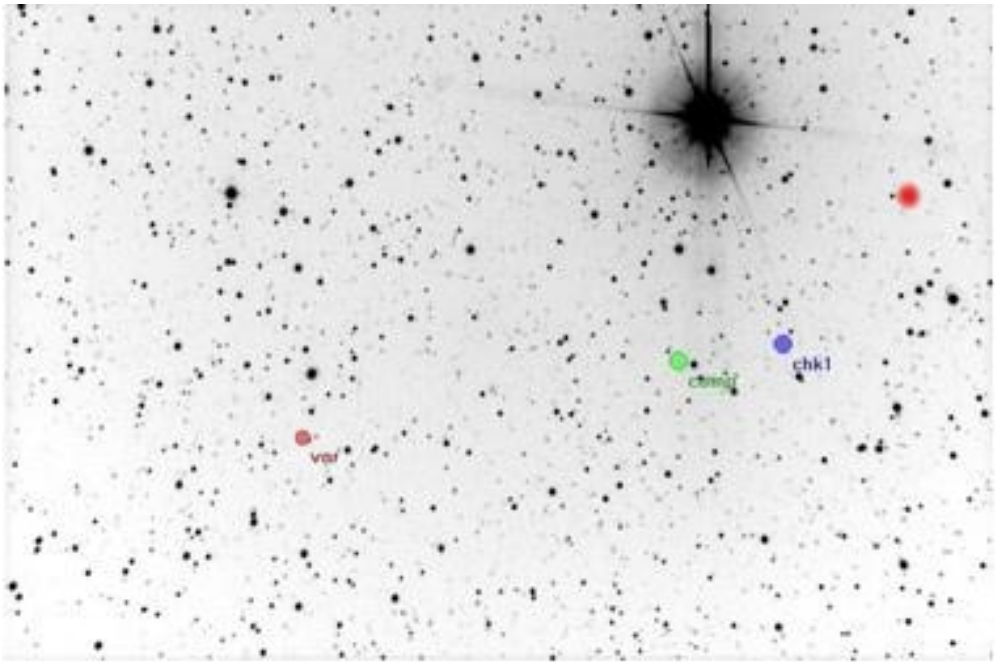
LICEO CANTONALE DI LUGANO 2
LAVORO DI MATURITÀ IN FISICA

Osservazioni di stelle variabili della costellazione Camelopardalus

BL Camelopardalis (BL Cam) e UU Camelopardalis (UU Cam)

Gabriele Cugno e Giorgio Ciocca

Anno 2010



Docente responsabile: Professor Dr. Nicolas Cretton (LILU2)

INDICE

Indice…….. 2
Introduzione…… 4
1. LE STELLE VARIABILI…..…… 6
1.1 Catalogazione……..…….. 6
1.1.a Introduzione..……... 6
1.1.b Lista delle costellazioni……7
1.1.c Nomenclatura……...8
2. LA NUCLEOSINTESI STELLARE…….. 9
2.1 Le fusioni nucleari……9
2.1.a I processi protone-protone……...…… 9
2.1.b I processi carbonio-azoto-ossigeno……..10
2.1.c I processi tre alfa……..11
2.2 La nucleosintesi di elementi più pesanti…….……12
2.2.a La cattura di neutroni……...12
2.2.b I processi r……12
2.2.c I processi s……12
3. LA STRUTTURA STELLARE……..13
3.1 La struttura interna…… 13
3.1.a La struttura radiativa……13
3.1.b La struttura convettiva…… 14
4. L'EVOLUZIONE STELLARE…….. 15
4.1 Il diagramma di Hertzsprung-Russell……. 15
4.1.a Le zone del diagramma H-R……16
4.2 La fase protostellare…….…… 17
4.3 La fase di sequenza principale……...18
4.4 La fase post-sequenza principale ……..20
4.4.a Le stelle con massa tra 0,08 e 0,5 $M_\odot$……20
4.4.b Le stelle con massa tra 0,5 e 8 $M_\odot$……..…… 20
4.4.c Le stelle con massa superiore alle 8 $M_\odot$……..…… 21
4.5 I meccanismi di pulsazione stellare...……22
4.5.a Il k-mechanism…….……22
4.5.b L'instbility strip…….…… 23
4.6 Fase finale dell'evoluzione stellare e morte della stella……... 24
4.6.a Stelle con massa compresa tra le 0,5 e le 8 masse solari……..….. 24
4.6.b Stelle con massa maggiore di 8 masse solari……..…… 25
5. LA CLASSIFICAZIONE DELLE VARIABILI…… 27
5.1 Variabili dei sistemi binari ad eclisse……27
5.1.a Introduzione……27
5.1.b Il lobo di Roche……28
5.1.c Tipologie……..29
5.2 Le variabili eruttive…… 31
5.2.a Introduzione……31
5.2.b Tipologie……..32
5.3 Le stelle variabili pulsanti…… 34
5.3.a Introduzione……34
5.3.b Tipologie……..35
5.3.c La relazione tra periodo e luminosità nelle Cefeidi……37
5.4 Le stelle variabili rotanti……40
5.4.a Introduzione……40

5.4.b Tipologie……..40
5.5 Le stelle variabili cataclismiche……... 41
5.5.a Introduzione……41
5.5.b Tipologie……..42
5.6 Le stelle variabili conosciute come fonti intense di raggi X…….. 44
5.6.a Introduzione……44
6. L'OSSERVAZIONI DELLE STELLE VARIABILI…..…… 45
6.1 L'osservazione a occhio nudo……... 45
6.1.a Il metodo di F. Argelander……...45
6.2 L'osservazione con macchina fotografica……46
6.3 L'osservazione con fotometro fotoelettrico……...47
6.4 L'osservazione con camera CCD…….. 48
6.5 Conclusioni su vantaggi/svantaggi del CCD……51
7. LA STRUMENTAZIONE FOCALE……..…52
7.1 Il telescopio……52
7.1.a Il telescopio come strumento……..…. 52
7.1.b I telescopi più importanti…….....…… 53
7.2 Il nuovo telescopio di Carona……..…… 54
8. PARTE SPERIMENTALE: OSSERVAZIONI ESEGUITE AL CALINA……...… 56
8.1 Introduzione……...56
8.1.a Procedimento di osservazione……..…56
8.2 Osservazione BL Cam……...…57
8.2.a Introduzione……..…57
8.2.b Scopo……..…… 58
8.2.c Osservazione e riduzione dati…….……58
8.2.d Curve di luce……58
8.2.e Conclusioni e confronto dei risultati……..…..68
8.3 Osservazione di altre variabili nel campo di BL Cam……...…70
8.3.a Introduzione……70
8.3.b Osservazione e riduzione dati……..... 70
8.3.c Nuove scoperte e relative curve di luce……..... 70
8.3.d Conclusioni…….……..... 72
8.4 Osservazione di UU Cam……..... 73
8.4.a Introduzione……..… 73
8.4.b Scopo……..…… 73
8.4.c Osservazione e riduzione dati……..…… 73
8.4.d Curve di luce……74
8.4.e Conclusioni e confronto dei risultati……..…..74
8.5 Osservazioni di altre variabili del campo di UU Cam……..... 75
8.5.a Introduzione……..……..... 75
8.5.b Scopo……..... 75
8.5.c Osservazione e riduzione dati……..…….....76
8.5.d Nuove scoperte e relative curve di luce……..... 77
8.5.e Conclusioni..... 79
9. CONCLUSIONI…… 80
Appendice 1..... 81
Appendice 2..... 88
Ringraziamenti..... 90
Bibliografia..... 91

INTRODUZIONE

La maggior parte dell'universo è ancora da scoprire. Si tratta quindi di un campo della ricerca molto attuale, ma al contempo misterioso e ignoto. Ormai l'uomo è in grado di spiegare quasi tutti i fenomeni terrestri e naturali, ma ancora ci lasciamo sorprendere e ci meravigliamo alla vista delle affascinanti immagini che riceviamo dai migliori telescopi del mondo. Per questi motivi abbiamo sin da subito avuto l'intenzione di svolgere il nostro lavoro di maturità in questo ambito. Abbiamo così deciso di addentrarci nel fantastico campo dell'astronomia per capire e studiare quei fenomeni che ancora sono in grado di attirare la nostra attenzione e la nostra curiosità.

Il nostro progetto consiste nell'osservare e nell'analizzare le curve di luce di stelle variabili, più precisamente di variabili "Camelopardalis", cioè della costellazione della giraffa. In dettaglio ci occuperemo di BL Cam e UU Cam. Oltre a questi due astri già conosciuti e studiati ci occuperemo dello sviluppo delle curve di luce di nuove variabili appena scoperte nelle loro vicinanze da osservatori al Calina. Lo studio delle variabili permette di ottenere diverse informazioni riguardo a queste stelle come distanza, struttura interna ed esterna, composizione, evoluzione. L'importanza di queste informazioni è basilare per tutta l'astronomia. Ad esempio una categoria di stelle variabili ha permesso di risolvere uno dei più grandi problemi della storia astronomica: come individuare la distanza di un astro dalla terra. L'argomento è dunque di elevato interesse scientifico.

A questo interesse scientifico si aggiungono le possibilità dateci dal nuovo telescopio restaurato dal nostro Liceo all'Osservatorio Calina di Carona, particolarmente adatto all'osservazione di variabili. Inoltre, la scelta dello studio di queste stelle è riconducibile al fatto che questo tipo di osservazioni sono da tempo in corso dal team dell'Osservatorio Calina, guidato da Francesco Fumagalli, al quale ci siamo uniti durante il nostro LAM. Cogliamo dunque l'occasione per ringraziare Francesco Fumagalli per il grande aiuto dato alle nostre ricerche.

Abbiamo strutturato il nostro lavoro in due parti: una prima parte teorica e una seconda parte di osservazioni con lo scopo di scoprire e studiare con i nostri occhi il cielo e più in particolare le stelle variabili.

Nella prima parte ci siamo occupati di capire bene che cosa fossero le stelle variabili e come gli astronomi le avessero classificate. Abbiamo inoltre trattato temi riguardanti i meccanismi di fusione nucleare che avvengono all'interno del loro nucleo e della loro struttura interna. Abbiamo poi scoperto come una stella si evolve nel corso della sua vita, come la sua massa influenza tutta la sua esistenza, e abbiamo messo in relazione la variabilità con la sua fase evolutiva. Infine abbiamo cambiato argomento spostandoci dai corpi celesti nello spazio agli strumenti che permettono questo studio: ci siamo concentrati sulla storia delle osservazioni delle variabili e sugli strumenti di cui oggi gli scienziati dispongono per svolgere le loro osservazioni, sviluppando in particolare il discorso sul nuovo telescopio del Liceo, da noi utilizzato. La tecnologia è infatti uno degli elementi più attuali dell'astronomia: per migliorare le ricerche e quindi le scoperte bisogna fare affidamento su tecnologie sempre più avanzate. Si capiscono dunque gli ingenti investimenti eseguiti da organizzazioni come NASA (National Aeronautics and Space Administration), ESO (European Southern Observatory) e ESA (European Space Agency) in questo campo.

La seconda parte, più sperimentale, si è sviluppata nel corso di tre fasi, di cui soltanto una comparirà nella nostra redazione, quella finale. Ci siamo infatti dapprima recati all'osservatorio a mettere a punto gli ultimi dettagli tecnici del telescopio, attività che ha preso diverso tempo (Francesco Fumagalli è infatti il restauratore del telescopio) e ad avviare la raccolta di dati su alcune variabili. In un secondo momento abbiamo svolto quella che viene chiamata riduzione di dati, che consiste nel correggere le imperfezioni delle immagini dovute ad alterazioni ambientali (luce,

atmosfera) o a difetti tecnici del telescopio, per essere certi di ottenere il minor errore possibile. Infine ci siamo cimentati nell'analisi delle curve di luce realizzate durante le notti di osservazioni.
Lo studio di variabili nei campi di BL Cam e di UU Cam ha inoltre portato alla scoperta di tre nuove stelle variabili, scoperta che presto verrà pubblicata in un articolo scientifico.

Tutto questo è stato possibile grazie al lavoro all'Osservatorio Calina a Carona, dove il Liceo di Lugano 2 ha recentemente contribuito all'acquisto di un telescopio WNT 40 (cioè con una configurazione elettronica Wright Newton 40), a disposizione degli allievi interessati all'astronomia.
Il nostro grosso problema è stata la tempistica: il telescopio è infatti stato inaugurato solo a fine agosto 2010 ed operativo solo da ottobre dello stesso anno; abbiamo dunque avuto a disposizione solo alcuni mesi per i lavori di osservazione.

La targhetta del nuovo telescopio del Liceo all'osservatorio Calina a Carona

CAPITOLO 1 - LE STELLE VARIABILI

1.1 CATALOGAZIONE

1.1.a Introduzione

Si definiscono stelle variabili quelle stelle che mostrano un cambiamento di luminosità nel tempo. Questa variazione di intensità luminosa può essere determinata da differenti fattori: irregolarità presenti sulla superficie della stella (punti in cui la temperatura si differenzia dal resto della stella), esplosioni causate da processi nucleari, eclissi tra la stella ed una vicina, ecc. Tutte le stelle nel corso della loro vita passano da una fase in cui sono delle variabili. Addirittura si crede che in realtà tutte le stelle siano delle variabili: alcuni scienziati ritengono infatti che macchinari di osservazione più precisi possano individuare delle piccole variazioni di luminosità in tutte le stelle. Non si può dunque dividere le stelle tra variabili e non variabili; bensì questi cambiamenti di luminosità sono da inserire in un particolare periodo della vita della stella. (si vedano i capitoli 4.4 e 4.5)
Per la denominazione di queste stelle si usa un particolare metodo: questo si basa sul numero di variabili presenti in una costellazione. Per costellazione si intende un gruppo di stelle che al nostro occhio appaiono raggruppate in una zona del cielo; questo termine non deve essere confuso con un ammasso stellare, che invece è proprio un gruppo di stelle molto vicine.

Il cielo è diviso in 88 costellazioni, divise per due criteri:

1. *Criterio storico*
   - Le 12 costellazioni dello Zodiaco (percorse dal sole durante il suo moto annuale);
   - Le 36 costellazioni elencate da Tolomeo nell'"Almagesto", opera astronomica datata attorno al 150 d.C. e per quasi un millennio considerata la "Bibbia" delle conoscenze astronomiche. Ora queste sono diventate 38, visto che una di queste è stata suddivisa in tre costellazioni distinte.
   - Le rimanenti 38 costellazioni "moderne", cioè definite dopo il XVII secolo.

2. *Posizione nel cielo della costellazione*
   - 18 costellazioni settentrionali, dette pure boreali;
   - 34 costellazioni equatoriali;
   - 36 costellazioni meridionali, dette pure australi.

Per quanto concerne le posizioni nel cielo dei poli (e quindi la determinazione del "sud" e del "nord") si prende in considerazione semplicemente la proiezione sulla sfera celeste del polo terrestre. L'equatore celeste è invece il piano contenente tutti i punti equidistanti tra i due poli.

Figura 1: La costellazione di Orione.

1.1.b Lista delle costellazioni

Per la catalogazione di una stella variabile è importante conoscere il nome delle varie costellazioni: ogni stella variabile è infatti denominata in base alla costellazione in cui si trova. Questo nome è dato in latino, in quanto storicamente i nomi delle costellazioni furono stabiliti in latino. Ancora oggi viene usato questo sistema in quanto si tratta di una lingua "internazionale" che evita confusioni tra scienziati di diversi paesi. La figura 2 mostra la lista con tutte le costellazioni e i relativi acronimi. Il nome della costellazione viene espresso sia al caso nominativo, sia al genitivo in quanto entrambi vengono usati per la denominazione.

Nominativo	*Genitivo*	*Abbreviazione*	*Nominativo*	*Genitivo*	*Abbreviazione*
Andromeda	Andromedae	And	Lacerta	Lacertae	Lac
Antlia	Antliae	Ant	Leo	Leonis	Leo
Apus	Apodis	Aps	Leo Minor	Leonis Minoris	LMi
Aquarius	Aquarii	Aqr	Lepus	Leporis	Lep
Aquila	Aquilae	Aql	Libra	Librae	Lib
Ara	Arae	Ara	Lupus	Lupi	Lup
Aries	Arietis	Ari	Lynx	Lyncis	Lyn
Auriga	Aurigae	Aur	Lyra	Lyrae	Lyr
Bootes	Bootis	Boo	Mensa	Mensae	Men
Caelum	Caeli	Cae	Microscopium	Microscopii	Mic
Camelopardalis	Camelopardalis	Cam	Monoceros	Monocerotis	Mon
Cancer	Cancri	Cnc	Musca	Muscae	Mus
Canes Venatici	Canum Venaticorum	CVn	Norma	Normae	Nor
Canis Major	Canis Majoris	CMa	Octans	Octantis	Oct
Canis Minor	Canis Minoris	CMi	Ophiuchus	Ophiuchi	Oph
Capricornus	Capricorni	Cap	Orion	Orionis	Ori
Carina	Carinae	Car	Pavo	Pavonis	Pav
Cassiopeia	Cassiopeiae	Cas	Pegasus	Pegasi	Peg
Centaurus	Centauri	Cen	Perseus	Persei	Per
Cepheus	Cephei	Cep	Phoenix	Phoenicis	Phe
Cetus	Ceti	Cet	Pictor	Pictoris	Pic
Chamaeleon	Chamaeleontis	Cha	Pisces	Piscium	Psc
Circinus	Circini	Cir	Piscis Austrinus	Piscis Austrini	PsA
Columba	Columbae	Col	Puppis	Puppis	Pup
Coma Berenices	Comae Berenices	Com	Pyxis	Pyxidis	Pyx
Corona Austrina	Coronae Austrinae	CrA	Reticulum	Reticuli	Ret
Corona Borealis	Coronae Borealis	CrB	Sagitta	Sagittae	Sge
Corvus	Corvi	Crv	Sagittarius	Sagittarii	Sgr
Crater	Crateris	Crt	Scorpius	Scorpii	Sco
Crux	Crucis	Cru	Sculptor	Sculptoris	Scl
Cygnus	Cygni	Cyg	Scutum	Scuti	Sct
Delphinus	Delphini	Del	Serpens	Serpentis	Ser
Dorado	Doradus	Dor	Sextans	Sextantis	Sex
Draco	Draconis	Dra	Taurus	Tauri	Tau
Equuleus	Equulei	Equ	Telescopium	Telescopii	Tel
Eridanus	Eridani	Eri	Triangulum	Trianguli	Tri
Fornax	Fornacis	For	Triangulum Australe	Trianguli Australis	TrA
Gemini	Geminorum	Gem	Tucana	Tucanae	Tuc
Grus	Gruis	Gru	Ursa Major	Ursae Majoris	UMa
Hercules	Herculis	Her	Ursa Minor	Ursae Minoris	UMi
Horologium	Horologii	Hor	Vela	Velorum	Vel
Hydra	Hydrae	Hya	Virgo	Virginis	Vir
Hydrus	Hydri	Hyi	Volans	Volantis	Vol
Indus	Indi	Ind	Vulpecula	Vulpeculae	Vul

Figura 2: La lista dei nomi delle costellazioni con relativo acronimo.

1.1.c Nomenclatura

Tutte le stelle variabili sono catalogate nel "General Catalogue of Variable Stars" pubblicato per la prima volta nell'URSS nel 1948. Questo è costantemente aggiornato con le nuove scoperte e ora pure disponibile online[1], aggiornato dallo "Stemberg Astronomical Institute" a Mosca. Il grosso problema per gli astronomi è stato, infatti, trovare un sistema efficace per la classificazione di ogni nuova variabile scoperta.

Già i greci nell'antichità notarono il mutamento di luminosità di alcune stelle, ma solo a partire dalla fine del XVI secolo gli astronomi iniziarono ad osservare questo tipo di fenomeno. Essi cominciarono a osservarle in modo sistematico solo a partire dall'inizio del XIX secolo, ma a quel tempo le conoscenze in merito erano logicamente scarse. La prima proposta di catalogazione deriva da un astronomo tedesco, Argelander, famoso per il catalogo di Bonn e per la messa a punto di un metodo di osservazione di variabili. Egli decise di denominare la prima variabile con la lettera "R", visto che molte di queste erano stelle rosse (rot in tedesco, rouge in francese, red in inglese).
Il 23 agosto 1867 l'associazione astronomica tedesca decise di adottare il metodo proposto da Argelander: ogni variabile veniva descritta con una lettera maiuscola a partire dalla R, seguita dal nome latino della costellazione in cui si trovava (cfr.: lista delle costellazioni). La prima variabile della costellazione sarebbe dunque stata la R, poi la S e via di seguito fino alla Z. Venne poi deciso di raddoppiare queste lettere: dopo la Z ci sarebbe stata la RR, dopo la RZ si passava alla SS (non alla SR), ST, e così fino alla ZZ.
Questo metodo venne adottato fino al 1907, quando nella costellazione del Cigno venne scoperta una 54esima variabile (ZZ Cygni) e quindi non si poteva più classificarne delle nuove. Inizialmente si pensò di chiamare la variabile seguente RRR, ma, su proposta dell'astronomo Ristenpart, la Commissione delle Stelle Variabili (nata nel 1900) decise di iniziare la nomenclatura con AA, fino ad AZ. In seguito si sarebbe passati a BB,…BZ fino all'ultima variabile che sarebbe stata chiamata QZ (infatti la lettera R è già stata usata in precedenza). Questo metodo permetteva la classificazione di 334 variabili differenti per ogni costellazione.
Nel 1929, con la scoperta della QZ Sagittarii il problema fu riaperto. Su proposta del francese André si decise di proseguire nella nomenclatura con la lettera "V" seguita dal numero della variabile. Dopo la QZ Sagittarii (la 334esima variabile della costellazione del Sagittario) sarebbe dunque venuta la V335 Sagittarii. Questo metodo è usato ancora oggi: per esempio la costellazione con il maggior numero di variabili è quella del Sagittario, che nel febbraio 2004 arrivava alla V5114; contrariamente la costellazione con meno variabili risulta essere quella di Bulino, nella quale sono state scoperte solo 22 stelle variabili.

[1] Disponibile sul *sito http://www.sai.msu.su/groups/cluster/gcvs/gcvs/*

CAPITOLO 2 - LA NUCLEOSINTESI STELLARE

2.1 LE FUSIONI NUCLEARI

2.1.a I processi protone-protone

I processi di fusione nucleare sono trasformazioni fisiche che in natura avvengono solo nel nucleo di una stella. Quando quest'ultimo raggiunge la temperatura di 8 milioni di gradi Kelvin circa e la pressione necessaria, questi processi cominciano ad avvenire con regolarità. Il primo che avviene è la fusione di 4 nuclei di atomi di idrogeno H (ovvero 4 protoni) che diventano un atomo di elio (He) ed è chiamato processo protone-protone. È descritto nelle equazioni sotto e nella figura 3.

$^{1}H + {}^{1}H \rightarrow {}^{2}H + e^{+} + \nu e$ (1)
$^{2}H + {}^{1}H \rightarrow {}^{3}He + \gamma + 5.49\ MeV$ (2)
$^{3}He + {}^{3}He \rightarrow {}^{4}He + {}^{1}H + {}^{1}H + 12.86\ MeV$ (3)

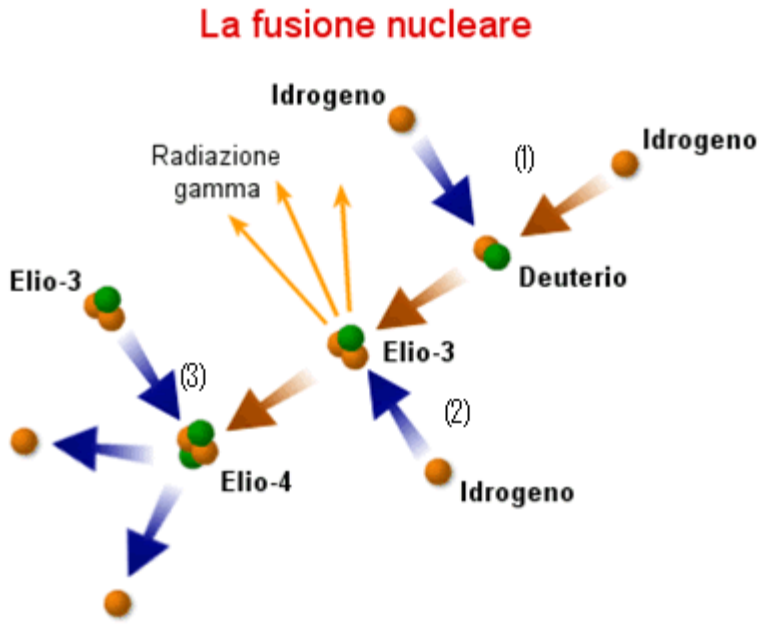


Figura 3: Lo schema di un processo di fusione nucleare protone-protone.

In queste condizioni la materia, chiamata plasma, è completamente ionizzata, ciò significa che gli elettroni hanno un'energia cinetica tale da riuscire a separarsi dal nucleo che li attrae. L'atomo di idrogeno non è dunque più costituito da un protone e un elettrone, ma essendo questi separati, sarà formato soltanto da un protone.

Inoltre, essendo l'energia cinetica di una particella direttamente proporzionale alla sua temperatura, due protoni (in arancione nella figura 3) riescono ad entrare in collisione vincendo la forza elettrica repulsiva e si uniscono in un isotopo dell'idrogeno chiamato deuterio (1). Un protone ora decade in un neutrone (in verde nella figura). Se questo isotopo dell'idrogeno collide nuovamente con un protone libero si forma un atomo di elio-3, un isotopo dell'elio in grado di emettere fotoni γ (2).
Quando due particelle di ^{3}He collidono a loro volta, si forma un atomo di ^{4}He e vengono espulsi i due protoni di troppo che possono cominciare un nuovo processo (3).

2.1.b I processi carbonio-azoto-ossigeno

Nelle stelle con una massa pari almeno a dieci volte quella solare avvengono processi, chiamati carbonio-azoto, che permettono di avere un'efficienza 1000 volte maggiore e un fattore temporale 100 volte minore della catena protone-protone.

In questi nuovi tipi di processi si ricavano atomi di elio a partire da quattro atomi di idrogeno grazie alla presenza di elementi più pesanti che fungono da catalizzatori nella trasformazione dell'idrogeno in elio: il carbonio, l'azoto e l'ossigeno. Questi elementi sono già presenti nella stella e non vengono creati grazie a questo processo: infatti una stella si crea da materia presente nello spazio che si comprime e aumenta la temperatura; per le stelle più massicce questa materia è formata principalmente da idrogeno, ma contiene anche piccole quantità di ossigeno, azoto e carbonio che si sono formati grazie ai processi tre alfa (vedi capitolo 2.1.c) nel corso della vita di un'altra stella poi esplosa.

$^{12}C + {}^{1}H \rightarrow {}^{13}N + \gamma + 1{,}95\ MeV$

$^{13}N \rightarrow {}^{13}C + e^{+} + \nu_e + 1{,}37\ MeV$

$^{13}C + {}^{1}H \rightarrow {}^{14}N + \gamma + 7{,}54\ MeV$

$^{14}N + {}^{1}H \rightarrow {}^{15}O + \gamma + 7{,}35\ MeV$

$^{15}O \rightarrow {}^{15}N + e^{+} + \nu_e + 1{,}86\ MeV$

$^{15}N + {}^{1}H \rightarrow {}^{12}C + {}^{4}He + 4{,}96\ Me$

Secondo le equazioni di fusione il fattore energetico x1000 non viene rispettato. Infatti l'energia rilasciata dalle reazioni protone-protone equivale a 19.79 MeV, mentre quella del ciclo CNO equivale a 25.03 MeV. Il vero motivo è da ricondurre a un fattore temporale: la prima fase della catena protone-protone è infatti molto lenta e in media un protone impiega 10^9 anni per fondere in deuterio.

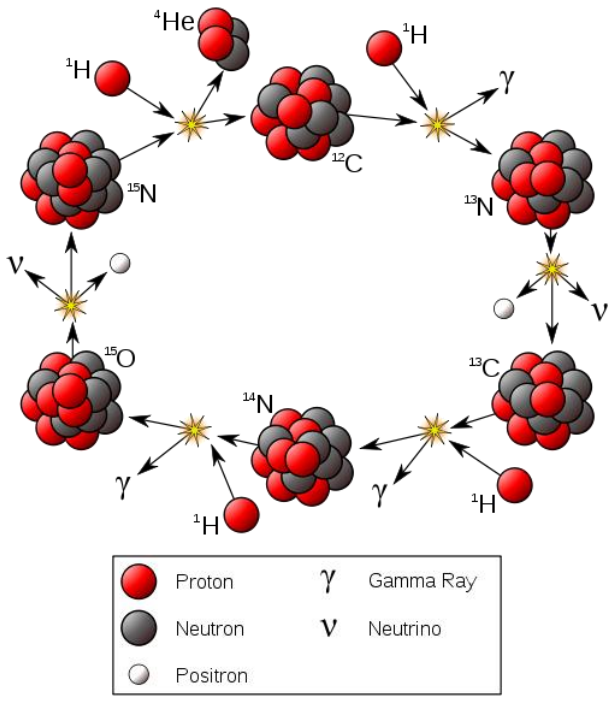


Figura 4: Il ciclo del carbonio-azoto-ossigeno.

2.1.c I processi tre alfa

La fusione protone-protone è solo la prima di una serie di processi che ogni volta bruciano atomi più pesanti, e per farlo sono necessarie temperature sempre più alte. Questo è dovuto al fatto che, più i nuclei sono grandi, maggiori sono le forze repulsive che intercorrono tra di essi, e quindi l'energia cinetica che necessitano per collidere deve essere superiore. Queste energie si ottengono soltanto a pressioni e temperature elevatissime.
Nel processo tre alfa si ottengono atomi di carbonio a partire da tre atomi di elio. Anche questo processo avviene solo nei nuclei stellari e necessita di temperature superiori ai 100 milioni di gradi e di grandi quantità di elio.
In queste reazioni avvengono due trasformazioni fisiche: dapprima due atomi di elio ^{4}He collidono formando un atomo di berilio ^{8}Be estremamente instabile che può decadere alla situazione iniziale in $2.6 \cdot 10^{-6}$ secondi. Se però poco dopo la prima collisione ne avviene un'altra tra l'atomo di berilio e un altro atomo di elio si forma un atomo di carbonio ^{12}C stabile. In entrambi questi urti vengono prodotti raggi γ.
Questo processo è molto improbabile, quindi il tempo necessario alla produzione del carbonio è molto lungo.

$4He + {}^{4}He \leftrightarrow 8Be$

$^{8}Be + {}^{4}He \leftrightarrow {}^{12}C + \gamma + 7.367\ MeV$

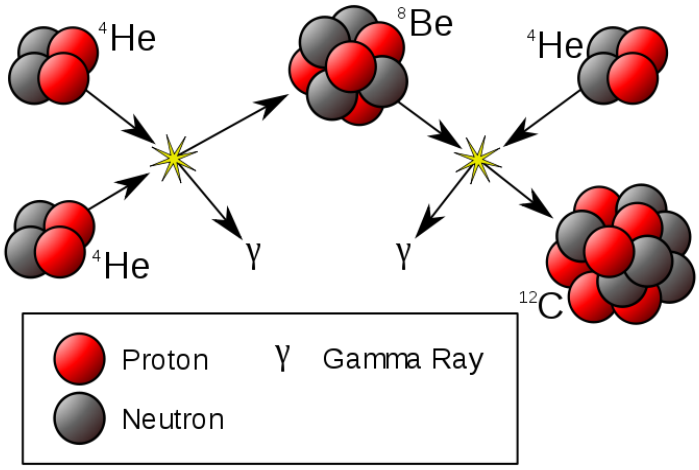


Figura 5: Il processo tre alfa che porta tre atomi di elio a fondersi e creare un atomo di carbonio.

Se un atomo di carbonio collide con un quarto atomo di elio si forma un atomo di ossigeno ^{16}O.

$^{12}C + {}^{4}He \rightarrow {}^{16}O + \gamma$

Se avviene un altro urto simile al precedente l'atomo finale sarà di ^{20}Ne. Questo processo può avanzare fino alla sintesi del ferro ^{56}Fe e non oltre a causa dell'energia di legame che unisce nel nucleo gli adroni, che per il ferro risulta essere la più potente tra tutti gli elementi in natura.
Il ferro dunque non trova un elemento più stabile in cui fondersi. La stella si comprime aumentando la propria temperatura per innescare nuovi processi di fusione ma ciò non avviene. La compressione

è talmente forte che gli strati più esterni crollano verso l'interno, rimbalzano sul nucleo di ferro liberando così un energia tale da far disintegrare la stella e farla diventare una supernova.

2.2 LA NUCLEOSINTESI DI ELEMENTI PIÙ PESANTI

2.2.a La cattura di neutroni

Prima dell'esplosione di una supernova avviene quella che é chiamata cattura di neutroni: il nucleo di un atomo assorbe uno dei suoi elettroni, un protone diventa un neutrone e viene emesso un neutrino.

$p^+ + e^- = n° + \text{neutrino}$

2.2.b I processi r

Gli atomi già esistenti nella stella vengono bombardati, appena dopo l'esplosione del cuore di una supernova, con un forte flusso di neutroni e ne catturano alcuni diventando isotopi più pesanti dell'elemento originale (un isotopo é un atomo con un certo numero di protoni che ne definisce l'elemento e un numero di neutroni diverso da quello normale). Se la cattura neutronica produce un isotopo instabile può avvenire un decadimento β^- spontaneo: vengono emessi un elettrone e un anti-neutrino e nel nucleo un neutrone si trasforma in protone. Ecco che l'elemento iniziale è cambiato.

$\beta^- : p \rightarrow n + e^+$

Per questo tipo di processo sono necessarie altissime quantità di neutroni (il flusso é di 10^{22} neutroni per centimetro quadrato al secondo). Si tratta di un processo veloce, che per compiersi impiega da una frazione di secondo a pochi secondi a dipendenza delle condizioni ambientali.

2.2.c I processi s

Il processo s é un operazione molto più lenta che impiega migliaia di anni per compiersi. In pratica in stelle che si trovano nel ramo asintotico delle giganti vengono sintetizzati elementi pesanti come piombo, stronzio, ecc. L'arrichimento degli elementi li trasforma in isotopi più o meno stabili come nei processi r. Questi isotopi decadono attraverso decadimenti β^- e formano altri elementi più pesanti. Una volta che la stella diventa una supernova, gli isotopi dei processi s e i nuovi elementi vengono espulsi nello spazio interstellare.

CAPITOLO 3 - LA STRUTTURA STELLARE

Durante la fase di sequenza principale l'energia termica prodotta dalle reazioni nucleari controbilancia perfettamente la gravità. Questa energia, che si trova sotto forma di neutrini e fotoni γ, contribuisce a mantenere sufficientemente alta la temperatura della stella.
In una stella stabile c'è un flusso di energia che dal centro si propaga verso l'esterno. A questo punto bisogna però distinguere le due zone con diversa struttura stellare: quella radiativa e quella convettiva.

3.1 LA STRUTTURA INTERNA

3.1.a La struttura radiativa

La stella ha una struttura radiativa quando il trasferimento di energia avviene per irraggiamento, cioè quando le particelle eccitate emettono onde elettromagnetiche sottoforma di fotoni perdendo, e quindi trasferendo energia dal centro verso l'esterno. Questo spostamento può durare anche diverse centinaia di migliaia di anni, in quanto la materia è talmente densa che un fotone, a causa di moltissimi urti con le particelle gassose, è costretto a fare moltissimi cambi di direzione (assorbimento e rimissione) e quindi non riesce a seguire una via lineare.
Non ci sono stelle che hanno una struttura solamente radiativa, ma essa è sempre combinata con una parte di struttura convettiva. Nella zona della stella con struttura radiativa il flusso energetico verso l'esterno è mantenuto grazie al trasferimento energetico per irraggiamento e in queste condizioni il plasma non subisce né perturbazioni né spostamenti di massa, ma rimane estremamente stabile.

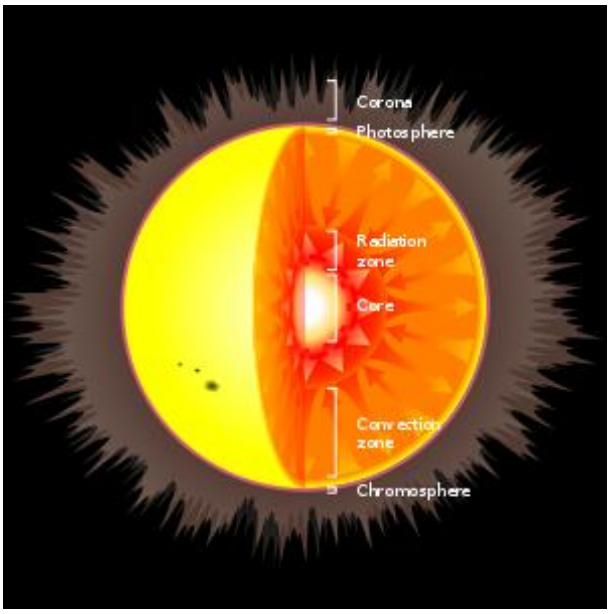


Figura 6 : La struttura interna del sole. Si può notare che nello strato che circonda il nucleo troviamo una zona radiativa, mentre nella parte più esterna troviamo la zona convettiva.

3.1.b La struttura convettiva

Quando il plasma diventa più instabile la struttura stellare si modifica e il trasferimento di energia avviene per moti convettivi, cioè la materia si sposta verso l'esterno e poi rientra componendo correnti circolari. Muovendosi verso una zona con temperatura minore la materia perde energia cinetica (la cede ad altre particelle) e la forza di gravità la riporta ad avvicinarsi al nucleo, dove però riacquista energia e quindi può ricominciare il suo giro. La materia viene quindi mescolata e il materiale del centro viene portato ai bordi dove è anche osservabile.
La distribuzione delle zone convettiva e radiativa in una stella dipende dalla massa e dalla classe spettrale. Le stelle con massa inferiore alle 0,5 $M_\odot$ (le nane rosse) presentano solo una zona convettiva per evitare di avere un nucleo costituito solamente da elio che porterebbe la stella al collasso.
Nelle stelle con masse superiori a 1,5 $M_\odot$ la zona convettiva si trova in prossimità del nucleo, mentre quella radiativa negli strati più esterni. In quelle con una massa inferiore alle 1,5 $M_\odot$ le due zone si invertono: quella radiativa si trova vicino al nucleo e quella convettiva negli strati soprastanti (figura 7).

