



STELLE VARIABILI

In questo articolo verranno indicate a grandi linee i vari tipi di stelle variabili codificate. Le varie classi differiscono in primis nel modo in cui scaturisce la variabilità e successivamente in base a caratteristiche fisiche intrinseche. La prima suddivisione si ha in stelle variabili a eclissi e stelle variabili fisiche.

Stelle variabili a eclisse

Questo tipo di variabilità si ha con stelle doppie. Per semplicità possiamo considerare una stella centrale alla quale orbita attorno un'altra stella. Questa è una drastica approssimazione ma ci permette meglio di capire il fenomeno fisico. Se l'inclinazione del piano orbitale di una stella doppia è intorno ai 90° , cioè se il piano di rivoluzione è inclinato nello spazio in modo da coincidere o quasi con la direzione di osservazione, allora le due stelle si eclissano reciprocamente nel corso di un periodo. Il fenomeno è facilmente capibile se pensiamo alle eclissi di Luna e di Sole. Sfortunatamente quasi mai troviamo delle variabili ad eclisse con un piano ottimale, in genere il loro piano varia dai 60° ai 70° . Le stelle variabili a eclisse si dividono ulteriormente in tre categorie.

- a) **Stelle tipo Algol.** Queste stelle prendono il nome dalla stella prototipo β Persei detta appunto Algol. Entrambe le componenti hanno forma sferica ed il periodo è compreso in un intervallo molto ampio e i periodi maggiormente osservati sono di 2 o 3 giorni e da 5 a 8 giorni.
- b) **Stelle del tipo β Lyrae.** Le due componenti sono di orma ellissoidica, di dimensioni differenti e il periodo è superiore ad un giorno.
- c) **Stelle del tipo W Ursae maioris.** Le due componenti hanno circa uguali dimensioni, sono ellissoidiche e il periodo è generalmente inferiore ad un giorno.

Le stelle dei primi due tipi presentano curve di luce nelle quali si osserva anche un minimo secondario oltre ad un profondo minimo di luminosità. Si osserva un massimo di luminosità quando le due componenti si trovano l'una accanto all'altra, un minimo quando la stella più luminosa è occultata da quella meno luminosa ed un minimo meno profondo quando la stella più luminosa occulta quella meno luminosa. Le stelle di tipo W Ursae maioris presentano dei minimi principali e dei minimi secondari all'incirca la stessa magnitudine. Come per l'eclissi di Sole l'occultamento può essere totale, parziale ed anulare, quale avvenga

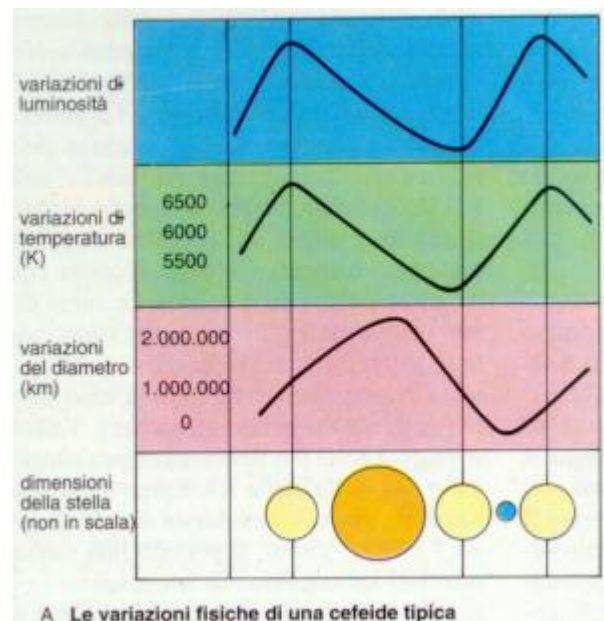
in realtà non può essere dedotto per via osservativa ma solo analizzando la curva di luce: nelle eclissi parziali i minimi sono abbastanza acuti, mentre in quelle anulari e totali invece sono relativamente piatti. Circa il 90% delle variabili ad eclisse a periodo inferiore ai dieci giorni, ma esistono esempi di periodi estremamente lunghi, come ad esempio i 9883 giorni di ϵ Aurigae, e di periodi brevissimi. Si conoscono quattro stelle con periodo inferiore ai 0.2 giorni; i periodi più brevi sono quelli di G 61-29 (46 min), di WZ Sagittae (88 min) e di AM Canum Venaticorum (17 min 36 s). un famoso esempio di stella variabile ad eclisse è ξ Aurigae, che è composta da una supergigante di tipo spettrale K5, del diametro di 410 milioni di km (293 volte il diametro del Sole), attorno alla quale ruota in 972 giorni una stella di tipo B8, con un diametro inferiore di 30 volte. La distanza tra le due componenti al periastro è di 4.1 UA mentre all'apoaastro è di 9.7 UA. La massa della componente principale è 32 volte la massa solare, ma la sua densità a causa del suo enorme volume è tuttavia un milionesimo della densità media solare. Gli strati superficiali della stella sono così "trasparenti" che all'inizio e alla fine dell'eclisse lasciano passare la luce emessa dalla componente più luminosa. Questa fase dura 32 ore e in tale periodo nello spettro della stella B8 si scorgono le righe di assorbimento generate dall'atmosfera della K5 e dunque in tal modo è possibile esplorare strato per strato l'atmosfera della supergigante. Le componenti di alcune stelle doppie sono così vicine che è possibile che avvenga uno scambio di materia tra i due astri (sistemi a contatto e sistemi semi-separati) e tale fatto è estremamente importante per la successiva evoluzione delle due stelle.

