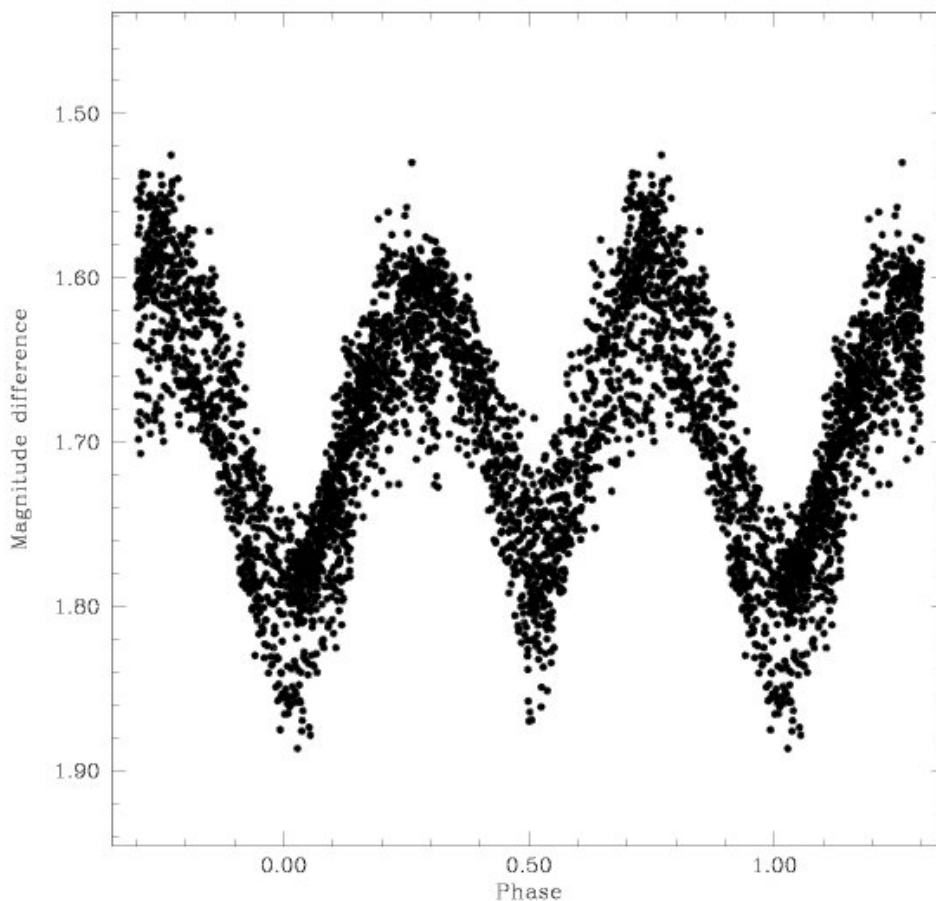


LICEO CANTONALE DI LUGANO 2
LAVORO DI MATURITÀ IN FISICA

OSSERVAZIONI DI STELLE VARIABILI NELLE COSTELLAZIONI DI LEO E MONOCEROS

Anna Boila, Lucia Bottani e Giona Pellegri
Anno 2011



Docente responsabile: Professor Dr. Nicolas Cretton

INDICE

INDICE.....	2
INTRODUZIONE.....	4
1. LE STELLE VARIABILI	6
1.1 CATALOGAZIONE.....	6
1.2 LA CLASSIFICAZIONE DELLE STELLE	7
1.3 LA CLASSIFICAZIONE DELLE STELLE VARIABILI	11
2. LA NUCLEOSINTESI STELLARE.....	13
2.1 LE FUSIONI NUCLEARI	13
2.2 LA NUCLEOSINTESI DEGLI ELEMENTI PIÙ PESANTI DEL FERRO	15
3. LA STRUTTURA STELLARE.....	18
3.1 LA ZONA RADIATIVA.....	18
3.2 LA ZONA CONVETTIVA	18
4. L'EVOLUZIONE STELLARE	21
4.1 IL DIAGRAMMA DI HERTZSPRUNG-RUSSEL	21
4.2 LE REGIONI DEL DIAGRAMMA H-R	22
4.3 LA FASE PROTOSTELLARE	22
4.4 LA FASE DI SEQUENZA PRINCIPALE	24
4.5 LA FASE DI POST-SEQUENZA PRINCIPALE	26
4.5.1 LE STELLE CON MASSA COMPRESA TRA LE 0,08 E LE 0,5 $M_{\odot}$	26
4.5.2 LE STELLE CON MASSA COMPRESA TRA LE 0,5 E LE 8 $M_{\odot}$	27
4.5.3 LE STELLE CON MASSA SUPERIORE ALLE 8 $M_{\odot}$	27
4.6 I MECCANISMI DI PULSAZIONE STELLARE.....	28
4.7 FASE FINALE DELL'EVOLUZIONE STELLARE E MORTE DELLA STELLA.....	32
4.7.1 LE STELLE CON MASSA COMPRESA TRA LE 0,08 E LE 0,5 $M_{\odot}$	33
4.7.2 LE STELLE CON MASSA COMPRESA TRA LE 0,5 E LE 8 $M_{\odot}$	33
4.7.3 LE STELLE CON MASSA SUPERIORE ALLE 8 $M_{\odot}$	35
4.8 LA MAGNITUDINE	37
4.8.1 MAGNITUDINE APPARENTE	37
4.8.2 MAGNITUDINE ASSOLUTA	38
4.9 I GIORNI GIULIANI	39
5. LA CLASSIFICAZIONE DELLE STELLE VARIABILI	41
5.1 VARIABILI DEI SISTEMI BINARI AD ECLISSE	41
5.1.1 INTRODUZIONE.....	41
5.1.2 IL LOBO DI ROCHE.....	42
5.1.3 ALGOLIDI (EA).....	44
5.1.4 BETA LYRAE (EB)	45
5.1.5 W URSAE MAJORIS (EW).....	46
5.2 VARIABILI ERUTTIVE	47
5.2.1 INTRODUZIONE.....	47

5.2.2	TIPOLOGIE.....	48
5.3	VARIABILI PULSANTI	50
5.3.1	INTRODUZIONE.....	50
5.3.2	TIPOLOGIE.....	51
5.4	VARIABILI ROTANTI	57
5.4.1	INTRODUZIONE.....	57
5.4.2	TIPOLOGIE.....	58
5.5	VARIABILI CATACLISMICHE	61
6.	<u>I METODI D'OSSERVAZIONE</u>	<u>64</u>
6.1	LA CAMERA CCD	64
7.	<u>LA STRUMENTAZIONE FOCALE</u>	<u>67</u>
7.1	I TELESCOPI A CARONA.....	67
8.	<u>IL TELESCOPIO SPAZIALE COROT</u>	<u>69</u>
8.1	INTRODUZIONE	69
8.2	I DATI.....	69
8.3	GLI OBIETTIVI DELLA MISSIONE	70
8.3.1	METODI D'INDIVIDUAZIONE DEI PIANETI EXTRASOLARI.....	71
8.4	LE SCOPERTE.....	73
9.	<u>LE OSSERVAZIONI</u>	<u>74</u>
9.1	PROCEDIMENTO D'OSSERVAZIONE	74
9.2	COSTELLAZIONE DEL LEONE.....	75
9.3	COSTELLAZIONE DEL MONOCEROS	78
9.3.1	ELABORAZIONE DEI DATI	78
	<u>CONCLUSIONI.....</u>	<u>94</u>
	<u>RINGRAZIAMENTI.....</u>	<u>95</u>
	<u>BIBLIOGRAFIA.....</u>	<u>96</u>
	FONTI DEI TESTI	96
	FONTI DELLE IMMAGINI.....	97

INTRODUZIONE

Ciò che sta in alto affascina, ciò che è molto distante incuriosisce. Quante volte ci siamo trovati, rivolti con lo sguardo verso l'alto, ad osservare, in seguito ad un semplice riflesso incondizionato o ad una pura curiosità, l'apparentemente semplice volta che ci sovrasta?

Ipnottizzati e cullati fin da piccoli dalle parole di astronomi, conoscitori del cielo e narratori di fiabe, e rincorrendo fiduciosi le loro storie gonfie di magia e di mistero, ci siamo ritrovati, una sera, sotto il tetto scorrevole di un osservatorio.

Grazie ad uno strumento imparentato con Galileo abbiamo potuto tracciare rotte e gettare funi che hanno attratto verso di noi pianeti, stelle e corpi, rendendoli tangenti alla nostra, decisamente piccola, realtà.

L'astronomia ci affascina ed attrae per ragioni diverse e, un po' incoraggiati da chi ha studiato questo ambito prima di noi e un po' incuriositi dopo aver ascoltato una conferenza tenuta dall'astronauta svizzero Claude Nicollier, ci siamo lasciati prendere da questo lavoro.

Sono state parecchie le domande che ci eravamo posti a proposito dell'universo e, con il procedere del lavoro, ci siamo resi conto che alcune di esse trovavano risposta. Il fatto sorprendente è che il semplice cercare una risposta, anche ad una banale domanda, è un terreno fertile da cui germogliano una moltitudine di nuove domande che si articolano, si contorcono e si diramano.

Ciò che sta sopra le nostre teste riserva continuamente sorprese e abbiamo cercato di dare una risposta a queste domande: cosa sono le stelle? Come funzionano? Perché le vediamo così e cosa si riesce a capire osservandole? Quali sono i metodi di osservazione e come funzionano un telescopio terrestre e un telescopio spaziale? Che tipo di lavoro svolge un astronomo? E, quindi, come si procede durante una ricerca scientifica?

A scegliere di studiare le stelle variabili ci ha spinti appunto l'opportunità di fondere un lavoro di ricerca teorica con una parte pratica di osservazioni e calcoli per arrivare ad un risultato concreto e seguire un progetto scientifico attraverso i moderni metodi di ricerca.

La parte osservativa è stata resa possibile dal restauro di uno dei due telescopi presenti all'Osservatorio Calina di Carona sponsorizzato dal Liceo Lugano 2, e dalla presenza di Francesco Fumagalli, responsabile dell'Osservatorio ed esperto in ambito di stelle variabili.

Il nostro lavoro è suddiviso in due parti: una prima parte teorica e una seconda parte più pratica.

La prima parte è una sorta di introduzione nella quale abbiamo studiato dapprima le stelle in generale per capire che cosa sono, come sono composte, cosa accade durante il corso della loro lunga vita, come evolvono, come vengono classificate. In seguito, più nello specifico, abbiamo studiato la parte teorica inerente le stelle variabili.

Durante la seconda fase, quella che ha reso più interessante il nostro lavoro, abbiamo seguito ed osservato tre stelle variabili per studiarne alcune caratteristiche.

Il lavoro è cominciato con l'osservazione di due nuove stelle variabili scoperte nella costellazione del Leo, GSC 1443-1159 e GSC 1443-2342, e in seguito abbiamo seguito una stella nella costellazione di Monoceros: la GSC 00144-03031. Questa è una stella variabile scoperta dal telescopio spaziale CoRoT con la particolare caratteristica di essere sia una pulsante che una binaria a eclisse.

In seguito a queste osservazioni abbiamo effettuato alcuni calcoli per arrivare a trovare i punti di massima luminosità di quest'ultima variabile; la sessione osservativa (nel campo in cui staziona la stella variabile) del telescopio satellitare CoRoT non è stata sufficientemente lunga per ottenere i dati che permettano di individuare un ciclo completo del sistema binario.

Continuando il lavoro (da terra) di misurazione della variazione di luminosità della stella in questione, speriamo di riuscire ad individuare il periodo preciso di rotazione della binaria. Sarebbe un risultato degno di apparire in un articolo per una rivista scientifica e coronerebbe così il nostro lavoro di studio sulle stelle variabili.

LE STELLE VARIABILI

1.1 CATALOGAZIONE

Un problema che può nascere in partenza è quello di trovare, localizzare o individuare, una stella fra tutte le altre nel cielo. Per far fronte a questo problema si è pensato di dividere il cielo in porzioni di diverse dimensioni con dei confini stabiliti. Così facendo individuare una stella diventa più facile, poiché ogni stella è localizzata in una “regione” conosciuta. Ognuna di queste regioni corrisponde ad una costellazione diversa. Il cielo è diviso in 88 costellazioni e con questa divisione la mappatura delle stelle diventa più semplice.

Una costellazione è un insieme di stelle e non rappresenta nessun legame fisico tra le stelle componenti; la loro posizione nel cielo è apparentemente vicina, ma non necessariamente la loro distanza dalla Terra.

Ognuna di queste costellazioni ha un nome diverso; esse possono essere divise usando due criteri:

- 1) criterio storico: 12 costellazioni zodiacali, 38 costellazioni elencate da Tolomeo e 38 costellazioni più moderne.
- 2) criterio di posizione: costellazioni che si trovano in determinate aree del cielo; 18 costellazioni boreali, 34 costellazioni equatoriali e 36 costellazioni australi.

Vi è una precisa mappa stellare con i confini ben definiti tra le diverse costellazioni, come una cartina geografica ma rivolta verso l'alto.

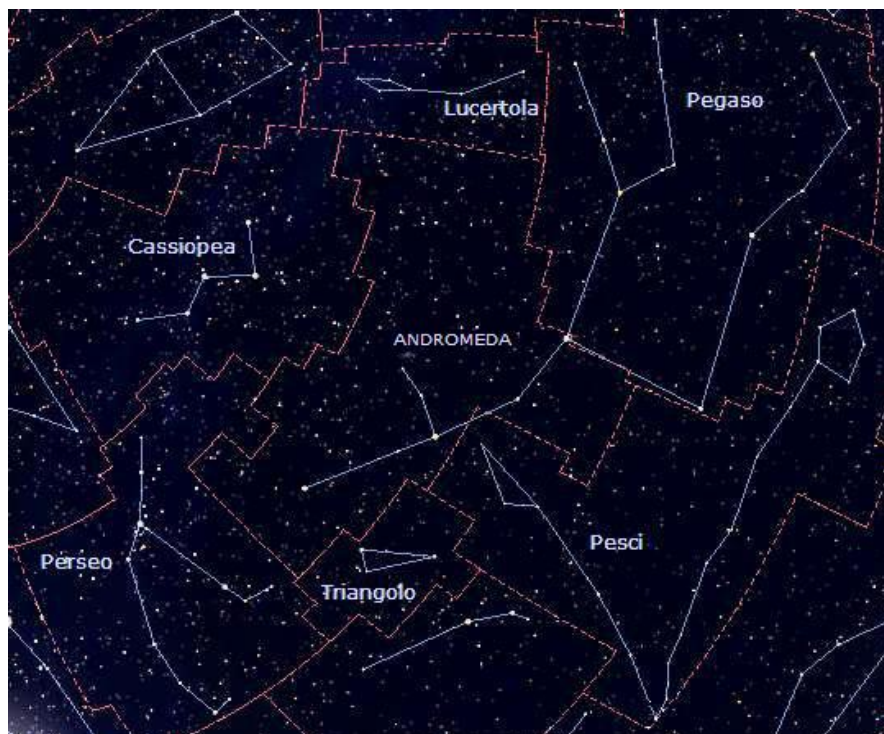


Figura 1: Un esempio dei confini della mappa stellare; in questo caso al centro vi è la costellazione di Andromeda.

Per comodità ogni costellazione ha una sua sigla che corrisponde alle prime lettere del nome della costellazione in latino.

Nome	sigla	nome	sigla	nome	sigla	nome	sigla
Andromeda	And	Coma	Com	Leonis	Leo	Sagitta	?
Antila	Ant	Berenices		Leo Minor	LMi	Sagittarius	?
Apus	Aps	Corona	CrB	Lepus	Lep	Scorpius	?
Aquarius	Aqr	Borealis		Libra	Lib	Sculptor	?
Aquila	Aql	Corona	CrA	Lupus	Lup	Scutum	?
Ara	Ara	Austrina		Lynx	Lyn	Serpens	?
Aries	Ari	Corvus	Crv	Mensa	Men	Sextans	?
Auriga	Aur	Crater	Crt	Microscopium	Mic	Taurus	?
Bootes	Boo	Crux	Cru	Monoceros	Mon	Telescopium	?
Caelum	Cae	Cygnus	Cyg	Musca	Mus	Triangulum	?
Camelopardalis	Cam	Delphinus	Del	Norma	Nor	Australe	?
Cancer	Cnc	Dorado	Dor	Actans	Oct	Tucanan	?
Canes Venatici	CVn	Draco	Dra	Ophiuchus	Oph	Ursa Major	?
Canis Major	CMA	Equuleus	Equ	Orion	Ori	Ursa Minor	?
Canis Minor	SMi	Eridanus	Eri	Pavo	Pav	Vela	?
Capricornus	Cap	Fornax	For	Pegasus	Peg	Virgo	?
Carina	Car	Gemini	Gem	Perseus	Per	Volans	?
Cassiopeia	Cas	Grus	Gru	Phoenix	Phe	Vulpecula	?
Centaurus	Cen	Hercules	Her	Pictor	Pic		
Cepheus	Cep	Horologium	Hor	Pisces	Psc		
Cetus	Ceti	Hydra	Hya	Piscis austrinus	PsA		
Chamaeleon	Cha	Hydrus	Hyi	Puppis	Pup		
Circinus	Cir	Indus	Ind	Pyxis	Pyx		
Columba	Col	Lacerta	Lac	Reticulum	Ret		

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

1.2 LA CLASSIFICAZIONE DELLE STELLE

Una stella è un ammasso di gas concentrato, prevalentemente idrogeno, che nasce in regioni delle galassie dette Nebulose, dove si trovano quantità e concentrazioni elevate di gas. In determinate regioni all'interno di queste nebulose, a causa di moti caotici, possono casualmente accumularsi maggiori concentrazioni di gas. Questa densità maggiore inizia a svolgere un'attrazione gravitazionale verso il suo centro, è un meccanismo auto-innescante che si accresce nel tempo. La velocità con cui questo processo avviene è direttamente proporzionale alla quantità di gas presente nelle vicinanze. Questo periodo può durare da centinaia di migliaia d'anni a centinaia di milioni d'anni.



Figura 3: La nebulosa dell'Aquila.

Il processo di nascita di una stella è simile per tutte, ma diversi fattori, quali pressione, quantitativo di gas presente e luogo di origine della stella, fanno sì che le stelle non siano tutte uguali.

Le stelle sono classificate in 6 diverse classi spettrali:

Tipo O: sono le stelle più grandi e le più calde in assoluto, raggiungono temperature fino a 60.000 °C, sono le giganti blu, con luminosità pari a milioni di volte quella del nostro sole. Esse sono le giganti dell'universo e hanno una massa che si aggira attorno alle 60 $M_{\odot}$ (masse solari). Sono caratterizzate da una vita molto breve, poiché l'elevata dimensione compromette una combustione di H più veloce e più cospicua, rendendone il ciclo vitale più breve di tutte le altre stelle;

Tipo B: sono stelle molto calde, fino a 25.000° C e di colorazione bianca o azzurra. Queste stelle possiedono una massa che si aggira attorno alle 18 $M_{\odot}$;

Tipo A: sono stelle giganti, hanno una temperatura media elevata (10.000° C) e sono stelle bianche, con massa che si aggira attorno alle 3,2 $M_{\odot}$;

Tipo F: sono stelle con una temperatura di 7500 °C. Hanno una colorazione giallo-bianca e massa leggermente inferiore alle 2 $M_{\odot}$;

Tipo G: sono stelle gialle con una temperatura di 5000°C; il nostro Sole appartiene a questa classe (1 $M_{\odot}$).

Tipo K: sono stelle giallo-arancione con una temperatura di circa 4000°C e con massa uguale a 0,8 $M_{\odot}$;

Tipo M: sono le stelle con massa minore (0,3 masse solari) e con una temperatura di circa 3000°C. La colorazione, dovuta alla temperatura del corpo, è rossa. Questa

categoria di stelle è la più presente nell'universo. È stato stimato che circa il 90% dei corpi siano nane rosse, questo è dovuto anche al fatto che le nane rosse sono le stelle con la durata di vita più lunga.

Oltre a queste classi di stelle vi sono inoltre le stelle giganti che non si trovano più lungo la sequenza principale (questo tema sarà approfondito nel capitolo 4.1). Queste stelle hanno dimensioni molto estese, queste vengono acquisite quando gli equilibri che hanno regolato la vita della stella vengono a mancare. Le dimensioni variano arrivando fino a 800 volte il diametro del nostro Sole e la loro luminosità è elevatissima.

La temperatura e il colore, però, rimangono simili a quelli che possedevano quando si trovavano sulla sequenza principale.

Queste classi spettrali non sono sufficienti per descrivere precisamente l'appartenenza di una stella ad una di esse. Ogni classe spettrale ha dunque 10 sottoclassi identificate con dei numeri che spaziano da 0 a 9.

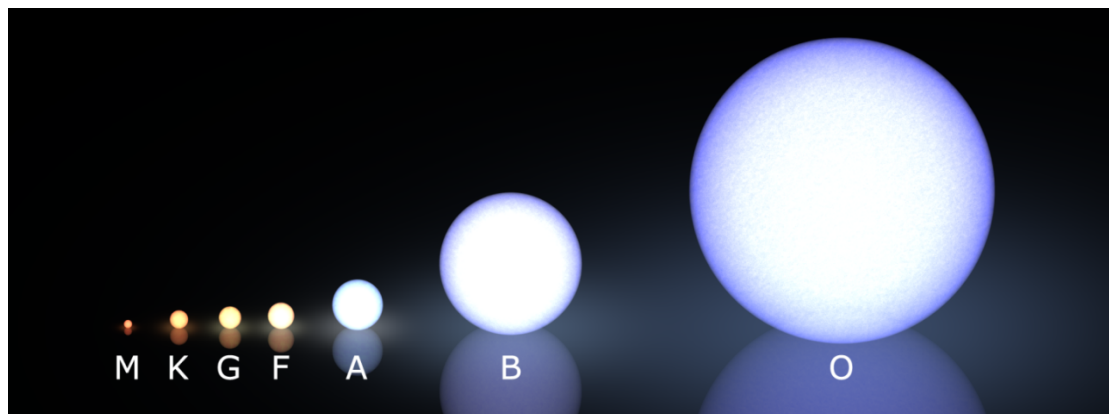


Figura 4: Campione di stelle appartenenti alle diverse classi messe a confronto.

Stando comodamente seduti sulla nostra Terra possiamo capire e studiare stelle che distano anni e anni luce da noi grazie alla loro luminosità (colore e intensità), ai loro moti e agli elementi che le costituiscono.

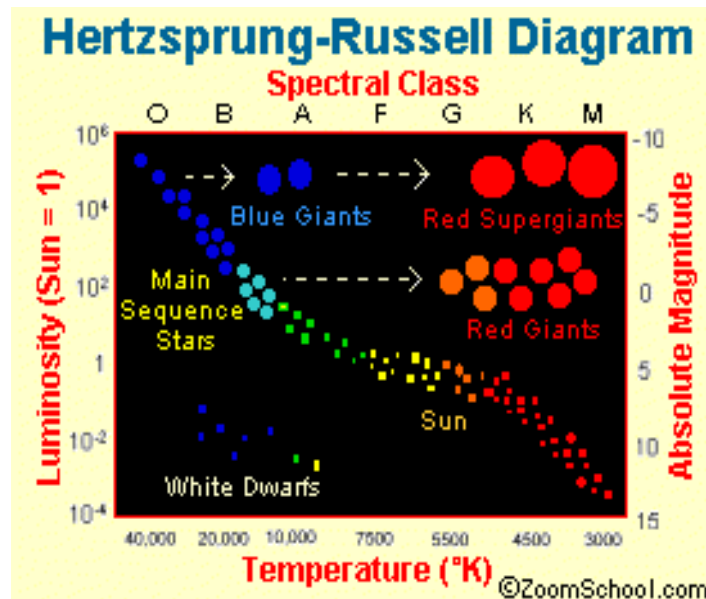


Figura 5: Questo diagramma Hertzsprung-Russell mette in evidenza la relazione tra massa stellare, colorazione e stadio evolutivo.

Le stelle hanno colori diversi; il colore e la luminosità sono influenzati dalla temperatura (seguendo la legge di Wien) e dal picco massimo di lunghezza d'onda della radiazione emessa dal corpo.

La colorazione di una stella funziona al contrario rispetto alla nostra convenzione (si pensi ad un comunissimo lavandino: il colore rosso segna l'acqua calda, il blu sta ad indicare l'acqua fredda), infatti per le stelle vale:

- colorazione blu: stella estremamente calda;
- colorazione tendente al rosso: stella fredda.

Dallo spettro di luce di una stella e dalle sue lunghezze d'onda principali si può capire da quali elementi chimici è principalmente costituita, ovvero si può ottenere un'analisi chimica qualitativa; inoltre l'analisi spettrale può fornire indizi sullo stadio evolutivo della stella.

Grazie all'effetto doppler si possono dedurre le velocità radiali di espansione e contrazione caratterizzanti la fase di stella pulsante misurando lo spostamento ciclico delle righe dello spettro.

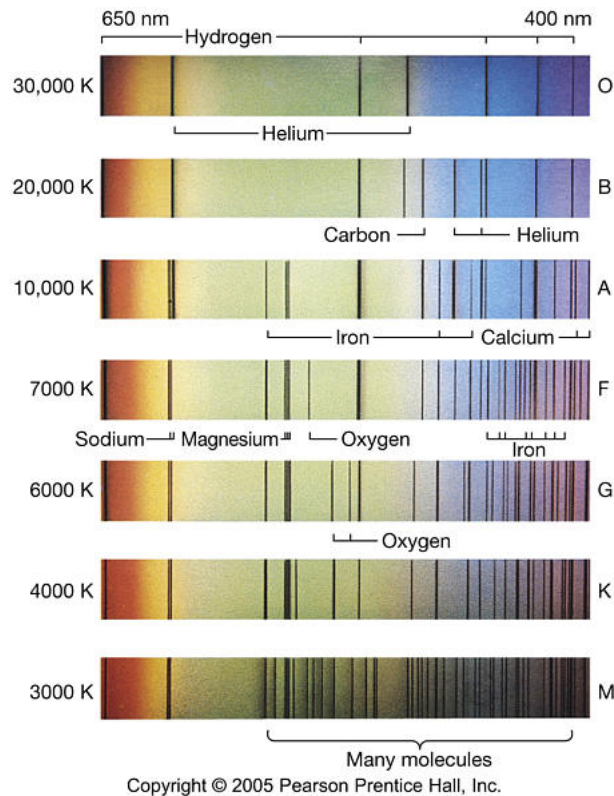


Figura 6: Picchi di massa di stelle appartenenti a diverse classi spettrali.

1.3 LA CLASSIFICAZIONE DELLE STELLE VARIABILI

Uno dei problemi sorti dopo la scoperta delle stelle variabili fu la loro catalogazione. Come fare a dar loro un nome o a classificarle?

Questa necessità nacque nel XVIII secolo, quando gli astronomi si accorsero che le stelle variabili erano molte e molte ancora sarebbero state scoperte. L'astronomo tedesco Argelander sviluppò il primo progetto di classificazione delle stelle variabili, che consisteva nell'associare una lettera seguita dalla sigla della costellazione nella quale la variabile si situava.



Figura 7: Ritratto di Friedrich Argelander.

La prima lettera fu la “R” da “rot” poiché molte stelle variabili sono rosse. La seconda stella all’interno della stessa costellazione sarebbe stata la “S” e così via. Per far fronte al fatto che le lettere dell’alfabeto sono limitate si decise di raddoppiare le lettere, quindi RR poi RS fino alla RZ, poi SS, ST e così via dicendo fino alla ZZ. Quando, nel 1907, si giunse alla classificazione della ZZ Cygni, la 54esima variabile della costellazione, si ebbe la necessità di cambiare metodo di classificazione.

La commissione astronomica delle stelle variabili decise, sempre seguendo il metodo proposto da Argelander, di continuare la catalogazione dalla lettera “A”, quindi dopo la stella variabile “ZZ” seguiva la “AA” fino alla “AZ” poi “BB” e via dicendo fino alla “QZ”. Così facendo il numero di stelle classificabili per ogni costellazione aumentava notevolmente, permettendo di classificare fino a 334 stelle per costellazione. Con questa innovazione nel campo della classificazione il problema fu risolto solo momentaneamente, poiché ci sono costellazioni che contano varie migliaia di stelle variabili.

Nel 1929 la costellazione del Sagittario terminò tutte le possibilità di nomenclatura delle sue stelle variabili e si ebbe la necessità di cambiare drasticamente il metodo di catalogazione. La soluzione migliore era quella di adoperare al posto delle lettere i numeri, siccome questi ultimi sono illimitati.

Il francese André propose allora una soluzione che avrebbe risolto tutti i problemi in quest’ambito e propose una nomenclatura che vedeva affiancata alla lettera “V” di “variabile” un numero.

Così facendo la 335^{esima} stella variabile scoperta nella costellazione del Sagittario prese il “nome” di V335 Sagittari, la scoperta successiva V336 Sagittari e via dicendo.

Questo metodo offre illimitate possibilità di classificazione ed è tuttora utilizzato. La costellazione del Sagittario, che è molto ricca di variabili, attorno al 2000 vantava catalogate oltre 5000 stelle variabili, mentre ci sono costellazioni estremamente povere di queste stelle dove, tutt’ora, è sufficiente il metodo di classificazione di Argelander.

Nell’ambito astronomico, la ricerca di nuove stelle variabili è una tematica molto attuale.

LA NUCLEOSINTESI STELLARE

1.4 LE FUSIONI NUCLEARI

Come per tutti i corpi e per tutti gli esseri anche per le stelle ciò che ne regola la vita è un equilibrio.

Nel caso delle stelle l'equilibrio è tra due forze:

- la forza che nasce dalla liberazione di energia scaturita dalla fusione nucleare che dal nucleo della stella spinge verso l'esterno;
- la forza di gravità del corpo determinata dalla propria massa.

Nella maggior parte della vita di una stella, quando questa si trova sulla sequenza principale, le due forze in gioco si contrappongono perfettamente e la forza interna è uguale a quella gravitazionale.

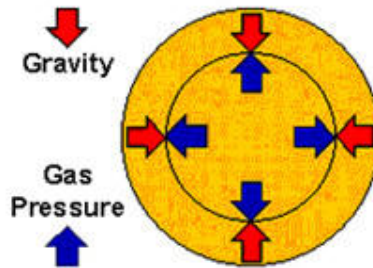


Figura 8: Schema illustrante le forze che agiscono su una stella.

Ora ci soffermeremo sul processo che accade all'interno del nucleo di una stella. Una stella è un corpo in principio prevalentemente composto da idrogeno, che è il "combustibile" della stella; ad esempio il nostro Sole consuma circa 7 milioni di tonnellate di idrogeno al secondo.

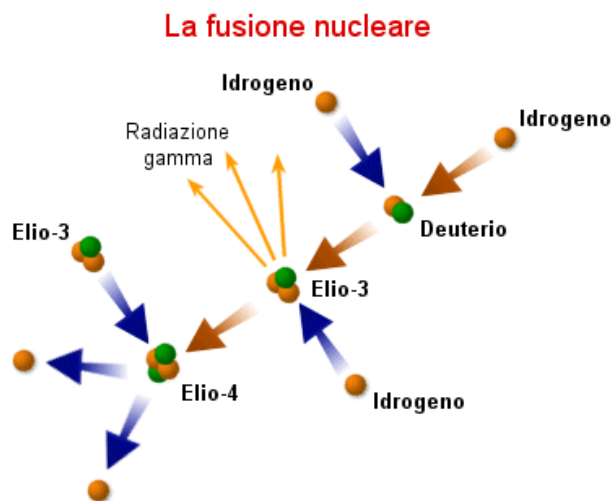


Figura 9: Schema rappresentante la fusione nucleare.

Fino a che vi è combustibile da bruciare non vi sono problemi o cambiamenti per una stella, quello che accade al suo interno è una fusione nucleare che vede come protagonista 4 atomi di idrogeno.

Come illustra la figura 9, sotto una pressione elevata e con temperature elevate (a partire da 8 mio di gradi C), all'interno del nucleo stellare avviene il primo processo di fusione nucleare. In queste condizioni 4 nuclei di atomi di idrogeno si fondono in 1 nucleo di elio (He); l'elio è l'elemento successivo all'idrogeno sulla tavola degli elementi, quindi il secondo elemento più leggero.

Questa trasformazione di materia è facilitata dal fatto che gli elettroni degli atomi di idrogeno, grazie alle condizioni estreme dell'ambiente circostante, possiedono una forte energia cinetica e tendono ad allontanarli spontaneamente dal loro nucleo. Inoltre l'enorme energia cinetica permette delle collisioni molto violente tra i protoni, che riescono a vincere la forza elettromagnetica respingente dando vita a nuclei di elio. Questo processo produce una quantità enorme di energia ed è proprio quest'ultima a controbilanciare la forza di gravità.

Quando nel nucleo (il luogo più caldo e con la pressione più elevata) termina l'idrogeno, l'equilibrio va scemando e comincia una fase stellare diversa.

Questa nuova fase inizia dopo 100 milioni d'anni per le stelle di grande massa e dopo svariate decine di miliardi d'anni per le stelle nane. Questa fase costituisce un breve periodo in rapporto all'intera durata di vita della stella.

Dopo aver rotto l'equilibrio la stella si raffredda, la pressione che dall'interno andava verso l'esterno viene a mancare e la forza gravitazionale prende il sopravvento; come conseguenza si avrà una compressione della stella (diventerà più piccola). La legge dei gas ideali dice che se la pressione aumenta, ci sarà un aumento di temperatura.

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

Questa compressione porta gli strati esterni al nucleo alla temperatura di oltre 8 mio di °C, facendo innescare la fusione nucleare dell'idrogeno. Innescando questo procedimento la stella produce così un surplus di energia che porta la forza interna a prevalere sulla forza di gravità. La conseguenza sarà un aumento della dimensione della stella. Aumentando di dimensione, la pressione del corpo diminuirà e di conseguenza lo stesso accadrà per la temperatura. La stella si troverà in uno stato di disequilibrio: la forza di gravità sarà superiore alla forza scaturita dalla fusione nucleare e tutto il procedimento ricomincerà; la stella inizierà quindi a pulsare.

Mentre all'esterno del nucleo accadrà tutto ciò, all'interno del nucleo accadrà un fenomeno mai successo prima per la stella. La temperatura elevata che raggiunge la stella (100 milioni di gradi) farà innescare una seconda fusione nucleare, quella dell'elio (elemento più presente nel nucleo) che diventerà carbonio (vedi il processo tre-alfa illustrato nella figura 10).

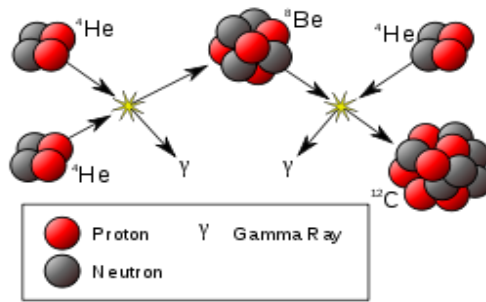


Figura 10: Illustrazione del processo tre-alfa.

Il risultato è una formazione di nuovi elementi all'interno della stella. Quando la stella inizia la sua vita è costituita per la stragrande maggioranza da idrogeno; con la fusione questo idrogeno viene tramutato in elio, l'elemento successivo è il litio poi il berillio, il carbonio, l'ossigeno e così via, verso elementi con massa maggiore, fino al ferro. Questo processo avviene secondo il modello illustrato nella figura 11, e cioè con un "bombardamento" di atomi di He contro atomi di elementi con massa maggiore.