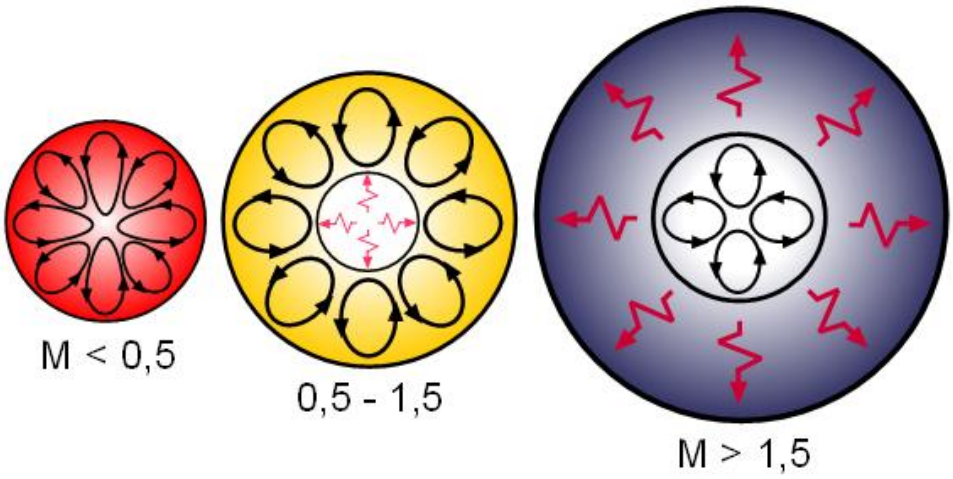


Figura 7: La struttura interna di una stella in funzione della massa. Le forme circolari rappresentano la struttura convettiva, mentre le frecce lineari quella radiativa. Le stelle con massa minore di 0,5 $M_\odot$ sono costituite solamente da una zona convettiva, quelle tra 0,5 $M_\odot$ e 1,5 $M_\odot$ hanno all'interno una zona radiativa e all'esterno una convettiva, mentre in quelle con massa maggiore di 1,5 $M_\odot$ le due zone sono invertite.

CAPITOLO 4 – L'EVOLUZIONE STELLARE

4.1 IL DIAGRAMMA DI HERTZSPRUNG-RUSSELL

Il diagramma Hertzsprung-Russell (H-R) è un grafico che mette in relazione la temperatura effettiva (asse delle ascisse) e la luminosità (asse delle ordinate) di una stella in base ai valori misurati. Queste grandezze fisiche dipendono da alcune proprietà della stella come massa, età, composizione chimica e non si possono misurare direttamente durante l'osservazione, ma si derivano attraverso modelli fisici.
Il suo nome viene dai due scienziati che lo inventarono indipendentemente intorno al 1910: Ejnar Hertzsprung e Henry Nottis Russell.

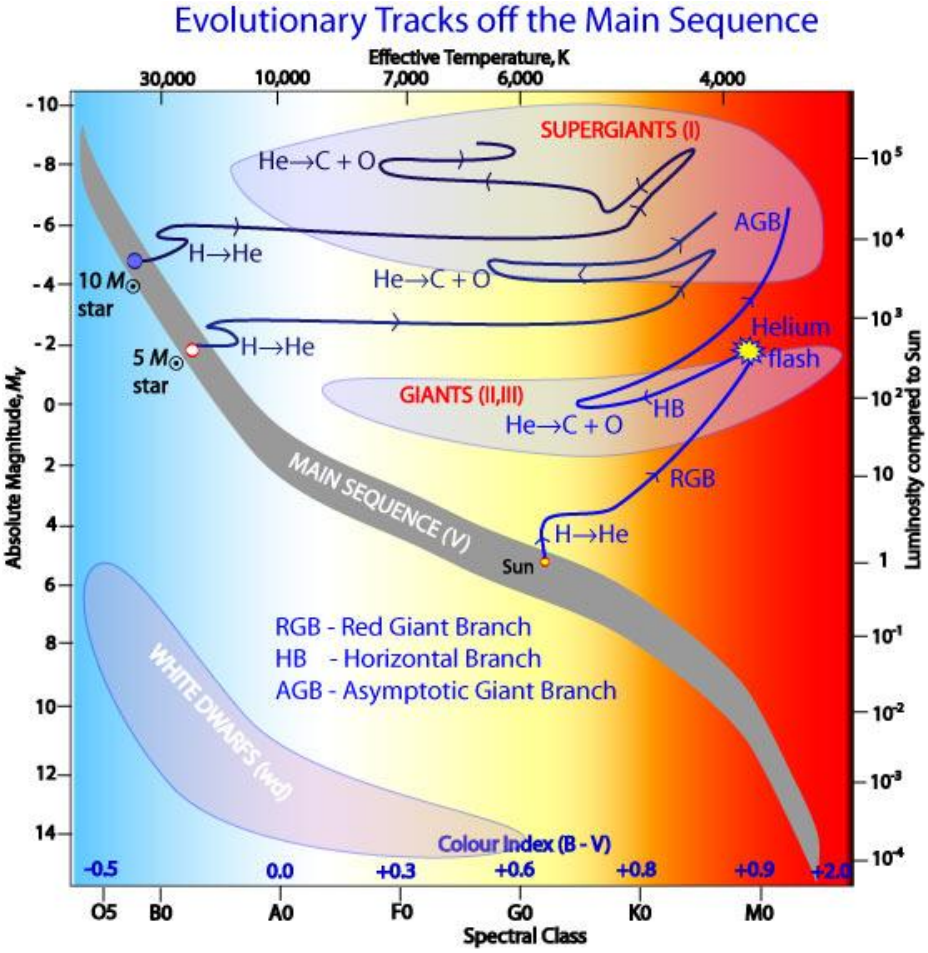


Figura 8: Un esempio di diagramma di Hertzsprung Russell.

Molto simile è il diagramma Colore-Magnitudine che mette in relazione queste due grandezze fisiche direttamente misurabili (il colore di una stella si può dedurre dalla temperatura). Attraverso l'utilizzo di modelli fisici e grazie ad altri dati è possibile passare da un grafico a un altro.

Il diagramma H-R ha diversi scopi, in particolare viene utilizzato per comprendere il processo evolutivo stellare, le caratteristiche fisiche di stelle e ammassi globulari, ecc. inoltre permettono di verificare le predizioni teoriche e di ottenere altre informazioni come età e composizione chimica.
In particolare permettono di capire la relazione tra massa e luminosità e tra massa e rapidità dell'evoluzione stellare.

4.1.a Le zone del diagramma H-R

Una semplice occhiata a un diagramma H-R (figura 8) permette di notare che tutte le stelle si posizionano in regioni ben distinte:

- la sequenza principale
- la sequenza delle nane bianche
- la zona delle giganti e delle supergiganti

In quest'ultima zona si possono notare 3 fasi (vedi figura 9):

- **ramo delle giganti rosse (RGB)**: dalla sequenza principale fino al flash dell'elio. In questa fase avviene la combustione dell'idrogeno nei gusci circostanti il nucleo stellare.
- **ramo orizzontale (HB)**: dal flash dell'elio verso la sequenza principale. Qui avviene la fusione dell'elio in carbonio al centro del nucleo e dell'idrogeno in un inviluppo più esterno. Questa fase è caratterizzata da variazioni dovute a pulsazioni delle stelle.
- **ramo asintotico delle giganti (AGB)**: qui avvengono fusioni di elio e d'idrogeno in gusci periferici del nucleo e fusioni di carbonio e ossigeno in prossimità del centro.

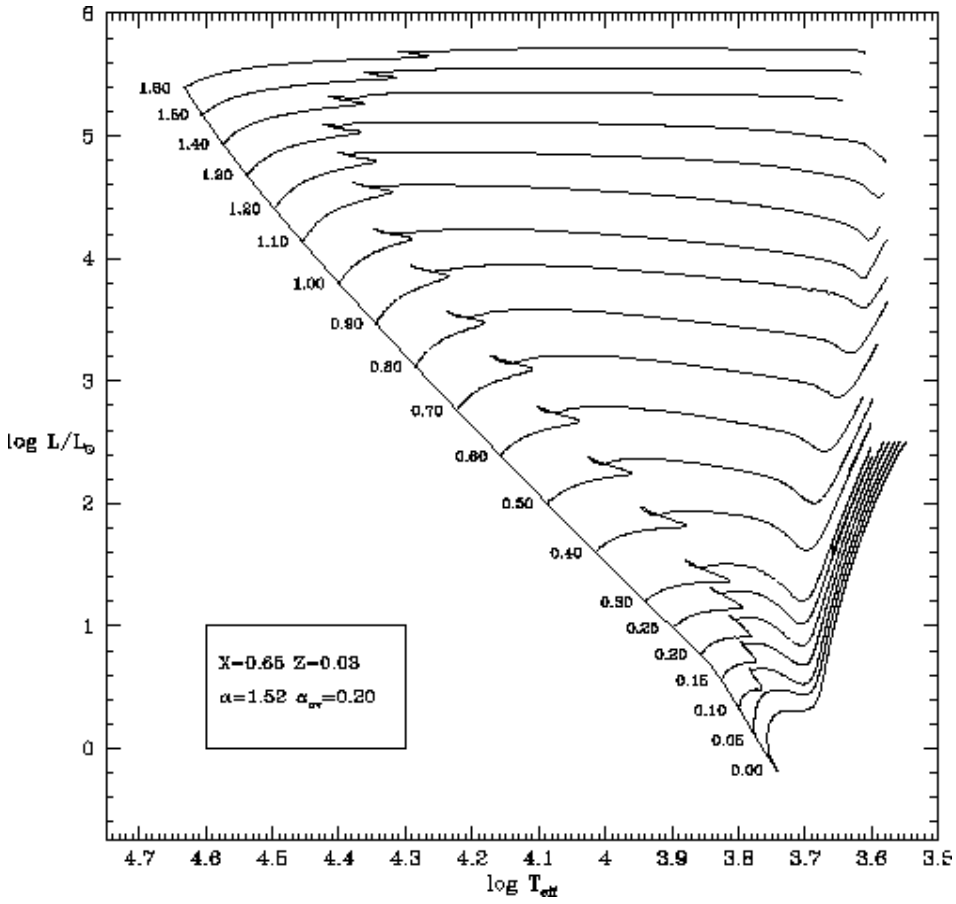


Figura 9: Questo diagramma calcolato mostra i percorsi che le stelle fanno a dipendenza della loro temperatura effettiva (asse delle x). L'asse delle y rappresenta il logaritmo del rapporto tra luminosità della stella e luminosità solare.

4.2 LA FASE PROTOSTELLARE

Una stella per definizione è un corpo gassoso di idrogeno, nel nucleo del quale avvengono, grazie a pressioni e temperature altissime, dei processi di fusione nucleare. Prima che questi processi vengano iniziati, prima che gli strati interni siano uniformemente scaldati e prima che le forze principali che la compongono (gravitazionale e quella esercitata dalla pressione della fusione nucleare) raggiungano uno stato di equilibrio, essa viene chiamata protostella. La fase protostellare può durare fino a diverse decine di milioni di anni, a dipendenza del tempo che la futura stella impiega per raggiungere il punto in cui iniziano le fusioni nucleari.

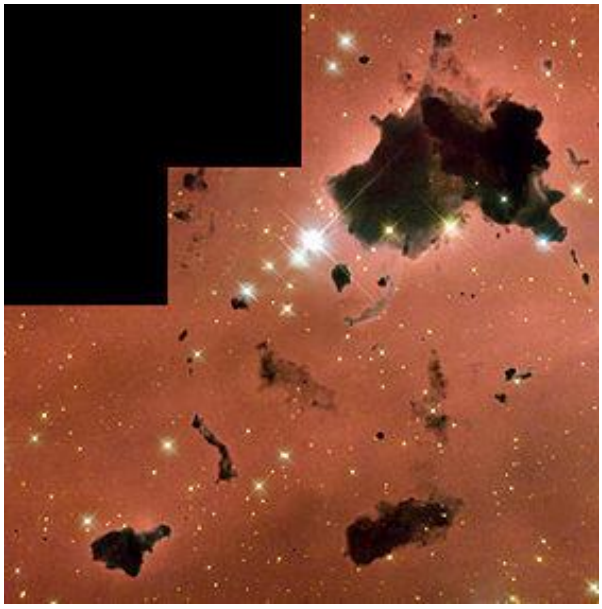


Figura 10: I globuli di Bok sono ammassi di materia gassosa che possono arrivare ad avere un diametro di un anno luce e una massa fino a 50 $M_{\odot}$. Essi sono più scuri perché più densi e costituiti da polveri che impediscono il passaggio della luce.

Una protostella si forma da una nube di gas e polveri in cui si vengono a formare globuli di Bok (figura 10), regioni con una densità maggiore. Grazie a questa particolarità i globuli producono una forza gravitazionale maggiore alle altre che agisce sulle masse gassose vicine attraendole a sé . Queste ultime avvicinandosi al centro di attrazione diminuiscono la distanza R incrementandone la forza. Infatti secondo la formula

$$F = G \cdot \frac{M \cdot m}{R^2}$$

la forza gravitazionale F è indirettamente proporzionale al quadrato della distanza R dal centro d'attrazione. Con l'aumento della forza si innalza anche la pressione e quindi la temperatura. Infatti secondo la legge dei gas perfetti

$$p \cdot V = n \cdot R \cdot T$$

con la diminuzione di volume (contrazione) aumenta la pressione all'interno e la temperatura.

La massa protostellare deve essere di almeno 0.08 $M_{\odot}$, così da raggiungere una densità sufficiente a ottenere una forza gravitazionale in grado di comprimere il corpo al punto da raggiungere nel nucleo la temperatura di 8 milioni di gradi Kelvin e permettere l'innesco dei processi di fusione nucleare protone-protone che trasformano l'idrogeno in elio (vedi capitolo 2.1.a).

Nel caso in cui la protostella non soddisfi queste condizioni essa è destinata a diventare una nana bruna (stella mancata) ed emette calore a causa della residua contrazione gravitazionale per un processo di irraggiamento, tendendo a diventare un corpo freddo (nana nera). Questo processo può durare diverse decine di milioni di anni.

Una volta che il nucleo della stella raggiunge gli otto milioni di gradi, essa si incontra con la linea di sequenza principale del diagramma H-R e si dice che una stella è nata. Cominciano ad avvenire i processi di fusione nucleare all'interno del nucleo. Il gas non si comprime più, perché la forza gravitazionale è compensata dalla pressione generata dalle reazioni nucleari: è quindi in equilibrio idrostatico (vedi figura 11).

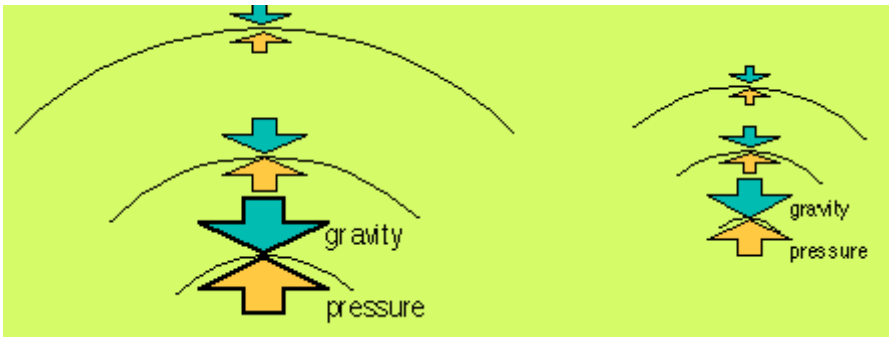


Figura 11: Più la stella è grande e massiccia, maggiori sono le forze al centro. Quando la temperatura aumenta si crea una spinta verso l'esterno che porta all'espansione della stella (gigante) in questa fase la pressione prodotta dalle variazioni nucleari è maggiore della forza gravitazionale.

4.3 LA FASE DI SEQUENZA PRINCIPALE

La fase di sequenza principale si identifica con il periodo in cui le stelle producono energia convertendo l'idrogeno in elio tramite reazioni di fusione nucleare (stelle di sequenza principale). Esse si posizionano lungo la sequenza principale del diagramma H-R. In base alla loro massa le stelle più massicce e luminose tendenti al blu si trovano in alto a sinistra mentre quelle meno brillanti e con minor massa, tendenti al rosso, si concentrano in basso a destra.

Una stella come il sole passa il 90% della propria vita lungo la linea di sequenza principale del diagramma H-R, anche se la durata di questo periodo varia molto a dipendenza della massa, ovvero della disponibilità di combustibile da bruciare che possiede la stella, e della velocità di combustione.
Le stelle più calde, luminose e massicce che si trovano nella zona alta del diagramma H-R hanno una vita più corta (pochi milioni di anni) rispetto alle stelle più piccole, fredde e meno luminose che si trovano nella zona bassa del diagramma e che vivono molto di più (fino a centinaia di miliardi di anni). Può sembrare strano il fatto che le stelle con la maggiore quantità di carburante lo consumino in un tempo molto minore, ma ciò è dovuto alla velocità di combustione. Infatti nei nuclei delle stelle massicce dove la temperatura supera i 25 milioni di gradi s'innesca un particolare processo di

fusione dell'idrogeno in elio chiamato ciclo del carbonio-azoto (C-N, vedi capitolo 2.1.b) in grado di essere circa 1000 volte più efficiente del processo protone-protone che presiede il ciclo di fusione dell'idrogeno nelle stelle nane con nuclei "a bassa temperatura". Inoltre, più i nuclei atomici presenti nelle stelle più massicce sono pesanti più la reazione accelera e avviene in un tempo minore (quindi per esempio la reazione ossigeno-neon è più veloce che quella elio-carbonio).

Durante la propria permanenza nella sequenza principale una stella aumenta lentamente la propria luminosità (p.es il Sole dalla sua nascita 5 miliardi di anni fa ha aumentato la propria luminosità del 40%). Inoltre essa perde piccole parti di massa che vengono espulse sotto forma di vento stellare.

Può essere interessante posizionare tutte le stelle di un ammasso stellare (nate tutte quindi nello stesso momento) su un diagramma H-R. Questo permette di vedere come la massa della stella alla sua nascita influisca sulla sua evoluzione. Dopo un certo tempo, le stelle più piccole saranno ancora nella zona bassa della sequenza principale, mentre le stelle più massicce si situeranno già sui bracci oppure addirittura nella zona delle nane bianche.
Molto raramente si riesce a trovare un ammasso di stelle molto giovane che permette di vedere tutta l'evoluzione stellare e soprattutto di mettere in relazione la massa della stella con la sua evoluzione stellare e la sua durata di vita. Questo viene chiamato "Sequenza principale di età zero". Le stelle più massicce svolteranno prima verso il ramo delle giganti che le stelle meno massicce. Si forma quindi un punto di svolta che scende lungo la sequenza principale. In base all'altezza di questo punto di svolta si può per esempio dedurre l'età di un ammasso stellare (figura 12).

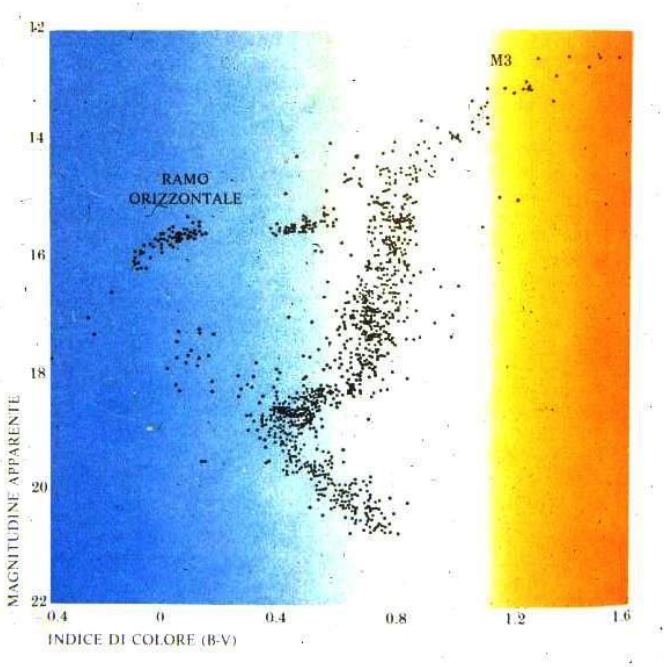


Figura 12: Nel diagramma H-R di questo ammasso, alcune stelle sono ancora nella fase di sequenza principale, altre nei rami delle giganti. Il punto di svolta si trova ad una magnitudine di 19 e indice di colore 0.4.

Una stella esce dalla fase di sequenza principale quando esaurisce le scorte di idrogeno all'interno del suo nucleo ed evolve così in una nuova fase che vedrà dapprima l'innesco dell'idrogeno disponibile nei gusci circostanti il nucleo e successivamente al flash dell'elio, la combustione dell'elio stesso che si convertirà in carbonio, all'interno del nucleo.

4.4 FASE DI POST-SEQUENZA PRINCIPALE

Gli avvenimenti stellari che seguono la formazione della stella dipendono dalla sua massa e quindi è conveniente fare delle distinzioni per rendere meno confusa la spiegazione.

4.4.a Le stelle con massa compresa tra le 0,08 e le 0,5 $M_\odot$

Queste stelle, chiamate nane rosse, hanno una vita che può variare da 50 miliardi di anni a un centinaio di miliardi di anni (la durata di vita di una stella aumenta al diminuire della massa). Dato che il nostro universo esiste "solamente" da 13,7 miliardi di anni non ne conosciamo in uno stadio evolutivo avanzato, ma grazie ai modelli di evoluzione stellare si può dedurre con una certa sicurezza il loro comportamento nel futuro. Il motivo di tanta longevità è da ricondurre alla struttura degli strati esterni al nucleo di queste piccole stelle, che a causa delle forti differenze di temperatura si trovano tutti ad essere di tipo convettivo (vedi capitolo 3.1.b). Pertanto viene coinvolta nei processi di fusione dell'idrogeno tutta la massa gassosa della stella, perché il meccanismo di convezione consente un rimescolamento e un trasporto completo di tutto l'idrogeno presente nella stella stessa. In questo modo la stella nana formata inizialmente solo da idrogeno si trasformerà in una stella formata solo da elio senza però avere la capacità di innescare i nuovi processi di fusione dell'elio nel nucleo a causa dell'insufficiente temperatura. Pertanto la stella, non producendo più energia a causa dell'assenza di processi nucleari perderà progressivamente calore per irraggiamento e col tempo andrà spegnendosi divenendo una nana nera (vedi capitolo 3.2.b).

4.4.b Le stelle con massa compresa tra le 0,5 e le 8 $M_\odot$

I processi di reazione nucleare sono ormai entrati in funzione a pieno regime e all'interno del nucleo l'idrogeno continua a bruciare riscaldando la stella. Quando questo si esaurisce si inibiscono i processi di fusione e quindi anche l'energia da loro prodotta che provocava una pressione dal nucleo verso l'esterno. La fusione protone-protone produce fotoni e quindi al fermarsi dei processi si blocca anche la creazione di nuovi fotoni e conseguentemente la luminosità della stella diminuisce. L'unica forza ora rimasta è quella di gravità che porta l'intera stella a comprimersi aumentando pressione e temperatura degli strati che circondano il nucleo in cui non erano ancora avvenuti processi di fusione. In questo modo questi strati raggiungono le condizioni necessarie per innescare la fusione protone-protone (8 milioni di gradi Kelvin) producendo energia che spinge verso l'esterno e permettendo alla stella di gonfiarsi (il suo raggio aumenta di un fattore 100), diventare una gigante rossa ed entrare graficamente nel diagramma H-R in quello che viene appunto chiamato ramo delle giganti rosse. Questi strati in cui inizialmente non avvengono fusioni e che in un secondo tempo si attivano, vengono chiamati "shell" (gusci).
L'elio si concentra nel cuore, si comprime e si riscalda anche con l'aiuto dell'energia prodotta dagli H-shell. A un certo punto la sua densità è tale che il gas degenera, ciò significa che il cuore è incomprimibile. La temperatura continua ad aumentare, ma il gas non si espande fino a quando raggiunge i 100 milioni di gradi Kelvin, ovvero la temperatura limite a partire dalla quale si innescano le reazioni tre alfa tra elio e carbonio (vedi capitolo 2.1.c). Il continuo aumentare della temperatura migliora l'efficacia delle fusioni nucleari, ma il volume rimane invariato fino a quando, a $300 \cdot 10^6$, Kelvin avviene il flash dell'elio che permette alla stella di espellere gli strati più esterni e freddi che non sono in grado di bruciare idrogeno e di produrre energia. Questo fenomeno aumenta l'efficienza della fusione dell'elio in carbonio e ossigeno attraverso le reazioni tre alfa e pone fine alla degenerescenza del gas. Questa fase permette alla stella di trovare un nuovo equilibrio e di entrare nel ramo orizzontale del diagramma H-R. L'enorme quantità di energia prodotta dai processi

tre alfa si accumula nel nucleo favorendo l'aumento della temperatura, quindi il numero di processi nucleari cresce alzando ancora la temperatura e così via. Si tratta di una specie di circolo a catena. Quando però l'energia accumulata raggiunge un livello troppo alto la stella diventa instabile.

Se la stella è abbastanza massiccia procede "a effetto scala": ogni volta che in uno strato (sia esso Shell oppure nucleo) si esaurisce un elemento i processi nucleari si arrestano e la forza gravitazionale, maggiore rispetto all'energia delle fusioni, permette la contrazione della stella. Questa riduzione di volume provoca l'aumento di temperatura permettendo il reinnesco dei processi di fusione nucleare "uno scalino più in là", cioè ogni volta in uno strato più vicino al nucleo. La stella entra nel ramo asintotico delle giganti (AGB). Nel caso delle stelle più grandi le fusioni nucleari possono creare elementi più pesanti come neon e magnesio.

4.4.c Le stelle con massa superiore alle 8 $M_\odot$

Le stelle di queste dimensioni, una volta che comincia la fusione di elio in carbonio, si espandono raggiungendo lo stadio di supergigante rossa. In seguito i processi nucleari continuano ininterrotti fino a sintetizzare atomi più pesanti come silicio e zolfo. A questo punto la struttura del nucleo della stella può essere paragonata a quella di una cipolla: nello strato più esterno avvengono reazioni protone-protone che sintetizzano elio, in quello immediatamente sotto l'elio fonde in carbonio e così via fino ad arrivare al nucleo dove si fonde un nuovo elemento più pesante.

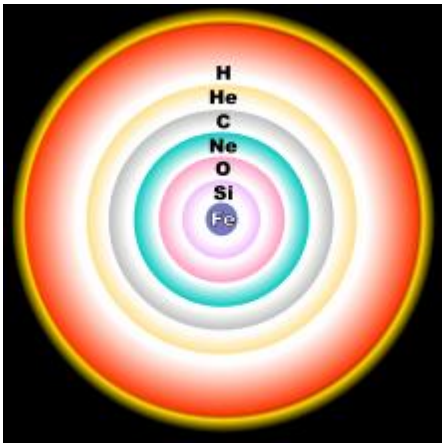


Figura 13: Il nucleo a cipolla di una supergigante rossa. In ogni strato viene sintetizzato un elemento diverso, sempre più pesante andando verso il nucleo.

I processi di fusione avanzano creando nuovi elementi (vedi capitolo 2.1.c) fino al ferro ^{56}Fe (solo per le stelle di almeno 12-13 $M_\odot$) e non oltre. Infatti le sue forze di legame sono le più forti presenti in natura e un atomo di ferro non può fondersi in un elemento ancora più stabile. Come con gli altri elementi la stella prova a fondere in modo da essere più stabile e si comprime a tal punto che gli strati esterni crollano su quelli interni rimbalzando sul nucleo di ferro e facendo esplodere la stella (supernova). Quest'esplosione permette la formazione di tutti gli elementi più pesanti del ferro presenti in natura seguendo quello che viene chiamato "processo r"(vedi capitolo 2.2.b). Gli atomi già esistenti vengono bombardati di neutroni e ne catturano alcuni diventando isotopi più pesanti dell'elemento originale. Se la cattura neutronica produce un isotopo instabile può avvenire un decadimento β spontaneo: vengono emessi un elettrone e un anti-neutrino e nel nucleo un neutrone si trasforma in protone. Ecco che l'elemento iniziale è cambiato.

4.5 I MECCANISMI DI PULSAZIONE STELLARE

Una volta che la stella esce dalla sequenza principale al suo interno scattano una serie di meccanismi che la fanno pulsare. Questo perché le forze non riescono a equilibrarsi e ce ne è sempre una che vince sull'altra. Infatti le reazioni tre alfa che fondono l'elio hanno bisogno di una temperatura maggiore e per ottenerla la stella si restringe. Inoltre esse sprigionano anche un'energia maggiore, che quindi sovrasta in un primo tempo le forza gravitazionali permettendo l'espansione.
I meccanismi di pulsazione stellare si possono riassumere in 5 fasi:

1) Le forze della pressione verso l'esterno dovute alle fusioni nucleari interne alla stella aumentano fino a soverchiare le forze gravitazionali dovute alla massa stellare. Esse spingono in fuori gli strati più esterni. I gas si espandono e la stella diminuisce di luminosità, in quanto l'energia è estesa su una superficie maggiore. La temperatura dei gas è quindi minore.

2) Ad un certo punto, a causa dell'aumento del volume, la pressione è minore rispetto a quella che aveva all'inizio. Questa è quindi insufficiente per continuare l'espansione. Si ha dunque una fase di equilibrio idrostatico (le forze si contrappongono perfettamente).

3) In un terzo momento la forza gravitazionale sarà maggiore di quella della pressione e la stella comincerà a comprimersi (la forza aumenta più la stella rimpicciolisce in quanto vi è una maggiore concentrazione della sua massa).

4) Man mano che gli strati esterni collassano verso l'interno la pressione aumenta e di conseguenza anche la temperatura. Questa permette il reinnesco dei processi di fusione.

5) La stella raggiunge comunque nuovamente un punto di equilibrio, momento in cui la pressione delle fusioni appena innescate si eguaglia alla forza gravitazionale esercitata dal centro di massa. A questo punto il processo può ricominciare con un nuovo periodo di pulsazione.

4.5.a Il k-mechanism

Prima di spiegare di cosa si tratta occorre definire l'opacità come la quantità di luce che un corpo è in grado di trasmettere rispetto a quella che produce. La legge di Kramer

$$k = \frac{\rho}{T^{3,5}}$$

ci permette di affermare che l'opacità k di una stella è molto più sensibile alle variazioni di temperatura. Con l'aumentare della temperatura, k diminuisce, mentre con l'aumentare della densità ρ essa aumenta.

A una certa profondità troveremo una divisione tra materia completamente ionizzata e materia neutrale. Infatti troveremo uno strato che conterrà atomi ionizzati e altri ancora neutrali. In questi punti chiamati zone di Zhevakin l'energia dovuta alla compressione viene usata per ionizzare il gas invece che per aumentare la temperatura (T costante), quindi in questi settori aumenta la densità e secondo la legge di Kramer anche l'opacità.
Nella fase di espansione poi la temperatura non varia fino a quando gli ioni non si sono ricombinati con gli elettroni. Questo è dovuto al fatto che l'aumento di volume dovrebbe far diminuire la temperatura, ma le particelle che si ricollegano emettono energia mantenendola stabile.

Inoltre il γ-mechanism facilita il k-mechanism in quanto incoraggia il calore, grazie a differenze di gradiente di temperatura, a concentrarsi e spingersi verso zone più interne della stella diminuendone maggiormente la temperatura alla superficie.

È utile ricordare che il massimo di luminosità si riscontra quando la stella ha il volume minimo. Viceversa, quando il suo volume θ maggiore, la sua luminosità sarò al minimo (la temperatura su un volume maggiore θ minore).

Una volta che il volume stellare raggiunge il limite per cui la forza gravitazionale sovrasta le pressioni delle reazioni nucleari, la stella comincia a restringersi aumentando la temperatura al proprio interno e ricominciando quindi il processo di ionizzazione. Tutto questo può avvenire nel corso di alcune ore, ma anche nel corso di anni (definendo quindi il periodo di pulsazione della stella).

I k-mechanism sono responsabili della pulsazione di alcuni tipi di stella ma non di tutti. In molti casi gli astronomi non sono ancora in grado di capire il motivo della variazione di alcune stelle.

4.5.b L'instability strip

Quella che in inglese viene chiamata instability strip è una zona del diagramma H-R in cui si situano molte stelle variabili. Si tratta di una banda verticale situata sulla destra della sequenza principale da cui tutte le stelle passano. Questo significa che prima o poi nel corso della loro vita tutte le stelle diventano delle variabili pulsanti. Addirittura si pensa che tutte le stelle pulsino e che sia solo questione di tempo per esserne certi: servono unicamente macchinari più sensibili in grado di percepire ogni piccolo cambiamento di magnitudine.

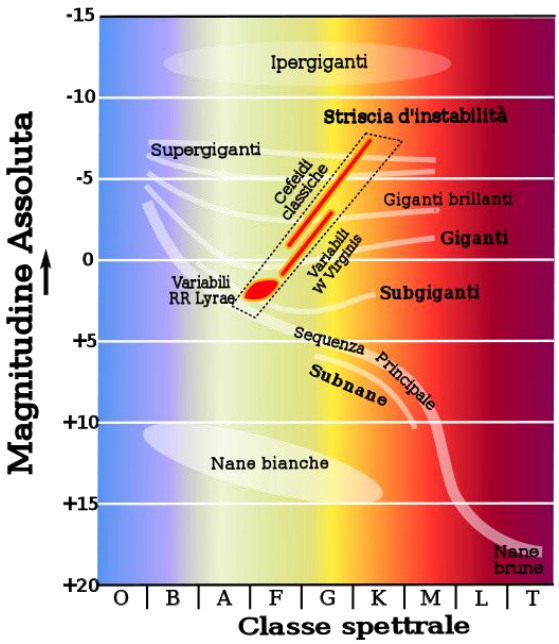


Figura 14: La fascia di instabilità del diagramma H-R in cui si situano le stelle variabili.

4.6 FASE FINALE DELL'EVOLUZIONE STELLARE E MORTE DELLA STELLA

Anche in questo caso è conveniente fare una distinzione tra le stelle in base alla massa.

4.6.a Stelle con massa compresa tra 0,5 e 8 $M_\odot$

Gli strati più esterni, costituiti da idrogeno e ossigeno, vengono espulsi sotto forma di vento stellare creando anelli o bolle di gas e polveri. Essi catturano la luce ultravioletta emessa e la riemettono sottoforma di luce visibile andando a creare quella che viene chiamata nebulosa planetaria. Il nucleo diventa una nana bianca e rimane al centro di della nebulosa.

Figura 15: NGC 6543, chiamata anche "nebulosa occhio di gatto", è una delle più belle e complesse nebulose della nostra galassia. Al centro si può notare la nana bianca..

Una nana bianca è formata da gas elettronico degenere e pertanto non è più in grado di comprimersi. Questa condizione viene chiamata limite di Chandrasekhar. È molto piccola e densa (1 t/cm^3), a tal punto che la massa del Sole sarebbe contenuta all'interno di un corpo con le dimensioni della Terra. In una nana bianca il gas si trova allo stato degenere, ciò significa che non è in grado di comprimersi. Quindi la stella è solo in grado di perdere l'energia immagazzinata precedentemente senza produrne di nuova. Infatti la sua temperatura iniziale è di circa 100-200 milioni di gradi Kelvin ed è in continua diminuzione a causa dell'irraggiamento di onde elettromagnetiche nello spazio circostante finché non raggiunge lo stadio di nana nera.

Il limite di Chandrasekhar è dovuto al fatto che la pressione degli elettroni (non più pressione delle fusioni nucleari) è in grado di sopportare il crollo di una certa quantità di massa non superiore a 1,44 $M_\odot$ e quindi può fermare il collasso.

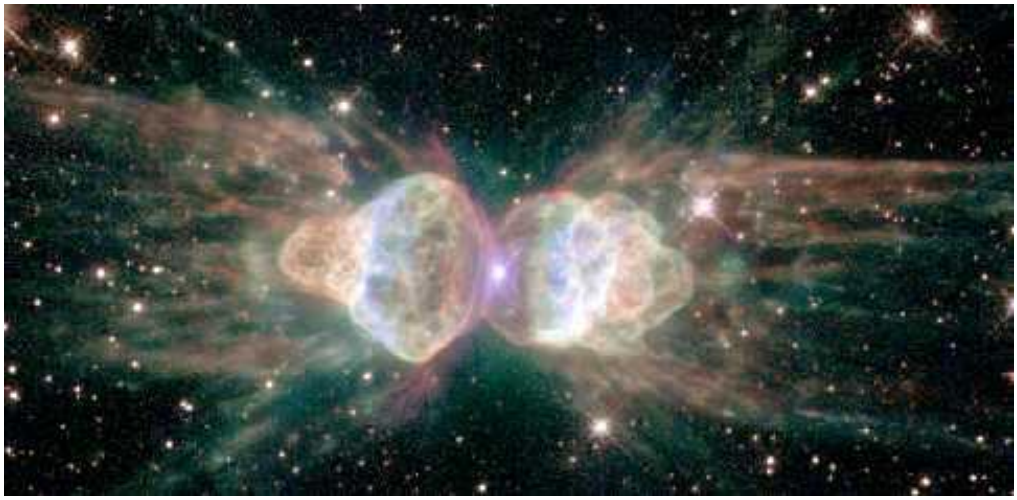


Figura 16: Menzel 3, chiamata anche "nebulosa formica" a causa della sua forma che ricorda l'insetto. Spesso le nebulose planetarie offrono immagini spettacolari anche dal punto di vista estetico.

4.6.b Stelle con massa maggiore di 8 $M_\odot$

I processi di fusione nucleare in queste stelle continuano fino a quando la massa del nucleo (la regione in cui avvengono le fusioni) raggiunge il limite di Chandrasekhar. A questo punto nel nucleo avviene un collasso irreversibile causato dall'eccesso della sua stessa massa: la forza gravitazionale è troppo grande e il nucleo collassa. In questa fase i protoni, scontrandosi con gli elettroni, danno origine a neutroni e neutrini (vedi capitolo 2.2.a).
La stella cerca di aumentare la temperatura per fondere il ferro comprimendosi e il gas crolla su se stesso, rimbalza sul cuore di ferro e provoca un'esplosione e un'onda d'urto di enormi dimensioni che espelle gli strati gassosi a velocità altissime dell'ordine di migliaia di kilometri al secondo. In questa fase dell'evoluzione stellare avviene la nucleosintesi degli elementi più pesanti del ferro come oro e magnesio. La stella è diventata una supernova.

Le supernove sono estremamente brillanti e luminose (la loro luminosità è paragonabile a quella della galassia che le contiene). Dopo alcuni anni la loro luce si affievolisce e rimangono i resti del nucleo (stelle a neutroni e/o buchi neri) al centro, e all'esterno una nebulosa in espansione contenente elementi pesanti che possono in futuro contribuire alla formazione di una nuova stella o a quella di nuovi sistemi planetari.

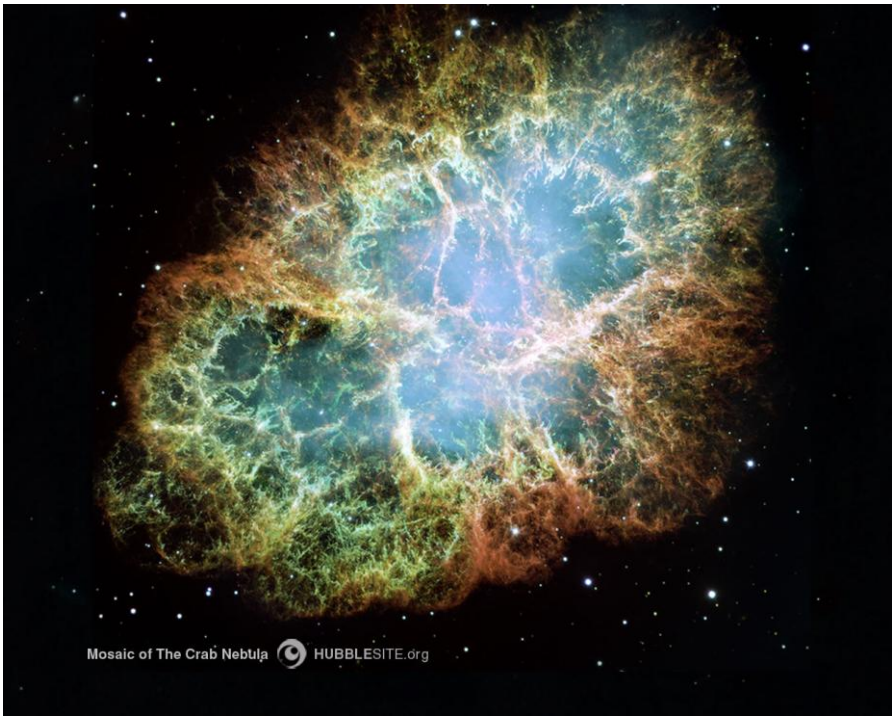


Figura 17: La nebulosa del granchio, in un mosaico costituito da molte immagini.