Variabili fisiche

Le stelle variabili ad eclissi non sono delle vere variabili in quanto la variazione di luminosità è causata dall'occultazione di una delle due componenti. Esiste tuttavia un gran numero di variabili "vere". Come vengono indicate le stelle variabili? Queste, quando non posseggono già un nome come per esempio β Persei o δ Cephei ecc., vengono indicate con una lettera latina da R a Z (per esempio S Andromedae), progressivamente secondo l'ordine di scoperta. Una volta terminata tale serie si continua con RR, RS, ..., RZ, SS, ST, ..., SZ ecc. fino a ZZ, a cui fa seguito AA, AB, ..., AZ, BB, BC, ..., BZ ecc. fino a QQ, QR, ..., QZ. Se queste 334 combinazioni non sono sufficienti si continua con la denominazione V335, V336 ecc. A Mosca si pubblica ogni dieci anni un "General Catalogue of Variable Star", nel quale sono elencate circa 30000 variabili. Anche le variabili fisiche si dividono in due classi: variabili pulsanti e variabili eruttive.

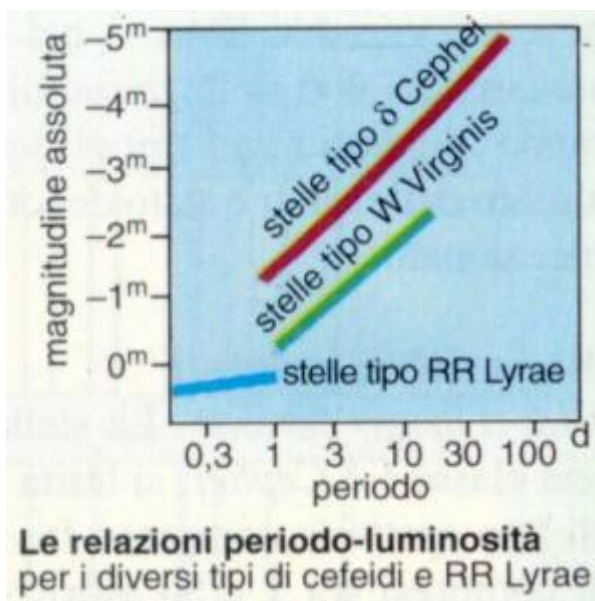
Variabili pulsanti

a) **Cefeidi a lungo periodo.** La stella prototipo di questo gruppo è δ Cephei. Si tratta di stelle supergiganti comprese tra le classi spettrali fra F e G, con periodi compresi fra 1 e 50 giorni. L'ampiezza della variazione di magnitudine è compresa tra 0.4m e 1.7m (m in apice significa magnitudine) e in generale, anche se non sempre, la salita dal minimo al massimo è più rapida che la discesa dal massimo al minimo. La temperatura al massimo di luminosità della stella subisce un incremento di 1000 K mutando così il colore stesso della stella varia, tendendo al giallo-arancio al minimo e al bianco al



massimo. L'origine della pulsazione di luminosità è da attribuirsi al fatto che il raggio subisce variazioni comprese tra il 4 e il 20%, come è stato scoperto da misure effettuate sulla velocità radiale. La stella raggiunge il minimo di luminosità quando raggiunge la massima dimensione e viceversa diventa più luminosa quando diventa più piccola.

