

LA GRANDE FAMIGLIA DELLE VARIABILI PULSANTI

Superata l'iniziale fase contrattiva, le stelle raggiungono una configurazione di equilibrio quando nella fornace centrale o *core*, ad una temperatura da 15 milioni di gradi in su, tanto più elevata quanto maggiore è la massa, ha inizio la trasformazione di idrogeno in elio. Il travaglio evolutivo, almeno nella sua prima fase, appare concluso. La fusione dell'idrogeno è controllata dalla stella stessa, attraverso minime contrazioni od espansioni del *core*, e l'erogazione di energia è costante. Ogni segno di variabilità cessa o si riduce al minimo.

Le stelle che hanno raggiunto finalmente questa configurazione stabile si dispongono lungo la sequenza principale, ordinatamente, le stelle ad alta temperatura, più massicce e luminose, in alto a sinistra, quelle di minore temperatura e massa sempre più verso il basso, a destra. Tale condizione di equilibrio può durare miliardi di anni, tanto più a lungo quanto minore è il dispendio di energia. Tipico esempio è il Sole: una stella, non troppo luminosa né debole, che «brucia» con moderazione il suo idrogeno, spandendo attorno a sé un flusso costante di radiazioni. Le minime irregolarità dovute al ciclo undecennale di attività sono del tutto trascurabili. Lo stesso avviene per la grande maggioranza delle stelle di sequenza.

Se qualche anomalia c'è, essa va ricercata per lo più tra le stelle di alta sequenza, le giganti e supergiganti di classe O, B ed A. Queste stelle consumano troppo alla svelta le loro riserve di idrogeno. Altre hanno un eccesso di massa che ne compromette l'equilibrio. Altre ancora ruotano a velocità troppo elevata. Capita così che certe stelle troppo massicce, come le stelle di Wolf-Rayet, si liberino del materiale sovrabbondante in modo più o meno violento, soffiandolo via sotto forma di vento stellare o eiettandolo attraverso getti gassosi o gusci sferoidici in espansione. Oppure che, in conseguenza d'una rotazione troppo veloce, si stacchino da esse degli anelli gassosi che si dissiperebbero rapidamente se non fossero di continuo alimentati dai gas effluenti dall'equatore (stelle *Be*). Lo stato anomalo di tali stelle più che da variazioni di splendore, lente e solitamente di piccola ampiezza, è denunciato dai loro spettri che presentano righe d'emissione di intensità variabile, talvolta estremamente larghe e forti. Prototipo delle stelle *Be* è la stella *Gamma Cassiopeiae* che nel 1936 salì fino alla magnitudine 1,5 per poi ridiscendere, con alterne fluttuazioni ed in capo a diversi anni, alla magnitudine 2,8.

Tra le stelle di alta sequenza che presentano lente fluttuazioni luminose vanno annoverate le *variabili del tipo S Doradus*. Che cosa rappresentino queste stelle nel quadro evolutivo è difficile dirlo. Sono stelle giovani, ancora in contrazione gravitazionale, oppure stelle in procinto di abbandonare la sequenza principale avendo già esaurito le loro scorte d'idrogeno? Per ora ogni risposta a tali domande sarebbe azzardata. Nel Catalogo Generale di stelle variabili, in corso di stampa, le stelle tipo *S Doradus* sono collocate tra le variabili eruttive. Ma altri studiosi ritengono che esse siano invece stelle pulsanti in una primissima fase di evoluzione post-sequenza.

Si tratta comunque di stelle luminosissime, con magnitudini assolute per lo più comprese tra -9 e -10; visibili quindi fino ad immense distanze, non solo nella nostra Galassia, ma nelle Nubi di Magellano, nelle galassie M31 di Andromeda ed M33 del Triangolo ed oltre. Le fluttuazioni luminose sono lente e solitamente di modesta ampiezza; però in qualche caso possono raggiungere ampiezze di 2-3 magnitudini. Lo spettro appartiene alle classi B, A od F ed è tutto solcato da righe d'emissione dell'idrogeno, dell'elio, del ferro ionizzato. Queste stelle, dopo la recente scoperta della supernova 1987-A nella Grande Nube di Magellano, dovrebbero essere tenute sotto costante controllo.

La stella *S Doradus*, prototipo di questa classe di stelle variabili superluminose, fa parte della Grande Nube di Magellano, lontana circa 55.000 pc ed è in qualche modo associata ad un ammasso aperto (NGC 1910) e ad una nebulosa diffusa. La stella varia tra 9,3 ed 11,7 (e quindi ha magnitudine assoluta compresa tra -9,5 e -7,1), ma si mantiene più vicina al massimo che al minimo.