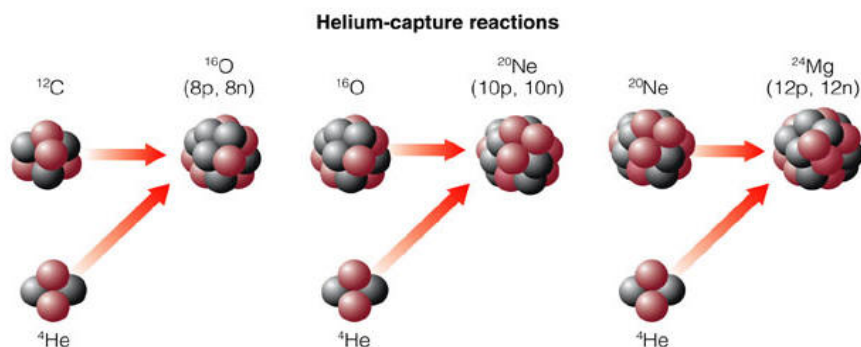


Figura 11: Schema rappresentante le reazioni della cattura dell'elio.

Questi fenomeni vanno ripetendosi a catena, di strato in strato all'interno della stella, formando dei "gusci" composti dallo stesso elemento (vedi figura 21).

1.5 LA NUCLEOSINTESI DEGLI ELEMENTI PIÙ PESANTI DEL FERRO

Abbiamo visto che la fusione nucleare nelle stelle produce elementi solo fino al ferro 56, l'ultimo elemento pesante stabile. Esistono però dei processi di nucleosintesi stellare che trasformano un elemento in un altro attraverso catture di neutroni o protoni e decadimenti radioattivi.

La temperatura di una stella, precedentemente alla sua esplosione finale, diminuisce. Prima che la stella stessa si trasformi in una “Nana Bianca” vengono prodotti dei neutroni liberi che, attraverso un processo chiamato **processo s** (slow), producono a loro volta degli elementi più pesanti. Si tratta di una cattura neutronica lenta, che avviene per collisioni progressive, durante la quale i nuclei di elementi più leggeri vengono convertiti in isotopi dello stesso elemento con un neutrone in più. Questi aumenti del numero di neutroni rendono l’isotopo instabile e, siccome il processo s avviene lentamente, il nucleo interno decade prima che un altro neutrone possa venir catturato. Il decadimento radioattivo del nucleo è spontaneo e viene chiamato “decadimento beta”; siccome attraverso questo decadimento vengono emessi un elettrone e un anti-neutrino, uno dei neutroni del nucleo si converte in un protone. Il nucleo risultante da questi processi è un nucleo avente un protone in più e alcuni neutroni in meno e si tratta quindi di un nuovo elemento più pesante del primo. Attraverso il processo s vengono prodotti elementi come bario (Ba), rame (Cu), osmio (Os), stronzio (Sr) e tecnezio (Tc).

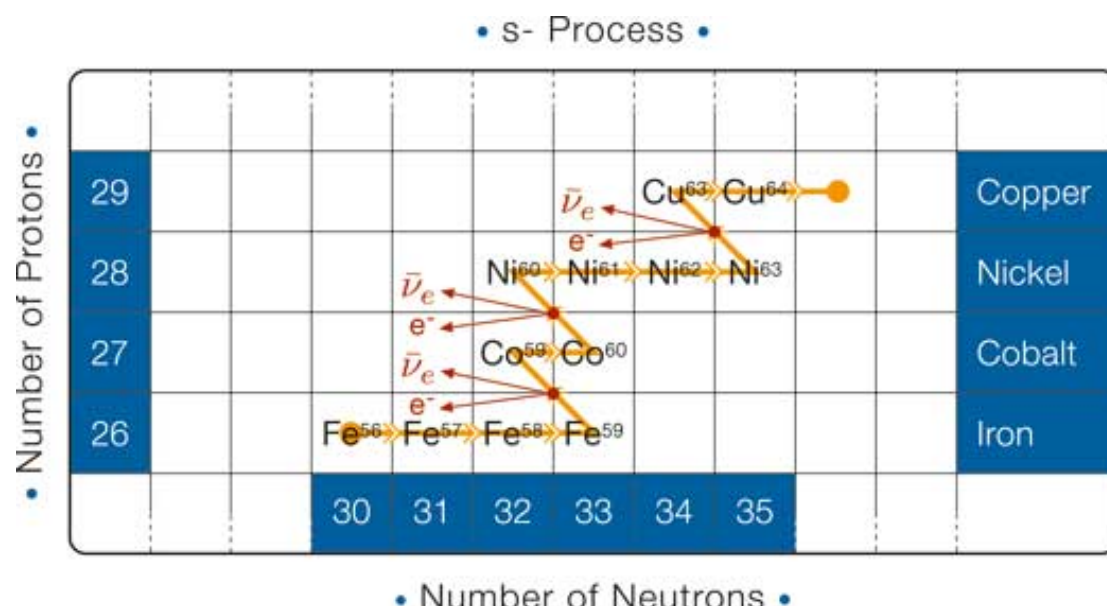


Figura 12: Diagramma di alcuni esempi di processo s raffigurante i differenti nuclei possibili (numero di neutroni sull’asse orizzontale e numeri di protoni sull’asse verticale). Ogni riga orizzontale rappresenta gli isotopi dello stesso elemento.

Gli spostamenti verso destra corrispondono all’acquisizione di un neutrone nel nucleo; gli spostamenti in diagonale verso l’alto a sinistra corrispondono ad un decadimento beta in cui un neutrone diventa un protone.

Un altro processo, chiamato **processo r** (rapid), porta alla configurazione di elementi più pesanti. Si tratta di una cattura neutronica veloce, infatti i neutroni vengono prodotti ad alta velocità e i nuovi nuclei instabili hanno abbastanza tempo per inglobare molti neutroni, che decadono poi rapidamente in protoni (ad una velocità comunque inferiore rispetto a quella di cattura). Mentre il processo s avviene nella fase finale della vita di una stella simile al nostro Sole prima di diventare una Nana Bianca, la cattura neutronica veloce avviene durante il collasso stellare precedente all’esplosione di una supernova di tipo II, cioè quando la massa di una stella supera le 8 masse solari. Il ferro, essendo troppo stabile per fondere, continua ad accumularsi

facendo aumentare il nucleo; quando arriva a una massa pari a quella del limite di Chandrasekhar (vedi capitolo 4.7.2), però, la gravità diventa troppo forte e il nucleo non può più crescere. A questo punto il cuore collassa e si contrae a velocità elevatissime (gli strati più esterni raggiungono i 250 milioni di km/h) fino a quando la materia in caduta rimbalza sul nucleo trasferendo tutta l'energia agli strati esterni e avviene così l'esplosione di una supernova. Il processo r si verifica nei nuclei di ferro di supernovae di tipo II e durante il collasso vengono prodotti neutroni e neutrini attraverso la fusione di elettroni e protoni.

Attraverso il processo r sono prodotti elementi come oro (Au), europio (Eu), lantanio (La), polonio (Po), torio (Th) e uranio (U).

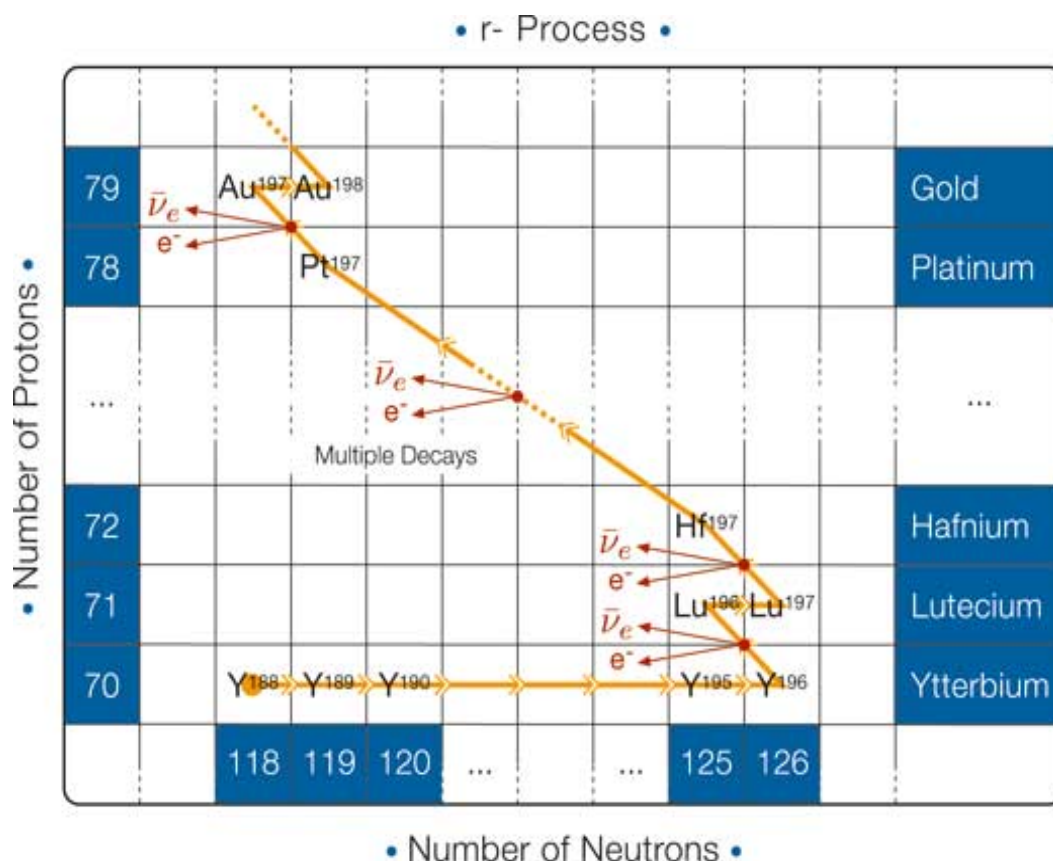


Figura 13: Diagramma di alcuni esempi di processo r. A differenza del diagramma di figura 12, la traccia orizzontale e il movimento in direzione verticale sono più lunghi, poiché vengono catturati più neutroni con processo r che col processo s e quindi ci sono più neutroni che possono essere convertiti in protoni.

LA STRUTTURA STELLARE

Una stella è un'enorme sfera di gas che emette energia. Le temperature sono così elevate da permettere la completa ionizzazione della materia che le forma e la conseguente riduzione dei gas allo stato di plasma. La struttura interna di ogni stella varia a seconda della sua massa e della sua età.

Il volume interno di una stella può essere diviso in due regioni con dimensioni differenti per strutture stellari differenti: la zona radiativa e la zona convettiva.

1.6 LA ZONA RADIATIVA

La zona radiativa è la regione dello spazio interno alla stella dove **l'energia viene trasferita per irraggiamento**, questo significa che le particelle eccitate emettono onde elettromagnetiche sotto forma di fotoni. In questa zona il plasma, cioè la forma della materia in cui gli elettroni sono completamente liberi, non subisce perturbazioni o spostamenti di massa.

I fotoni che trasportano l'energia prodotta dal nucleo percorrono il plasma impiegando parecchie centinaia di migliaia di anni. Vengono infatti emessi, assorbiti e riemessi dalle particelle a causa delle numerose collisioni che un fotone, vista l'elevata densità della materia, subisce con le particelle di gas. I neutrini, invece, attraversano gli strati interni delle stelle senza interagire del tutto con gli atomi della materia, percorrendo la stessa distanza alla velocità della luce.

1.7 LA ZONA CONVETTIVA

La zona convettiva è invece la regione dello spazio interno della stella dove l'energia viene trasferita verso la superficie attraverso **moti convettivi**, cioè quei moti dove il trasporto dell'energia è concomitante con un movimento della materia (ad es.: l'acqua in ebollizione); il plasma manifesta quindi instabilità e compie dei movimenti di tipo convettivo.

I moti convettivi formano delle correnti circolari di convezione: bolle di plasma caldo salgono e trasferiscono la loro energia termica agli strati superiori. In questo modo le bolle di plasma si raffreddano, scendono verso gli strati interni e si riscaldano nuovamente andando a contatto con regioni della stella sempre più calde.

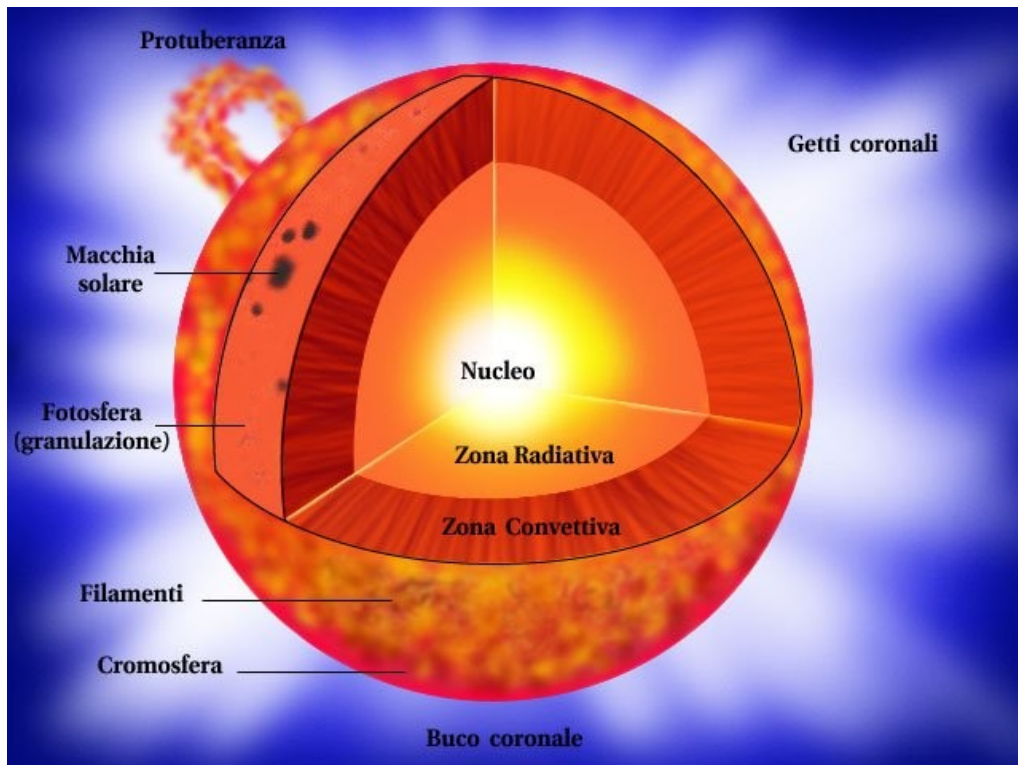


Figura 14: Struttura del nostro Sole. La zona radiativa va da 0,2 a 0,7 $R_{\odot}$ e quella convettiva da 0,7 a 1 $R_{\odot}$ circa.

In una stella come il nostro Sole la zona radiativa si estende dal nucleo fino a circa $2/3$ del raggio, dove inizia la zona convettiva che termina praticamente con la superficie.

Più una stella è piccola, più gli strati convettivi sono grandi e si riducono invece gli strati a trasporto radiativo; infatti le nane rosse, stelle più piccole e con temperature più basse del Sole, possiedono una zona convettiva che va dal centro alla superficie.

In generale:

- stelle con massa superiore a 4 masse solari: nucleo al centro, zona convettiva e zona radiativa all'esterno;
- stelle con massa compresa tra 0,8 e 4 masse solari: nucleo al centro, zona radiativa e zona convettiva all'esterno;
- stelle con massa inferiore a 0,8 masse solari: nucleo al centro e zona convettiva.

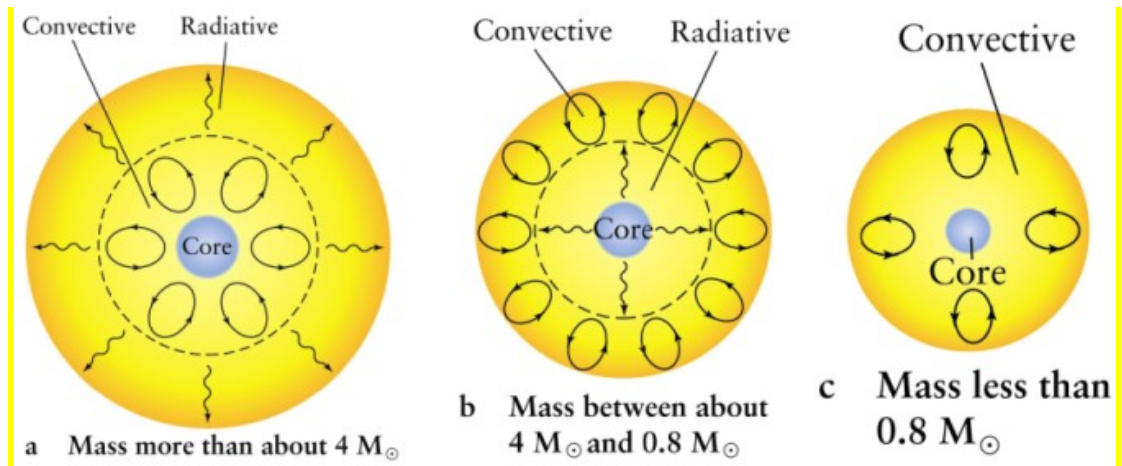


Figura 15: La struttura interna di una stella in funzione della sua massa. Le forme circolari rappresentano la struttura convettiva, mentre le frecce lineari rappresentano quella radiativa.

L'EVOLUZIONE STELLARE

1.8 IL DIAGRAMMA DI HERTZSPRUNG-RUSSEL

Il diagramma fu ideato attorno al 1910 da Ejnar Hertzsprung, un astronomo e chimico danese, e da Henry Norris Russell, un astronomo statunitense. Il diagramma di Hertzsprung-Russell (diagramma H-R) illustra l'evoluzione di una stella nel corso della sua vita.

Questo diagramma ha come asse delle ascisse la temperatura effettiva della stella in gradi Kelvin e come asse delle ordinate la luminosità della stella in Magnitudine assoluta. I valori che si misurano dipendono da varie proprietà della stella come l'età, la massa e la sua composizione chimica.

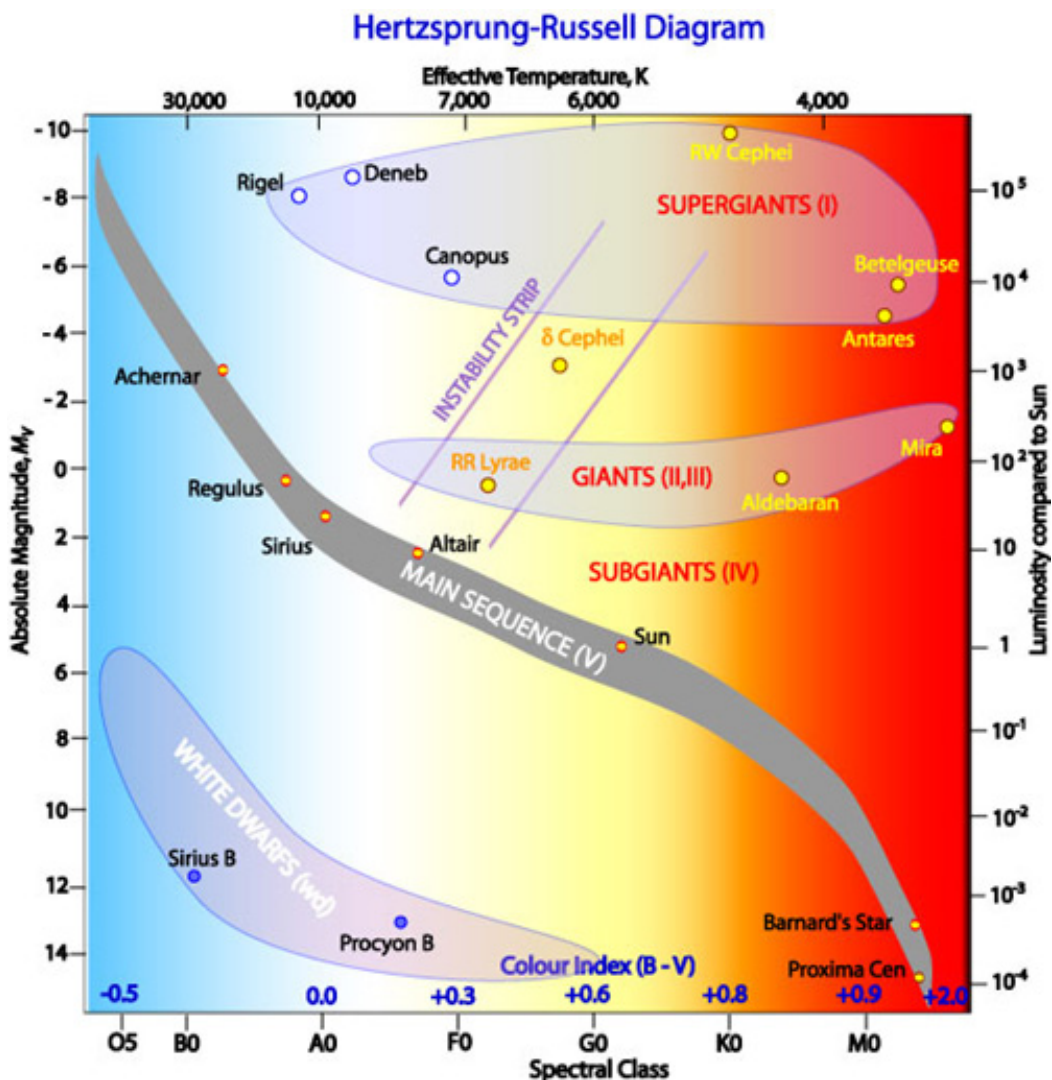


Figura 16: Un esempio di diagramma H-R.

Come abbiamo già visto, le stelle più fredde sono rosse mentre quelle più calde sono blu.

Tenendo presente i seguenti fattori: distanza, età, composizione chimica, gravità superficiale, struttura interna ed atmosferica della stella, si può trasformare il diagramma H-R in un diagramma Colore-Magnitudine più facilmente osservabile.

Questi due tipi di diagrammi si utilizzano per comprendere il processo dell'evoluzione delle stelle, le loro caratteristiche e gli stati evolutivi degli ammassi globulari.

Il punto di svolta segna la conclusione della pura combustione dell'idrogeno e quindi la stella esce dalla sequenza principale e si sposta verso destra nel diagramma H-R.

La misura dell'età dell'ammasso è data dalla posizione del punto di svolta del ramo delle giganti sulla sequenza principale (vedi capitolo 4.3).

In base alla posizione sul diagramma H-R del punto di svolta, si può predire l'evoluzione stellare e determinare l'età, la composizione chimica, la distanza e la grandezza di una stella.

1.9 LE REGIONI DEL DIAGRAMMA H-R

Le regioni che si possono distinguere nel diagramma H-R sono tre: la sequenza principale, la sequenza delle nane bianche e la regione delle giganti e delle supergiganti.

Nella regione delle giganti e delle supergiganti si possono distinguere tre fasi:

- il ramo delle giganti rosse (RGB): si estende dalla sequenza principale fino all'esplosione dovuta al flash dell'elio;
- il ramo orizzontale (HB): si estende dal flash dell'elio fino all'inizio dell'innescio del processo di fusione dell'elio in carbonio (processo tre-alfa);
- il ramo asintotico delle giganti (AGB): rappresenta la fase terminale della vita di una stella.

Nel ramo delle giganti rosse sono presenti le stelle di piccola massa (fino a 2.5 masse solari) che si trovano nella fase di combustione dell'idrogeno, nei gusci circostanti il nucleo stellare.

Nel ramo orizzontale sono presenti le stelle di piccola massa nella fase di combustione dell'elio al centro e dell'idrogeno negli strati più esterni.

Il ramo asintotico delle giganti è la regione popolata da stelle di dimensione medio-piccola (1-10 masse solari) ed in essa avvengono le fusioni di elio e di idrogeno in gusci periferici al nucleo e fusioni di carbonio e d'ossigeno in prossimità del centro.

1.10 LA FASE PROTOSTELLARE

La fase protostellare è la fase che descrive i primissimi momenti di vita di una stella, prima che gli strati interni vengano uniformemente scaldati e le forze di gravitazione e di pressione della fusione nucleare raggiungano un definitivo stato di equilibrio.

Questa fase può durare da qualche decina di milioni di anni a qualche centinaia di milioni di anni.

Le stelle si formano da frammentazioni di gas e polvere (globuli di Bok) che si contraggono grazie ad una gravità maggiore rispetto a quella che agisce sulle masse gassose vicine.

Infatti più le masse gassose si avvicinano al centro di attrazione e più diminuisce la distanza R e si incrementa la forza gravitazionale data da:

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

dove F è la forza gravitazionale, G è la costante gravitazionale universale, M e m le masse prese in considerazione.

Con l'aumento della forza si alza la pressione e quindi anche 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 e la temperatura all'interno scende.

I globuli di Bok possono raggiungere un diametro di un anno luce e una massa di $50 M_{\odot}$.

Essi sono visibili come nubi nere su sfondo luminoso (vedi figura 17) e contengono prevalentemente idrogeno molecolare (H_2), ossidi di carbonio, elio e ca. l'1% (in massa) di polveri di silicati.

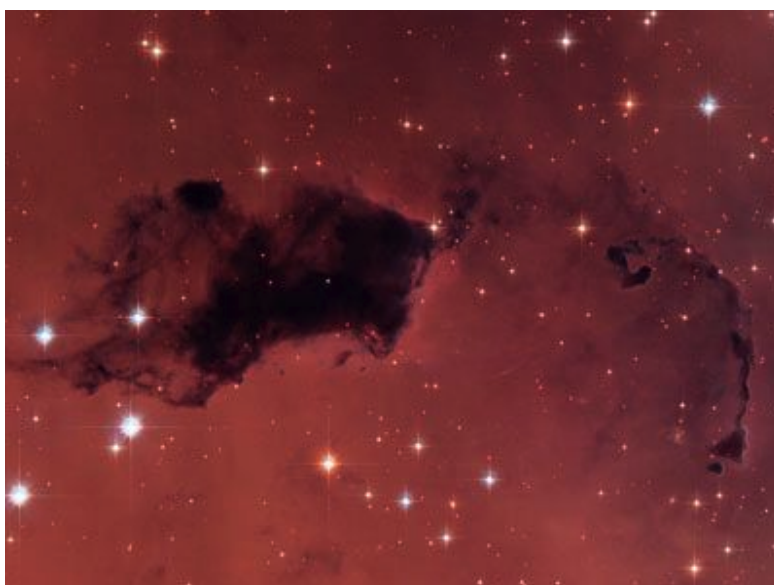


Figura 17: Un esempio di globuli di Bok.

Per fare innescare i processi di fusione nucleare è necessario che la massa protostellare sia di almeno $0.08 M_{\odot}$, al fine di raggiungere una densità che permetta di

ottenere una forza gravitazionale che comprima il corpo al punto da raggiungere una temperatura di 8 milioni di gradi Kelvin.

Se la massa della protostella è insufficiente (inferiore al $0.08 M_{\odot}$) si forma per collasso gravitazionale una Nana Bruna, che viene considerata come una “stella mancata”. Queste stelle irradiano un debole flusso di energia per circa un centinaio di milioni di anni, a causa della conversione di energia potenziale gravitazionale in energia termica.

Il picco di energia irradiato è nel vicino infrarosso, quindi con una lunghezza d’onda λ tra $0.7 \mu m$ e $1000 \mu m$.

1.11 LA FASE DI SEQUENZA PRINCIPALE

La fase di sequenza principale è un lunghissimo periodo di stabilità, che solitamente rappresenta circa il 90% della vita della stella. La durata della permanenza di una stella in questa fase dipende ancora una volta dalla sua massa.

In questo periodo le stelle producono energia convertendo l’idrogeno in elio tramite reazioni di fusione nucleare (vedi capitolo 2.1). Nelle stelle poco massicce il processo che avviene è “protone-protone”, mentre nelle stelle massicce il nucleo supera i 25 milioni di gradi C di temperatura ed in esso si innesca un processo chiamato ciclo del carbonio-azoto (C-N). Quest’ultimo processo è più efficace di circa 1000 volte rispetto a quello che avviene nelle stelle nane. In tutte le stelle il risultato finale è la formazione di un nucleo di elio a partire da due nuclei d’idrogeno.

Il nostro Sole, per esempio, si trova attualmente nella fase di sequenza principale e il 96% della sua energia la produce tramite il primo processo e il rimanente 4% con il secondo processo.

Durante questo periodo le stelle sono soggette anche ad un lieve aumento della loro luminosità e ad una piccola perdita di massa (vento stellare). Riprendendo l’esempio del Sole, esso, dalla sua nascita (4.5 miliardi di anni fa), ha aumentato la sua luminosità del 40%.

Se si ponessero tutte le stelle di un ammasso stellare (cioè nate tutte nello stesso momento) con masse differenti, su di un diagramma H-R, si noterebbe l’influenza della loro massa sulla loro evoluzione. Le stelle di massa minore si sposterebbero più lentamente verso destra, nel grafico, rispetto alle stelle più massicce. Dopo un certo lasso di 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, quindi al di fuori della sequenza principale. Quest’osservazione è chiamata “Sequenza principale di età zero” se si tratta di stelle non ancora evolute.

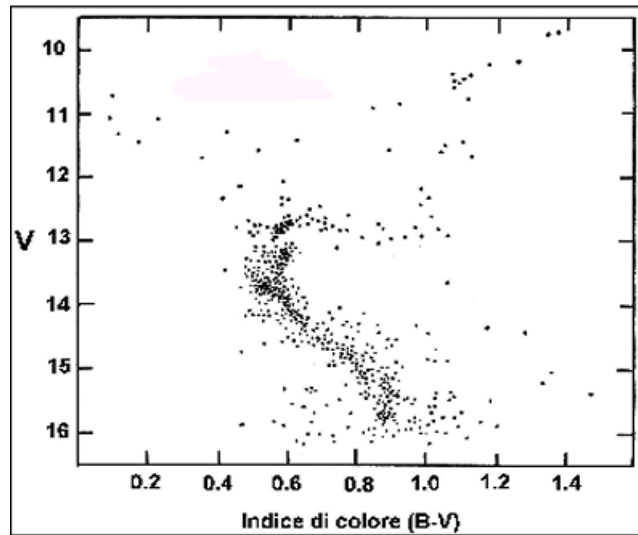


Figura 18: Nel diagramma H-R di quest'ammasso alcune stelle sono ancora nella fase di sequenza principale, altre nei rami delle giganti. Il punto di svolta si trova a $B-V = 0.5-0.6$ e $V = 14-13$.

Le stelle escono dalla sequenza principale quando hanno esaurito le scorte di idrogeno all'interno del loro nucleo e quindi sono pronte per evolversi verso successive fasi (parte superiore del diagramma di H-R): l'innesco dell'idrogeno dei gusci attorno al nucleo e la combustione dell'elio, all'interno del nucleo, che si convertirà in carbonio.

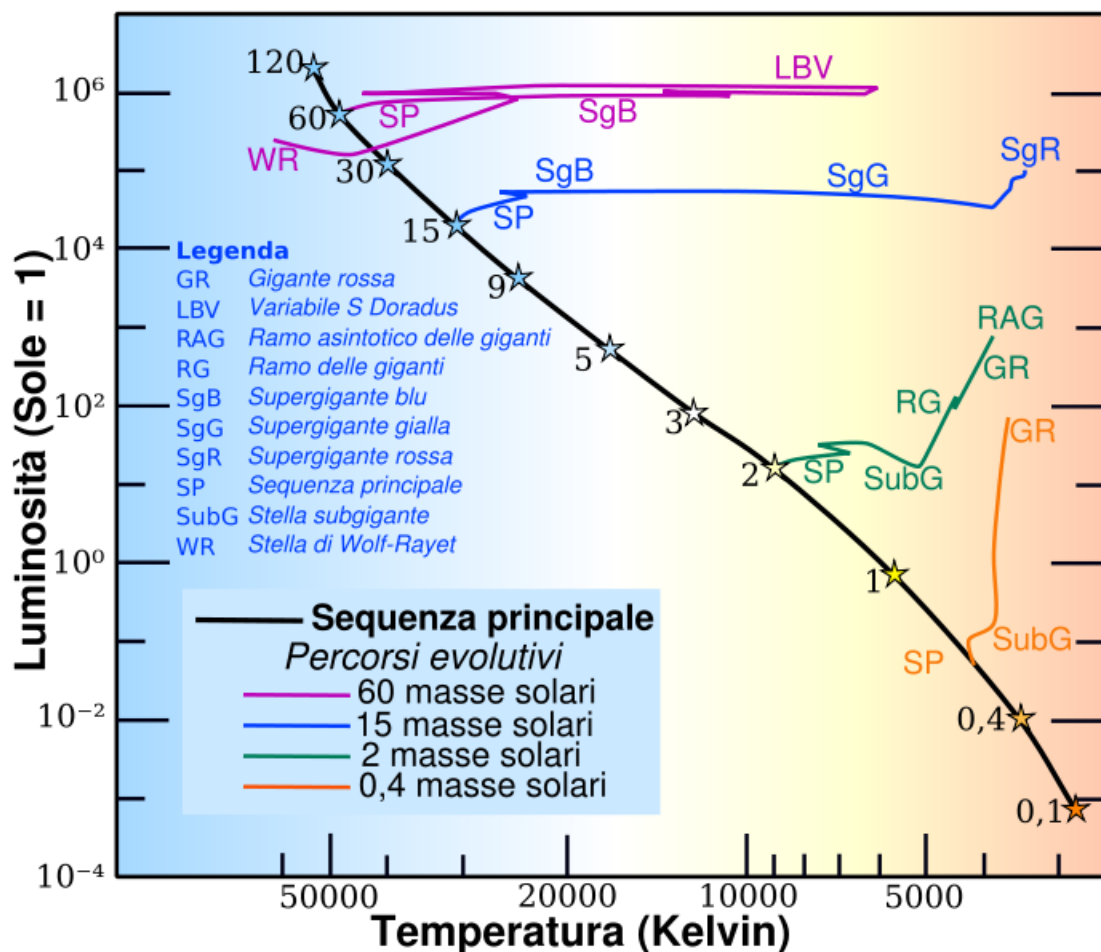


Figura 19: Diagramma che mostra i percorsi che le stelle fanno a dipendenza della loro temperatura e della loro luminosità.

1.12 LA FASE DI POST-SEQUENZA PRINCIPALE

L'evoluzione stellare dipende dalla massa della stella, dunque per comodità la spiegazione della fase di post-sequenza principale è divisa in quattro categorie di massa solare.

1.12.1 Le stelle con massa compresa tra le 0,08 e le 0,5 $M_{\odot}$

Le stelle con masse comprese tra 0,08 e 0,5 masse solari, sono chiamate Nane Rosse (stella M V) ed hanno una vita che varia tra i 50 e 100 miliardi d'anni. L'evoluzione stellare di questo tipo di stelle non è conosciuta, poiché il nostro universo esiste solo da 13,7 miliardi d'anni. Sono stati creati però dei modelli di evoluzione stellare che permettono di prevedere, con una certa sicurezza, il comportamento futuro di queste stelle. Le Nane Rosse sono formate dalla nascita solamente da idrogeno, che in seguito si trasformerà in elio senza però innescare i nuovi processi di fusione a causa

di un'insufficiente temperatura. Queste stelle, non producendo più energia (assenza di processi nucleari), si raffreddano progressivamente diventando delle Nane Nere.