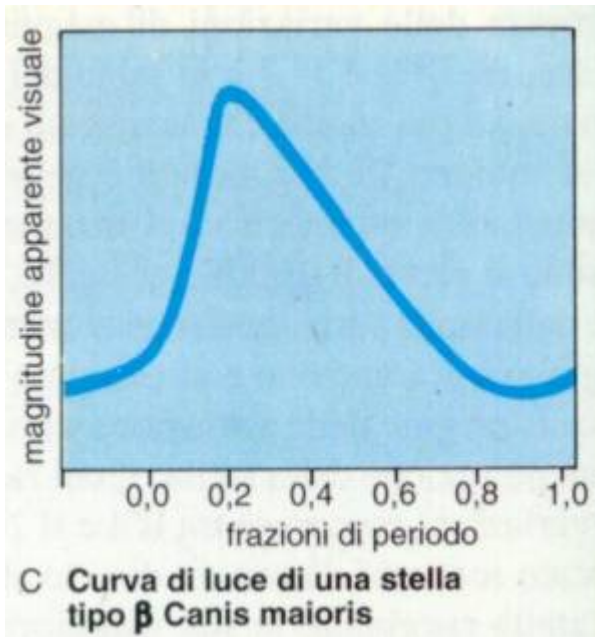
Se prendiamo in considerazione δ Cephei, questa ha un periodo di 5.37 giorni, ha uno spettro che varia fra F5 e G2, la sua temperatura di radiazione varia tra 5680 e 4990 K (misurata a 5570 Å), il suo raggio medio è di 23.3 milioni di km e la variazione del raggio è dell'11.3%. Le cefeidi conosciute sono suddivise ulteriormente in cefeidi classiche e stelle del tipo W Virginis: le prime appartengono alla Popolazione I mentre le seconde alla Popolazione II ⁽¹⁾ e presentano spesso anche variazioni di periodo. Nel 1912 H. Leavitt scoprì, attraverso l'osservazione di cefeidi nella Piccola Nube di Magellano, una correlazione tra il periodo e la magnitudine apparente media osservata e dato che le stelle della Nube di Magellano si trovano praticamente tutte alla stessa distanza dalla Terra dedusse una correlazione tra periodo e magnitudine assoluta. L'utilità della relazione periodo-luminosità sta nel fatto che è facile determinare il periodo e dunque conoscere magnitudine assoluta e distanza. Questo metodo è utile per stimare la distanza di sistemi stellari in cui siano presenti delle cefeidi. Oggi si sa inoltre che tale relazione è diversa per cefeidi classiche e stelle del tipo W Virginis.



b) **Stelle del tipo RR Lyrae.** Tali stelle hanno una variabilità inferiore ad 1.5 giorni e si trovano prevalentemente negli ammassi globulari e per tale loro caratteristica vengono spesso indicate come variabili d'ammasso. La magnitudine assoluta è inferiore a quella delle cefeidi, rispetto a quest'ultime sono in numero maggiore e la relazione tra periodo e luminosità è lineare. Le curve di luce non sono costanti nel tempo soprattutto perché la forma della curva di luce e l'altezza del massimo sono suscettibili di variazioni (*effetto Blaschko*). Può accadere che si sovrappongano più fenomeni di pulsazione come per esempio nella RR Lyrae dove si hanno tre periodi rispettivamente di 0.5668, 40.7 e 122.1 giorni. Il periodo può subire variazioni sia regolari che irregolari.

c) **Stelle del tipo δ Scuti.** Possiedono periodi estremamente brevi, al massimo di un'ora, ed hanno un comportamento simile alle stelle del tipo RR Lyrae.

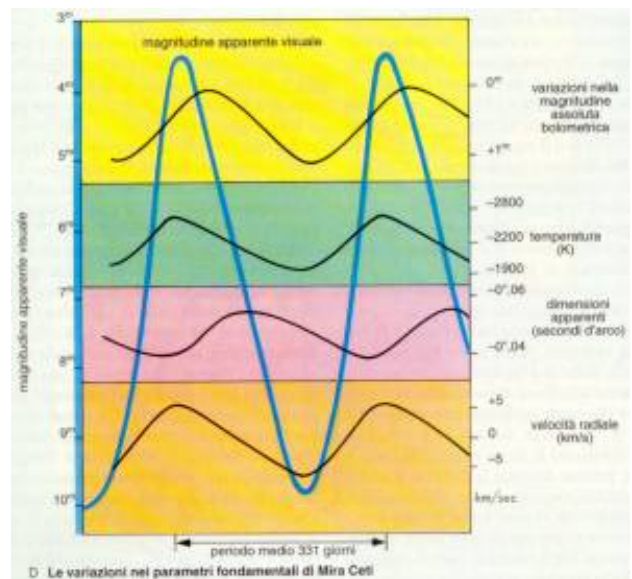
⁽¹⁾ Le stelle di Popolazione I hanno composizione chimica simile a quella del Sole mentre le stelle di Popolazione II, a parità di tipo spettrale, presentano righe metalliche più deboli ed il rapporto idrogeno/metalli è 10 volte inferiore rispetto alle stelle di Popolazione I.



stelle, che appartengono ai gruppi spettrali M, S, N e R, presentano, nel 96% dei casi, righe in emissione. La variazione di ampiezza varia tra 3.1m e 9.8m e questi grandi valori si giustificano con la presenza di intense bande spettrali degli ossidi di titanio e di zirconio e del carbonio. Osservazioni hanno portato a scoprire variabilità nella velocità radiale e questo suggerisce variazioni del raggio fino ad un massimo del 18%. A lungo termine sono state anche osservate variazioni del periodo, ad esempio il periodo di R Hydrae è diminuito tra il 1784 e il 1950 da 497 a 380 giorni.