Assai più enigmatica è la stella *Eta Carinae* attribuita, in via provvisoria, alla medesima classe. Le prime osservazioni di questa stella, anch'essa associata ad un ammasso ed immersa in una vasta

nebulosa, risalgono al 17° secolo. Essa era allora di 4^a magnitudine. Ma nel 1843, dopo alterne vicende, la variabile salì di splendore fino a raggiungere la magnitudine - 1, diventando così una delle più brillanti stelle del cielo australe. Declinò poi gradualmente di luminosità e dal 1880 oscilla tra la 6^a e l'8^a magnitudine. Lo spettro è a righe di emissione e ciò indica che la variabile deve avere un'atmosfera estesa od essere comunque circondata da una nube di gas eccitati dalle sue radiazioni. Fu infatti identificata attorno ad essa una nebulosa di pochi secondi d'arco, in espansione, probabilmente eiettata nel parossismo esplosivo del 1843. Se la distanza di *Eta Carinae* è realmente, come si ritiene, attorno ai 2800 pc, la magnitudine assoluta al massimo fu di -13.2, un vero record tra le stelle appartenenti alla nostra Galassia, se si escludono le supernovae. Le variabili tipo S *Doradus* sono rarissime. Se ne contano, in ciascuna galassia, non più di una decina e non vi è qui alcun effetto di selezione che ne limiti la scoperta, data la loro immensa luminosità che le rende cospicue tra le altre stelle e visibili a grandi distanze; La rarità può dipendere da una breve durata della fase di variabilità oppure da una rapida evoluzione verso altro stato fisico. Ma per il momento la vera natura di queste stelle, ed in particolare della η Car, resta piuttosto enigmatica.

Bisogna proprio dire che il misterioso mondo delle stelle è estremamente vario, anche se un filo, non sempre visibile, lega tra loro i vari tipi, sulla traccia dell'evoluzione stellare. Nelle zone medio-alte della sequenza principale troviamo infatti altre stelle con fluttuazioni di splendore, ma di piccola ampiezza (0,1-0,2 magn.). Sono le *stelle magnetiche* nella cui atmosfera si riscontra un'abbondanza anomala di certi metalli, come il silicio, lo stronzio, il cromo, le terre rare. Appartengono alla classe spettrale A-V e ruotano su se stesse con periodo di qualche giorno. La loro principale peculiarità è quella d'esser sede di intensissimi campi magnetici, fino a 4-5000 gauss, varianti d'intensità e segno con un periodo pari a quello di rotazione. Prototipo della classe è la stella α_2 *Canum Venaticorum*, di magnitudine 2,9; tipo spettrale A-V e variazioni luminose di poco superiori ad un decimo.

Altre stelle di tipo spettrale più avanzato e meno luminose, ma sempre di sequenza, mostrano anch'esse delle minime variazioni di splendore connesse col loro moto rotazionale. Si ritiene che sulla fotosfera di tali stelle si formino grossi gruppi di macchie, simili a quelle solari, sparse non uniformemente, sicché in definitiva il flusso luminoso viene a dipendere dall'area coperta da tali macchie nell'emisfero rivolto verso chi osserva.

Infine nella zona alta della sequenza si trovano certe stelle di tipo spettrale O, B e magnitudini assolute tra - 3 e - 5 che pure mostrano variazioni di piccola ampiezza, con periodi tra 2 e 14 ore. Loro prototipo è la stella δ *Cep* (oppure la β *CMa*). L'importanza di queste stelle, più che nella loro variabilità, sta nel fatto che esse offrono il primo esempio in senso evolutivo di *stelle pulsanti*, ossia sono le prime stelle *OB* in cui si riscontra una pulsazione.

Una stella sottoposta a particolari stimoli può mettersi a pulsare, con ritmo regolare, come un immenso cuore, ora espandendosi ora contraendosi. Quand'essa si dilata la fotosfera si muove verso l'esterno ed un ipotetico osservatore la vede avanzare verso di sé. Le righe spettrali gli appaiono perciò spostate per effetto Doppler verso il violetto. Poi il moto progressivamente rallenta, lo spostamento verso il violetto diminuisce fino ad annullarsi quando il moto si inverte ed all'espansione subentra la contrazione, nel corso della quale le righe si spostano verso il rosso. Così l'oscillazione delle righe nello spettro denuncia l'alternò moto di espansione e contrazione della stella. Ma non è tutto. Un moto di espansione porta ad un aumento della superficie irraggiante che, nel caso d'una sfera, cresce col quadrato del raggio. Ma anche la temperatura varia perché i gas nell'espansione si raffreddano mentre si scaldano nella compressione. Ne consegue che lo splendore intrinseco d'una stella pulsante cresce o diminuisce al variare del raggio a seconda che prevale l'aumento della superficie o la diminuzione di temperatura, essendo la luminosità L espressa dalla formula:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 .$$