Se la stella ha una massa maggiore del limite di Chandrasekhar, la sola pressione di degenerazione non riesce a contrastare la gravità. A questo punto i protoni si fondono con gli elettroni liberando neutrini (vedi capitolo 2.2.a). La stella diventa una stella a neutroni, che è in grado di resistere alla forza gravitazionale fino al limite di circa 3,8 $M_{\odot}$. Il nucleo si comprime fino a raggiungere densità spaventose (10^{13} g/cm^3) grazie alle quali si viene a creare un campo gravitazionale e magnetico molto intenso. Per avere un'idea delle proporzioni di una stella di neutroni basti pensare che una massa come quella del sole venga racchiusa in una sfera di 15 km di raggio.
Tra le stelle a neutroni si annoverano le pulsar che sono residui di stelle con un'elevatissima velocità di rotazione (fino a 300 rivoluzioni al secondo) con un campo magnetico molto intenso il cui asse ruota solidale alla stella producendo ad ogni passaggio verso la nostra direzione osservativa una pulsazione magnetica.

Se la massa del nucleo invece è maggiore delle 3,8 $M_{\odot}$ collassa anch'esso diventando un buco nero stellare, un corpo con una densità tendente a infinito in cui la materia si trova in uno stato fisico ancora sconosciuto. La forza gravitazionale che esercita un buco nero è talmente forte che niente riesce a sfuggire da esso, nemmeno la luce, quindi la velocità di fuga per un buco nero supera $3 \cdot 10^8$ m/s.

CAPITOLO 5 – CLASSIFICAZIONE DELLE VARIABILI

Vi sono diversi tipi di stelle variabili. Questi possono essere riassunti in alcune categorie, elencate di seguito. Per ogni categoria vi sarà una breve introduzione seguita da un esempio. In seguito sono elencate le tipologie di variabili contenute all'interno della categoria. Da notare che ogni tipologia è denominata con il nome della "capostipite", quindi la stella "esempio" a cui le altre fanno riferimento. Tra le parentesi, dopo il nome della variabile trattata, vengono inserite le sigle di tutte le sottocategorie presenti per la tipologia in questione: di queste non si specificano le caratteristiche in quanto sono molto simili alla tipologia trattata o non sono ancora state studiate in modo approfondito.

5.1 VARIABILI DEI SISTEMI BINARI AD ECLISSE

5.1.a Introduzione

Quando due stelle sono molto vicine, se non attaccate, non sono distinguibili da un osservatore molto distante. In poche parole, chi osserva crede di vedere una sola stella, invece ve ne sono due. La magnitudine osservata sulla terra sarà dunque la somma della luce emessa dalle due stelle. Se il loro piano orbitale dovesse pure essere coincidente a quello dell'osservatore, allora si noteranno dei fenomeni di eclissi tra le due stelle. Infatti, vi saranno momenti in cui una stella si sovrappone all'altra bloccando la luce emessa dalla seconda. In seguito la seconda stella coprirà a sua volta la compagna ottenendo un altro minimo.

Nelle variabili ad eclisse vi sono quindi due minimi: uno primario ed uno secondario. Questi minimi sono facilmente osservabili sui grafici della magnitudine. La figura 18 mostra una curva di luce a livello qualitativo con lo scopo di mostrare le fasi di rotazione di un sistema binario, più precisamente di un'Algolide (vedi capitolo 5.1.c).

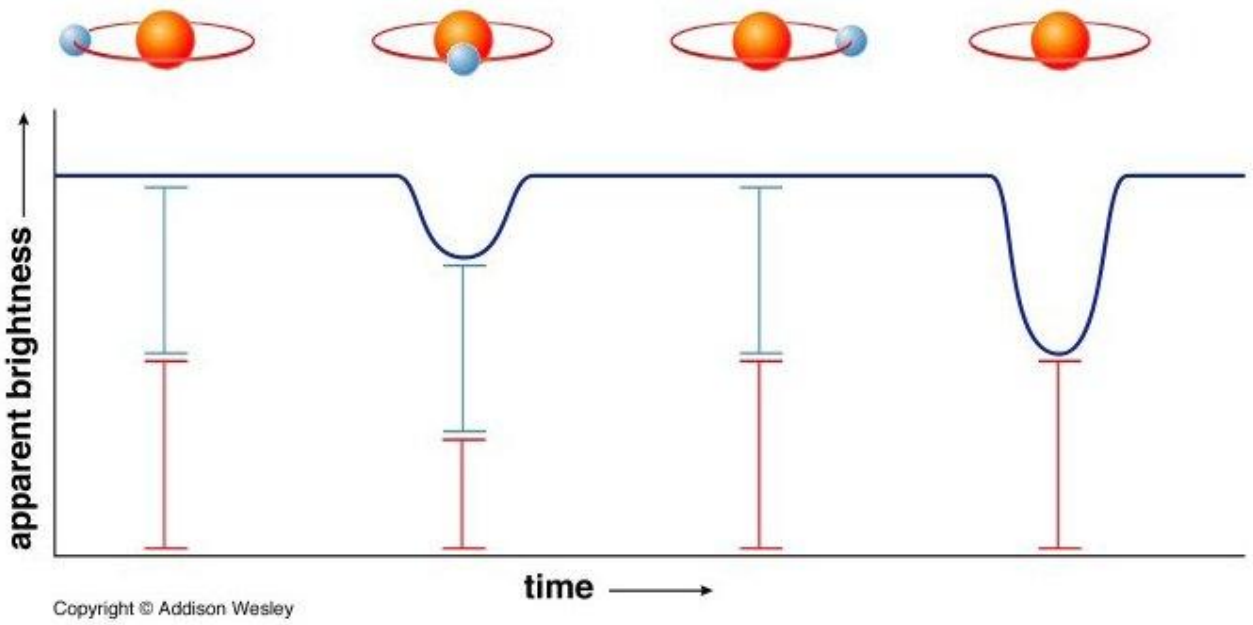


Figura 18: Principio di funzionamento di un sistema binario ad eclisse. Nella situazione normale si vede la luce emessa da entrambe le stelle (massimo costante). Nel caso in cui la stella più luminosa si trovi davanti all'altra si assisterà a un minimo secondario, mentre se è quella meno brillante a trovarsi davanti si noterà un minimo primario.

Nella figura 18 si possono vedere qualitativamente i due minimi, primario e secondario. Nel minimo primario (sulla destra dell'immagine) la stella più piccola che però è anche la più luminosa del sistema è coperta interamente da quella più grande: la magnitudine registrata è quindi solo quella emessa dalla stella di dimensione maggiore. Nel minimo secondario (sulla sinistra dell'immagine) la situazione è invertita: la stella più piccola copre in parte la più grande che è anche la meno luminosa: la magnitudine della stella grande è quindi parzialmente bloccata dalla dalla seconda stella (di luminosità maggiore). Il resto del grafico è invece caratterizzato da una linea costante: infatti le due stelle sono entrambi visibili e la loro magnitudine si somma. Da notare che il periodo del sistema sarà compreso tra i due estremi dei minimi primari.

Nella figura 19 viene riassunta la situazione descritta.

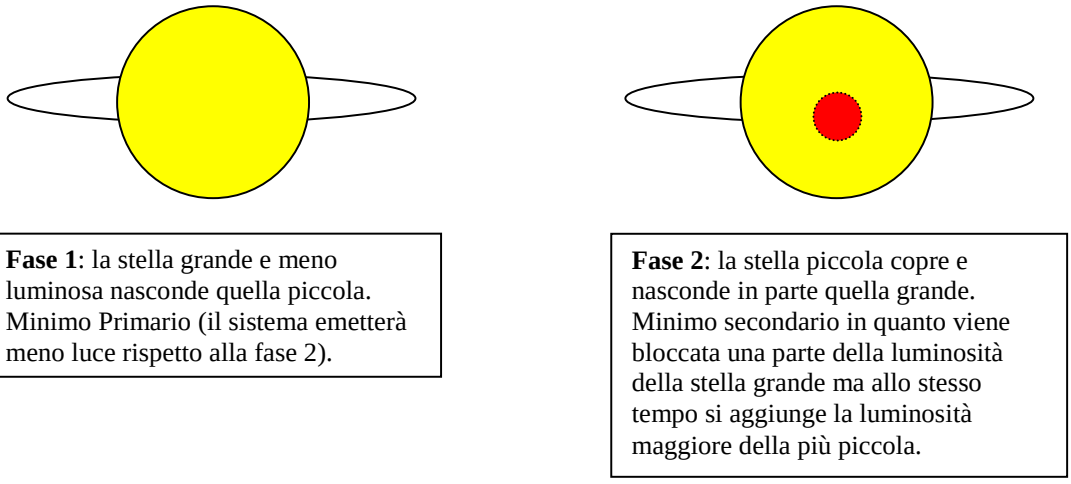


Figura 19: Riassunto delle fasi di minimo primario e secondario.

5.1.b Il lobo di Roche

Nell'osservazione di sistemi binari è importante conoscere il concetto del "lobo di Roche". Con questo termine si definisce lo spazio attorno ad una stella del sistema binario in cui il materiale esterno è legato ad essa per la sua forza di gravità. È quindi il campo in cui la gravità della stella influisce sui gas della compagna con una forza abbastanza intensa da tenerli al suo interno.

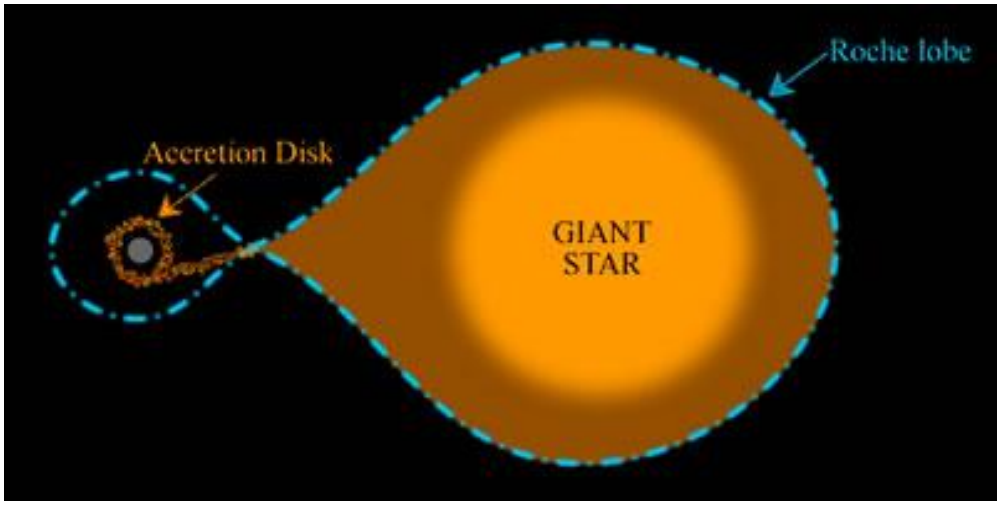


Figura 20: Lobi di Roche in un sistema binario.

La figura 20 mostra come i due lobi, a forma di goccia, siano a contatto. Il punto di contatto tra i due lobi è caratterizzato dal fatto che la gravità esercitata dalla stella piccola viene bilanciata da quella esercitata dalla più grande. Il materiale presente in quel punto teoricamente deve essere "fermo" nel senso non attratto da nessuna delle due stelle. I movimenti delle due non lasciano mai fermi i gas che dunque entreranno nel lobo della stella piccola. Non succede l'inverso in quanto la stella più grande è molto poco densa e il suo lobo tende ad essere già pieno di gas. Per questo motivo vi saranno degli scambi di materiale (gas) tra le due stelle. In questo caso si può vedere come la stella piccola stia formando intorno ad essa un disco di gas strappato alla compagna. Questo è un fenomeno importante per capire alcuni processi che portano alcune stelle a variare.

5.1.c Tipologie

- **Algolidi (EA)**: queste stelle hanno un minimo primario e secondario ben separato tra loro con un lungo periodo in cui la luminosità é massima. Il minimo secondario ha un'ampiezza di magnitudine molto minore rispetto a quello primario (figura 18). Il loro periodo varia da due fino a svariati giorni. Sono stelle ben separate tra loro e piuttosto sferiche.
  Si noti in basso alla figura 21 la parte rappresentante l'incertezza (ogni osservazione può portare dati imprecisi dovuti a difetti atmosferici o meccanici) della curva di luce marcata con"O-C", cioè "osservato-calcolato": in poche parole per poter misurare l'errore viene sottratta alla magnitudine osservata quella teorica, cioè calcolata: se il valore ottenuto rimane sempre stabile sullo 0.0 significa che la curva sarà senza errori. Nel caso in questione si può notare che l'errore è di un massimo di un decimo di magnitudine: si può considerare dunque il grafico preciso.

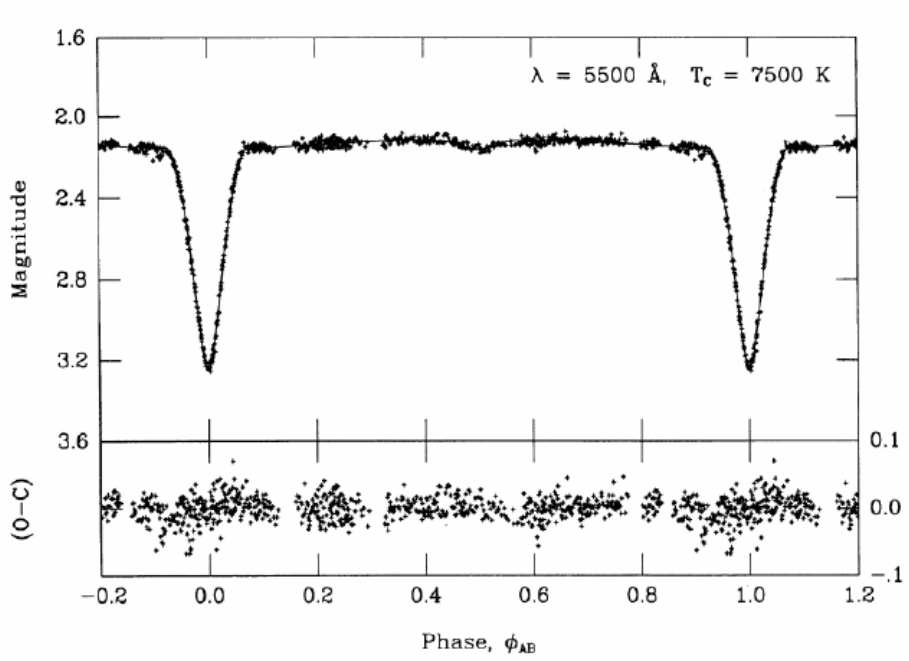


Figura 21: Curva di luce delle Algolidi: si noti un massimo costante che separa i minimi.

- **Beta Lyrae (EB)**: sono stelle molto vicine tra loro che, a causa della loro ridotta distanza e della forza di gravità della vicina sono deformate, quasi ellittiche. Per questo continuano a scambiarsi materiale e inoltre eclisseranno in modo più irregolare: la forma ellissoidale causa facilmente altre eclissi oltre alla primaria e alla secondaria. Il massimo della curva di luce non sarà dunque costante come nelle algolidi ma continuerà a variare.

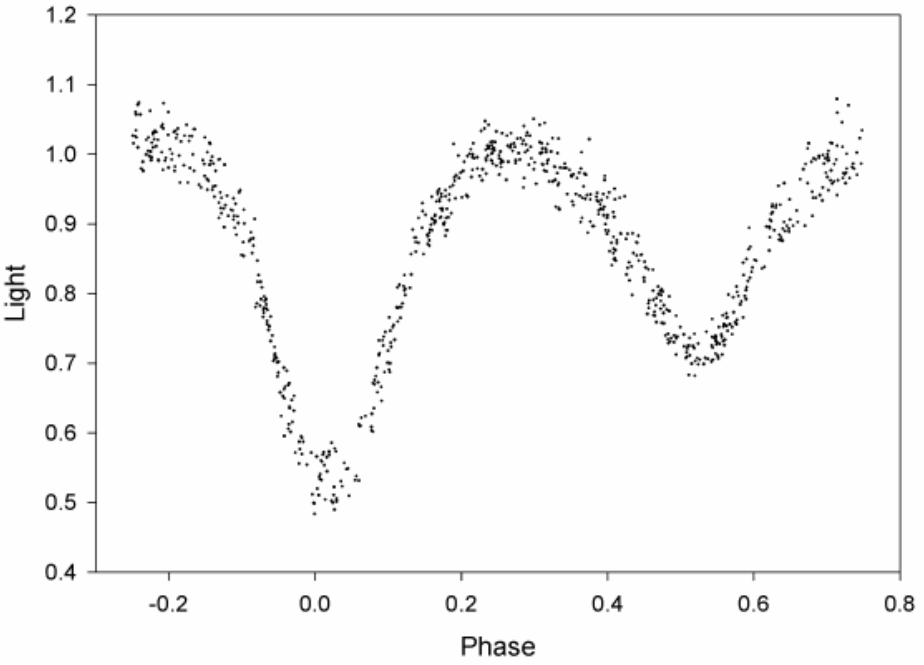


Figura 22: Curva di luce delle Beta Lyrae (luminosità in funzione della fase).

- **W Ursae majoris (EW**): le due stelle si trovano a contatto: si scambiano quindi materia e le temperature delle due tendono a equilibrarsi. Pure le masse delle due stelle sono quasi uguali. Come nelle EB la variazione di luce è continua per lo scambio costante di materia,

ma i minimi sono molto vicini. Non si notano grandi differenze tra il minimo primario e quello secondario, in quanto la luminosità delle due stelle è quasi la stessa (grazie allo scambio di materia tra le due stelle di simile massa e quindi per la tendenza di uguagliare le temperature).

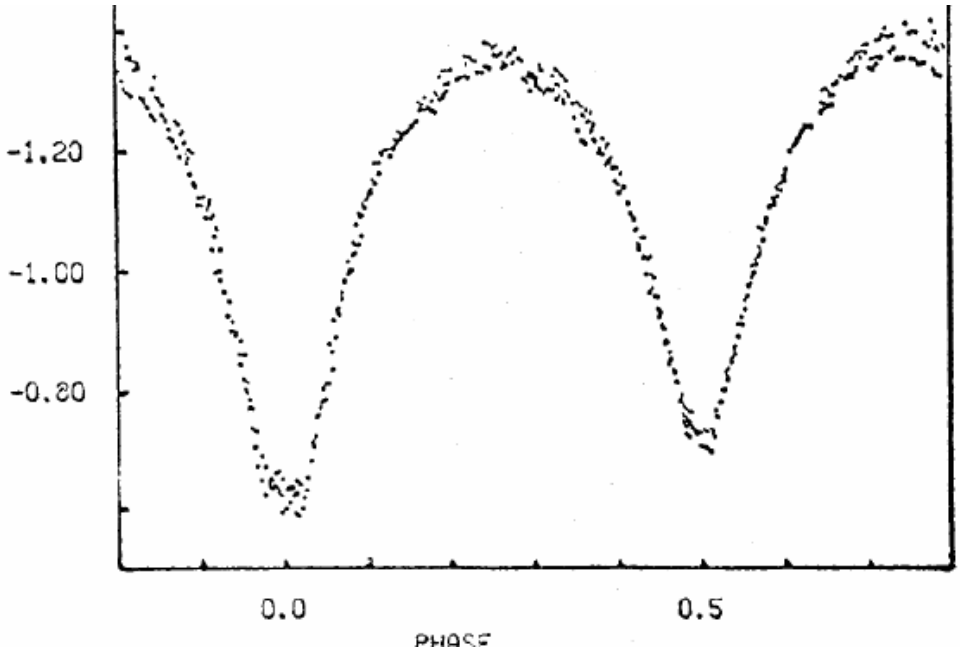


Figura 23: Curva di luce dei sistemi EW. Da notare i due minimi con luminosità simile. Il grafico mostra la magnitudine in funzione della fase.

5.2 LE VARIABILI ERUTTIVE

5.2.a Introduzione

Le stelle variabili eruttive sono caratterizzate da irregolari esplosioni di gas nelle loro parti esterne esterno, dovute a condizioni di instabilità interne, causate a loro volta da un disuniforme riscaldamento degli strati interni. Per questo nelle loro curve di luce saranno visibili aumenti di luminosità irregolari causati appunto da queste esplosioni. Per il resto la loro magnitudine rimane abbastanza costante. La figura 24 riporta un esempio di curva di luce, quella della stella T Tauri, appartenente alle variabili di Orione.

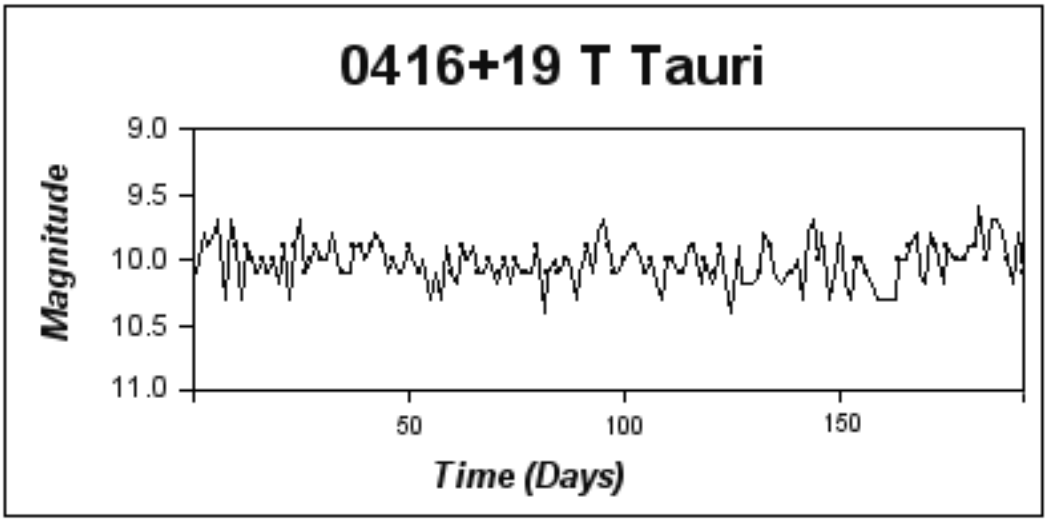


Figura 24: Curva di luce delle variabili T Tauri (errore 0.1 magnitudini).

In questo grafico si possono ben osservare le numerose esplosioni che avvengono nei gas della stella in modo irregolare. Non si può infatti trovare un periodo fisso di esplosione. Per il resto la luminosità della stella è piuttosto regolare, infatti la media su alcuni giorni (10 giorni) della curva è vicina ad essere una costante.

5.2.b Tipologie

- **Gamma Cassiopeaiae** (GCAS): In genere sono stelle giganti blu che, ruotando molto veloci all'equatore, disperdono molta materia in un disco sulla loro superficie. Questo disco è molto ricco di energia e quindi causa le eruzioni della stella. Oltre a ciò emettono pure una quantità piuttosto alta di raggi X.
- **Categorie I** (IA, IB): Variabili poco studiate e quindi poco conosciute. Si suddividono in "IA" e "IB" in base al loro spettro.
- **Variabili di Orione** (IN, INA, INB, INT)
    - T Tauri (INT, IT): Emettono luce soprattutto nel violetto (ferro di-ionizzato). Stelle molto grosse e luminose con forti campi magnetici che attirano gas sulla loro superficie formando macchie. Queste differenze di temperature sulla superficie della stella creano delle esplosioni che espellono molto materiale. Sono stelle giovani, non stabili.
    - Orione (FU Orionis (FU)): Si tratta di una classe di stelle pre-sequenza principale. Queste stelle nascono avvolte da una massa di gas freddo, che non emette luce visibile. Per questo motivo alla sua nascita risulta essere invisibile all'occhio umano: è riconoscibile solo all'infrarosso. Pian piano questo guscio di gas freddo viene espulso e la stella inizia ad essere vista nel visibile. Questo effetto è quindi solo osservabile una volta nella vita della stella.
    - YY Orion (IN (YY)): Sottocategoria delle variabili di Orione (IN) che presentano uno speciale spettro di assorbimento.
- **Variabili IS** (ISA, ISB): sono stelle instabili che si dividono in "ISA" e "ISB" in base agli elementi chimici di cui sono formate. Mostrano esplosioni di alcune ore, massimo due giorni.
- **R Coronae Borealis** (RCB): Si tratta di stelle supergiganti stabili, che hanno alcuni periodi irregolari in cui cambiano nettamente luminosità. In pochi mesi possono passare da una magnitudine di 6 sino a 14. Questa diminuzione improvvisa di luminosità

potrebbe essere causata dall'emissione di polveri di carbonio: queste si accumulerebbero intorno alla stella formando uno schermo alla luce. Con il tempo questa nube si dissolve, per poi ricrearsi.

- **RS Canum Venaticorum** (RS): Si tratta di una tipologia molto interessante. Infatti è un sistema binario composto da due stelle dalla forte attività magnetica. Questa attività magnetica fa modificare la luminosità della stella con un periodo simile a quello del sistema binario. È un sistema di due stelle nel quale si verificheranno pure fenomeni di eclissi tra esse. Nella curva di luce si può dunque osservare il cambiamento di luminosità dovuto alla presenza di grandi e numerose macchie sulla fotosfera, a loro volta generate dal magnetismo della stella: inoltre si osserveranno dei minimi dovuti alla sovrapposizione delle due.
- **S Doradus (SDOR):** sono stelle con masse elevatissime, fino a 150 volte quella del nostro sole e milioni di volte più luminosa. Queste stelle bruciano molto velocemente il loro combustibile nucleare e si spengono in un milione di anni. Questo porta ad una costante diminuzione di luminosità. Inoltre per motivi ancora poco chiari è caratterizzata sporadicamente da violente esplosioni.
- **UV Ceti (UV, UVN):** le stelle di questa categoria hanno la caratteristica di emettere delle potenti fiammate (flares) dovute a moti convettivi turbolenti interni alla stella causati da un riscaldamento irregolare degli strati interni di essa. Aumentano la loro magnitudine di quasi cinque volte in meno di un minuto. Per tornare alla "calma" necessitano massimo di una decina di minuti.
- **Variabili Wolf-Rayet (WR):** sono stelle molto rare nella nostra galassia (se ne contano un migliaio in tutto). Stelle calde e molto luminose ed espellono diverso materiale: per questo motivo sono accerchiate dalle nubi dei gas espulsi.

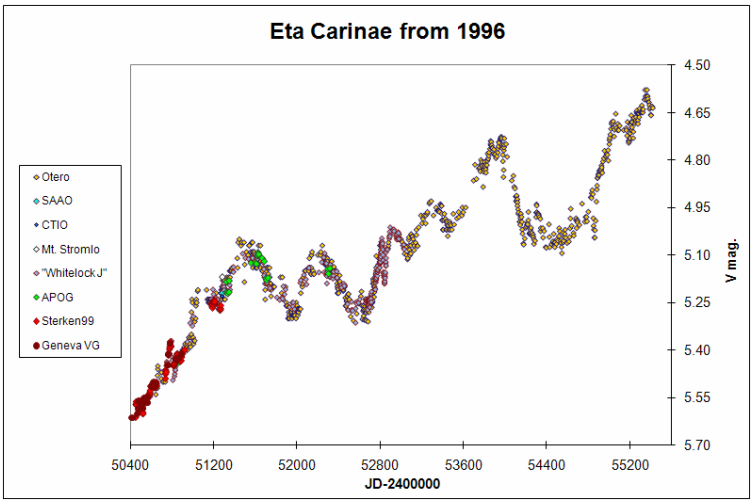


Figura 25 Curva di Luce di Eta Carinae, variabile S Doradus. Da notare che sull'asse delle ascisse della curva il tempo è stato messo in giorni giuliani (JD). Questa speciale unità di misura di tempo ci fornisce la data indicando il numero di giorni passati dal mezzogiorno di lunedì 1 gennaio 4713 a.C: grosso vantaggio per gli astronomi è di poter lavorare con un unico calendario che unifichi tutto e senza tenere in considerazione anni bisestili o cambi di calendario. L'asse delle ordinate rappresenta invece la magnitudine. Sulla sinistra sono scritti i vari progetti che hanno eseguito le misurazioni dei dati di Eta Carinae a partire dal 1996 fino al 2009

Figura 26: Spettacolare esplosione su Eta Carinae.

5.3 LE STELLE VARIABILI PULSANTI

5.3.a Introduzione

Una stella variabile pulsante è caratterizzata da aumenti e diminuzioni periodici e generalmente regolari della propria luminosità. Questi possono avvenire radialmente, cioè con la stella che si espande con una simmetria sferica (come un palloncino), oppure in modo non radiale: in questo caso la stella si espande asimmetricamente e la forma stellare risulterà deformata. Un gas espandendosi in modo adiabatico diminuisce la propria temperatura e quindi la magnitudine avvertita sarà minore: infatti il gas si raffredda in quanto occupa un volume maggiore rispetto a prima. Per questo ragionamento vengono usate le formule $p \cdot V = n \cdot R \cdot T$ e $p \cdot V^{\gamma} =$ costante.
Contrariamente, quando il gas si contrae, diminuirà il suo volume concentrando l'energia contenuta al suo interno: aumenterà la temperatura e quindi pure la luminosità della stella. Si tratta dunque di un ciclo periodico che si potrà poi osservare sulle curve di luce.
A dipendenza della stella presa in considerazione variano i motivi di queste espansioni/contrazioni, come pure la durata del ciclo della pulsazione: da poche ore fino a qualche anno di durata.
Ogni variabile pulsante (tranne le stelle giovani di "pre-sequenza principale") è una stella in fase di esaurimento del suo combustibile, il gas idrogeno, e si trova nel ramo delle giganti nel diagramma H-R.

La figura 27 riporta come esempio quello della “Delta Scuti”, una caratteristica stella pulsante.

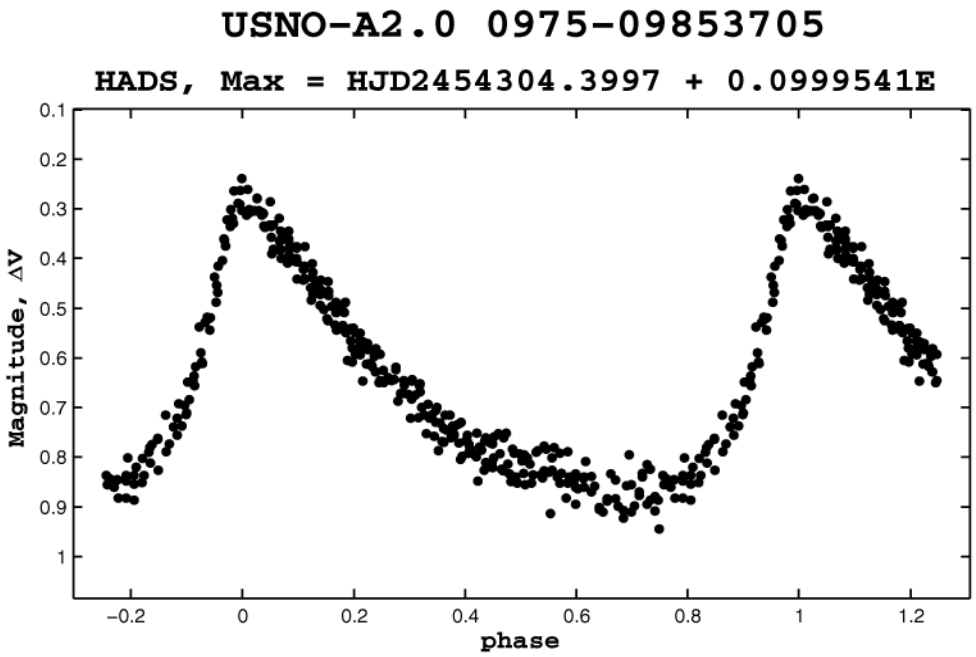


Figura 27: Curva di luce della variabile Delta Scuti.

Dalla curva di luce si può ben osservare il ciclo regolare compiuto dalla stella. I massimi saranno dovuti ad una contrazione massima dei gas; i minimi ad una espansione massima. Infatti, la stella, aumentando di grandezza, diminuirà di temperatura inibendo i processi nucleari e sarà meno luminosa.

5.3.b Tipologie

- **Alpha Cygni** (ACYG): sono stelle con periodo di pulsazione compreso tra alcuni giorni e alcune settimane. Queste stelle non si espangono/contraggono in modo radiale: una parte della loro superficie può espandersi nello stesso momento in cui l’altra si contrae. La forma della stella è quindi irregolare, deformata. Si tratta di supergiganti.
- **Beta Cephei** (BCEP, BCEPS): sono stelle caratterizzate da una bassa variazione di magnitudine. Questa però avviene grazie ad una pulsazione veloce del gas in superficie: il periodo si aggira infatti da poche ore a mezza giornata. Da non confondere con le Cefeidi.
- **Cefeidi** (CEP, CEP (B)), Delta Cepheis (DECEP, DECEPS): questa categoria di variabili è caratterizzata da un periodo di pulsazione estremamente regolare. Infatti questo è dovuto ad una contrazione ed espansione molto uniforme (radiale). Il meccanismo di pulsazione è causato dalla presenza di gigantesche nubi di gas attorno al nucleo della stella, nel quale avvengono i processi nucleari per la produzione di energia. Questi gas, quando la stella è contratta, diventano piuttosto opachi bloccando la radiazione luminosa emessa dal nucleo. Pian piano però i gas si riscaldano (si trovano vicini alla sorgente di energia del nucleo): espandendosi questi diventano trasparenti permettendo alla luce di passare. Una volta fatti passare questi fotoni il gas si raffredda di nuovo tornando all’inizio del ciclo. Il periodo di pulsazione delle cefeidi va da uno a centinaia di giorni. Queste stelle si trovano nella striscia di “instabilità” del diagramma

H-R (figura 14)**.** Il periodo di pulsazione e la luminosità assoluta della stella sono strettamente correlati: per questo motivo le cefeidi sono spesso usate come indicatori di distanza della galassia in cui sono contenute(vedi capitolo 5.3.c). Ruolo essenziale in questo ambito lo ebbe Hubble, che, tra il 1920 e il 1930 scoprì diverse Cefeidi in nebulose. L'astronomo concluse che queste nebulose sono in realtà delle galassie esterne ma simili alla nostra Via Lattea.

- **W Virginis** (CW, CWA, CWB): stelle molto simili alle Cefeidi con la sola differenza di avere una massa minore. Questa è addirittura minore a quella del nostro Sole. Il periodo oscilla tra uno e sessanta giorni: se esso è maggiore di otto giorni viene definita CWA, altrimenti CWB.
- **Delta Scuti** (DSCT, DSCTC, SXPHE): è una categoria di stelle nane (dimensioni del nostro sole) appena uscite dalla sequenza principale. La loro superficie pulsa sia in modo radiale, sia non-radiale: per questo motivo le variazioni di luminosità sono semi-regolari (figura 27). Il loro periodo di pulsazione risulta essere molto corto, addirittura solo di un'ora.
- **Categorie "L"** (L, LB, LC): sono variabili caratterizzate da pulsazioni molto lente, poco conosciute e poco studiate. Non si hanno informazioni precise in merito.
- **Variabili Mira** (Omicron Ceti (M)): sono stelle giganti rosse, nelle ultime fasi dell'evoluzione stellare. In pochi milioni di anni queste esplodono diventando nane bianche. Queste stelle si contraggono/espandono in modo simmetrico con forti differenze di magnitudine. Il loro periodo è molto lungo (fino ad un paio di anni). Spesso emettono diverso carbonio che le avvolge e causa quindi una diminuzione di luminosità. Questa categoria deriva dalla stella "Omicron Ceti", la prima variabile conosciuta chiamata "Mira" da "mirabile visu" "mirabile a vedersi". perchè nel momento della sua massima espansione, vale a dire alla minima sua luminosità, non era piu' visibile ad occhio nudo, viceversa quando si contraeva appariva alla vista fino a diventare la stella piu' luminosa della regione di Cielo da lei occupata. Per questo motivo scompare nel cielo regolarmente.
- **PV Telescopii** (PVTEL): stelle con pulsazioni veloci, stelle supergiganti, ricche di elio.
- **RR Lyrae** (RR, RR(B), RRAB, RRC): si trovano nella cosiddetta striscia di "instabilità" del diagramma H-R, insieme alle Cefeidi. Sono stelle piuttosto vecchie e hanno una massa non elevata (0,5 $M_{\odot}$). Pulsano in modo radiale. I periodi di pulsazione sono più brevi delle Cefeidi: le RR Lyrae pulsano in alcune ore, massimo alcuni giorni. Questa tipologia risulta essere molto interessante in quanto viene usata come "candela standard", cioè come indicatore di distanze cosmiche. Si è infatti scoperto che tutte le stelle di questa categoria possiedono la stessa luminosità assoluta: misurando la luminosità apparente ne ricaviamo subito la sua distanza (capitolo 5.3).
- **RV Tauri (RV, RVA, RVB):** stelle in fase evolutiva avanzata, in prevalenza giganti o supergiganti gialle.
- **SR (SR, SRA, SRB, SRC, SRD):** variabili semiregolari, giganti o supergiganti.
- **ZZ Ceti (ZZ, ZZA, ZZB):** sono delle nane bianche pulsanti. Queste hanno dei periodi cortissimi (massimo 30 minuti).

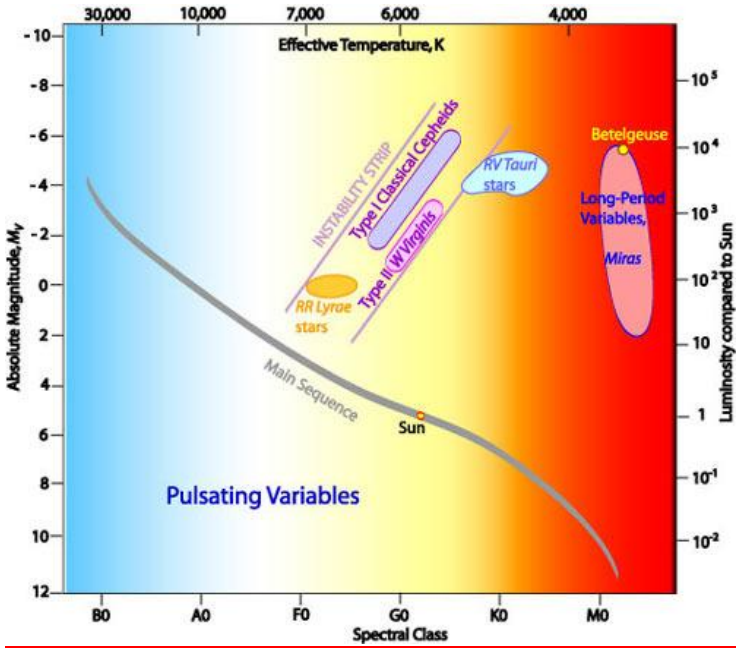


Figura 28: Le principali tipologie di pulsanti sul diagramma H-R: si noti la presenza della striscia di instabilità (instability strip) nella quale sono presenti le Cefeidi.