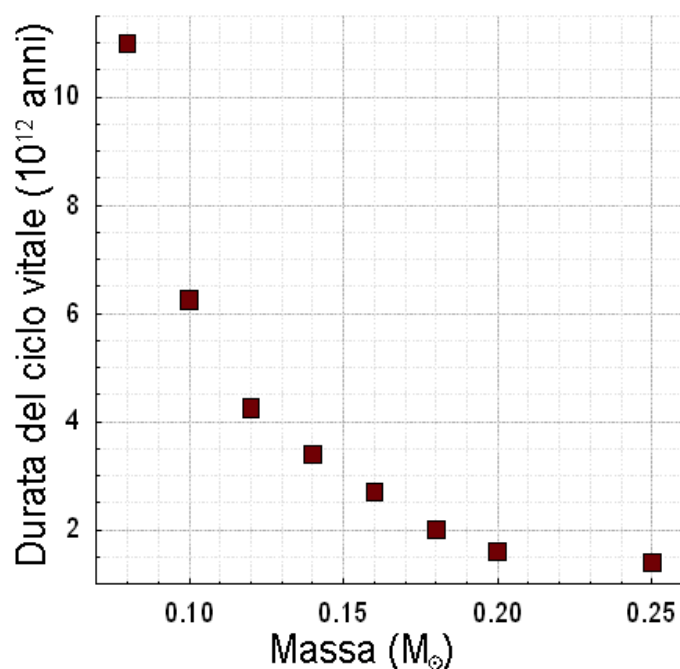


Figura 20: La durata della sequenza principale di una Nana Rossa confrontata con la propria massa.

1.12.2 Le stelle con massa compresa tra le 0,5 e le 8 $M_{\odot}$

Il nucleo delle stelle con queste caratteristiche, alla fine della sequenza principale, subisce diversi collassi incrementando la propria temperatura. Gli strati più esterni invece si espandono e si raffreddano grazie all'eccesso energetico ricevuto dal nucleo. Questa energia ricevuta dal nucleo permette allo strato di gas più vicino ad esso di innescare la fusione dell'idrogeno (fusione protone-protone), che fonderà in elio, in tutti i gusci. Con la fase di fusione dell'idrogeno, che dura fino circa a un miliardo di anni, la stella diventa da subgigante una gigante rossa.

1.12.3 Le stelle con massa superiore alle 8 $M_{\odot}$

Le stelle massicce, una volta cominciata la fusione dell'elio in carbonio, si espandono raggiungendo la grandezza di una supergigante rossa. Non appena si esaurisce la fusione dell'elio i processi nucleari non si arrestano, ma proseguono con la sintesi di altri elementi più pesanti: ossigeno, neon, silicio e zolfo.

A questo punto si può paragonare la struttura del nucleo di una stella ad una cipolla (vedi figura 21). Nello strato più esterno avvengono le reazioni protone-protone che sintetizzano l'elio e man mano ci si avvicina al nucleo gli elementi che si fondono diventano più pesanti.

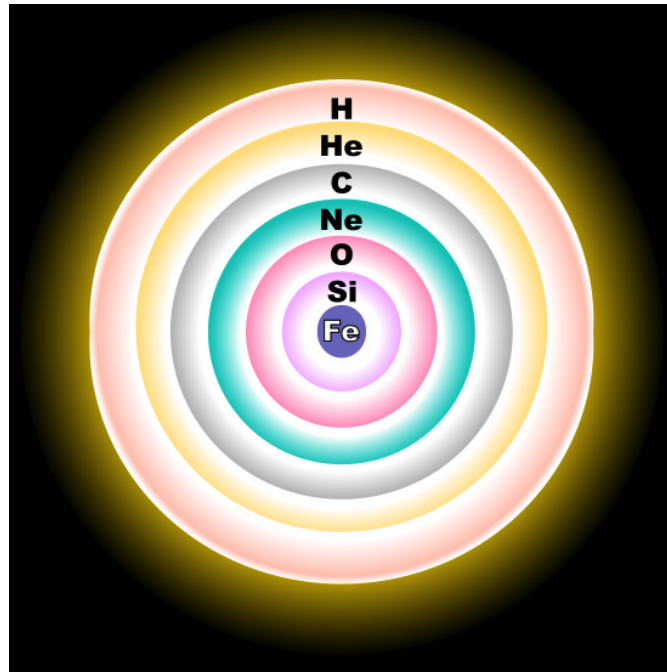


Figura 21: Il nucleo a cipolla di una supergigante rossa.

1.13 I MECCANISMI DI PULSAZIONE STELLARE

Com'è possibile che una stella pulsi per migliaia di anni sempre con la stessa ampiezza?

Quando la superficie di una stella viene compressa, all'interno della stella stessa aumentano la pressione e la temperatura e quindi anche le reazioni nucleari che si innescano negli strati immediatamente esterni al nucleo. L'energia che queste reazioni sprigionano tende a contrastare la compressione in atto e a far dilatare gli strati esterni della stella. In seguito a questa espansione, le reazioni nucleari innescate nei gusci circostanti il nucleo si attenuano, poiché la temperatura diminuisce. Di conseguenza la gravità prevale sulla pressione generata dall'energia termica, che fa espandere la massa di gas e dunque la dilatazione si arresta. A questo punto la stella si contrae nuovamente e così continua il ciclo.

Le stelle pulsanti non si trovano sulla sequenza principale, ma la maggior parte di esse occupa la fascia del diagramma di Hertzsprung-Russel chiamata "instability strip", poiché proprio le stelle che si trovano in quella fascia del diagramma posseggono una grande quantità di elio ionizzato, che dà poi avvio ai processi di pulsazione.

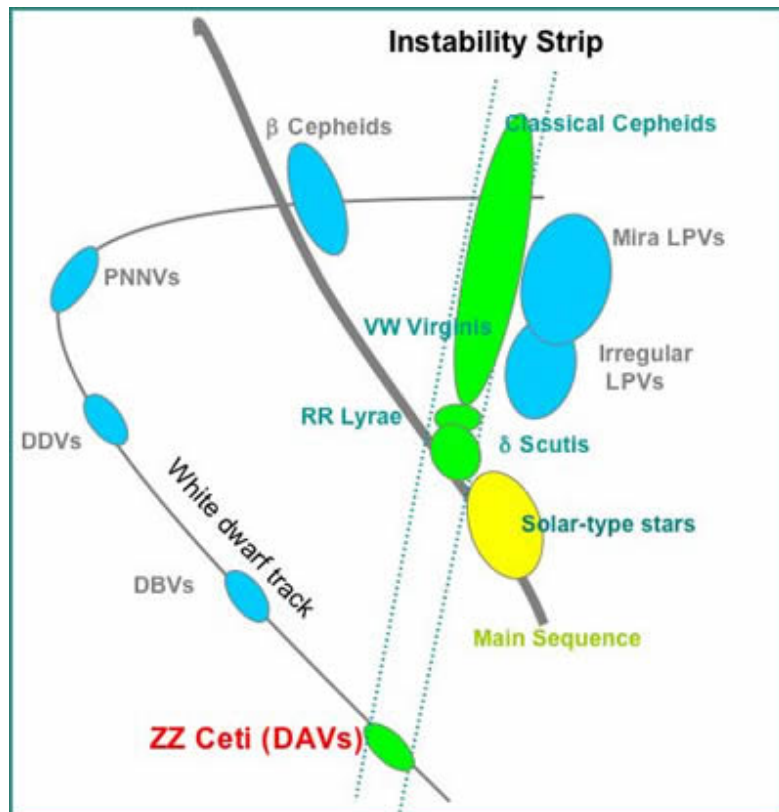


Figura 22: Fascia di instabilità (instability strip) sul diagramma H-R.

Questa fascia di instabilità, detta anche delle Cefeidi, attraversa il diagramma H-R partendo dalla zona delle supergiganti fino alla zona della sequenza principale. Gli astronomi credono, infatti, che la pulsazione sia un fenomeno transitorio; ogni stella è costretta a pulsare durante la sua vita e la sua evoluzione, quando passa dall'instability strip.

Il meccanismo di pulsazione si sviluppa sotto gli strati superficiali delle stelle, così che l'energia può uscire solo durante la fase di espansione (e non durante quella di contrazione, quando la temperatura aumenta) dando la spinta necessaria a completare il ciclo.

Gli strati superficiali che partecipano alla pulsazione si possono dividere in: parte superficiale (più o meno profonda, costituita da idrogeno ionizzato), zona sottostante (costituita di elio ionizzato) e strato interno (più denso, dove si smorzano le pulsazioni).

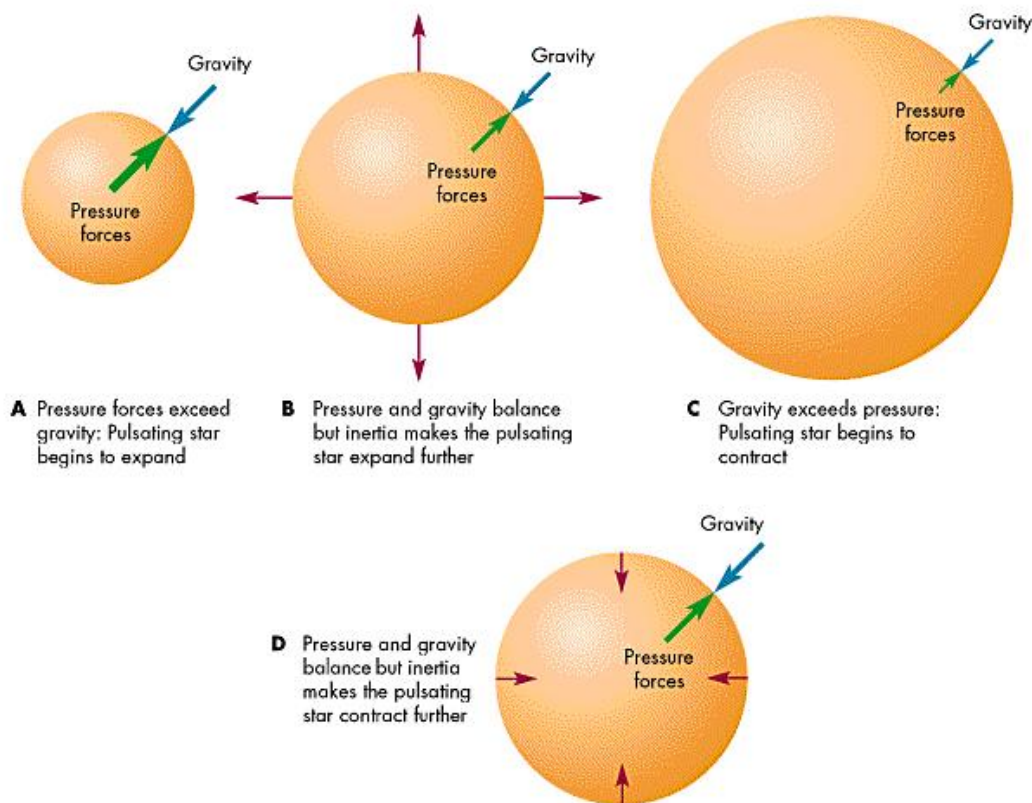


Figura 23: Schema riassuntivo del ciclo di pulsazione di una stella.

La pulsazione viene prodotta e mantenuta principalmente da tre effetti:

- Effetto gamma: avviene nella zona sottostante di elio ionizzato. L'energia liberata dalla contrazione viene utilizzata per ionizzare ulteriormente l'elio e quindi la temperatura diminuisce, raffreddando così la zona che deve riassorbire energia dagli strati adiacenti, dove la temperatura è invece aumentata a causa della contrazione. Durante l'espansione successiva viene liberata energia, dalla ricombinazione dell'elio, che aiuta a creare un equilibrio interno.
- Effetto kappa: l'elio fornisce al gas una grande quantità di elettroni che assorbono l'energia prodotta, per poi usarla nella successiva espansione. Questo fenomeno è chiamato anche k-mechanism e nei paragrafi successivi vi è una spiegazione più approfondita.
- Effetto raggio: avviene nello strato più interno e quindi più vicino al nucleo. Durante la fase di contrazione l'elio da ionizzare riceve altra energia a causa dell'aumento della temperatura dovuto alla vicinanza col centro.

La pulsazione di una stella può essere una **pulsazione radiale**, cioè che avviene solamente aumentando o diminuendo il raggio della stella, o una **pulsazione non radiale**, cioè che avviene dilatando la sfera in modo non uniforme seguendo dei disegni di anelli paralleli o di spicchi concentrici.

Una pulsazione radiale è dovuta allo strato di ionizzazione dell'elio che fornisce ed assorbe energia quando serve. Lo strato di elio ionizzato (che ha perso un elettrone) poco sotto la superficie della stella, infatti, se si situa in una posizione ben precisa, fa

sì che l'energia interna non venga più utilizzata per scaldare la stella, che quindi si raffredda. L'elio allora ricattura un elettrone perso e la stella si riscalda nuovamente tornando alla posizione iniziale e il processo continua in questo modo.

Una pulsazione non radiale, invece, è innescata da una rotazione molto veloce della stella stessa.

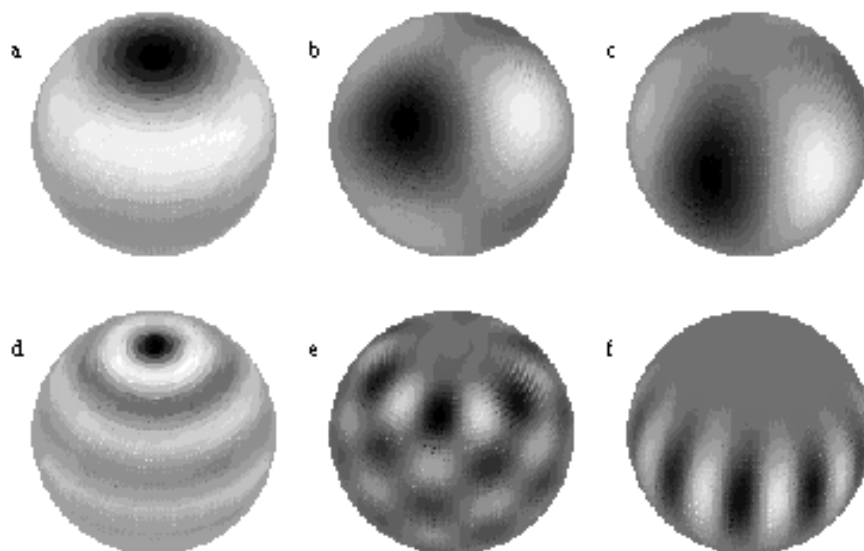


Figura 24: Alcuni esempi di pulsazioni radiali e non.

La scoperta dei meccanismi di pulsazione stellare risale al 1914, quando l'astronomo americano Harlow Shapley teorizzò, a partire dalle sue osservazioni, che le variazioni di temperatura e luminosità delle Cefeidi (classe di stelle variabili pulsanti, vedi capitolo 5.3) fossero causate da una pulsazione radiale. Egli riteneva che le stelle dovessero in qualche modo “respirare” ritmicamente, ma fu solo nel 1930, quando l'astronomo inglese Arthur Eddington fornì una spiegazione matematica alle osservazioni di Shapley, che le sue idee riguardanti le pulsazioni radiali vennero prese in considerazione. Eddington propose di considerare le stelle pulsanti come dei motori a calore termodinamico, dove le oscillazioni radiali potevano essere il risultato di onde sonore in risonanza nell'interno della stella. Il modello di Eddington richiede che l'opacità k , definita come il fattore che determina *quanta radiazione si diffonde dall'interno all'esterno della stella*, agisca come un meccanismo a valvola per le pulsazioni stellari. Egli suggerì infatti che una stella pulsa perché la sua opacità è maggiore quando il gas è compresso di quando è espanso. Quando una stella è compressa, la sua opacità è maggiore e intrappola il calore negli strati esterni; la temperatura è quindi elevata ed aumenta anche la pressione, che a sua volta spinge verso l'esterno gli strati superficiali. Durante l'espansione della stella l'opacità diminuisce e di conseguenza il calore “fugge” maggiormente, perciò la temperatura diminuisce. Crolla quindi la pressione interna, permettendo alla superficie della stella di ricadere verso il basso e portare nuovamente ad una sua compressione. Questo è chiamato **k-mechanism** e si può descrivere con la legge di Kramer, che implica che l'opacità k tenda a diminuire con la compressione:

$$k \propto p/T^{3.5}$$

dove p è la pressione interna e T è la temperatura della stella.

Come gli strati di una stella vengono compressi, la loro densità e la loro temperatura aumentano, così aumenta il flusso di radiazione e l'opacità diminuisce. L'opacità dipende da diversi parametri, tra cui la quantità di atomi coinvolti, la densità, la lunghezza delle onde di radiazione, ecc., ma un fattore fondamentale per capire la pulsazione è la ionizzazione della materia. La materia ionizzata contiene elettroni liberi che, alle elevate temperature interne della stella, vengono diffusi e assorbiti, interagendo con i fotoni emessi e determinando l'opacità.

Nel 1950 l'astronomo russo S. A. Zhevakin identificò le regioni interne della stella dove l'opacità può fungere da valvola al meccanismo di pulsazione; esse sono le zone di ionizzazione parziale, in cui una parte dell'energia rilasciata durante la compressione di uno strato può essere utilizzata per altre ionizzazioni future e non per aumentare ulteriormente la temperatura del gas. Al di sopra di una zona di parziale ionizzazione l'idrogeno resta neutro, mentre al di sotto di essa è completamente ionizzato e lo stesso vale per le zone di ionizzazione di ogni altro elemento (ma nella maggior parte delle stelle gli elementi fondamentali che le costituiscono sono idrogeno ed elio).

Il k -mechanism viene rinforzato in una zona di parziale ionizzazione, poiché il gradiente di temperatura tra la zona di parziale ionizzazione e gli strati adiacenti non ionizzati trasmette più calore alla zona, facendo aumentare ancora la ionizzazione. Questo è il γ -mechanism.

Normalmente le zone di parziale ionizzazione sono due: la zona di parziale ionizzazione a idrogeno e quella a elio. La prima è una regione avente temperatura caratteristica tra 1 o $1,5 \cdot 10^4$ K, dove avviene una ionizzazione ciclica di idrogeno e elio. La seconda, invece, è una regione profonda nell'interno della stella avente temperatura caratteristica di $4 \cdot 10^4$ K, dove avviene un'ulteriore ionizzazione dell'elio.

I modelli a computer hanno dimostrato che la principale responsabile delle oscillazioni osservate per le stelle sull'instability strip è la zona di parziale ionizzazione dell'elio, mentre la zona di ionizzazione dell'idrogeno produce un ritardo di fase osservabile tra il massimo e il minimo della luminosità della stella.

La localizzazione delle zone di parziale ionizzazione è determinata dalla temperatura della stella; per stelle con temperature superficiali sopra i 7500 K esse si trovano troppo vicine alla superficie della stella e, quindi, non c'è abbastanza massa per dirigere le oscillazioni, mentre per stelle con temperature sotto i 5500 K le zone di parziale ionizzazione si trovano in profondità all'interno della stella e quindi le oscillazioni sono direzionate in maniera più precisa.

1.14 FASE FINALE DELL'EVOLUZIONE STELLARE E MORTE DELLA STELLA

Nei momenti che precedono la fine dell'esistenza di una stella, siccome i processi di fusione terminano e viene a mancare la pressione esercitata dalla produzione di energia, la pressione interna dei gas non è più in grado di contrastare la forza di gravità e, di conseguenza, il nucleo collassa. Gli strati più esterni, in caduta libera sul nucleo, vengono successivamente esplosi a velocità di 20-30 mila chilometri al

secondo. Ciò che resta dall'esplosione è un oggetto estremamente denso: una stella compatta formata da materia degenere, cioè da uno stato della materia molto denso che è formato da nuclei atomici immersi in un gas di elettroni.

Nel caso di stelle massicce la fase esplosiva verrà classificata come esplosione di una "Supernova" e il residuo finale potrà essere una stella a neutroni o un buco nero.

Nel caso di stelle di piccola massa (come il nostro Sole) la fase esplosiva verrà classificata come esplosione di una "Nova" e il residuo finale sarà una "Nana Bianca".

Come per la fase di post-sequenza principale, anche qui trattiamo separatamente tre categorie di stelle in base alle rispettive masse stellari.

1.14.1 Le stelle con massa compresa tra le 0,08 e le 0,5 $M_{\odot}$

La morte di questo tipo di stelle, Nane Rosse (vedi capitolo 4.5.1), prevede la trasformazione del nucleo in uno stato altamente degenere e forma, senza alcuna fase intermedia, una Nana Bianca di elio. Gli strati esterni, invece, vengono espulsi sotto forma di vento stellare.

1.14.2 Le stelle con massa compresa tra le 0,5 e le 8 $M_{\odot}$

Nelle ultime fasi di vita di una stella con queste caratteristiche, all'interno dell'astro si generano delle violente pulsazioni termiche che causano l'espulsione dei suoi strati più esterni, formati principalmente da idrogeno e ossigeno, attraverso un flusso di particelle e di gas chiamato vento stellare. Questo fenomeno assorbe la radiazione ultravioletta emessa a seguito dell'aumento di temperatura degli strati interni e la riemette poi sotto forma di luce visibile dagli anelli ed involucri di gas e polveri, cioè dagli strati più esterni che vengono dispersi, che vanno a formare una nebulosa planetaria. Esse sono fenomeni molto spettacolari, eccone riportato un esempio nella figura 25. La nebulosa planetaria si costituisce in espansione, prima come nebulosa proto planetaria e poi come Nana Bianca (costituita dal nucleo della stella).



Figura 25: Nebulosa Farfalla.

Una Nana Bianca è un oggetto stabile, essenzialmente costituito da carbonio, dalle dimensioni molto piccole (di diametro pari a quello terrestre), con una massa minore o uguale al limite di Chandrasekhar ($1,44 M_{\odot}$). Viene chiamato limite di Chandrasekhar il limite superiore che può raggiungere la massa di un corpo non rotante formato da materia degenere che riesce ad opporsi al collasso gravitazionale. Quindi nessuna Nana Bianca non rotante può avere massa superiore al limite di Chandrasekhar.

La stabilità delle Nane Bianche è dovuta al fatto che la pressione di degenerazione elettronica è indipendente dalla temperatura. Le Nane Bianche, infatti, possiedono temperature superficiali molto elevate (subito dopo la loro formazione anche pari a ca. 100-120 milioni di gradi K). Con il passare del tempo la stella si raffredda gradualmente in funzione della dissipazione di calore nello spazio circostante, fino a quando non emetterà più calore e diventerà così una “Nana Nera”.

La “Nana Nera” è l’ipotetico ultimo stadio della vita di questo tipo di stelle, poiché fino ad ora non ne è ancora stata osservata alcuna.



Figura 26: Nebulosa planetaria Helix, nella fase successiva alla costituzione di una Nana Bianca.

1.14.3 Le stelle con massa superiore alle $8 M_{\odot}$

Anche nelle stelle massicce la presenza di ferro nel nucleo produce l'interruzione dei processi di fusione. La forza di gravità viene così a prevalere e fa contrarre il nucleo. L'interno del nucleo stellare diventa caldissimo (fino a temperature di ca. 6 miliardi di gradi K) e i nuclei di ferro, invece di fondersi, vengono scissi in 13 nuclei di elio con l'emissione di 4 neutroni. La fusione nucleare che fino a questo punto aveva contrastato la forza di gravità viene quindi a mancare, poiché non vi sono elementi chimici con energia di legame più elevata di quella del ferro. Le zone interne collassano e il nucleo non è più in grado di sopportare la sua stessa massa, facendo aumentare ancora di più la temperatura. Le condizioni fisiche della stella morente fanno fondere a questo punto elettroni e protoni formando neutroni. Si crea quindi una stella a neutroni in grado di sostenere il proprio peso. Mentre il centro della stella resta stabile, tutto il resto della materia cade verso il centro e rimbalza infine sul nucleo composto da gas neutronico degenerare molto denso. Si produce quindi un'onda d'urto verso l'esterno che si scontra con gli strati periferici di ferro e si propaga causando l'esplosione finale della stella in una brillantissima Supernova.

Le Supernovae hanno una luminosità tale da superare, anche solo per un brevissimo tempo (da 1 a 3 mesi), la luminosità complessiva dell'intera galassia in cui si trovano. L'energia liberata nell'esplosione è talmente elevata da consentire la nucleosintesi di Supernovae, cioè la formazione di elementi più pesanti del ferro per cattura mediante

violentissime collisioni di neutroni e protoni e per successivi decadimenti radioattivi. La maggior parte della materia che costituiva la stella viene diffusa nello spazio dall'esplosione della Supernova; tale materia forma quindi il resto di Supernova, destinato a formare altre generazioni di stelle e pianeti, mentre il nucleo restante appare in uno stato altamente degenere.

L'implosione del nucleo della stella, malgrado sia molto violenta, non porta alla sua scomparsa. A dipendenza della massa originaria della stella il nucleo stellare diventa una stella a neutroni o un buco nero.

Se la massa del cuore della stella è compresa tra le 1,4 e 3,8 masse solari il suo nucleo collassa semplicemente comprimendosi in una stella a neutroni (manifestata a volte come Pulsar), estremamente densa, che appare stabile poiché il suo collasso gravitazionale viene contrastato dalla pressione del neutronio (gas neutronico degenere, la particolare materia degenere di cui queste stelle sono formate).

Nel caso in cui, invece, la stella originaria sia abbastanza massiccia da mantenere il nucleo restante di una massa superiore alle 3,8 masse solari (limite di Tolman-Oppenheimer-Volkoff), non c'è più alcuna forza in grado di contrastarne il collasso gravitazionale ed il nucleo si contrae fino a raggiungere dimensioni inferiori al raggio di Schwarzschild (raggio caratteristico associato ad ogni massa); si dà origine quindi ad un buco nero stellare. Lo stato della materia che costituisce il buco nero, altamente degenere e con densità tendente all'infinito, non è ancora stato descritto chiaramente.

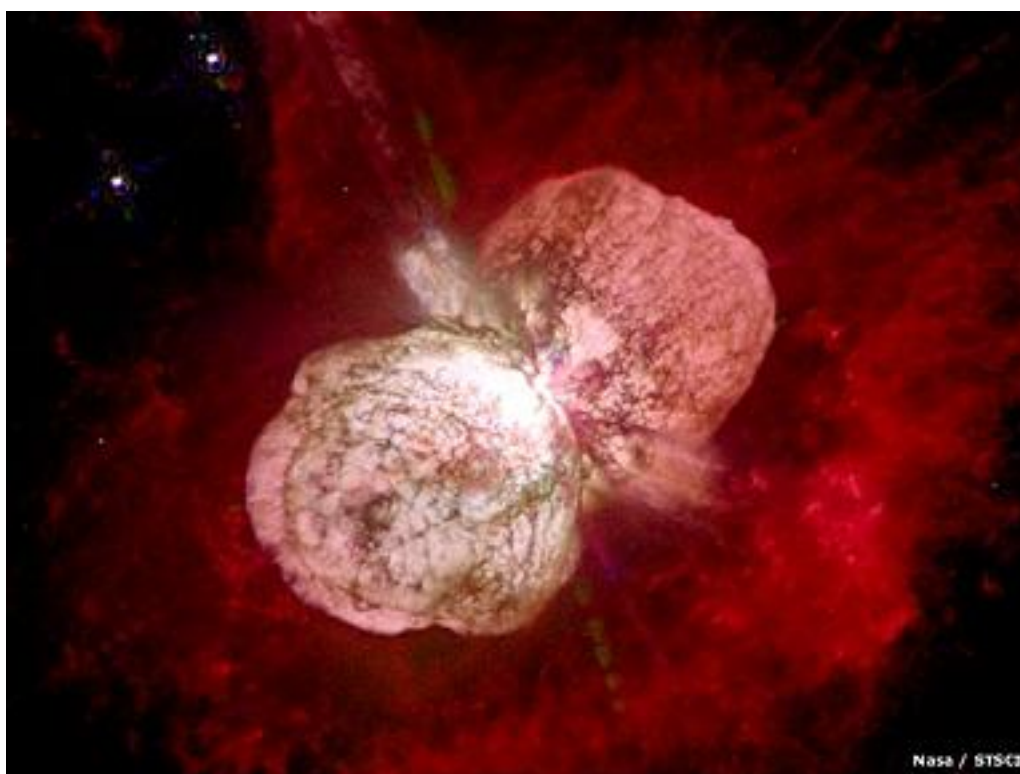


Figura 27: Supernova Eta Carinae dopo l'espulsione di una parte dei suoi strati esterni, chiamata Nebulosa Omuncolo.

Gli strati esterni della stella che vengono espulsi nella Supernova contengono una grande quantità di elementi pesanti che possono essere reimpiegati in nuovi processi

di formazione stellare. Tali elementi permettono la formazione di sistemi planetari che possono contenere anche dei pianeti di tipo roccioso; infatti le origini del nostro sistema solare sono descritte con la morte di una stella mediante esplosione di Supernova.

Il fatto di riscontrare la presenza di tutti gli elementi chimici esistenti in natura sul nostro pianeta ci indica inequivocabilmente che la Terra è un corpo di seconda generazione, vale a dire che gli elementi chimici che la compongono sono stati elaborati e sintetizzati su una stella che ha vissuto una generazione precedente alla nostra e dalle cui ceneri derivanti dall'esplosione finale si sono riformate una nuova stella (il Sole) e un corteo di corpi freddi che le orbitano intorno (i pianeti del Sistema Solare).

Le esplosioni delle Supernovae, e i venti stellari da esse generati, svolgono quindi un ruolo fondamentale nella formazione degli elementi chimici.

1.15 LA MAGNITUDINE

La luminosità di una stella è la quantità di energia irradiata al secondo. La sua unità di misura secondo il Sistema Internazionale è il watt (joule al secondo).

L'astronomo greco Ipparco di Nicea catalogò le stelle che si riuscivano a vedere ad occhio nudo in base alla loro luminosità apparente. La scala che utilizzò fu quella delle magnitudini, che comprendeva sei classi. Le stelle con maggior luminosità erano dette stelle di prima magnitudine ($m = +1$), mentre le stelle meno luminose erano chiamate di sesta magnitudine ($m = +6$).

Nel 1856 l'astronomo britannico Pogson determinò che una stella di $m = +1$ è approssimativamente 100 volte più luminosa di una di $m = +6$, quindi organizzò la scala delle magnitudini visibili ad occhio nudo in 6 classi, secondo il rapporto:

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log_{10} \left(\frac{I_1}{I_2} \right)$$

Figura 28: Il rapporto di Pogson. Nel rapporto di Pogson m_1 e m_2 sono le magnitudini di due stelle, I_1 e I_2 le loro rispettive intensità luminose apparenti.

Pogson ha posto le magnitudini su una scala logaritmica e dunque furono introdotti anche dei valori negativi per i corpi celesti molto brillanti.

1.15.1 Magnitudine apparente

La magnitudine apparente (m) di un qualsiasi corpo celeste, per esempio una stella o un pianeta, è la misurazione della sua luminosità apparente (elaborata con la formula di Pogson) rilevata dal punto esatto dell'osservazione: un corpo celeste può apparire forte ad una piccola distanza, ma man mano ci si allontana la sua luminosità apparente diminuisce.

Magnitudine apparente	Oggetto celeste
-26,8	Sole
-12,6	Luna piena
-4,4	Luminosità di Venere al suo massimo
-2,8	Luminosità di Marte al suo massimo
-1,5	Sirio, la stella più luminosa
-0,7	Canopo, la seconda stella più luminosa
+6,0	Le stelle più deboli osservabili ad occhio nudo
+12,6	Il quasar più luminoso
+30	Gli oggetti più deboli osservabili col Telescopio Spaziale Hubble

Figura 29: Scala della magnitudine apparente di diversi oggetti astronomici.

1.15.2 Magnitudine assoluta

La magnitudine assoluta (M) è la magnitudine apparente (m) che un corpo celeste avrebbe ad una distanza di 10 parsec dall'osservatore. 10 parsec corrispondono 32.6 anni luce. Un parsec è la distanza alla quale un corpo celeste mostra uno spostamento di parallasse corrispondente ad un arco secondo.

Questa misura non tiene dunque conto della distanza reale tra l'oggetto e l'osservatore ed è dunque una misura di luminosità intrinseca. La magnitudine assoluta è bassa se il corpo celeste è intrinsecamente molto luminoso. La magnitudine assoluta può essere anche negativa.

Esprimendo questo concetto e tenendo conto del rapporto di Pogson possiamo scrivere:

$$\begin{aligned}
 M_A &= -2.5 \log_{10} \left(\frac{L_A}{4\pi(10pc)^2} \right) \\
 &= -2.5 \log_{10} \left(\frac{L_A}{4\pi} \right) + 2.5 \log_{10} (10pc)^2 \\
 &= -2.5 \log_{10} \left(\frac{L_A}{4\pi} \right) + 5
 \end{aligned}$$

Figura 30: Dove M_A è la magnitudine apparente e L_A è la luminosità.

Possiamo quindi notare che la magnitudine assoluta dipende solo dalla luminosità della stella stessa.

Questa formula viene usata poco, poiché si conosce molto raramente la luminosità intrinseca di una stella. Le misure più conosciute sono la magnitudine apparente e la distanza, dunque se si prende il rapporto di Pogson e lo si modifica utilizzando la definizione di magnitudine assoluta si ottiene la seguente relazione:

$$\begin{aligned}
M_A - m_A &= -2.5 \log_{10} \left(\frac{L_A}{4\pi(10pc)^2} \right) + 2.5 \log_{10} \left(\frac{L_A}{4\pi d_A^2} \right) \\
&= -2.5 \log_{10} \left(\frac{L_A}{4\pi} \right) + 5 \log_{10}(10pc) \\
&\quad + 2.5 \log_{10} \left(\frac{L_A}{4\pi} \right) - 5 \log_{10}(d_A)
\end{aligned}$$

Figura 31: Dove M_A è la magnitudine apparente, m_A è la magnitudine assoluta, L_A è la luminosità e d_A è la distanza.

Se si semplifica ulteriormente la relazione si ottiene una formula molto utile nel campo astronomico per ricavare la magnitudine assoluta conoscendo la magnitudine apparente di un corpo celeste o per ricavare la distanza del corpo celeste se si conoscono la magnitudine apparente e quella assoluta.

$$M_A - m_A = 5 - 5 \log_{10}(d_A)$$

Figura 32: Dove M_A è la magnitudine apparente, m_A è la magnitudine assoluta e d_A è la distanza.

1.16 I GIORNI GIULIANI

Nei grafici delle curve di luce, come nella stragrande maggioranza dei grafici inerenti l'ambito astronomico, sull'ascissa a indicare il tempo non vi stanno ore, giorni o minuti, bensì “giorni giuliani” (Julian Day o più semplicemente JD).

Questo sistema di calibrazione temporale è un semplice conteggio dei giorni trascorsi da una data scelta in maniera relativamente arbitraria.

La data di partenza, quindi il JD 0 è il lunedì 1 gennaio 4713 a. C. che non ha un'importanza astronomica.

Con questo sistema di riferimento ci sono diversi vantaggi; infatti svaniscono i problemi dovuti a anni bisestili e a mesi di durata irregolare e di conseguenza risalire al lasso di tempo trascorso tra un fenomeno e quello successivo risulta semplificato.

Inoltre il giorno giuliano non è determinato dal tempo locale bensì da quello universale, dunque tutti gli astronomi possono lavorare con lo stesso sistema di misurazione del tempo senza essere ostacolati dal fuso orario.

Il vantaggio principale per gli astronomi, però, è il fatto che un giorno giuliano va da mezzogiorno a mezzogiorno di un giorno “normale”, cosa che implica che non c'è il cambio di data a mezzanotte durante le osservazioni.

Un giorno giuliano può essere suddiviso in parti decimali per misurare le ore e i minuti.

Un aspetto che può venir considerato uno “svantaggio” è la difficoltà che riscontra chi non conosce questa scala di tempo nei primi approcci con questo nuovo sistema di riferimento, difficoltà che si dissolve con l’abitudine.

Per fare un esempio il 25 gennaio 2012 espresso con i JD diventa: JD 2455952 e il 26 gennaio 2012 sarà semplicemente il JD 2455953.

