

Alcuni concetti di astronomia

Prof. Angelo Angeletti – Liceo Scientifico “G.Galilei” Macerata

Ammasso Aperto. Un ammasso aperto è un gruppo di stelle tenute insieme dalla reciproca attrazione gravitazionale. Si pensa che abbia origine da enormi nubi di gas e polveri cosmiche nelle galassie. Esso ha in genere una breve vita: le orbite delle stelle sono tali che nel tempo possono raggiungere la velocità di fuga e sfuggire all'attrazione dell'ammasso. Un ammasso aperto medio perde la maggior parte delle sue stelle lungo la sua orbita in diverse centinaia di milioni di anni, le stelle sfuggite continuano ad orbitare intorno al centro della galassia su una loro traiettoria e sono chiamate stelle di campo. Si pensa che ogni campo stellare nella nostra galassia e in altre galassie abbia avuto origine da ammassi.

Gli ammassi aperti sono conosciuti sin dalla preistoria: le Pleiadi (M45), le Iadi e l'Alveare o Presepe (M44) sono esempi di ammassi aperti più conosciuti. Tolomeo aveva menzionato M7 e l'ammasso stellare della Chioma di Berenice (Mel 111). Inizialmente si pensava che fossero nebulose, fu nel 1609, osservando M44, che Galileo scoprì che erano composti di stelle. Gli ammassi aperti citati sopra sono osservabili ad occhio nudo (anche se non sempre risolvibili in stelle), molti furono scoperti con i primi telescopi.

Anno luce. La definizione esatta di anno luce è «la distanza che un fotone percorre nello spazio vuoto in assenza di campo gravitazionale o magnetico in un anno giuliano (365,25 giorni di 86 400 secondi ciascuno)» e si abbrevia con a.l.. Si ha quindi:

$$1 \text{ a.l.} = (299\,792\,458 \text{ m/s}) \cdot (365,25 \text{ g}) \cdot (86\,400 \text{ s/g}) = 9,4607 \cdot 10^{15} \text{ m.}$$

Diagramma H-R. Il diagramma H-R (dal nome dei due astronomi, Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell, che verso il 1910 lo idearono indipendentemente) è un potente "strumento" teorico che mette in relazione la temperatura effettiva (riportata in ascissa ordinata in senso opposto, dai valori più grandi a quelli più piccoli) e la luminosità (riportata in ordinata anch'essa ordinata in senso inverso) delle stelle. La temperatura effettiva e la luminosità sono quantità fisiche non direttamente misurabili che dipendono strettamente dalle caratteristiche intrinseche della stella (massa, età e composizione chimica) e possono essere derivate attraverso modelli fisici, la prima dalla misura dell'indice di colore (ovvero dallo spettro) e la seconda della magnitudine apparente (o assoluta).

Si noti i punti che nel diagramma H-R rappresentano le stelle non si distribuiscono a caso, ma appaiono raggruppati in due fasce molto strette, che non cambiano di forma anche se si scelgono stelle diverse come campione. Queste due fasce furono denominate sequenza principale e ramo delle giganti. In base a questo diagramma, ogni stella di sequenza principale avente un certo indice di colore - e quindi una data temperatura superficiale - è caratterizzata da una precisa magnitudine assoluta.