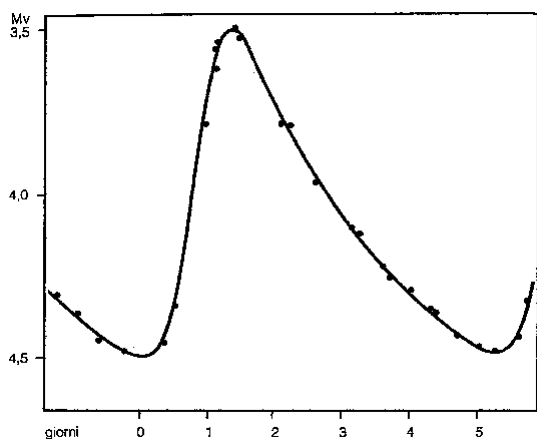
Nel caso delle variabili pulsanti tipo β *Cep* prevale la variazione di temperatura ed esse raggiungono il massimo splendore quando il loro raggio è minimo. Ma si tratta di poca cosa, di oscillazioni minime che si svolgono nel periodo di poche ore. Anzi si nota che la luminosità media dipende dal periodo e cresce al crescere di questo, come mostra la tabella 8. Ma il fatto più significativo è che queste stelle, di alta luminosità, non sono proprio sulla sequenza principale, ma appena un po' sulla sua destra. In altre parole sono stelle che hanno consumato senza risparmio il combustibile centrale, l'idrogeno, ed ora si trovano ridotte al lumicino, alla ricerca di altre fonti di energia. Il *care* centrale si stringe e l'onda di calore così

prodotta dilata gli strati periferici e fa pulsare la stella. La pulsazione segna l'inizio di una crisi che col tempo, ed attraverso varie vicende, porterà l'astro a diventare una gigante rossa.

Scandagli siderali: le cefeidi

L'esaurirsi dell'idrogeno nel *core* determina infatti profonde modificazioni nella struttura fisica e nell'aspetto delle stelle. Sotto la spinta delle radiazioni prodotte dalla contrazione del *core* gli strati gassosi esterni poco a poco sono sospinti al di fuori. Le stelle che subiscono tale processo si dilatano, si gonfiano, mentre il grosso nucleo centrale, il *core*, si contrae portandosi gradualmente alla temperatura d'un centinaio di milioni di gradi. Ma all'esterno questa contrazione non si vede. Si nota invece la progressiva dilatazione delle stelle accompagnata da una diminuzione marcata della temperatura fotosferica e da un concomitante arrossamento. Per le stelle dell'alta sequenza l'aumento della superficie irraggiante compensa tuttavia la diminuzione di temperatura ed il flusso luminoso integrale si mantiene più o meno invariato. Abbandonata la sequenza principale le stelle che hanno esaurito l'idrogeno nel *core* centrale si spostano lentamente con luminosità grosso modo costante verso la zona delle giganti rosse, «bruciando» per un certo tempo idrogeno esterno al *care*. Questo cambiamento di struttura incide, oltre che sulle dimensioni, sul colore delle stelle ed avviene in tempi lunghi, senza eventi drammatici. La macchina stellare continua a funzionare, anche se non a pieno regime, senza pause, senza intoppi. Raggiunta la temperatura occorrente, un centinaio di milioni di gradi, dopo alcune vicende, tra cui l'episodio denominato *helium flash*, si innesca nel *core* la fusione di tre nuclei di elio in carbonio, cui faranno eventualmente seguito delle successive trasformazioni termonucleari che porteranno le stelle, a seconda della loro massa, in altre zone del diagramma, cioè ad assumere diverse configurazioni.

Tuttavia, se anche il trapasso dalla sequenza principale alla zona delle giganti rosse avviene senza grossi traumi con un buon equilibrio delle forze contrastanti che mantengono saldo l'edificio stellare, non è detto che esso sia sempre tranquillo. Nell'evoluzione di una stella vi sono certi passaggi obbligati che a volte si rivelano pericolosi. In altre parole, mentre determinate combinazioni di raggio e temperatura danno luogo a configurazioni stabili, altre portano ad una stabilità precaria. Ad esse corrispondono nel diagramma HR delle vere e proprie *fasce di instabilità*. Quando le stelle nel corso della loro evoluzione le attraversano, esse subiscono l'effetto di tale instabilità e cominciano a pulsare cercando di mantener l'equilibrio intorno ad una loro configurazione intermedia. È press'a poco quel che avviene quando un pendolo a riposo riceve una spinta. Il pendolo prende ad oscillare regolarmente da una parte e dall'altra della sua posizione di equilibrio stabile, che è quella verticale, finché, a causa degli attriti, l'oscillazione poco a poco si smorza e cessa. Lo stesso accade a stelle che transitano in zone pericolose. L'equilibrio per un istante si rompe determinando una



regolare pulsazione il cui periodo dipende dalla densità media della stella. Alla fine, o la pulsazione cessa per smorzamento oppure la stella entrata in zona proibita ne esce, mutando struttura e periodo.