LA CLASSIFICAZIONE DELLE STELLE VARIABILI

Le stelle variabili sono stelle che hanno una variazione della loro luminosità nel corso del tempo. La luminosità può variare in modo regolare o irregolare e può trattarsi di una variazione di grande o di piccola ampiezza.

Le cause della variabilità possono essere fisiche o meccaniche. Una stella varia fisicamente quando le caratteristiche interne cambiano, come per esempio la temperatura, il raggio o la densità. Le cause meccaniche, invece, sono quando la variazione è dovuta all'interazione di una stella con altri corpi (pianeti o stelle).

Grazie alla curva di luce si possono misurare diversi parametri della stella:

- la periodicità del sistema;
- l'andamento della luminosità del corpo celeste;
- il raggio (differenza di magnitudine tra il massimo e il minimo);
- le cause della variabilità.

1.17 VARIABILI DEI SISTEMI BINARI AD ECLISSE

1.17.1 Introduzione

Le stelle variabili Binarie ad Eclisse sono composte di un sistema di stelle su un piano orbitale all'incirca sulla linea di vista dell'osservatore sulla Terra. Le stelle coinvolte producono periodicamente delle eclissi l'una con l'altra, e queste creano una variazione di luminosità apparente del sistema. Il periodo orbitale del sistema determina il periodo dell'eclisse, che può variare da pochi minuti ad alcuni anni.

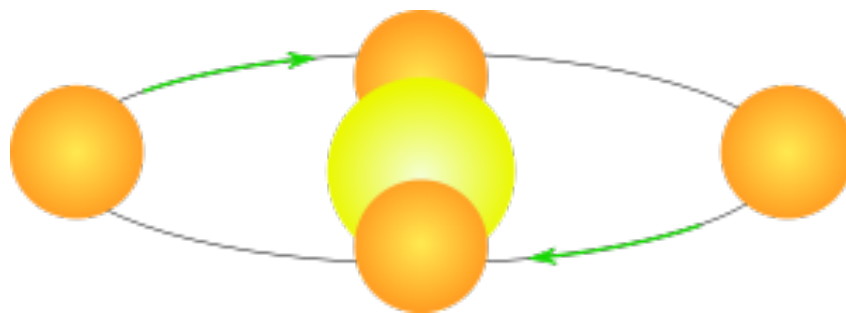


Figura 33: Il sistema Binario ad Eclisse.

Queste coppie di stelle sono molto vicine tra di loro e molto lontane da noi, di modo che alla nostra osservazione queste coppie appaiono come singole stelle, e rivelano la loro duplicità solo con l'analisi della curva di luce.

La parola "eclissi" deriva dal greco: ἔκ (ek), preposizione che significa "da" (moto da luogo), e λείπειν, (leipein), che significa "allontanarsi" ovvero "nascondersi", "rendersi invisibile".

Esistono quattro tipologie d'eclissi:

- eclissi totale: quando un corpo è completamente coperto dall'altro;
- eclissi parziale: quando un corpo è parzialmente coperto dall'altro;
- eclissi anulare: quando il corpo è più grande dell'occultatore e quindi non viene coperto del tutto.

Nei grafici di magnitudine in funzione del tempo dei sistemi binari ad eclisse si possono osservare due minimi: uno primario e uno secondario.

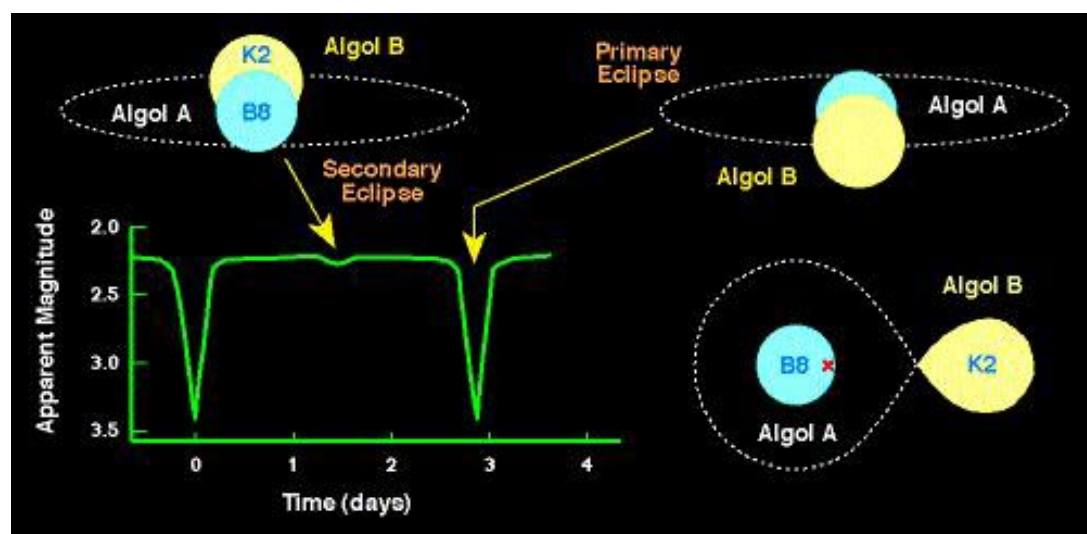


Figura 34: Principio di funzionamento di un sistema binario ad eclisse di un'Algolide.

Nella figura 34 è mostrato il funzionamento di un sistema binario ad eclisse con il minimo primario e il minimo secondario.

Il minimo primario (in alto a destra nell'immagine) avviene quando la stella più luminosa (la stella Algol A nella figura) viene coperta dalla stella meno luminosa. Nel grafico magnitudine-tempo, il minimo primario coincide con il picco più profondo prodotto dall'occultazione della stella più luminosa del sistema. La definizione di magnitudine è data nel capitolo 4.8.

Il minimo secondario (in alto a sinistra dell'immagine) avviene con la situazione inversa, cioè quando la stella di maggiore luminosità copre in parte la stella di minor luminosità. Nel grafico viene registrato un picco più piccolo di quello precedente, perché viene occultata la stella che dà minor contributo di luce al sistema.

Tra un picco e l'altro il grafico risulta costante, perché tutte e due le stelle sono visibili e quindi la magnitudine della binaria risulta essere costante.

1.17.2 Il lobo di Roche

Il lobo di Roche è il volume attorno ad una stella in un sistema binario in cui, se si dovesse lasciare una particella, essa ricadrebbe sulla superficie di quella stella.

Il lobo di Roche si può formare intorno a ciascuna delle due stelle componenti di un sistema binario stretto, cioè con una distanza molto contenuta tra le due componenti. La materia che riempie il lobo di Roche si distribuisce non più con una simmetria sferica, ma assumendo una tipica forma ovale, a causa dell'interferenza gravitazionale prodotta da ambedue le componenti del sistema binario.

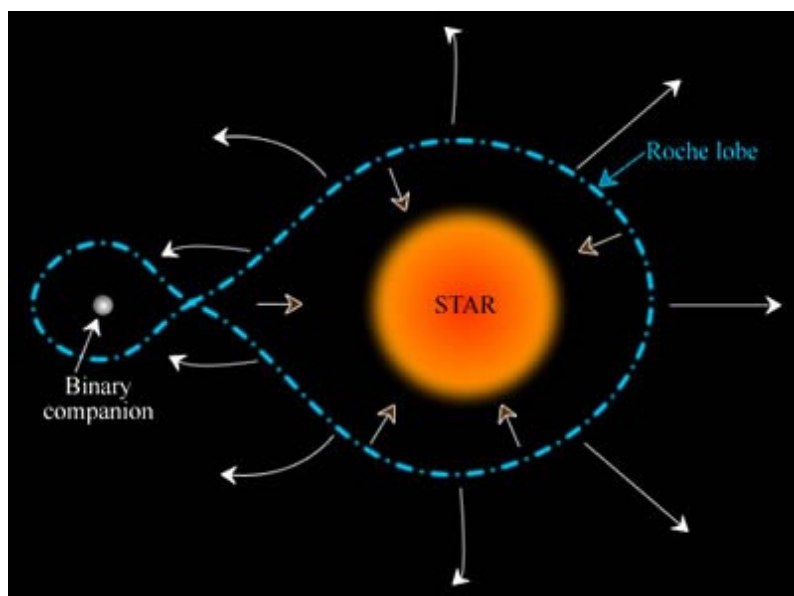


Figura 35: Formazione del lobo di Roche grazie alle forze attrattive delle due stelle coinvolte.

Grazie alle forze gravitazionali delle due stelle si formano due lobi a forma di goccia, che vengono a contatto in un punto di equilibrio gravitazionale detto punto Lagrangiano. È attraverso questo punto di equilibrio che possono avvenire scambi di materia, solitamente dalla stella meno massiccia e meno evoluta (Gigante Rossa) verso la stella più massiccia e più evoluta (Nana Bianca, stella a neutroni o buco nero). Infatti la stella più massiccia possiede una forza gravitazionale maggiore rispetto ad una stella meno massiccia.

Nella figura 36 si può vedere che lentamente attorno alla stella principale, Nana Bianca o stella a neutroni, si va progressivamente formando un disco di gas, detto disco di accrescimento, strappato alla compagna gigante rossa.

Questo fenomeno è molto importante da capire, perché permette di comprendere parte dei processi che portano alcune stelle a variare.

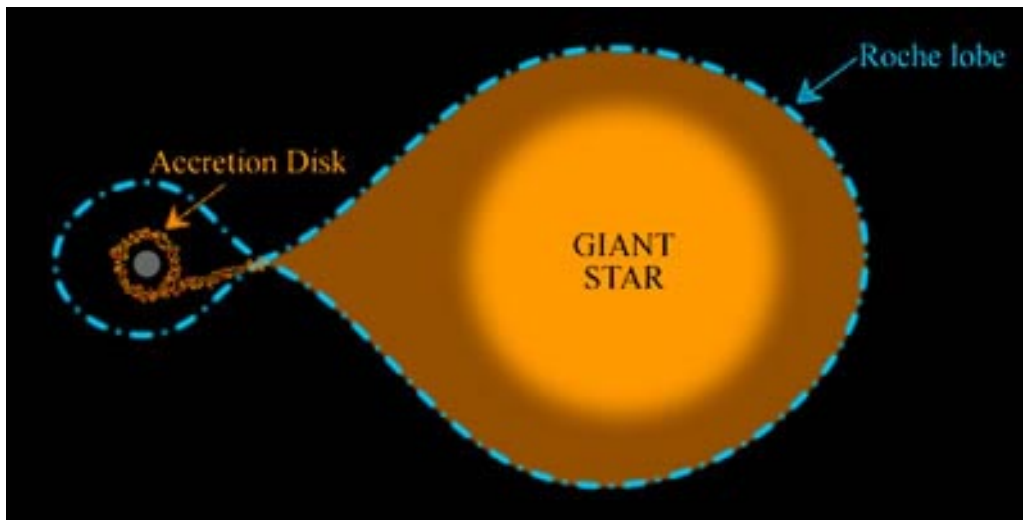


Figura 36: Attorno alla stella più piccola si forma un disco di gas strappato alla stella più grande.

1.17.3 Algolidi (EA)

Le stelle Algolidi sono una tipologia delle variabili ad eclisse e posseggono un minimo primario e uno secondario ben distinti lungo l'asse del tempo.

Le Algolidi sono la tipologia più numerosa. La loro ampiezza di variazione di magnitudine è molto grande; nel 1669 vennero misurate da Geminiano Montanari.

Verso il 1780 John Goodricke definì la variazione di luce della stella Algol (Beta Persei), e qualche anno dopo anche della stella Beta Lyrae, causa delle eclissi reciproche di due stelle.

Il periodo delle Algolidi può variare da poche ore a diversi anni; questi sistemi sono formati da stelle sferiche ben separate tra di loro.

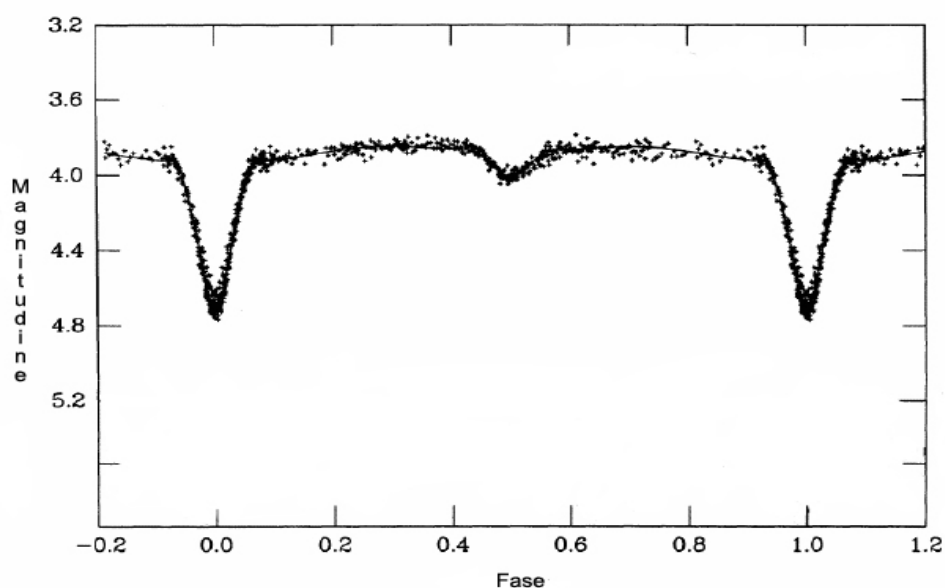


Figura 37: Curva di luce di un'Algolide.

La figura 34 mostra un'eclisse parziale quando l'orbita è circolare. Il minimo primario avviene quando la stella meno luminosa occulta quella più splendente, mentre il minimo secondario avviene quando la stella più brillante occulta quella meno luminosa (ampiezza minore di magnitudine).

Se l'orbita è ellittica il minimo secondario si può trovare più vicino ad uno dei due minimi principali.

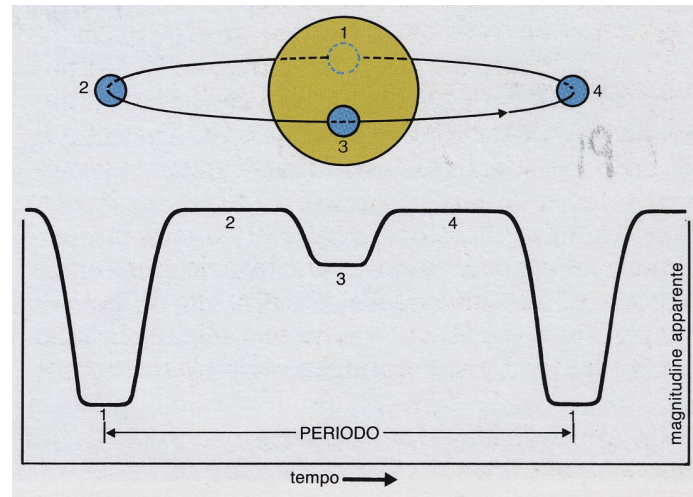


Figura 38: Esempio di una curva di luce di un'Algolide avente eclissi totali, con minimi piatti. La durata della fase di totalità coincide con la durata della fase "piatta" del minimo.

1.17.4 Beta Lyrae (EB)

Le Beta Lyrae sono stelle ravvicinate tra loro e dunque hanno periodi di variazione più brevi a confronto di altre variabili; sono deformate e assumono una forma ellittica a causa delle reciproche interazioni gravitazionali a corta distanza.

La maggior parte di questi sistemi è formata da stelle di classe spettrale O, B e A.

Le due stelle hanno un periodo di rotazione sincrono a quello di rivoluzione e orbitano rivolgendosi sempre lo stesso emisfero (la punta dell'ellisse). Nella fase di eclisse si osserva un'area praticamente circolare, mentre nel resto della rotazione le stelle si vedranno con la loro forma progressivamente sempre più ellittica.

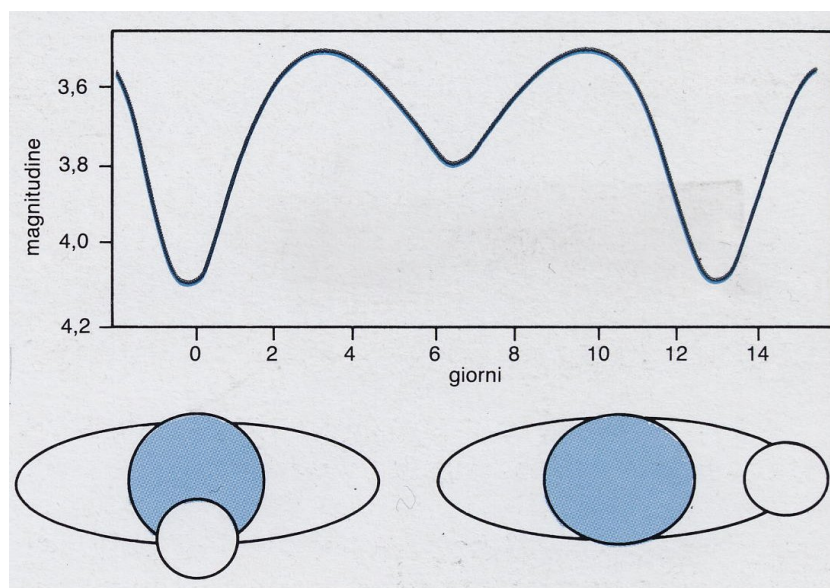


Figura 39: Curva di luce della Beta Lyrae.

La combinazione delle fasi di eclisse e la variazione della superficie a noi esposta portano ad avere un cambiamento continuo della luminosità. Questa variazione continua è dovuta anche ai flussi di materia tra i due corpi in interazione.

Quando una delle due stelle che compongono il sistema binario diventa una gigante o una supergigante, a causa del suo stato evolutivo, la forza gravitazionale sulla sua superficie diventa sempre più debole e dunque l'attrazione gravitazionale esercitata dalla compagna può generare flussi di materia strappando gas dalla superficie della gigante attraverso il punto di equilibrio.

1.17.5 W Ursae majoris (EW)

Le due stelle protagoniste sono principalmente delle classi spettrali K e M e si trovano a contatto scambiandosi continuamente materiale (vedi lobo di Roche). Le loro masse sono quasi uguali, i minimi che si formano sono molto simili e il loro periodo è brevissimo.

Il minimo primario e il minimo secondario, a causa delle luminosità molto prossime tra di loro, non hanno tra loro grandi differenze d'ampiezza.

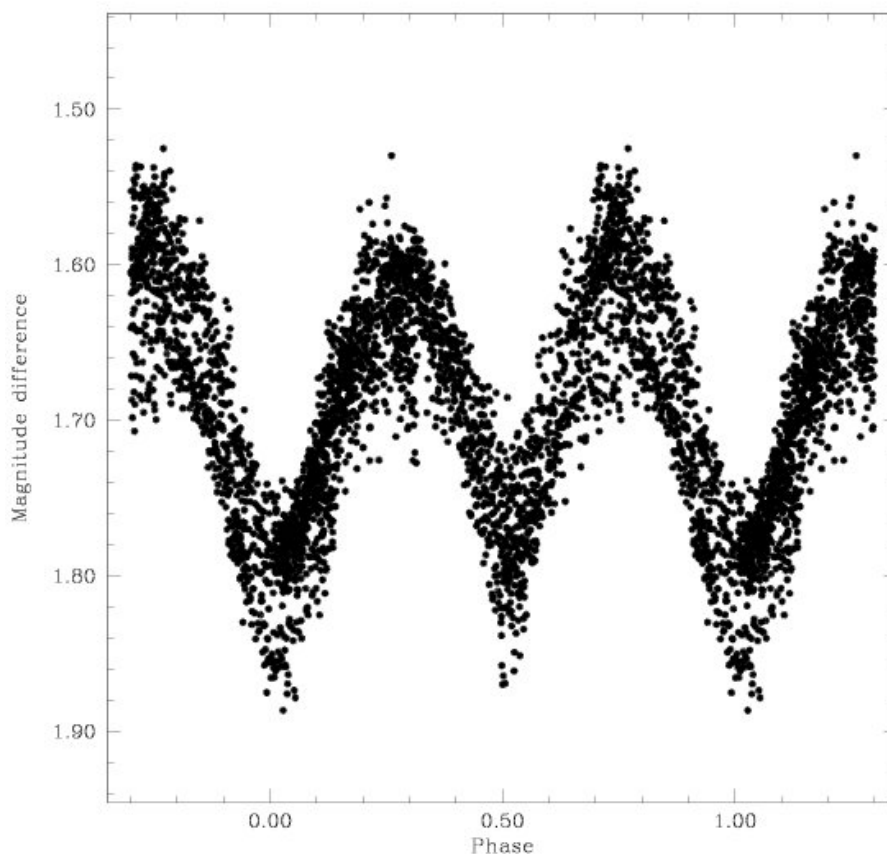


Figura 40: Curva di luce di una EW. Il sistema binario GSC 4339-1166 appartiene alla costellazione della Giraffa, ha periodo di 0.580135 giorni e ha variazione di luce di 13,25 - 13,58 magnitudini (strumentale). Questa stella variabile è stata individuata nel 2010 all'Osservatorio Calina, situato a Carona (Svizzera).

1.18 VARIABILI ERUTTIVE

1.18.1 Introduzione

Le stelle variabili eruttive presentano variazioni di luminosità irregolari e improvvise esplosioni di gas nelle loro parti esterne, dovute ad un non uniforme riscaldamento degli strati interni.

Le curve di luce saranno formate da aumenti di luminosità irregolari.

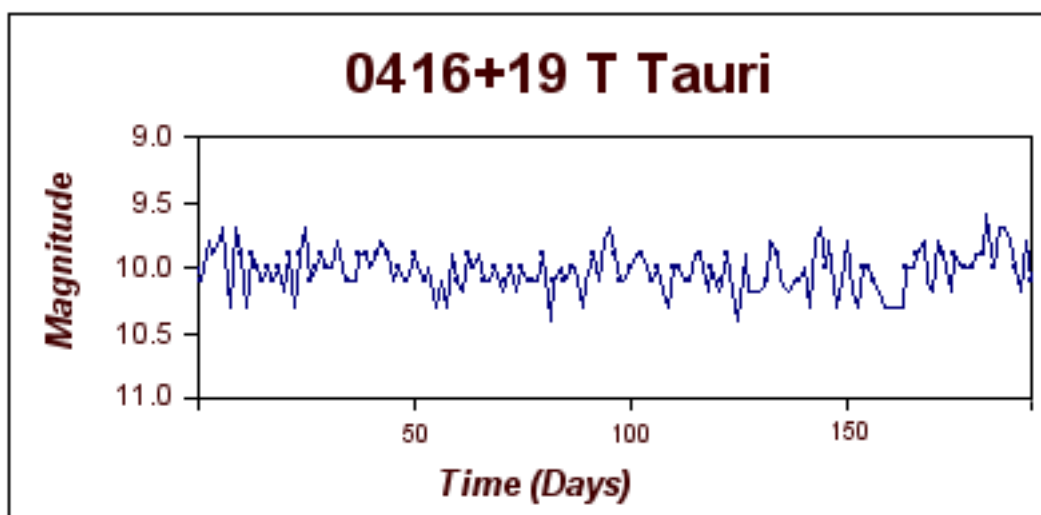


Figura 41: Curva di luce di una stella giovane di tipo T Tauri.

1.18.2 Tipologie

La classificazione di queste stelle è molto complessa, perché non esiste un unico meccanismo responsabile di questi fenomeni.

Nella tabella seguente sono elencati i tipi di variabile eruttiva in ordine alfabetico.

Tipo di variabile	Denominazione e sottoclassi	Meccanismo di variabilità
Be e Gamma Cassiopeiae	Be Stelle a emissione di tipo B GCAS Stelle B periodiche	Eruzioni veloci
FU Orionis	FU Stelle giovani	Eruzioni
Variabili irregolari	IA Variabili I dei primi tipi spettrali IB Variabili I di tipo spettrale medio-tardo IN Variabili di Orione INA Variabili IN dei primi tipi spettrali INB Variabili IN di tipo spettrale medio-tardo INT Stelle di tipo T Tauri IN (YY) Variabili IN con accrescimento della Materia IS Variabili irregolari rapide ISA Variabili IS dei	Eruzioni

		primi tipi spettrali ISB Variabili IS di tipo spettrale medio-tardo	
R Coronae Borealis	RCB	Variabili eruttive pulsanti	Pulsazione ed espulsione di grandi nubi di carbonio che raffreddandosi diventano opache e quindi provocano le diminuzioni di luminosità.
RS Canum Venaticorum	RS	Binarie strette con emissione Ca II	Variabili ad eclisse con superfici ricche di macchie e fenomeni eruttivi collegati.
S Doradus	SDOR	Variabili blu luminose (LBV) o variabili di Hubble-Sandage	Eruzioni
UV Ceti	UV	UV Stelle dei tipi spettrali KV-MV, con brillamenti dell'ordine dei minuti UVN Variabili di Orione a brillamenti di tipo UV	Eruzioni-flares
Wolf-Rayet	WR	Stelle molto calde che perdono enorme quantità di materia	Eruzioni
U Geminorum	U	Binaria ad eclisse	Binarie ad eclisse con esplosioni

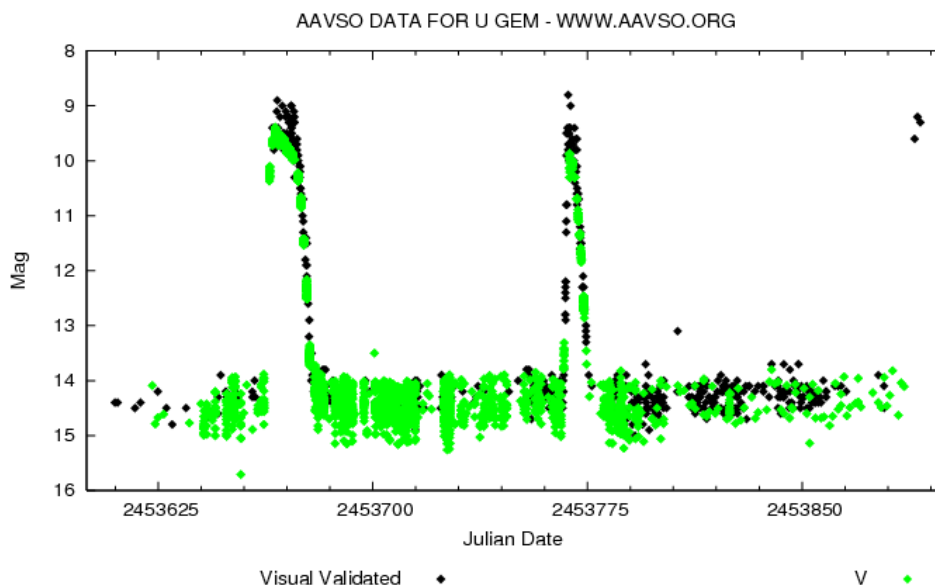


Figura 42: Curva di luce di una stella binaria ad eclisse di tipo U Geminoru.

1.19 VARIABILI PULSANTI

1.19.1 Introduzione

Le stelle variabili pulsanti sono caratterizzate da variazioni periodiche della loro magnitudine, causate da successive espansioni e contrazioni degli strati superficiali del corpo stellare stesso.

Le stelle variabili pulsanti si trovano sulla striscia di instabilità, quella regione tra la sequenza principale ed il ramo delle giganti, dove ogni stella, quando vi passa durante la sua evoluzione, manifesta fenomeni di pulsazioni.

Come visto nel capitolo 3 (L'evoluzione stellare), la stella può espandersi con simmetria sferica, si tratta quindi di pulsazioni radiali, o, nel caso di pulsazioni non radiali, con asimmetria sferica, portando ad una forma stellare deformata.

Queste variazioni di luminosità rappresentano un ciclo periodico, che è osservabile attraverso le curve di luce, le quali descrivono la variazione di luminosità in funzione del tempo.

La durata del ciclo di pulsazione, che può variare da alcuni minuti ad addirittura alcuni anni, così come l'ampiezza, dipende dal tipo di stella. Ogni stella variabile pulsante (tranne alcune eccezioni), avendo “quasi” esaurito l'idrogeno che funge da combustibile, si trova in una fase evolutiva avanzata della sua vita.

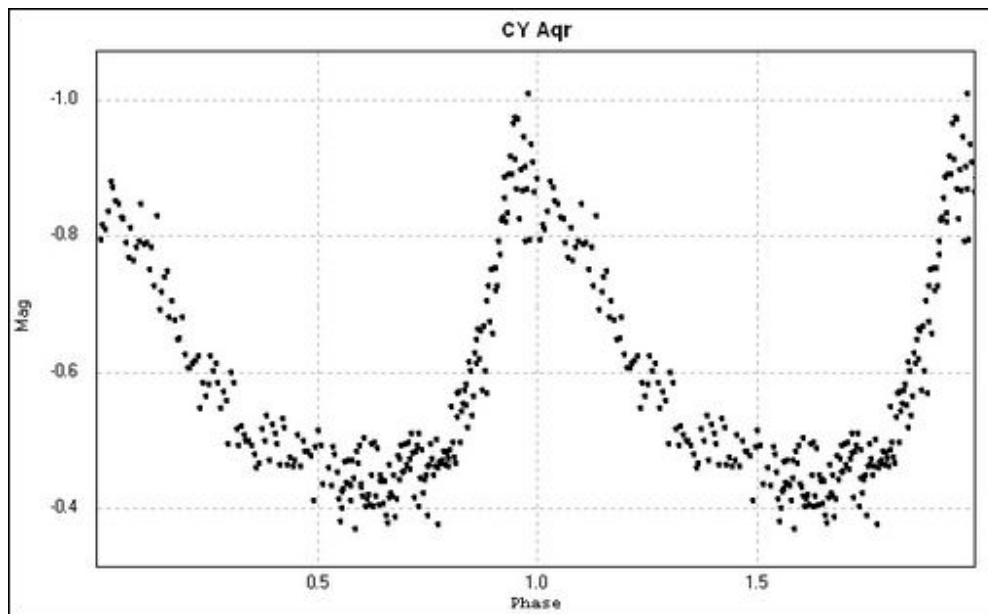


Figura 43: Curva di luce della stella CY Aqr, una variabile pulsante avente il periodo di variabilità breve (circa 90 minuti). Questa stella, inizialmente classificata come RR Lyrae, appartiene alla classe delle Cefeidi nane.

La minima luminosità viene raggiunta subito dopo la massima espansione della stella, mentre la massima luminosità viene raggiunta subito dopo la contrazione massima della stella stessa. Infatti quando un gas si espande la sua temperatura diminuisce e

quindi diminuisce anche la luminosità della stella, mentre quando il volume del gas diminuisce durante la contrazione la sua temperatura aumenta, facendo quindi aumentare anche la luminosità della stella.

Le differenti classi di stelle sono riconoscibili guardando le curve di luce delle stelle.

1.19.2 Tipologie

- **Variabili Cefeidi:** classe di stelle caratterizzata da ampiezza e periodo di pulsazione molto regolare. Il nome di questa classe di stelle è dovuto a δ Cephei, la prima variabile Cefeide osservata nella nostra galassia nel 1784 da John Goodricke.

Generalmente le Cefeidi sono delle stelle variabili giganti o supergiganti gialle con temperature simili a quella del Sole (da 5000 a 7000K) e luminosità compresa tra 1000 e 10000 volte quella del Sole, per questo, infatti, sono rintracciabili a grandi distanze, dell'ordine di diversi milioni di anni luce. Il periodo di pulsazione, invece, va da 1 giorno a 50 giorni circa.

Le Cefeidi sono pulsatori radiali che raggiungono le massime velocità di espansione successivamente il momento di massima luminosità.

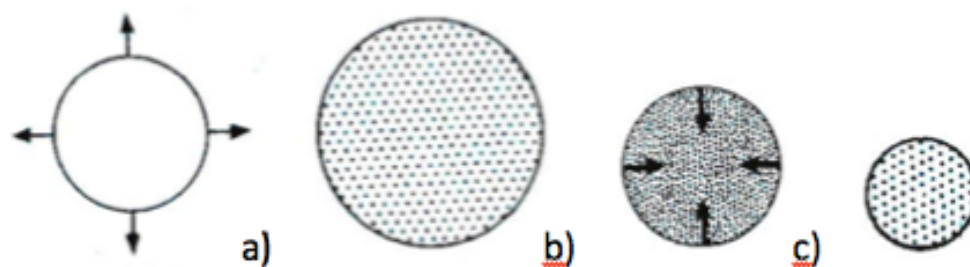


Figura 44: Schema rappresentante le pulsazioni di una Cefeide.

Al punto a) la stella ha il suo massimo splendore, la sua massima temperatura e raggio medio; in b) lo splendore e la temperatura sono medi, il raggio è massimo e la velocità nulla; al punto c) la stella ha il suo splendore minimo, la sua temperatura minima e raggio medio; mentre in d) lo splendore e la temperatura sono medi, il raggio è minimo e la velocità nulla.

Questa classe di stelle variabili è inoltre notevole a causa della correlazione molto stretta tra il periodo della loro variabilità e la luminosità stellare assoluta; le variabili Cefeidi, infatti, vengono considerate come delle candele standard per determinare la distanza degli ammassi globulari e delle galassie in cui sono contenute.

All'Osservatorio di Harvard, tra il 1908 e il 1912, Henrietta Swan Leavitt, sordomuta, una cosiddetta “donna computer” assunta per misurare e catalogare la luminosità delle stelle nelle fotografie dell'Osservatorio, si accorse dell'esistenza di una relazione tra il periodo e la luminosità delle variabili Cefeidi presenti nella Piccola Nube di Magellano.

La derivazione di Leavitt fu possibile poiché le dimensioni della Piccola Nube di Magellano sono molto ristrette comparate alla distanza dalla Terra e per questo si è potuto supporre che tutte le stelle della Nube fossero alla stessa distanza. Per questo motivo la magnitudine assoluta e la magnitudine apparente sono differenti solo per una costante.



Figura 45: Henrietta Swan Leavitt, “donna computer” sordomuta a cui è dovuta la scoperta della relazione Priodo-Luminosità.

La relazione scoperta dalla Leavitt mette appunto in correlazione il periodo di pulsazione P delle Cefeidi (espresso in giorni) e la loro magnitudine assoluta media M :

$$M = A - B \cdot \log_{10} P$$

dove B è la pendenza della retta che si può notare nella figura 46 e A è il punto all’origine sull’asse delle ordinate.

All’epoca di Leavitt non si riuscì a dare un valore ad A , poiché non si conoscevano le distanze di queste stelle dalla Terra, mentre successivamente si è riuscito a risolvere questo problema individuando anche una seconda classe di Cefeidi, di stelle di popolazione II (chiamate anche W Virginis), di cui si conosceva la distanza. Entrambe le popolazioni di Cefeidi hanno una propria relazione; le W Virginis sono meno luminose, ma le due relazioni sono praticamente parallele.

Grazie alle osservazioni più approfondite e accurate di queste classi stellari si è potuto dare dei valori ad A e B , trasformando la formula della Leavitt:

$$M = -1,7 - 2,5 \cdot \log_{10} P$$

per le Cefeidi classiche (di tipo I) e:

$$M = 0,45 - 2,5 \cdot \log_{10} P$$

per le Cefeidi di classe II.

Le Cefeidi con un periodo più lungo, quindi, sono più luminose di quelle con un periodo corto.

Se viene misurato il periodo di variazione di una Cefeide, grazie a questa relazione se ne può subito calcolare la magnitudine assoluta e, misurando la sua luminosità apparente m , si può determinare la distanza (in parsec) della stella usando la seguente formula:

$$m - M = 5 \cdot \log_{10} r - 5$$

dove r è la distanza cercata.

Molto recentemente, grazie all'osservazione diretta di molte di queste stelle con i telescopi spaziali, la relazione Periodo-Luminosità scoperta dalla Leavitt è stata fortemente criticata a causa della presenza intorno a parecchie di queste pulsanti di vaste nubi di gas, liberate dalle Cefeidi stesse, che ne modificano la luminosità apparente.