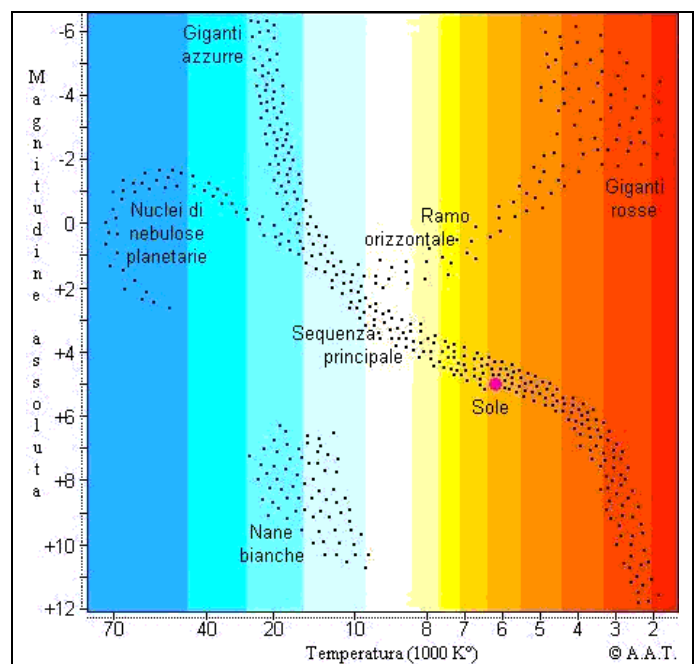


Figura 1 - Tipico diagramma H-R

Leggi di Keplero. Tra il 1609 e il 1618, sulla base delle osservazioni di Tycho Brahe, Johannes Kepler, detto Keplero, formulò le sue famose tre leggi sul movimento dei pianeti attorno al sole.

Le tre leggi di Keplero saranno spiegate teoricamente nella seconda metà del 1600 con la teoria della gravitazione universale formulata da Isaac Newton.

Prima legge di Keplero: *l'orbita descritta da un pianeta è un'ellisse di cui il Sole occupa uno dei due fuochi.*

I moti dei pianeti avvengono in un piano, detto piano orbitale; per la Terra tale piano è detto **eclittica**. Nella figura 2 (tratta da Wikipedia) è rappresentata un'orbita ellittica, con indicati i suoi parametri caratteristici: semiasse maggiore (a), semiasse minore (b), semi-distanza focale (c), eccentricità (e).

L'ellisse in figura ha un'eccentricità di circa 0,5 e potrebbe rappresentare l'orbita di un asteroide. I pianeti hanno in realtà eccentricità molto più piccole: 0,0167 per la Terra, 0,0934 per Marte e 0,2482 per Plutone (pianeta nano).

L'orbita ellittica comporta che la distanza dei pianeti dal Sole

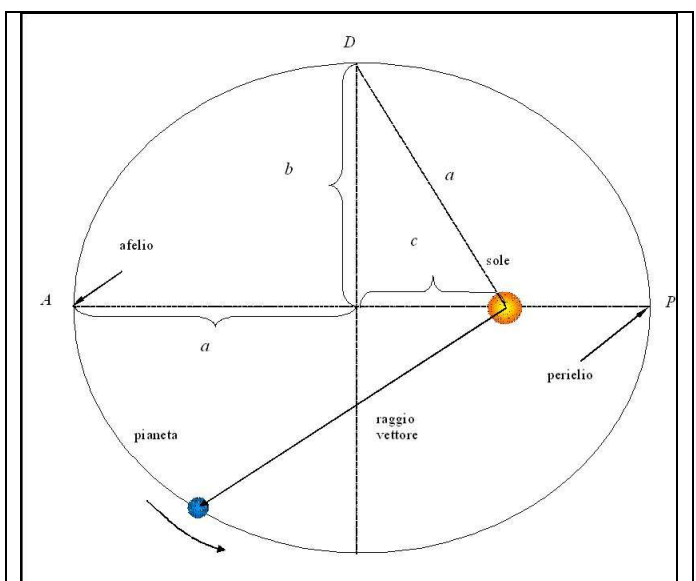


Figura 2 – Prima legge di Keplero

non è costante, ma varia da un massimo (*afelio* che la Terra raggiunge intorno al 4 luglio) ad un minimo (*perielio* che la Terra raggiunge intorno al 4 gennaio).

