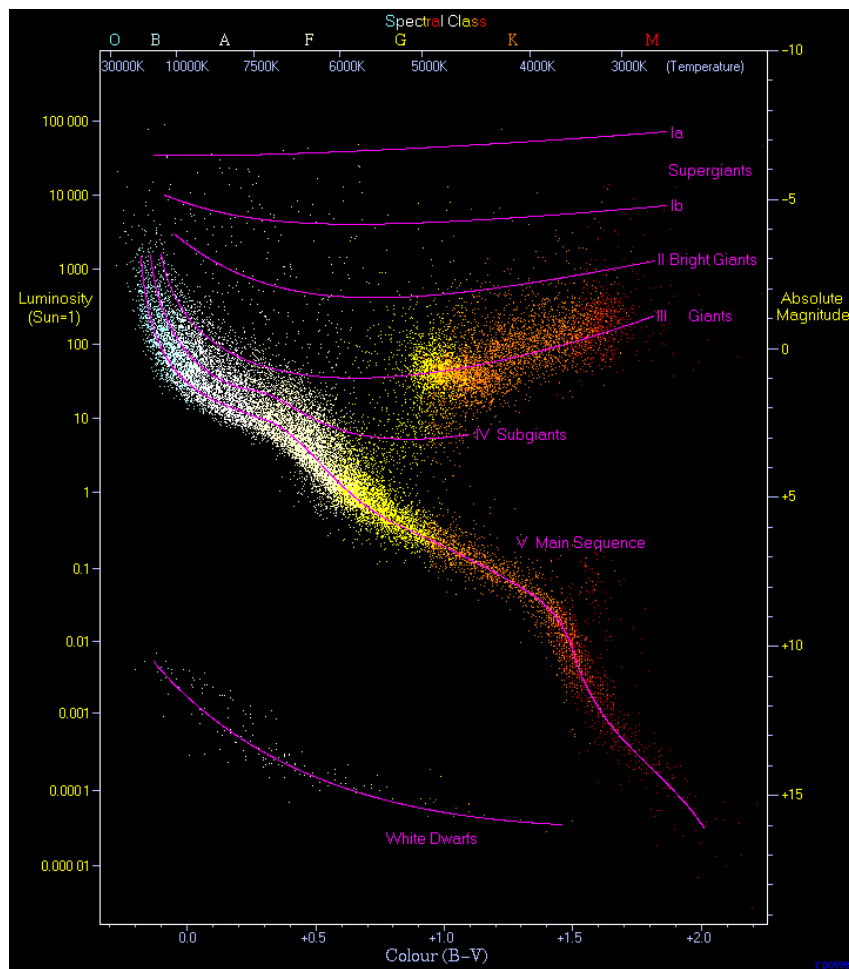


Figura 2.4: 22000 stelle del catalogo di Hipparcos e 1000 stelle di bassa luminosità del Gliese Catalogue of Nearby Stars inserite nel diagramma di Hertzsprung-Russel. Rappresentazione grafica realizzata da Richard Powell.

al loro interno si svolgano processi evolutivi, ma di lunga durata e i quali effetti appaiono troppo lentamente per poter essere osservabili. Vi sono tuttavia anche in questa fase delle stelle variabili di una certa utilità: sono queste delle pulsanti e delle rotanti, come il Sole, il quale studio permette di capire nel primo caso la struttura interna delle stelle (tale studio viene definito *astrosismologia*) e nel secondo caso l'origine e l'attività dei campi magnetici in esse.

Le stelle variabili nella fase di post-sequenza principale ci mostrano principalmente i modi in cui una stella può terminare la sua vita, a dipendenza delle sue caratteristiche iniziali. Si ritrovano in questo caso le stelle eruttive/cataclismiche (vedi sezione 3.3).

Gli studi di queste variabili, pur godendo di un elevato interesse, sono

ancora agli esordi e non hanno finora fornito risposte definitive alle questioni sopracitate.

2.2.3 Ricerca di pianeti extrasolari

Anche se già da secoli vari filosofi e scienziati hanno ipotizzato l'esistenza nell'universo di sistemi solari come il nostro (tra i più noti ricordiamo Giordano Bruno e Isaac Newton), la conferma di tale ipotesi appare solamente nel 1992, con l'accurata osservazione dei ritardi dei segnali radio emessi dalla pulsar PSR B1257+12, motivati appunto dall'influenza gravitazionale di almeno due pianeti.[13]

Negli ultimi anni ci si è concentrati particolarmente sui pianeti plausibili di possedere caratteristiche che permettano l'evoluzione della vita (che si trovano nella cosiddetta *zona abitabile* di un sistema solare, cioè entro un limite massimo e minimo di distanza dalla stella che li ospita, valori che dipendono dal suo tipo e dalle sue dimensioni; solo in questa zona è possibile trovare acqua allo stato liquido e quindi eventualmente pure vita). Si veda ad esempio il caso di Kepler-69c (Figura 2.5)⁵, scoperto il 7 gennaio 2013 e confermato il 18 aprile dello stesso anno. Al momento della stesura di questo documento, è confermata l'esistenza di 973 pianeti in 743 sistemi planetari extrasolari⁶.

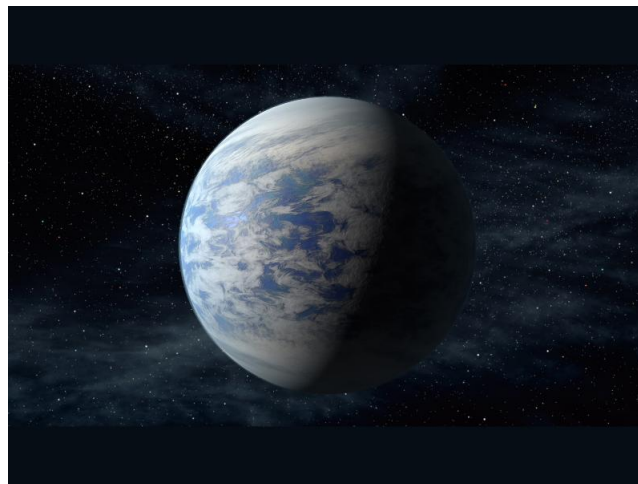


Figura 2.5: Rappresentazione artistica di Kepler-69c, un pianeta extrasolare a 2700 anni luce da noi e con un'orbita di 242 giorni attorno alla sua stella.

⁵Fonte dell'immagine: http://www.nasa.gov/mission_pages/kepler/multimedia/images/kepler-69c.html

⁶Indirizzo del database aggiornato dei pianeti extrasolari: <http://exoplanet.eu/catalog/>, consultato il 15 settembre 2013.

Gran parte dei pianeti extrasolari vengono scoperti tramite l'osservazione del loro transito davanti alla stella che li ospita, e quindi attraverso l'analisi della curva di luce di quest'ultima (da cui il legame con le stelle variabili). La figura 2.6 illustra un grafico indicante il numero di pianeti scoperti per anno e attraverso quale metodo⁷:

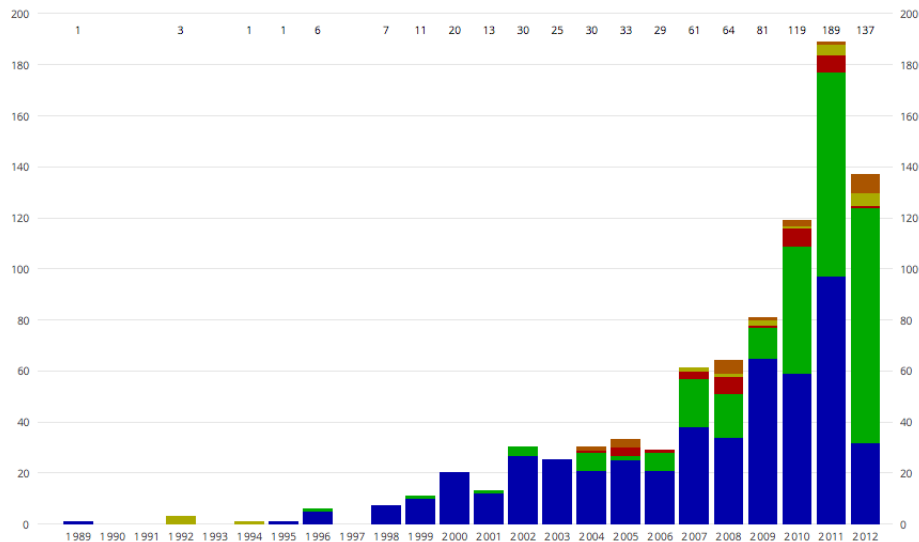


Figura 2.6: Numero di pianeti extrasolari scoperti per anno e per metodo di scoperta (blu=velocità radiale, verde=transito, giallo=tempismo, rosso=fotografia diretta, arancione=microlensing)

La tecnica della velocità radiale osserva variazioni nello spettro della stella ospite (effetto Doppler), dovute agli spostamenti della stella attorno al centro di massa del sistema stella-pianeta (o stella-pianeti).