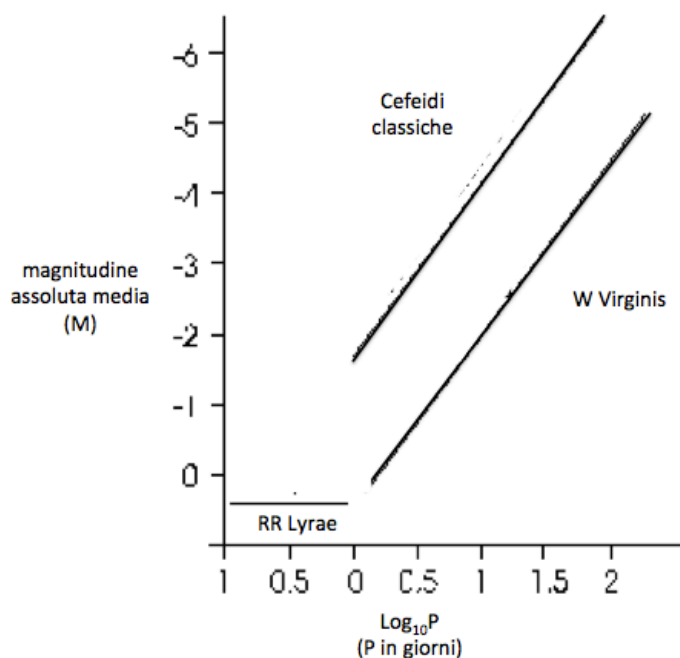


Figura 46: Relazione Periodo-Magnitudine assoluta per le stelle Cefeidi.

- **Variabili W Virginis:** classe di stelle simile alle Cefeidi classiche, infatti le variabili W Virginis sono anche chiamate Cefeidi di II popolazione. A differenza delle Cefeidi di I popolazione, hanno una massa più piccola (anche minore del nostro Sole) e una bassa metallicità.¹
I periodi di pulsazione variano da pochi giorni a 60 giorni.
Le variabili W Virginis vengono classificate in:
 - **CWA:** stelle con periodi di pulsazione maggiore a 8 giorni;

¹ In astronomia sono definiti metalli tutti gli elementi chimici diversi dall'Idrogeno e dall'Elio.

- **CWB**: stelle con periodi di pulsazione minore a 8 giorni.
Oppure, un'altra classificazione più recente è:
 - **BL Her**: stelle con periodi di pulsazione minori a 5 giorni;
 - **W Vir**: stelle con periodi di pulsazione fino a 20 giorni;
 - **RW Tau**: stelle con periodi di pulsazione maggiori a 20 giorni.
- **Variabili Delta Scuti**: classe di stelle nane che si trovano sulla striscia di instabilità avendo appena lasciato la sequenza principale.
Il nome di questa classe di stelle deriva dall'omonima stella Delta nella costellazione dello Scudo.
Le pulsazioni della superficie sono sia radiali che non radiali, quindi la luminosità delle Delta Scuti non varia strettamente in modo regolare ma il periodo di oscillazione è ben stabilito essendo la somma di pulsazioni radiali e non-. Il periodo di pulsazione è molto breve, normalmente inferiore alle 5 ore, e l'ampiezza di luminosità varia di meno di una magnitudine (da 4,60 a 4,79 mag).
- **Variabili RR Lyrae**: classe di stelle con pulsazioni radiali e non radiali, chiamate anche "variabili degli ammassi" a causa della loro forte presenza negli ammassi globulari. Sono stelle del ramo orizzontale, cioè si trovano sull'instability strip (come le Cefeidi), che si sono evolute dalla sequenza principale alla fase delle giganti rosse. L'inizio della fusione dell'elio (in carbonio e ossigeno) porta le stelle sul ramo orizzontale a temperature superficiali attorno ai 7000 K e a luminosità di circa 50 $L_{\odot}$. L'ampiezza varia normalmente da pochi decimi di magnitudine a 2 magnitudini e i periodi di pulsazione da 0,2 a 1,2 giorni; proprio questa brevità del periodo differenzia maggiormente le RR Lyrae dalle Cefeidi classiche.
Le stelle RR Lyrae sono comuni negli ammassi globulari e sono degli utili indicatori di distanza, poiché possiedono tutte la stessa luminosità assoluta.
Ci sono alcune sottoclassi di variabili RR Lyrae classificate secondo le loro curve di luce:
- **RRa**: possiedono curve di luce asimmetriche, con aumento rapido e lento declino;
 - **RRb**: simili alle RRa, ma con ampiezze più piccole (ca. 0,6 magnitudini);
 - **RRab**: così vengono talvolta classificate RRa e RRb assieme;
 - **RRc**: possiedono curve di luce quasi sinusoidali con ampiezza di ca. 0,5 magnitudini.
- Le variabili RR Lyrae nei confronti delle Cefeidi sono più piccole e di maggiore densità e sono destinate a diventare W Virginis.

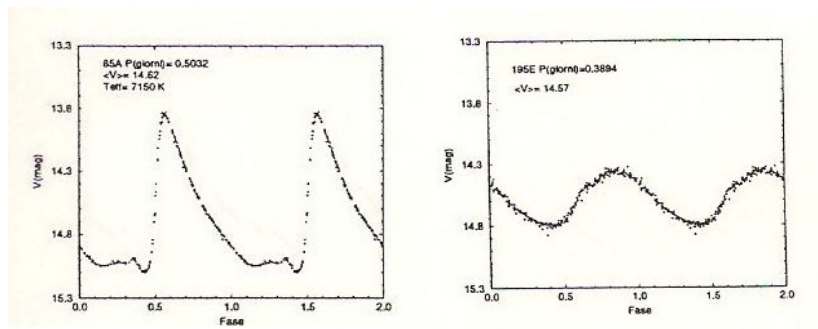


Figura 47: Curva di luce di una variabile RR Lyrae di tipo RRab (a sinistra) e di una variabile RR Lyrae di tipo R Rc (a destra).

- **Variabili Mira:** classe di stelle con periodi e ampiezze molto diversi da un ciclo all'altro. Si tratta di giganti e supergiganti rosse giunte alle ultime fasi dell'evoluzione stellare; in pochi milioni di anni esploderanno diventando Nane Bianche. Anche se la massa di queste stelle non è molto grande (non più di due masse solari), possono essere migliaia di volte più luminose del Sole. Le pulsazioni avvengono in modo radiale e i periodi sono lunghi, anche della durata di alcuni anni.

Molte variabili Mira hanno del carbonio trasportato in superficie dal nucleo stellare, che forma delle nuvole di polvere che a loro volta, oscurando la stella, contribuiscono alle variazioni di luminosità.

Le differenze di magnitudine di queste stelle sono molto forti; Omicron Ceti, la variabile a cui questa classe di stelle deve il nome, era visibile a occhio nudo nei suoi momenti di minima espansione (e quindi massima luminosità), ma scompariva nel cielo quando la sua espansione diventava massima e per questo venne chiamata Mira da "mirabile a vedersi" ("mirabile visu"). Mira è la prima stella variabile pulsante osservata e fu scoperta nel 1596 da David Fabricius.

- **Variabili semiregolari:** classe di stelle giganti rosse o supergiganti con alcune interruzioni delle variazioni della luminosità. Le ampiezze e le forme delle curve di luce, infatti, variano di ciclo in ciclo. I periodi di pulsazione vanno da 20 a più di 2000 giorni e anche le variazioni di luminosità possono essere di pochi decimi o di alcune magnitudini.

Queste variabili sono anche classificate in:

- **SRA:** stelle giganti degli ultimi tipi spettrali (M, C, S) con periodicità regolari e piccole ampiezze. Sono stelle simili alle variabili Mira, ma hanno un'ampiezza minore nel cambiamento di luminosità;
- **SRB:** stelle giganti degli ultimi tipi spettrali (M, C, S) con periodicità molto irregolari. Alcune di queste stelle rimangono costanti per brevi periodi;
- **SRC:** stelle supergiganti degli ultimi tipi spettrali (M, C, S) con periodi dai 30 alle molte migliaia di giorni;
- **SRD:** stelle giganti e supergiganti gialle di tipo spettrale F, G o K con periodi da 30 a 110 giorni.

- **Variabili irregolari:** classe di stelle variabili di tipo spettrale K, M, C o S che subiscono variazioni di luminosità in modo del tutto irregolare. Esistono anche stelle variabili irregolari eruttive.

Le pulsanti irregolari sono suddivise in:

- **L-LB:** stelle giganti;
- **LC:** stelle supergiganti.

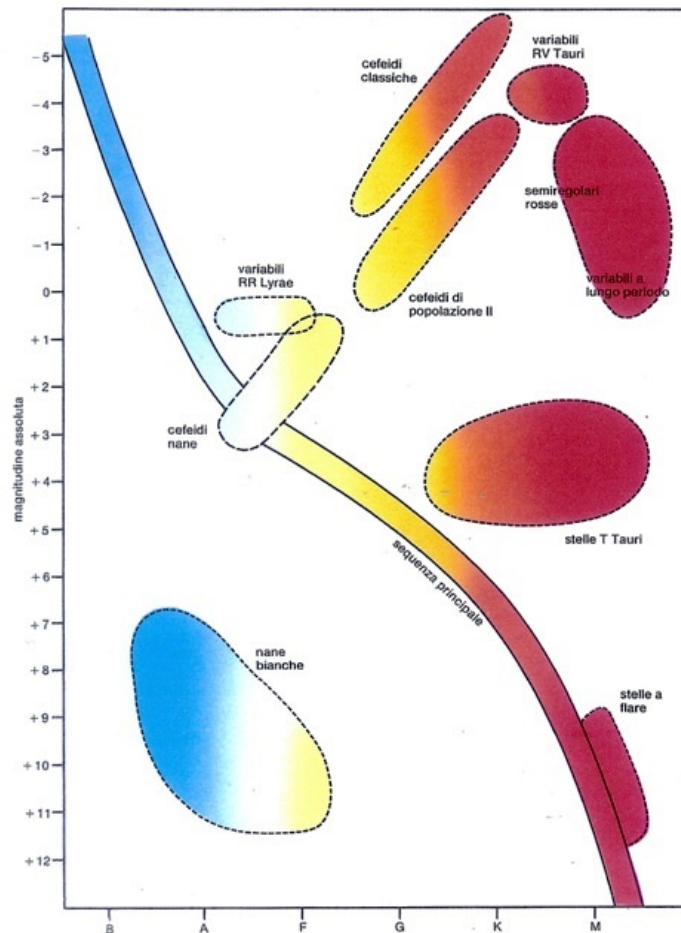


Figura 48: Localizzazione sul diagramma H-R di alcune classi di variabili pulsanti. Le Cefeidi classiche, le Cefeidi di popolazione II e le RR Lyrae si trovano sulla fascia di instabilità.

- **Variabili Beta Cephei:** classe di stelle collocate poco sopra la sequenza principale. La variazione di luminosità è molto bassa, di pochi decimi di magnitudine, e il periodo di pulsazione è breve, da qualche ora a mezza giornata. Nell'ultravioletto le variazioni di luminosità sono invece più ampie. A differenza delle Cefeidi, che sono delle variabili molto simili alle Beta Cephei, la variabilità di questa classe di stelle è dovuta alla presenza di ferro negli strati superficiali.

- **Variabili Alfa Cygni:** classe di stelle aventi periodi di alcune settimane o anche mesi. La variazione di luminosità è di pochi decimi o centesimi di magnitudine e le pulsazioni avvengono in modo non radiale. Spesso si tratta di supergiganti blu di classe A o B.
- **Variabili RV Tauri:** classe di stelle variabili supergiganti. Le pulsazioni avvengono in modo radiale sulla superficie e i periodi variano tra i 30 e i 150 giorni.
I cambi di luminosità sono accompagnati da cambi di tipo spettrale, da F o G al massimo della loro luminosità, a K o M al loro minimo.
Queste variabili sono classificabili in due sottoclassi:
 - **RVa:** stelle che non subiscono variazioni della luminosità media;
 - **RVb:** stelle che mostrano variazioni periodiche della loro luminosità media.

1.20 VARIABILI ROTANTI

1.20.1 Introduzione

Le stelle variabili possono essere intrinseche, come le variabili pulsanti, eruttive e cataclismiche, ed estrinseche, come le variabili binarie ad eclisse e rotanti. Mentre le prime sono delle stelle la cui luminosità varia effettivamente, a causa di pulsazioni o altri fenomeni fisici e chimici della stella stessa, le seconde sono delle stelle la cui luminosità appare variabile a causa di influenze esterne, come alcune zone della superficie più scure o più luminose, o come l'oscuramento parziale dovuto ad una stella compagna del sistema binario.

Non tutte le stelle, infatti, sono delle sfere la cui superficie è omogenea, cioè composta dagli stessi gas alle stesse temperature; possono esserci delle "imperfezioni" quali macchie e disomogeneità termiche o chimiche. Le variabili rotanti possono anche essere delle stelle con forma ellissoidale, ma in tutti i casi queste disomogeneità superficiali portano a variazioni della luminosità delle stelle causate dalla loro rotazione sul proprio asse.

Siccome la luminosità è proporzionale alla quarta potenza della temperatura, basta una piccola macchia fredda sulla superficie di una stella in rotazione per procurarne una variazione di magnitudine percettibile. Questa classe di stelle risulta variabile, naturalmente, solo se l'asse di rotazione non punta verso l'osservatore.

Generalmente tra un massimo e un minimo di luminosità per le variabili rotanti si hanno da pochi centesimi ad alcuni decimi di magnitudine e i periodi possono essere molto diversi, ma la variazione è regolare e si possono osservare dei cicli.

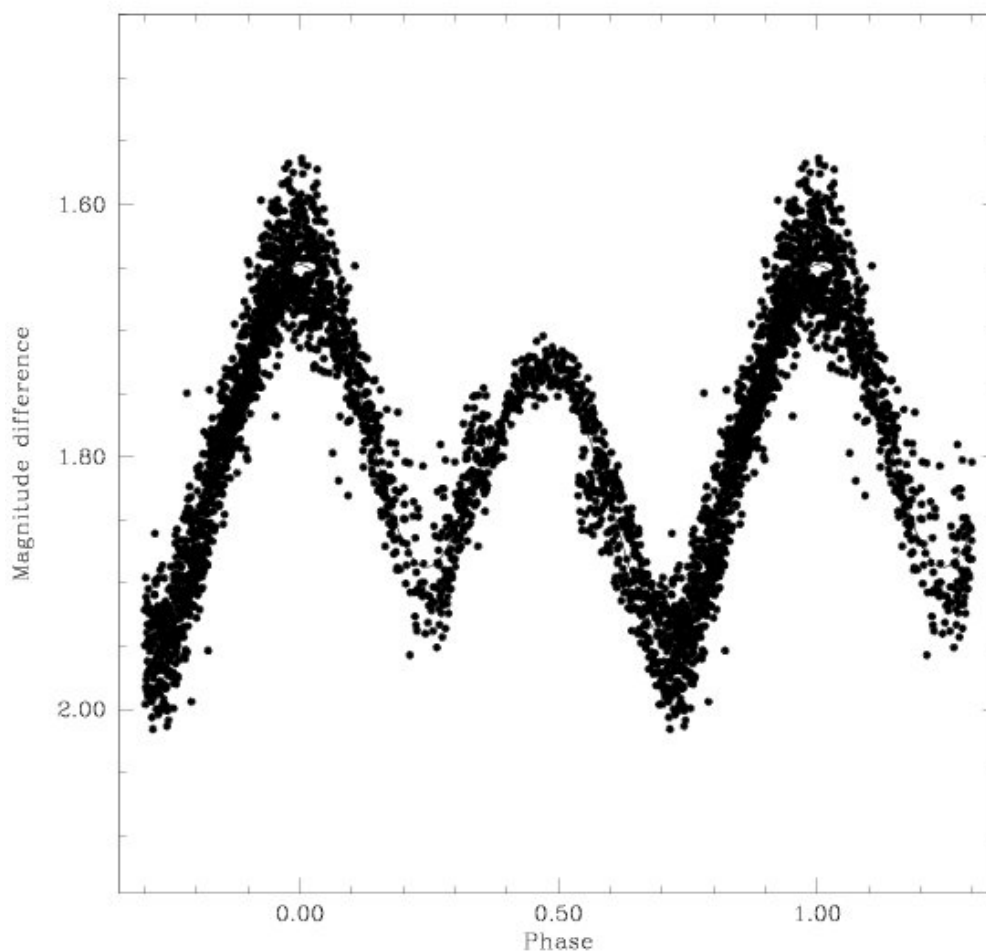


Figura 49: Curva di luce di una stella variabile rotante scoperta di recente all'Osservatorio di Carona (GEOS CIRCULAR ON NEW VARIABLES, 2011 May 10, F. Fumagalli et al., "New Variable Stars in Camelopardalis and Monoceros").

1.20.2 Tipologie

- **Alpha-2 Canum Venaticorum** (alpha-2 CVn): classe di stelle di sequenza principale che subiscono variazioni di luminosità con periodi da 0,5 a 160 giorni e ampiezze da alcuni centesimi a un decimo di magnitudine. Queste stelle hanno un forte campo magnetico e le linee di assorbimento del loro spettro indicano la presenza di silicio, stronzio e cromo.
Le variabili alpha-2 Canum Venaticorum sono suddivise in:
 - **ACV**: stelle con piccole variazioni di luminosità dovute a delle grosse macchie, con differenti temperature, generate da intensi campi magnetici;
 - **ACVO**: stelle rapidamente oscillanti.
- **Variabili ellissoidali** (ELL): classe di stelle appartenenti a sistemi binari stretti, ma senza fenomeni di eclissi, i cui periodi delle variazioni di luminosità corrispondono ai periodi del loro moto orbitale.

- **BY Draconis** (BYDRA): classe di stelle di sequenza principale e di classe spettrale K o M, con variazioni quasi periodiche, identificate con il sottogruppo di stelle a brillamento UV Ceti. Le BY Draconis hanno delle macchie superficiali dove la temperatura è minore (macchie fotosferiche). Le variazioni di luminosità sono normalmente inferiori a 0,5 magnitudini e i periodi, che coincidono con l'arco di tempo di rotazione della stella, durano da pochi giorni ad alcuni mesi.

- **FK Comae Berenices** (FKCOM): classe di stelle giganti, di classe spettrale G o K, con elevate velocità di rotazione e macchie sulla superficie o, talvolta, sistemi binari.

- **Pulsar o CM Tau** (PSR): classe di stelle a neutroni. Le Pulsar si formano successivamente all'implosione delle regioni interne di una stella durante la fase di supernova. La densità di queste stelle è molto elevata per la presenza di gas neutronico degenere. In questo particolare stato la materia si ritrova formata unicamente da neutroni compressi l'uno contro l'altro e la densità è tale che un cm cubo di gas neutronico degenere può avere una massa di svariate centinaia di milioni di tonnellate. In queste condizioni una stella avente una massa solare verrebbe concentrata in una sfera avente raggio di 15 chilometri.
 La variabilità luminosa può raggiungere ampiezze fino a 0 magnitudini e il periodo di variazione, coincidente con quello di rotazione, oscilla tra gli 0.004 e i 4 secondi.
 Le Pulsar ruotano molto rapidamente e l'energia rotazionale della stella è la sorgente di energia dei fasci di radiazioni.
 La variazione di luminosità deriva dal fatto che l'asse del campo magnetico e l'asse di rotazione sono disallineati e danno così origine al fascio rotante di radiazioni che punta verso la Terra a ogni giro di rotazione della stella. Il fascio viene emesso dai poli magnetici della stella, che sono separati dai poli di rotazione da un grande angolo; questo grande angolo fa sì che la luce del fascio sembri quella di un faro.

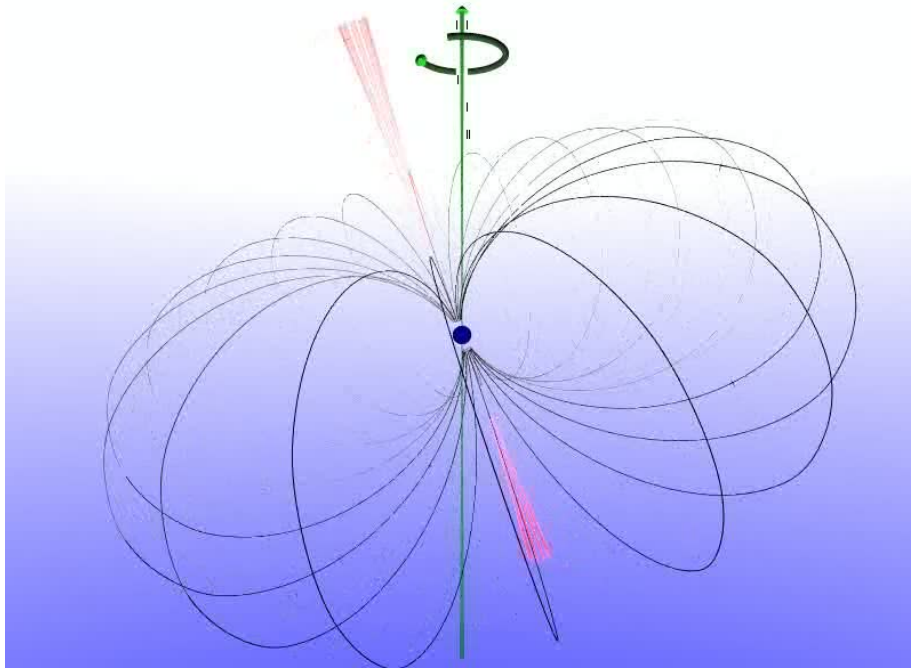


Figura 50: Schema rappresentante un modello di Pulsar. Il fascio rosa, cioè il fascio di radiazioni, corrisponde all'asse dei campi magnetici che, come si può vedere, differisce di un certo angolo dall'asse di rotazione della stella.

- **SX Arietis (SXARI):** classe di stelle chiamate anche “variabili all’elio”, poiché nel loro spettro sono presenti forti linee di elio e silicio. Sono stelle simili alle Alpha-2 CVn, con elevate temperature ed intensi campi magnetici. Il periodo rotazionale, generalmente di un giorno, coincide con i periodi di variazione della luce e del campo magnetico. Le differenze di luminosità si aggirano intorno alle 0,1 magnitudini.



Figura 51: Nebulosa del Granchio, dove, al centro è stata scoperta la prima Pulsar nel 1968. La Nebulosa del Granchio è formata dai gas che sono stati espulsi durante l'esplosione della Supernova 1054, avvenuta circa nel 5400 a. C.

1.21 VARIABILI CATACLISMICHE

Le stelle variabili cataclismiche sono una branca delle variabili intrinseche binarie, dunque caratterizzate da un sistema a due stelle (una stella “normale” e una Nana Bianca).

Quello che caratterizza questo sistema stellare è la ravvicinata distanza tra i due corpi. Le variabili cataclismatiche devono il loro nome alla natura piuttosto turbolenta del gas compreso nel sistema stellare che porta ad una variazione di luminosità simile ad una pulsazione. Quando le stelle del sistema si trovano sulla sequenza principale non vi sono grandi variazioni di luminosità, il sistema diventa variabile quando una delle due stelle si trova fuori dalla sequenza principale e comincia ad aumentare di volume. Con l'aumentare del volume il gas che si trova in periferia della stella è sottoposto ad una forza di gravità minore. Il gas situato nei gusci più esterni viene attratto grazie alla forza di gravità esercitata dalla Nana Bianca, che le orbita a poca distanza. Attraendo gas la Nana Bianca si crea un volume circostante, chiamato “disco di accrescimento”; questo disco è destinato ad aumentare di volume siccome il gas transita a senso unico, grazie alla maggior forza di gravità esercitata dalla Nana Bianca. Come già visto aumentando la quantità di gas, aumenta la densità e di conseguenza aumenterà anche la temperatura. Quando la temperatura è sufficientemente elevata si innescano i processi di fusione nucleare dell'idrogeno nel volume circostante, che portano ad un drastico aumento della luminosità. Con l'esplosione viene espulso tutto il gas circostante la Nana Bianca e si torna ad una luminosità “normale” e da questo momento ricomincia tutto il procedimento. La Nana Bianca ricomincia ad attrarre gas “saturando” il disco di accrescimento fino ad innescare una nuova reazione di fusione, e dunque un nuovo picco di luminosità. Si

tratta dell'"esplosione di stella nova nana".

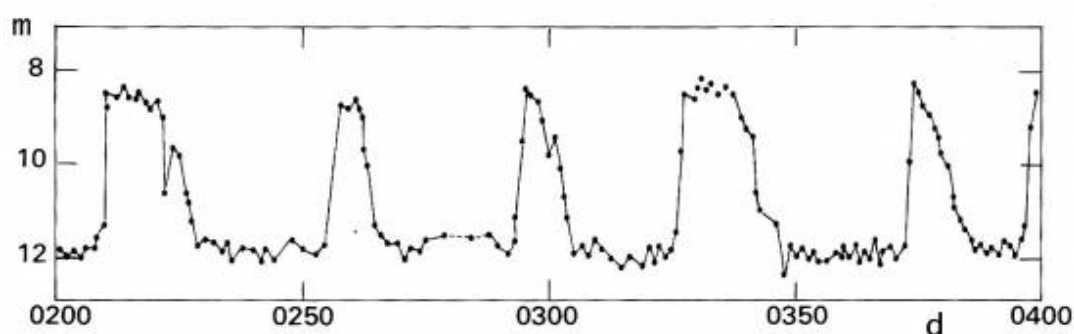


Figura 52: Curva di luce di una stella variabile cataclismatica.

Le variazioni di luce di variabili cataclismatiche seguono un andamento abbastanza irregolare, non vi è una curva o un andamento sinusoidale come per le variabili a eclisse o per altre classi di variabili.

Si nota infatti un picco iniziale davvero notevole quando vengono raggiunte la temperatura e la pressione necessarie a innescare la reazione nucleare. La durata di questo picco varia, come variano le distanze fra un picco ed il successivo, visto che l'evento non è periodico come la pulsazione dovuta ad un'eclisse che segue determinate leggi fisiche ed è più regolare, ma vengono messi in gioco più fattori.

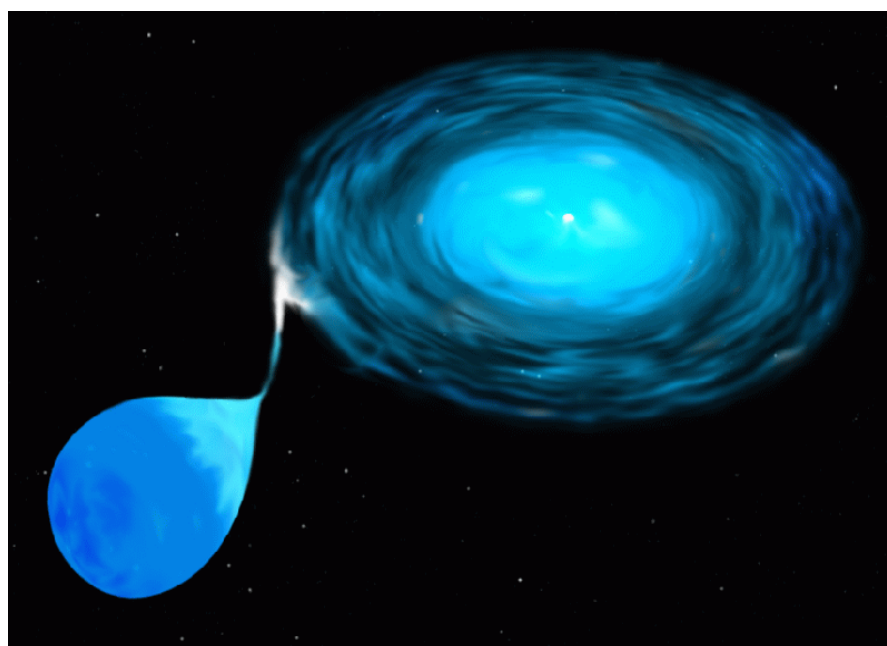


Figura 53: Esempio di variabile cataclismatica.

Se la Nana Bianca non dovesse riuscire ad espellere il gas attratto, aumenterebbe di volume e di massa fino a raggiungere un livello di saturazione detto limite di Chandrasekhar (la stella non riesce più a sostenere la propria massa, vedi capitolo

4.7.2). In seguito una violentissima esplosione, Supernova, porterebbe alla distruzione della Nana Bianca.

Il periodo di pulsazione può variare dal singolo giorno ai diversi mesi, a dipendenza della stella.

La variazione luminosa di un sistema cataclismico, spesso, è influenzato anche dal sistema binario a eclisse, anche se le due curve di luce sono nettamente differenti.

I METODI D'OSSERVAZIONE

1.22 LA CAMERA CCD

La camera CCD (Charge Coupled Device) ha permesso alla fotografia astronomica di compiere notevoli progressi. Questa fotocamera fornisce immagini digitali e necessita dunque di un computer o di un supporto informatico per visualizzarle ed elaborarle.

L'apparecchio CCD è stato ideato nel 1969 da W. Boyle e G. Smith; da allora queste fotocamere sono state continuamente migliorate e perfezionate per quanto concerne la qualità, la risoluzione e la sensibilità.

Come scritto sopra, la camera CCD è molto gettonata nell'ambito astronomico perché permette di ottenere immagini di buona qualità, anche con un cielo con parecchio rumore, e velocizza tutti i procedimenti (un tempo fatti a mano con materiale "tradizionale").

La camera CCD non viene utilizzata solo in questo ambito, la possiamo infatti trovare anche nei FAX, negli scanner e nella fotografia per il grande pubblico.

La CCD è divisa in tre principali parti: il sensore (chip), l'elettronica di controllo e il sistema di raffreddamento.

Il sensore

Il sensore, di svariati centimetri, può contenere fino a milioni di microcomponenti fotosensibili: i pixel. Questa componente della camera CCD permette di "catturare" e misurare la luminosità meglio di qualsiasi altro apparecchio.

Il sensore contiene due bande di silicio; in quella bassa si trovano gli elettroni in fase di "quiete", quindi non colpiti né da fotoni né da calore. Se questo dovesse succedere allora l'elettrone trasmigrerebbe sulla seconda fascia di silicio, cioè la fascia alta, andando a modificare la carica dell'elemento.

Grazie alla misurazione dei cambiamenti di cariche, avvenuti in seguito all'esposizione del sensore alla luce, si può trovare la quantità di luce che è caduta su ogni singolo pixel.

Il sensore CCD non percepisce tutte le lunghezze d'onda, i fotoni con lunghezza d'onda superiore ai 1100 nm passano senza interagire con l'apparecchio, lo stesso vale per le onde che si situano sull'altra estremità dello spettro, quindi sotto i 300 nm.

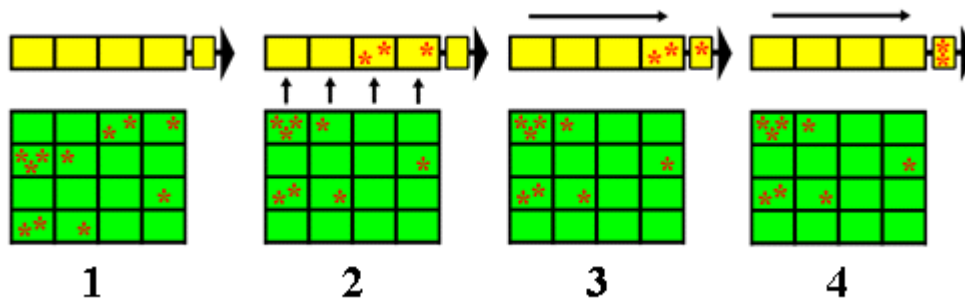


Figura 54: Schema del funzionamento della camera CCD.

Nella figura 54 è rappresentato il funzionamento della camera CCD.

- 1) I diversi fotoni (asterischi) portano ad un aumento di carica nei singoli pixel;
- 2) L'informazione dettata dalle cariche sulla prima riga di pixel si sposta nel registro seriale;
- 3) L'informazione viene inviata verso l'uscita (4) e letta dall'elettronica.

Il procedimento prosegue così con tutte le righe di pixel seguenti.

L'elettronica di controllo

All'interno di una camera CCD l'elettronica di controllo ha il compito di leggere le informazioni che giungono dal sensore. Misurando la differenza di carica e attribuendogli un valore numerico questo elemento elettronico è in grado di ricostruire l'immagine.

Il sistema di raffreddamento

Siccome il sensore CCD interagisce non solo con gli impulsi luminosi, ma anche con il calore, per ottenere un'immagine più fedele possibile bisogna ridurre il rumore termico con l'ausilio di un sistema di raffreddamento.

Per il sensore CCD un elettrone "colpito" da un fotone o "eccitato" dal calore si comporta allo stesso modo. Questo porta ad una distorsione della realtà. La soluzione migliore per ridurre il rumore termico è di collocare un impianto di raffreddamento nei pressi del sensore. L'impianto di raffreddamento consiste in una pompa di calore che abbassa notevolmente la temperatura e permette di raggiungere una differenza termica di 45° C circa rispetto l'ambiente esterno.

I CCD astronomici professionali per raffreddare il sensore utilizzano l'azoto liquido (-160 °C) e l'immagine ottenuta sarà estremamente realistica.

Uno dei difetti più grandi di questo tipo di apparecchio è che le immagini riprodotte non sono a colori. Per ottenere un'immagine a colori bisogna in seguito sovrapporre alle immagini in bianco e nero dei filtri colorati; si tratta di una colorazione artificiale. Bisogna però dire che la grande sensibilità del sensore permette un'ampia gamma di tonalità. Una macchina fotografica "tradizionale" si aggira sui 40 toni diversi di grigio, una camera CCD può arrivare fino a 60'000 toni diversi.

L'avvento della camera CCD ha innovato tutti i sistemi di osservazione astronomica, basti pensare che una lastra fotografica ha una sensibilità (efficienza quantica) di circa 2-3% , cioè solamente 2-3 fotoni su 100 vengono captati. La sensibilità del CCD è di circa 70% e le nuove camere più sofisticate giungono fino al 95%. Questo avviene

anche grazie ad un sistema di microlenti che fa convergere più luce sui singoli pixel. L'aumento della sensibilità ha permesso di ottenere immagini di soggetti poco luminosi con tempi di esposizione molto brevi. Con una lastra fotografica, per ottenere immagini di oggetti poco luminosi, bisognava infatti impostare una lunga esposizione.

Inoltre il campo di osservazione con una camera CCD è più esteso; questo permette di avere un'immagine ampia del cielo, aumentando le possibilità del ricercatore di fare nuove scoperte.

In principio una camera CCD aveva un costo poco accessibile, ora invece i costi sono scesi, diventando più abbordabili per tutti anche a livello amatoriale. Una camera CCD collocata su un telescopio potenzia le immagini e il risultato sarà anche un potenziamento dei risultati forniti dal telescopio.

LA STRUMENTAZIONE FOCALE

1.23 I TELESCOPI A CARONA

Le osservazioni che abbiamo fatto si sono svolte a Carona all'Osservatorio. In questo osservatorio lavorano due telescopi: NT30 e WNT40.

Si tratta di telescopi con montature equatoriali (cioè con uno degli assi di rotazione inclinato secondo la latitudine del luogo), ma con due configurazioni ottiche differenti. Hanno un sistema di puntamento automatico e di controllo remoto.

NT30	WNT40
Ottica in configurazione Newton	Ottica in configurazione Wright-Newton
Montatura equatoriale tedesca	Montatura equatoriale a forcilla
Diametro di 300mm	Diametro di 400mm
Rapporto focale f:5	Rapporto focale f:3
Focale: $300 \times 5 = 1500\text{mm}$	Focale: $400 \times 3 = 1200\text{mm}$
Costruito nel 1960 e restaurato e potenziato nel 2003	Inaugurato nel settembre del 2010

Le sigle del nome (NT30 e WNT40) esprimono la configurazione ottica (Newton e Wright-Newton).