Seconda legge di Keplero: *il raggio vettore che unisce il centro del Sole con il centro del pianeta descrive aree uguali in tempi uguali.*

Le conseguenze di questa legge sono:

- La velocità orbitale non è costante, ma varia lungo l'orbita. Le due aree evidenziate nella figura 4 sono uguali e vengono percorse nello stesso tempo. In prossimità del perielio, dove il raggio vettore è più corto che all'afelio, l'arco di ellisse è corrispondentemente più lungo. Ne segue quindi che la velocità orbitale è massima al perielio e minima all'afelio.
- La velocità lungo una determinata orbita è inversamente proporzionale al modulo del raggio vettore.
- Sul pianeta viene esercitata una forza centrale, cioè diretta secondo la congiungente tra il pianeta e il Sole.

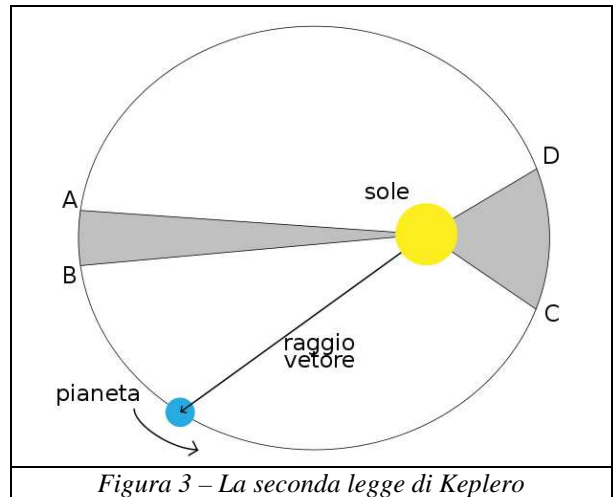


Figura 3 – La seconda legge di Keplero

Terza legge di Keplero: *i quadrati dei periodi di rivoluzione dei pianeti sono proporzionali ai cubi dei semiassi maggiori delle loro orbite.*

Questa legge è valida anche per i satelliti che orbitano intorno ai pianeti e può essere espressa nella forma:

$$\frac{T^2}{a^3} = k,$$

dove a è il semiasse maggiore (o raggio medio) dell'orbita, T il periodo di rivoluzione e k una costante (a volte detta di Keplero).

La teoria della gravitazione di Newton ci permette di determinare k e di scrivere la terza legge di Keplero nella forma:

$$\frac{T^2}{a^3} = \frac{4\pi^2}{GM},$$

dove $G = 6,67 \cdot 10^{-11} \text{ N} \cdot \text{m}^2 \cdot \text{kg}^{-2}$ e M è la massa del Sole (se si tratta di satelliti intorno ai pianeti allora M è la massa del pianeta). Se si considera il moto di rivoluzione dei pianeti del sistema solare attorno al Sole e si misurano le distanze in UA e il tempo in anni solari, allora $k = 1$.

Per un'orbita circolare la formula si riduce a $\frac{T^2}{r^3} = \frac{4\pi^2}{GM}$, dove r è il raggio dell'orbita.

Legge della gravitazione universale di Newton. La legge della gravitazione universale di Newton asserisce che: *tra due corpi di massa m_1 e m_2 i cui baricentri distano d , si esercita una forza di attrazione F , lungo la congiungente dei baricentri il cui modulo è:*

$$F = G \frac{m_1 m_2}{d^2}.$$

Magnitudine apparente. La magnitudine apparente (m) di una stella, pianeta o di un altro oggetto celeste è una misura della sua luminosità apparente, ovvero quella rilevabile dal punto d'osservazione. È importante notare che un oggetto estremamente luminoso può apparire molto debole, se si trova ad una grande distanza. Se chiamiamo L la luminosità intrinseca di una sorgente (l'energia emessa in tutte le direzioni), un osservatore a distanza d misurerà un flusso luminoso F dato da: $F = \frac{L}{4\pi d^2}$. Nel