2.3 Un contributo amatoriale

Essendo il numero di stelle visibili talmente elevato⁸ e il quantitativo di strumenti professionali talmente basso, ci si è presto resi conto del potenziale aiuto che astrofili di tutto il mondo potrebbero dare allo studio di stelle variabili. Sono quindi nati portali per gli osservatori di stelle variabili, che permettono di coordinare le osservazioni, inviare le misure effettuate e quindi di catalogare in maniera efficiente dati, provenienti da tutto il mondo,

⁷Fonte: https://it.wikipedia.org/wiki/File:Exoplanet_Discovery_Methods_Bar.png

⁸Gli astronomi stimano 400 miliardi di stelle unicamente nella Via Lattea, vedi: <http://www.universetoday.com/102630/how-many-stars-are-there-in-the-universe/>

riguardanti ogni stella. Uno tra i più conosciuti a livello internazionale è il portale dell'American Association of Variable Star Observers (AAVSO)⁹.

⁹<http://www.aavso.org/>

Capitolo 3

Tipi di stelle variabili

3.1 Sistemi binari ad eclisse

Almeno metà delle stelle visibili sono in realtà sistemi binari o multipli.[6]

Le nostre attuali conoscenze sui processi di nascita, evoluzione e morte di una stella si basano sull'osservazione del sole e di altri sistemi solari comprendenti un'unica stella. È quindi necessario studiare i sistemi binari e multipli al fine di poter capire in modo completo questi processi.

Il fenomeno della nascita di un tale sistema è ancora poco chiaro, ma vari astronomi stanno compiendo sforzi per studiarlo e ipotizzare modelli teorici che siano in grado di spiegarlo.

Un vasto interesse è posto sullo studio di sistemi binari ad eclisse, cioè quei sistemi di due stelle poste su un piano coincidente con quello della nostra visuale, in modo che queste stelle transitino l'una di fronte all'altra periodicamente, provocando una variazione della luminosità apparente del sistema. Si distinguono tre tipi di questi sistemi:

Algol, si tratta di stelle fisicamente separate. Per questo motivo la loro curva di luce alterna un minimo marcato e uno appena percettibile, mentre tra i due minimi la curva risulta quasi piatta.

Beta Lyrae in questo caso vi è un leggero scambio di materia tra le due stelle. I due minimi sono quindi meno distinti l'uno dall'altro e tra di essi la curva è arrotondata. Sono comunque ancora distinguibili i momenti di “pausa” tra una caduta di luce e l'altra.

W Ursae Majoris. Nei sistemi di questo genere le due stelle si scambiano materia in quantità importante, risultando all'incirca della stessa dimensione. La curva di luce appare in continua alternanza di cadute e riprese di luce. I minimi raggiungono livelli di luminosità quasi uguali (differendo al massimo di alcuni decimi di magnitudine).

La figura 3.1 esemplifica questa classificazione.¹

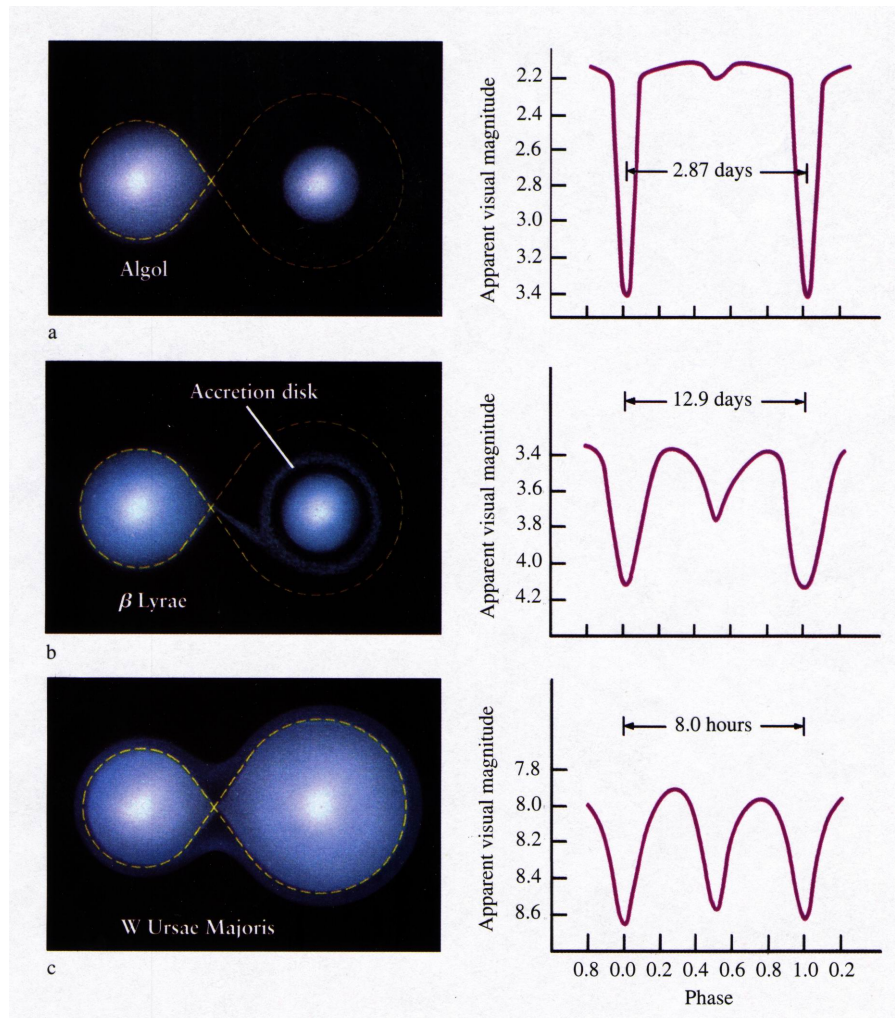


Figura 3.1: Classificazione di sistemi binari ad eclisse secondo la loro curva di luce. I dati delle curve di luce sono indicativi.

3.2 Pulsanti

Le stelle pulsanti mostrano una variazione di luminosità a causa della periodica espansione rispettivamente contrazione degli strati superficiali della stella. Vi sono varie modalità di pulsazione: quella radiale, la più semplice, dove la materia si espande e contrae uniformemente rispetto al centro della stella; la modalità di *primo ipertono*, nella quale si presenta all'interno

¹Fonte dell'immagine: <http://crab0.astr.nthu.edu.tw/~hchang/ga1/ch21-05.htm>

della stella una superficie sferica dove la materia rimane ferma, mentre all'esterno di essa la materia si espande e all'interno si contrae (e viceversa, periodicamente); nella modalità di *seconto ipertono* le superfici sferiche in cui la materia risulta ferma sono due; e vi sono infine tutte le modalità di pulsazione non radiali, nelle quali la stella si deforma irregolarmente.

Lo studio delle stelle pulsanti è particolarmente importante per due motivi: grazie alla loro relazione tra il periodo di pulsazione e la luminosità, le stelle pulsanti sono uno degli indicatori di distanza principali (come descritto nella sezione 2.2.1); in secondo luogo alcune sottocategorie di stelle pulsanti ci forniscono i mezzi per meglio capire i processi che si svolgono all'interno delle stelle.