Entrambi i telescopi hanno bassi rapporti focali, e quindi grandi campi d'osservazione (NT30: $30' \times 40'$ ca e WNT40: $20' \times 30'$ ca), e bassi ingrandimenti; questo li rende ideali per la ricerca e per l'osservazione di stelle variabili.



Figura 55: Il telescopio NT30 dell'Osservatorio Calina.

Il nostro liceo, Liceo di Lugano 2, ha contribuito alla spesa del telescopio più recente WNT40, in figura 56.



Figura 56: Il telescopio WNT40 dell'Osservatorio Calina.

IL TELESCOPIO SPAZIALE COROT

1.24 INTRODUZIONE

Il satellite Corot (Convention ROTation and planetary Transit) fu costruito per una missione dell'Agenzia Spaziale Francese CNES in collaborazione con l'Agenzia Spaziale Europea ESA e con Austria, Belgio, Germania, Spagna e Brasile. Il nome CoRoT è stato scelto in onore del pittore francese Jean-Baptiste Camille Corot (1796-1875).

CoRoT è stato lanciato il 27 dicembre del 2006 dalla base di lancio Cosmodromo di Bajkonur in mano all'amministrazione russa.

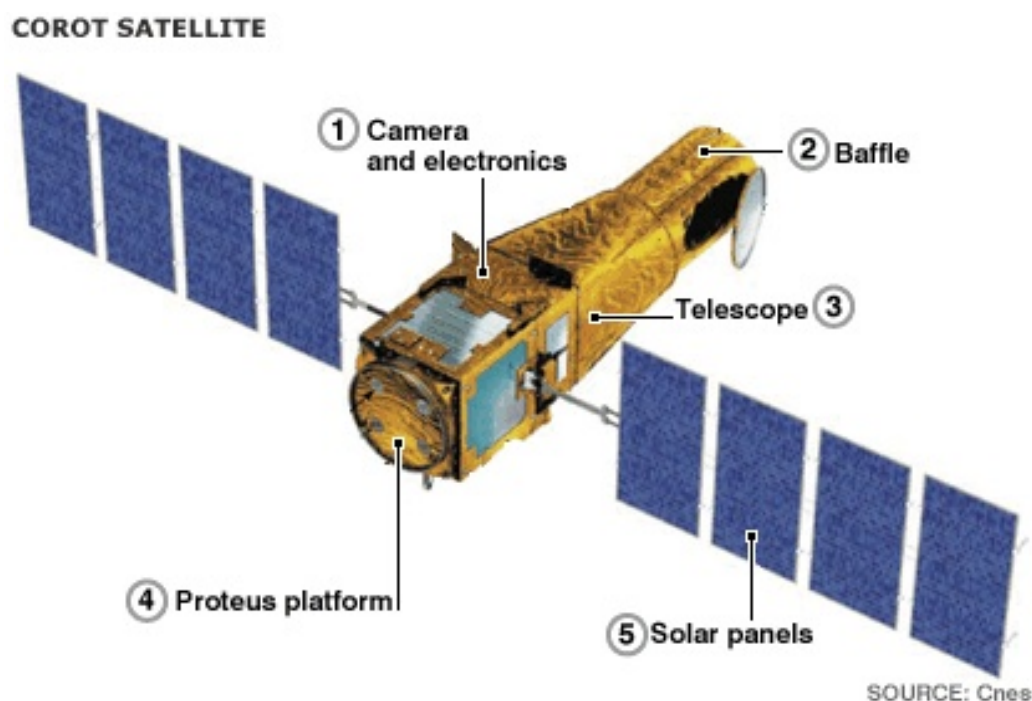


Figura 57: Il satellite CoRoT.

1.25 I DATI

Lancio di massa	630 Km
Dimensioni	4,2 m di altezza 9 m di larghezza (schierato con 2 pannelli solari)
Orbita	Orbita circolare polare con inclinazione di 90° a 896 km di altitudine.

Potenza	530 Watt
Diametro specchi	30 cm ogni specchio
Specchi parabolici	2 con 1,1 m di lunghezza focale
Campo visivo	2,8 x 2,8 gradi
Telemetria	1,5 Gigabit al giorno
Capacità di memoria	2 Gigabit
Precisione di puntamento	0,5 secondi d'arco
Durata della missione	3 anni, ma propagata fino al 31 marzo 2013
Prime Contractor	Alcatel Alenia Space
Stazioni a terra	Kiruna (S), Aussaguel (F), Hartebeesthoek (Sud Africa), Kourou (Guyana Francese), Alcantara (Brasile) e Vienna (A).



Figura 58: Il satellite Corot sottoposto a prove di qualificazione meccanica a Cannes nel febbraio del 2006.

1.26 GLI OBIETTIVI DELLA MISSIONE

Gli obiettivi principali della missione del satellite CoRoT sono due.

Il primo è quello di effettuare misure di sismologia stellare. Queste misure vengono realizzate esaminando le specifiche frequenze (vedi capitolo 4.6) delle stelle soggette alla propria gravità, alla pressione e alla forza Coriolis, per ricavare maggiori

indicazioni sulla struttura interna, sull'età, sulle dimensioni e sulla composizione chimica della stella. La forza di Coriolis è una forza che si manifesta su un corpo all'interno di un sistema di riferimento rotante.

Il secondo obiettivo è la ricerca di pianeti extrasolari attraverso il metodo dei transiti. Questo metodo consiste nella rilevazione dell'ombra di un pianeta sulla sua stella; in questo modo si riesce a determinare il raggio e il periodo dell'orbita del pianeta. Quando un pianeta transita davanti alla propria stella ne oscura parte del disco visibile provocandone una diminuzione della luminosità. Questa variazione di luminosità può essere rilevata dagli astronomi che misurano, nel tempo, la quantità di luce che arriva dalla stella. Nella curva di luce della stella (figura 59) è evidente un minimo quando il pianeta transita davanti alla stella, dunque è possibile determinare il raggio e il periodo del pianeta osservando il tempo trascorso tra un minimo e l'altro.

Questo metodo è efficace per individuare quei pianeti (a qualsiasi distanza) che hanno un'orbita perfettamente allineata con l'osservatore.

Il metodo dei transiti è utilizzato anche dal satellite Kepler della NASA.

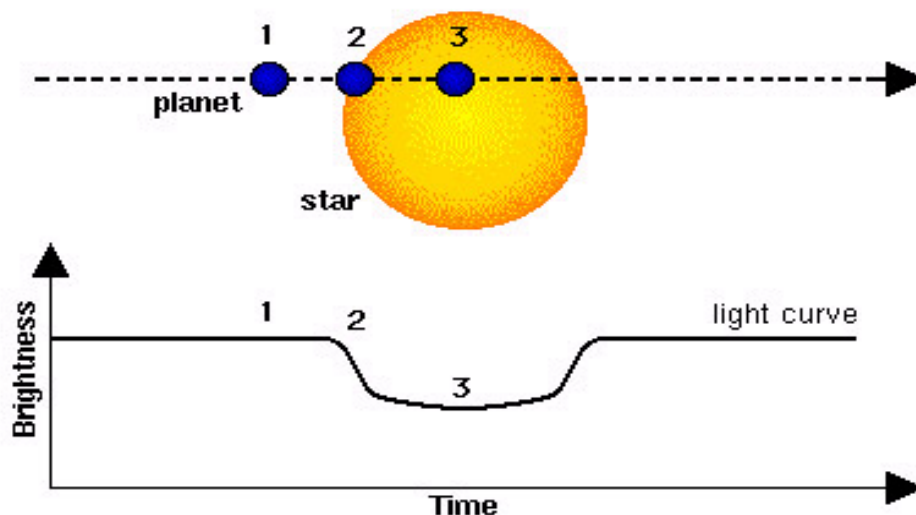


Figura 59: Curva di luce di un pianeta che passa davanti alla propria stella.

1.26.1 Metodi d'individuazione dei pianeti extrasolari

Le metodologie si possono dividere in due classi principali:

- Rilevamento diretto: osservazione diretta al telescopio;
- Rilevamento indiretto: individuazione degli effetti prodotti dal pianeta.

Queste due classi comprendono fondamentalmente cinque metodi d'individuazione di pianeti extrasolari: il metodo delle velocità radiali, il metodo dei transiti, il metodo dell'astrometria, il metodo microlente gravitazionale e il metodo dei dischi circumstellari e protoplanetari.

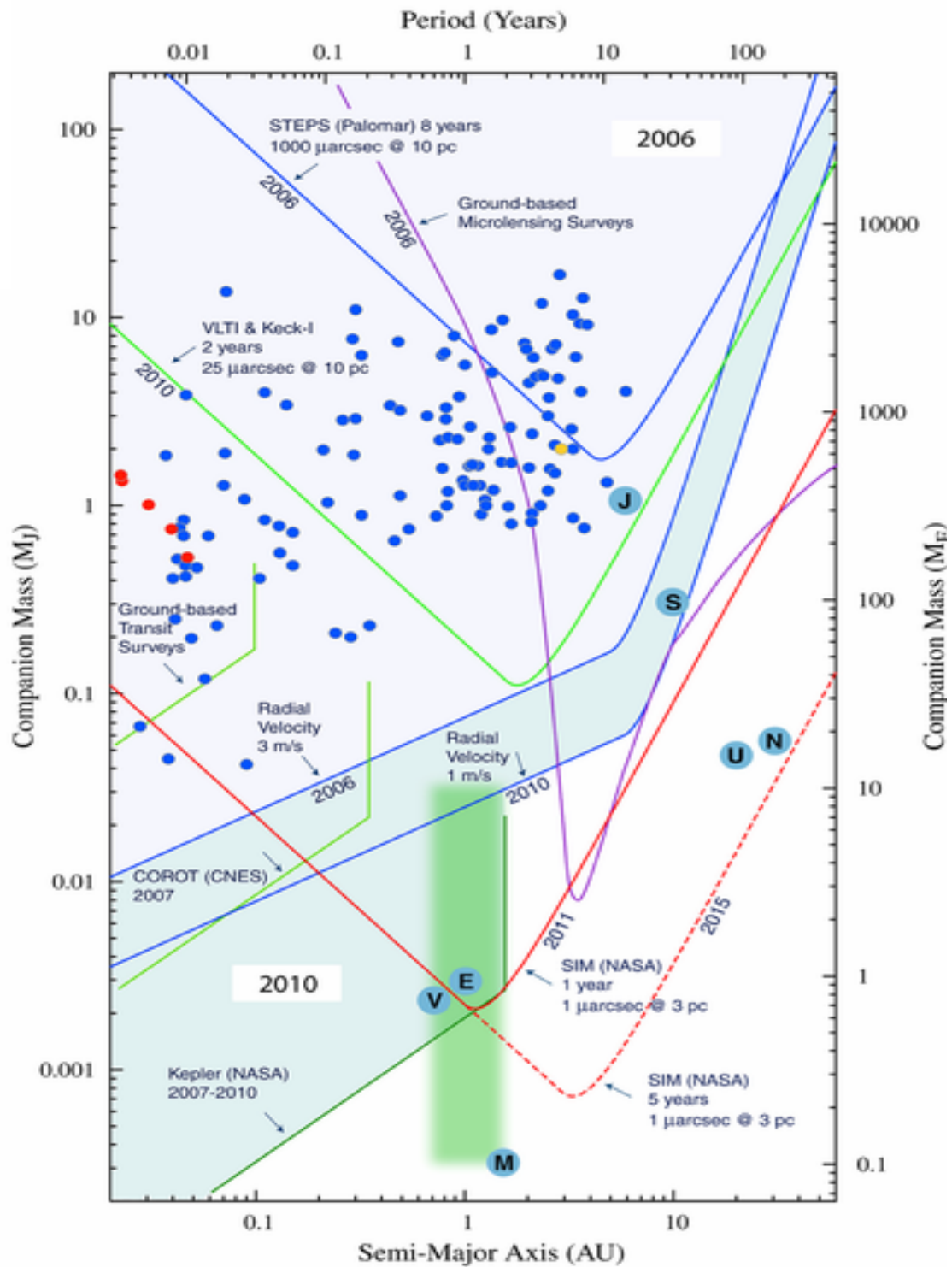


Figura 60: I pianeti extrasolari scoperti il 31 agosto 2004. In blu sono figurati i pianeti scoperti tramite il metodo delle velocità radiali, in rosso quelli con il metodo del transito e in giallo quelli con il metodo della microlente gravitazionale. Le linee disegnate sul grafico sono i limiti di scoperta (dal 2006 al 2015) dei prossimi strumenti (terrestri e spaziali) utilizzati per la scoperta di pianeti extrasolari.

1.27 LE SCOPERTE

Inizialmente la missione di CoToT doveva durare solamente due anni e mezzo, ma in seguito è stato deciso di prolungarla per altri tre anni, cioè fino al 31 marzo del 2013. L'orbita di 896 km di altitudine permette a CoRoT di avere 150 giorni di osservazione di un determinato campo stellare. Le regioni osservate dal telescopio sono due: la regione della costellazione dell'Unicorno (Monoceros, nel periodo invernale) e la regione della costellazione dell'Aquila (nel periodo estivo). In ogni campo stellare visivo sono misurate 10 stelle di $m < 9$ per le ricerche nel campo della sismologia e 1200 stelle di $11 < m < 16$ per la scoperta di pianeti extrasolari.

Durante ogni osservazione in un campo stellare il satellite CoRoT effettua migliaia di curve di luce dalle quali si può determinare quali sono le cause della variazione.

Almeno la metà delle stelle analizzate presenta delle variazioni di luminosità, alcune simili al Sole, ed altre invece presentano un andamento anomalo, che probabilmente è causato da fenomeni fisici.

Il 5 maggio 2007 CoRoT scoprì il suo primo pianeta extrasolare: CoRoT-1 b, un pianeta che ruota intorno ad una stella leggermente meno massiccia del Sole, situata a 1500 anni luce di distanza, alla quale rivolge sempre la stessa faccia. Ha una temperatura che varia da 2250 °C (faccia verso la stella) e 1250 °C (faccia all'ombra).

Il 20 dicembre 2007 scoprì il secondo pianeta extrasolare CoRoT-2 b.

Gli ultimi pianeti extrasolari scoperti da Corot risalgono al 24 giugno 2011 e sono 10, altri 400 candidati circa devono ancora essere osservati dalla Terra.

Nell'ottobre del 2008 invece furono pubblicati i primi dati sulle misurazioni sismologiche riguardanti le stelle HD 49933, HD 181420 e HD 181906.

LE OSSERVAZIONI

In questo capitolo vogliamo affrontare la parte riguardante le osservazioni che abbiamo fatto e quindi la parte pratica del lavoro. Qui sono esposti le elaborazioni e i risultati dei dati ottenuti dalle osservazioni.

Il Liceo Lugano 2 ha sponsorizzato il restauro di uno dei due telescopi dell'Osservatorio Calina di Carona (WNT 40) e abbiamo quindi avuto la possibilità di sfruttarlo per osservare principalmente tre stelle, in due fasi differenti. Inizialmente ci siamo concentrati su due variabili appena scoperte nella costellazione del Leo ed infine su una stella, individuata ed osservata precedentemente dal telescopio spaziale CoRoT, nella costellazione del Monoceros.

1.28 PROCEDIMENTO D'OSSERVAZIONE

L'osservazione di una stella inizia col puntare il telescopio verso la stella stabilita, dopo aver immesso le coordinate della stella scelta. Le coordinate conducono ad un campo in cui sono presenti diverse stelle, tra cui quella che ci interessa. Per giungere al campo visivo, il telescopio fa uso del database del Centro astronomico di Strasburgo e di softwares dedicati.

Nel computer collegato al telescopio vengono impostati, per la camera CCD, il tempo di esposizione e il binning (raggruppamento di pixels) per acquisire una lunga serie di immagini durante il tempo previsto.

Alla fine dell'osservazione le immagini scattate con camere CCD vengono utilizzate per il lavoro di analisi ed elaborate con il software Muniwin per ottenere le curve di luce, cioè i grafici che mostrano la variazione della luminosità (espressa in magnitudine) in funzione del tempo (espresso in giorni giuliani JD).

Per creare una curva di luce della stella che ci interessa bisogna prendere in considerazione altre due stelle. Una stella è chiamata confronto (colorata in verde nella figura 53) e l'altra è una controllo (colorata in blu nella figura 53). Queste due stelle devono avere una caratteristica molto importante: la loro luminosità non deve variare durante tutto il periodo dell'osservazione. Le curve di luce sono affiancate da un grafico chiamato "Confronto-Controllo" (C-C), se questo grafico non venisse inserito si potrebbe ritenere che è la stella confronto a variare di luminosità.

Nei grafici di curve di luce può capitare di avere dei dati completamente sfasati rispetto agli altri; questi errori possono essere causati da una stima sbagliata, da un'imprecisione dei dati rilevati o da un fattore meteo che si pone tra il campo visivo e il telescopio.

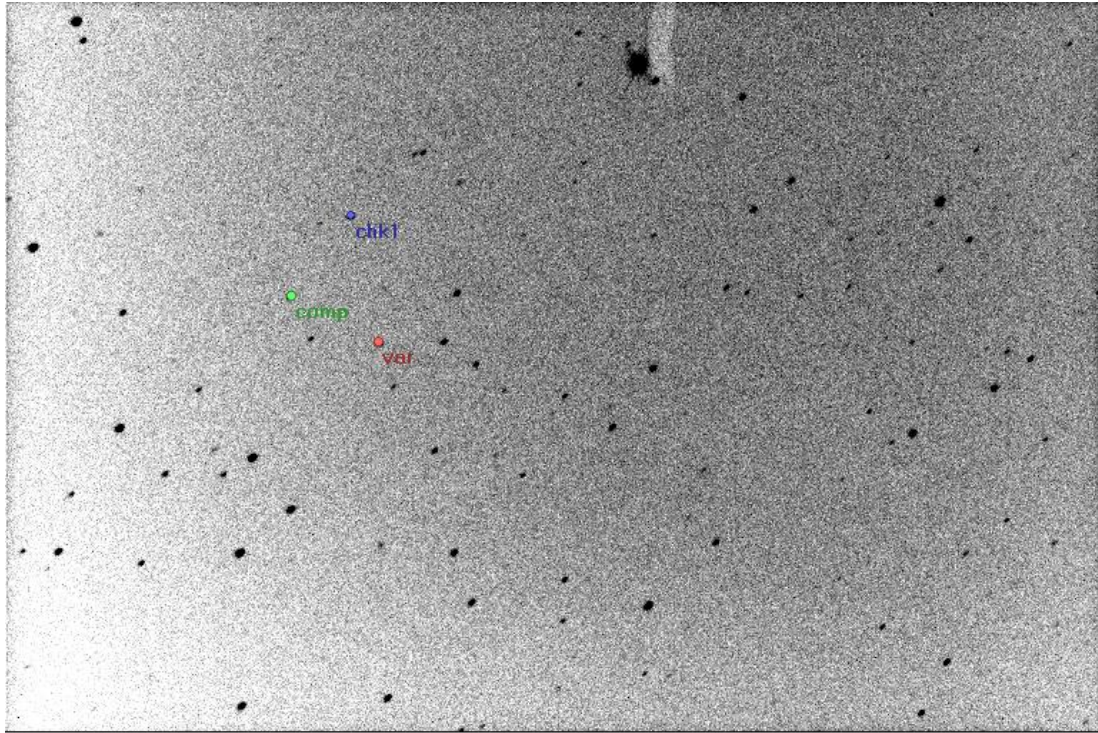


Figura 61: Campo visivo in negativo della variabile MN1 Leo. La stella rossa è la variabile da studiare, la stella verde è la confronto e la stella blu è la controllo, cosiddetta check.

1.29 COSTELLAZIONE DEL LEONE

Durante i mesi di marzo e aprile 2011, osservando GM Leonis, una variabile pulsante già conosciuta, di classe RR Lyrae dal periodo instabile, sono state individuate due nuove stelle variabili. Si tratta di due stelle binarie ad eclisse, GSC 1443-1159 e GSC 1443-2342, da noi chiamate MN1 Leo e MN2 Leo. Sono due stelle di tipo EB, cioè Beta Lyrae: hanno un minimo differente dall'altro e una variazione di luce continua.

A partire dalle fotografie scattate dai telescopi del Calina abbiamo realizzato le curve di luce per tutte le notti e congiungendo i grafici di più notti è stato possibile individuare un periodo più completo.

Nelle figure 62 e 63 sono rappresentate le curve di luce delle due stelle da noi osservate; entrambi i grafici sono la somma delle curve di luce di quindici notti d'osservazione diluite sull'arco di due mesi.

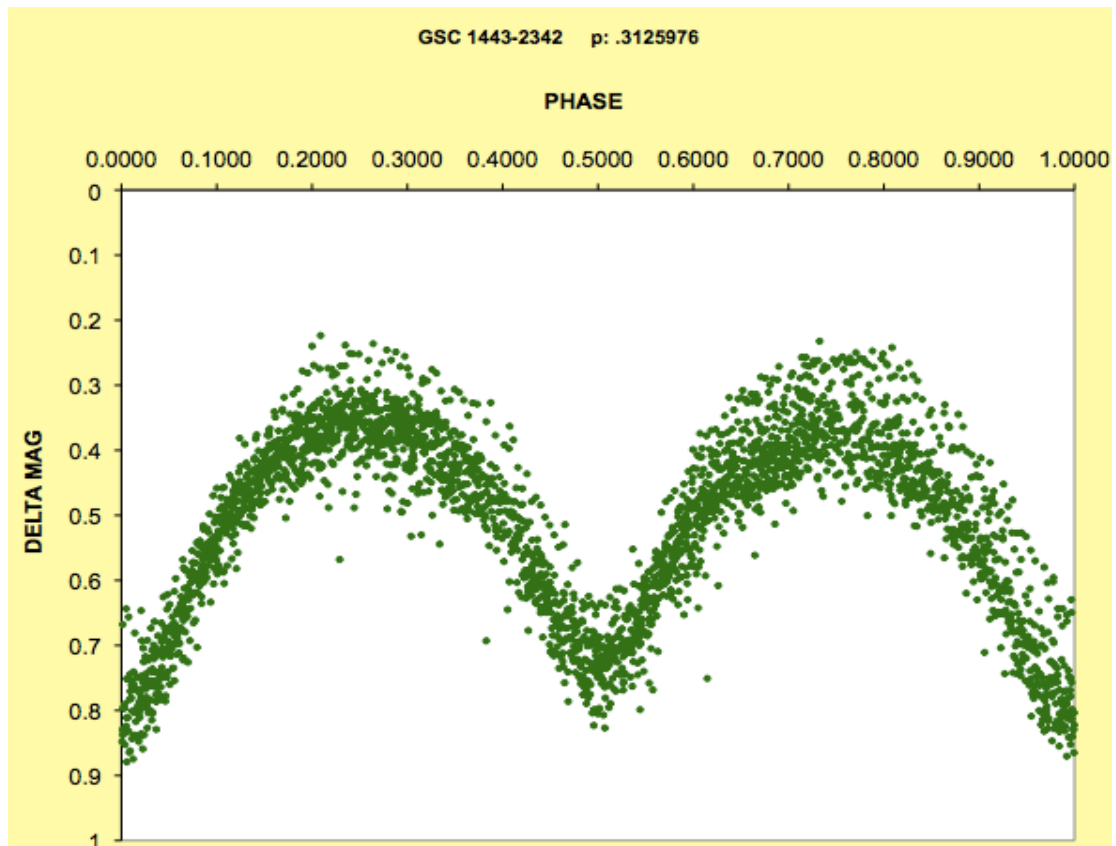


Figura 62: Curva di luce di GSC 1443-2342.

Ogni minimo nella curva di luce è causato dall'eclissi delle due stelle; quando la stella più luminosa viene occultata il minimo è maggiore (minimo principale), quando la stella ad essere occultata è quella meno luminosa il minimo è meno marcato (minimo secondario).

Nella figura 62 si possono vedere bene i due minimi principali, agli estremi del grafico, un minimo secondario al centro e la continuità della variazione di magnitudine, caratteristica tipica delle Beta Lyrae.

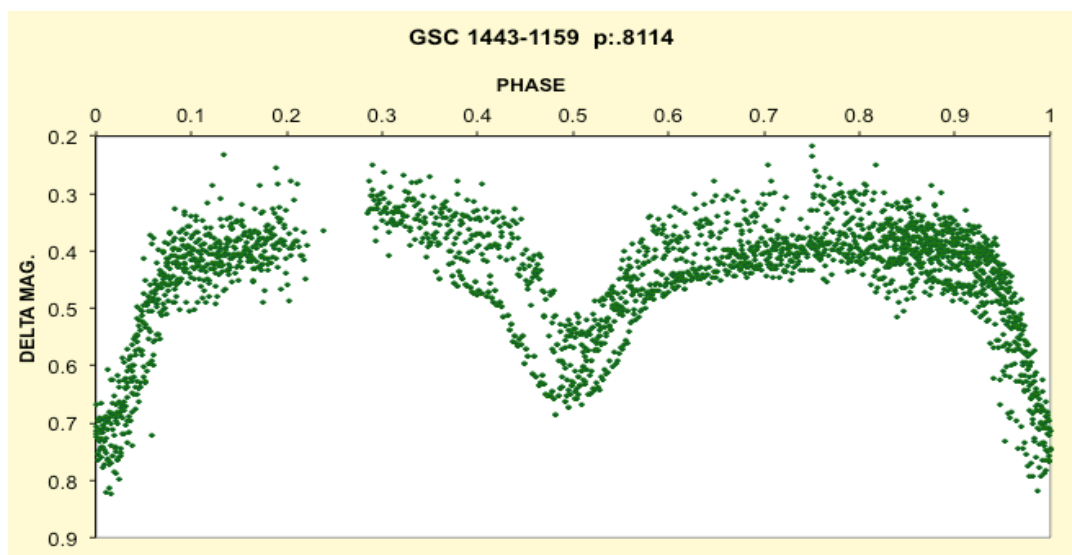


Figura 63: Curva di luce di GSC 1443-1159.

Nella figura 63 di può vedere un buco nella curva di luce tra il tempo 0.2 e 0.3; molto probabilmente questa mancanza di dati è stata causata dal passaggio di una nuvola che ha ostruito la visuale al telescopio durante l'osservazione.

Ottenendo le curve di luce complete e dettagliate di MN1 Leo e MN2 Leo è stato possibile individuare i periodi delle due stelle che sono rispettivamente di 0.8 giorni per GSC 1443-1159 e 0.3 giorni per GSC 1443-2342.

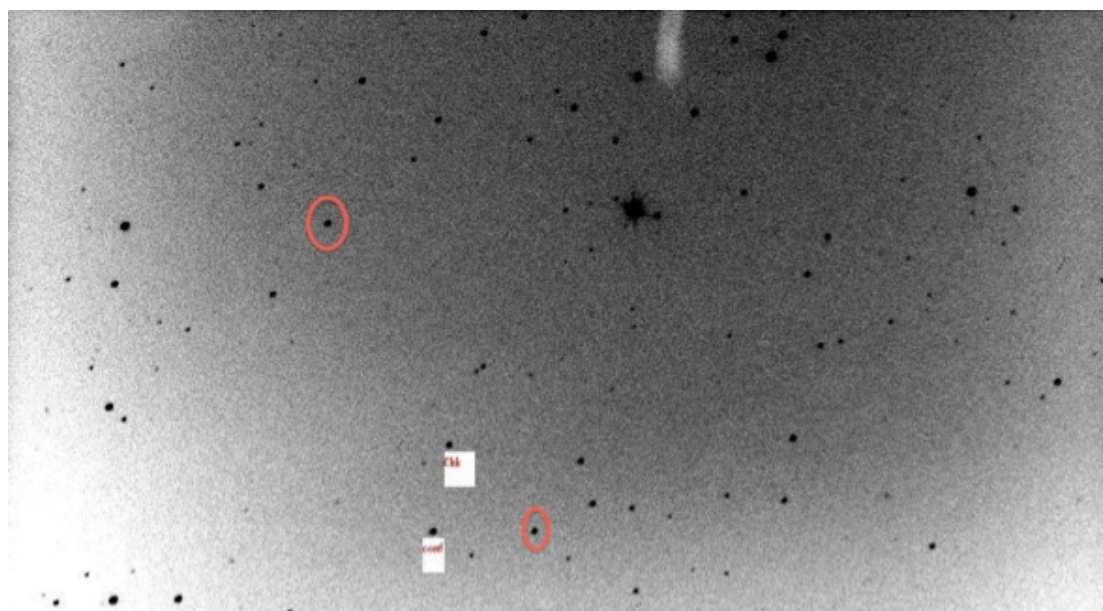


Figura 64: Altro campo visivo in negativo della porzione di cielo contenente le due variabili da noi osservate nella costellazione del Leo. La stella cerchiata di rosso più in alto è MN2 Leo, mentre quella più in basso è MN1 Leo, presente anche nella figura 61.

1.30 COSTELLAZIONE DEL MONOCEROS

Alcuni anni fa il telescopio spaziale CoRoT, concentrandosi su una porzione di cielo nella costellazione del Monoceros, individuò una stella variabile con una caratteristica particolare. Si tratta di GSC 00144-03031, una pulsante rapida di classe Delta Scuti, che ha la particolarità di essere, oltre ad una variabile pulsante, anche una delle due componenti di un sistema binario a eclisse.

CoRoT si è concentrato su questa porzione di cielo solo per 25 giorni 24 ore su 24 scattando foto di 30 secondi di posa l'una ed ha individuato, oltre alle pulsazioni regolari, una diminuzione della luminosità dovuta al sistema binario. Dopo questo periodo di osservazione il telescopio spaziale è partito all'osservazione di un'altra zona di cielo ancora da esplorare e, individuando solo un minimo secondario e uno primario nella variazione di luminosità, non è riuscito ad osservare un periodo di rotazione completo di queste stelle.

Ennio Poretti dell'Osservatorio astronomico di Merate ha allora coordinato una campagna osservativa a cui abbiamo preso parte anche noi.

Abbiamo seguito questa stella per 26 notti, tra il Dicembre 2010 e il Febbraio 2011, all'Osservatorio Calina di Carona.

Poretti ci ha allora invitati a rivedere i dati che avevamo utilizzato e, dopo averli ripuliti, abbiamo iniziato il lavoro di ricerca dei punti di massimo.

1.30.1 Elaborazione dei dati

Lo studio di questa stella è stata la parte più impegnativa del nostro lavoro, infatti abbiamo dovuto aggiungere alla curiosità astronomica qualche competenza matematica.

Il nostro obiettivo finale è quello di arrivare a determinare alcuni parametri fisici della stella (masse delle due componenti del sistema binario, periodo di rotazione, ...) attraverso lo studio dei dati ricavati dalle osservazioni.

Inizialmente abbiamo dovuto ripulire i documenti contenenti i dati "così come vengono" dal telescopio, vedi figura 65.

```
JDHEL V-C s1 V-C1 s2 C-C1 s3 HELCOR
Aperture: 1, Filter: Luminance, JD: geocentric
2455563.36777 2.8087 0.0092 1.4356 0.0097 -1.3731 0.0036 0.00520
2455563.37272 2.8005 0.0087 1.4270 0.0092 -1.3735 0.0035 0.00520
2455563.37815 2.7647 0.0091 1.3759 0.0096 -1.3888 0.0037 0.00520
2455563.38324 2.7483 0.0081 1.3702 0.0086 -1.3781 0.0034 0.00520
2455563.38662 2.7629 0.0087 1.3712 0.0092 -1.3917 0.0036 0.00520
2455563.39238 2.7670 0.0086 1.3984 0.0091 -1.3686 0.0035 0.00520
2455563.39673 2.8078 0.0091 1.4383 0.0096 -1.3695 0.0037 0.00520
2455563.41105 2.8491 0.0086 1.4879 0.0090 -1.3612 0.0034 0.00520
2455563.41570 2.8624 0.0086 1.5030 0.0090 -1.3594 0.0033 0.00520
2455563.41804 2.8843 0.0091 1.5251 0.0096 -1.3592 0.0035 0.00520
2455563.42137 2.8881 0.0086 1.5078 0.0090 -1.3803 0.0033 0.00520
```

Figura 65: Colonne di dati contenenti le informazioni ricavate dalle osservazioni.

Da questi documenti abbiamo selezionato solamente le prime tre colonne: tempo in giorni giuliani, magnitudine e scarto quadratico medio (errore).

In seguito abbiamo dovuto trasferire questi dati che ci interessavano in un documento Excel. Abbiamo inserito i nostri valori formando una tabella con le seguenti colonne: tempo in giorni giuliani (A), tempo senza unità intera (vedi A10) (B), magnitudine (C), margine d'errore (che non abbiamo utilizzato) (D), i valori delle ordinate della funzione sinusoidale (E) e lo scarto quadratico medio (F).

◇	A	B	C	D	E	F	G
1	A0	2.859758604					
2	A1	0.120926319			30.12.10		
3	T1	0.113661263					
4	phi1	2.033880909					
5	A2	0.066247777					
6	T2	0.538720482					
7	phi2	0.000000000				0.757695	
8							
9							
10	2455561.000						
11							
12	2455561.378	0	2.9946	0.04311	2.9679488	0.000710	
13	2455561.378	0.00025	3.007	0.03951	2.9673851	0.001569	
14	2455561.378	0.00049	2.9214	0.03421	2.9668247	0.002063	
15	2455561.379	0.00074	3.1141	0.04891	2.9662209	0.021868	
16	2455561.379	0.00099	2.9953	0.03731	2.9655969	0.000882	
17	2455561.379	0.00123	2.8801	0.03421	2.964979	0.007204	
18	2455561.379	0.00148	2.9222	0.02941	2.9643158	0.001774	
19	2455561.38	0.00173	2.9575	0.03141	2.9636329	0.000038	
20	2455561.38	0.00197	2.9737	0.03521	2.9629588	0.000115	
21	2455561.38	0.00223	3.0402	0.04171	2.9622083	0.006083	
22	2455561.38	0.00247	3.0066	0.04681	2.9614971	0.002034	
23	2455561.381	0.00272	2.9493	0.04281	2.9607376	0.000131	
24	2455561.381	0.00297	2.9467	0.03501	2.9599592	0.000176	
25	2455561.381	0.00321	2.98	0.03051	2.9591942	0.000433	
26	2455561.381	0.00346	2.9775	0.02961	2.9583793	0.000366	
27	2455561.382	0.00371	2.9711	0.03161	2.957546	0.000184	
28	2455561.382	0.00395	2.9581	0.03371	2.9567289	0.000002	

Figura 66: Esempio di tabella Excel raffigurante alcuni dati della figura 65.

Nella figura 66 si può vedere una pagina di un documento Excel su cui abbiamo lavorato; i valori nelle prime caselle delle colonne A e B (A0=1; A1=0,1; T1=0,15 e Phi1=0.33) sono dei valori più o meno arbitrari scelti da noi per tracciare una funzione sinusoidale che approssimasse al meglio la nostra curva di luce (tracciata dai punti blu nella figura 67).