1856, Pogson formalizzò il sistema definendo una stella di prima magnitudine come una stella che fosse 100 volte più luminosa di una stella di sesta magnitudine. Perciò, una stella di prima magnitudine si trova ad essere 2,512 volte più luminosa di una stella di seconda. $\sqrt[3]{100} = 2,512$ è conosciuta come rapporto di Pogson. La scala di Pogson fu fissata in origine assegnando alla stella Polare una magnitudine di 2. Gli astronomi hanno in seguito scoperto che la Polare è leggermente variabile, e non è quindi all'altezza del compito. Oggi Vega viene usata come stella di riferimento. La magnitudine apparente in una determinata banda x dello spettro è definita tramite la formula di Pogson:

$$m_x = m_0 - 2,5 \log \left(\frac{F_x}{F_0} \right),$$

dove F_x è il flusso luminoso nella banda x , m_0 e F_0 sono rispettivamente la magnitudine e il flusso di una stella di riferimento; inoltre il logaritmo è in base 10.

Si vede subito dalla definizione che più un oggetto è debole più la sua magnitudine è alta, contrariamente al senso comune. La seconda cosa da notare è che la scala è logaritmica: il rapporto fra le luminosità di due oggetti corrisponde quindi alla differenza delle loro magnitudini. Per esempio, una differenza di 3,2 significa che un oggetto è circa 19 volte più luminoso di un altro, perché il rapporto di Pogson elevato alla potenza di 3,2 è $(\sqrt[3]{100})^{3,2} = 19,054607...$ La natura logaritmica della scala è dovuta

al fatto che l'occhio umano ha esso stesso una risposta logaritmica.

Un problema tipico è il seguente: si supponga di avere una stella doppia, con le stelle di magnitudine apparente m_1 e m_2 , qual è la magnitudine apparente complessiva del sistema?

Dalla formula di Pogson si ha: $m_1 = m_0 - 2,5 \log \left(\frac{F_1}{F_0} \right)$ e $m_2 = m_0 - 2,5 \log_{10} \left(\frac{F_2}{F_0} \right)$ da cui si ricavano i flussi

$F_1 = F_0 \cdot 10^{-0,4(m_1 - m_0)}$ e $F_2 = F_0 \cdot 10^{-0,4(m_2 - m_0)}$. La magnitudine apparente complessiva è $m = m_0 - 2,5 \log \left(\frac{F_1 + F_2}{F_0} \right)$. Semplificando i calcoli si ottiene:

$$m = m_0 - 2,5 \log \left(\frac{F_1 + F_2}{F_0} \right) = m_0 - 2,5 \log \left(10^{-0,4(m_1 - m_0)} + 10^{-0,4(m_2 - m_0)} \right) = m_0 - 2,5 \log \left[10^{0,4m_0} \left(10^{-0,4m_1} + 10^{-0,4m_2} \right) \right] =$$

$$= m_0 - 2,5 \log 10^{0,4m_0} - 2,5 \log \left(10^{-0,4m_1} + 10^{-0,4m_2} \right) = -2,5 \log \left(10^{-0,4m_1} + 10^{-0,4m_2} \right)$$

Ad esempio se le componenti di una stella doppia hanno rispettivamente magnitudine apparente 3,2 e 4,1, la magnitudine apparente complessiva è: $m = -2,5 \log \left(10^{-0,4 \cdot 3,2} + 10^{-0,4 \cdot 4,1} \right) = -2,5 \log (0,05248 + 0,02291) = 2,8$.

Ancora un esempio. Se una stella variabile passa da una magnitudine apparente iniziale m_i ad una finale m_f , subendo una variazione Δm , allora il flusso subisce una variazione

$$\Delta F = F_f - F_i = F_0 \left(10^{-0,4(m_f - m_0)} - 10^{-0,4(m_i - m_0)} \right) = F_0 \cdot 10^{0,4m_0} \left(10^{-0,4m_f} - 10^{-0,4m_i} \right).$$

Ma $F_0 \cdot 10^{0,4m_0} = F_i \cdot 10^{0,4m_i} = F_f \cdot 10^{0,4m_f}$, per cui

$$\Delta F = F_f - F_i = F_i \cdot 10^{0,4m_i} \left(10^{-0,4m_f} - 10^{-0,4m_i} \right) = F_i \left(10^{-0,4(m_f - m_i)} - 1 \right) = F_i \left(10^{-0,4 \cdot \Delta m} - 1 \right).$$