5.3.c La relazione tra periodo e luminosità nelle Cefeidi

Già nel 1922, l'astronoma Henriette Leavitt (Osservatorio di Harvard) scoprì dopo lunghi e rigorosi studi sulle cefeidi della Grande Nube di Magellano (una galassia nana vicina alla nostra) la presenza di una relazione tra il periodo di pulsazione e la magnitudine apparente[2] di una cefeide. Il risultato di questo lavoro è il grafico mostrato dalla figura 29.

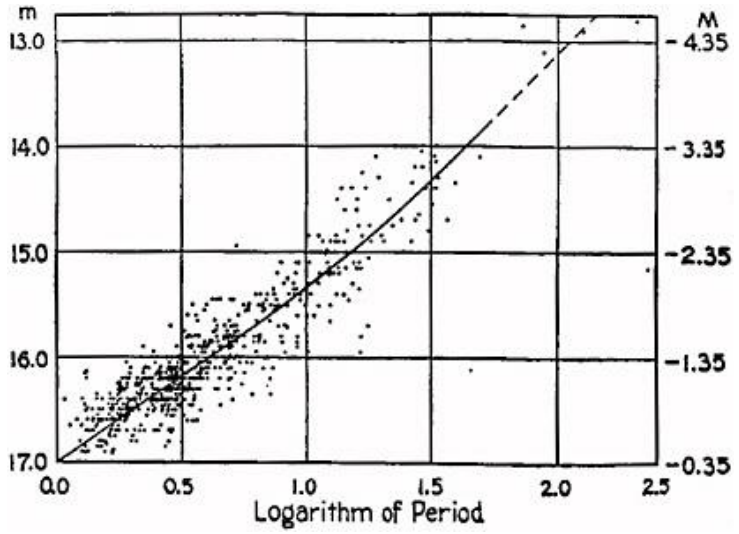


Figura 29: Relazione tra periodo e magnitudine delle cefeidi: sulla sinistra con l'indice "m" è segnata la magnitudine apparente; sulla destra invece ("M") la magnitudine assoluta. Tutte queste stelle si trovano nella Nube di Magellano, cioè quasi alla stessa distanza dalla Terra.

[2] Per magnitudine apparente si intende la magnitudine della stella osservata sulla terra senza tenere in considerazione la sua distanza.

Si può notare chiaramente la dipendenza tra periodo e magnitudine apparente delle cefeidi. Interessante è che le cefeidi della nube di Magellano si trovano praticamente tutte alla stessa distanza dalla terra: per questo motivo la magnitudine assoluta (quella emessa realmente dalla stella) e quella apparente sono differenti solo per una costante, come mostrato dalla figura 29. Si può dunque dire che il grafico mostra la dipendenza tra la magnitudine assoluta (energia realmente emessa dalla stella) e il periodo di variazione della cefeide, come mostrato dall'equazione 1:

$$M = m - 5\log_{10} d + 5$$

Equazione 1: Relazione tra magnitudine assoluta M, magnitudine apparente m e distanza d in parsec (1 parsec=3.086·10^{16} m) delle cefeidi.

Tornando alla figura 29 possiamo dunque vedere la dipendenza diretta tra M (magnitudine assoluta) e $\log_{10}$P (logaritmo del periodo della cefeide). Questa dipendenza può dunque essere scritta come mostrato dall'equazione 2.

$$M = a + b\log_{10} P$$

Equazione 2: Relazione magnitudine assoluta M con il periodo P in base ai parametri a,b.

Questa è semplicemente l'equazione di una funzione affine, per cui "b" corrisponde alla pendenza della retta trovata nel grafico sopra (magnitudine-periodo). Il grosso problema però fu quello di trovare il valore di "a", punto di origine sull'asse delle ordinate. Questo infatti sarebbe stato semplice da individuare conoscendo la distanza della stella dalla terra, cosa che al tempo non si sapeva. Neppure con la trigonometria si riusciva ad individuarla, visto che la Grande Nube di Magellano si trova troppo lontana per questo tipo di metodo.

Con la scoperta, grazie a strumenti di osservazione più precisi, della presenza di due tipi di Cefeidi invece che solo uno si arriva a risolvere l'equazione 2. Le prime sono le cefeidi "classiche", le seconde le cefeidi "W Virginis". Ognuna di queste popolazioni ha una sua relazione luminosità-periodo. Queste due relazioni sono praticamente parallele, ma le W Virginis sono meno luminose delle cefeidi classiche.

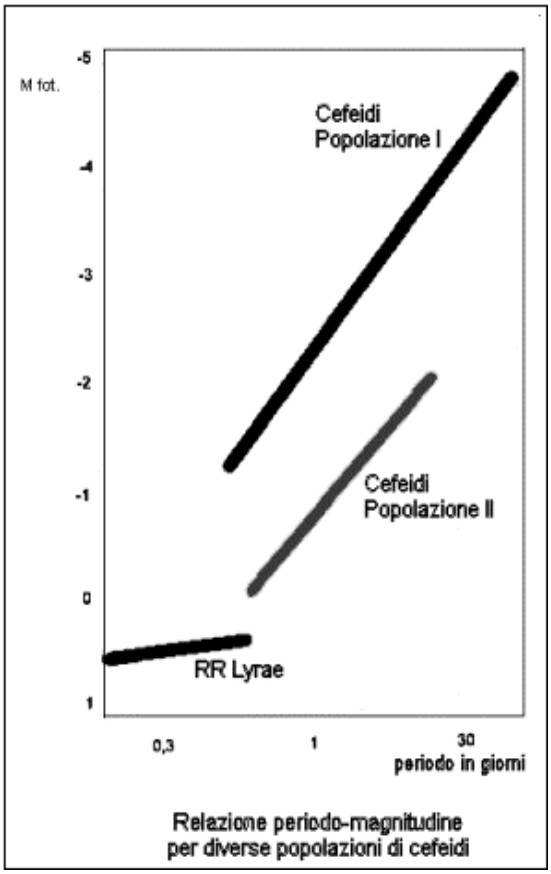


Figura 30: Relazione periodo-magnitudine per le diverse popolazioni di cefeidi.

La scoperta delle due distinte popolazioni di cefeidi permise agli astronomi di avere sufficienti informazioni per calcolare con precisione i valori "a" e "b" della formula "Leavitt" da cui si poté dedurre con altrettanta precisione la magnitudine assoluta (M) con la seguente formula:

$$M = -2.87 \log P - 1.40$$

Questi valori vengono ottenuti mediante le osservazioni delle due popolazioni di cefeidi. Inoltre vengono collegate le cefeidi di popolazione II (W Virginis) alle RR Lyrae, variabili di luminosità assoluta conosciuta. Da qui si può dedurre la distanza in parsec della stella usando l'equazione 1.

La recentissima scoperta di un sistema binario comprendente una cefeide ha portato alla determinazione con ottima precisione della massa di quest'ultima. Questo è un importantissimo risultato a livello scientifico: infatti la teoria delle pulsazione stellare e quella dell'evoluzione stellare discordavano sulla massa che dovessero avere le stelle, e questo nuovo avvistamento ha permesso di confermare i valori delle teoria di pulsazione mettendo in dubbio quelle dell'evoluzione stellare. Inoltre la precisione per determinare la distanza di un corpo dalla terra aumenta di molto, in quanto si conosce con ottima precisione la massa di una cefeide. Per maggiori informazioni si legga l'articolo nell'Appendice 2 pubblicato nel 2010 da ESO.

5.4 LE STELLE VARIABILI ROTANTI

5.4.a Introduzione

Vi sono delle stelle la cui superficie non risulta completamente omogenea[3]: vi possono essere macchie, zone con differenti componenti chimici e quindi zone più luminose e parti più scure. In questo caso ad un certo momento si vedrebbe una parte più luminosa della stella ed a un altro momento, se ne vedrebbe un'altra meno luminosa (per la rotazione della stella su se stessa). Un altro caso può essere una stella a forma ellissoidale: anche per queste stelle vi saranno momenti di maggiore luminosità e altri in cui se ne osserverà meno. Come esempio è riportata in figura 31 la curva della stella FK Comae Berenices. Anche in questo caso le curve di luce registrano intervalli regolari. Si possono osservare dei cicli, dove però la differenza di magnitudine è poco marcata.

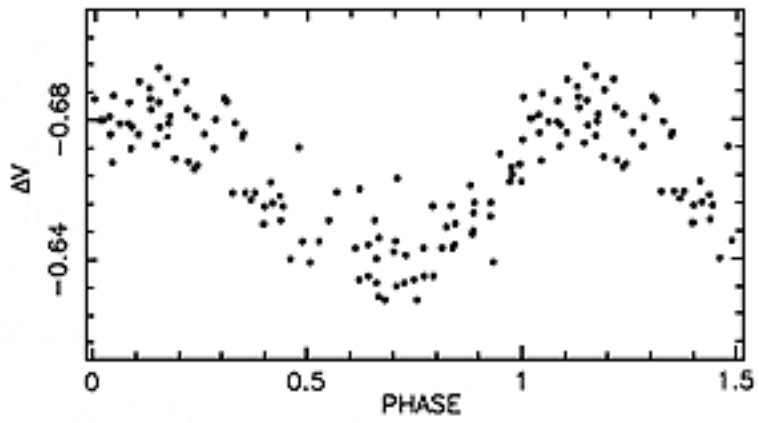


Figura 31: Curva di luce della stella FK Comae Berenices. I punti sparsi sono dovuti ad errori di misurazione.

5.4.b Tipologie

- **Alpha-2 Canum Venaticorum (ACV, ACVO)**: sono stelle di sequenza principale, composte da elementi quali silicio, stronzio e cromo. Hanno un forte campo magnetico sulla superficie che si suppone crei delle irregolarità di temperature su di essa. La loro luminosità varia di 0.01-0.1 magnitudini in periodi da mezza giornata a mezzo anno.
- **BY Draconis (BY):** sono stelle con macchie fotosferiche sulla loro superficie, cioè hanno dei punti in cui la temperatura di superficie è minore. Queste zone sono inoltre caratterizzate da una forte attività magnetica. Per questo motivo, visto che la stella ruota, vi saranno momenti in cui si vedono queste macchie (essendo più fredde emettono meno luce) e quindi si notano dei cambiamenti di luminosità.
- **Variabili ELL (ELL)**: si tratta di piccoli sistemi binari con componenti ellissoidali che ruotano. Questi sistemi non mostrano fenomeni di eclissi.

[3]Per superficie omogenea si intendono gas dalle stesse caratteristiche chimiche e dalla stessa temperatura.

- **FK Comae Berenices (FKCO M)**: anche queste stelle presentano una luminosità di superficie irregolare. Ruotano in modo molto veloce e possono anche essere presenti in sistemi binari.
- **CM Tau o pulsar (PSR)** sono stelle di neutroni, anche queste con emissioni irregolari in superficie dovute a intensi campi magnetici. Ruotano velocemente.
- **SX Arietis (SXARI)**: stelle di sequenza principale, chiamate pure variabili "elio". I periodi di rotazione sono circa una giornata.

5.5 LE STELLE VARIABILI CATACLISMICHE

5.5.a Introduzione

Le stelle variabili cataclismiche si differenziano da quelle eruttive in quanto mostrano violente esplosioni termonucleari. Queste esplosioni possono avvenire negli strati superficiali (si parla dunque di Nova) o negli strati più profondi della stella: in questo caso è chiamata "Supernova".
La maggior parte di queste sono sistemi binari. In questi sistemi troviamo una nana bianca e dall'altra una stella normale, che cede gas alla nana, come mostrato nella figura 32.

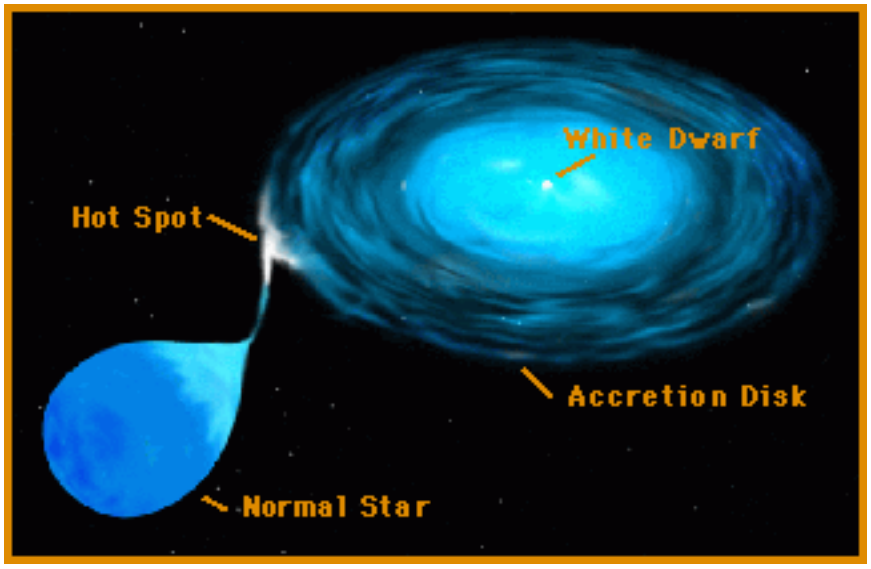


Figura 32: Formazione del disco di accrescimento nel lobo di Roche di un sistema binario con nana bianca.

Il gas viene ceduto dalla stella normale alla nana bianca per la forza di gravità: infatti le due sono talmente vicine che la gravità della nana attira verso di se materiale della compagna sul lobo di Roche). Per questo motivo, attorno alla nana bianca, si forma un disco di accrescimento, formato dai gas risucchiati dalla stella normale. Nel punto "Hot Spot" avviene il passaggio di gas dal lobo della stella normale alla nana bianca: non succede l'inverso in quanto la gravità della nana bianca risulta essere maggiore di quella della stella normale. La densità dei gas del disco di accrescimento continua ad aumentare raggiungendo temperature sempre più elevate: i gas contengono dunque molta energia. Pian piano la temperatura dello strato d'idrogeno è talmente elevata che innesca processi di fusione nucleare producendo un'esplosione intorno alla nana e creando un forte aumento di luminosità. Intanto tutta la materia viene espulsa: a questo punto rincomincia la formazione del disco di accrescimento fino a raggiungere una nuova esplosione (vedi capitolo 4.5)

Se la materia non dovesse essere espulsa, la nana bianca giungerebbe fino alla sua massa massima, data dal "limite di Chandrasekhar", che vale circa $3 \cdot 10^{30}$ kg (1,44 $M_{\odot}$). A questo punto si innesca una violentissima esplosione che distrugge la nana bianca.

Il gas del sistema stellare subisce dunque esplosioni termonucleari violente e per questo motivo si parla di variabili cataclismiche.

Un esempio classico di queste variabili cataclismiche è la "U Geminorum", caratterizzata da un sistema binario di una nana bianca e una nana rossa. Si può ben vedere la magnitudine costante emessa dal sistema e, ad intervalli regolari di circa 105 giorni, si nota un'esplosione molto violenta che fa aumentare in modo netto la luminosità della stella (figura 33).

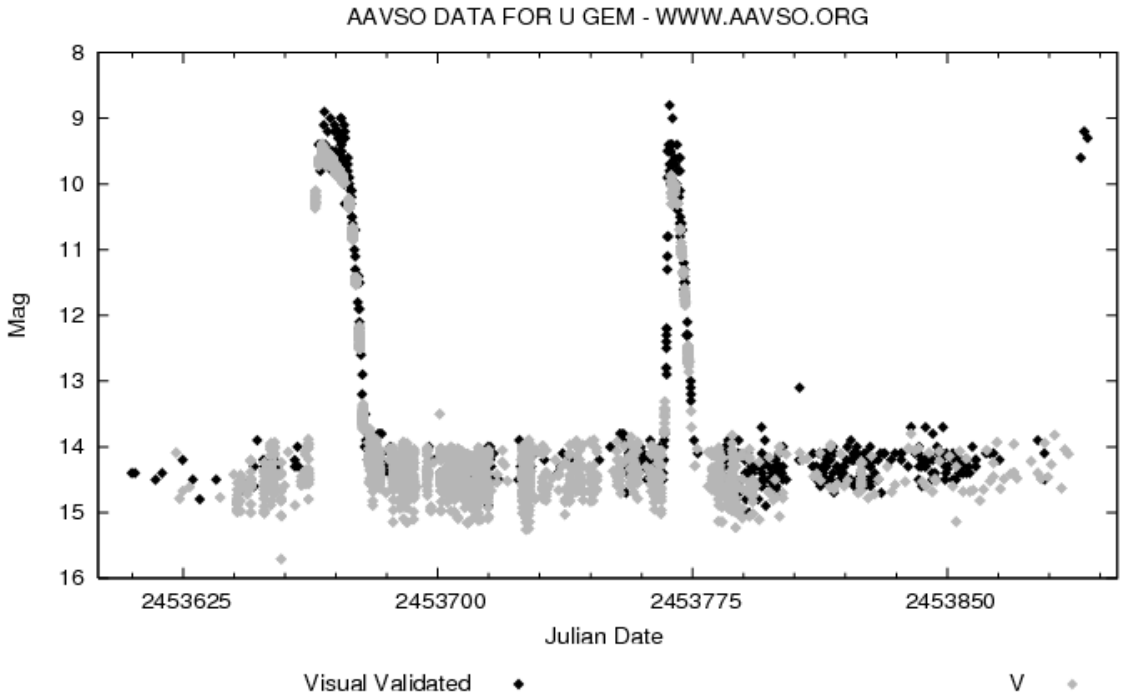


Figura 33: Curva di luce di una variabile U Geminorum, caratterizzata periodicamente da violenti esplosioni.

5.5.b Tipologie

- **Novae (N, NA, NB, NC, NL, NR)**: questo termine indica il fenomeno di un'esplosione nucleare causata dall'accumulo d'idrogeno sulla superficie di una nana bianca. Questa esplosione rende la stella molto più luminosa per alcuni giorni. La nana si trova in un sistema binario accompagnata da una gigante rossa. Quando i gas nel disco di accrescimento della nana bianca raggiungono sufficiente temperature e pressione, si innescano i processi di fusione nucleare. Le variabili in cui si innesca questo fenomeno (chiamate "Novae") non sono da confondere con le "Supernovae".
- **Supernovae (SN, SNI, SNII):** mostrano un aumento repentino di ca. 21 magnitudini e una permanenza al massimo della luminosità di qualche decina di giorni (vedi capitolo 4.5.c). le supernove hanno la particolarità di essere uniche per ogni stella, mentre le nove possono ripetersi più volte.

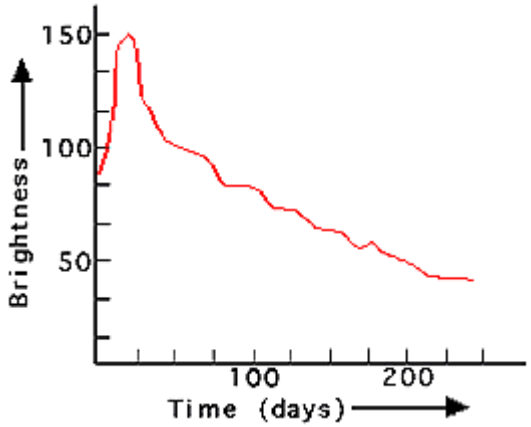


Figura 34: Curva di luce di una supernova: si noti la luminosità molto elevata del picco massimo e il lungo periodo di caduta.

- **Nove Nane:** sono simili alle nove "classiche" ma con luminosità minore e ricorrenti in tempi tra alcuni giorni a decenni. Ve ne sono tre tipi.
    - U Geminorum (UG): stelle caratterizzate da un sistema binario composto da una nana bianca e una nana rossa. Un paio di volte all'anno da luogo ad esplosioni che ne aumentano vistosamente la luminosità. Le due stelle, oltre a creare eclissi tra loro, emettono questa esplosione per le instabilità che trovano origine nel disco di accrescimento della nana bianca.
        - *SS Cygni* (UGSS): fanno parte delle U Geminorum, sono molto simili ma più rapide.
    - SU Ursae Majoris (UGSU): sono tra le più luminose tra le "Nove nane".
    - Z Camelopardalis (UGZ)**:** una delle loro caratteristiche è di non tornare più alla luminosità iniziale dopo un'esplosione.
- **Z Andromedae (ZAND)**: sistema binario composto da una stella calda e una più vecchia. La stella calda riscalda il gas che circonda la stella più vecchia, creando così esplosioni.

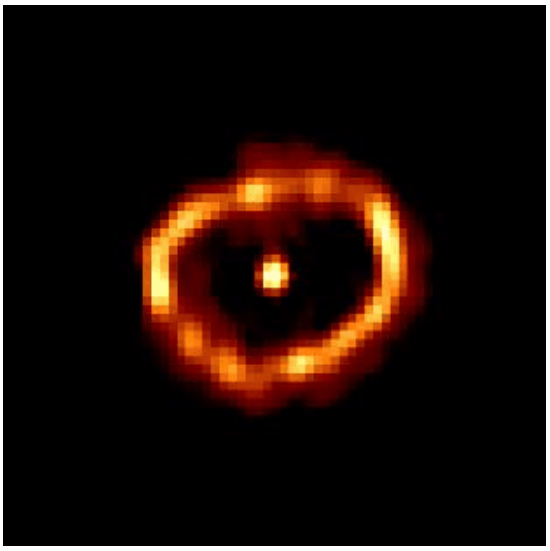


Figura 35: Una Nova: Nova Cygni 1992.

5.6 STELLE VARIABILI CONOSCIUTE COME FONTI INTENSE DI RAGGI X

5.6.a Introduzione

Ci sono inoltre alcune stelle molto vicine in un sistema binario che sono fonte di raggi X emessi ad intensità molto alta. Queste non fanno parte delle categorie precedenti. La loro caratteristica è che nel disco di accrescimento vi è un'energia molto elevata. Questa viene liberata spesso sotto forma di raggi X. Vi sono diverse forme di questo tipo di variabili, tutte simili tra loro. Infatti esiste solo una tipologia (X), divisa in diverse sottocategorie (XB, XF, XI, XJ, XND, XNG, XP, XPR, XPRM, XM). Nello studio delle stelle variabili questa categoria non viene molto considerata: le informazioni in merito sono rare e poco sicure. Per questo motivo ci limitiamo a citarle.

CAPITOLO 6 – L'OSSERVAZIONE DELLE STELLE VARIABILI

Anche se già gli antichi greci avevano notato il variare di luminosità di alcune stelle, le prime stelle variabili furono osservate a partire dalla fine del XVI secolo. Chiaramente la tecnologia dell'epoca permetteva osservazioni molto rudimentali, eseguite con piccoli cannocchiali o addirittura ad occhio nudo. Per questo motivo si scoprirono solo stelle con una discreta magnitudine e con un notevole cambiamento di luminosità. Facilmente visibili erano le variabili cataclismiche, come ad esempio le supernove, caratterizzate da esplosioni molto violente. Queste attiravano facilmente l'attenzione degli astronomi dell'epoca. Con il passare dei secoli la tecnologia si è sempre più evoluta, in particolare nel secolo passato. Questa ha permesso osservazioni sempre più precise e con minore dispendio di tempo. Nei seguenti paragrafi sono descritti i principali metodi di osservazione.

6.1 L'OSSERVAZIONE A OCCHIO NUDO

Il primo astronomo a compiere uno studio di stelle variabili fu il tedesco Friedrich Wilhelm August Argelander. Il suo lavoro venne pubblicato nel 1843. Egli adottò pure un metodo personale per stimare la luminosità di una stella nei confronti delle altre. Si trattava però di stime e quindi i risultati non erano molto precisi.

6.1.a Il metodo di F. Argelander

Il metodo inventato da Argelander si basa sul confronto della stella con altre presenti nel campo osservato. Bisogna quindi, in primis, scegliere due stelle di confronto di magnitudine conosciuta: una di queste deve essere meno luminosa di quella che si vuole studiare (a), l'altra più luminosa (b); queste due devono essere con luminosità la più vicina possibile alla variabile in questione. Viene poi stimata la differenza tra V e le due stelle di confronto seguendo la seguente scala:

- 0 = tra le due stelle non si notano differenze.
- 1 = le differenze ad un primo colpo d'occhio si percepiscono ma successivamente si nota solo una lieve "differenza".
- 2 = la differenza è piccola ma visibile immediatamente.
- 3 = la differenza è evidente e immediatamente riconoscibile.
- 4-5= differenze enormi

Per ognuna delle due stelle confronto (a,b) si ottiene un valore tra 0 e 5 (si possono usare pure numeri decimali quali 0.1,2.7,…). Ultima operazione è l'inserimento di quanto ottenuto nella formula di Argelander:

$$M = a + \left(\frac{x}{x+y} \right) \cdot (b - a)$$

Equazione 3: La formula di Argelander nella quale x è il gradino di differenza con la stella a, y il gradino di differenza con la stella b e a,b le magnitudini delle due stelle confronto.

Figura 36: L'astronomo F.W.A Argelander (1799-1875).

6.2 L'OSSERVAZIONE CON MACCHINA FOTOGRAFICA

Questo metodo, usato fino ad una trentina di anni fa a livello professionale, permette di analizzare direttamente sulla lastra le fotografie fatte in una notte. Sembrerebbe un metodo "banale" ma per ottenere delle buone immagini bisogna conoscere i due principali problemi: la poca luminosità delle stelle e il moto apparente di queste rispetto alla nostra posizione (il movimento della terra sembra che faccia spostare le stelle nel cielo).
Per ottenere immagini luminose e quindi vedere bene le stelle è necessario che la macchina fotografica sia impostata con un lungo tempo di esposizione. Il problema nasce però, come detto, dal movimento della terra: infatti con esposizioni troppo lunghe si vedrà le stelle come piccole strisce (figura 37).

Figura 37: L'effetto della lunga esposizione scattando un'immagine da fermi.

Bisogna quindi trovare il giusto tempo di posa per ottenere una buona luminosità d'immagine e allo stesso tempo fare in modo che non veda lo "spostamento" delle stelle. Questo non deve mai essere troppo elevato, ma neanche troppo ridotto, altrimenti la qualità dell'immagine sarà scarsa.
La soluzione di questo problema è l'uso di un motore d'inseguimento su una montatura equatoriale sulla quale viene fissata la macchina fotografica. Questo, se impostato con la stessa velocità alla quale ruota la Terra, compenserà il suo movimento e le stelle potranno essere fotografate con un lungo tempo di esposizione apparendo sempre puntiformi. Questo tipo di motore è presente in tutti i telescopi, appunto per ovviare a questo problema.
Il grosso vantaggio di questa tecnica rispetto all'osservazione "a occhio nudo" è che l'astronomo ha quanto il necessario per misurare e analizzare quanto osservato durante la notte in un modo obiettivo: può compiere così studi dettagliati e misure di luminosità in modo molto più preciso-inoltre le lastre, archiviandole, possono essere recuperate anche dopo tanto tempo per essere analizzate.

6.3 L'OSSERVAZIONE CON FOTOMETRO FOTOELETTRICO

Con l'invenzione del fotometro fotoelettrico si risolve il problema della determinazione precisa della luminosità di un oggetto. Questo apparecchio riesce a misurare con ottima precisione l'energia che lo colpisce in un dato periodo di tempo. In questo modo l'astronomo punta il telescopio verso la stella variabile che vuole osservare e verso una stella di confronto di magnitudine nota , il più possibile prossima per intensità di luce e classe spettrale alla variabile in oggetto di studio. Con questa tecnica di analisi si può raggiungere la precisione di 0,001 magnitudini.
Con questa tecnica l'astronomo dovrà per forza essere presente tutta la notte ad osservare e annotare i valori (anche registrandoli automaticamente è necessaria la presenza di un operatore); inoltre tradurre i dati in grafici non è operazione così veloce. Per questo motivo per ottenere la curva di luce di una stella bisogna lavorare intere giornate.

Figura 38: Un esempio di fotometro fotoelettrico.

6.4 L'OSSERVAZIONE CON CAMERA CCD

Una camera CCD (Charge Coupled Device) è uno strumento che permette a un astronomo di raccogliere e condensare molta più luce di qualsiasi altro strumento fotografico per la raccolta di immagini.
In pratica consiste in una griglia di elementi semiconduttori in grado di accumulare una carica elettrica una volta che vengono sollecitati. Un CCD è costituito da due bande di silicio. In quella più bassa (banda di valenza) troviamo gli elettroni "tranquilli", che se vengono eccitati da calore o da fotoni si spostano in quella più alta (banda di conduzione) modificando lo stato elettrico dell'elemento. Attraverso la misurazione di questi cambiamenti di carica si può trovare l'intensità di luce che ha colpito ogni pixel del nostro CCD e ricostruire l'immagine.
Gli elettroni possono essere eccitati, come spiegato, da fotoni o da calore. Questo significa che un astronomo che vuole immagini della migliore qualità possibile deve evitare quello che viene chiamato "rumore termico", ovvero le cariche dovute a elettroni che cambiano banda a causa della temperatura. Quindi nei telescopi più sofisticati troviamo impianti di raffreddamento (fino a pochi gradi Kelvin) nelle vicinanze del CCD che riducono la mutazione delle immagini.

Nel 1969 W. Boyle e G. Smith hanno ideato e realizzato il primo CCD della storia (per questo nel 2009 sono stati insigniti del premio nobel per la fisica). Nel corso degli anni le camere hanno subito diversi cambiamenti fino a diventare uno strumento con diverse applicazioni; i CCD non sono usati solo in astronomia, dove si sono rivelati un'invenzione molto vantaggiosa in quanto velocizzano i processi e si rendono più precise le immagini, ma anche per esempio nei fax e negli scanner,…
Inizialmente il prezzo di una camera CCD era estremamente alto, ma con il tempo si è abbassato e oggi è accessibile a qualunque interessato e appassionato di astronomia che non dispone di finanziamenti per la ricerca.

I CCD hanno diversi vantaggi che vengono sfruttati appieno in astronomia. Innanzitutto permettono di minimizzare il tempo di esposizione per la cattura di un immagine e massimizzare il segnale luminoso di un corpo con scarsa luminosità. Infatti esso cattura e riporta quasi tutti i fotoni da cui è colpito, mentre una macchina fotografica ne raccoglie solo il 2%. Questo significa che per raccogliere un numero di fotoni accettabile è necessario un tempo molto minore e che anche i corpi più bui che emettono poca luce vengono visti e analizzati.
Inoltre l'intensità luminosa è proporzionale alla realtà, ciò significa che se una stella e due volte più luminosa di un'altra, questo si vedrà chiaramente anche nell'immagine. Non funziona in questo modo nelle lastre fotografiche, dove non si notano differenze di luminosità.
Da ultimo, le immagini scattate si trovano sin da subito su formato digitale, rendendo così più semplice la lavorazione al computer.

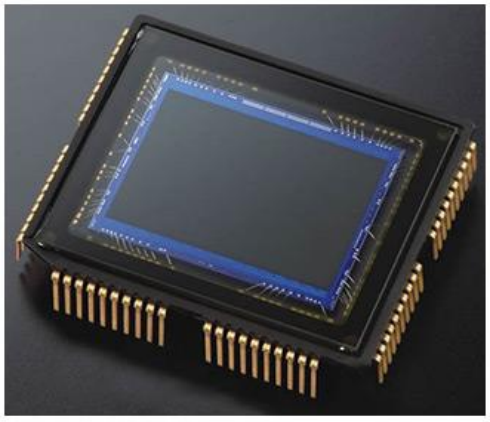


Figura 39: Il CCD è uno strumento estremamente piccolo e delicato. Eccone un'immagine.

Questa camera, inserita nel telescopio, è pilotata da un software su un PC alla quale è collegata. Prima di iniziare un'osservazione con un CCD bisogna ricordarsi di eseguire delle immagini di calibrazione, in modo da eliminare dai risultati finali la maggior parte dei difetti che questo può portare, chiamati "rumori". Solo in questo modo il lavoro può condurci ad ottenere delle conclusioni sicure e scientifiche. Si devono quindi scattare almeno cinque immagini e farne la media per ognuno dei rumori descritti in seguito.

- ***Flat field frame:*** Non tutti i singoli pixel di un CCD sono omogeneamente calibrati: ce ne possono infatti essere alcuni più sensibili, altri leggermente meno. Per ovviare a questo problema prima di un'osservazione si deve scattare delle immagini di una superficie di luminosità omogenea (chiamata "flat field"). Ideale è il fondo del cielo sereno dopo il tramonto. La modalità di scatto deve essere la stessa di quella che verrà poi usata per l'osservazione, ma non il tempo di esposizione. Queste immagini sono utili per eliminare i rumori dati da sporcizia, polvere presente nell'ottica del telescopio e per correggere le variazioni di sensibilità da pixel a pixel.
- ***Dark frame***: le camere CCD sono condizionate pure dalla temperatura in cui si trovano. Per questo motivo si esegue un'immagine con la camera CCD chiusa, in modo da vedere un'immagine "buia". Quest'immagine normalmente viene presa con un tempo di posa uguale a quello che poi si userà durante l'osservazione: infatti il dark verrà sottratto alle osservazioni in modo da eliminarlo. In questo modo, come detto, si eliminano tutti i rumori causati dalla temperatura del CCD. Da notare che i CCD di ultima generazione sono già provvisti di un sistema di raffreddamento che elimina molti dei rumori di questo tipo. All'Osservatorio di Carona il telescopio WNT 40 ha un sistema di raffreddamento che mantiene la camera CCD ha una temperatura costante. Il "dark frame" si differenzia dal "bias frame" per il tempo di esposizione: il primo è lungo e comprende i difetti della temperatura esterna, il secondo è quasi nullo e quindi comprende solo i difetti dell'elettronica dell'apparecchio. Nei grossi telescopi professionali questo non viene più eseguito in quanto i sistemi di raffreddamento sono molto efficienti.
- ***Bias frame***: Per ovviare ai rumori dati dall'elettronica del CCD si esegue un'immagine buia, cioè con la camera otturata, con il minor tempo di posa possibile con software usato.

Una volta eseguite e salvate queste immagini di calibrazione si può iniziare con l'osservazione. Per fare ciò si imposta il software di controllo del CCD inserendo il tempo di esposizione per ogni immagine, la lunghezza d'onda da analizzare e il "binning".

Per "binning" si intende il numero di pixel del CCD che compongono un pixel dell'immagine ottenuta. Infatti la camera CCD ha pure la capacità di sommare le cariche di più pixel. Se il binning è 1x1 significa che un pixel del CCD corrisponde ad uno dell'immagine. Se viene impostato 2x2 significa quindi che 4 pixel del CCD compongono una unità sensibile della foto: la luminosità di questa aumenterà quindi di 4 volte! Con un binning 3x3 si avrà la somma delle cariche di 9 pixel per comporne uno nell'immagine: la foto sarà 9 volte più luminosa.
Grosso vantaggio di questa tecnica è che si può rendere più luminosa un'immagine senza dover aumentare il tempo di esposizione e quindi senza perdere inutilmente tempo. Si possono così eseguire più immagini in una nottata ed ottenere dunque risultati più precisi, a scapito di una risoluzione più bassa.

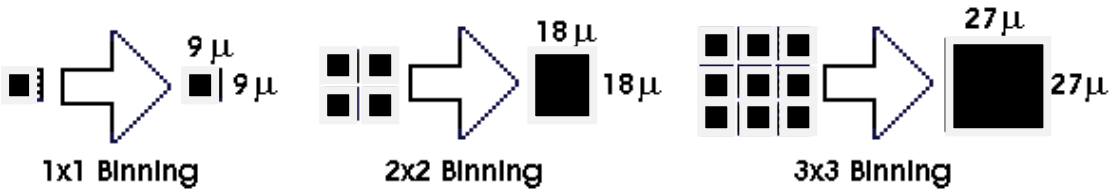


Figura 40: Schema con i diversi tipi di "binning".

Una volta impostati tutti i parametri il lavoro dell'astronomo durante la notte è finito: il software inizierà a catturare e salvare le immagini ogni quanto previsto. Il giorno seguente si tratta poi di eseguire l'analisi dei dati per ottenere ad esempio una curva di luce. Per questo lavoro si utilizza un altro software: nel nostro caso chiamato "Muniwin"[4].

Primo passo da eseguire è l'eliminazione dei rumori presenti nelle immagini: per questo motivo si useranno i frame eseguiti prima dell'osservazione (dark, bias, flat-field). Le immagini vengono elaborate in questo modo: il dark frame viene sottratto all'immagine scattata, in modo da ottenere un'immagine nella quale vi sono solo difetti interni del CCD (elettronica, pixel). A questo punto si sottrae il bias al flat-field, quindi si tolgono i difetti dell'elettronica dai diversi pixel: si ottiene così un'immagine nella quale è presente la luminosità vera di ogni pixel.
Ultimo passo è dividere la prima immagine (scatto eseguito-dark frame) per la seconda (flat-bias). Infatti in questo caso non basta eseguire una sottrazione in quanto il difetto del pixel aumenta moltiplicandosi per ogni unità di energia che lo colpisce: bisogna quindi eliminare le variazioni di sensibilità, facendo una divisione dell'immagine per il flat field.

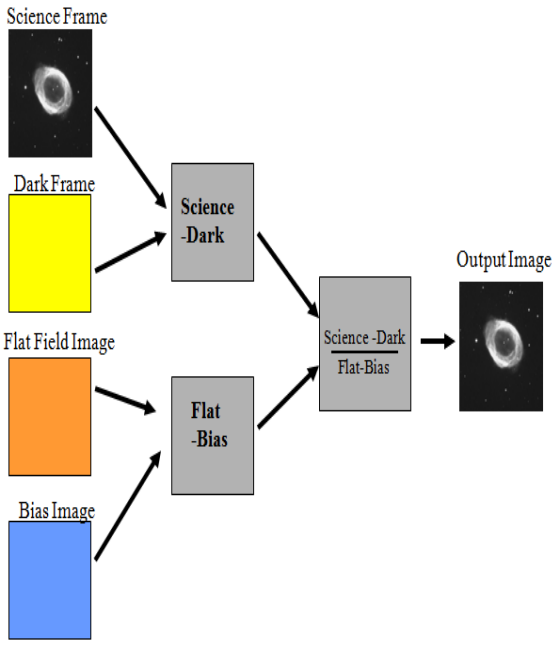


Figura 41: Processo di riduzioni immagini.

[4]Scaricabile gratuitamente dal sito *http://c-munipack.sourceforge.net/*, disponibile per tutti i sistemi operativi.

Nel caso non si usasse il “dark frame” si usa il processo riassunto dalla figura 42Figura 42. Nei telescopi professionali il “dark frame” non viene infatti più usato in quanto i rumori termici sono ridotti quasi a zero da ottimi sistemi di raffreddamento.