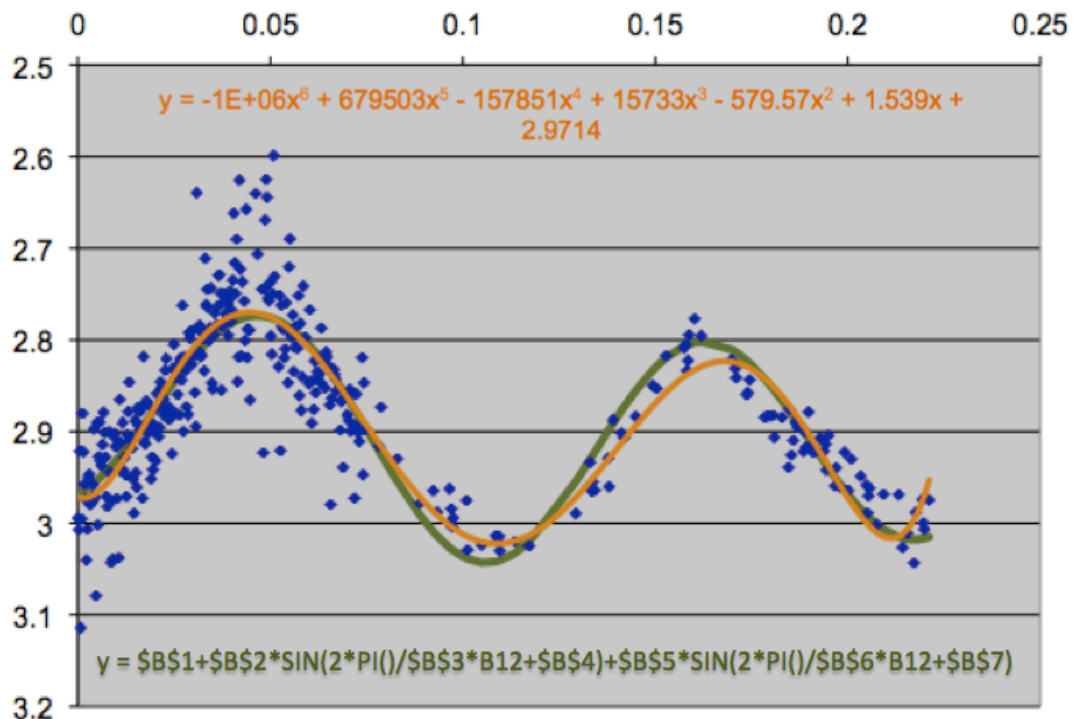


Figura 67: Grafico con la curva di luce dei dati rilevati (pallini blu), la funzione polinomiale (arancione) e quella sinusoidale (verde).

Per trovare la funzione che approssimasse al meglio la nostra curva abbiamo seguito due metodi diversi. Il primo è stato quello di affidare ad Excel il compito di individuare una funzione polinomiale (fino al grado 6) che seguisse la nostra curva. In seguito abbiamo creato noi una funzione sinusoidale per approssimare il grafico di ogni notte d'osservazione. Per costruire una funzione sinusoidale, che può essere semplice o composta dalla somma di due seni, si parte attribuendo “ad occhio” i valori dell'ampiezza, del periodo e dello sfasamento e poi li si aggiusta fino ad ottenere una curva il più simile possibile alla nostra.

Nella figura 67 è raffigurato il grafico di una curva di luce contenente due funzioni che la approssimano molto bene. La nostra curva di luce, formata dai puntini blu, è costruita sulle colonne B e C della tabella Excel nella figura 66 (si tratta della colonna contenete il tempo in giorni giuliani senza la parte intera e quella contenete la magnitudine). In verde è segnata la funzione sinusoidale e la curva in arancione è la funzione polinomiale, costruita sulle colonne B ed E. Siccome entrambe le funzioni approssimano bene la nostra curva di luce abbiamo lavorato principalmente con la funzione polinomiale, che è più facile da trattare.

Una volta ottenuta la funzione cercata, cioè quella che approssima al meglio la nostra curva di luce, bisogna derivarla e cercare i punti in cui la derivata è uguale a zero. Quando $f'(x)=0$ la pendenza della curva è pari a zero, si tratta quindi di un punto di massimo o di minimo.

Per essere sicuri di individuare i punti di massimo abbiamo allora lavorato solo sul segmento di curva contenente i punti cercati, vedi figura 68.

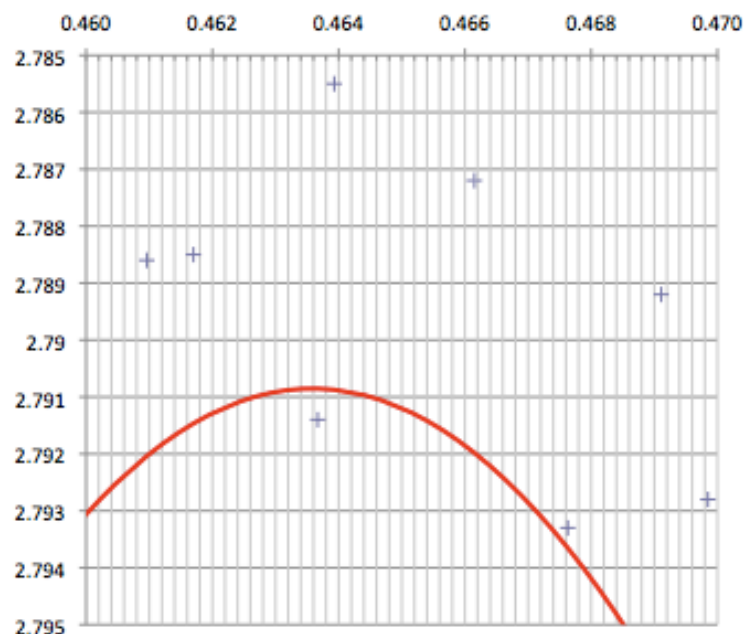


Figura 68: “Punta” di una curva di luce in cui è possibile individuare ad occhio nudo il punto di massimo.

La curva rossa nella figura 68 è un segmento della funzione polinomiale usata per approssimare la nostra curva di luce, che nella figura è costituita dalle crocette blu. Queste appaiono un po’ disperse poiché molto ravvicinate.

In questo caso è possibile individuare il punto di massimo anche “a occhio”, ma per lavorare con maggiore precisione si può eseguire un calcolo della derivata ed ottenere il valore cercato a $f'(x)=0$.

Il procedimento qui spiegato è stato seguito per tutte le 17 notti in cui abbiamo osservato la stella. Abbiamo quindi individuato tutti i massimi della variazione magnitudine di questa variabile causata dalla sua pulsazione.

Nella seguente tabella sono elencati i tempi di massimo che abbiamo individuato studiando i dati delle notti d’osservazione.

Per alcune notti abbiamo registrato solamente un punto di massimo, mentre per altre ne abbiamo trovati due o tre. Questo semplicemente perché nel periodo di tempo d’osservazione in una notte poteva capitare che la luminosità della stella variasse in modo da effettuare più o meno massimi.

Data della notte di osservazione	Tempo in JD del primo massimo	Tempo in JD del secondo massimo (se presente)	Tempo in JD del terzo massimo (se presente)
10.12.2010	2455541.4725	-	-
11.12.2010	2455542.5083	2455542.6269	-
13.12.2010	2455544.4297	-	-
14.12.2010	2455545.5069	-	-
28.12.2010	2455559.4619	2455559.5773	-
30.12.2010	2455561.4228	2455561.5371	-
31.12.2010	2455562.4608		-

01.01.2011	2455563.3815	2455563.4977	2455563.6146
15.01.2011	2455577.3342	2455577.4485	2455577.5666
16.01.2011	2455578.3715	2455578.4887	-
17.01.2011	2455579.4107	2455579.5260	-
19.01.2011	2455581.3737	2455581.4874	-
20.01.2011	2455582.2923	-	-
24.01.2011	2455586.3288	2455586.4446	-
25.01.2011	2455587.3664	2455587.4826	-
01.02.2011	2455594.3995	2455594.5178	-
02.02.2011	2455595.3234	2455595.4405	-

Nei paragrafi precedenti abbiamo illustrato il procedimento che abbiamo seguito durante il nostro lavoro per trovare i massimi con una buona precisione (fino a quattro cifre dopo la virgola), partendo dai dati forniti dalle fotografie scattate dal telescopio. Le immagini che seguono sono le curve di luce di ogni notte d'osservazione; le zone del grafico in prossimità dei massimi sono messe in evidenza, poiché trattare le curve e derivarle solo su questi segmenti ci ha aiutati a calcolare in modo un po' più semplice, ma altrettanto preciso, i momenti di massimo.

Alcuni grafici sono formati da una grande quantità di punti, mentre altri sembrano piuttosto "miseri". Più il cielo è limpido, più punti precisi si avranno, più il cielo è perturbato, più i grafici sembreranno disordinati e potranno essere presenti degli spazi temporali di vuoto nella curva di luce, causati ad esempio dal passaggio di una nuvola.

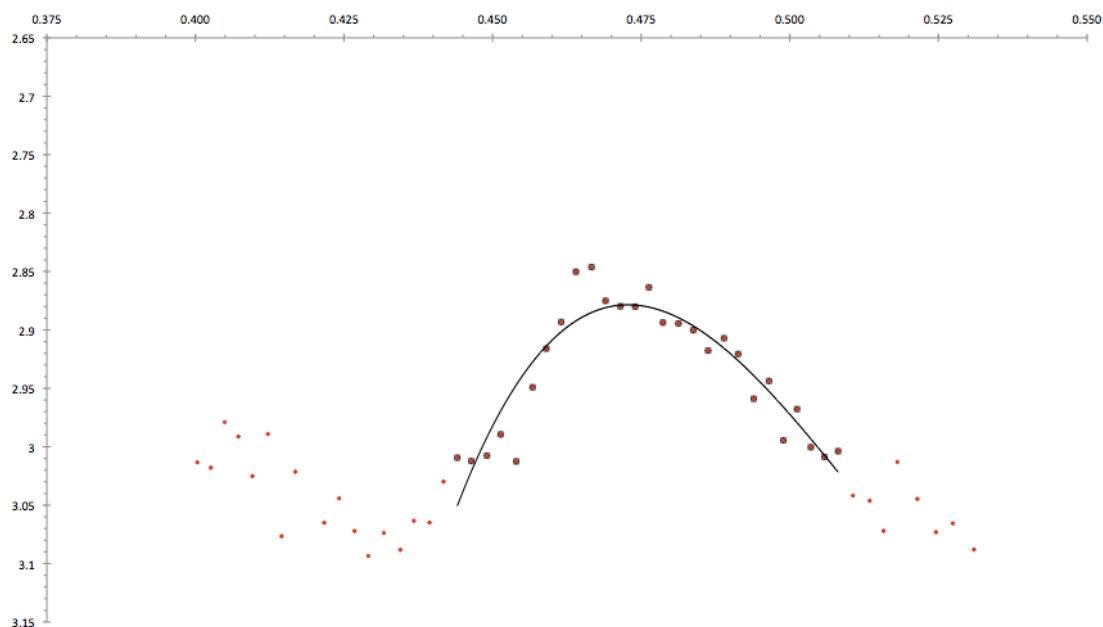


Figura 69: Curva di luce della notte del 10.12.2010.

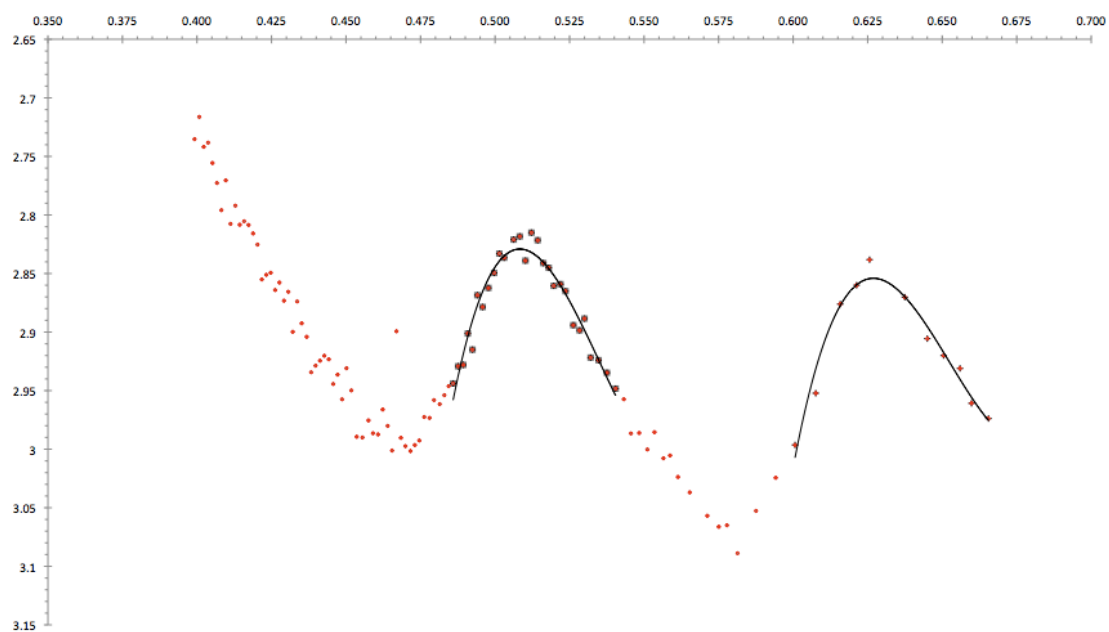


Figura 70: Curva di luce della notte dell'11.12.2010.

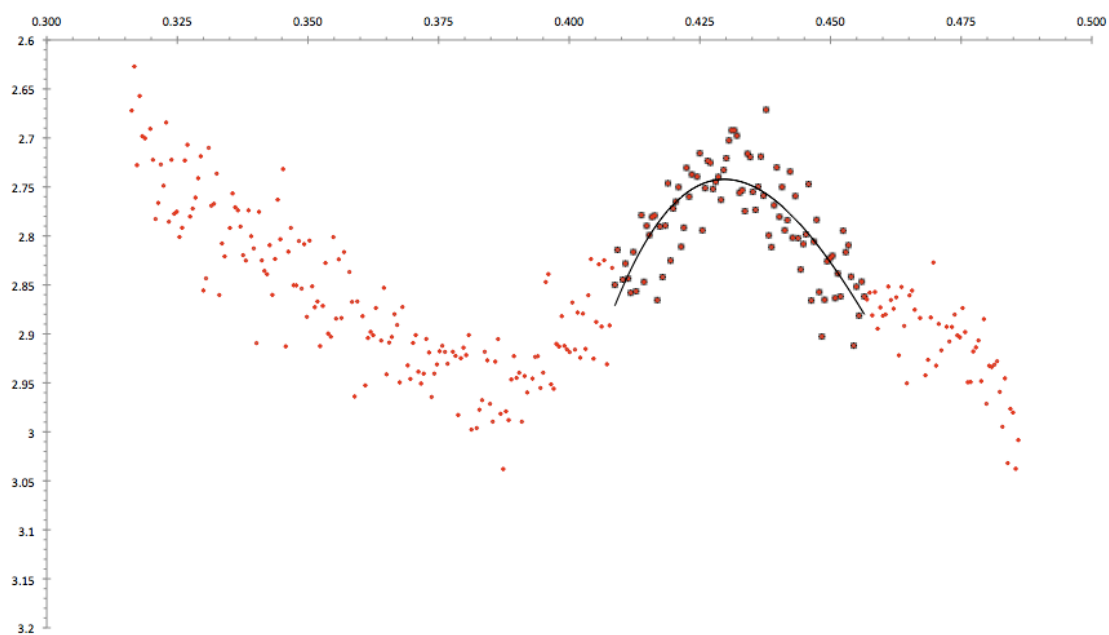


Figura 71: Curva di luce della notte del 13.12.2010.

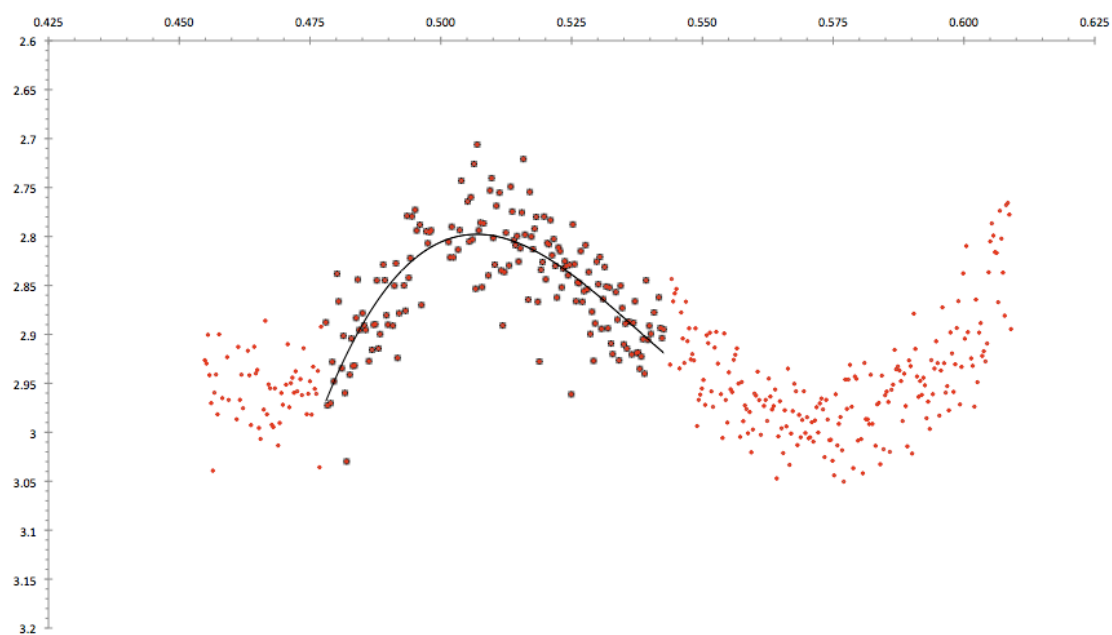


Figura 72: Curva di luce della notte del 14.12.2010.

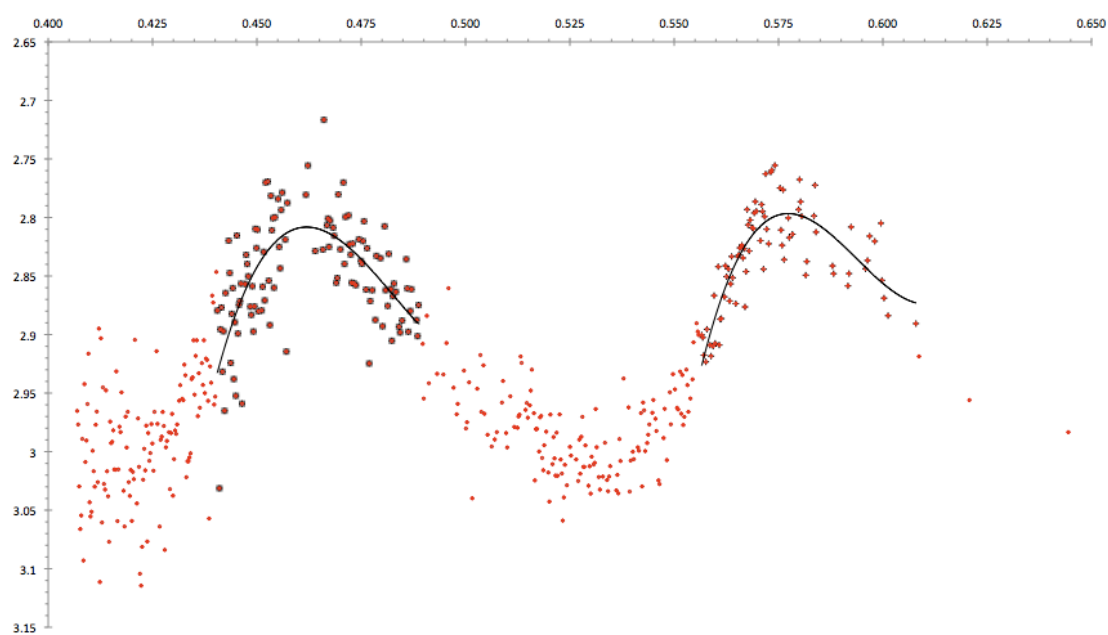


Figura 73: Curva di luce della notte del 28.12.2010.

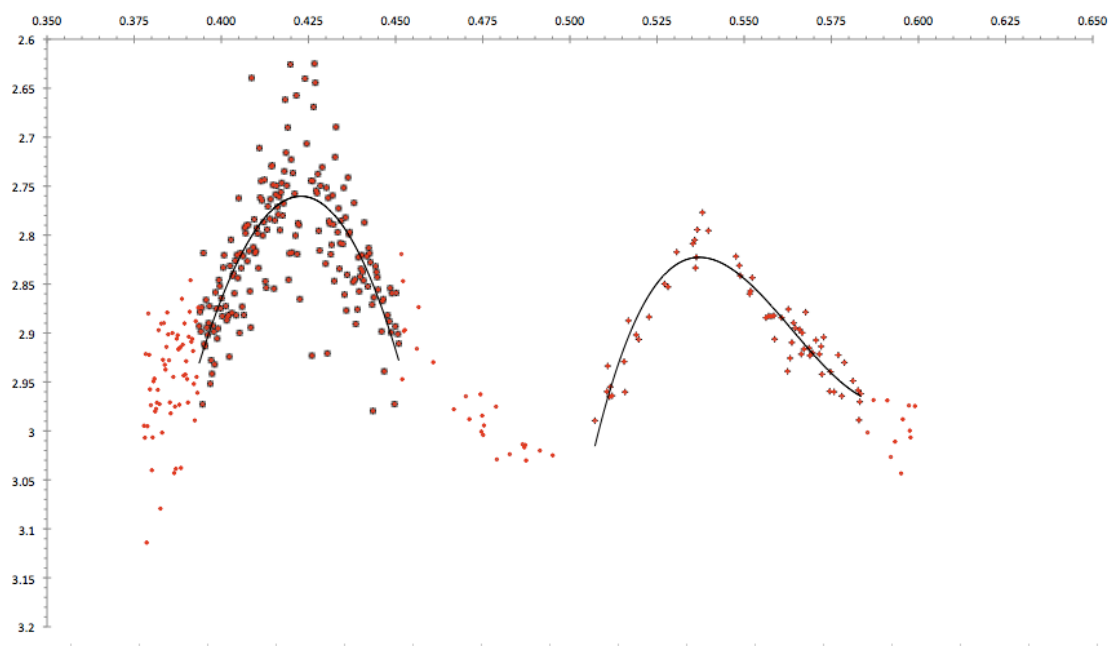


Figura 74: Curva di luce della notte del 30.12.2010.

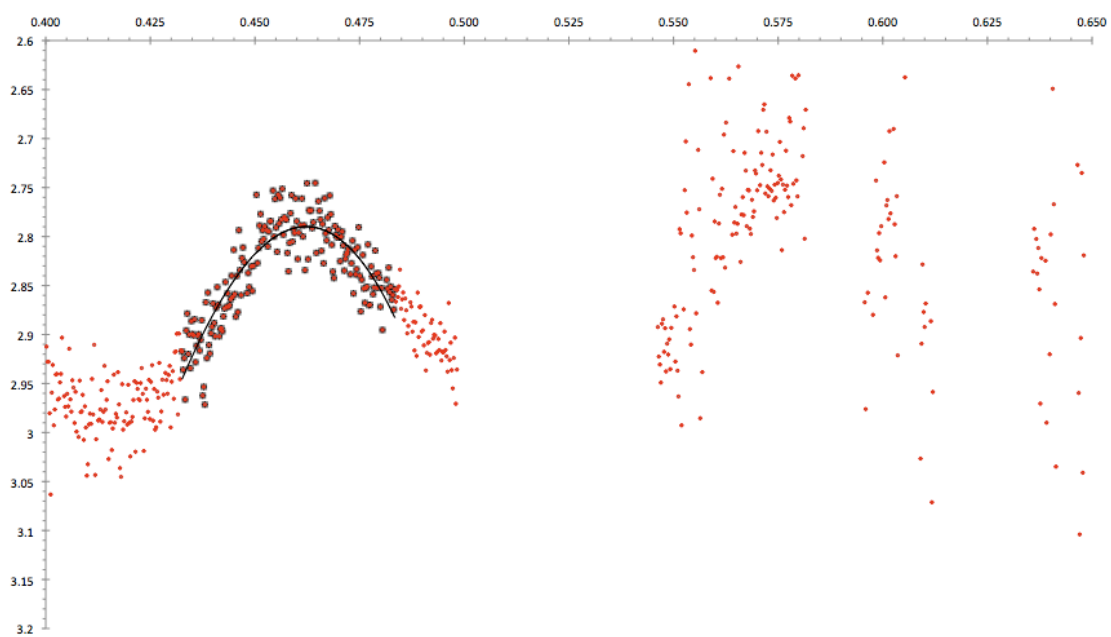


Figura 75: Curva di luce della notte del 31.12.2010.

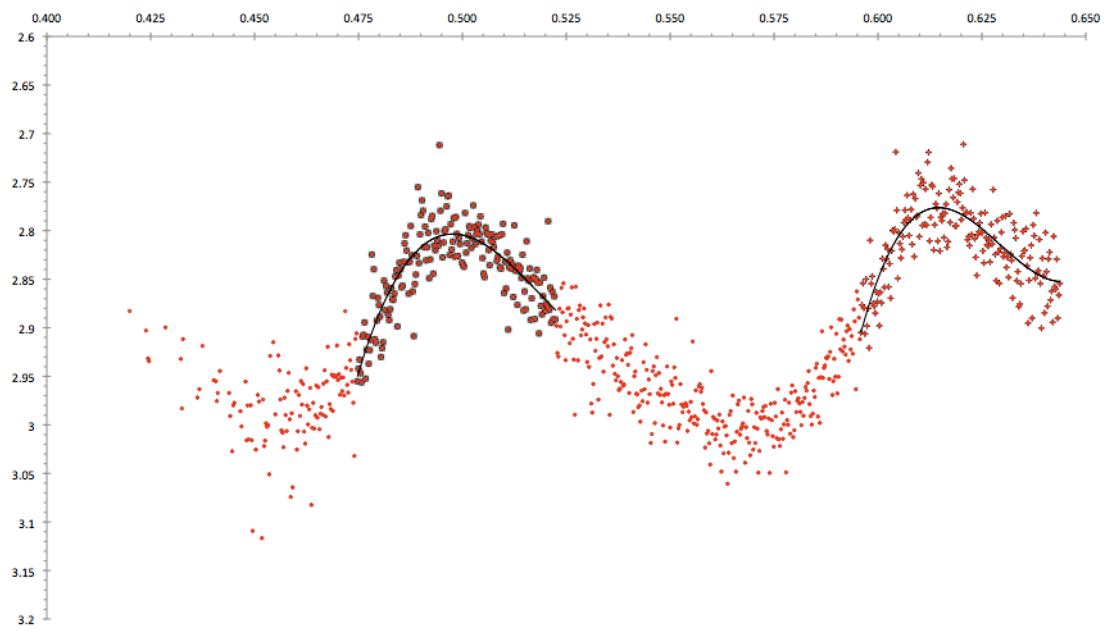


Figura 76: Curva di luce della notte del 01.01.2011.

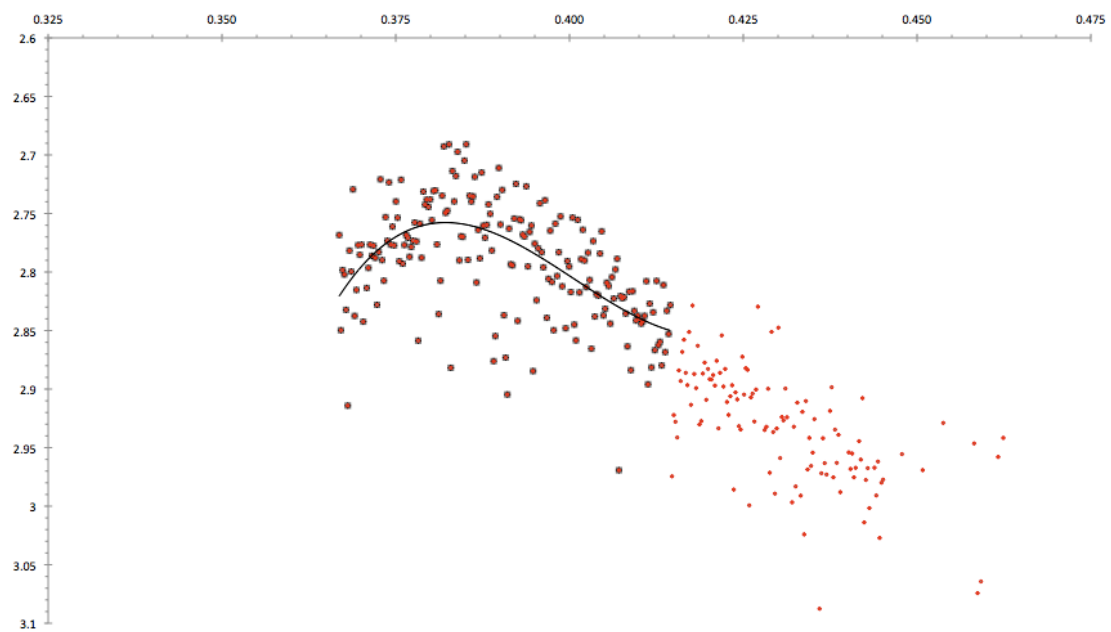


Figura 77: Un'altra curva di luce della notte del 01.01.2011.

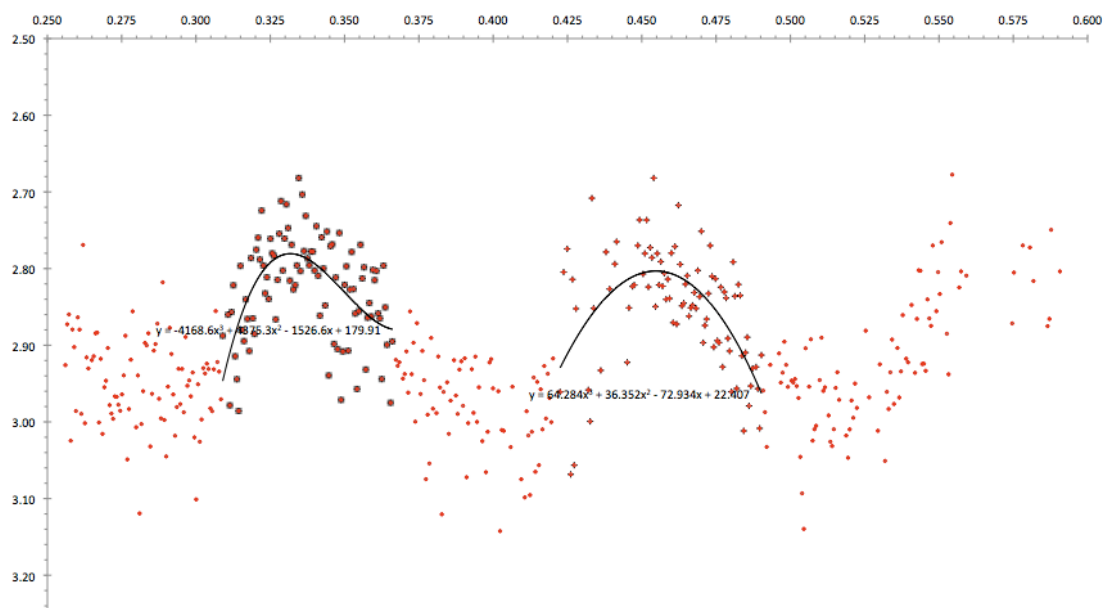


Figura 78: Curva di luce della notte del 13.01.2011.

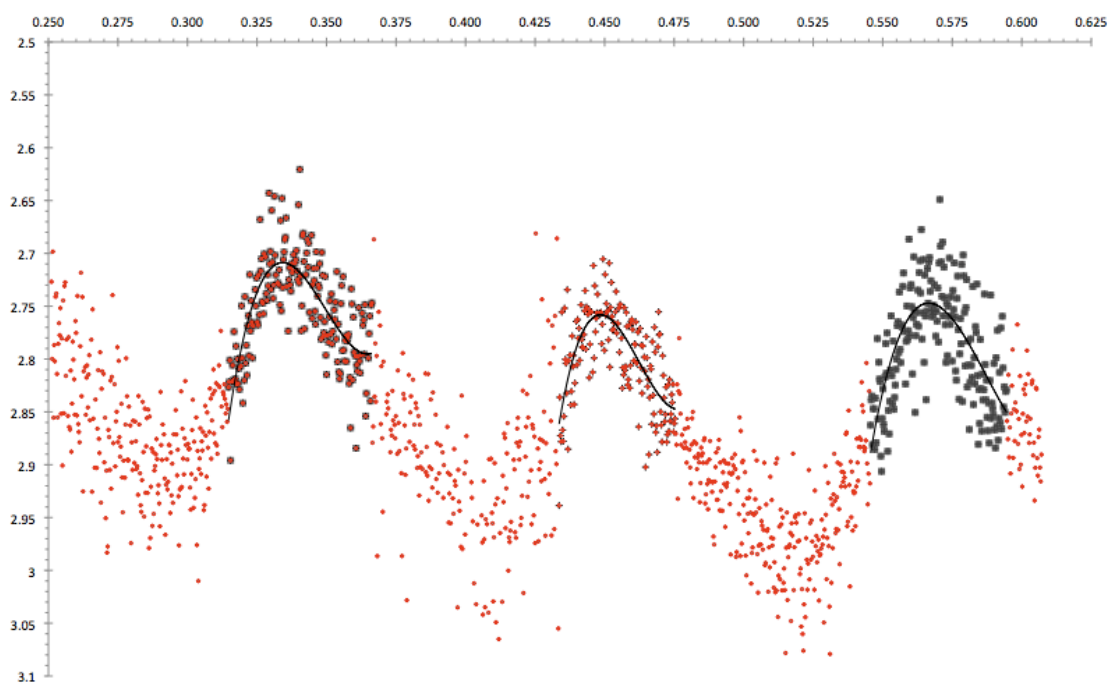


Figura 79: Curva di luce della notte del 15.01.2011.

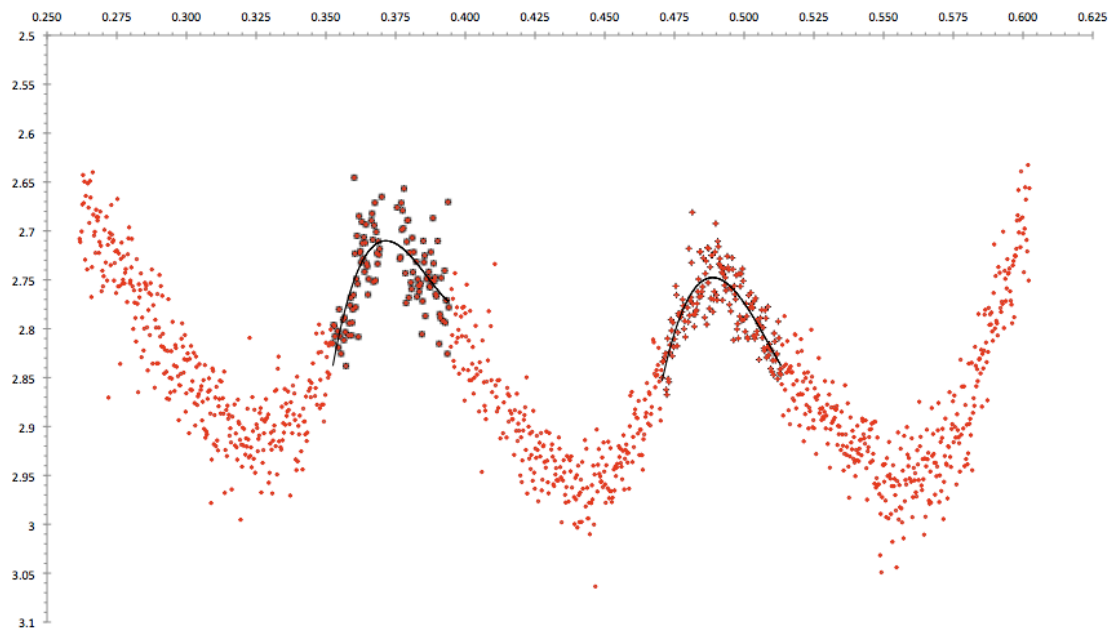


Figura 80: Curva di luce della notte del 16.01.2011.