Ad esempio il prototipo delle stelle variabili cefeidi, δ Cephei, passa dalla magnitudine apparente 3,6 a 4,3 in un periodo di 5,36634 giorni. In tale periodo il suo flusso varia di $\Delta F = F_i \cdot \left(10^{-0,4 \cdot \Delta m} - 1 \right) = \left(10^{-0,4(4,3 - 3,6)} - 1 \right) F_i = -0,475 \cdot F_i$, cioè diminuisce del 47,5% rispetto al flusso massimo.

Oggetto celeste	Magnitudine apparente
Sole	-26,8
Luna piena	-12,6
Venere al suo massimo	-4,4
Marte al suo massimo	-2,8
Sirio, la stella più luminosa visibile dalla Terra	-1,5
Le stelle più deboli osservabili a occhio nudo	+6,0
Il quasar più luminoso	+12,6
Gli oggetti più deboli osservati con il Telescopio Spaziale Hubble	+30

Magnitudine assoluta. La magnitudine assoluta (M) è la magnitudine apparente che un oggetto avrebbe se si trovasse ad una distanza di 10 pc (32,616 anni luce), o $3 \cdot 10^{14}$ km dall'osservatore; è quindi una misura della luminosità intrinseca di un oggetto, senza tener conto dell'osservatore. Nel definire la magnitudine assoluta, è necessario specificare il tipo di radiazione elettromagnetica che viene misurata. Se ci si riferisce al totale dell'energia emessa, il termine corretto è **magnitudine bolometrica**. Mentre se si considera lo spettro del visibile si parla di **magnitudine assoluta visuale**.

C'è una relazione semplice tra magnitudine assoluta e magnitudine apparente:

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

dove d è la distanza dell'oggetto espressa in parsec.

Molte stelle visibili ad occhio nudo hanno magnitudini assolute che sarebbero capaci di formare ombre se si trovassero effettivamente alla distanza di 10 parsec: Rigel (- 6,7), Deneb (- 8,5), Naos (- 7,3), e Betelgeuse (- 5,6). Per confronto, Sirio ha una magnitudine assoluta di 1,4 e il Sole ha una magnitudine assoluta di circa 4,5. Le magnitudini assolute delle stelle in genere sono comprese tra - 10 e + 17. Proxima Centauri, una Nana rossa che è la stella più vicina alla Terra dopo il Sole, ha una magnitudine assoluta di 15,4.

Per pianeti, comete e asteroidi del sistema solare si usa una differente definizione di magnitudine assoluta, perché quella descritta sopra sarebbe così bassa da essere ben poco utile. Per questi oggetti, la magnitudine assoluta (H) è la magnitudine apparente che l'oggetto avrebbe se si trovasse ad 1 Unità Astronomica sia dal Sole sia dalla Terra con la parte illuminata rivolta verso la Terra; ciò equivale ad osservare l'oggetto celeste dal centro del Sole. Questo è fisicamente impossibile, ma è conveniente dal punto di vista del calcolo. Si ha la relazione $H = M - 31,57$.

Per una meteora, la distanza standard è un'altezza di 100 km allo zenit dell'osservatore.