Le pulsazioni non sono dovute all'aumento dei processi di fusione nel nucleo della stella. Si tratta invece di un processo che porta la stella all'*equilibrio idrostatico*, cioè all'equilibrio raggiunto ad una determinata distanza dal centro tra la forza di gravità e la pressione verso l'esterno dei gas sottoposti a tale forza. Infatti, più il gas di una stella viene attratto verso il centro e compresso, maggiore sarà la sua pressione in senso opposto. Durante il processo di pulsazione, per esempio nel momento in cui la forza di gravità è diminuita fino a eguagliare quella della pressione, le molecole di gas possiedono ancora una certa velocità (più precisamente chiamata *quantità di moto*) verso il centro e si comprimono quindi un po' di più, aumentando la forza della pressione del gas finché questa ferma il moto delle molecole. A questo punto la forza della pressione eccede quella di gravità, spingendo le molecole di gas verso l'esterno e superando ancora una volta la distanza di equilibrio, finché la forza di gravità eccede a sua volta quella di pressione, ferma il moto delle molecole e le riporta nuovamente verso il centro. In ogni pulsazione vi è una certa perdita di energia che permette l'avvicinarsi sempre di più all'equilibrio. Si tratta quindi di un'oscillazione armonica smorzata di lunga durata. Oltre al variare della luminosità, in tutte le stelle pulsanti pure la temperatura superficiale della stella, e quindi la sua classe spettrale, subisce un cambiamento periodico.

Si distinguono vari tipi di pulsanti, le principali sono qui di seguito presentate.

Le *Cefeidi* sono probabilmente tra le più conosciute, come discusso nella sezione 2.2.1. Sono generalmente molto luminose e l'ampiezza della loro variazione è di 0.5-2 magnitudini. L'aumento di luminosità è rapido, mentre il declino è più lento. Un tipico esempio di curva di luce è quello di δ Cephei, la stella che ha dato il nome alla classe delle cefeidi. La sua curva di luce è mostrata in figura 3.2². Questa stella appartiene alle cefeidi di tipo I. Le cefeidi di tipo II sono generalmente meno luminose e hanno un periodo di pulsazione più lungo (tipicamente 12-30 giorni, rispetto ai 5-10 di quelle di

²Fonte dell'immagine: <http://earthsky.org/brightest-stars/delta-cephei-the-kings-famous-variable-star>

tipo I). La loro curva di luce presenta inoltre una piccola “gobba” nella fase di declino.

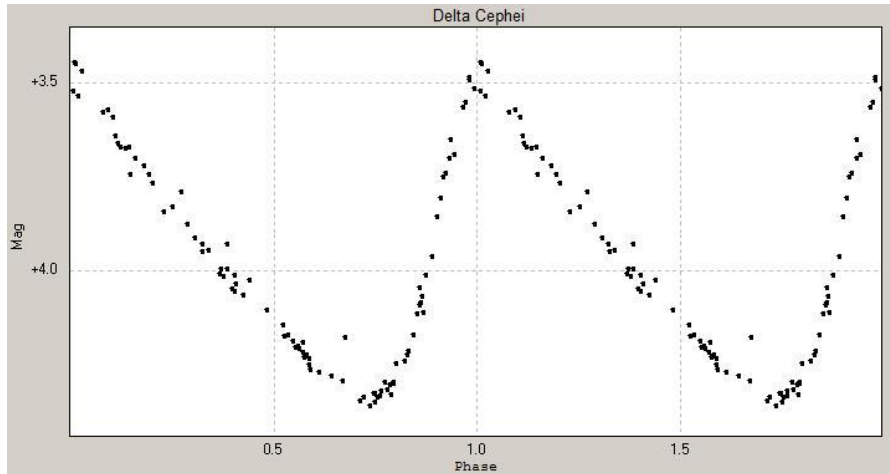


Figura 3.2: Curva di luce di δ Cephei.

Un secondo tipo sono le *RR Lyrae*. Possiedono un periodo di pulsazione molto breve (da poco più di un'ora a poco più di un giorno) e sono meno massicce rispetto alle cefeidi. Sono pure più vecchie e solitamente si trovano negli *ammassi globulari*, insiemi sferici di stelle che orbitano attorno al centro di una galassia. Pure questo tipo di pulsanti mostra una relazione Periodo-Luminosità e viene quindi spesso utilizzato per determinare la distanza degli ammassi globulari nei quali si trovano. Un esempio della loro curva di luce è mostrato in figura 3.3³.

Le *RV Tauri* sono pulsanti che presentano un'alternanza, non sempre regolare, di minimi vaghi e marcati. Il loro periodo è definito dal tempo intercorso tra quelli marcati. R Sct è un esempio appartenente a questa categoria di pulsanti. La sua curva di luce è visibile in figura 3.4⁴.

Tra le stelle pulsanti di lungo periodo (Long Period Variables, LPVs) si ritrovano le *Mira* e le *Semiregolari*. Le prime sono giganti rosse che hanno un periodo tra gli 80 e i 1000 giorni e una variazione di luminosità che può raggiungere 10mag. Le seconde sono giganti o supergiganti che alternano fasi periodiche di durata simile alle Mira con fasi di irregolarità. L'ampiezza della loro curva di luce non supera i 2.5mag.

Vi sono infine stelle pulsanti *irregolari*, che non mostrano alcuna periodicità nella loro curva di luce.

³Fonte dell'immagine: <http://www.dppobservatory.net/Observations/CXLyr/CXLyr.php>

⁴Fonte dell'immagine: <http://cdsarc.u-strasbg.fr/afoev/var/erv.htm>

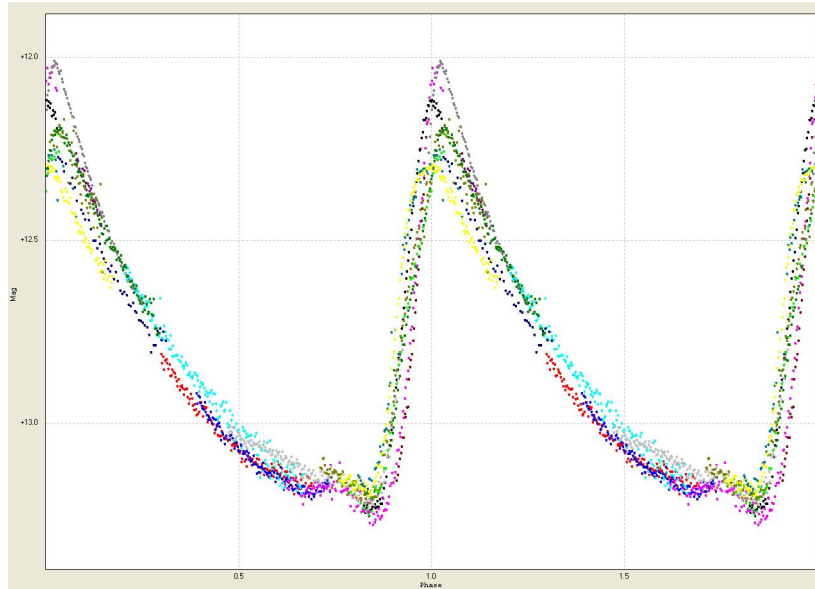


Figura 3.3: Curva di luce di CX Lyr, una stella pulsante di tipo RR Lyr.

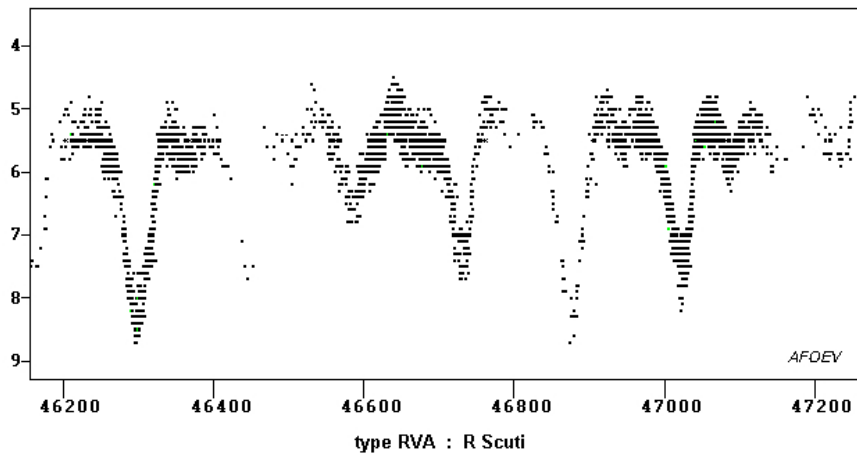


Figura 3.4: Curva di luce di R Set, una stella pulsante di tipo RV Tauri.