L'esempio classico di stelle pulsanti è costituito dalle *variabili cefeidi*. Loro prototipo è la stella *delta* della costellazione di Cefeo, dalla quale esse prendono il nome.

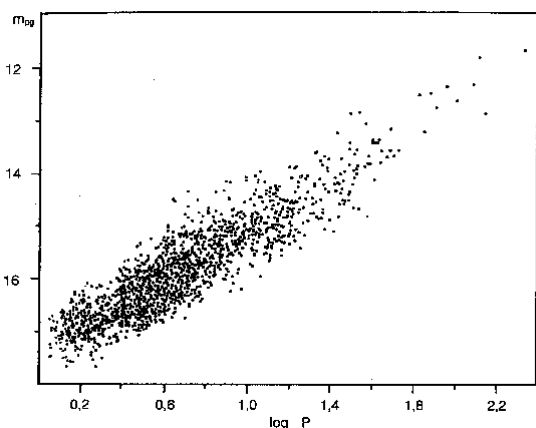
Le variazioni di luce della δ *Cephei* furono scoperte da John Goodricke nel 1784. È una stella ben visibile ad occhio nudo che varia regolarmente tra le magnitudini visuali 3,5 e 4,4 con un periodo di 5 giorni 8 ore 47 minuti e 32 secondi.

La sua curva di luce si ripete sempre eguale a se stessa. Le altre cefeidi hanno le medesime caratteristiche di regolarità, ma forma della curva di luce, ampiezza e periodo possono variare, da stella a stella, entro larghi limiti, come vedremo. Si tratta comunque di stelle pulsanti in fase di attraversamento d'una zona di instabilità. Avviandosi verso la regione delle giganti, o tornandosene indietro, queste stelle incappano nella stretta fascia di instabilità che, intercettando il loro cammino, si protende verso le alte luminosità, un po' di sbieco. Le cefeidi la attraversano tanto più in alto quanto maggiore è il raggio e poiché la loro massa varia entro limiti ristretti quelle più luminose sono di fatto le meno dense. D'altra parte il periodo di pulsazione sfera fluida oscillante cresce al diminuire della sua densità media ρ , essendo $P = k/\sqrt{\rho}$. Se dunque le cefeidi sono tanto più luminose quanto meno sono

dense e la densità determina il periodo della pulsazione, allora è chiaro che deve sussistere una relazione anche tra luminosità e periodo delle cefeidi.

Questa relazione fu scoperta una settantina d'anni fa, quando nulla ancora si sapeva sull'evoluzione stellare, da Henrietta Leavitt, assistente all'Osservatorio di Harvard negli Stati Uniti. L'Osservatorio, già famoso per le ricerche sugli spettri stellari, aveva da tempo istituito una sua succursale per l'osservazione del cielo australe ad Arequipa, nel Perù. Là erano state sistematicamente fotografate, tra l'altro, le Nubi di Magellano, due galassie irregolari satelliti della nostra Galassia, distanti tra i 150.000 ed i 200.000 anni-luce. E fu proprio esaminando le lastre ottenute ad Arequipa che Leavitt scoprì, in ciascuna delle due Nubi, diverse centinaia di variabili cefeidi, con curva di luce e caratteristiche simili alle cefeidi galattiche. Fin qua, nulla di eccezionale. Stelle variabili di ogni tipo abbondano nella nostra come nelle altre galassie. La cosa inaspettata fu invece questa: che lo splendore di tali cefeidi, *tutte egualmente lontane da noi*, cresceva col crescere del loro periodo P , ossia che quelle con periodo più lungo risultavano essere anche le più luminose. Esisteva dunque chiaramente una relazione tra periodo e luminosità.

Tale relazione è illustrata (coi dati più recenti) nelle pagine seguenti, dove, in luogo delle intensità luminose, sono state poste le corrispondenti magnitudini apparenti medie. Passando da queste alle magnitudini assolute M , che ne differiscono solo per una costante additiva, si ottiene subito che:



$$M = a - b \cdot \log P$$

(relazione periodo-luminosità delle cefeidi), essendo P il periodo espresso in giorni, b all'incirca eguale a 2,5 ed a (punto zero della relazione periodo-luminosità) una costante da determinarsi.