	Magnitudine apparente (V)	Nome di Bayer	Nome proprio	Distanza		Magnitudine assoluta
				anni luce	parsec	
	-26,73		Sole	0,000016	$4,9 \cdot 10^{-6}$	4,82
1	-1,47	α CMa	Sirio	8,6	2,64	1,42
2	-0,62	α Car	Canopo	310	95,1	-5,51
3	-0,04 var	α Boo	Arturo	37	11,3	-0,31
4	-0,01	α_1 Cen	Alfa Centauri A	4,4	1,35	4,34
5	0,03	α Lyr	Vega	25	7,67	0,61
6	0,12	β Ori	Rigel	770	236	-6,75
7	0,34	α CMi	Procione	11	3,37	2,70
8	0,50	α Eri	Achernar	140	42,9	-2,66
9	0,58 var	α Ori	Betelgeuse	640	196	-5,88
10	0,60	β Cen	Hadar (Agena)	530	162	-5,46
11	0,71	α Aur A	Capella A	42	12,9	0,16
12	0,77	α Aql	Altair	17	5,21	2,18
13	0,85 var	α Tau	Aldebaran	65	19,9	-0,65
14	0,96	α Aur B	Capella B	42	12,9	0,41
15	1,04	α Vir	Spica	260	79,8	-3,47
16	1,09	α Sco	Antares	600	184	-5,23
17	1,15	β Gem	Polluce	34	10,4	1,06
18	1,16	α PsA	Fomalhaut	25	7,66	1,74
19	1,25	α Cyg	Deneb	1400	429	-6,91
20	1,30	β Cru	Mimosa	350	107	-3,85
21	1,33	α_2 Cen	Alfa Centauri B	4,4	1,35	5,68
22	1,35	α Leo	Regulus	77	23,6	-0,52
23	1,40	α_1 Cru	Acrux A	320	98,2	-3,56
24	1,51	ϵ CMa	Adhara	430	132	-4,09
25	1,62	λ Sco	Shaula	700	215	-5,04

Modulo della distanza. Il modulo della distanza μ è la differenza tra la magnitudine apparente (m) e la magnitudine assoluta (M) di un oggetto celeste: $\mu = m - M$.

Parallasse. La parallasse è il fenomeno per cui un oggetto sembra spostarsi rispetto allo sfondo se si cambia il punto di osservazione. Se mettete un dito verticale alla distanza del braccio teso e poi chiudete alternativamente l'occhio destro e quello sinistro, rispetto allo sfondo, il dito cambia posizione.

A causa della rotazione della Terra attorno al Sole, a distanza di sei mesi, possiamo osservare le stelle da due posizioni distanti circa $3 \cdot 10^{11}$ m (il diametro dell'orbita terrestre pari anche a 2 UA – Unità Astronomiche) e ciò permette di rilevare un piccolo spostamento di quelle più vicine rispetto allo sfondo costituito dalle stelle più lontane. L'angolo sotto il quale da una stella si vede il raggio dell'orbita terrestre viene detto angolo di parallasse p e dalla trigonometria si ha:

$$d = \frac{r}{\text{tg}(p)}$$

dove d è la distanza della stella, p è l'angolo di parallasse e r il raggio dell'orbita terrestre. L'angolo di parallasse è in genere molto piccolo e se viene espresso in radianti allora $\text{tg}(p) \approx p$ e

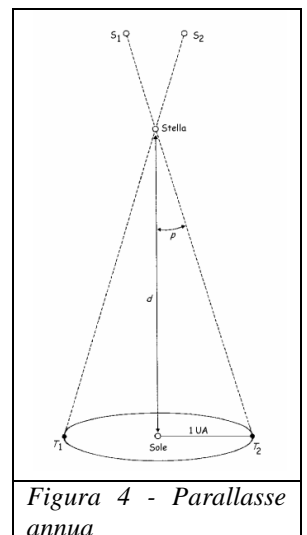


Figura 4 - Parallasse annua

l'espressione data sopra si può scrivere

$$d = \frac{r}{p}$$

Parsec. Il parsec (abbreviato in *pc*) è un'unità di lunghezza usata in astronomia. Significa "parallasse di un secondo d'arco" ed è definito come la distanza dalla Terra (o dal Sole) di un punto dal quale il raggio dell'orbita terrestre *r* viene visto sotto l'angolo di parallasse di 1". Dalla trigonometria si ha:

$$1 \text{ pc} = \frac{r}{\text{tg}1''} \approx 3,086 \cdot 10^{16} \text{ m} \approx 3,26 \text{ a.l.}$$