d) **Stelle del tipo β Canis maioris o β Cephei.** Si tratta di stelle rare il cui periodo è compreso fra le 3 e le 6 ore, l'ampiezza della variazione della luminosità è solamente 0.1m e la curva di luce è sinusoidale.

e) **Stelle del tipo Mira.** Prototipo ne è Mira ovvero o Ceti, scoperta nel 1596 da D. Fabricius. Tali stelle formano il gruppo più numeroso e sono giganti con periodo che varia tra 80 e 1000 giorni con ampiezze della curva di luce comprese fra 2.5m e 6m cosicché la probabilità di scoprirne altre è elevata. Gli spettri di tali



f) **Stelle variabili semiregolari.** Anche queste sono stelle giganti e supergiganti pulsanti con periodo non più regolare. Sono numerose ed a questa classe appartengono Antares, Betelgeuse, μ Cephei ed altre.

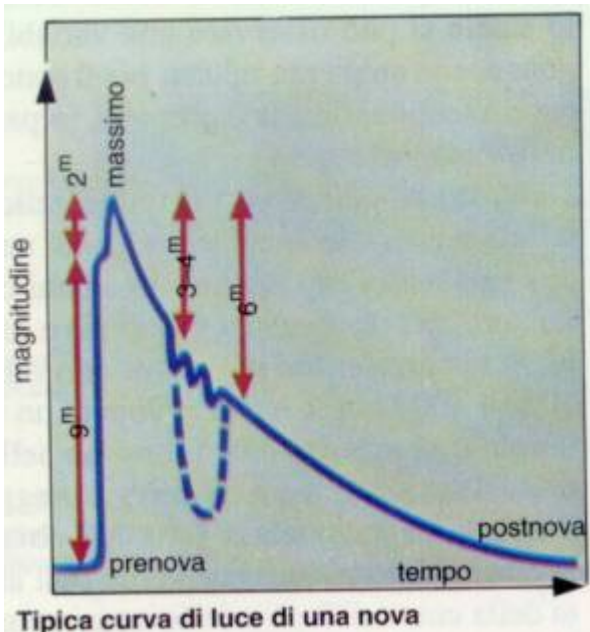
g) **Stelle del tipo RV Tauri.** Si tratta di stelle con elevata luminosità di tipo spettrale F, G o K, con periodi compresi fra 50 e 150 giorni e con ampiezza di 3 magnitudini. Sono rare e la loro curva di luce si presenta come una doppia onda con minimi piatti di profondità variabile.

h) **Stelle del tipo α^2 Canum Venaticorum.** Queste stelle sono molto rare e presentano variazione di intensità in determinati gruppi di righe spettrali, spesso anche variazioni nell'intensità del campo magnetico. La variazione di velocità radiale è piccola così come quella della pulsazione.

i) **Stelle variabili irregolari.** Si tratta di stelle giganti e supergiganti con curve di luce completamente irregolari. Le ampiezze sono in genere inferiori a 2m, in genere 0.5m e sono molto numerose.

Variabili eruttive

a) **Novae** (stelle nuove). Tali stelle erano già state osservate nell'antichità ma solo nel XX secolo si capì che non si trattava di stelle completamente nuove, ma di stelle gestenti che presentavano un improvviso aumento di luminosità. Oggi, grazie a fotografie della zona in cui si manifesta la nova anteriori a tale fenomeno, è possibile individuare la stella che ha subito tale mutazione (prenova). Le preнове sono stelle con elevata temperatura superficiale e magnitudine assoluta compresa tra 0m e +10m, ossia si collocano al di sotto della sequenza principale del diagramma di Hertzsprung-Russell. Alcune preнове hanno



magnitudine costante ed alcune leggermente variabile. Nel secondo caso la magnitudine aumenta in un giorno tra 7 e 9.5, rimane a tale valore o diminuisce leggermente, quindi aumenta ancora di due magnitudini fino ad arrivare quasi alla massima luminosità. L'aumento totale di magnitudini è dell'ordine di 11, ma può anche raggiungere le 13, cioè al massimo la luminosità è 150000 superiore al valore iniziale. Dopo il massimo la luminosità decresce rapidamente per poi rallentare e in tale processo si osservano anche variazioni irregolari della luminosità. Il passaggio allo stadio di postnova può durare da parecchi mesi ad alcuni mesi e in quest'ultimo stadio si può osservare una variabilità irregolare con ampiezza ridotta, per il resto la postnova assomiglia ad una prenova in particolare per la magnitudine. Dallo studio