Harlow Shapley, uno dei più famosi astronomi della prima metà del '900, intuì che la precedente relazione, valida per le cefeidi delle Nubi di Magellano, doveva in realtà estendersi a qualsiasi altra cefeide, vicina o lontana, in questa o in altra galassia. E se ciò era vero, allora, una volta stabilito il valore della costante a , dalla semplice determinazione del periodo P d'una cefeide, ovunque essa fosse, sarebbe stato possibile risalire alla sua magnitudine assoluta M e quindi, nota m , alla sua distanza d ed a quella del sistema stellare di cui essa avesse fatto eventualmente parte. Bastava per questo applicare la formula:

$$\log d = 0,2 \cdot (m - M + 5)$$

valida in assenza d'assorbimento interstellare, quando cioè lo spazio tra noi e la stella fosse pulito e sgombro da polveri e gas.

Le cefeidi diventavano in tal modo dei formidabili *fari campione* che, risaltando per la loro luce oscillante tra le innumerevoli stelle senza nome, segnavano le vie dello spazio; dei fari di un'estrema potenza luminosa visibili fino a milioni di anni-luce di distanza.

Per poter far uso delle cefeidi come *indicatori di distanza* bisognava però stabilire il valore della costante a , cosa tutt'altro che facile perché non ci sono cefeidi abbastanza vicine a noi per poterne determinare la distanza con metodi geometrici. È chiaro infatti che basta conoscere la distanza d (e quindi la magnitudine assoluta) anche d'una sola cefeide di periodo P per avere, essendo $b = 2,5$, il valore di a nella formula scritta sopra. Shapley ci si mise d'impegno; si valse di alcuni metodi statistici per giungere a dei valori accettabili della parallasse di un gruppo d'una decina di cefeidi e riuscì alla fine a risalire ad un approssimativo valore di a . Dopo di che cominciò a far largo impiego del *metodo delle cefeidi* per ricavare, almeno in ordine di grandezza, la distanza di gruppi di stelle vicini e lontani, di ammassi globulari, di nubi stellari in modo da formarsi un modello della Galassia e della sua struttura. Più tardi, sul finire degli anni Trenta, un altro grande

astronomo, Edwin Hubble, sempre valendosi della presenza di cefeidi, fu in grado di valutare la lontananza delle «nebulose» di Andromeda (M 31) e del Triangolo (M 33), di cui ancora si ignorava la vera natura, dimostrando trattarsi in realtà di due immensi sistemi stellari, più lontani ancora delle Nubi di Magellano, di due galassie in tutto simili alla nostra.

La storia delle cefeidi, quali indicatori di distanza, non finisce qui. Ogni conquista scientifica di avanguardia impone successivamente un lungo e faticoso lavoro di assestamento e così avvenne anche in questo caso. Si cominciò con lo scoprire che esistevano almeno due tipi diversi di cefeidi, con periodo maggiore di un giorno. C'erano le *cefeidi classiche*, con curva di luce simile a quella del loro prototipo, la stella δ *Cephei*, comprendenti anche le cefeidi delle Nubi di Magellano studiate dalla Leavitt. E v'erano le *cefeidi tipo W Virginis*, di cui diremo tra breve, anch'esse pulsanti, ma con una luminosità più bassa delle cefeidi classiche d'egual periodo ed una curva di luce alquanto diversa. Le prime sono stelle relativamente giovani, concentrate sul piano galattico o lungo i bracci delle galassie a spirale o nelle irregolari; appartengono alla popolazione I di Baade. La tabella 9 ne dà un elenco scelto, con le loro caratteristiche, i periodi e le magnitudini assolute. Esse soddisfano ad una relazione periodo-luminosità del tipo:

$$M_v = -1,70 - 1,25 \cdot \log P.$$

Le seconde, le cefeidi tipo *W Vir*, sono stelle invecchiate appartenenti alla popolazione II di Baade, distribuite nell'*halo* galattico e negli ammassi globulari. Obbediscono anch'esse alla relazione periodo-luminosità, ma con un diverso punto zero, essendo, a parità di periodo, circa 2 magnitudini più deboli delle cefeidi classiche ($M_v = +0,45 - 2,50 \cdot \log P$).

L'aver confuso insieme questi due tipi di cefeidi portò in passato a gravi errori nella valutazione delle distanze, errori che furono successivamente corretti attraverso una lunga rielaborazione critica delle osservazioni.

Le ricerche sull'esatta scelta del valore da attribuire alla costante a nella relazione periodo-luminosità proseguono tuttora, via via che il metodo si va sempre più affinando. Ma c'è un altro punto importante da non dimenticare quando si usano le cefeidi come «fari campione», ed è l'effetto di un eventuale assorbimento interstellare. Prima di passare dalle magnitudini assolute alle distanze bisogna valutare qual è l'assorbimento nel tragitto della luce dalla stella a noi ed apportare le necessarie correzioni. Guai ad usare il metodo delle cefeidi senza prendere questa indispensabile precauzione. Le distanze dedotte dalla formula: $\log d = 0,2 \cdot (m - M + 5)$ potrebbero risultare in larghissimo eccesso, perché la luce delle stelle, indebolita dall'assorbimento, ci porterebbe a stimarle più lontane di quanto non siano realmente.