3.3 Eruttive/Cataclismiche

Le stelle cataclismiche e eruttive sono caratterizzate da improvvise e ampie variazioni di luminosità. Queste variazioni sono dovute principalmente a processi violenti e intensi che si svolgono all'interno della stella. Le cataclismiche subiscono questa variazione una sola volta, poiché i processi ad essa legati portano alla distruzione della stella stessa. Le eruttive possono invece subire più di una volta una variazione repentina di luminosità.

Le *Supernove* sono un tipo di cataclismiche. Due sono le possibili cause che portano alla formazione di una supernova: la prima, legata ad un sistema binario composto da una nana bianca e una seconda stella, è già stata spiegata nella sezione 2.2.2; la seconda è stata accennata. Si tratta in questo caso di una stella gigante rossa che ha esaurito il “carburante” dei processi di fusione nucleare avvenenti nel nucleo. Quest’ultimo è formato unicamente da ferro, poiché la fusione nucleare può avvenire soltanto con elementi più leggeri di esso. Cessando la fusione nucleare, non vi è più una forza in grado di contrastare quella di gravità e la stella implode. Seguono varie reazioni nel nucleo: alcune prime che provocano l’espulsione di elettroni e protoni dal nucleo e un’ultima che blocca la sua implosione a causa del raggiungimento di una densità maggiore a quella dei neutroni rimanenti. L’implosione degli strati esterni al nucleo viene quindi bloccata violentemente dalla rigidità ora assunta da questo e riflessa come onda d’urto, liberando in alcuni secondi un’energia che può raggiungere 10^{46} J. Soltanto 1% di questa energia viene rilasciata come luce visibile, una quantità tuttavia sufficiente ad aumentare di parecchie unità di magnitudine la luminosità della stella. Il restante dell’energia liberata, per la maggior parte, viene rilasciato sotto forma di neutrini. In seguito all’esplosione di una supernova può formarsi una stella di neutroni oppure un buco nero. Una tipica curva di luce di una supernova di tipo Ia è mostrata in figura 3.5⁵.

Le *Nove* consistono in un sistema binario stretto simile a quello che provoca le supernove di tipo Ia, ma con una nana bianca inizialmente meno massiccia. La nana bianca sottrae materia (principalmente idrogeno ed elio) alla compagna e questa materia si deposita sulla sua superficie. Con l’accumularsi della materia e il conseguente aumento di pressione si innesca il processo di fusione nucleare dell’idrogeno, che lo trasforma in poco tempo in elementi più pesanti. Questa reazione libera un’energia tale da provocare un’esplosione che spazza via dalla superficie della nana bianca la restante materia accumulata. La luminosità di questo tipo di stella variabile aumenta quindi in modo rapido per poi ritornare al suo valore originale (poiché unicamente lo strato di materiale deposto viene spazzato via, mentre la nana bianca rimane invariata).

Nove ricorrenti sono simili a nove, ma per le quali sono state registrate più di una esplosione nella storia osservativa della stella.

Nove nane sono invece stelle poco luminose che a distanza di alcune settimane o mesi presentano un’aumento di luminosità dell’ordine di alcune unità di magnitudine (da 2 a 5). Si pensa che queste variazioni siano dovute a delle instabilità termiche nel disco di accrescimento attorno ad una nana bianca che sottrae materia ad una compagna in un sistema binario. Cambiamenti di temperatura sarebbero all’origine di variazioni di viscosità del

⁵Fonte dell’immagine: <http://dbenn.wordpress.com/2012/02/03/pinwheel-galaxy-m101-supernova-light-curve/>

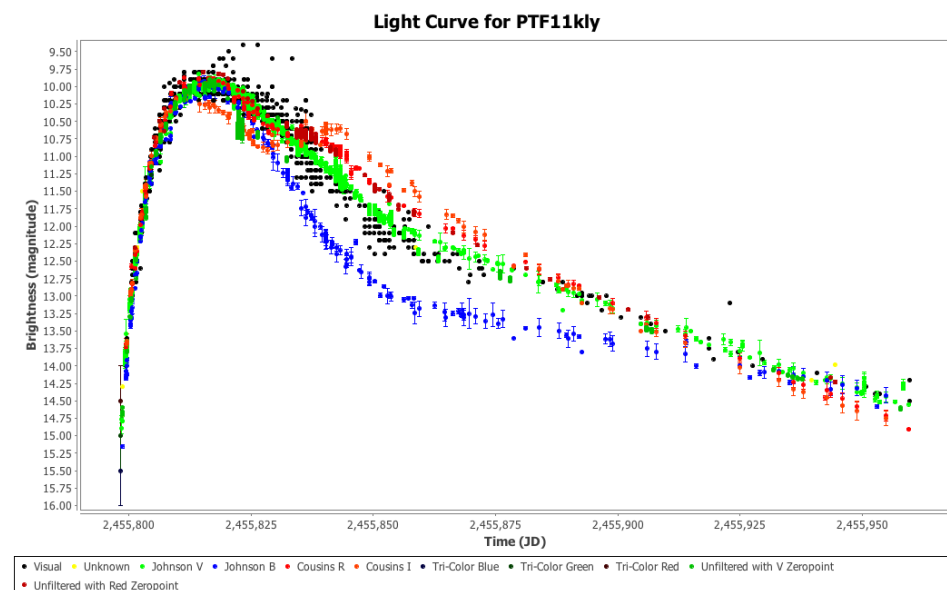


Figura 3.5: Curva di luce di una supernova denominata PTF11kly, di tipo Ia. I dati provengono dal database internazionale della AAVSO e sono presenti per varie lunghezze d'onda.

gas accumulato attorno alla stella, che perde quindi energia cinetica rotazionale mentre acquista energia potenziale gravitazionale, collassando sulla nana bianca.

Da ultimo si distinguono le *Nove simbiotiche*. Si tratta pure in questo caso di un sistema binario con componente nana bianca, accompagnata da una gigante rossa. Quest'ultima non cede però materia unicamente alla nana bianca, bensì disperde grandi quantità di materia nello spazio circostante, a causa di *venti stellari*, ovvero flussi di gas che fuoriescono dall'atmosfera della stella. Questi gas fuoriusciti formano un cerchio sul piano di rotazione del sistema binario e con l'aumentare della materia sulla superficie della nana bianca, occasionalmente questa dà origine ad una nova. Il gas circondante il sistema viene spinto nello spazio, assumendo una caratteristica forma “a clessidra” (come visibile nella figura 3.6⁶).

⁶Fonte dell'immagine: <http://apod.nasa.gov/apod/ap990831.html>

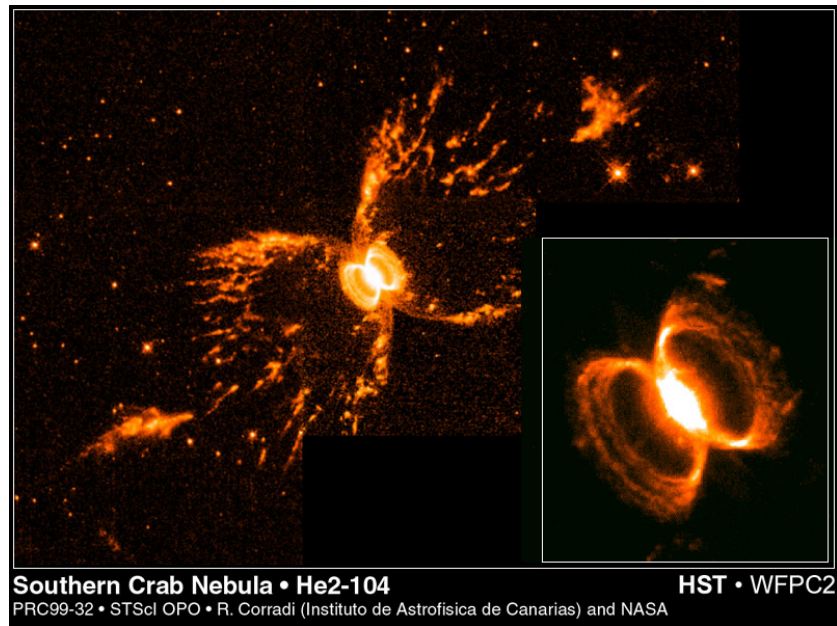


Figura 3.6: Esempio di una nova simbiotica. Sono visibili le ultime due esplosioni. La più recente è ingrandita nel riquadro. Foto realizzata con il Hubble Space Telescope nel 1999.