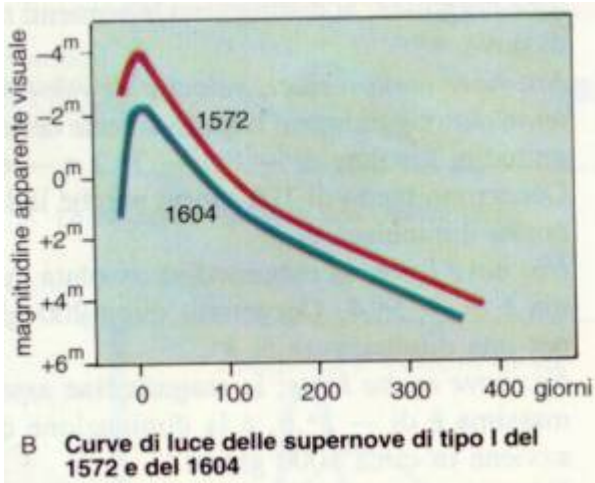
dell'effetto Doppler della nova si deduce l'esistenza di un involucro gassoso in espansione, in alcuni casi si è fotografato ed osservato. Tale involucro si espande con velocità tra 1000 e 4000 km/s e la sua massa è dell'ordine di un decimillesimo o al massimo un millesimo della massa totale della stella. L'energia irradiata dopo l'esplosione, invece, ammonta a circa 1/10000 dell'energia totale immagazzinata dalla stella.

Nella nostra galassia il numero totale di nove osservate è circa 200. In base alla curva di luce ed alla massima magnitudine raggiunta le nove si distinguono nei seguenti gruppi.

- *Na*: nove molto veloci, veloci o di velocità intermedia. Raggiungono rispettivamente magnitudini assolute di -8m, -7.2m e -6.5m. occorrono meno di 100 giorni affinché la luminosità diminuisca di 3m.
- *Nb*: nove lente. La magnitudine assoluta massima è -5.4 e occorrono circa 200 giorni per una diminuzione di 3m.
- *Nc*: nove molto lente. La magnitudine massima è -3.6 e la diminuzione di 3m avviene in circa 1000 giorni.
- *Nd*: nove ricorrenti. Ne sono esempi la U Scorpii, che ha presentato quattro massimi nel 1866, 1906, 1936 e 1979 tutti di circa 9m con ampiezza di 10m. Di T Pyxidis sono stati osservati cinque massimi nel 1890, 1902, 1920, 1944 e 1966. La magnitudine allora era compresa tra 7 e 11, con una punta minima intorno alla 15. forse anche le nove Na, Nb e Nc sono ricorrenti con periodo di migliaia di anni. È possibile che esiste una correlazione tra periodo ed ampiezza di variazione di luminosità nel senso che l'ampiezza è tanto maggiore quanto più lungo è il periodo e viceversa. In effetti le nove ricorrenti presentano ampiezze molto inferiori.

b) **Variabili novoidi** (tipo Ne). Formano un gruppo di stelle abbastanza differenti fra loro, le esplosioni sono però simili a quelle delle altre nove.

c) **Supernove**. Rispetto alle nove, le supernove presentano ampiezze superiori, anche di 20m, e ciò significa che la variazione di luminosità è dell'ordine di 100 milioni di volte. La magnitudine assoluta è compresa tra -14m e -21m. Le supernove sono estremamente rare, negli ultimi 2000 anni nella nostra Galassia abbiamo solo una decina di casi documentati. Nelle altre galassie le supernove sono numerose e talvolta superano addirittura la luminosità del sistema in cui si trovano. In genere le supernove vengono distinte in due tipi. Dopo una veloce ascesa di 0.2m, 0.5m al giorno, la diminuzione di luminosità nelle supernove di tipo I avviene dapprima velocemente (3m in 25-40 giorni), poi più lentamente, mentre in quelle di tipo II avviene nella prima fase più lentamente (1m in 20 giorni) e successivamente più lentamente e irregolarmente. La magnitudine fotografica delle supernove di tipo I è in media di -18.7, mentre per quella di tipo II è solo di -16.3. Nelle galassie ellittiche e irregolari prevalgono le supernove di tipo I, mentre nelle galassie a spirale troviamo entrambi i tipi. In un