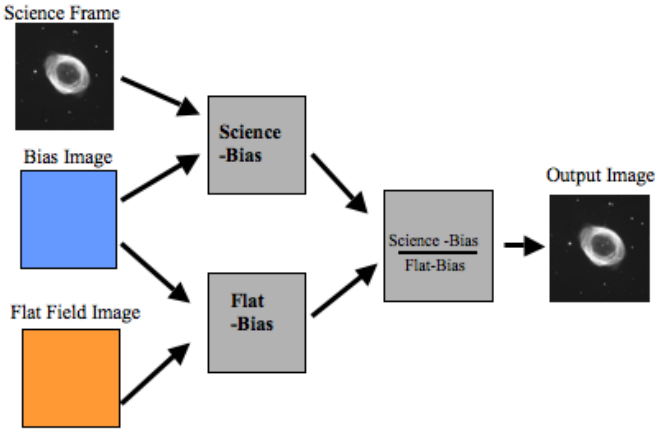


Figura 42: Processo di riduzione delle immagini senza dark frame.

Una volta dunque che avremo pulito le immagini dai rumori si può passare all’ultimo passo, quello della creazione di una curva di luce. Si prende la prima immagine del campo celeste eseguita e si indica al software la stella da analizzare, oltre pure ad una stella di controllo e una di confronto in modo molto simile al metodo di Argelander (si veda paragrafo 6.1.a). Infatti la stella di confronto servirà al software per stimare la magnitudine mentre quella di controllo è un’ulteriore verifica per quanto ottenuto: queste due dovranno essere stelle non variabili. Basandosi su queste tre stelle il software ottiene la curva di luce, pronta per essere analizzata e commentata. Se si avesse osservato la stella con diversi filtri per le lunghezze d’onda (visibile, infrarosso, ultravioletto, ecc.) si potrebbero preparare curve di luce per ognuno di essi.

6.5 CONCLUSIONI SUI VANTAGGI/SVANTAGGI DEL CCD

La precisione del fotometro è maggiore di quella del CCD, anche se la sensibilità del CCD rispetto ad una lastra fotografica è nettamente superiore (si parla di un 70% di fotoni catturati, la lastra solo 2%). Tecnicamente quindi non sembrerebbe un grosso progredire. Analizzando però il profilo pratico, allora i vantaggi sono incredibili. A partire dal tempo di lavoro per l’astronomo: egli non deve rimanere tutta la notte a osservare il cielo e annotare dati, ma soltanto dedicare una decina di minuti all’impostazione del software di cattura immagini. Pure la fase di analisi si accorcia di molto tempo. L’immagine CCD copre un campo esteso, come una fotografia, e non riprende una sola stella come il fotometro fotoelettrico: pertanto un astronomo ha una maggiore probabilità di fare nuove scoperte, in un tempo molto più breve.
Un aspetto non da dimenticare è pure la diffusione al pubblico di questi CCD. Infatti esistono modelli economici preparati apposta per gli astronomi a livello amatoriale, che, inserendolo nel loro telescopio, riescono ad ottenere immagini di buona qualità e quindi a fare scienza con pochi mezzi (vi sono diversi software per l’analisi dati che sono scaricabili gratuitamente). Questo è un grande aiuto pure per gli astronomi professionisti, che possono basarsi con una certa sicurezza su materiale prodotto dagli “amatori”.
Inoltre vi è un aumento delle prestazioni di piccoli telescopi, che con una buona camera CCD possono realizzare immagini al livello di apparecchi più grandi e costosi costruiti senza questi sistemi. Ad esempio un telescopio con specchio di 30 centimetri e CCD riesce a raggiungere la stessa luminosità che uno di 6 metri ma con lastre fotografiche.

CAPITOLO 7 - LA STRUMENTAZIONE FOCALE

7.1 IL TELESCOPIO

7.1.a Il telescopio come strumento

L'atmosfera terrestre ci protegge da molte radiazioni provenienti dallo spazio. Le uniche che riescono a passare sono la luce visibile e le onde radio. Per questo sulla Terra troviamo solo telescopi ottici e radio telescopi, situati in luoghi isolati e lontani dalla civiltà per ridurre l'influenza della turbolenza atmosferica e dell'inquinamento luminoso. Per il resto delle onde vengono utilizzati telescopi nello spazio (telescopi per raggi X, infrarossi, ecc.).

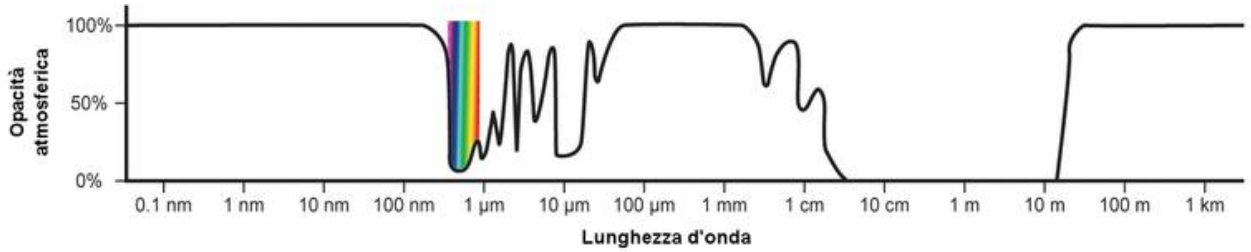


Figura 43: Il grafico mostra quali lunghezze d'onda siano in grado di attraversare la nostra atmosfera e quali invece vengono bloccate. Nella fascia da 0.1 nm a 100 nm circa ci troviamo nell'ultravioletto, mentre da 100 µm 1 cm nell'infrarosso e infine da 10 m a 1 km troviamo le onde radio.

Un telescopio è costituito da diverse parti, tra le quali le principali sono lenti (che concentrano la luce in un punto chiamato fuoco), specchio (superficie riflettente) e montatura (struttura che sorregge la strumentazione focale vera e propria). Nel campo dei telescopi si dice "Bigger is better" per intendere che più un telescopio è grande più le immagini saranno precise e di qualità più alta e si potranno osservare oggetti più deboli e lontani. Sorge però il problema che nel caso di una lente troppo pesante essa si possa deformare al suo centro rovinando tutte le immagini, quindi non si può nemmeno pensare di avere lenti di dimensioni eccessivamente grandi.

Ci sono due tipi di telescopi ottici: i rifrattori, che utilizzano lenti per focalizzare, e i riflettori, che utilizzano specchi. Oltre a questa, che viene chiamata strumentazione primaria, ogni telescopio ne possiede una secondaria formata da specchi e lenti usati per mettere a fuoco e concentrare la luce. I riflettori ottici raccolgono la luce che arriva sullo specchio a forma di parabola e la concentrano nel loro fuoco geometrico. Per avere immagini più luminose basta avere uno specchio primario con una superficie maggiore.

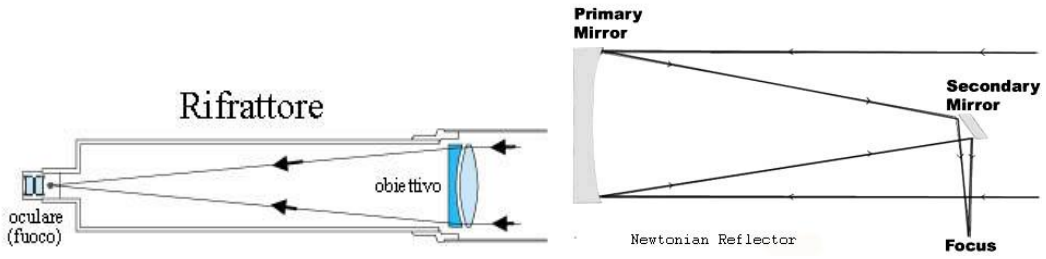


Figura 44: Schema del funzionamento di un telescopio rifrattore (a sinistra, la lente concentra la luce nel fuoco) e riflettore (a destra, lo specchio riflette la luce nel fuoco).

Un altro modo per distinguere i telescopi in diversi gruppi è la banda di lunghezze d'onda in cui operano: ultravioletto, visibile, infrarosso, raggi X e onde radio. I radio telescopi focalizzano le radiazioni nel fuoco geometrico dell'antenna e lì vengono raccolti i dati. Vengono spesso utilizzati a piccoli gruppi anche molto distanti ma collegati e interconnessi. Il vantaggio principale dei radio telescopi è la loro indipendenza dalle condizioni meteorologiche e dall'alternanza tra giorno e notte. L'unico problema e il vapore acqueo atmosferico che è in grado di assorbire le onde radio l'immagine che il telescopio deve prendere. Per questo motivo ALMA (Atacama Large Millimeter Array) è stato costruito nel deserto di Atacama in Cile dove le precipitazioni di vapore acqueo (l'altezza in ogni punto che occuperebbe l'acqua se improvvisamente tutto il vapore dovesse cadere come pioggia) sono spesso inferiori a 0.5 mm. L'umidità atmosferica è quindi praticamente nulla e non influisce sulle onde radio.

7.1.b I telescopi più importanti

Hubble Space Telescope (HST): questo è il principale telescopio ottico spaziale lanciato dalla NASA ed ha un diametro di 2,5 m. Si trova a 600 km dalla superficie terrestre e questo porta un enorme vantaggio: le sue immagini non sono distorte dall'atmosfera. In più le lunghezze d'onda nell'ultravioletto sono spesso filtrate e quindi dalla Terra non si possono fotografare immagini e fare misurazioni. Oltre che nell'ultravioletto Hubble prende immagini nell'infrarosso e nel visibile.
Questo telescopio ha permesso di avere la conferma dell'esistenza di pianeti extrasolari, ha dato informazioni importanti sulla materia oscura e sull'accelerazione dell'universo e ha per la prima volta permesso di osservare un campo estremamente piccolo che conteneva però migliaia di galassie molto lontane (Hubble Deep Field).

Spitzer Space Telescope: questo è un altro osservatorio spaziale che la NASA ha inviato nello spazio nel 2003. Il suo specchio primario è di 85 cm e la temperatura di 5,5 Kelvin, così da impedire emissione termica che modificherebbe le immagini di radiazioni infrarosse raccolte. Ha gli stessi vantaggi dell'Hubble Space Telescope.

COROT: questo telescopio è stato costruito dall'agenzia spaziale francese in collaborazione con altri stati per individuare mutamenti di luminosità di stelle che significherebbero il passaggio di un pianeta extrasolare davanti alla sua stella. La sua seconda funzione è studiare la sismologia di una stella per capirne la struttura interna. Questo tipo di ricerca richiede immagini particolarmente precise e quindi il suo specchio di 27 cm raccoglie riflette immagini che vengono fotografate con 4 CCD.

Very Large Telescope (VLT): si tratta di un complesso di 4 telescopi di 8,2 metri di diametro affiancati da vari strumenti minori che si trova nel deserto di Atacama in Cile; il sito è stato scelto per la sua secchezza (non piove praticamente mai), l'abbondanza di notti serene e la mancanza di inquinamento luminoso. Può funzionare come 4 telescopi separati o come uno solo attraverso la sovrapposizione di immagini (interferometria).

Keck: questo osservatorio astronomico conta 2 telescopi riflettori gemelli ed è situato in cima a un monte nelle Hawaii. Ogni specchio è largo 10 metri e sono in grado di lavorare sia singolarmente che in coppia.

Chandra (AXAF): telescopio orbitale della NASA che lavora nei raggi X. La sua orbita ellittica gli permette di fotografare immagini vicine alla terra ma anche estremamente lontane. Il telescopio è formato da 8 specchi che permettono immagini 25 volte più nitide rispetto ai telescopi precedenti.

Chandra ha permesso di ottenere moltissime informazioni riguardo a supernove, buchi neri, ammassi stellari e galassie.

Figura 45: A sinistra il complesso del Very Large Telescope dell'ESO, in Atacama. A destra il telescopio orbitante Hubble.

7.2 IL NUOVO TELESCOPIO DI CARONA

Il telescopio che abbiamo utilizzato per le nostre ricerche si trova all'osservatorio Calina a Carona, una piccola stazione osservativa in continua evoluzione e espansione. Il Liceo di Lugano 2 ha recentemente finanziato una parte del restauro di un telescopio con lo scopo di metterlo a disposizione agli allievi interessati all'astronomia. Esso è stato inaugurato il 3 settembre 2010.

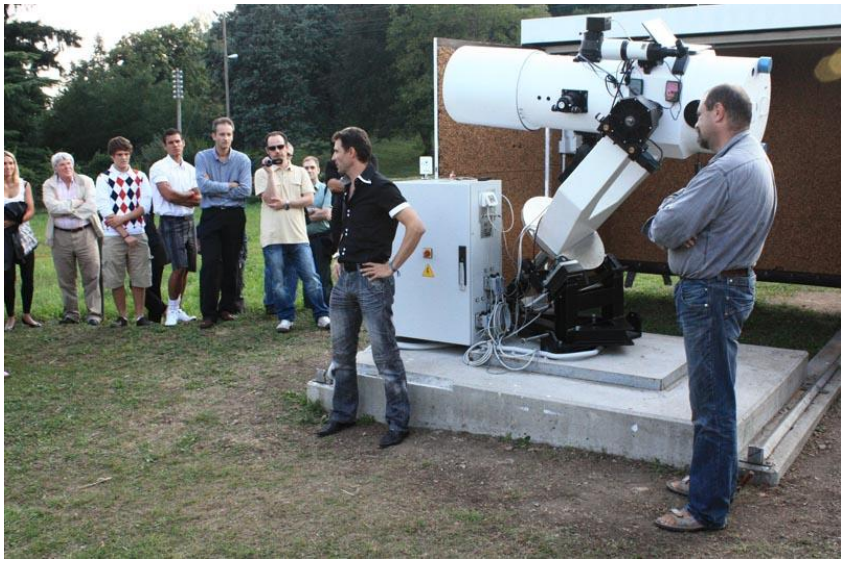


Figura 46: Inaugurazione del nuovo telescopio al Calina (3/9/2010) con Nicola Beltraminelli (al centro), il donatore del telescopio, e Francesco Fumagalli (a destra), il responsabile dell'osservatorio che ha restaurato lo strumento.

Si tratta di un Wright Newton Telescope (WNT). La sigla esprime la configurazione ottica. In pratica si basa su una configurazione Newton, ma ha una lastra correttiva in grado di correggere le aberrazioni introdotte dal sistema classico a rapporti focali molto bassi.

Il diametro del suo specchio principale è di 405 mm. Il suo rapporto focale è f/3. Il rapporto focale indica il rapporto esistente tra lunghezza focale di un obiettivo ed il diametro di apertura dell'ottica (il diametro del telescopio). Più la focale è corta più il campo è largo (ideale per stelle variabili) e basso l'ingrandimento.
È costituito su una montatura equatoriale, ciò significa che uno degli assi di rotazione è sempre inclinato in funzione della latitudine del luogo, permettendo di seguire le stelle nel corso della notte attraverso un unico movimento grazie all'asse di ascensione retta reso parallelo all'asse terrestre. È quindi sufficiente un motore con il periodo di 24 ore per non perdere la stella che si segue senza aver bisogno di ausili esterni.
Un grande vantaggio del nostro telescopio è che possiede un sistema di puntamento automatico, quindi indicando il nome della stella esso si muove automaticamente fino a quando non ha inquadrato la variabile cercata. Un pixel nelle immagini raffigura 0.8 secondi di arco, ovvero 1/270000 di angolo giro.

CAPITOLO 8 – PARTE SPERIMENTALE: OSSERVAZIONI ESEGUITE ALL'OSSERVATORIO CALINA

8.1 INTRODUZIONE

Questo ultimo capitolo comprende i risultati ottenuti dalle nostre osservazioni con il telescopio WNT 40 dell'Osservatorio Calina di Carona. Questi studi sono stati svolti sulla costellazione della Giraffa (Camelopardalus), più precisamente sui campi osservativi delle stelle di BL Cam e di UU Cam. Questi due campi sono soggetto di studi presso l'Osservatorio Calina. Da tempo vengono infatti monitorati ed analizzati. Il nostro lavoro si inserisce in questo progetto.

8.1.a Procedimento di osservazione

Il procedimento per l'osservazione parte dal puntamento della stella con il telescopio tramite l'inserimento delle coordinate in cui essa si trova. Immettendo le coordinate non si arriva precisamente alla stella, ma sarà vista all'interno di un campo nel quale ve ne saranno presenti delle altre. Viene cercata quindi nel database del Centro astronomico di Strasburgo[5] l'immagine del campo della stella, in modo da poterla riconoscere. Una volta riconosciuta e dopo aver impostato il tempo di esposizione come pure il binning, il software del computer collegato inizierà l'acquisizione delle immagini per il tempo previsto. Alla fine della notte il computer avrà raccolto tutte le immagini scattate: queste serviranno per il lavoro di analisi.
Le immagini sono tutte state scattate con camere CCD ed elaborate con il software Muniwin. Risultato dell'elaborazione dati sono delle curve di luce, grafici che mostrano la magnitudine apparente in funzione del tempo. Il tempo viene espresso in giorni giuliani (JD), unità usata in astronomia in quanto comoda ad unificare i vari calendari e che non presenta problemi negli anni bisestili: infatti conta i giorni dal mezzogiorno di lunedì 1° gennaio 4713 a.C. Un ulteriore vantaggio è che il nuovo giorno non inizia a mezzanotte, bensì a mezzogiorno: nella notte non si assistono dunque a scomodi cambiamenti di data. Il numero a destra della virgola rappresenta la frazione di tempo passata all'interno del giorno: per questo motivo un aumento di 0.1 JD corrisponde a 144 minuti (2.4 h), mentre un aumento di 0.01 JD vale 14.4 minuti.
Per magnitudine apparente (MAG) si intende invece il logaritmo della luminosità misurata dall'osservatore: più precisamente per trovare la magnitudine si usa la seguente formula (Formula di Pogson):

$$m = -2.5 \log_{10} F + C$$

dove F è il flusso di luminosità osservata e C una costante che varia in base all'unità di misura.

Si può facilmente notare che più un oggetto è luminoso, più la sua magnitudine sarà piccola. Per questo motivo, ad esempio, il sole ha una magnitudine apparente di -26.8 mentre stelle deboli visibili ad occhio nudo raggiungono magnitudine +6.

Per elaborare una curva di luce bisogna confrontare la variabile con due stelle presenti nel campo: una stella confronto e una controllo. Entrambe le stelle devono essere costanti: la loro luminosità non deve variare nel periodo di osservazione. Per questo motivo le curve di luce vengono

[5] *http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fbasic*

accompagnate da un grafico "Confronto-Controllo"(C-C). In questo modo si può essere certi che le due stelle scelte siano effettivamente a luminosità costante e che non presentino differenze di luce nel tempo. Non inserendo questo grafico si potrebbe ritenere che è la stella confronto a variare e non quella che si sta osservando.
Da ultimo sulle curve di luce si notano le linee degli errori: questi, calcolati dal software, comprendono gli errori di stima come pure di imprecisione dei dati rilevati e stimano l'intervallo di confidenza di ogni dato misurato.

8.2 OSSERVAZIONE DI BL CAM

8.2.a Introduzione

La variabile "BL Cam" si trova nella costellazione della giraffa (Giraffa camelopardalis, nome scientifico della giraffa dato da C. Linneo nel 1758). Questa variabile è una pulsante di tipo δ scuti, categoria di variabili dal corto periodo di pulsazione. Le variabili pulsanti, in particolare le δ scuti e le cefeidi, sono di basilare importanza in astronomia in quanto risolvono uno dei più grandi problemi della sua storia: determinare la distanza di un oggetto dalla terra (vedi capitolo 5.3.c). L'osservazione di una δ scuti come BL Cam è molto interessante per il breve periodo di pulsazione caratteristico di questa stella: bastano infatti alcune serate di osservazioni per ottenere dei dati con una buona precisione. Questa variabile è stata pure recentemente studiata al Calina. I risultati sono stati pubblicati in EDP Sciences, 2010 (Appendice 1).

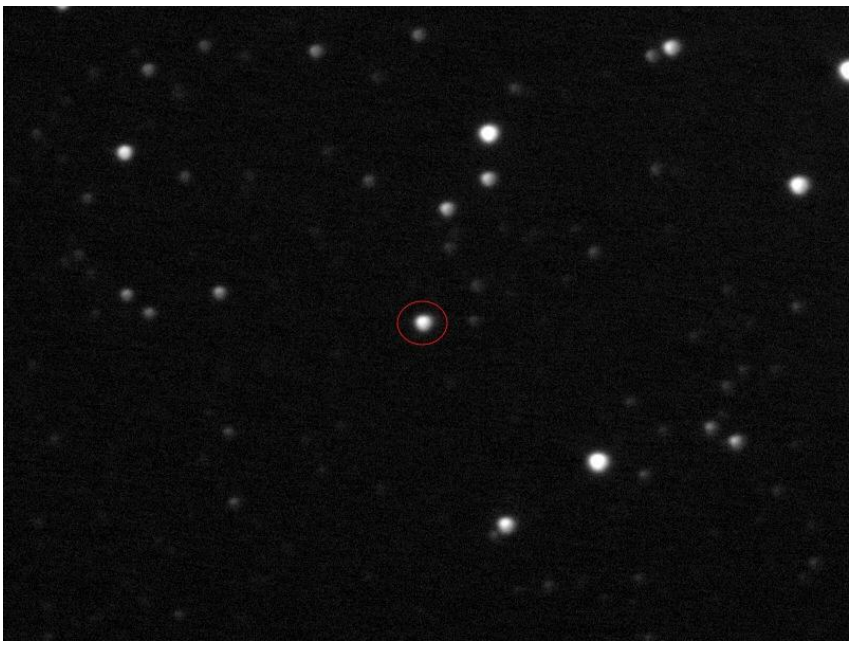


Figura 47: Il campo di BL Cam: al centro cerchiata in rosso la variabile BL Cam.

8.2.b Scopo

Lo scopo di quest'osservazione è dunque verificare la variabilità di BL Cam come pure confrontare i risultati ottenuti con quelli presenti nell'articolo pubblicato a seguito degli studi eseguiti all'osservatorio Calina a Carona. In questo modo potremo dunque verificare se le nostre osservazioni sono state eseguite in modo preciso.

8.2.c Osservazione e riduzione dati

L'osservazione è stata eseguita nel periodo estivo-autunnale dell'anno 2010 con binning 2x2 e tempo di esposizione di 10 secondi. Non sono stati usati particolari filtri per la luce. Diverse le nottate di osservazione, di queste verranno proposte le quattro migliori. Alcune osservazioni sono state scartate a causa di cattive condizioni atmosferiche o di problemi tecnici al telescopio (si veda l'esempio riportato per il 21 ottobre 2010 alla fine del paragrafo).

8.2.d Curve di luce

Di seguito sono proposti i migliori risultati delle osservazioni eseguite.

- *Osservazione del 20 Ottobre 2010*

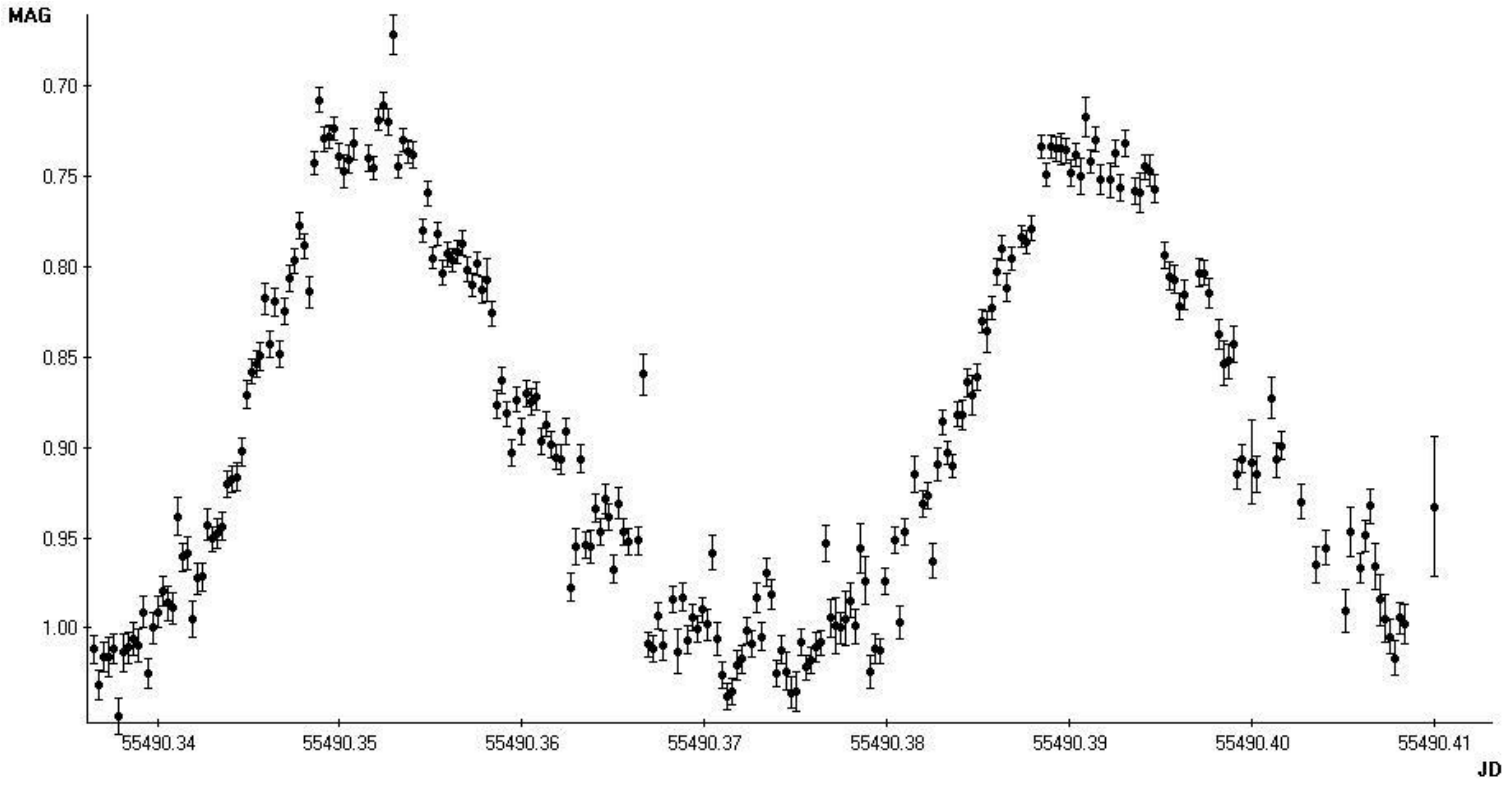


Figura 48: Curva di luce BL Cam 20/10/2010.

Osservazione dei periodi di pulsazione:

Periodo	Inizio (JD)	Fine (JD)	Durata (JD)	**Durata (min)**
1	55490.34	55490.37	0.0368	**52.99**
2	55490.37	55490.41	0.0335	**48.24**

Media (min)	**50.62**

La media del tempo impiegato per un periodo completo vale circa 50.62 min. I dati numerici vengono forniti dal software in modo che non ci sono errori dovuti ad approssimazioni di valori fatte dal ricercatore.

Osservazione della differenza di magnitudine tra massimo e minimo:

Periodo	Magnitudine max	Magnitudine min	**Delta MAG**
1	0.6930	1.0350	**0.3420**
2	0.7189	1.0247	**0.3058**

Media (MAG)	**0.3239**

In questo caso la media della differenza di magnitudine tra massimo e minimo vale circa 0.3239 magnitudini. L'errore per la misurazione della magnitudine è 0.01 mag e quello della variazione tra confronto e controllo 0.02 mag.
Tutti questi valori evidentemente non sono derivabili con questa precisione dal grafico, ma anche in questo caso il programma li fornisce direttamente al ricercatore. Esso ci mette a disposizione quattro cifre dopo la virgola, anche se quelle che veramente servono e ci permettono di avere i risultati sufficientemente precisi sono le prima due.

La Figura 49 mostra invece la sottrazione tra la stella di confronto e quella di controllo: si può notare che si tratta di una funzione costante, cosa che ci prova che le due stelle scelte non variano ma è bensì BL Cam a variare di luminosità. Sono stati eseguiti solo due massimi in quanto il cielo si è annuvolato e la continuazione della nottata di osservazione non è stata più possibile.

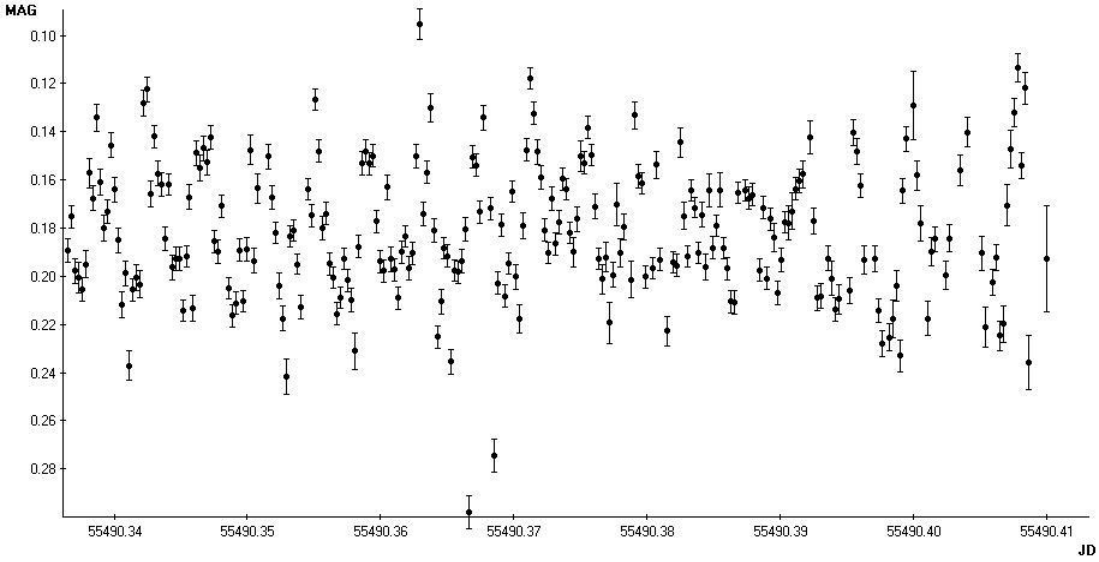


Figura 49: Confronto-Controllo BL Cam 20/10/2010: la linea retta mostra che le stelle confronto e controllo non sono variabili e quindi per forza BL Cam deve avere dei cambiamenti di luminosità.

❖ *Osservazione del 26 Ottobre 2010*

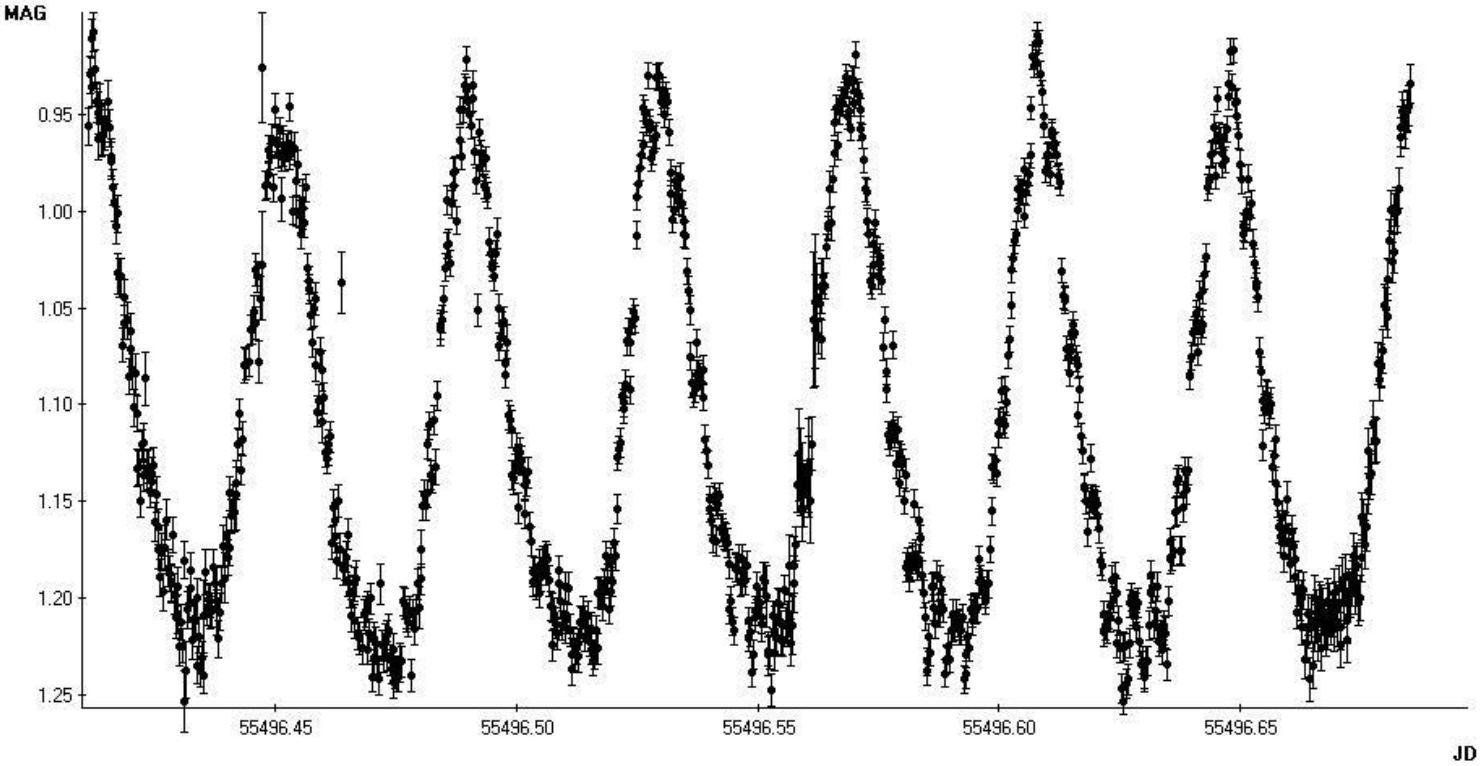


Figura 50: Curva di luce di BL Cam, 26/10/2010.

Questa curva di luce mostra ben sette periodi completi di BL Cam. Questi sono avvenuti in circa 0.2727 JD, cioè circa 393 minuti o 6,55 ore.

Osservazione delle durate dei periodi di pulsazione:

Periodo	Inizio (JD)	Fine (JD)	Durata (JD)	**Durata (min)**
1	55496.4138	55496.4521	0.0383	**55.15**
2	55496.4521	55496.4904	0.0383	**55.15**
3	55496.4907	55496.5300	0.0393	**56.59**
4	55496.5290	55496.5689	0.0399	**57.46**
5	55496.5686	55496.6082	0.0396	**57.02**
6	55496.6079	55496.6475	0.0396	**57.02**
7	55496.6479	55496.6872	0.0393	**56.59**

Media (min)	**56.43**

Si può dunque notare come la media della durata di un periodo della stella sia di 56.43 minuti.

Osservazione della differenza massima di magnitudine ad ogni pulsazione:

Periodo	Magnitudine max	Magnitudine min	**Delta MAG**
1	-1.0728	-0.7281	**0.3447**
2	-1.0754	-0.7299	**0.3455**
3	-1.0763	-0.7325	**0.3438**
4	-1.0781	-0.7352	**0.3429**
5	-1.0772	-0.7493	**0.3279**
6	-1.1010	-0.7457	**0.3553**
7	-1.0860	-0.7616	**0.3244**

Media (MAG)	**0.3406**

Per quanto concerne la media della differenza di magnitudine tra massimo e minimo si nota che questa vale circa 0.3406 magnitudini.

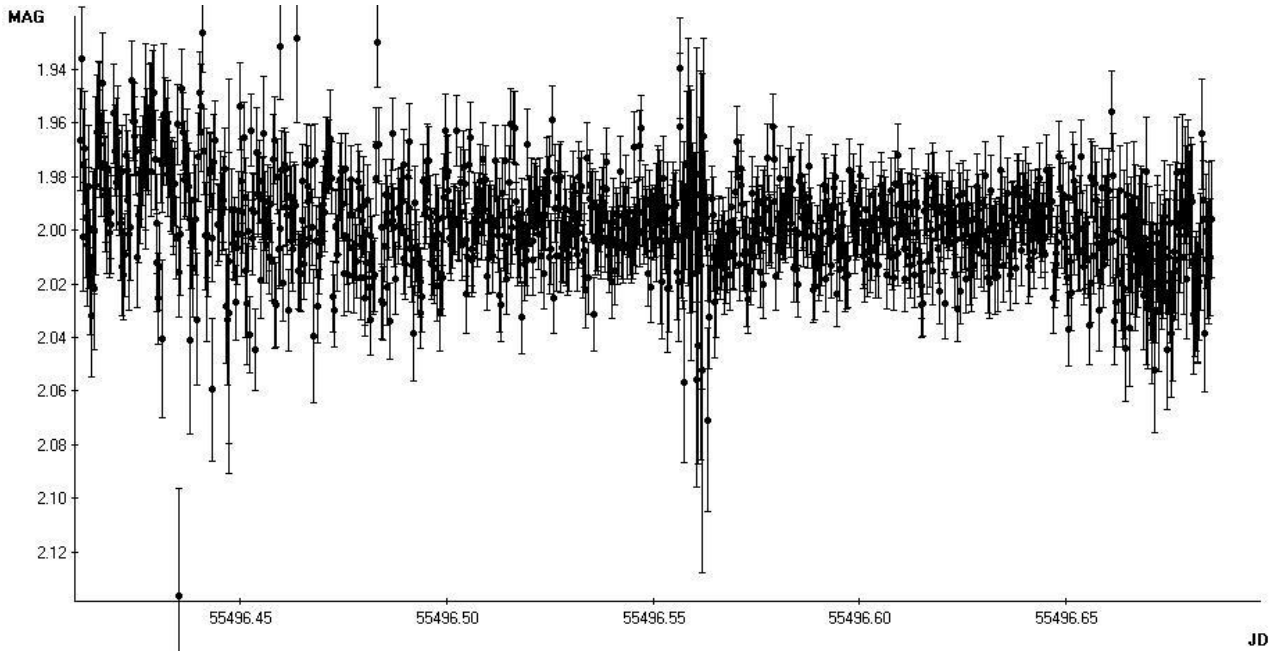


Figura 51: Confronto-controllo dell'osservazione BL Cam 26/10/2010.

La Figura 51 ci conferma inoltre che le due stelle scelte come confronto e controllo non sono variabili e quindi i nostri risultati sono sicuri.