Harlow Shapley nei suoi primi tentativi di dare un modello della Galassia cadde nella trappola, trascurando l'effetto dell'assorbimento interstellare. La sua «Galassia» risultò esageratamente grande in confronto alle altre, come «un continente in un arcipelago di isolotti», egli ebbe a scrivere; e ciò scatenò contrasti e polemiche a non finire. Lo stesso Shapley però, all'inizio degli anni Trenta, passò ad una revisione critica dei suoi dati, eliminando quelli incerti per il dubbio valore dell'assorbimento, giungendo finalmente a proporzioni che ben s'accordano, almeno in ordine di grandezza, con quelle accertate oggi.

Pur con tutte queste limitazioni il metodo delle cefeidi, quando sia impiegato con le necessarie cautele, costituisce un poderoso strumento di ricerca delle distanze cosmiche. Molto di quanto sappiamo oggi sulla nostra Galassia, sulla distanza di galassie prossime e remote, sulla struttura stessa dell'universo deriva, direttamente od indirettamente, dall'applicazione di questo metodo. Le cefeidi si possono discernere fino ad una distanza di qualche milione di anni-luce e la loro regolare fluttuazione luminosa le rende immediatamente riconoscibili tra le miriadi di stelle senza nome, permettendo al tempo stesso di accertarne l'intrinseco splendore. Oggi ancora si scrutano coi più potenti telescopi certe piaghe del cielo, lontane ed inesplorate, per scoprirvi quelle deboli cefeidi che consentirebbero di risalire alla loro distanza.

Così la scoperta della relazione periodo-luminosità delle cefeidi, fatta da Henrietta Leavitt quasi tre quarti di secolo fa, resta per sempre una pietra miliare nel lungo cammino dell'astronomia.

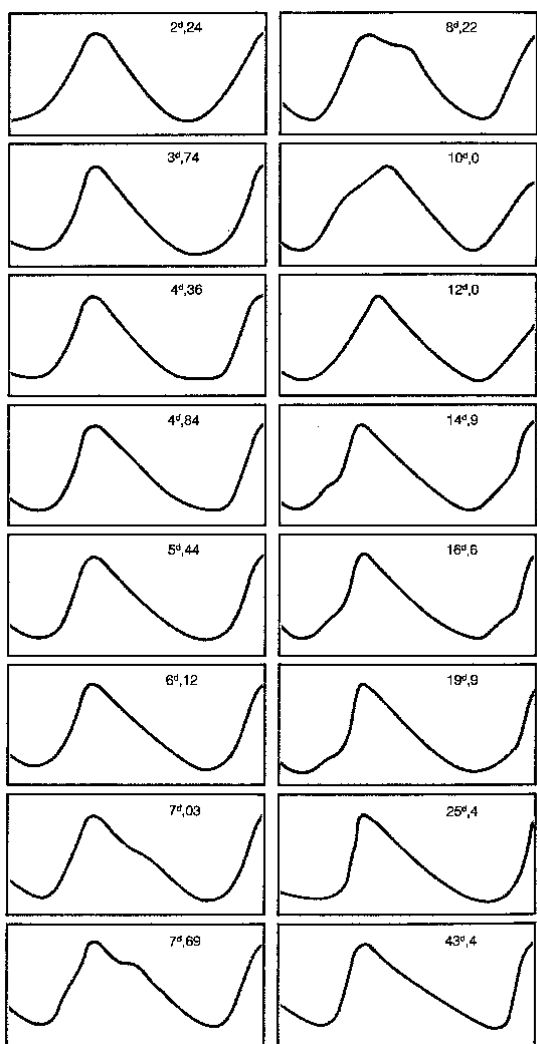
Le cefeidi come stelle variabili

Nel precedente paragrafo ci siamo di preferenza intrattenuti sull'impiego delle cefeidi come indicatori di distanza. Vediamole ora un po' più da vicino per meglio definirne le caratteristiche fisiche. Si includono di regola nella classe delle cefeidi tutte quelle stelle pulsanti, giganti o supergiganti, che in un periodo di tempo che va da qualche ora ad un centinaio di giorni presentano regolari fluttuazioni luminose, con ampiezze tra 0,1 e 2,5 magnitudini (per lo più comprese però tra 0,5 e 1,8 magnitudini visuali) e concomitanti variazioni di spettro, colore e velocità radiale.

Con questa definizione rientrano nella classe delle cefeidi:

- ✓ le cefeidi *classiche*
- ✓ le cefeidi di tipo *W Virginis*
- ✓ le variabili tipo *RR Lyrae*, con periodo minore di un giorno.