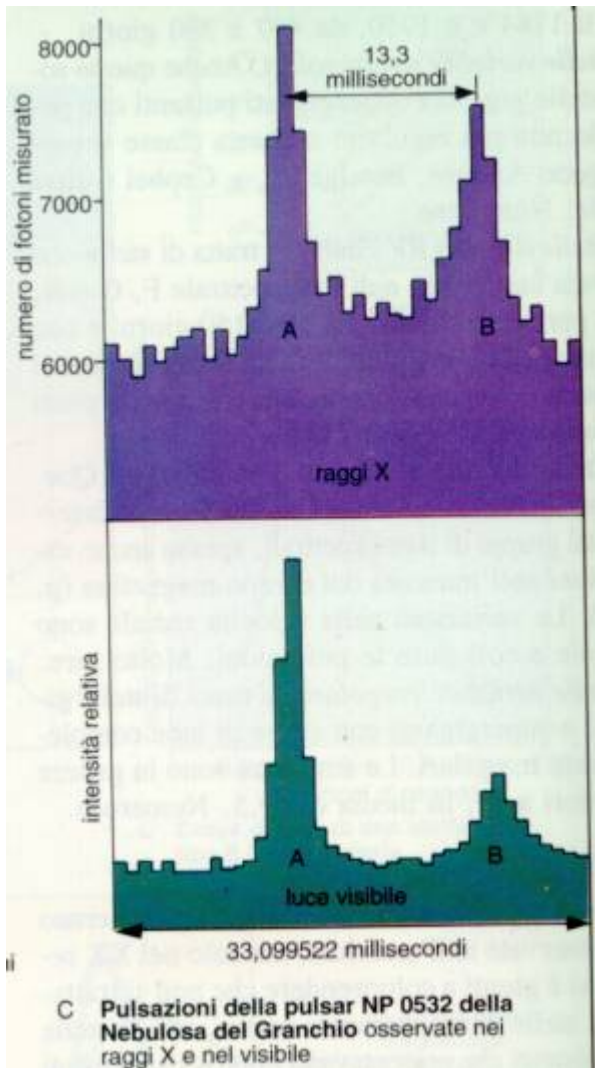
millennio in una galassia tipo la Via Lattea si possono trovare 5 supernove di tipo I e 25 di tipo II, tuttavia solo una piccola parte è osservabile dalla Terra.

Purtroppo lo stadio di *presupernova* non è mai stato potuto essere studiato in quanto in epoca recente non sono mai state registrate supernove all'interno della nostra Galassia. Nelle altre galassie lo stadio di *presupernova* presenti luminosità così basse che con gli attuali strumenti ottici non è possibile osservarlo. Fa eccezione la supernova comparsa nel 1987 nella Grande Nube di Magellano (probabilmente di tipo II), che era stata preceduta da una gigante azzurra al termine del suo cammino evolutivo. Anche la ricerca dello stadio di *postsupernova* è alquanto difficile. Il caso più semplice è quello della supernova di tipo II esplosa nella costellazione del Toro il 4.7.1054 in cui è stata trovata una registrazione su antichi annali cinesi. Tali annali ci dicono inoltre che la sua magnitudine apparente massima deve essere stata di -6, cioè era visibile anche in pieno giorno per una durata di 23 giorni, solo l'anno successivo la stella scomparve nel cielo notturno. Nella posizione di tale supernova si osserva la Nebulosa del Granchio M1 (Crab Nebula), il cui involucro gassoso si espande ad una velocità di 1300 km/s. e la sua distanza è di 5000 a.l. Tale nebulosa ha un flusso energetico di 2.62×10^{28} kW e per questo è una delle radiosorgenti più intense. La massa espulsa da una supernova di tipo II è compresa tra 1 e 10 masse solari, la velocità iniziale media è dell'ordine di 10000 km/s e l'energia irradiata raggiunge i 10⁴⁴ joule, il che significa che una supernova in un secondo perde tanta energia quanta il Sole ne irraggia in pochi anni. Tali valori possono essere inferiori per le supernove di tipo I. Altre supernove osservate.

1. La supernova osservata da Brahe nel 1572 nella Costellazione di Cassiopea raggiunse una magnitudine massima di -4.1 ed era di tipo I. Attualmente non si è ancora trovato otticamente lo stadio di *postsupernova*, ma in quella zona di cielo è stata scoperta una radiosorgente distante 10000 a.l.
2. La supernova di Keplero in Ofiuko nel 1604 era di tipo I, la cui massima magnitudine apparente doveva essere di -2.6. Sono stati osservati dei resti sotto forma di deboli filamenti gassosi associati ad una radiosorgente.

3. La radiosorgente Cassiopea A, la più intensa radiosorgente sulla volta celeste dopo il Sole (3.27×10^{29} kW), può essere collegata ad una supernova di tipo II, distante 10000 a.l., esplosa 250 anni fa. In tale posizione sono anche stati notati dei filamenti gassosi.

Probabilmente negli anni 185, 369 e 1006 sono state osservate altre supernove da identificarsi con attuali radiosorgenti. La supernova del 1006 deve aver raggiunto un luminosità massima di -10 . Altre supernove devono essere esplose nella nostra Galassia negli anni 386, 393, 1181 e 1408. Attualmente si ritiene che le supernove di tipo I o i loro resti siano sorgenti di radiazione cosmica, composta essenzialmente da protoni (nuclei di idrogeno) ed elettroni, oltre ad una piccola percentuale di nuclei pesanti, accelerati ad una velocità prossima a quella della luce nel meccanismo di sincrotrone nel campo magnetico della supernova.