❖ *Osservazione del 27 ottobre 2010*

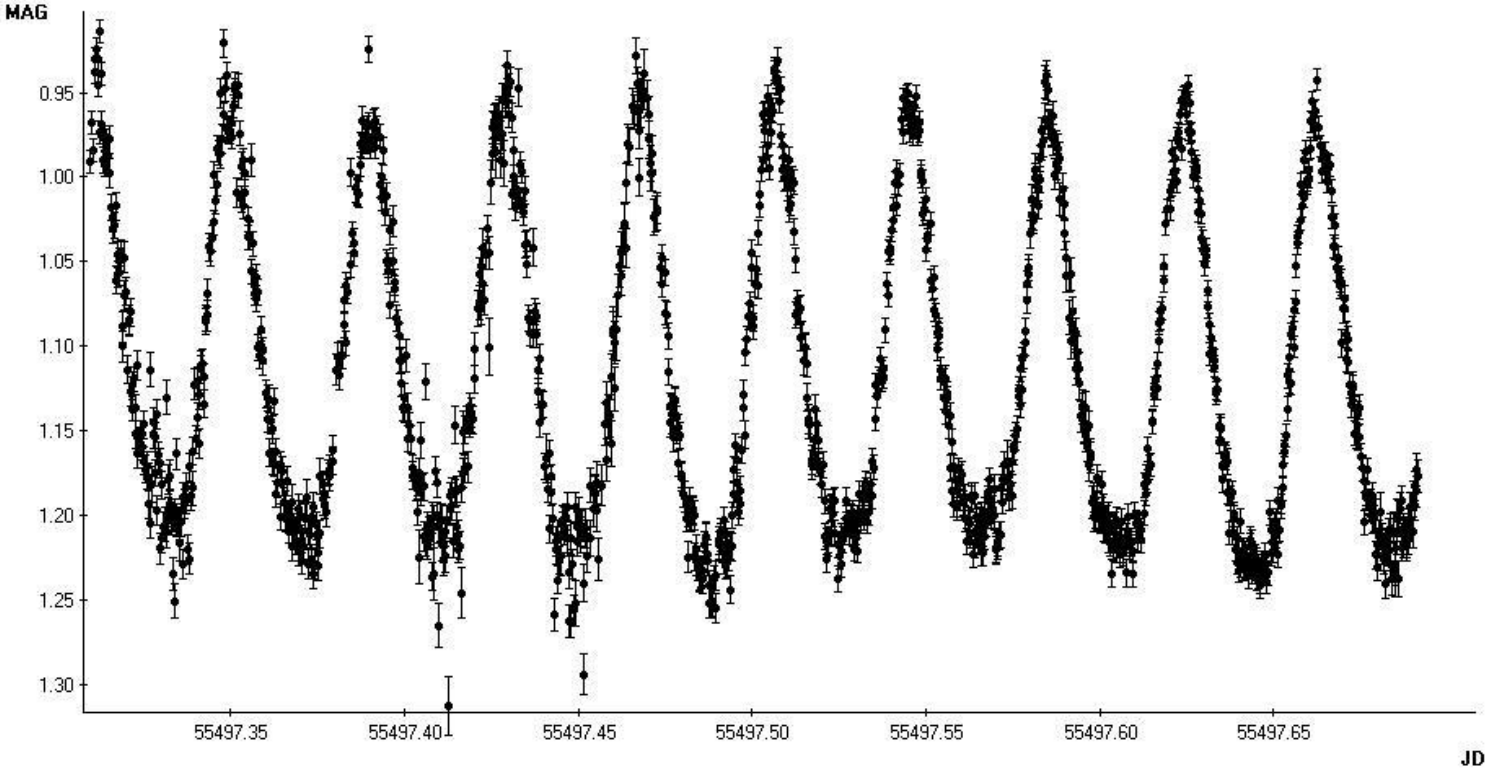


Figura 52: Curva di luce di BL Cam, 27/10/2010.

Questa curva conta ben dieci massimi ottenuti in una notte. Dall'analisi del tempo di pulsazione risulta che la media del tempo di pulsazione vale circa 56.14 min.

Periodo	Inizio (JD)	Fine (JD)	Durata (JD)	**Durata (min)**
1	55497.3133	55497.3503	0.0370	**53.28**
2	55497.3508	55497.3916	0.0408	**58.75**
3	55497.3921	55497.4295	0.0374	**53.86**
4	55497.4286	55497.4670	0.0384	**55.30**
5	55497.4675	55497.5069	0.0394	**56.74**
6	55497.5069	55497.5458	0.0389	**56.02**
7	55497.5458	55497.5856	0.0398	**57.31**
8	55497.5847	55497.6250	0.0403	**58.03**
9	55497.6245	55497.6634	0.0389	**56.02**

Media (min)	**56.14**

Per quanto concerne la differenza di magnitudine tra massimo e minimo possiamo notare che questa vale circa 0.3208 magnitudini.

Periodo	Magnitudine max	Magnitudine min	**Delta MAG**
1	-1.0629	-0.7419	**0.3210**
2	-1.0655	-0.7513	**0.3142**
3	-1.0647	-0.7402	**0.3245**
4	-1.0775	-0.7342	**0.3433**
5	-1.0767	-0.7359	**0.3408**
6	-1.0775	-0.7573	**0.3202**
7	-1.0612	-0.7513	**0.3099**
8	-1.0647	-0.7548	**0.3099**
9	-1.0569	-0.7538	**0.3031**

Media (MAG)	**0.3208**

La retta nella Figura 53 ci conferma inoltre che BL Cam varia e non le stelle di confronto e controllo.

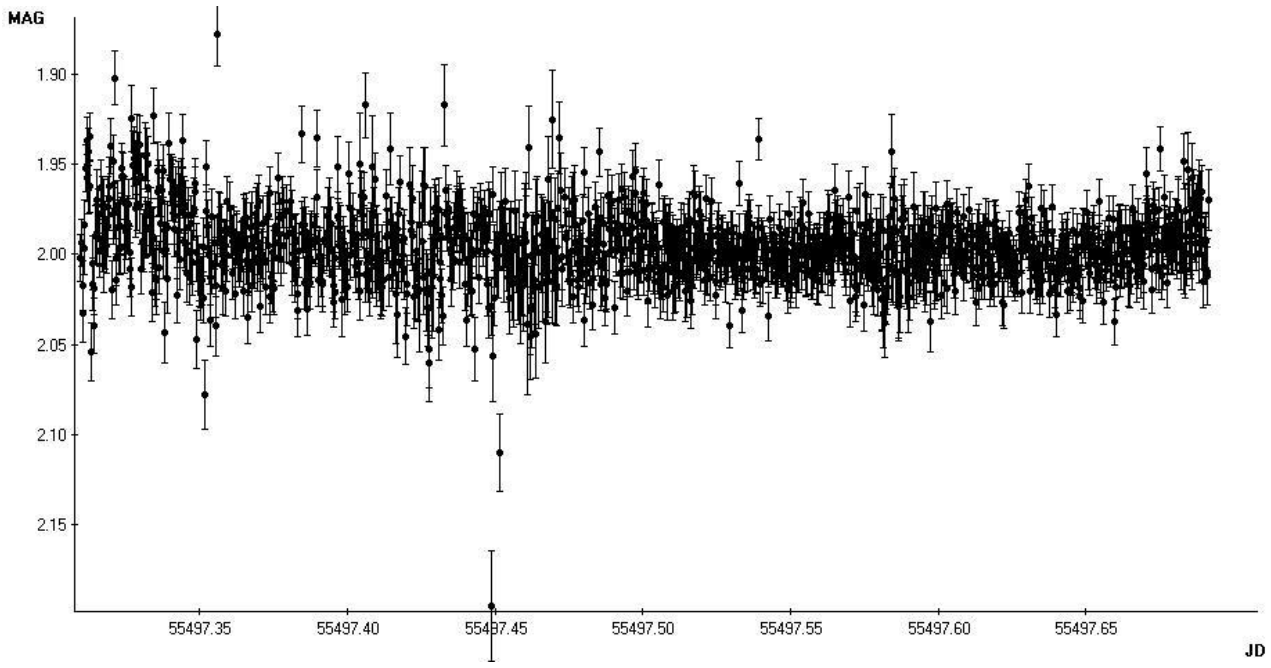


Figura 53: Confronto-controllo dell'osservazione BL Cam 27/10/2010.

❖ *Osservazione del 28 ottobre 2010*

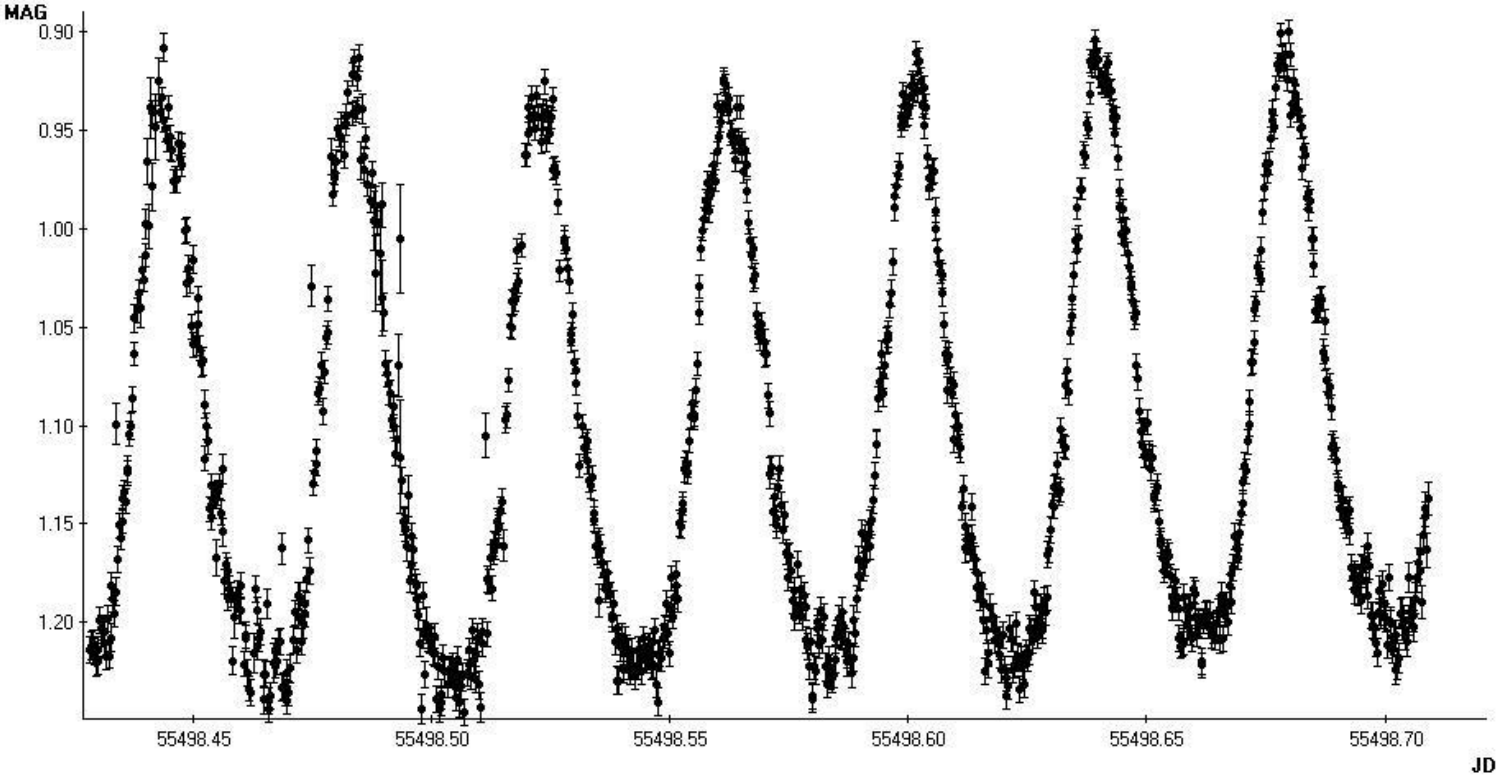


Figura 54: Curva di luce di BL Cam, 28/10/2010.

Analisi dei periodi di pulsazione:

Periodo	Inizio (JD)	Fine (JD)	Durata (JD)	**Durata (min)**
1	55498.4433	55498.4856	0.0423	**60.91**
2	55498.4846	55498.5235	0.0389	**56.02**
3	55498.5238	55498.5624	0.0386	**55.58**
4	55498.5634	55498.6023	0.0389	**56.02**
5	55498.6023	55498.6405	0.0382	**55.01**
6	55498.6392	55498.6798	0.0406	**58.46**

Media (min)	**57.00**

Si noti che la media del tempo di pulsazione vale circa 57 min.

Analisi della differenza di magnitudine tra massimo e minimo:

Periodo	Magnitudine max	Magnitudine min	**Delta MAG**
1	-1.0908	-0.7289	**0.3619**
2	-1.0832	-0.7373	**0.3459**
3	-1.0832	-0.7314	**0.3518**
4	-1.0732	-0.7448	**0.3284**
5	-1.0908	-0.7473	**0.3435**
6	-1.0908	-0.7624	**0.3284**

Media (MAG)	**0.3433**

In questo caso la media della differenza di magnitudine vale circa 0.3433 magnitudini.

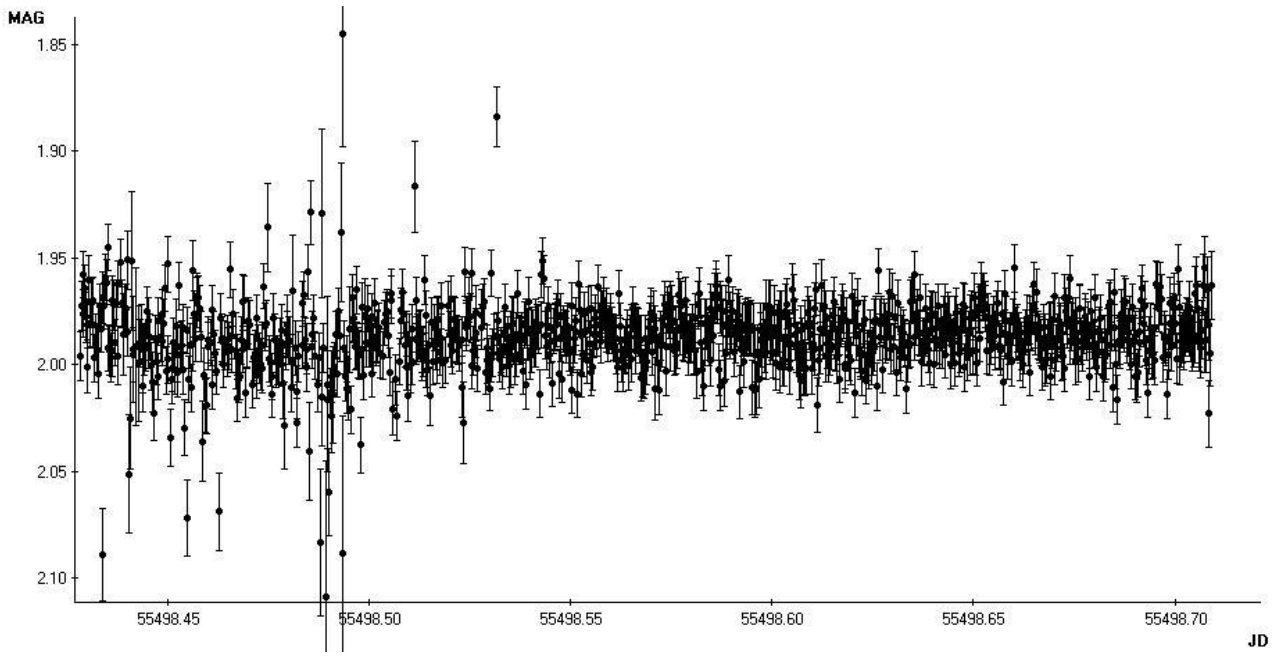


Figura 55: Confronto-controllo di BL Cam, 28/10/2010.

Come già mostrato la figura 55 ci conferma le ipotesi sulla variabilità di BL Cam.

❖ *Esempio di una curva di luce non utilizzabile a causa della presenza di nuvole (21 ottobre 2010)*

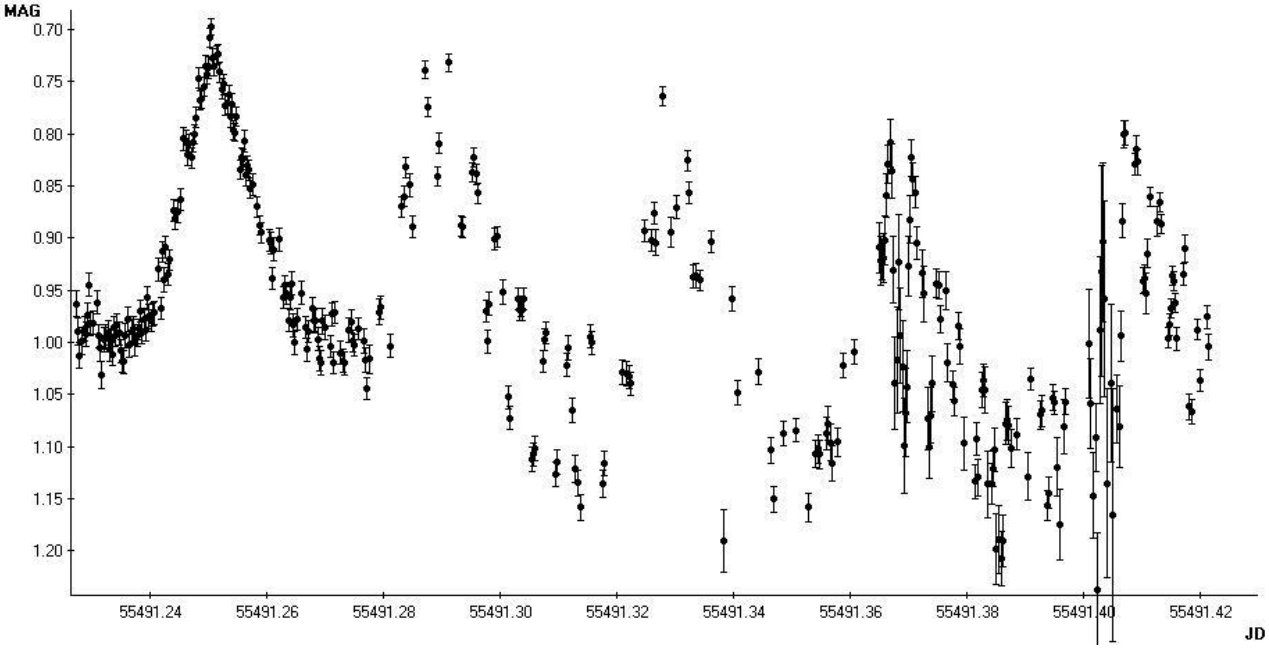


Figura 56: Curva di luce non riuscita per la presenza di nuvole.

Si noti come il primo massimo sia rappresentato con una discreta precisione, mentre subito dopo non si vedono più massimi ben delineati. La curva di luce è quindi inutilizzabile. Questo fenomeno succede frequentemente, basta che ci sia una nuvola o solo una leggera foschia tra il telescopio e la stella. Per questo motivo è di basilare importanza per questo lavoro avere delle nottate limpide, senza nessun tipo di disturbo.

8.2.e Conclusioni e confronto dei risultati

La tabella seguente mostra la panoramica di tutti i dati fino a qui elencati per quanto concerne i tempi di pulsazione:

Data (ottobre 2010)	Inizio	Fine	Differenza (JD)	Tempo (min)
20	55490.3374	55490.3742	0.0368	52.992
20	55490.3744	55490.4079	0.0335	48.240
26	55496.4138	55496.4521	0.0383	55.152
26	55496.4521	55496.4904	0.0383	55.152
26	55496.4907	55496.5300	0.0393	56.592
26	55496.5290	55496.5689	0.0399	57.456
26	55496.5686	55496.6082	0.0396	57.024
26	55496.6079	55496.6475	0.0396	57.024
26	55496.6479	55496.6872	0.0393	56.592
27	55497.3133	55497.3503	0.037	53.280
27	55497.3508	55497.3916	0.0408	58.752
27	55497.3921	55497.4295	0.0374	53.856
27	55497.4286	55497.4670	0.0384	55.296
27	55497.4675	55497.5069	0.0394	56.736
27	55497.5069	55497.5458	0.0389	56.016
27	55497.5458	55497.5856	0.0398	57.312
27	55497.5847	55497.6250	0.0403	58.032
27	55497.6245	55497.6634	0.0389	56.016
28	55498.4433	55498.4856	0.0423	60.912
28	55498.4846	55498.5235	0.0389	56.016
28	55498.5238	55498.5624	0.0386	55.584
28	55498.5634	55498.6023	0.0389	56.016
28	55498.6023	55498.6405	0.0382	55.008
28	55498.6392	55498.6798	0.0406	58.464

Media totale (min) **55.98**

Si può dunque concludere che il tempo di pulsazione di BL Cam è di circa 56 minuti. Possiamo definire piuttosto sicuro questo risultato alla base della quantità di dati presi in considerazione. Sull'articolo riguardante BL Cam si legge che la stella compie circa 25.5769 cicli al giorno. Ciò significa che per una pulsazione necessita 0.938 ore, cioè 56.3 minuti. Questo certifica che il nostro risultato è corretto, anche se presenta un piccolo errore (0.3 minuti).

Per quanto concerne invece la differenza di magnitudine tra massimi e minimi la seguente tabella riassume quanto fatto fino ad ora:

Data (ottobre 2010)	Magnitudine inizio	Magnitudine fine	delta m
20	0.693	1.035	0.342
20	0.719	1.025	0.306
26	-1.073	-0.728	0.345
26	-1.075	-0.730	0.346
26	-1.076	-0.733	0.344
26	-1.078	-0.735	0.343
26	-1.077	-0.749	0.328
26	-1.101	-0.746	0.355
26	-1.086	-0.762	0.324
27	-1.063	-0.742	0.321
27	-1.066	-0.751	0.314
27	-1.065	-0.740	0.325
27	-1.078	-0.734	0.343
27	-1.077	-0.736	0.341
27	-1.078	-0.757	0.320
27	-1.061	-0.751	0.310
27	-1.065	-0.755	0.310
27	-1.057	-0.754	0.303
28	-1.091	-0.729	0.362
28	-1.083	-0.737	0.346
28	-1.083	-0.731	0.352
28	-1.073	-0.745	0.328
28	-1.091	-0.747	0.344
28	-1.091	-0.762	0.328

Media totale (mag) **0.332**

Si noti dunque che la media della differenza di magnitudine di tutti i dati a nostra disposizione vale circa 0.33 mag. Questo risultato è lo stesso di quanto riportato sull'articolo a cui facciamo riferimento. Possiamo dunque concludere che il nostro risultato è corretto.

8.3 OSSERVAZIONE DI ALTRE VARIABILI DEL CAMPO DI BL CAM

8.3.a Introduzione

In un campo di osservazione, che comprende soltanto una piccolissima parte del cielo, si possono vedere con un telescopio, oltre a quella ricercata, centinaia di altre piccole stelle. La gran parte di queste hanno un nome (o meglio, una sigla) ma non sono state studiate dagli scienziati, presi da molti altri grossi progetti. Alcune di queste stelle possono dunque essere in realtà delle variabili, anche se sono classificate come "non variabili". Durante le campagne osservative di alcune variabili, in questo caso di BL Cam, grazie all'aiuto del potente software "Muniwin" è possibile dunque scoprire alcune di queste stelle. All'osservatorio Calina, sotto la supervisione di Francesco Fumagalli, sono state scoperte alcune nuove variabili nel campo di BL Cam. Questo lavoro ha contribuito all'interessante scoperta. Lo scopo di questa osservazione è lo studio del campo di BL Cam volto alla ricerca di nuove variabili, cioè di stelle catalogate come stabili ma in realtà variabili.

8.3.b Osservazione e riduzione dati

Tramite il software "Muniwin" si setacciano le stelle del campo di BL Cam alla ricerca di eventuali "sospetti", cioè stelle che non si presentano come stabili nella loro curva di luce. Questi sospetti vengono in seguito osservati ed analizzati con lo scopo di definire se questa anomalia è dovuta in effetti alla variabilità della stella o ad altri motivi.

8.3.c Nuove scoperte e relative curve di luce

Lo studio del campo di BL Cam ha portato alla scoperta di due nuove stelle variabili, in seguito elencate.

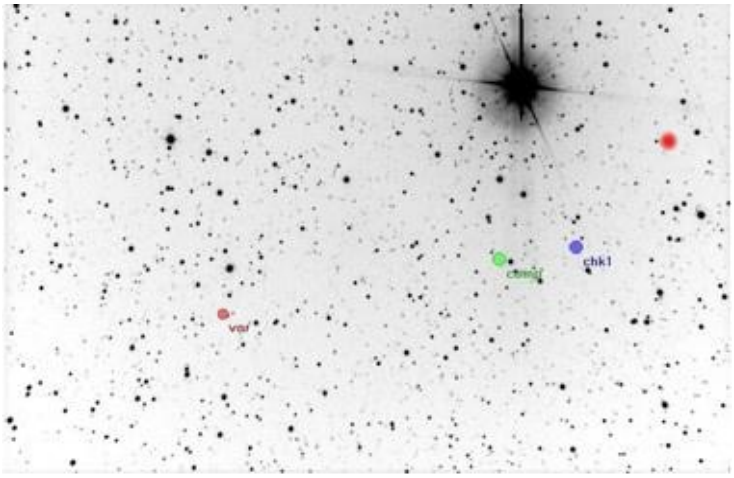


Figura 57: Immagine del campo di BL Cam: i due puntini rossi sono le due nuove stelle variabili scoperte. Il punto verde e quello viola rappresentano rispettivamente la stella confronto e quella controllo.

❖ **USNO 1531-0149458** (coordinate: α 03h 47m 49.6s, δ +63° 08’ 52”)

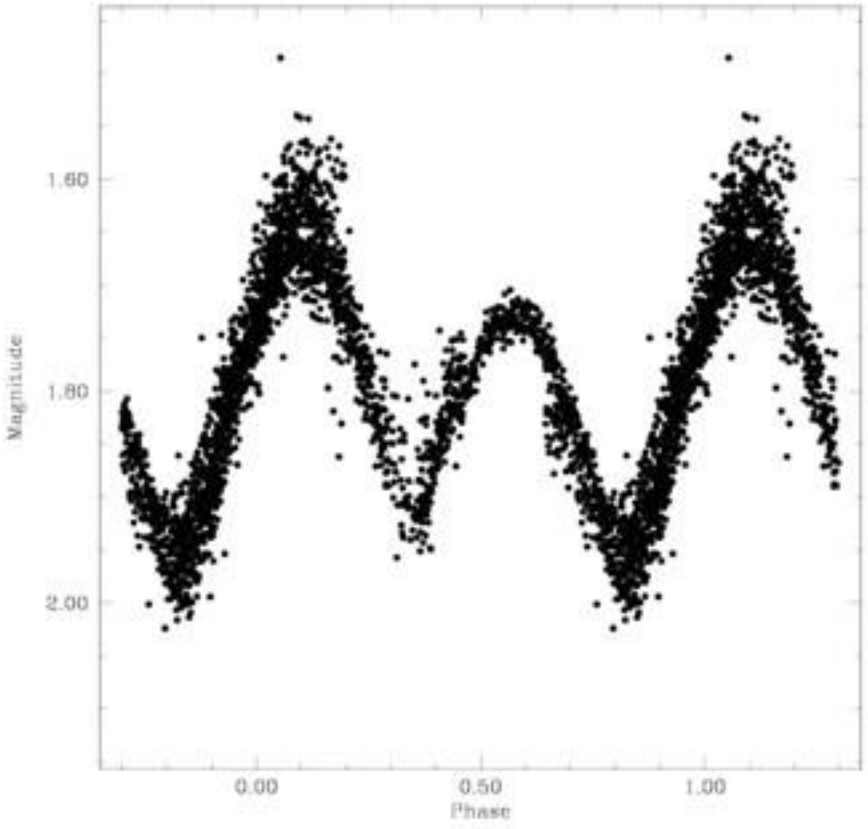


Figura 58: Curva di luce di USNO 1531-0149458.

La stella in questione è una variabile di tipo rotante. Ciò può essere osservato dalla netta differenza tra massimi. Stessa cosa tra i minimi. Il suo periodo di rotazione vale circa 0.2668 giorni. Osservando invece la differenza tra magnitudine massima e minima si nota che questa vale circa 0.4 mag (massimo: 14.18; minimo: 13.78). Questa differenza di magnitudine è particolarmente elevata per una variabile di tipo rotante. Infatti di solito si hanno escursioni di magnitudine intorno a 0.1 mag.

❖ **USNO-1534-0125216** (coordinate: α 03h 46m 19.7s, δ +63° 27’ 47”)

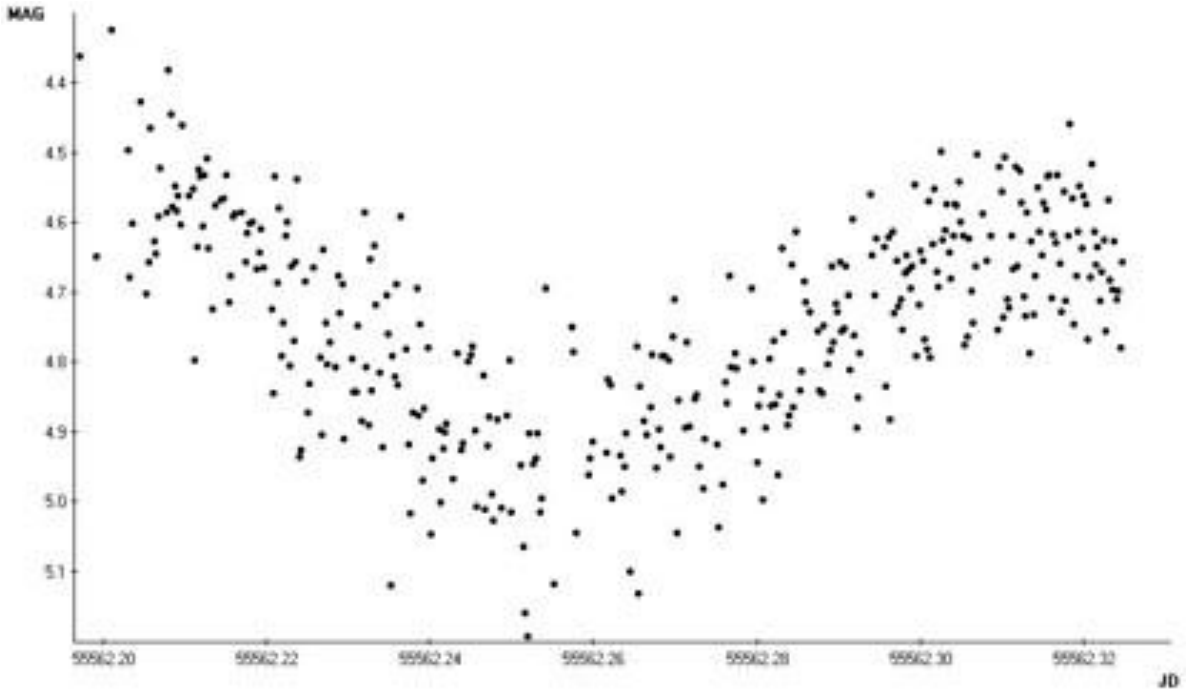


Figura 59: Curva di luce di USNO-1534-0125216.

Questa stella non è ancora attribuita in modo certo ad una categoria di variabili. Si ipotizza che sia una sistema binario di tipo EA (vedi capitolo 5.1.c). La variazione di magnitudine vale invece 0.6 mag.

8.3.d Conclusioni

La scoperta di queste due nuove variabili è di grande interesse. Entrambe dovranno però essere ancora studiate all’Osservatorio Calina, soprattutto USNO-1534-0125216. Servono infatti ancora notti di osservazioni e strumentazione ottica più adeguata per poter determinare il tipo di variabile a cui essa appartiene. Osservando le immagini del campo di BL Cam USNO-1534-0125216 è praticamente invisibile.

8.4 OSSERVAZIONE DI UU CAM

8.4.a Introduzione

La variabile UU Cam è oggetto di studio da anni all'Osservatorio Calina. Questa stella fu scoperta già nel 1938 da Baker e classificata come una cefeide. Negli anni '70 era invece classificata come sistema binario eclisse di tipo W UMa. Studi con tecnologie più avanzate l'hanno classificata come una variabile pulsante di tipo RR Lyrae. Come BL Cam è dunque molto interessante da studiare per l'importanza a livello astronomico di questa categoria di variabili soprattutto nell'ambito della stima della distanza di un corpo dalla terra. Inoltre il suo periodo, piuttosto breve, permette di eseguire studi interessanti in poche tempo. La figura 60 mostra la stella UU Cam.

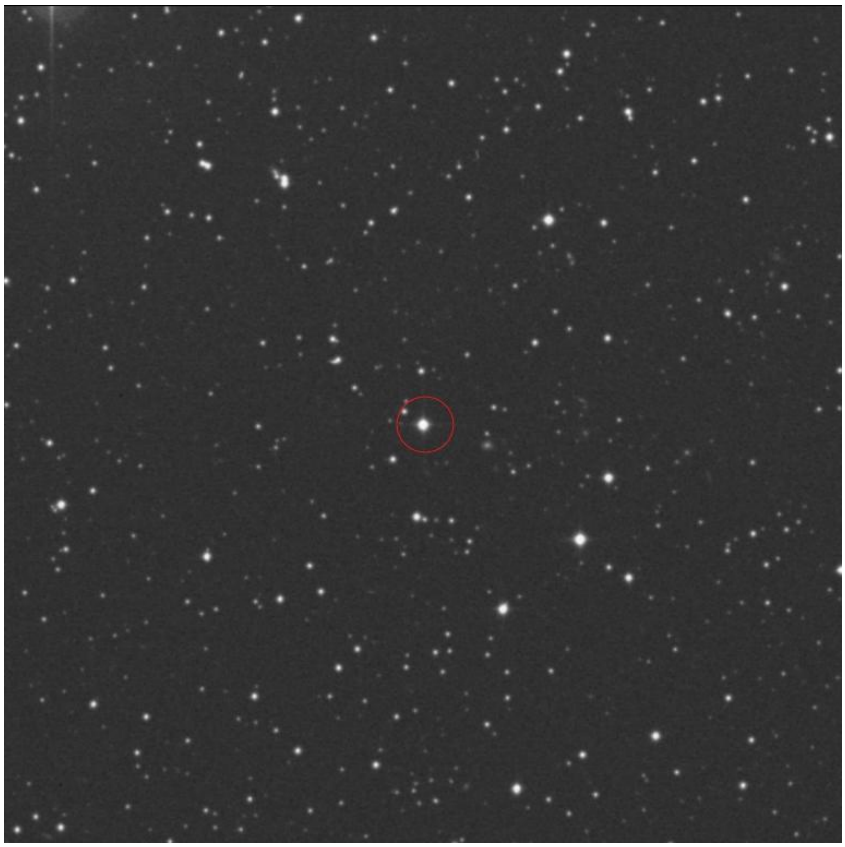


Figura 60: Cerchiata in rosso la stella UU Cam.

8.4.b Scopo

Come per l'osservazione di BL Cam si vogliono verificare le caratteristiche di questa stella tramite la redazione di una curva di luce rappresentante la sua variabilità.

8.4.c Osservazione e riduzione dati

L'osservazione, avvenuta con binning 2x2, è stata eseguita nel periodo estivo-autunnale dell'anno 2010. Nono sono stati usati particolari filtri per l'acquisizione delle immagini.

8.4.d Curva di luce

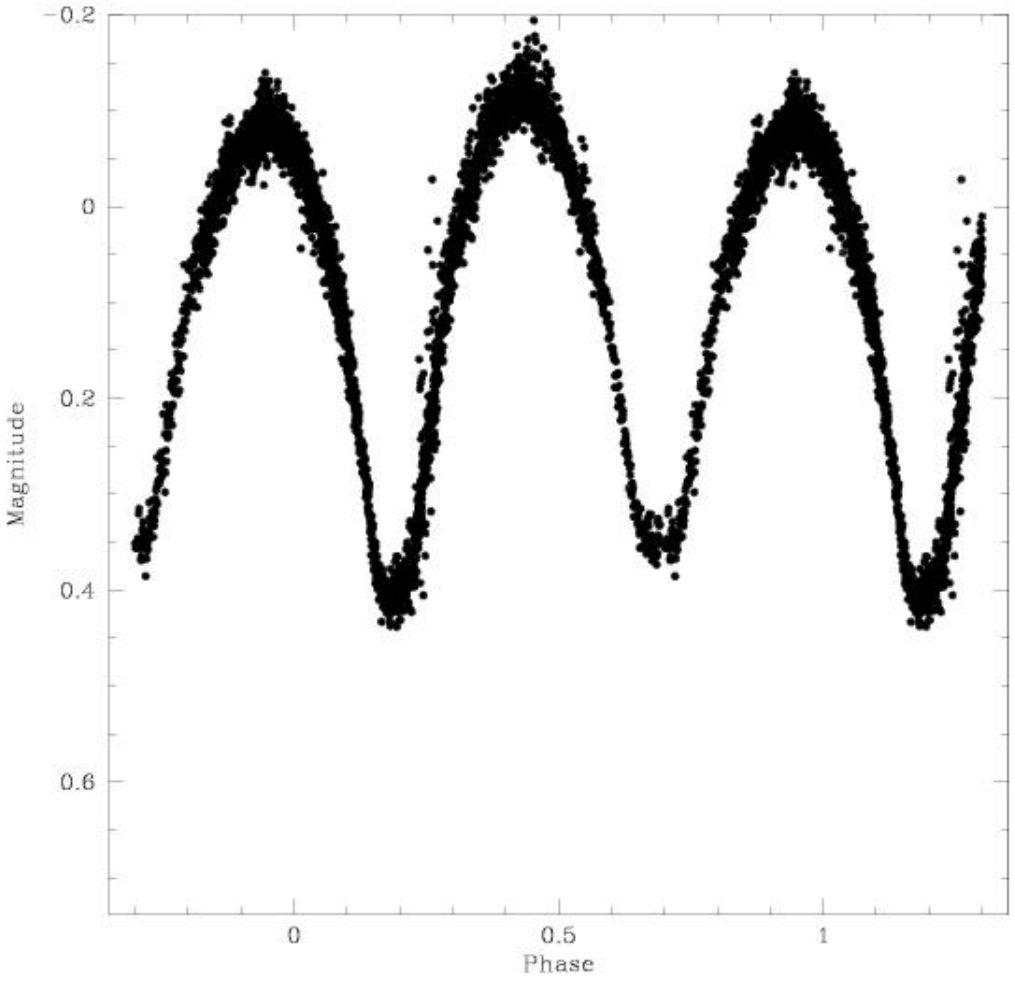


Figura 61: Curva di luce di UU Cam. Sull'asse delle ascisse è rappresentata la fase del periodo della variabile (tra 0 e 1 è eseguito un periodo; a 0.5 un mezzo periodo).

La curva di luce non mostra i precisi periodi caratteristici di una variabile pulsante (RR Lyrae) alla quale la variabile era associata. La differenza tra i minimi porta alla scoperta che UU Cam in realtà è una variabile eclisse. Più precisamente questa è di tipo EW, in quanto tra i massimi non vi è un lungo periodo di stabilità, come nel caso delle EA (Algolide). Il periodo di pulsazione è invece ricalcolato attorno a 982 minuti. La variazione di magnitudine, come si può notare nella figura 61, vale circa 0.55 mag.

8.4.e Conclusioni

Lo studio della variabile UU Cam ha portato alla correzione della categoria alla quale questa era stata assegnata. Le ricerche hanno portato alla scoperta che UU Cam in realtà è un sistema eclisse di tipo EW e non una RR Lyrae, come ritenuto prima della ricerca.

8.5 OSSERVAZIONE DI ALTRE VARIABILI DEL CAMPO DI UU CAM

8.5.a Introduzione

Pure il campo di UU Cam risulta essere ricco di altre stelle. Interessante quindi studiare pure questo campo osservativo, magari con la possibilità di individuare nuove variabili, come fatto con BL Cam. L'immagine seguente mostra il campo di UU Cam e la posizione di nuove variabili scoperte durante le nostre ricerche.