3.4 Rotanti

Le stelle rotanti sono una classe minore di stelle variabili. La loro luminosità varia a causa delle *macchie stellari* (un'estensione del concetto di macchie solari), regioni di una stella nelle quali i moti convettivi risultano temporaneamente bloccati. La temperatura superficiale in questi punti diminuisce formando macchie nere, che con la rotazione delle stelle sembrano muoversi da un lato all'altro di queste, scomparendo infine dalla nostra vista. Nel caso di stelle con un'importante presenza di macchie stellari, all'apparire di queste la luminosità può variare in modo significativo.

3.5 Novità

L'8 gennaio di quest'anno (2013) è stato pubblicato un articolo da un gruppo di ricercatori dell'osservatorio di Ginevra che dichiara di aver scoperto una nuova classe di stelle variabili nell'*ammasso aperto* NGC 3766 (un gruppo di stelle nate circa allo stesso momento e unite da una reciproca attrazione gravitazionale). [8] Il loro studio è durato 7 anni e i dati sono stati raccolti con il telescopio svizzero *Euler* di 1.2m di diametro a La Silla, in Cile. Questa nuova classe di stelle variabili probabilmente pulsanti mostra periodi da 0.1

a 0.7 giorni e ampiezze dell'ordine dei millesimi di magnitudine (non più di 5).

Fra le 36 stelle appartenenti a questa classe 23 sono monopericodiche, 11 biperiodiche e 2 hanno tre frequenze di pulsazione. Nel diagramma H-R queste stelle si posizionano tra le δ Scuti e le SPB (classi minori di stelle variabili, la loro posizione nel diagramma H-R è mostrata nella figura 3.7 in color magenta⁷), una zona ritenuta in precedenza stabile (esente da stelle variabili).

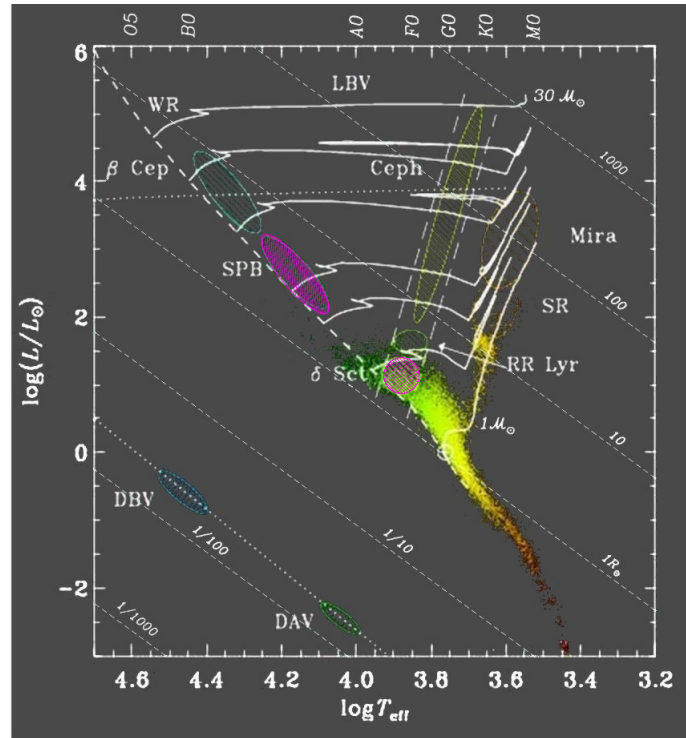


Figura 3.7: Diagramma H-R. Le zone dove si trovano le δ Scuti e le SPB sono messe in evidenza in color magenta.

Tra le 36 stelle osservate, 4 coincidono con un precedente studio dell'ammasso aperto in questione che ha calcolato le velocità di rotazioni di queste stelle. Si è notato che tutte e quattro possiedono delle velocità di rotazione superiori al 50% della loro *velocità critica*, la velocità di rotazione massima che una stella può assumere prima che si sfaldi, supponendo quindi un legame tra questa e la pulsazione.

L'articolo conclude che quattro stelle non sono sufficienti a confermare l'ipotesi sull'origine rotazionale di queste pulsazioni e invita a studiare altri ammassi aperti per confermare le caratteristiche di questa nuova classe.

⁷Immagine modificata, l'originale proviene da: <http://inspirehep.net/record/822571/plots>

Infine viene proposto per la classe il nome di “low amplitude periodic (or pulsating) A and late-B variables” (A e B sono le classi spettrali delle 36 stelle osservate). Il termine “pulsating” è messo tra parentesi poiché deve ancora venire confermato.

Seguono in figura 3.8 alcune delle 36 curve di luce risultanti dallo studio.

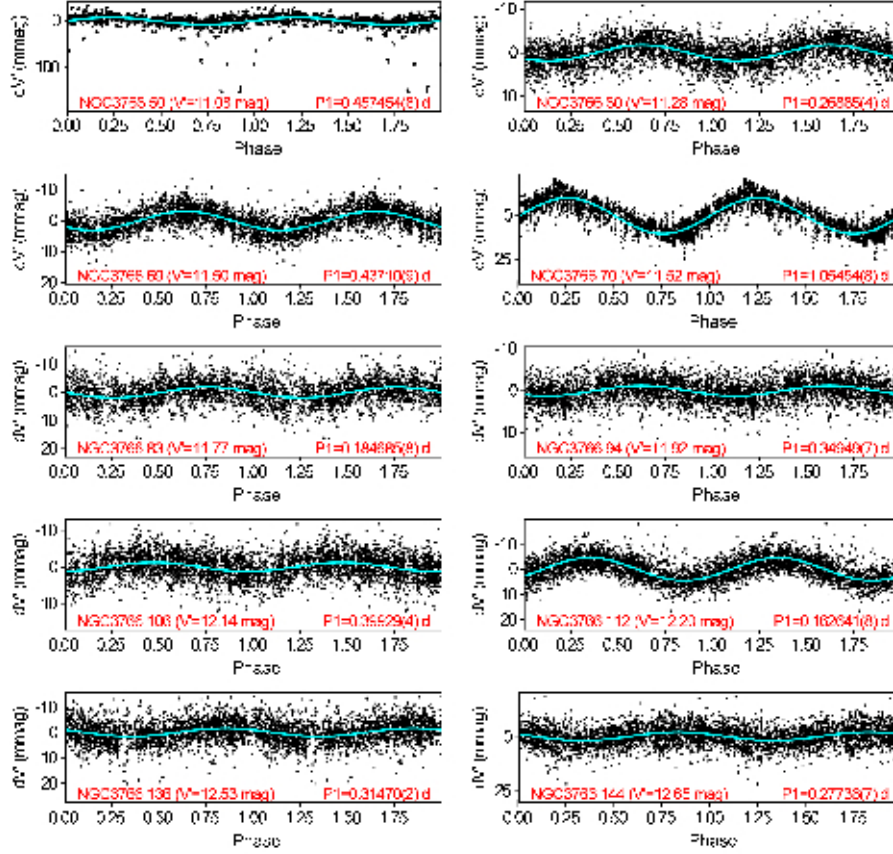


Figura 3.8: Curve di luce periodo- dV (differenza di magnitudine nello spettro Visibile in mmag) di 10 su 23 stelle monopericodiche della nuova classe di stelle variabili.