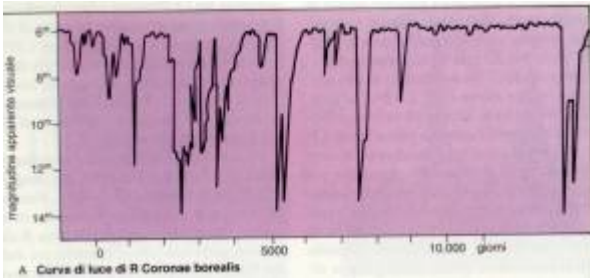
Recentemente è stata osservata una correlazione tra supernove e radiosorgenti pulsar osservate nel 1967 a Cambridge da J. Bell e A. Hewish. Fino al 1972 si conoscevano solo un centinaio di pulsar, mentre attualmente si stima che le pulsar nella nostra Galassia siano più di mezzo milione. Si tratta di radiosorgenti con intensità oscillante periodicamente il cui periodo va da frazioni del secondo a circa quattro secondi. Per esempio il periodo della pulsar della Crab Nebula è di 33 millisecondi. Il periodo di alcune pulsar tende ad allungarsi periodicamente e nel caso preso in esame è dello 0.036% dal quale se ne deduce un'età fra 10^3 e 10^8 anni. Di alcune pulsar si è potuto trovare il corrispettivo ottico, cioè la stella che da origine alla pulsazione. Per quanto riguarda la pulsar della Crab Nebula si è trovata una stella di 16a magnitudine la cui luminosità al massimo è 15 volte maggiore di quella al minimo e per tale oggetto si è scoperto che anche la radiazione X ha una periodicità di 33 millisecondi, cioè la stella presenta una pulsazione con ugual periodo su tutto lo spettro elettromagnetico.

Il fenomeno della pulsar si spiega con la rotazione di una stella, rotazione così veloce da richiedere elevati valori per l'accelerazione gravitazionale superficiale in modo da poter annullare la forza centrifuga. Le stelle nane bianche soddisfano tale condizione purché il loro periodo sia superiore ad 1 s, mentre valori inferiori per

il periodo possono verificarsi aumentando la densità fino a valori compresi tra 10^{13} e 10^{15} kg/dm^3 , che possono esistere solo nelle stelle di neutroni, previste sin dal 1933 da W. Baade e F. Zwicky. Una stella di neutroni ha un diametro di soli 20-40 km. Nell'esplosione della supernova l'aumento della velocità di rotazione è provocato dal collasso del nucleo della stella (conservazione della quantità di moto). Il campo magnetico si addensa notevolmente e la sua intensità può aumentare da 100 milioni fino ad 1 miliardo di tesla. La stella di neutroni emette radiazione solo in direzione del suo asse magnetico. Se l'asse di rotazione e quello magnetico non coincidono è possibile che il fascio colpisca la Terra al ritmo del periodo di rotazione, dando luogo al fenomeno attraverso il quale la pulsar prende il nome. Poiché l'energia

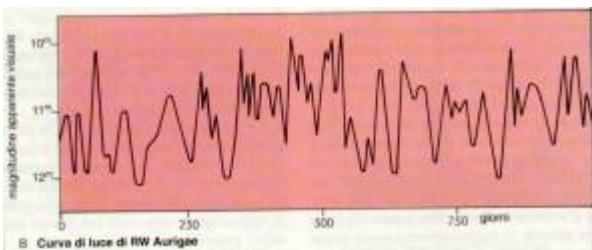
necessaria alla radiazione viene sottratta a quella di rotazione, col tempo la velocità di rotazione rallenta, di conseguenza le stelle a neutroni giovani (dette Crab pulsar) sono le più veloci, quelle vecchie più lente.

d) **Stelle del tipo R Coronae borealis.** Sono stelle giganti che per lungo tempo mantengono una luminosità