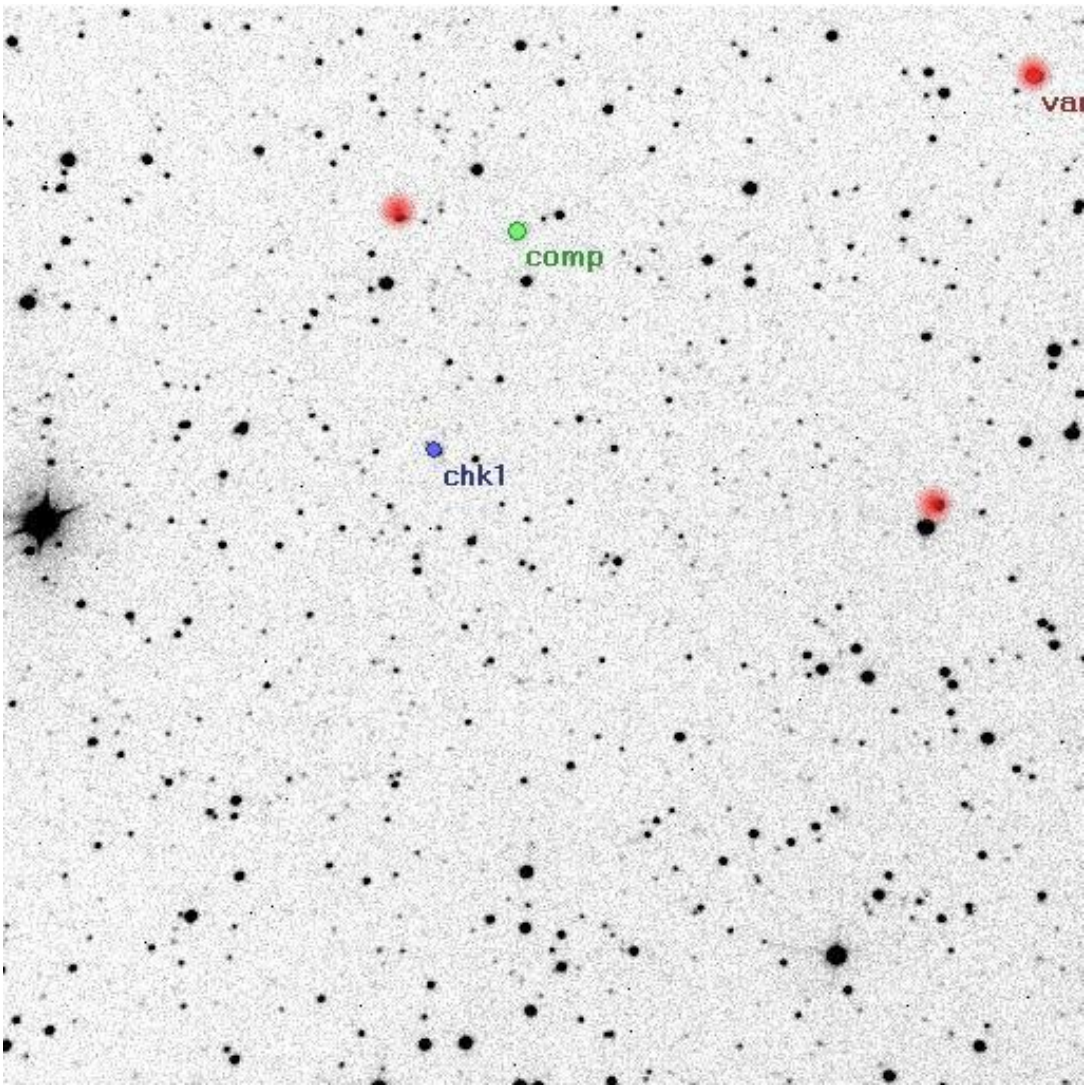


Figura 62: La posizione delle stelle nel campo di UU Cam. In rosso sono segnate le nuove variabili scoperte . Le curve di luce saranno mostrate nel pragrafo d) di questo capitolo.

8.5.b Scopo

Scopo di questo lavoro è lo studio del campo di UU Cam volto alla possibile scoperta di nuove stelle variabili in esso presenti: in poche parole scoprire che una stella fino ad ora considerata stabile in realtà non vari di luminosità. Vengono analizzate diverse stelle nel campo e segnalate quelle "sospette" grazie al software "Muniwin". In seguito l'osservatore analizza le curve di luce mostrate dal software e deduce se si tratta effettivamente di una variabile.

8.5.c Osservazione e riduzione dati

Il lavoro di riduzione dati e di analisi di curve di luce ha portato alla scoperta di tre nuove stelle variabili. Si trattano di due sistemi binari ad eclisse ed una pulsante.
Per le tre immagini sono state usate le stesse stelle di confronto e di controllo (si veda Figura 62). Il grafico "Confronto-Controllo" delle tre stelle sarà dunque il medesimo. Si noti la presenza di una retta costante, cosa che ci conferma la variabilità delle tre stelle in questione.

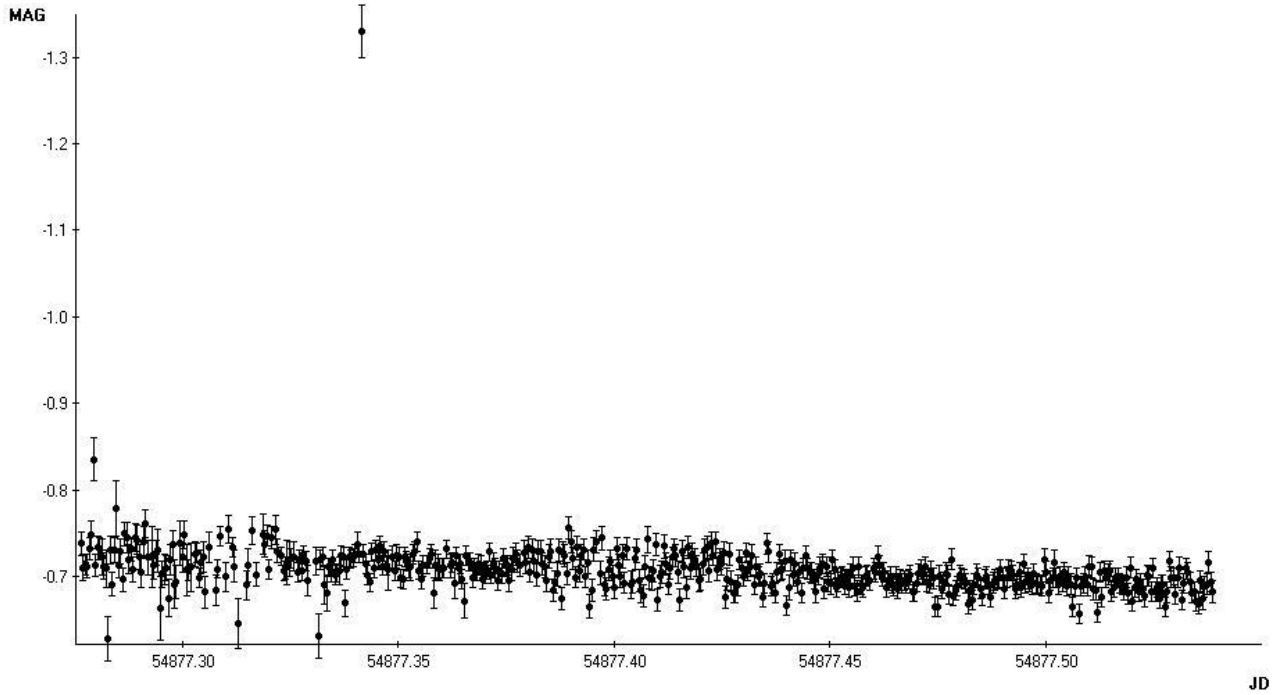


Figura 63: Confronto-Controllo delle tre stelle seguenti. Questo grafico prova la loro variabilità.

8.5.d Nuove scoperte e relative curve di luce

- ***GSC 4339-250 EA***

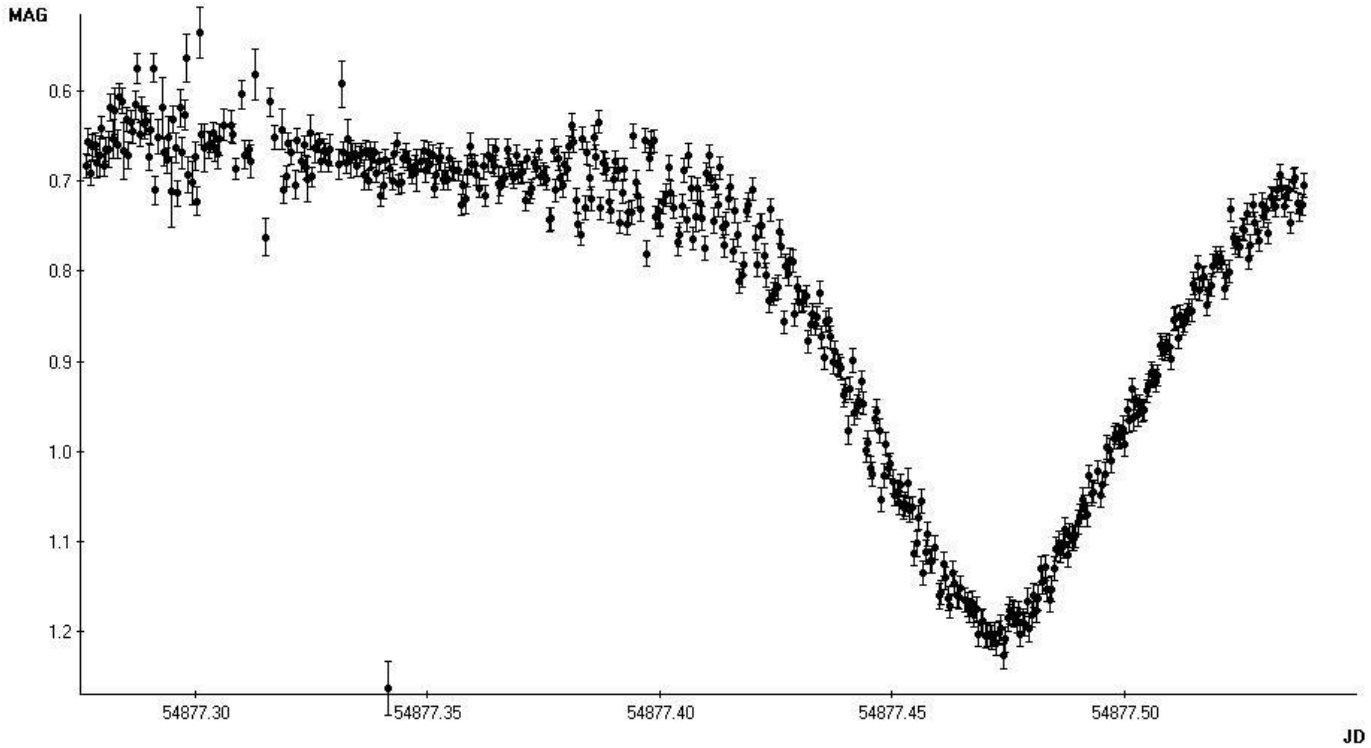


Figura 64: Curva di luce della stella GSC 4339-250 EA.

La curva di luce della stella GSC 4339-250 mostra chiaramente la presenza di un sistema binario eclisse. Il periodo di questo sistema è di 0.832 giorni. Più precisamente si tratta di un Algoide (EA, si veda capitolo 5.1.c) in quanto si nota la presenza di un massimo piuttosto costante e lungo seguito da un minimo primario che divide in modo netto la curva di luce. Questa è infatti una delle caratteristiche principali della Algoidi. Il secondo minimo può essere non presente nella curva oppure talmente piccolo da non essere riconosciuto. In questo caso si potrebbe dedurre che il sistema è formato da una stella molto grossa e poco luminosa che copre una più piccola e molto luminosa. Nel momento in cui questa copertura è completa si assiste al minimo primario; contrariamente quando la piccola copre la grande vi è soltanto una piccola diminuzione di luminosità.
Si è però trovato che questa stella fu già scoperta nel 2004, anche se con un periodo leggermente diverso da quello qui riportato (nell'articolo trovato su questa stella si parla di un periodo di 0.404 giorni).

❖ **GSC 4339-1166** (coordinate α 03h 49m 13s, δ +74° 36’ 51”)

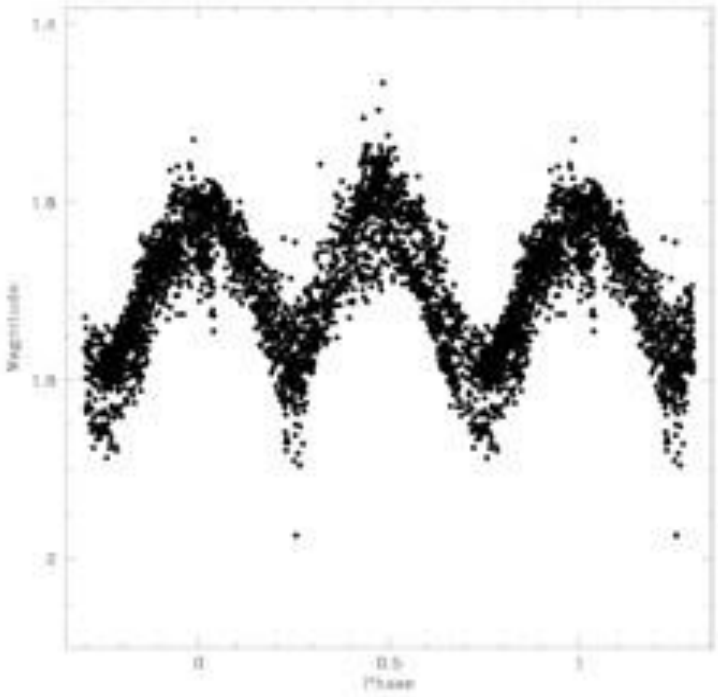


Figura 65: Curva di luce di GSC 4339-1166.

Pure l’analisi di questa curva si può definire la presenza di un sistema binario. Questo si differenzia da GSC 4339-250 in quanto il massimo non è costante. Si tratta infatti di un sistema binario di tipo EW con periodo di 0.58 giorni. La variazione di magnitudine vale circa 0.25 mag (da 13.50 mag a 13.25 mag).

❖ **GSC 4339-2181** (coordinate: α 03h 52m 17s, δ +74° 32’ 32”)

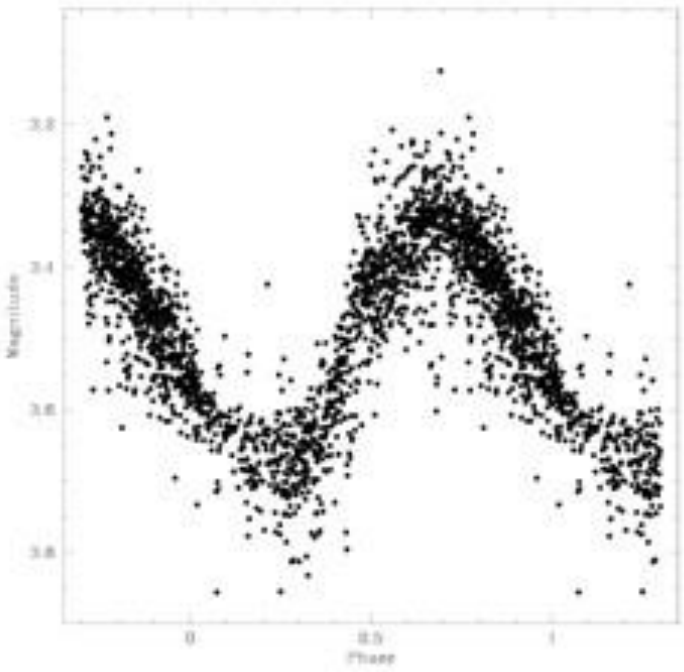


Figura 66: Curva di luce di GSC 4339-2181.

Questa nuova variabile è una pulsante, più precisamente una RR Lyrae. Ha un periodo di pulsazione di circa 0.272 giorni che esclude l’appartenenza al gruppo delle Delta Scuti. La variazione di magnitudine vale 0.47 mag. Interessante la dispersione dei punti della curva in fase di minimo e di massimo, fenomeno che dovrà essere prossimamente studiato.

8.5.e Conclusioni

Le informazioni su queste nuove variabili sono ancora poche in quanto gli studi sono ancora in fase iniziale. Bisognerà procedere ancora a lunghe osservazioni prima di avere risultati finali più completi e sicuri. Di sicuro interesse é lo studio della dispersione di GSC-4339-2181 nei punti di massimo e minimo, fenomeno al momento ancora poco chiaro. A breve verrà pubblicato un articolo scientifico riportante le scoperte fatte, sia per le variabili di UU Cam, si di BL Cam.

CAPITOLO 9 - CONCLUSIONI

Con questo lavoro è stato possibile accedere da due diverse direzioni al mondo dell'astronomia, più precisamente a quello delle stelle variabili.
In primis sono stati approfonditi temi come la catalogazione e la classificazione delle stelle variabili, la nucleosintesi, l'evoluzione e la struttura stellare, aggiunti a una parte sui metodi di osservazione, a partire dallo studio tramite un semplice cannocchiale fino alle modernissime camere CCD. È inoltre stato spiegato il funzionamento di un telescopio e descritte le caratteristiche di quello restaurato recentemente su finanziamento del Liceo di Lugano 2, usato in seguito per lo studio di alcune stelle variabili. Questo studio ha permesso di accedere al mondo astronomico in modo più concreto: dopo aver seguito aspetti teorici si entra tramite l'osservazione nella pratica. La ricerca è stata fatta principalmente su due stelle: BL Camelopardalis (BL Cam) e UU Camelopardalis (UU Cam). L'osservazione di queste due stelle ha portato ad interessanti risultati: per BL Cam è stata confermata la sua tipologia (si tratta di una δ Scuti) ed è stato calcolato il periodo (56 minuti) insieme alla sua variazione di magnitudine (0.33 mag.); UU Cam, classificata in precedenza come una pulsante RR Lyrae, è stato dimostrato che si tratta invece di un sistema binario eclisse di tipo EW con periodo di 982 minuti e variazione di 0.55 magnitudini.
Interessante risultato di questo studio, ottenuto grazie alla potenza di un software come "Muniwin", è stata la scoperta di nuove stelle variabili nei pressi delle due studiate. Queste nuove stelle, classificate in precedenza come stabili, si sono rivelate invece delle variabili. In questo lavoro ne sono state riportate quattro, tre delle quali sono già state classificate. La seguente tabella riassume i risultati:

CAMPO BL CAM	**CAMPO UU CAM**
• USNO 1531-0149458 è una nuova variabile rotazionale con periodo di 384 minuti e variazione di 0.4 magnitudini.	• GSC 4339-2181 è una nuova variabile pulsante (RR Lyrae) con periodo di 391 minuti e variazione di 0.47 magnitudini.
• USNO-1534-0125216 è una nuova variabile. È ipotizzata come una EA, ma è ancora da studiare.	• GSC 4339-1166 è una nuova variabile eclisse di tipo EW con periodo di 835 minuti e variazione di 0.47 magnitudini.

Oltre a queste stelle è stata osservata nel campo di UU Cam la GSC 4339-250, sistema binario a eclisse di tipo EA, solo recentemente scoperta.

La scoperta delle nuove stelle variabili porterà nei prossimi mesi alla pubblicazione di un articolo scientifico sui risultati ottenuti dalle osservazioni all'Osservatorio Calina, condotte da Giorgio Ciocca, Gabriele Cugno e Francesco Fumagalli. Queste verranno inoltre inserite nel "General Catalogue of Variable Stars" (GCVS). Queste variabili sono ancora in fase di studio e verranno monitorate ancora per alcuni anni dal team dell'Osservatorio Calina.

APPENDICE 1: ARTICOLO SU BL CAM SCRITTO A SEGUITO DELLE OSSERVAZIONI ESEGUITE AL CALINA.

A&A 515, A39 (2010)
DOI: 10.1051/0004-6361/201014243
© ESO 2010

Astronomy & Astrophysics

The field high-amplitude SX Phe variable BL Cam: results from a multisite photometric campaign*

II. Evidence of a binary – possibly triple – system

S. Fauvaud[1,2], J.-P. Sareyan[3], I. Ribas[4], E. Rodríguez[5], P. Lampens[6], G. Klingenberg[7], J. A. Farrell[8], F. Fumagalli[2], J. H. Simonetti[9], M. Wolf[10], G. Santacana[1], A.-Y. Zhou[11], R. Michel[12], L. Fox-Machado[12], M. Alvarez[12], A. Nava-Vega[13], M. J. López-González[5], V. M. Casanova[5], F. J. Aceituno[5], I. Scheggia[14], J.-J. Rives[15], E. G. Hintz[16], P. Van Cauteren[17], M. Helvaci[18], C. Yesilyaprak[19], K. A. Graham[20], L. Král[21], R. Kocián[21], H. Kučáková[21], M. Fauvaud[1], B. H. Granslo[7], J. Michelet[22], M. P. Nicholson[20], J.-M. Vugnon[23], L. Kotková[24], K. Truparová[21], C. Ulusoy[25], B. Yasarsoy[25], A. Avdibegovic[10], M. Blažek[10], J. Kliner[10], P. Zasche[10], S. Bartošíková[21], M. Vilášek[21], O. Trondal[7], F. Van Den Abbeel[26], R. Behrend[27], and H. Wücher[1]

(Affiliations can be found after the references)

Received 11 February 2010 / Accepted 21 February 2010

ABSTRACT

Context. Short-period high-amplitude pulsating stars of Population I (δ Sct stars) and II (SX Phe variables) exist in the lower part of the classical (Cepheid) instability strip. Most of them have very simple pulsational behaviours, only one or two radial modes being excited. Nevertheless, BL Cam is a unique object among them, being an extreme metal-deficient field high-amplitude SX Phe variable with a large number of frequencies. Based on a frequency analysis, a pulsational interpretation was previously given.

Aims. We attempt to interpret the long-term behaviour of the residuals that were not taken into account in the previous Observed-Calculated (O–C) short-term analyses.

Methods. An investigation of the O–C times has been carried out, using a data set based on the previous published times of light maxima, largely enriched by those obtained during an intensive multisite photometric campaign of BL Cam lasting several months.

Results. In addition to a positive $(161 \pm 3) \times 10^{-9}$ yr^{-1} secular relative increase in the main pulsation period of BL Cam, we detected in the O–C data short- (144.2 d) and long-term (~3400 d) variations, both incompatible with a scenario of stellar evolution.

Conclusions. Interpreted as a light travel-time effect, the short-term O–C variation is indicative of a massive stellar component (0.46 to 1 $M_\odot$) with a short period orbit (144.2 d), within a distance of 0.7 AU from the primary. More observations are needed to confirm the long-term O–C variations: if they were also to be caused by a light travel-time effect, they could be interpreted in terms of a third component, in this case probably a brown dwarf star ($\geq$0.03 $M_\odot$), orbiting in ~3400 d at a distance of 4.5 AU from the primary.

Key words. stars: variables: δ Scuti – stars: individual: BL Camelopardalis – stars: oscillations – binaries: general – techniques: photometric

1. Introduction

SX Phe-type stars of the Galactic field are high-amplitude Population II pulsators located in the lower part of the classical (Cepheid) instability strip, close to the main sequence, among the high-amplitude Population I δ Scuti variables (e.g., Nemec & Mateo 1990; Breger 2000; Rodríguez 2003). Only a few (14) field SX Phe-type stars have been found to date. However, more than one hundred SX Phe variables have been discovered among the blue straggler population of globular clusters, and in nearby dwarf galaxies (e.g., Rodríguez & López-González 2000; Jeon et al. 2003, 2004; Mazur et al. 2003).

Multiperiodicity with more than two independent modes is not a common feature among the high-amplitude pulsators of the low instability strip. However, BL Cam (= GD 428, α_{2000} = 3h47ml9s, δ_{2000} = +63°22′07″, $\langle V \rangle \sim$ 13.1 mag, ΔV = 0.33 mag) is one of these very few exceptions. In addition to its main pulsation frequency f_0 = 25.5769 cycles per day (d^{-1}), the multiperiodicity of this extreme metal-deficient ([Fe/H] = −2.4 dex; McNamara 1997) field SX Phe-type star has been claimed by different authors (cf. Fauvaud et al. 2006, for a review, hereafter F06). Analysis of the main period temporal changes of BL Cam has also revealed a secular increase in its main period and the possibility that this star is a member of a detached binary system (F06).

Since BL Cam is a very attractive target for observational asteroseismology, we initiated the first multisite photometric campaign for this object to investigate in detail its pulsational behaviour. The results of a frequency analysis (Rodríguez et al. 2007, hereafter R07) has largely allowed the reduction of the daily alias and provided the true value of the first overtone frequency (32.6 d^{-1}). R07 confirmed the existence of a very dense pulsational frequency spectrum in this star, in addition to the already known high-amplitude main periodicity.

In this paper, we present a new analysis of the main period variation of BL Cam by means of the Observed-Calculated (O–C) diagram of the O–C times. From a general point of view,

* Table 2 is only available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/515/A39

Table 1. Journal of observations carried out from October 2007 to February 2009.

Observatory	Location	Telescope(m)	Filters	Nights	Hours
SPM	San Pedro Mártir (México)	0.84	*Vby*	22	97.8[a]
Cal	Carona (Switzerland)	0.14/0.30	no	14	81.1
PiM	Pic du Midi (France)	0.60	*V*	6	34.9
O3k	Treize-Septiers (France)	0.20	no	6	19.5[b]
Ond	Ondrejov (Czech Republic)	0.65	*R*	6	14.9
Gil	Gilman (USA)	0.30	*V*	2	4.8
Mar	Blacksburg (USA)	0.35	*V*	2	4.4
Gras	Mayhill (USA)	0.30	*R*	1	2.2
Ves	Vesqueville (Belgium)	0.20	V	1	1.9

Notes. Observatory code: Cal = Calina Observatory; Gil = Gilman Observatory; Gras = Global Rent-a-Scope Observatory; Mar = Martin Observatory; O3k = Observatoire des trois korrigans; Ond = Ondrejov Observatory; PiM = Observatoire du Pic du Midi; SPM = San Pedro Mártir Observatory; Ves = Vesqueville Observatory. [(a)] Strömgren *b* and *y* filters were used during one night. [(b)] *V* filter was using during 2 h.

the O–C method (see, e.g., Sterken 2005) allows us to assess the consistency between the measurement of an observable phenomenon and its prediction, and the possible importance of the light travel-time (LTT) effect in the O–C diagram. A historical example of this method is the discovery made by Olaüs Römer, in 1676, of the finite velocity of light, obtained observing the eclipse phenomena of Jupiter's Io satellite (Débarbat 1978; Sterken 2005). The variable LTT effect, caused by the different positions of the Earth on its orbit, makes it necessary to convert Julian dates into Heliocentric Julian dates. In variable star studies, the analysis of the O–C diagram is a widely used tool.

The paper is organized as follows. The observations and data reduction are presented in Sect. 2. A new ephemeris and a description of the O–C diagram are given in Sect. 3. An interpretation of the O–C values is proposed in Sects. 4, and 5 is devoted to a discussion. A conclusion and perspectives are given in Sect. 6.

2. Observations and data reduction

Our multisite photometric campaign was performed between August 2005 and February 2009, from 24 professional and amateur observatories located in Europe and North America. The participating sites from August 2005 to March 2007, their instrumentation and the methods of data reduction, including the selesected comparison stars, were described in R07.

From October 2007 to February 2009, new photometric observations of BL Cam were carried out mainly from Observatorio Astronómico Nacional San Pedro Mártir (Baja California, México), Calina Observatory (Switzerland), and Observatoire du Pic du Midi (France). Some other data were collected at stations located in Belgium, Czech Republic, France, and USA. Table 1 presents a summary of the observations with the list of the observatories. All data were obtained with CCD cameras using various filters, including some observations without any filter.

The times of the observed light maximum were determined by fitting each peak of the light curves by a third or a fifth degree polynomial, using the software package Peranso (Vanmunster 2008). We estimate the standard deviation (1σ) in an individual maximum to be between ~0.0003 and 0.0006 d (~26 and 52 s). Comparing the maximum times sets obtained by different observers during simultaneous runs indicates, however, a scatter of between ~0.0001 and 0.002 d (~10 and 200 s), yielding a typical 1σ uncertainty of ~0.0008 d (i.e., ~70 s).

A total of 930 new times of light maximum, listed in Table 2, were recorded during our runs. Table 2 also includes 9 maximum times based on measurements from the AAVSO database, and 20 maxima that we estimated from light curves of Martin (1996, 2001). Our new analysis of the O–C residuals for the main period of BL Cam is based on a data set consisting of 1510 times of light maximum, constituted by those used in F06 (with the 61 unpublished maxima from Delaney et al. 2000), including the light maxima of Table 2, and an additional 2 and 73 maxima published in Klingenberg et al. (2006) and Fu et al. (2008), respectively. Our complete data set spans from December 1976 to February 2009, i.e., more than 30 years.

Even though not explicitly mentioned, the light maximum times published in previous papers are commonly assumed to be in coordinated universal time (UTC). However, the fluctuations of the Earth's rotation rate (e.g., Souchay 2007; McCarthy & Seidelmann 2009) affect UTC, which runs with irregular jumps of a full second. Over the past 30 years, the deviation of UTC from a fixed frame of time reference has increased in steps of 1 s, making it roughly an average of 1 s yr^{-1}. The consequences become significant for LTT effects when a time baseline longer than a few years is considered, and when the amplitude of the effect is small (Ribas 2005). In addition, the secular decrease rate of the Earth's spin induces a slow decrease in the variation in the pulsation period of a star (Bastian 2000). To avoid these problems, we converted all UTC timings into barycentric dynamical time (TDB), using the expressions of Seidelmann & Fukushima (1992) and corrections provided by Berthier (2009 private communication). Thus, TDB-UTC varies from +47.184 s in 1976 to +66.184 s in 2009.

Table 2 gives both the calculated $HJD_{\max}$ and $BJD_{\max}$ times of light maximum, expressed in Heliocentric Julian Days (HJD in the UTC scale) and Barycentric Julian Days (BJD, i.e. HJD in the TDB scale), respectively. However, our analysis of the O–C diagram was performed using $BJD_{\max}$.

3. The O-C diagram

A weight ($\frac{1}{\sigma^2}$) was assigned to each time of maximum for the data set described in Sect. 2. When no uncertainty was published, a median uncertainty $\sigma = 0.0005$ d was adopted (F06). Hereafter, E is the cycle number elapsed since the initial epoch of the ephemeris (i.e., JD ~ 2443125.8).

We first checked and revised the linear ephemeris of Zhou et al. (1999, Eq. (2)). The best-fit least squares regression to the entire weighted light maxima data set gives the new linear ephemeris

$$BJD_{\max} = BJD\ 2443125.80068(4) + 0.0390978897(2)E \quad (1)$$

which has a standard deviation of $\sigma = 0.0025$ d (the uncertainty in the last digit is indicated in parentheses).

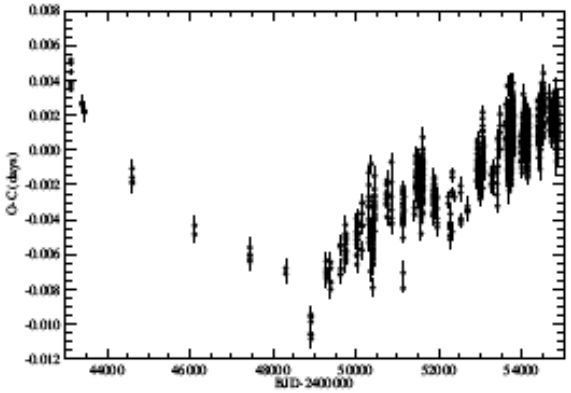


Fig. 1. O–C diagram for BL Cam using the new linear ephemeris (Eq. (1)).

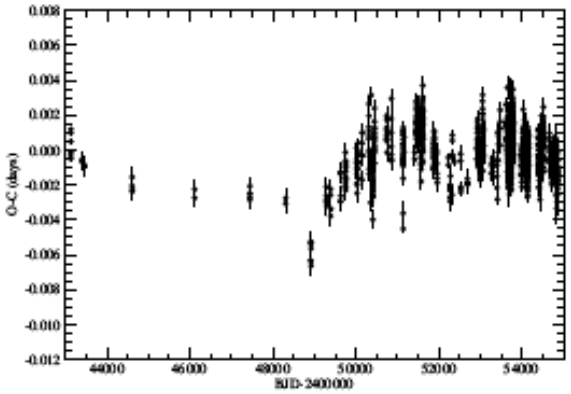


Fig. 2. O–C diagram for BL Cam using the new quadratic ephemeris (Eq. (2)).

Despite the revision of Zhou et al.'s linear ephemeris, a parabolic trend remains in the O–C diagram (Fig. 1), and the period and initial epoch do not match the light maxima. The parabolic shape indicates that the main period of BL Cam slowly increased with time, which can be represented by a second-order polynomial. The best-fit relation of the data yields the new, more accurate, quadratic ephemeris

$$BJD_{\max} = BJD\,2443125.80466(6) + 0.0390977846(6)E + 3.367(15)\times 10^{-13}E^2 \quad (2)$$

The standard deviation is $\sigma = 0.0013$ d (Fig. 2). The squared term implies a secular increase rate $dP/(Pdt) = (4.41 \pm 0.06)\times 10^{-10}$ d^{-1} $= (161 \pm 3)\times 10^{-9}$ yr^{-1} of the main pulsation period P of BL Cam with time t, i.e., a period increase of about 1 s per 1800 yr.

If we remove the parabolic shape, significant residuals remain in the O–C values (Fig. 2), which have a long periodic modulation, of a timescale of several years. These residuals have already been reported and interpreted as a LTT effect (with a semi-amplitude of 148 ± 12 s and a period of 10.5 ± 0.2 yr, according to F06), i.e., a cyclic light timing signal as received by a terrestrial observer, due to the wobble of the main star's barycentre induced by a companion.

If we focus on the period between August 2005 and February 2009, these new intensive observational run data indicate that a short-term (~0.4 yr) periodic O–C shift also appears. A careful inspection of the O–C diagram shows that this behaviour was

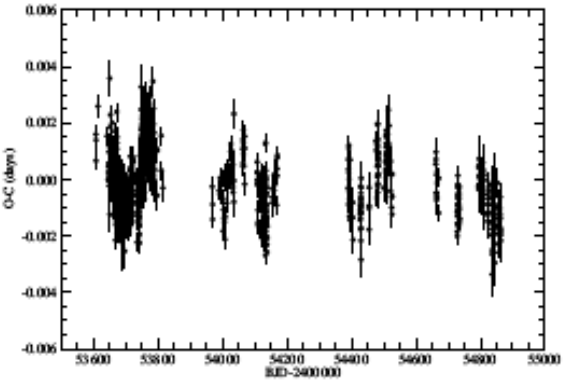


Fig. 3. Detail of Fig. 2 (August 2005 to February 2009), showing a periodic short-term variation.

present in the past. No single observation conflicts with this observed O–C oscillation. Indeed, this short-term variation is:

- obvious during our multisite campaign (Fig. 3), i.e., between August 2005 and February 2009 (JD 2453606 to 2454863);
- probable between September 2003 and March 2004 (JD 2452906 to 2453085);
- very possible between August 1999 and March 2000 (JD 2451415 to 2451620), and from August 1996 to January 1997 (JD 2450310 to 2450450).

These long- and short-term modulations – and their large amplitude residuals – are compatible with neither stellar evolution on a secular timescale nor the timescale of the pulsations (~1 h). As period changes in pulsating variable stars are related to the mean density variation of a star during its evolution (Eddington 1918), this basic interpretation is insufficient to explain the observations in numerous cases (e.g, Handler 2000). For the SX Phe variables, the discrepancy between the theoretical period changes and the observed rates shows that non-evolutionary or non-linear processes must be invoked (e.g., Rodríguez 2003, for a review). On the one hand, several physical processes have been suggested to explain the observed non-evolutionary period changes, for example stellar companions, and non-linear effects in pulsation caused by stellar rotation or resonant coupling frequencies (e.g., Breger & Pamyatnykh 1998; Szeidl 2005; Templeton 2005). On the other hand, according to a study of Percy et al. (2007) of three SX Phe-type stars, the contribution of random cycle-to-cycle period fluctuations seems insufficient to explain the non-parabolic shape of the O–C diagram.

While the parabolic main trend of the O–C diagram of BL Cam is likely a consequence of a period increase due to secular evolution, the time constants (~10 and 0.4 yr) involved in the long- and short-term oscillations point at non-evolutionary processes. Although adjustments in the internal structure of the star cannot be completely ruled out to generate abrupt period changes (see F06), our simple interpretation that we propose here is that two bodies orbit BL Cam, producing LTT effects in its O–C diagram.

4. BL Cam as a binary system, and the possible existence of a third body

A Fourier analysis of the O–C values, obtained from Eq. (2), was carried out with the Period04 software developed by Lenz & Breger (2005). The long-term modulation was investigated, as

Table 3. Orbital solutions for the companion BL Cam B.

	BL Cam B
LTT semi-amplitude (s)	96.6 ± 0.5
Eccentricity	0.19 ± 0.01
Argument of periastron (°)	87.5 ± 2.9
Orbital period (d)	144.19 ± 0.02
Periastron passage (BJD)	2454119 ± 3.831

well as the short one in the JD ranges described in Sect. 3, with a 0.01 d^{-1} frequency step. Two periods were found, ~7 yr and ~144 d, with semi-amplitudes ~52 s and ~105 s, respectively. However, the oldest data (JD < 2 449 000) are sparse or might have large uncertainties. Therefore, our Fourier analysis focused on the data obtained after JD 2 449 000, which infers periods of ~8.6 yr and 144.18 d, with respective semi-amplitudes ~82 s and 102.6 s.

A three-body model fit of the O–C diagram was then performed on the highest quality O–C data (JD > 2 449 000). Historically, such a triple system was first suggested by Chandler (1892) for Algol, precisely based on the assumption of LTT effects.

The basic equations describing the LTT effect of a binary system as a function of the orbital motion were first proposed by Irwin (1952). The formalism used in this study was described in Ribas et al. (2002); these authors developed a model that takes into account all the binary parameters such as semi-amplitude, eccentricity, argument of periastron, orbital period, and time of passage at periastron.

Since our LTT effect computing program can only deal with one orbit at a time, we used an iterative process where we first introduced the short orbital period. The fitting of the data started with the period and semi-amplitude obtained from the Fourier analysis. The short period orbit was first considered to be circular, and when all the other parameters are settled, the computation of the eccentricity was carried out.

In the case of the long period orbit, the residuals in the short period LTT effect were first computed, and we then started a new computation, based on the values derived from the previous Fourier analysis. We then searched for solutions of fixed eccentricity by scanning different values (leaving all other parameters free). An independent attempt to fit the data, leaving all parameters free, was unsuccessful.

Table 3 presents the final results of the best fit obtained for the LTT effect caused by the short orbit, when considering JD > 2 449 000 data. The standard deviation of the fit is 78.8 s. The 144.19 ± 0.02 d periodicity is found for BL Cam B, assuming a mass of 0.99 $M_\odot$ for BL Cam A (McNamara 1997). Figure 4 shows the phase-folded fit corresponding to this short period.