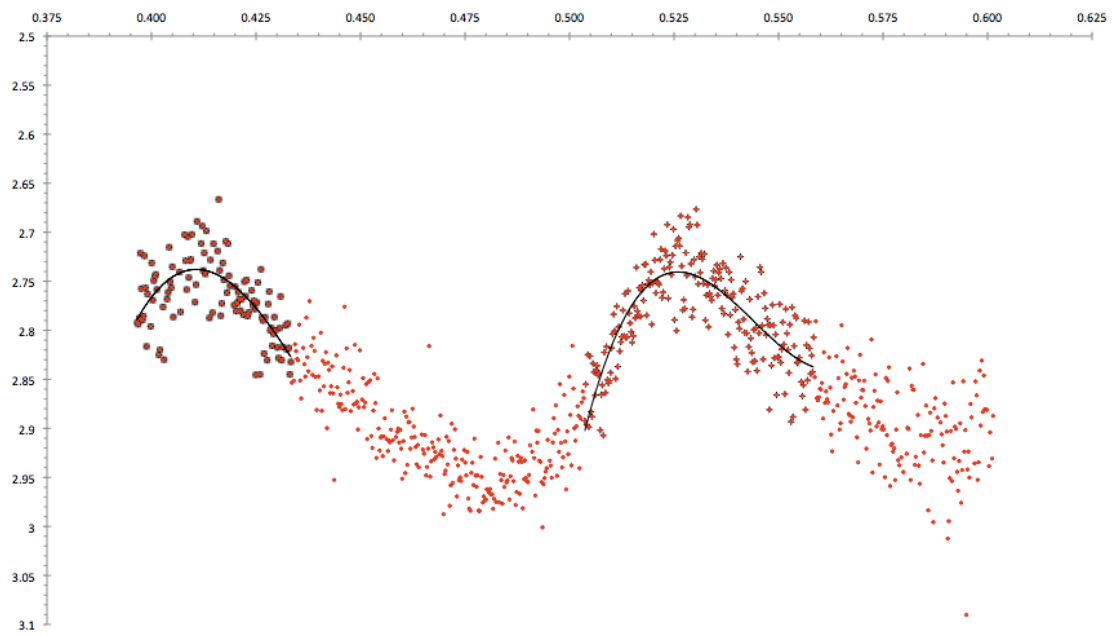


Figura 81: Curva di luce della notte del 17.01.2011.

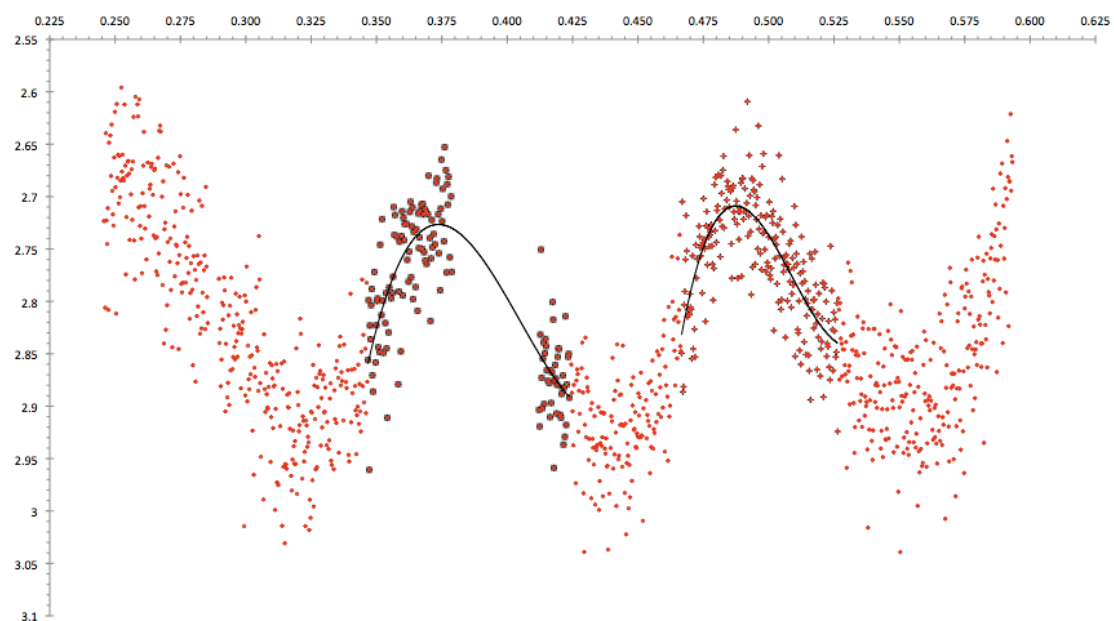


Figura 82: Curva di luce della notte del 19.01.2011.

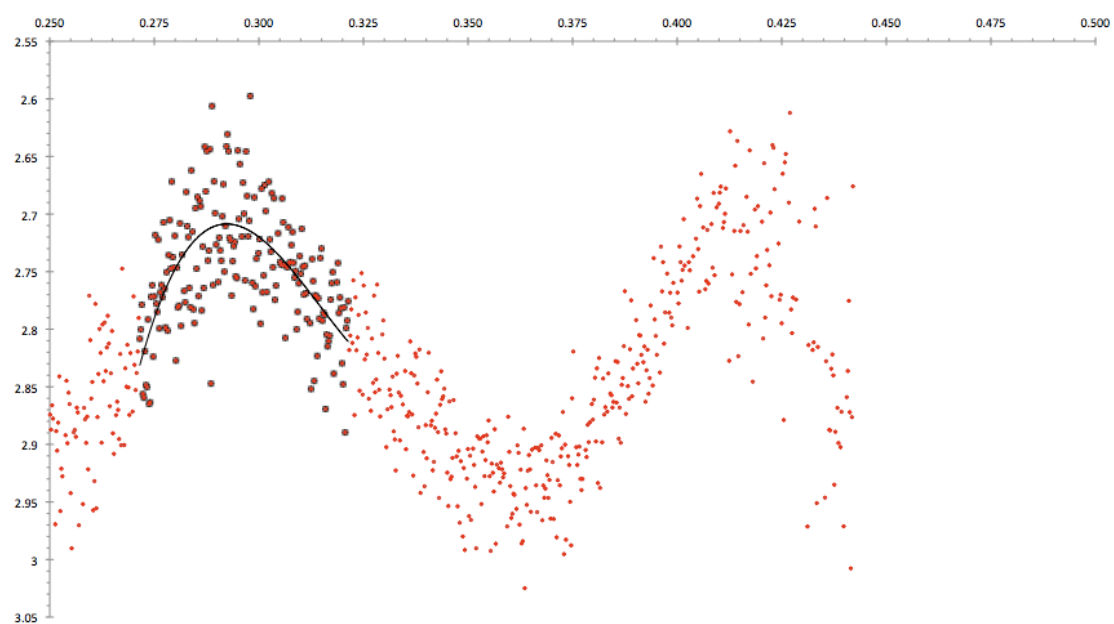


Figura 83: Curva di luce della notte del 20.01.2011.

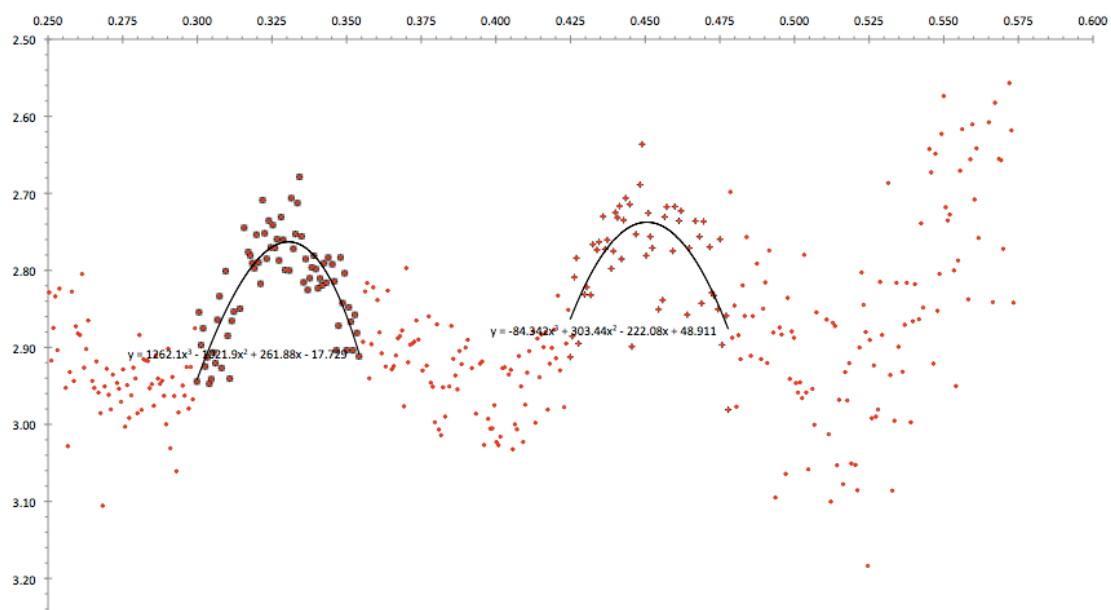


Figura 84: Curva di luce della notte del 22.01.2011.

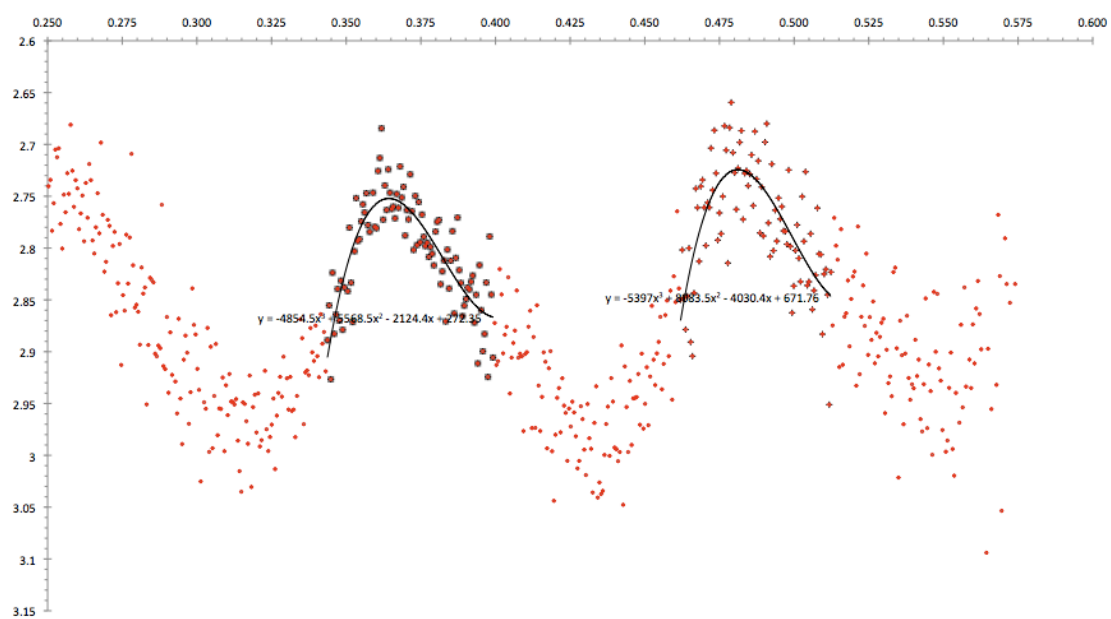


Figura 85: Curva di luce della notte del 23.01.2011.

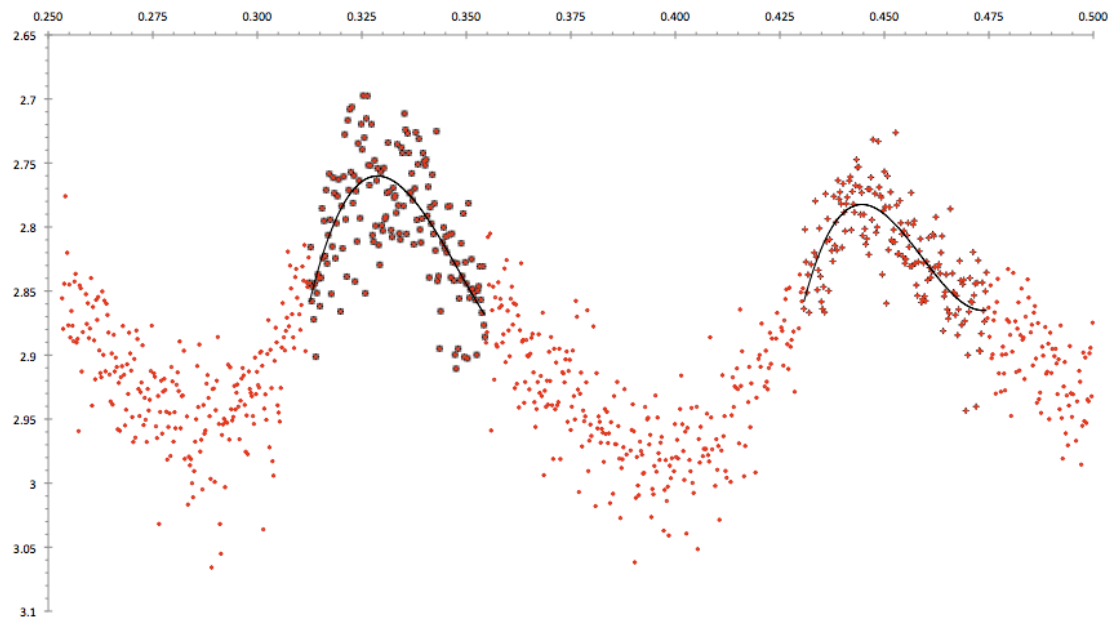


Figura 86: Curva di luce della notte del 24.01.2011.

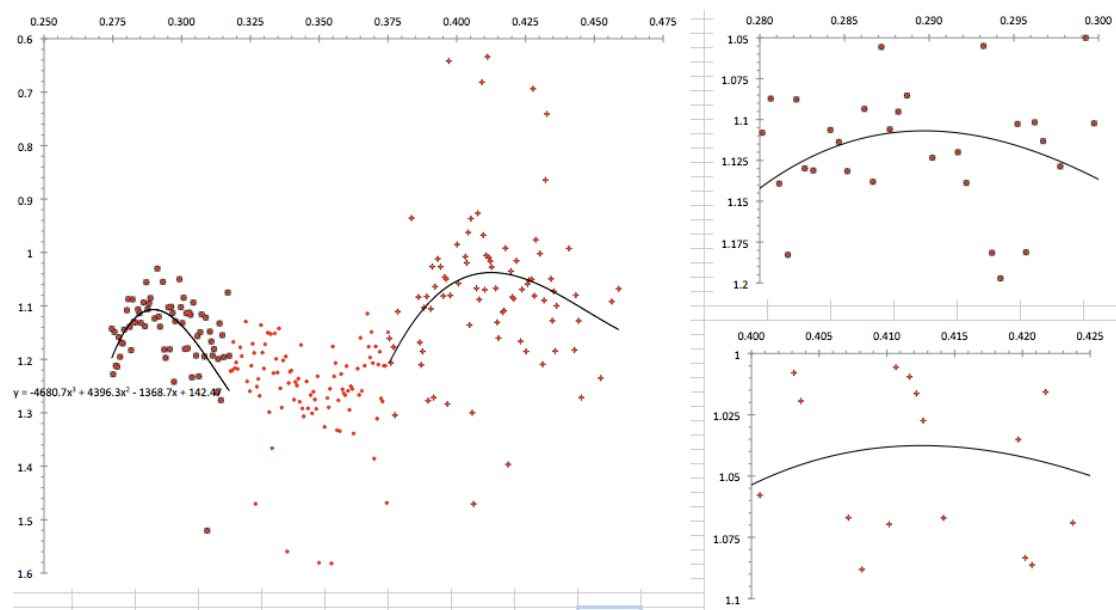


Figura 87: Un'altra curva di luce della notte del 24.01.2011. A destra dell'immagine ci sono gli ingrandimenti dei due massimi.

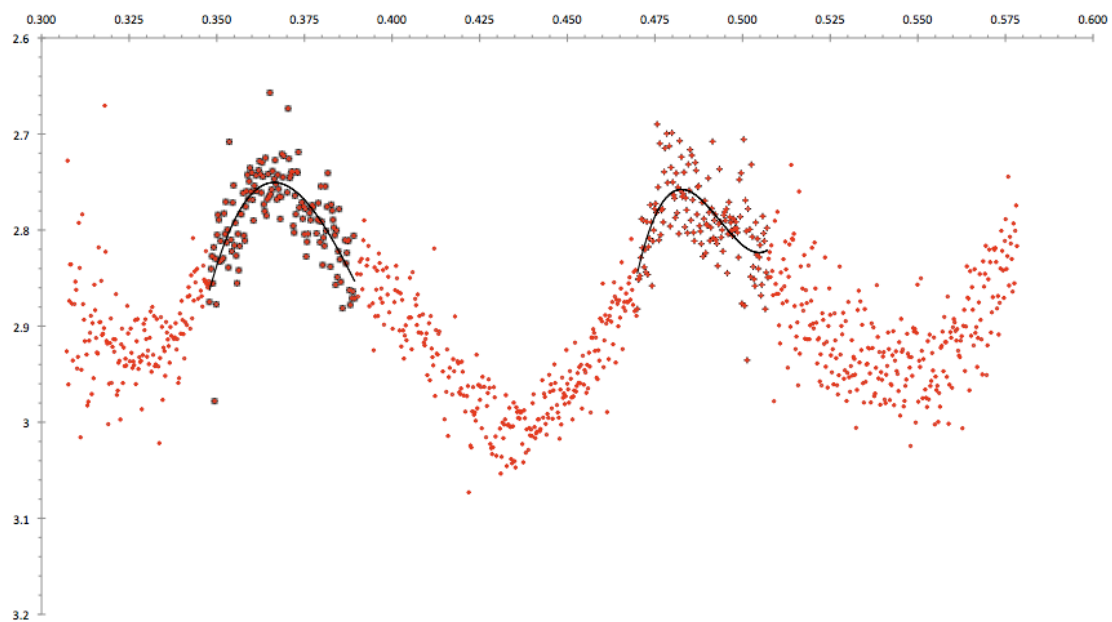


Figura 88: Curva di luce della notte del 25.01.2011.

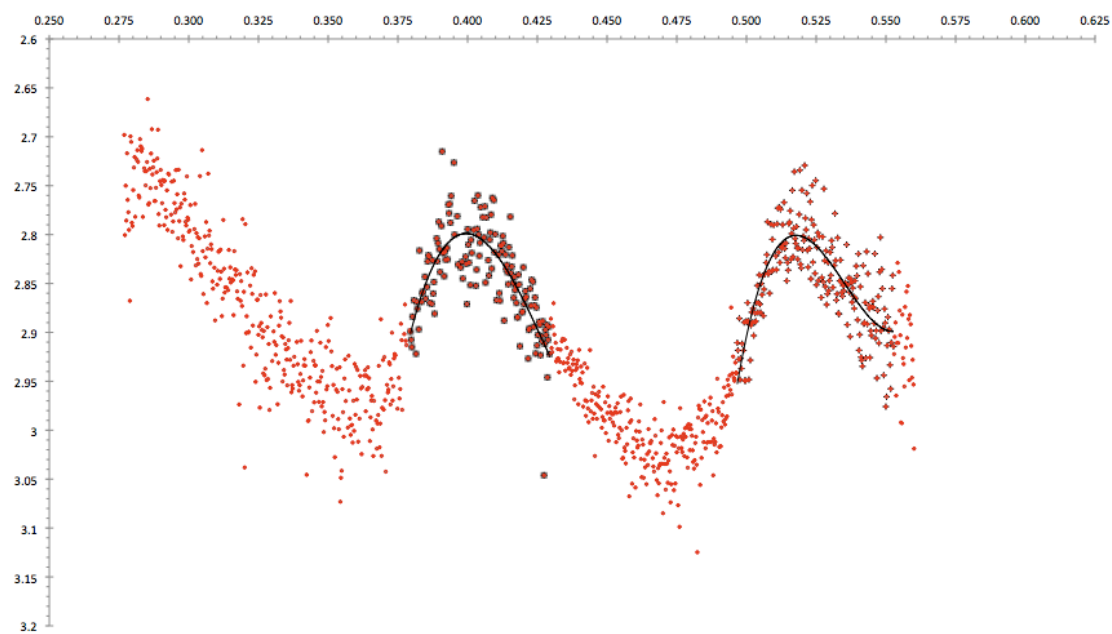


Figura 89: Curva di luce della notte del 01.02.2011.

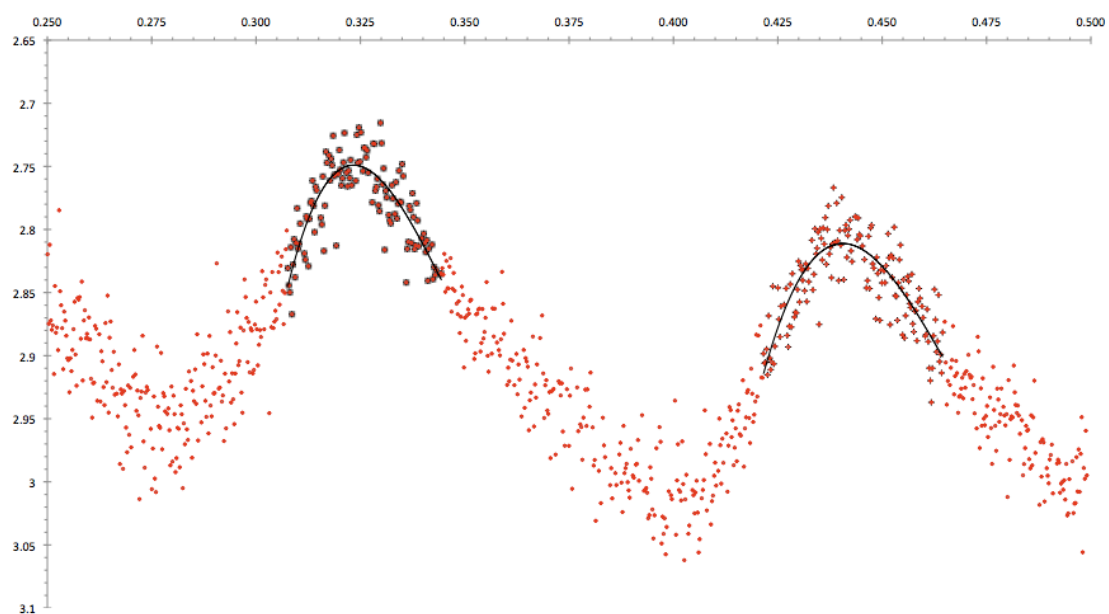


Figura 90: Curva di luce della notte del 02.02.2011.

CONCLUSIONI

Rispondendo alle domande che ci siamo posti inizialmente, cioè cosa sono le stelle, come funzionano, come evolvono e come le si può studiare, abbiamo compreso che l'astronomia è più complessa di quello che immaginavamo e che coinvolge diversi ambiti.

Questo progetto ci ha permesso di lavorare utilizzando un metodo scientifico di ricerca.

È stato molto interessante partire dall'acquisizione di dati ricavati direttamente dall'osservazione delle due stelle nella costellazione del Leo per arrivare a determinare il loro periodo di variazione, ma lo studio della stella scoperta da CoRoT, il lavoro più grosso, ci ha coinvolti ancora di più. Abbiamo seguito questa stella nella costellazione di Monoceros per 17 notti, tempo sufficiente a motivarci ad effettuare i calcoli per individuare i punti di massimo, e ora che abbiamo terminato questa parte del nostro lavoro speriamo di poter aggiungere un ulteriore passaggio ed individuare il periodo di rotazione della stelle e, forse, le masse delle due componenti del sistema binario a eclisse.

Lavorando all'Osservatorio Calina di Carona ci siamo resi conto che la ricerca di un astronomo può essere intralciata da diversi fattori esterni quali nuvole, vento forte, inquinamento luminoso, e per far fronte a questo problema si ricorre spesso alla cooperazione di colleghi dall'altra parte del mondo e all'osservazione tramite telescopi comandati in remoto.

In conclusione possiamo dirci soddisfatti del nostro Lavoro di Maturità, che ci ha permesso di sperimentare un progetto di ricerca scientifica in un ambito affascinante come solo può esserlo l'astronomia.

RINGRAZIAMENTI

Un grazie di cuore al prof. Dott. Nicolas Cretton per averci fornito le nozioni di base e un importante impulso positivo verso la materia e all'esperto nell'ambito delle stelle variabili Francesco Fumagalli per il suo prezioso aiuto e il contributo che ha saputo fornirci in quanto responsabile dell'Osservatorio Calina a Carona.

Ringraziamo anche il prof. Mauro Luraschi ed il prof. Fiorenzo Sainini per il sostegno informatico e l'insegnamento donatoci nell'ambito grafico e matematico e l'astronomo Ennio Poretti per le lezioni inerenti al telescopio satellitare CoRoT e per l'aiuto fornitoci nell'elaborazione dei dati.

BIBLIOGRAFIA

FONTI DEI TESTI

Capitolo	Fonti
Le stelle variabili	• http://www.lsw.nyu.edu/astrophysics/articoli/la_nostra_stella_il_sole • http://physics.uoregon.edu/~jimbrau/astr122/Notes/Chapter17.html#stclass
La nucleosintesi stellare	• www.scienceinschool.org/print/354, • www.meta-synthesis.com/webbook/32_n-synth/nucleosynthesis.html • (Boffin H, Pierce-Price D, 2007, Fusion in the Universe: we are all stardust. <i>Science in School</i>, 4: 61-63 • Burbidge EM, Burbidge GR, Fowler WA, Hoyle F, 1957, Synthesis of the elements in stars. <i>Reviews of Modern Physics</i>, 29: 547-650 • Burbidge EM, 1994, Watcher of the skies. <i>Annual Review of Astronomy and Astrophysics</i>, 32: 1-36)
La struttura stellare	• http://it.wikipedia.org/ • http://astrocultura.uai.it/tesi/stella2006/alessandro_sacco/struttura.htm, Alessandro Sacco e Maurizio Mele, <i>Il Sole e la vita</i>, 2006 • http://www.universetoday.com/18471/convective-zone/ • http://www.universetoday.com/18465/radiative-zone/ • http://www.astroala.it/didattica/stelle/struttura.htm
L'evoluzione stellare	• http://it.wikipedia.org • http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/stellarevolution_hrintro.html • http://astrocultura.uai.it/ • http://www.astronomiavallidelnoce.it/materiali/schede/Dizionario_Astronomia.pdf • http://spiralidistelle.blogspot.com/2007/12/cos-la-magnitudine-assoluta-episodio.html • <i>Sky and Telescope</i>, April 1992, Dave Kilkenny • http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/variable_pulsating.html#pulsatingwhy, CSIRO Australia 2004 • http://astronomy.swin.edu.au/sao/downloads/HET611-M17A01.pdf, Dr. Wendy L. Freedman and NASA • http://astrolink.mclink.it/topics/variabili/pulsaz.htm, a cura di Mario Farina e Fabrizio Lucidi, 1996 • Santi Aiello, <i>Introduzione alle stelle – Elementi di astrofisica</i>, Sansoni studio, 1979, Firenze • Livio Gratton, <i>Introduzione all'astrofisica – Stelle e pianeti</i>, Zanichelli, 1978, Bologna • Margherita Hack, <i>Corso di astronomia</i>, Hoepli, 1984, Milano • Giuliano Romano, <i>Evoluzione delle stelle – Introduzione all'astrofisica</i>, Canova, 1977, Treviso • Bruno Cester, <i>Corso di astrofisica</i>, Hoepli, 1984, Milano • Alain Mazure e Stéphane Basa, <i>Superstelle in esplosione</i>, Springer

	• Mike Inglis, <i>L'astrofisica è facile!</i>, Springer • http://docs.kde.org/stable/it/kdeedu/kstars/ai-julianday.html
La classificazione delle stelle variabili	• http://www.astroala.it/ • Giuseppe Marino, <i>Creare modelli di stelle binarie dalle osservazioni</i>, <i>Astronomia (UAI)</i>, n. 2-2011 • http://it.wikipedia.org • http://grav.altervista.org/binarie/ClassificazioneBinarie.htm • http://www.astro.wisc.edu/ • Gerry A. Good, Emiliano Ricci, <i>L'osservazione delle stelle variabili</i>, Springer, 2008, cap. 3, pag. 33-34 • http://www.star.ac.za/course-resources/local/david-buckley/var2.pdf, <i>Sky and Telescope</i>, April 1992, Dave Kilkenny • http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/variable_cepheids.html, CSIRO Australia 2004 • Osservare il cielo, <i>Stelle e costellazioni</i>, a cura di Corrado Lamberti, Fabbri editore • Mike Inglis, <i>L'astrofisica è facile!</i>, Springer • http://astronomy.swin.edu.au/sao/downloads/HET611-M17A01.pdf, Dr. Wendy L. Freedman and NASA • http://www.springerlink.com/content/978-88-470-0748-2/#section=143005&page=1&locus=46, Gerry A. Good, <i>L'osservazione delle stelle variabili</i>, 2008 • http://chandra.harvard.edu/xray_sources/white_dwarfs.html • http://www.aavso.org/types-variables • http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/index.htm • http://www.assa.org.au/sig/variables/classifications.asp, Astronomical Society of South Australia, 1996-2012 • http://www.castfvg.it/zzz/ids/variabile_cataclismica.html
I metodi d'osservazione	• http://www.deepuniverse.it/index.php/pages/31/I-sensori-CCD:-struttura-e-architettura.html • http://www.franzottica.it/html/body_camere_ccd.html
La strumentazione focale	• Francesco Fumagalli
Il telescopio Corot	• http://it.wikipedia.org • http://www.esa.int/
Le osservazioni	• Francesco Fumagalli • Ennio Poretti

FONTI DELLE IMMAGINI

Figura 1: http://www.margheritacampaniolo.it/almagesto/la_costellazione_andromeda.htm

Figura 2: <http://it.wikipedia.org>

Figura 3: http://nssdc.gsfc.nasa.gov/image/astro/hst_pillars_m16_close.jpg

Figura 4: www.starfox.wikia.com/wiki/User_talk:Canis_Shepalute/The_Physics_Corner

Figura 5: <http://www.enchantedlearning.com/subjects/astronomy/stars/startypes.shtml>

Figura 6: <http://physics.uoregon.edu/~jimbrau/astr122/Notes/Chapter17.html>

Figura 7: <http://www.aavso.org/vstar/naming.shtml>

Figura 8: http://www.daviddarling.info/encyclopedia/H/hydrostatic_equilibrium.html

Figura 9: <http://scienzefacili.altervista.org/generi/articoli/fusione.html>

Figura 10: http://it.wikipedia.org/wiki/Processo_tre_alfa

Figura 11: http://people.highline.edu/iglozman/classes/astronotes/media/he_capture.jpg

Figura 12: www.scienceinschool.org

Figura 13: www.scienceinschool.org

Figura 14: <http://www.racine.ra.it/planet/testi/sole3.htm>, Marco Marchetti e Paolo Morini, *La nostra stella: il Sole*, n.111, 2007/4

Figura 15: <http://www.astroala.it/didattica/stelle/struttura.htm>

Figura 16: http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/stellarevolution_hrintro.html

Figura 17: <http://alternativescience.wordpress.com/2008/02/18/globuli-di-bok/>

Figura 18: http://www.otticademaria.it/astro/images/HR_m67.gif

Figura 19: <http://it.wikipedia.org>

Figura 20: <http://it.wikipedia.org>

Figura 21: <http://it.wikipedia.org>

Figura 22: : <http://astronomy.swin.edu.au/cosmos/Z/ZZ+Ceti+Stars>, Swinburne University of Technology

Figura 23: <http://www.physics.unc.edu/~evans/pub/A31/Lecture18-Stellar-Evolution/pulsating-star.jpg>

Figura 24: <http://www.cfa.harvard.edu/afoe/nrp.gif>

Figura 25: <http://astrofiliarubicone.files.wordpress.com/2011/09/nebulosafarfalla.jpg>

Figura 26: <http://blog.ilmatemagico.com/wp-content/uploads/2009/03/helix-nebulosa-nana-bianca.jpg>

Figura 27: <http://www.astrosurf.com/aras/sn/sneta.jpg>

Figura 28: <http://spiralidistelle.blogspot.com/2007/12/cos-la-magnitudine-assoluta-episodio.html>

Figura 29: *L. Bottani*

Figura 30: <http://spiralidistelle.blogspot.com/2007/12/cos-la-magnitudine-assoluta-episodio.html>

Figura 31: <http://spiralidistelle.blogspot.com/2007/12/cos-la-magnitudine-assoluta-episodio.html>

Figura 32: : <http://spiralidistelle.blogspot.com/2007/12/cos-la-magnitudine-assoluta-episodio.html>

Figura 33: <http://www.astroala.it/>

Figura 34: <http://www.gizarastro.it/cielofebbraio.html>

Figura 35: <http://www.gizarastro.it/cielofebbraio.html>

Figura 36: <http://www.gizarastro.it/cielofebbraio.html>

Figura 37: <http://www.astro.wisc.edu/>

Figura 38: <http://www.astro.wisc.edu/>

Figura 39: <http://www.astro.wisc.edu/>

Figura 40: *F. Fumagalli*

Figura 41: <http://www.eso.org>

Figura 42: http://upload.wikimedia.org/wikipedia/en/9/95/U_Gem_aavso.png

Figura 43: http://digilander.libero.it/A81_Observatory/7223/32575

Figura 44: *F. Fumagalli*

Figura 45: <http://it.wikipedia.org>

Figura 46: http://www.larapedia.com/astronomia/astronomia_appunti_parte_2.html

Figura 47: : http://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/c/ce/Curva_RRab.png e http://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/0/06/Curva_di_luce_RRc.jpg

Figura 48: http://2.bp.blogspot.com/_bvtSXEKjqm8/SgZzXodPlnI/AAAAAAAAA34/ovmpGLYiSzs/S220/459px-Leavitt_aavso.jpg

Figura 49: *F. Fumagalli et al.*

Figura 50: http://it.wikipedia.org/wiki/File-Pulsar_anim.ogg

Figura 51: http://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/thumb/0/00/Crab_Nebula.jpg/280px-Crab_Nebula.jpg

Figura 52: http://astrofisica.altervista.org/lib/exe/fetch.php?cache=&media=c11:fig11_07.jpg www.astrofisica.altervista.org/lib/exe/detail.php?id=c11%3Anovae_supernovae&media=c11:fig11_07.jp

Figura 53: <http://www.indire.it/immagini/immag/nasa/stella42.jpg>

Figura 54: http://www.franzottica.it/html/body_camere_ccd.html

Figura 55: *F. Fumagalli*

Figura 56: *F. Fumagalli*

Figura 57: <http://asymptotia.com/2006/12/29/planet-hunter/>

Figura 58: <http://www.esa.int/esaMI/COROT/index.html>

Figura 59: http://www.esa.int/SPECIALS/COROT/SEMCKNU681F_0.html

Figura 60: <http://it.wikipedia.org>

Figura 61: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 62: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 63: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 64: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 65: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 66: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 67: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 68: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 69: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 70: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 71: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 72: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 73: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 74: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 75: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 76: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 77: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegrini*

Figura 78: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*
Figura 79: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*
Figura 80: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*
Figura 81: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*
Figura 82: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*
Figura 83: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*
Figura 84: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*
Figura 85: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*
Figura 86: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*
Figura 87: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*
Figura 88: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*
Figura 89: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*
Figura 90: *F. Fumagalli, L. Bottani, A. Boila, G. Pellegri*