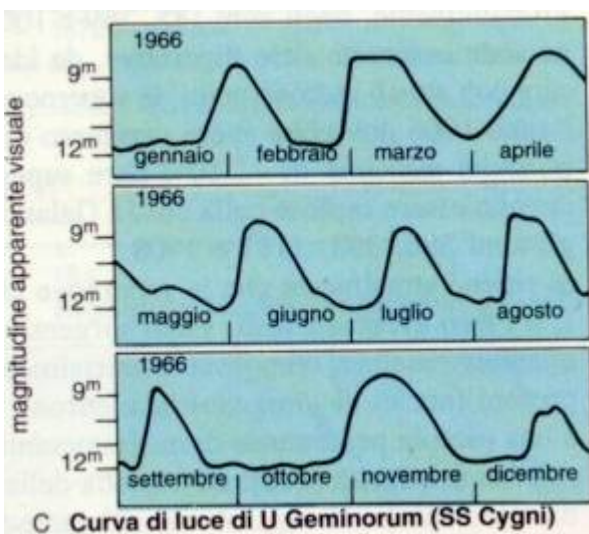
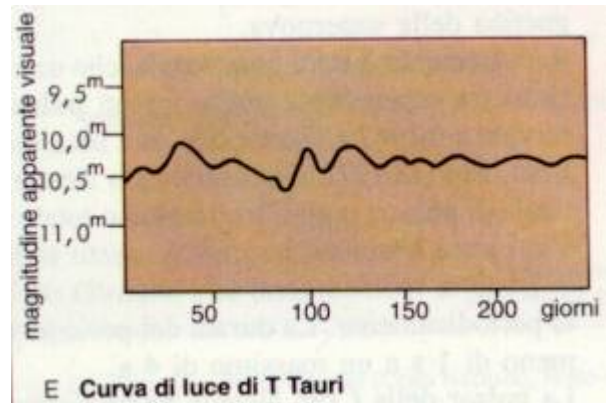
costante, che poi diminuisce bruscamente di parecchie magnitudini, ritornando al valore iniziale abbastanza velocemente o lentamente. Non si è riscontrata una periodicità nel fenomeno, neppure una costanza nella ampiezza della variazione, l'unica caratteristica è la presenza di tale fenomeno nelle stelle di tipo R, tuttavia la causa è sconosciuta.

e) **Stelle del tipo RW Aurigae.** Si tratta di stelle la cui variazione di luminosità è totalmente irregolare, con

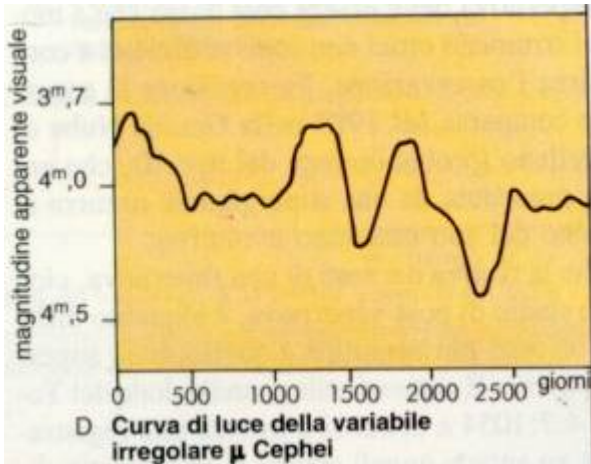


ampiezza compresa tra 1m e 4m. Tali stelle sono per la maggior parte della sequenza principale. Un sottogruppo di questa classe è quello delle T Tauri, accanto alle quali si trovano sempre nubi di materia interstellare, da cui deriva l'altro nome di variabili nebulari.

Sono stelle che si trovano sopra la sequenza principale e sono assai giovani. Talvolta si trovano riunite in gruppi, detti associazioni T Tauri. Questi, per esempio, si trovano nella nebulosa Testa di Cavallo in Orione o nella nebulosa NGC 2264 nell'Unicorno. La variazione di luce si suppone sia dovuta ad uno scambio di materia tra la superficie della stella e la materia interstellare circostante.



f) **Stelle del tipo U Geminorum (o SS Cygni).** Sono stelle che dopo un periodo di stabilità presentano in pochi giorni un aumento compreso fra 2m e 6m, mentre la successiva diminuzione di luminosità avviene in 10-50 giorni. L'intervallo fra due massimi successivi è in genere tanto più lungo quanto maggiore è l'ampiezza. Tali stelle presentano analogie con le nove ricorrenti e per tale motivo vengono anche chiamate nane nove.



g) **Stelle del tipo Z Camelopardalis.** Sono stelle con caratteristiche analoghe al gruppo precedente. Talvolta la luminosità si mantiene a un livello intermedio.

h) **Stelle del tipo γ Cassiopeiae.** Si tratta di stelle di tipo spettrale Be con variazioni di luminosità irregolari e che ruotano ad alta velocità avvolte in involucri gassosi dilatati.

i) **Stelle del tipo UV Ceti.** Sono stelle nane rosse che presentano improvvisi aumenti di luminosità della

durata di pochi minuti, o al massimo di poche ore, e che ritornano altrettanto velocemente ai livelli normali di luminosità. L'aumento di luminosità è compreso tra 1m e 6m. tali stelle sono dette anche *stelle flare* (stelle a brillamento) e talvolta si presentano all'interno di nubi interstellari. La frequenza delle esplosioni oscilla tra 0.05 e 0.4 l'ora. In molti casi, oltre all'esplosione osservabile otticamente, sono stati osservati dei brillamenti nei raggi gamma. Sono stelle relativamente giovani e nel cammino evolutivo si trovano con ogni probabilità tra le stelle T Tauri e le stelle di sequenza principale.