Cominciamo con le cefeidi classiche. A parità di periodo esse sono le più luminose, potendo quelle con periodo superiore ai 45 giorni raggiungere e superare la magnitudine assoluta visuale - 6, corrispondente ad una luminosità 21.000 volte superiore a quella del Sole. Sono per lo più stelle relativamente giovani, con massa abbastanza elevata (da 4 a 10 masse solari) che di conseguenza hanno avuto un'evoluzione piuttosto rapida. Come già si è detto, appartengono alla popolazione I di Baade.



Per quanto concerne le curve di luce delle cefeidi classiche, esse si adeguano più o meno a quella del loro prototipo, la δ *Cephei*. Tuttavia si può notare che, al variare del periodo, tali curve variano leggermente di forma. Le cefeidi a periodo più breve hanno curve di luce regolari, lisce, simmetriche, oppure con salita più rapida della discesa. Poi, col crescere del periodo sopra i 6 giorni, appaiono delle «bozze» o «gobbe» sul ramo discendente, che via via si ritraggono verso il massimo e infine, oltre i 10 giorni, si spostano sul ramo ascendente. Sopra i 25 giorni la curva torna a farsi regolare, con salita rapida e discesa lenta. È facile constatare che le cefeidi classiche sono per lo più addensate lungo la Via Lattea, in vicinanza dei bracci di spirale e negli ammassi aperti. Se ne conoscono poco meno d'un migliaio. Invece nelle Nubi di Magellano se ne sono già identificate più di 2200. A questo proposito va rilevato che mentre circa il 48% delle cefeidi galattiche pulsa con periodi compresi tra 4,5 e 7 giorni, con un netto massimo di frequenza sui 5, 6 giorni, le cefeidi delle Nubi mostrano una preferenza per i periodi più brevi, compresi tra 2 e 3 giorni. Ciò è indubbiamente legato al grado di evoluzione ed alla composizione chimica del sistema in cui hanno avuto origine le cefeidi. Cefeidi classiche si sono trovate anche in altre galassie irregolari, come l'NGC 6822 e l'IC 1613 e nelle galassie a spirale M 31, M 33, M 81, ecc. S. Gaposchkin e H. Swope esaminando su alcune coppie di lastre ottenute col telescopio di cinque metri dell'Osservatorio del Monte Palomar quattro campi scelti della galassia M 31 di Andromeda hanno scoperto ben 619 cefeidi con caratteristiche e curve di luce poco diverse da quelle galattiche. Cosicché si può concludere che l'occorrenza di

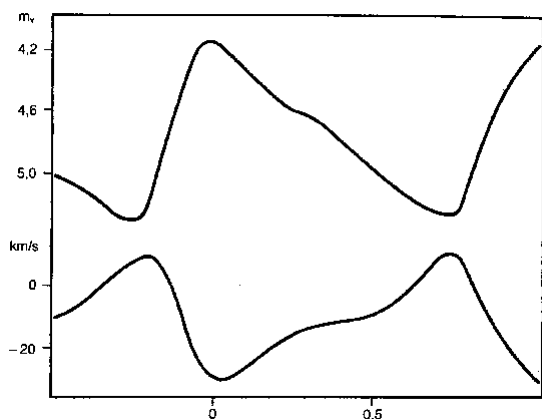
cefeidi classiche è un fatto comune nelle galassie purché in esse si trovino ancora delle stelle massicce in una fase non troppo avanzata della loro evoluzione, come infatti avviene nelle galassie irregolari ed in quelle a spirale.

Nel corso di una pulsazione i gas stellari si espandono e si comprimono con moto alterno e ciò porta rispettivamente ad una diminuzione e ad un aumento della temperatura. Le variazioni di splendore sono perciò accompagnate da simultanei cambiamenti di spettro e di colore. Ma ciò avviene in misura diversa per cefeidi di diverso periodo e quindi di differente luminosità. L'ampiezza della variazione spettrale cresce col crescere del periodo.

Lo spettro delle cefeidi classiche di periodo più breve varia tra *F5-Ia* ed *F8-Ib*; in quelle a periodo più lungo tra *F8-Ia* e *KO-Ib*. Ne consegue che a tale variazione di tipo spettrale in fase con la periodica variazione luminosa, fa riscontro, cefeide per cefeide, una progressione del tipo spettrale medio da *F6* a *G4* (relazione spettro-periodo). Naturalmente varia con la fase anche l'indice di colore (*B-V*) che va da 0,3-0,4 al massimo a 0,8-1,4 al minimo.

Le cefeidi sono quindi biancastre al momento del massimo, quando raggiungono la più alta temperatura (~6300°K) ed assumono una colorazione gialla o giallo-arancione al minimo, con temperature da 5500 a 4000°K. Ciò si riflette sulle curve di luce, che nel violetto ed ultravioletto hanno una notevole ampiezza, ma tendono ad appiattirsi sempre più quando si osserva nel giallo, nel rosso o nell'infrarosso.