Parte II

Osservazione pratica

Capitolo 4

Preparazione

4.1 Scegliere una stella variabile

Per la scelta della stella variabile ho interrogato la lista¹ curata da Raoul Behrend. Raoul è un ricercatore presso l'università di Ginevra e astrofilo. La lista contiene stelle variabili che vale la pena osservare per la loro importanza scientifica (o per la loro classificazione, nel caso di stelle variabili nuove).

La lista è suddivisa in cinque categorie, in ordine di precedenza:

Oggetti “super” importanti da osservare per la loro importanza scientifica.

Oggetti nuovi non ancora definiti a causa delle poche misure che non forniscono indicazioni precise di tipo, periodo e/o ampiezza.

Oggetti in stato avanzato, possiedono già alcune misure e dati relativamente precisi.

Oggetti da confermare, quasi allo stato finale.

Oggetti allo stato finale, per i quali non sono più necessarie osservazioni.

Una volta trovata una stella osservabile mediante la strumentazione a disposizione (tenendo conto del limite inferiore di magnitudine e della sensibilità del sensore che catturerà le immagini) e che si trova nel campo visibile durante una notte nel periodo d'interesse, si è pronti a pianificare una sessione osservativa.

4.2 Pianificare l'osservazione

Nel mio caso la scelta della stella è caduta su GSC 5205-378 (= FM27), con un periodo di poco più di 2h e un'ampiezza di circa 0.14mag. La sua

¹Consultabile al seguente indirizzo: http://obswww.unige.ch/~behrend/page_cou.html

posizione in cielo, riferita all'anno 2000 (J2000.0):

RA: 21h14m11.000s

DE: $-06^{\circ}56'34.00''$

permetteva di osservarla a partire dal tramonto (22:00) nelle notti di fine luglio. Altre due stelle sono state prese in considerazione, TY Vul e USNO-A2.0 1275-71385. Purtroppo non hanno fornito risultati interpretabili e quindi utili.

Prossimo passo preparativo consiste nel interrogare un database² per ottenere una cartina che permetta di individuare la stella nel campo fotografato (chiamata “finder chart”):

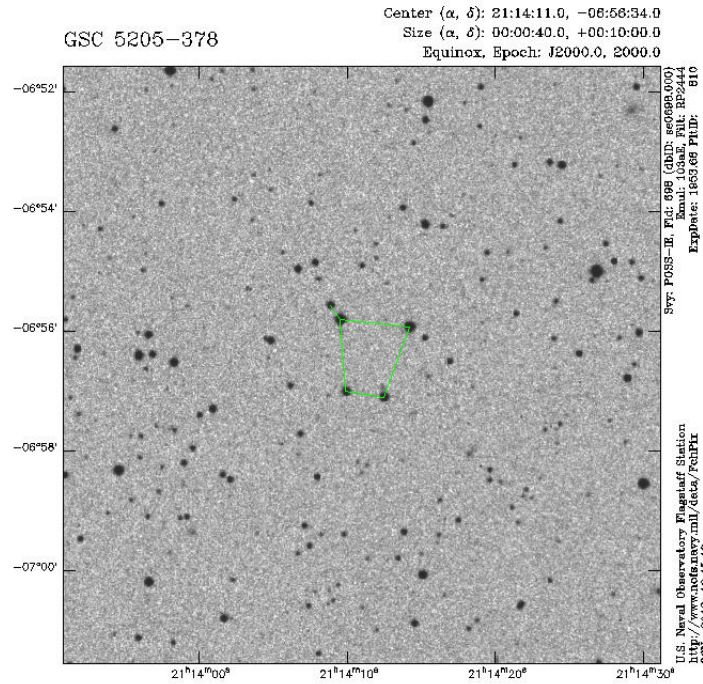


Figura 4.1: Finder chart centrata su GSC 5205-378. Da notare la forma trapezoidale assunta da essa con alcune stelle brillanti vicine.

²In questo caso quello fornito dalla United States Navy Observatory Image and Catalogue Archive: <http://www.nofs.navy.mil/data/fchpix/>

Capitolo 5

Osservazione

5.1 Strumenti e metodo

Le osservazioni si sono svolte a Gnosca, presso il professor Stefano Sposetti. L'osservatorio è identificato internazionalmente con il nome 143-Gnosca. Il telescopio utilizzato è un newtoniano di diametro $D = 0.4m$ e lunghezza focale $F = 1.55m$. Il principio di funzionamento di questo tipo di telescopio è mostrato in figura 5.1¹.

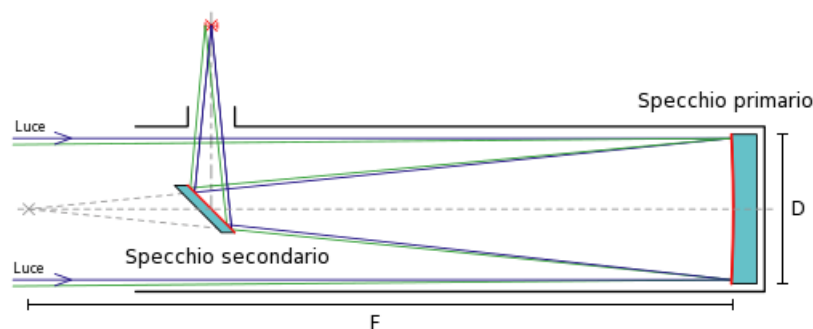


Figura 5.1: Diagramma del funzionamento di un telescopio di tipo newtoniano. La luce entra nel telescopio e viene riflessa su uno specchio parabolico, detto primario, che concentra l'immagine in un ipotetico punto focale a distanza F . Prima del punto focale viene però inserito uno specchio secondario che riflette l'immagine in un oculare posto a lato del telescopio.

Al posto dello specchio secondario è montato un sensore SBIG ST8XME. Le immagini a 16bit sono state riprese con un'esposizione di 60s ad una temperatura di -10°C e la data memorizzata in esse è relativa all'inizio dell'esposizione con una precisione di $\pm 1s$, in formato *Universal Time*, UT.

¹Immagine modificata, l'originale proviene da: http://en.wikipedia.org/wiki/File:Newtonian_telescope.svg

Capitolo 6

Analisi dei dati

6.1 Ottimizzazione delle immagini

Una fotografia di un campo stellato è composta, come ogni fotografia digitale, da punti colorati (pixels). Questi punti sono attivati a causa dei fotoni provenienti dalle stelle che colpiscono il sensore CCD. Vi possono però essere anche altri motivi alla base della loro colorazione:

- Con il passare del tempo, alcuni pixels del sensore perdono la loro reattività alla luce e appaiono costantemente attivati, sono i cosiddetti “pixels morti”
- Non si è in grado di fabbricare un sensore il cui spessore è perfettamente uniforme e pure lo specchio di un telescopio possiede delle imperfezioni. Si aggiungono poi disturbi di eventuali polveri depositate sul vetro di protezione del sensore e l'effetto di vignettatura (ai margini del sensore giunge meno luce rispetto al centro). Questi difetti provocano imperfezioni nell'immagine pure se il sensore è uniformemente illuminato.
- Alla fine dell'esposizione, l'estrazione delle informazioni raccolte dal sensore causa dei segnali termici che hanno influenza sui pixels stessi.

È necessario quindi correggere le immagini affinché le misure ottenute da esse siano il meno possibile soggette a errori provocati da questi tre punti. Il modo di correzione migliore consiste nello scattare particolari “frames” (immagini) durante la sessione osservativa:

Dark frames sono le immagini ottenute coprendo fisicamente il sensore e registrando la sua attività per un periodo d'integrazione uguale a quello delle immagini normali (“light frames”). Cattura i segnali termici prodotti dai pixels morti. Per risultati ottimali si compongono più dark frames in un'unica immagine (chiamata “master dark frame”).

Flat frame, registra le imperfezioni dell'immagine causate dai difetti ottici del sensore e del telescopio. Si ottiene quest'immagine esponendo il sensore ad una sorgente luminosa uniforme (per esempio i telescopi professionali vengono puntati alla parete interna del duomo che li protegge, altrimenti è possibile ottenere lo stesso risultato con la luce del cielo al tramonto, prima che appaiano le stelle). Il tempo d'integrazione è normalmente lo stesso che quello delle immagini normali. Anche in questo caso si procede alla somma di varie immagini, creando un "master flat frame".