If it were caused a third object, a LTT effect analysis would infer a long orbit consistent with a rather high eccentricity (>0.6), a ~9.3 yr period, and a semi-amplitude around 60 s (this last value being especially sensitive to the eccentricity). An eccentricity of 0.7 yields a 3390 ± 26 d period (i.e. 9.28 ± 0.07 yr, with a 65.6 ± 1.2 s semi-amplitude). Although a long oscillation is clearly visible in the O–C diagram and is unlikely to be spurious, the data cover only about two cycles, meaning that this LTT model (Fig. 5) has a weaker significance compared to the short 144 d orbit already found.

These large O–C variations could also be accounted for by successive abrupt period changes (i.e., straight segments in the O–C diagram, instead of a stable periodic variation). As mentioned before, our actual phase coverage is insufficient to establish an unambiguous interpretation. In the case of a third (BL Cam C) object, its derived orbital properties strongly depend on the long-term correction of the O–C trends (either linear or quadratic). Thus this possibility has to be confirmed by future continuous monitoring of the star. In the following steps of this study, we decided not to rule out the hypothesis of a second companion, even if only suspected.

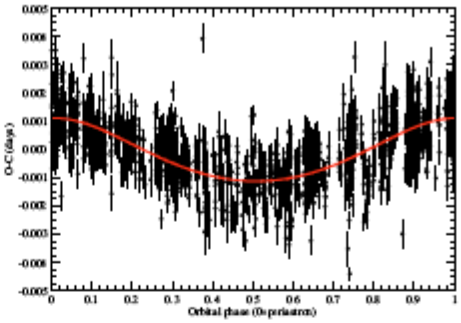


Fig. 4. O–C diagram for BL Cam phased against the short orbital period (144.19 ± 0.02 d), according to the best-fit LTT model (Table 3).

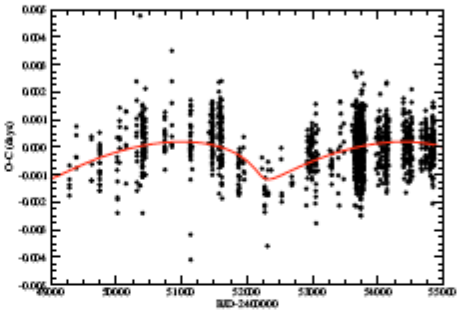


Fig. 5. O–C diagram for BL Cam phased against the long orbital period (3390 ± 26 d) fitting, according to the best-fit LTT model.

Table 4. Predicted properties of the two companions of BL Cam A.

BL Cam B			BL Cam C		
m_B ($M_\odot$)	i_B (°)	a_B (AU)	m_C ($M_\odot$)	i_C (°)	a_C (AU)
0.99	35.0	0.68	0.99	2.7	5.5
0.50	69.8	0.62	0.50	4.4	5.0
0.46	90	0.61	0.08	22.9	4.5
			0.03	90	4.4

Since we do not observe any eclipse in our photometric observations of BL Cam, the inclination of the system cannot be precisely determined. However, the Kepler's third law can be used to estimate the minimum masses and minimum semi-major axes of the two companions BL Cam B and BL Cam C, BL Cam A being the primary and SX Phe variable star of the system (e.g., Hilditch 2001). Indeed, assuming a mass of 0.99 $M_\odot$ for BL Cam A, BL Cam B should have a mass $m_B \geq 0.46\ M_\odot$ and its orbit a semi-major axis $a_B \geq 0.6$ AU; BL Cam C should be less massive than BL Cam B, with a mass $m_C \geq 0.030\ M_\odot$ (i.e. $m_C \geq 31.5\ M_{Jupiter}$) and a semi-major axis $a_C \geq 4.4$ AU (Table 4).

5. Discussion

5.1. Frequency of the main pulsation and its variation

The main frequency pulsation of BL Cam published in R07 (f_0 = 25.57647 d^{-1}) was obtained from the Fourier analysis of only a small part of the time series available for the whole 2005-6 campaign. They considered fewer than 47% of the total observing hours, fewer than 31% of the total number of nights, and fewer than 24% of the total time span of the campaign (128 d over its total 540 d duration). Their f_0 = 25.57647 d^{-1} value (a period of 0.0390984370 d) was significantly shorter than the one calculated in this work, this time dealing with all available times of light maxima. We obtain here f_0 = 25.57690 d^{-1} (a period of 0.0390977846 d, cf. our Eq. (2)). This value is identical to that determined previously (with a smaller amount of data but with a rather wide time base) in F06. The difference between the two published values (here and in F06, versus R07) is quite large, amounting to 0.00043 d^{-1}, i.e., 1 cycle per 6.37 yr.

The increasing rate of change in the main pulsation period of BL Cam estimated in Sect. 3 is based on a parabolic fit to the O–C diagram. Even if the existence of period jumps in the O–C diagram cannot be ruled out a priori (F06), the large and positive rate of period change found here, i.e., $\frac{dP}{Pdt}$ = (4.41 ± 0.06) × 10^{-10} d^{-1} = (161 ± 3) × 10^{-9} yr^{-1} is much larger than those predicted by the evolutionary tracks of SX Phe pulsators (Rodríguez 2003).

5.2. Predicted properties of the companions of BL Cam A

The masses of the two companions of BL Cam A estimated in Sect. 4 are the minimum values derived from a Keplerian orbit. Of course, these calculations of the masses depend strongly on the system inclination.

For a triple system and an eccentricity of 0.7 for BL Cam C orbit, Table 4 shows that the possible mass range of BL Cam B, between 0.46 and 0.99 $M_\odot$, corresponds to inclinations of between 90 and 35°, and semi-major axes between 0.61 and 0.68 AU. Hence BL Cam B could be either a white or a red dwarf, i.e., in the case of a red dwarf, a M-type star that would be 4–5 mag fainter than BL Cam A in the V-band. Although this rather massive companion is in the vicinity of BL Cam A, a Roche lobe geometry approximation (e.g., Warner 1995; Hameury 2007) shows that the two bodies should be a detached binary system.

In the case of a synchronized orbit – for which the orbital period (144.2 d) is equal to the rotational period of the star –, we can obtain a minimal value of the equatorial rotational velocity of BL Cam A. With a 1.16 $R_\odot$ radius (McNamara 1997), we obtain 0.4 km s^{-1}. This estimation is much lower than the uncertain upper limit $v \sin i \leq 18$ km s^{-1} (where v is equatorial rotation velocity, and i is inclination angle of a spin axis to our line of sight) given by McNamara (1985) from spectroscopic data. Both values yield a low rotational velocity for BL Cam A.

In the same way, Table 4 shows that the suspected component BL Cam C could be either a brown dwarf (of mass between 0.03 and 0.08 $M_\odot$ for an inclination of between 90 and 23°), a low-mass red star (of mass between 0.08 and 0.5 $M_\odot$ for an inclination of between 23 and 4°), or even a more massive star i.e., a white dwarf (of mass between 0.5 and 1 $M_\odot$ for an inclination of between 4 and 2.5°). In these three cases, the semi-major axis should be, respectively, about 4.5, 4.5 to 5.0, and 5.0 to 5.5 AU. A random distribution of orbital inclinations yields a higher 0.92 probability of a brown dwarf, and a lower 0.077 probability of a low mass red star, while a more massive companion seems very unlikely (probability 0.0015).

If BL Cam C were a brown dwarf, it should be located in the "brown dwarf desert", given its 4.5 AU separation from BL Cam A. This "brown dwarf desert" is not yet a well understood region, in which brown dwarf companions located within a few astronomical units of their host stars are not detected (e.g., Grether & Lineweaver 2006; Kürster et al. 2008, and references therein).

5.3. Hypothesis about the formation of the BL Cam system

It is impossible to know whether the system formed as a multiple (binary or triple) system, or its companions have been driven around BL Cam A by a capture mechanism. In the case of a third component (BL Cam C), its probable low mass, long period, and possible high eccentricity favours a capture process (e.g., Halbwachs 2007). As stellar collisions are very uncommon in the halo field (e.g., Preston & Sneden 2000), the system might have formed together by means of the fragmentation of a collapsing cloud or disk, about 5.4 Gyr ago (McNamara 1997). This scenario would be in agreement with: (i) the low eccentricity (0.19 ± 0.01, cf. Table 3) of BL Cam B, possibly resulting from the tidal circularization of its orbit (Claret & Cunha 1997); (ii) the respective closer (<0.68 AU) and larger (>∼4.5 AU) distances of BL Cam B and BL Cam C from the main star. In the case of a triple system, this scenario is consistent with a stable three-body system configuration over a Gyr timescale (e.g., Harrington 1968; Szebehely & Zare 1977; Quirrenbach 2006).

Assuming a simultaneous formation of the components of the BL Cam system, one can argue that the orbits of BL Cam B and BL Cam C should be coplanar – even though the actual observations infer these preferential values for the inclination (cf. Tokovinin 2008). In this case, the possible inclination of BL Cam C would be restricted to the range of inclinations permitted for BL Cam B, i.e., from 35 to 90°. In this case, the range of possible BL Cam C masses is from 0.030 to 0.053 $M_\odot$ (i.e., 32 to 56 $M_{Jupiter}$).

5.4. Multiplicity among the field SX Phe stars and eventual connection of BL Cam with the blue straggler objects

Since many SX Phe-type stars have been discovered among the blue stragglers of globular clusters, the possible connection between these two populations has been analysed by several authors (e.g., Nemec & Mateo 1990).

The blue stragglers (Sandage 1953) have been found in the halo of the Milky Way, in globular and open clusters, and in dwarf galaxies. Their formation and evolutionary status remains unclear. To explain the increase in the lifetime of these main sequence stars, several hypotheses have been proposed: the most probable is that the blue stragglers are interacting binaries, produced by direct stellar collisions or binary evolution (see, e.g., reviews by Livio 1993; and Stryker 1993), but they could also be the product of primordial hierarchical triple stars (Perets & Fabrycky 2009; see also the results of Ferraro et al. 2009; and Mathieu & Geller 2009).

Over the past two decades, large photometric and radial velocity surveys of metal-poor blue stars (i.e., halo field blue stragglers, following Jorissen & Frankowski 2008) have been carried out, mainly by Preston & Sneden (2000, and references therein) and Carney et al. (2005, and references therein). They have led to the discovery of three new SX Phe-type stars. Until now,

fourteen field SX Phe-type stars have been identified (thirteen in Table 1 of Rodríguez 2003, and CS 22871-040 mentioned in Preston & Sneden 2000). Three of these field SX Phe are binary or multiple stars: KZ Hya, CS 22966-043, and now BL Cam. Both CS 29499-057 and CY Aqr are possible binaries, although this requires confirmation (for more details, see Liu et al. 1991; McNamara 1997; Preston & Sneden 2000; Fu & Sterken 2003; Rodríguez 2003; Fu et al. 2008). This reduced sample cannot provide robust statistics in our analysis, but it raises a question about the connection between the SX Phe stars and the blue straggler objects as interacting binaries. The orbital periods are typically some hundreds of days, and the three multiple known systems have low eccentricities. According to Preston & Sneden (2000), these characteristics are consistent with a mass transfer model.

One may speculate about the observational difference for field stars between a Population II star (low metallicity, evolved) and a more recent binary system where the main component has been cannibalized by its companion, leading to eventual metallic depletion. On the one hand, BL Cam has the low metallicity of all field SX Phe variables, and the multiplicity expected of blue stragglers in the more usual hypotheses, but, being a field star, no conclusion can be reach about its age and evolution.

6. Conclusion and future prospects

From 2005 to 2009, an intensive photometric campaign has been dedicated to the SX Phe-type star BL Cam. This campaign has allowed a large amount of observations to be gathered by amateurs and professionals from Europe and North-America. This multisite campaign has led to a new pulsation analysis of BL Cam. An analysis of the O–C diagram has been performed to investigate the main pulsation period of the star. A short period (144.19 ± 0.02 d) has been detected in the O–C variations, as well as a possible long-term periodic (3390 ± 26 d) variation. We therefore invoked a light travel-time effect to interpret the short-term variation, and proposed the presence of a rather massive stellar companion (from ~0.5 to 1 $M_{\odot}$), closer than ~0.7 AU to BL Cam, with a short period orbit (144.2 d). In addition, about two long cycles of quasi-periodic fluctuations have been observed over a period of about two decades. This long timescale O–C modulation could also be interpreted as a light travel-time effect, which is indicative of an additional object orbiting BL Cam. If real, it should be a low mass object ($\geq$0.03 $M_{\odot}$), very probably a brown dwarf, orbiting in ~9.3 yr within a ~4.5 AU distance.

The analysis of the O–C diagram has also allowed us to measure a positive secular increase in the main period at the rate $(4.41 \pm 0.06) \times 10^{-10}$ d^{-1} = $(161 \pm 3) \times 10^{-9}$ yr^{-1}. A continuous photometric monitoring is essential for obtaining a superior knowledge of the oscillations and behaviour of the main pulsation period of BL Cam, and confirming the three-body system hypothesis.

BL Cam is quite distant (~1000 pc; McNamara 1997), and its companion(s) are too faint and too closely orbiting to be observed by direct imaging techniques. The spectrum of BL Cam has only a few lines – mostly of hydrogen (McNamara & Feltz 1978; Alvarez & Fox-Machado, private comm). From the above orbital parameters, we can infer that the radial velocity curve should have a semi-amplitude of ~15 km s^{-1}. This could be within the reach of modern spectrographs, provided we achieve a high enough signal-to-noise ratio to unambiguously detect and identify lines.

Acknowledgements. E.G.H. acknowledges the use of the 1.8-m Plaskett Telescope at the Dominion Astrophysical Observatory, Herzberg Institute of Astrophysics, National Research Council of Canada. J.H.S. is very grateful to his group of students at the Physics Department of the Virginia Polytechnic Institute and State University. L.F.M. and M.A. acknowledge financial support from the UNAM under grant PAPIIT IN114309. S.F. thanks Russ Robb (University of Victoria, Canada) who provided the unpublished times of light maxima, and Jérôme Berthier and François Colas (institut de mécanique céleste et de calcul des éphémérides, France). This investigation was partially supported by the Junta de Andalucía and the Spanish Dirección General de Investigación (DGI) under projects AYA2006-06375 and AYA2009-10394. The observations were partially collected with the 1.5m telescope at SNO which is operated by the Instituto de Astrofísica de Andalucía. Data from Pic du Midi Observatory have been obtained with the 0.6 m telescope, a facility operated by observatoire Midi-Pyrénées and Association T60, an amateur association. Part of the data used in this work was acquired with equipment purchased thanks to a research fund financed by the Belgian National Lottery (1999). We acknowledge with thanks the variable star observations from the American Association of Variable Star Observers international database contributed by observers worldwide and used in this study. This research has made use of both the Simbad database, operated at CDS, Strasbourg, France, and the Astrophysics Data System, provided by NASA, USA.

References

Bastian, U. 2000, IBVS, 4822
Breger, M. 2000, Delta Scuti and related stars: reference handbook and proceedings of the 6th Vienna workshop in astrophysics, ed. M. Breger, & M. H. Montgomery, ASP Conf. Ser., 210, 3
Breger, M., & Pamyatnykh, A. A. 1998, A&A, 332, 958
Carney, B. W., Latham, D. W., & Laird, J. B. 2005, AJ, 129, 466
Chandler, S. C. 1892, AJ, 11, 113
Claret, A., & Cunha, N. C. S. 1997, A&A, 318, 187
Déharbat, S. 1978, in Rœmer et la vitesse de la lumière, ed. R. Taton, Editions Vrin, 143
Delaney, P., Robb, R. M., Berndsen, A., Blake, R. M., & Khosravani, H. 2000, IBVS, unpublished
Eddington, A. S. 1918, MNRAS, 79, 2
Fauvaud, S., Rodríguez, E., Zhou, A. Y., et al. 2006, A&A, 451, 999 (F06)
Ferraro, F. R., Beccari, G., Dalessandro, E., et al. 2009, Nature, 462, 1028
Fu, J. N., & Sterken, C. 2003, A&A, 405, 685
Fu, J. N., Zhan, C., Marak, K., et al. 2008a, ChJAA, 8, 237
Fu, J. N., Khokhuntod, P., Rodríguez, E., et al. 2008b, AJ, 135, 1958
Grether, D., & Lineweaver, C. H. 2006, ApJ, 640, 1051
Halbwachs, J.-L. 2007, Binary stars, in ELSA school on the science of Gaia, http://www.astro.lu.se/ELSA/pages/PublicDocuments/Halbwachs.pdf
Hameury J.-M. 2007, in Limites et lobes de Roche, ed. J.-M. Faidit (Vuibert and Société astronomique de France), 275
Handler, G. 2000, in Variable stars as essential astrophysics tools, ed. C. Ibanoğlu, NATO Sciences Series C, 544 (Kluwer Academic Publishers), 557
Harrington, R. S. 1968, AJ, 73, 190
Hilditch, R. W. 2001, An introduction to close binary stars (Cambridge University Press)
Irwin, J. B. 1952, ApJ, 116, 211
Jeon, Y. B., Lee, M. G., Kim, S. L., & Lee, H. 2003, AJ, 125, 3165
Jeon, Y. B., Lee, M. G., Kim, S. L., & Lee, H. 2004, AJ, 128, 287
Jorissen, A., & Frankowski, A. 2008, Graduate school in astronomy: XII Special courses at the National Observatory of Rio de Janeiro, ed. P. Pellegrini, S. Daflon, J. Alcaniz, & E. Telles, American Institute of Physics, AIP Conf. Proc., 1057, 1
Kim, C., Jeon, Y.-B., & Kim, S.-L. 2003, PASP, 115, 755
Klingenberg, G., Dvorak, S. W., & Robertson, C. W. 2006, IBVS, 5701
Kürster, M., Endl, M., & Reffert, S. 2008, A&A, 483, 869
Lenz, P., & Breger, M. 2005, Comm. Asteroseis., 146, 5
Liu, Y. Y., Jiang, S. Y., & Cao, M. 1991, IBVS, 3606
Livio, M. 1993, Blue stragglers, ed. R. A. Saffer, ASP Conf. Ser., 53, 3
Martin, B. 1996, CCD Astron., 7
Martin, B. 2001, http://www.kingsu.ab.ca/~brian/astro/cba_alta/data_archive/blcam/blcam.html
Mathieu, R. D., & Geller, A. M. 2009, Nature, 462, 1032
McCarthy, D. D., & Seidelmann, P. K. 2009, Time-From Earth rotation to atomic physics (Wiley VCH)
McNamara, D. H. 1985, PASP, 97, 715
McNamara, D. H. 1997, PASP, 109, 1221
McNamara, D. H., & Feltz, K. A. 1978, PASP, 90, 275
Mazur, B., Krzeminski, W., & Thompson, I. B. 2003, MNRAS, 340, 1205

Nemec, J., & Mateo, M. 1990, Confrontation between stellar pulsation and evolution, ed. C. Cacciari, & G. Clementini, ASP Conf. Ser., 11, 64
Percy, J. R., Bandara, K., & Cimino, P. 2007, JAAVSO, http://www.aavso.org/publications/ejaavso
Perets, H. B., & Fabrycky, D. C. 2009, ApJ, 697, 1048
Preston, G. W., & Sneden, C. 2000, AJ, 120, 1014
Quirrenbach, A. 2006, in Extrasolar planets, ed. M. Mayor, D. Queloz & S. Udry, Saas-Fee Adv. Course (Springer), 31, 1
Ribas, I. 2005, The light-time effect in astrophysics: causes and cures of the O–C diagram, ed. C. Sterken, ASP Conf. Ser., 335, 55
Ribas, I., Arenou, F., & Guinan, E. F. 2002, AJ, 123, 2033
Rodríguez, E. 2003, Recent Res. Devel. Astron. Astrophys., 1, 881
Rodríguez, E., & López-González, M. J. 2000, A&A, 359, 597
Rodríguez, E., Fauvaud, S., Farrell, J. A., et al. 2007, A&A, 471, 255 (R07)
Sandage, A. R. 1953, AJ, 58, 61
Seidelmann, P. K., & Fukushima, T. 1992, A&A, 265, 833
Souchay, J. 2007, in Topics in gravitational dynamics: solar, extra-solar and galactic systems, ed. D. Benest, C. Froeschlé, & E. Lega, Lect. Notes Phys. (Springer), 729, 151
Sterken, C. 2005a, The light-time effect in astrophysics: causes and cures of the O–C diagram, ed. C. Sterken, ASP Conf. Ser., 335, 3
Sterken, C. 2005b, The light-time effect in astrophysics: causes and cures of the O–C diagram, ed. C. Sterken, ASP Conf. Ser., 335, 181
Stryker, L. L. 1993. PASP, 105, 1081
Szebehely, V., & Zare, K. 1977, A&A, 58, 145
Szeidl, B. 2005, Tidal evolution and oscillations in binary stars: third Granada workshop on stellar structure, ed. A. Claret, A. Giménez, & J.-P. Zahn, ASP Conf. Ser., 333, 183
Templeton, M. R. 2005, JAAVSO, 34, 1
Tokovinin, A. 2008, MNRAS 389, 925
Vanmunster, T. 2008, Peranso-Light curve and period analysis software, http://www.peranso.com/
Warner, B. 1995, Cataclysmic variable stars (Cambridge University Press)
Zhou, A.-Y., Rodríguez, E., Jiang, S.-Y., Rolland, A., & Costa, V. 1999, MNRAS, 308, 631

[1] Observatoire du Bois de Bardon, 16110 Taponnat, France
e-mail: stephane.fauvaud@wanadoo.fr
[2] Groupe Européen d'Observation Stellaire (GEOS), 23 Parc de Levesville, 28300 Bailleau l'Evêque, France
[3] Observatoire de la Côte d'Azur, BP 4229, 06304 Nice Cedex 4, France, and Observatoire de Paris-Meudon, LESIA, 92190 Meudon, France
e-mail: jean-pierre.sareyan@obspm.fr
[4] Institut de Ciéncies de l'Espai (CSIC-IEEC), Campus UAB, Facultat de Ciéncies, Torre C5, parell, 2a pl., 08193 Bellaterra, Spain
[5] Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC, PO Box 3004, 18080 Granada, Spain
[6] Koninklijke Sterrenwacht van België, Ringlaan 3, 1180 Brussel, Belgium
[7] Variable Star Section, Norwegian Astronomical Society, PO Box 1029 Blindern, 0315 Oslo, Norway
[8] Sulphur Flats Observatory, 449 Sulphur Creek Road, Jemez Springs, NM 87025, USA
[9] Martin Observatory, Physics Dep., Virginia Polytechnic Institute & State Univ., Blacksburg, VA 24061, USA
[10] Astronomical Institute, Charles University Prague, V Holesovickach 2, 180 00 Praha 8, Czech Republic
[11] National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, PR China
[12] Observatorio Astronómico Nacional, Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, A.P. 877, Ensenada, BC 22860, Mexico
[13] Facultad de Ciencias Químicas e Ingeniería, Universidad Autónoma de Baja California, Calzada Tecnologíco No. 14418, Mesa de Otay, C.P. 22390, Tijuana, B.C. Mexico
[14] Societá Astronomica Le pleiadi, Italy
[15] Observatoire des trois korrigans, 85600 Treize-Septiers, France
[16] Department of Physics and Astronomy, Brigham Young University, N283 ESC, Provo, UT 84602, USA
[17] Beersel Hills Observatory, B-Beersel, Belgium
[18] Akdeniz University, Department of Physics, 07058 Antalya, Turkey
[19] Ataturk University, Department of Physics, 25340 Erzurum, Turkey
[20] American Association of Variable Star Observers, 25 Birch St., Cambridge, MA 02138, USA
[21] Project Eridanus, Observatory and Planetarium of Johann Palisa, Tr. 17. listopadu 15, 708 33 Ostrava-Poruba, Czech Republic
[22] Club d'Astronomie Lyon Ampère, 37 rue Paul Cazeneuve, 69008 Lyon, France
[23] Club Eclipse, 22 rue du Borrégo, Appt 5A4, 75020 Paris, France
[24] Astronomical Institute, Academy of Sciences, 251 65 Ondrejov, Czech Republic
[25] Ege University Observatory, 35100 Bornova, Izmir, Turkey
[26] Vesqueville Observatory, rue de Fayet 8, 6870 Vesqueville, Belgium
[27] Geneva Observatory, 1290 Sauverny, Switzerland

APPENDICE 2: ARTICOLO SU UNA RECENTE SCOPERTA RIGUARDANTE LE CEFEIDI

24 Novembre 2010
Articolo tratto da eso.org

Svelato il mistero delle stelle pulsanti Cefeidi

Con la scoperta del primo sistema binario in cui una delle due stelle è una Cefeide, una stella pulsante variabile, e grazie al fatto che una stella del sistema transita davanti all'altra, un team internazionale di astronomi ha risolto un mistero vecchio di decenni. Il raro allineamento delle orbite delle due stelle in questo sistema stellare doppio ha infatti permesso una misura della massa della Cefeide con una precisione senza precedenti. Fino ad oggi gli astronomi avevano due teorie incompatibili tra loro per determinare la massa delle Cefeidi. Con questo risultato si conferma la teoria della pulsazione stellare, mentre quella dell'evoluzione stellare è in contrasto con queste nuove osservazioni.

I nuovi risultati, ottenuti da un team guidato da Grzegorz Pietrzyński (Universidad de Concepción, Cile, Obserwatorium Astronomiczne Uniwersytetu Warszawskiego, Polonia) sono pubblicati sul numero del 25 novembre della rivista Nature.

Grzegorz Pietrzyński sottolinea il notevole risultato raggiunto: "Utilizzando lo strumento HARPS sul telescopio di 3.6 metri dell'ESO di La Silla in Cile, insieme ad altri telescopi, abbiamo misurato la massa di una delle Cefeidi con una precisione di gran lunga superiore a tutte le stime precedenti. Questo nuovo risultato ci permette di vedere immediatamente quale delle due teorie, tra loro in competizione, utilizzate per determinare le masse delle Cefeidi sia corretta".

Le Variabili Cefeidi classiche, di solito chiamate più semplicemente Cefeidi, sono stelle instabili più grandi e molto più luminose del Sole [1].

Si espandono e si contraggono in modo regolare, impiegando da pochi giorni ad alcuni mesi per completare il ciclo. Il tempo necessario per crescere di luminosità per poi tornare ai valori di partenza è più lungo per le stelle che sono più luminose e più breve per quelle più deboli. Questa relazione così precisa rende lo studio delle Cefeidi uno dei modi più efficaci per misurare le distanze di galassie vicine e da lì tracciare la scala di tutto l'universo [2].

Purtroppo, nonostante la loro importanza, le caratteristiche delle Cefeidi non sono completamente note. La determinazione della loro massa sulla base della teoria delle stelle pulsanti, è il 20-30% minore di quella determinata grazie alla teoria dell'evoluzione stellare. Questa discrepanza è emersa dagli anni '60 del secolo scorso.

Per risolvere il mistero, gli astronomi avevano bisogno di trovare una stella doppia di cui una fosse una Cefeide e la cui orbita doveva essere vista di taglio dalla Terra. In questi casi, noti come sistemi binari ad eclisse, la luminosità delle due stelle si affievolisce quando una delle due passa davanti all'altra, e ancora quando passa dietro l'altra stella. In tali coppie gli astronomi possono determinare la massa delle stelle con grande precisione [3]. Purtroppo né le Cefeidi né le binarie a eclisse sono comuni, quindi la possibilità di trovare una coppia così insolita sembrava molto bassa. Nessun sistema di questo tipo è stato finora scoperto nella Via Lattea.

Wolfgang Gieren, un altro membro del team, aggiunge: "Di recente abbiamo effettivamente trovato quello che speravamo, un sistema di due stelle, tra quelle della Grande Nube di Magellano. Essa contiene una Cefeide, una stella variabile pulsante che completa il suo ciclo ogni 3,8 giorni. L'altra stella è leggermente più grande e più fredda, e i due corpi celesti orbitano l'uno intorno all'altro in 310 giorni. La vera natura binaria dell'oggetto è stata immediatamente confermata quando l'abbiamo osservato con lo spettrografo HARPS a La Silla".

Gli astronomi hanno misurato accuratamenta le variazioni di luminosità di questo raro oggetto, denominato OGLE-LMC-CEP0227 [4], quando le due stelle orbitando sono passate una davanti all'altra. Hanno inoltre usato HARPS e altri spettrografi sia per misurare i moti di allontanamento e avvicinamento alla Terra delle stelle che il moto orbitale delle due stelle e i movimenti degli strati superficiali della Cefeide quando nelle sue fasi di espansione e contrazione.

Questi dati estremamente dettagliati e completi hanno permesso ai ricercatori di determinare il moto orbitale, la dimensione e la massa delle due stelle con una precisione molto alta - superando di molto le stime finora disponibili per una Cefeide. La massa della Cefeide è ormai nota essere con un'incertezza dell'1% e concorda esattamente con quanto ipotizzato dalla teoria della pulsazione stellare. E al contrario, la massa più grande ipotizzata dalla teoria dell'evoluzione stellare dimostra di essere significativamente in errore.

La stima molto migliore della massa è solo uno dei risultati di questo lavoro, e il team spera di trovare altri esempi di queste coppie di stelle, estremamente utile per poterne sfruttare il metodo ulteriormente. Gli astronomi ritengono che da questi sistemi binari si sarà eventualmente in grado di stabilire la distanza della Grande Nube di Magellano con un margine dell'1%, il che significherebbe un miglioramento molto importante nella scala delle distanze cosmiche.

Note

[1] Le prime Cefeidi sono stati avvistate nel 18 ° secolo e le più luminose possono essere facilmente viste variare di sera in sera ad occhio nudo. Esse prendono il nome dalla stella Delta Cephei nella costellazione di Cefeo (il Re), che fu osservata la prima volta variare da John Goodricke in Inghilterra nel 1784. Sorprendentemente, Goodricke fu anche il primo a spiegare le variazioni di luce di un altro tipo di stella variabile, le binarie ad eclisse. In questo caso si tratta di due stelle in orbita una intorno all'altra che passano una di fronte all'altra per una parte delle loro orbite e quindi aumenta la luminosità totale delle coppia. L' attuale oggetto, molto raro, studiato dal team è sia una Cefeidi che una binaria a eclisse. Le Cefeidi classiche sono stelle massicce, distinte da stelle pulsanti simili ma di massa inferiore che non condividono la stessa storia evolutiva.

[2] Il rapporto luminosità/periodo per le Cefeidi, scoperta da Henrietta Leavitt nel 1908, è stato utilizzato da Edwin Hubble per fare le prime stime della distanza di ciò che ora sappiamo essere galassie. Più recentemente le Cefeidi sono stati osservate con il telescopio spaziale Hubble e con il VLT dell'ESO a Paranal per fare stime molto accurate della distanza di molte galassie vicine.

[3] In particolare, gli astronomi possono determinare con grande precisione le masse delle stelle, se capita che entrambe le stelle abbiano una luminosità simile, e quindi le linee spettrali che appartengono a ciascuna delle due stelle può essere visto nello spettro osservato delle due stelle insieme, come è il caso per questo oggetto.

[4] Il nome OGLE-LMC-CEP0227 nasce dal fatto che la stella è stato scoperta essere una variabile durante la ricerca OGLE per microlenti gravitazionali. Maggiori informazioni su OGLE sono disponibili all'indirizzo: http://ogle.astrouw.edu.pl/.

RINGRAZIAMENTI

Oltre a ringraziare, per tutto il tempo e le energie messeci a disposizione, il nostro professore Dr.Nicolas Cretton, responsabile per i LAM di fisica al Liceo Lugano 2, ci teniamo a citare per l'ingente aiuto datoci Francesco Fumagalli, responsabile dell'Osservatorio Calina di Carona.
Egli infatti, costruttore e grande esperto di telescopi, ci ha guidato dapprima nella spiegazione del funzionamento e delle procedure da seguire per l'osservazione del cielo. Ci ha insegnato come usare un telescopio e come procedere per ottenere delle curve di luce con la massima precisione.
La sua grande esperienza nell'ambito delle stelle variabili ci ha permesso di apprendere diverse informazioni e curiosità riguardo questo interessante campo dell'astronomia.
Per tutto il tempo a noi dedicato e tutta la pazienza avuta, ci teniamo pertanto a ringraziarlo di cuore.

Figura 67: Francesco Fumagalli e il nuovo telescopio WNT 40 di Carona, da lui recentemente restaurato.

BIBLIOGRAFIA

❖ Fonti delle immagini

Figura 1 : http://www.astrosurf.com/matajur1976/widefield/Orione50mm.jpg
Figura 2: F. Fumagalli
Figura 3: http://www.brunocrocesoftware.it/RadioOraSolare/sole_e_la_sua_produzione_di_e.htm
Figura 4: http://it.wikipedia.org/wiki/File:CNO_Cycle.svg
Figura 5: http://it.wikipedia.org/wiki/File:Triple-Alpha_Process.svg
Figura 6: http://territorioscuola.com/wikipedia/?title=Zona_convettiva
Figura 7: http://it.wikipedia.org/wiki/File:Tipi_stellari_sfondo_trasparente.png
Figura 8: http://www.nicolascretton.ch/Astronomy/images/HR_post_MS_sun_track.jpg
Figura 9: F. Fumagalli
Figura 10: http://it.wikipedia.org/wiki/File:Bok_globules_in_IC2944.jpg
Figura 11: http://www.nicolascretton.ch/Astrobiology/Corso_aggiornamento_astrobiologia.pdf
Figura 12: F. Fumagalli
Figura 13: http://probingthedarkness.wordpress.com/2010/11/21/la-vita-stellare-evoluzione/
Figura 14 :http://museo.cs.unibo.it/nebulosa_occhio_di_gatto.htm
http://www.zmphoto.it/foto/remedios/24911/
Figura 15: http://www.scienzagiovane.unibo.it/mortestelle/3-bianche.html
Figura 16: http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2005/37/image/a/format/web/
Figura 17: http://wikipedia.org
Figura 18: http://www.notiziedalcosmo.storiepoesie.it/wp-content/uploads/2009/04/schema-del- calo-di - luminosita-di-algol.jpg
Figura 19: G.Ciocca
Figura 20: astro.wisc.edu
Figura 21: http://www.boulder.swri.edu/~terrell/talks/aavso2001/algol_v.gif
Figura 22: http://www.boulder.swri.edu/~terrell/talks/aavso2001/betalyr.gif
Figura 23: http://www.boulder.swri.edu/~terrell/talks/aavso2001/wuma.gif
Figura 24: eso.org
Figura 25: http://varsao.com.ar/Curva_Eta_Carinae.htm
Figura 26: http://ferrebeekeeper.files.wordpress.com/2010/05/etacarinae.jpg
Figura 27: http://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/9/91/High_Amplitude_Delta_Scuti_star.gif
Figura 28: http://www.starobserver.eu/multiplestars/deltacephei_files/hrpulsvar_1.jpg
Figura 29: http://www.nap.edu/openbook.php?record_id=11019&page=66
Figura 30: F.Fumagalli
Figura 31: F.Fumagalli
Figura 32: http://www.chris-savoury.postgrad.shef.ac.uk/cv.png
Figura 33: http://upload.wikimedia.org/wikipedia/en/9/95/U_Gem_aavso.png
Figura 34: F.Fumagalli
Figura 35: http://apod.nasa.gov/apod/image/novaCygni_hst.gif
Figura 36: wikipedia.org
Figura 37: http://www.astronomica.it/osservatorioweb.jpg
Figura 38: http://www.astrofilipadova.it/osservatorio/fotometro.htm
Figura 39: http://www.crunchgear.com/wp-content/photos/ccd_sensors.jpg
Figura 40: http://www.webalice.it/e.prosperi/ccd/ccd103.html
Figura 41: Introduction to CCDs, Simon Tulloch
Figura 42: Introduction to CCDs, Simon Tulloch
Figura 43: http://grid006.oa-roma.inaf.it/WP/?p=40
Figura 44: http://www.cana.it/archivio/zen24.html
http://www.scalaperlestelle.com/index.php?page=primo
Figura 45: http://www.onera.fr/conferences-en/naos/
http://www.chilloutpoint.com/images/2009/march/hubble/hubble101.jpg
Figura 46: http://www.foam13.it/VIAGGI/2010%20Carona/800/13.jpg

Figura 47: http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fbasic
Figura 48: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 49: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 50: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 51: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 52: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 53: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 54: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 55: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 56: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 57: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 58: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 49: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 60: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 61: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 62: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 63: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 64: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 65: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 66: F.Fumagalli, G.Cugno, G.Ciocca
Figura 67: http://www.foam13.it/VIAGGI/2010%20Carona/800/06.jpg

❖ Fonti dei testi

Francesco Fumagalli ci ha fatto alcune lezioni riguardanti le stelle variabili. Inoltre ci siamo basati sui seguenti testi.

Capitolo	**Fonti**
Le stelle variabili	- **Catalogo stelle variabili:** http://cdsarc.u-strasbg.fr/afoev/var/edenom.htx - wikipedia.org
Nucleosintesi stellare	- wikipedia.org - http://www.fmboschetto.it/lavori_studenti/La%20Fusione%20Nucleare.pdf - http://www.daviddarling.info/encyclopedia/R/r-process.html - http://www.mpa-garching.mpg.de/lectures/ADSEM/WS0910_Goblirsch.pdf
Struttura stellare	- wikipedia.org - http://www.universetoday.com/18471/convective-zone/ - http://www.astroala.it/didattica/stelle/struttura.htm
Evoluzione stellare	- http://it.wikipedia.org/wiki/Evoluzione_stellare - http://www.astrosurf.com/cosmoweb/stelle/evoluzione.html - http://astrolink.mclink.it/hr.htm - http://www.orsapa.it/evstellare/Protst.htm - http://outreach.atnf.csiro.au/education - http://astronomy.swin.edu.au/sao/downloads/HET611-M17A01.pdf - http://www.castfvg.it/zzz/ids/nanabia.html
Classificazione delle variabili	- wikipedia.org - "L'osservazione delle stelle variabili" di Gerry A.Good. - http://www.boulder.swri.edu/~terrell/talks/aavso2001/frame04.html - ftp://cdsarc.u-strasbg.fr/pub/cats/B/gcvs/vartype.txt - **Binarie eclisse:** http://www.leonardoscienze.it/joomla/geografia-generale/stelle-binarie-analisi-dettagliata-generale-e-della-binaria-vv-cephei.html - **Variabili pulsanti:** www.danielegasparri.com

	- **Lobo di Roche:** http://astronomy.swin.edu.au/cosmos/R/Roche-lobe - Relazione periodo-luminosità: http://astrolink.mclink.it/topics/variabili/per_lum.htm - **Indicatori distanza:** http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/1994/49/background/ - http://www.otticademaria.it/astro/Introduzione/var.html - http://astro.liceofoscarini.it/stelle/cefeidi.html - http://www.springerlink.com/content/m7036220484m51v6/
L'osservazione delle stelle variabili	- "L'osservazione delle stelle variabili" di Gerry A. Good - **Argelander**: http://www.grav.it/visuale_argelander.htm - **Binning**: www.webalice.it/e.prosperi/ccd/ccd103.html - http://www.danielegasparri.com/Italiano/articoli/ - http://www.astrofilipadova.it/osservatorio/fotometro.htm - **Camere CCD**: wikipedia.org - Introduction to CCDs, Simon Tulloch