Unità Astronomica. L'Unità Astronomica (U.A., o semplicemente UA, a volte anche AU dalla dizione inglese) è un'unità di misura pari circa alla distanza media tra il pianeta Terra e il Sole. Sebbene non rientri tra le unità di misura del Sistema Internazionale (SI), il suo uso è esteso tra gli astronomi ancora oggi. Espressa in unità SI risulta essere

$$1 \text{ UA} = 149\,597\,870\,691 \pm 3 \text{ m.}$$

Variabile cefeide. Una variabile Cefeide è un membro di una particolare classe di stelle variabili per le quali esiste una correlazione molto stretta tra il loro periodo di variabilità e la magnitudine assoluta. La relazione è del tipo

$$M = a + b \cdot \log(T)$$

dove *a* e *b* sono dei parametri e *T* è il periodo di pulsazione della stella.

Grazie a ciò, e alla grande precisione con cui viene misurato il periodo di variabilità, le variabili Cefeidi vengono usate come candele standard per determinare la distanza degli ammassi globulari e delle galassie in cui sono contenute. Poiché la relazione periodo-luminosità può essere determinata con grande precisione usando le stelle Cefeidi vicine, le distanze trovate con questo metodo sono tra le più accurate disponibili. Il nome di questa classe di stelle deriva da δ Cephei, la prima variabile di questo tipo osservata nella nostra galassia. Successive osservazioni hanno individuato stelle cefeidi in altre galassie, in primis nelle due nubi di Magellano.

Una Cefeide è in genere una stella gigante gialla giovane di popolazione I e massa intermedia che pulsa regolarmente espandendosi e contraendosi, mutando così la sua luminosità in un ciclo estremamente regolare. La luminosità delle stelle Cefeidi è in genere compresa tra 1000 e 10000 volte quella del Sole e il periodo di oscillazione va dall'ordine del giorno alle centinaia di giorni. Il profilo di luminosità di una stella cefeide durante un ciclo pulsazionale è tipicamente non simmetrico, con il braccio ascendente più corto e ripido di quello discendente, e oltre al picco principale la sua curva di luminosità presenta spesso un secondo picco, o "bump", la cui posizione rispetto a quello principale varia a seconda del periodo di oscillazione del pulsatore stesso.

Il fenomeno di oscillazione (espansione, contrazione) è un fenomeno limitato alla sola superficie stellare e non è dovuto ad alcun mutamento nella quantità di energia prodotta dalle fusioni nucleari che avvengono nelle regioni più interne delle strutture, e dunque l'oscillazione in luminosità è causata unicamente dalla maggiore o minore dimensione della superficie esterna irraggiante e dalla variazione di temperatura superficiale durante il ciclo di pulsazione.

Velocità della luce. È un valore che per definizione nel vuoto è $c = 299\,792\,458 \text{ m/s}$.

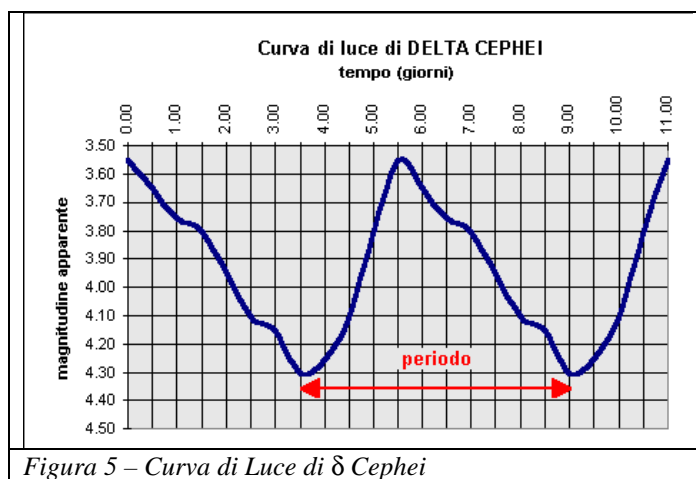


Figura 5 – Curva di Luce di δ Cephei