Bias frame, ha un tempo d'integrazione pari a zero, registrando quindi unicamente i segnali elettrici causati dall'estrazione dei dati dal sensore.

Al termine dell'osservazione, a ogni "light frame" si procede alla sottrazione delle tre immagini sopracitate. Si è ora pronti ad estrarre i dati dalla sequenza di immagini.

Esempi di master dark, flat e bias frames sono mostrati rispettivamente nelle figure 6.1, 6.2 e 6.3. Si tratta di quelli ripresi durante l'osservazione di GSC 5205-378 (vedi prossime sezioni). Sono tutti e tre stati ripresi ad una temperatura di -10°C con una risoluzione di $765 \times 510 \text{px}$ e binning 2×2 (significa che un pixel dell'immagine corrisponde alla media tra quattro pixels vicini sul sensore, ciò diminuisce la dimensione e quindi il peso dell'immagine e ne aumenta la qualità).

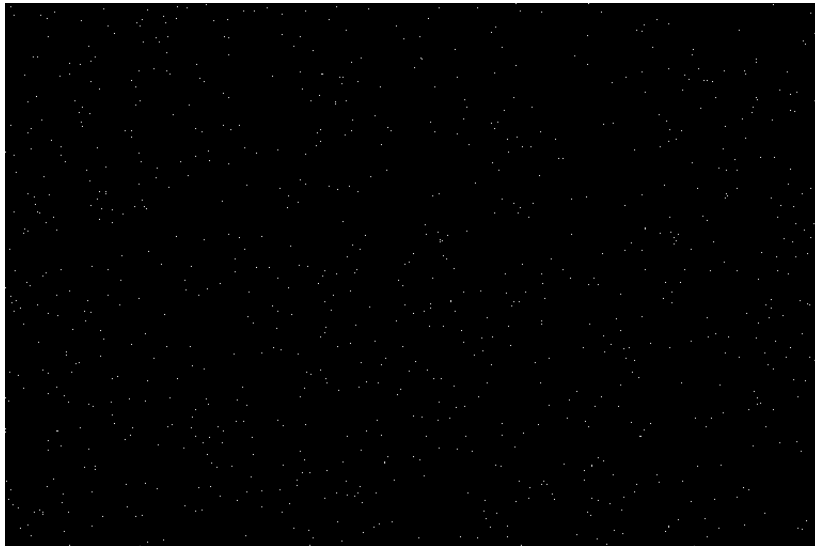


Figura 6.1: Master dark frame con esposizione di 60s. I puntini bianchi sono i pixels morti.



Figura 6.2: Master flat frame con esposizione di 10s. È stato aumentato il contrasto dell'immagine per rendere più evidenti le figure che si formano per i motivi elencati in precedenza.



Figura 6.3: Master bias frame con esposizione di 0s. Da notare che l'estrazione e il trasporto delle informazioni contenute nei pixels del sensore avviene in un lato di questo (l'influsso di quest'attività sui pixels risulta quindi visibile a sinistra nell'immagine).

6.2 Estrazione dei dati

L'estrazione dei dati della luminosità delle stelle avviene tramite un software gratuito chiamato Muniwin¹. Esso permette di eseguire le seguenti azioni:

¹Reperibile al seguente indirizzo: <http://c-munipack.sourceforge.net/>

1. Caricare tutta la sequenza di immagini in un nuovo progetto
2. Correggere le immagini (nel caso non lo si abbia già fatto in precedenza)
3. Analizzare ogni immagine della sequenza trovando le stelle che contiene e la loro luminosità
4. Verificare la corrispondenza del campo stellare nelle immagini della sequenza (scartando eventualmente immagini dove il campo appare irregolare a causa del passaggio di una nuvola o di un malfunzionamento del sensore)
5. Selezionare, in un'immagine di riferimento, la stella variabile (Var), una stella di confronto (Comp) e alcune di verifica (Check)
6. Estrarre i dati della luminosità della stella variabile rispetto a quella di confronto (V-C). Questo permette di ottenere un dato relativo e quindi indipendente da cambiamenti gradualmente della luminosità di fondo del campo stellare.

L'ultimo passo richiede l'uso della cartina mostrata nella figura 4.1 della sezione 4.2, a pagina 29.

La figura 6.4 mostra la fotografia del campo stellare che messa a confronto con la cartina ha permesso di individuare la stella variabile.

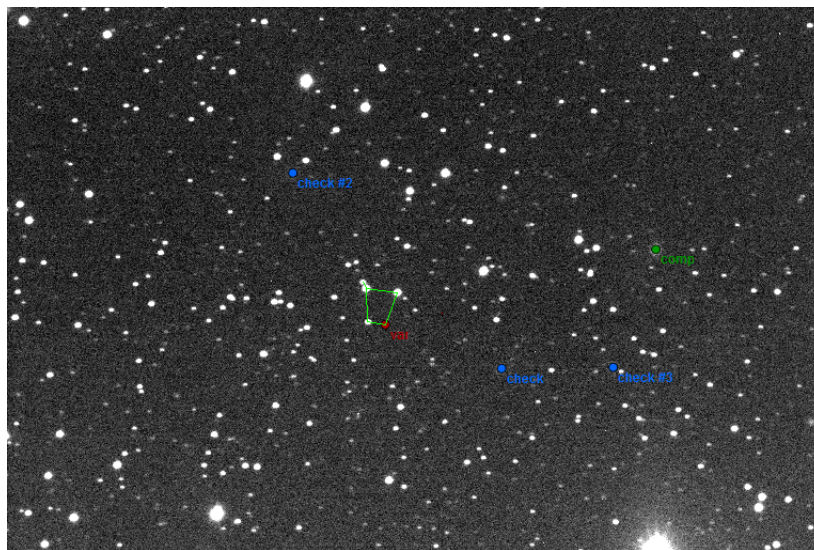


Figura 6.4: Mappa di Muniwin. In rosso GSC 5205-378, ritrovata grazie alla forma trapezoidale individuata precedentemente.

La stella marcata in verde è quella la cui luminosità viene confrontata con quella della stella variabile, permettendo di creare un grafico con la

luminosità relativa della variabile. Le altre segnate in blu permettono di verificare che la stella di confronto non sia essa stessa variabile, fatto che comprometterebbe la curva di luce risultante.

L'estrazione dà luogo ad un file di testo che contiene la data (dell'immagine), la differenza di luminosità e l'errore. Di seguito, a mò di esempio, le prime ed ultime righe:

```
2456539.29075 0.56658 0.01611
2456539.29147 0.57817 0.01506
2456539.29220 0.57346 0.01363
...
...
...
2456539.45191 0.59502 0.00556
2456539.45263 0.60571 0.00564
2456539.45334 0.61573 0.00591
```

Le ottime condizioni del cielo durante la notte del 3 settembre hanno permesso la creazione di un file di testo contenente ben 218 righe di dati!

6.3 Invio delle misure effettuate

Lo scopo della notte osservativa rimane quello di inviare in seguito i dati raccolti a Roul Behrend, che permetteranno di definire il tipo di stella variabile e alcune sue caratteristiche, quali periodo e ampiezza della curva di luce. Per automatizzare il processo è necessario aggiungere un'intestazione al file di testo precedentemente creato, che indichi il formato dei dati, il nome della variabile, il nome degli osservatori, il tipo e le dimensioni del telescopio, il modello del sensore CCD e la durata d'integrazione delle immagini:

```
FMT DVv
NOM GSC5205-378=FM27
MES Stefano Sposetti, #Axel Kuhn @143
TEL 0.4 1.550 Newton
CAP SBIG ST8XME
POS -1 60
; Temps en UT
; Magnitudes relatives à l'étoile de comparaison
```

Le informazioni inviate hanno permesso di definire la stella come appartenente alla classe di pulsanti, di tipo SXPHe oppure HADS (di breve periodo e piccola ampiezza), e di migliorare notevolmente la precisione della misura del periodo di pulsazione, ora di $0,084613522 \pm 0,000000013$ giorni. L'ampiezza della sua variazione di luminosità è di circa 0.14mag.