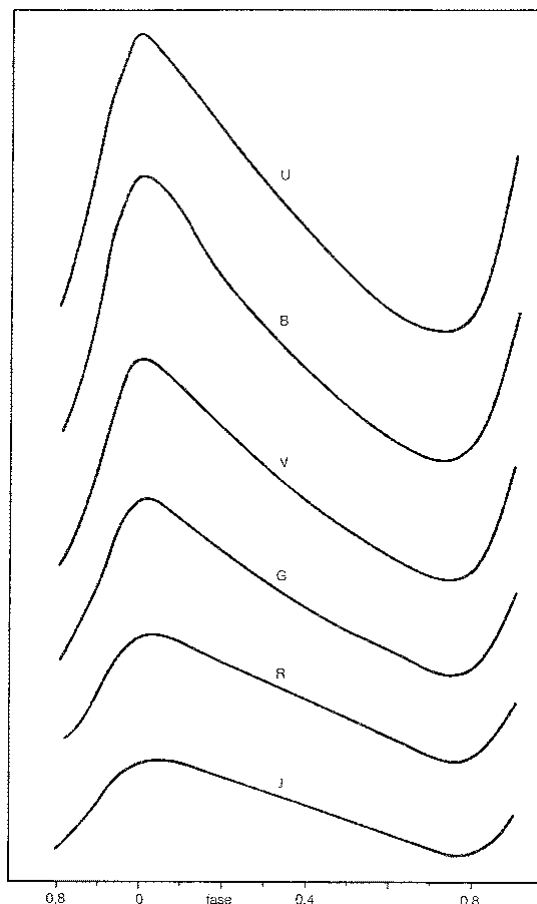
Un ultimo punto, molto significativo, riguarda il moto di pulsazione delle cefeidi. Questo moto di va e vieni è denunciato da un'alternata oscillazione delle righe spettrali, le quali, per effetto Doppler, si spostano verso il blu nell'espansione (velocità radiali negative) e verso il rosso nella contrazione (velocità radiali positive). Accanto alla *curva di luce*, misurando gli spostamenti delle righe, si può quindi costruire una *curva di velocità radiale*. Le due curve sono quasi speculari. La massima luminosità



si ha quando è massima la velocità di espansione (negativa) degli involucri atmosferici delle cefeidi; il minimo splendore quando questa velocità tocca, nella contrazione, il massimo opposto (positivo). Ma queste velocità massime, di espansione e contrazione, non corrispondono alla massima e minima dilatazione della stella, che hanno luogo quando la velocità si annulla. Perciò la variazione luminosa si deve attribuire al cambiamento di temperatura più che all'aumento o diminuzione della superficie irraggiante.

Questo è quanto ci dicono le osservazioni. Là dove invece le osservazioni non possono giungere operano gli astrofisici teorici costruendo col calcolo dei modelli che

rientrano nello schema dell'evoluzione stellare, rendendo conto della maggior parte dei fenomeni osservati. Si è potuto dimostrare che è il *core* delle cefeidi a determinare indirettamente l'alterno moto pulsante di queste stelle, quando esse penetrano nella zona di instabilità, trascinando nella pulsazione anche le zone più esterne fino alla fotosfera ed all'atmosfera. Non sempre, però. Talvolta la pulsazione esterna, quella visibile, è più rapida di quella fondamentale, interna, cioè si innesca su un'armonica superiore. Quando ciò avviene la curva di luce appare «smorzata», di minore ampiezza e marcata simmetria, ed il periodo è di regola inferiore a 6-7 giorni. Capita anche il caso di due periodi sovrapposti che danno luogo ad apparenti irregolarità della curva di luce. Ma con i metodi moderni di analisi armonica non si tarda a riconoscerne la presenza ed a determinarne il valore.



Infine ci si può chiedere quali altre cause, oltre alla pulsazione, contribuiscano alla periodica variazione di splendore delle cefeidi e come agiscano. Si ritiene che le cose vadano grosso modo così: quando una cefeide si contrae la sua temperatura aumenta, provocando, sotto il livello fotosferico, una crescita del grado di ionizzazione e quindi dell'opacità. Le radiazioni sotto stanti perciò non possono più effluire liberamente e si accumulano, contribuendo a far crescere ulteriormente temperatura ed opacità, ostacolando ancor più l'efflusso di luce. Mentre la stella si contrae il suo splendore diminuisce. Ma poi la contrazione rallenta e l'opacità comincia a diminuire. Finalmente subentra l'espansione: i gas si fanno più limpidi e le radiazioni accumulate all'interno possono uscir libere; lo splendore cresce rapidamente fino al massimo. Dal quale poi il ciclo di eventi si ripete.