6.4 Elaborazione di un grafico

Per elaborare un grafico della curva di luce ho preferito utilizzare il programma Gnuplot², piuttosto del programma interno a Muniwin, poiché permette una maggiore flessibilità di formati finali e un importante grado di personalizzazione del grafico.

Per migliorare la leggibilità del grafico ho innanzitutto cancellato la parte intera della data (modifica che verrà in seguito indicato nel grafico), ottenendo il seguente risultato (contenuto in un file chiamato *gsc_lc.txt*):

```
0.29075 0.56658 0.01611
0.29147 0.57817 0.01506
0.29220 0.57346 0.01363
...
...
...
0.45191 0.59502 0.00556
0.45263 0.60571 0.00564
0.45334 0.61573 0.00591
```

Il seguente script, commentato, permette di creare il grafico con i parametri che mi interessano:

```
# Script per generare la curva di luce di GSC 5205-378
# mediante i dati contenuti in gsc_lc.txt
set term post eps color # Genera file di tipo PostScript
set size ratio 0.5 # Rapporto altezza/larghezza immagine finale
unset key # Togli il nome del file dati dal grafico
set title "GSC 5205-378=FM27" # Imposta titolo
set xlabel "Date [JD-2456539]" # Imposta nome ascissa
set ylabel "V-C [mag]" # Imposta nome ordinata
set grid # Mostra griglia di fondo
set output "gsc_lc_wide.eps" # Imposta nome del file finale
# genera il file con i dati contenuti in gsc_lc.txt nel
# seguente formato:
# dato_x dato_y errore_y
plot "gsc_lc.txt" using 1:2:3 with errorbars
```

E quindi eseguendo lo script da terminale

```
gnuplot gsc_script.gp
```

si ottiene il grafico *gsc_lc_wide.eps*, mostrato nella figura 6.5. Da notare che valori di magnitudine maggiori indicano in realtà una luminosità minore.

²Homepage: <http://www.gnuplot.info/>

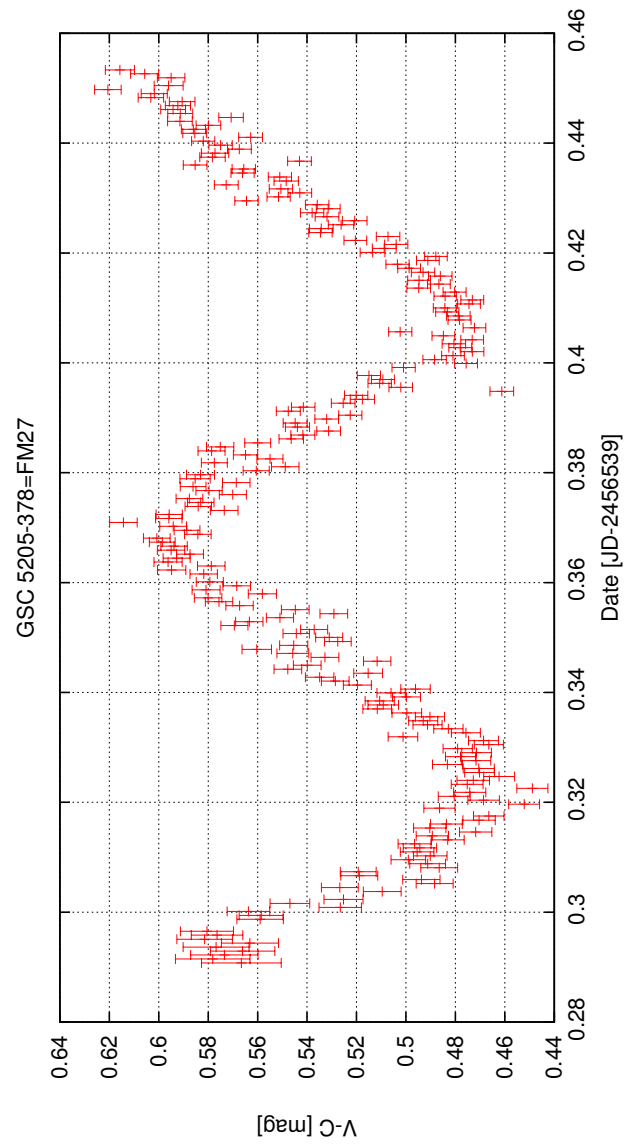


Figura 6.5: Grafico della curva di luce di GSC 5205-378, creato con Gnuplot.

Capitolo 7

Conclusione

7.1 Riflessioni finali

In quest'anno di studio e di stesura del mio Lavoro di Maturità ho potuto informarmi riguardo ad alcune delle ultime evoluzioni della conoscenza dell'universo e dei suoi astri e capire i motivi che da secoli spingono astronomi e astrofili allo studio delle stelle variabili. La recente scoperta di una nuova classe di stelle variabili dimostra inoltre che l'astronomia è tuttora una scienza attiva e aperta alla partecipazione volontaria di persone da tutto il mondo per continuare il suo progresso.

Sono in seguito potuto entrare direttamente in contatto con lo studio di una particolare stella variabile, che ha permesso la determinazione del suo tipo e del periodo e ampiezza della sua curva di luce. Ho quindi imparato ad utilizzare strumenti di analisi ed elaborazione delle immagini riprese da un sensore montato su un telescopio e ad interrogare basi di dati contenenti stelle variabili da studiare e informazioni per l'identificazione di una stella nel cielo notturno.

Posso quindi considerare questo Lavoro di Maturità un'esperienza arricchente sia dal punto di vista teorico che pratico.

Ringrazio ancora di cuore coloro che mi hanno offerto il loro aiuto per la realizzazione di questo Lavoro, augurando loro cieli sereni per il futuro.

Bibliografia

- [1] AMERICAN ASSOCIATION OF VARIABLE STAR OBSERVERS, *Types of variables*, 2012. <http://www.aavso.org/types-variables>. Consultato il 28 Novembre 2013.
- [2] —, *Variable stars and the stories they tell*, 2012. <http://www.aavso.org/variable-stars-and-stories-they-tell>. Consultato il 6 Dicembre 2013.
- [3] AUSTRALIA TELESCOPE OUTREACH AND EDUCATION, *Types of variable stars*, 2005. http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/variable_types.html. Consultato il 14 Dicembre 2013.
- [4] I. BARS AND J. TERNING, *Extra Dimensions in Space and Time*, Springer Science+Business Media, 2010, p. 27.
- [5] W. HILLEBRANDT AND J. C. NIEMEYER, *Type ia supernova explosion models*, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 38 (2000), pp. 191–230. DOI: 10.1146/annurev.astro.38.1.191.
- [6] C. IMPEY, *The incidence of binary or multiple stars*, 2012. <http://www.teachastronomy.com/astropedia/article/The-Incidence-of-Binary-or-Multiple-Stars>. Consultato il 6 dicembre 2013.
- [7] E. MERINO, *Physics of stellar pulsation*, 2010. <http://www.physics.rutgers.edu/~jackph/2010s/PhysicsofStellarPulsation.pdf>. Consultato il 7 dicembre 2013.
- [8] MOWLAVI N., BARBLAN F., SAESEN S., AND EYER L., *Stellar variability in open clusters*, A&A, 554 (2013). <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/201321065>.
- [9] PAOLO A. MAZZALI, FRIEDRICH K. RÖPKE, STEFANO BENETTI, AND WOLFGANG HILLEBRANDT, *A common explosion mechanism for type ia supernovae*, Science, 315 (2007), pp. 825–828.

- [10] J. R. PERCY, *Understanding Variable Stars*, Cambridge University Press, 2007. (Testo di riferimento generale).
- [11] W. ROMANISHIN, *An Introduction to Astronomical Photometry Using CCDs*, University of Oklahoma, 2006, pp. 79–81.
- [12] I. SOSZYNSKI ET AL., *The optical gravitational lensing experiment. the ogle-iii catalog of variable stars. i. classical cepheids in the large magellanic cloud*, Acta Astronomica, 58 (2008), pp. 163–185. arXiv:0808.2210v2 [astro-ph].
- [13] A. WOLSZCZAN AND D. A. FRAIL, *A planetary system around the millisecond pulsar psr1257 + 12*, Nature, 355 (1992), pp. 145–147. DOI:10.1038/355145a0.