

CAPITOLO 3: LE DISTANZE DELLE STELLE

I METODI PER LE DISTANZE DELLE STELLE

*I MODI CON CUI GLI UOMINI PERVENNERO
ALLA CONOSCENZA DELLE COSE CELESTI
MI SEMBRANO TANTO MERA VIGLIOSI
QUANTO LA NATURA STESSA DI QUELLE COSE
(G. KEPLERO)*

Gli strumenti per la misurazione delle distanze che prenderemo in considerazione coinvolgeranno direttamente e indirettamente molti fenomeni che presentano caratteristiche decisamente interessanti. Seguendo la falsariga di una calibrazione del nostro immediato vicinato intragalattico, verremo ad imbatteci in fenomeni come il moto proprio delle stelle della nostra Galassia, l'esistenza di agglomerati di stelle in ammassi più o meno fitti, l'esistenza di concentrazioni di stelle che si dispongono sfericamente e immediatamente al di fuori del disco della nostra galassia così come di altre galassie, l'esistenza di meccanismi fisici come la pulsazione stellare e le variabilità cataclismiche di alcune stelle, la maestosa e vorticosa rotazione della materia galattica attorno al centro delle galassie, il moto peculiare e sistematico delle galassie, ed i loro raggruppamenti, oggetti esotici come i quasar ecc. Tutti questi fenomeni sono tuttora studiati, e da essi gli astronomi sono stati in grado di ricavare notevoli proprietà che vengono descritte gradevolmente da relazioni e leggi. Attraverso lo studio di queste non solo si è stati in grado di avere una comprensione dei meccanismi fisici che le reggono, ma si è stati in grado anche di utilizzarle come strumenti per la determinazione diretta e indiretta delle distanze.

Per determinare le distanze astronomiche, l'unità di misura di base è la lunghezza pari alla distanza media Terra - Sole, ossia 149.6 milioni di chilometri circa. Questa unità di misura è chiamata Unità Astronomica (AU), ed essa viene abitualmente utilizzata per le distanze dei corpi celesti appartenenti al nostro Sistema Solare, o poco più. Essa è un metro troppo piccolo per lo spazio interstellare o intergalattico, infatti per distanze considerevolmente maggiori, come quelle che ci separano dalle

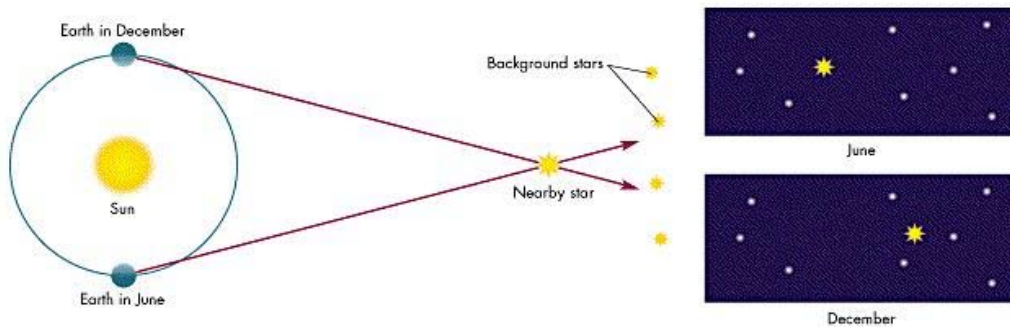
stelle della nostra Galassia, si utilizzano due diverse unità di misura: l'anno luce (*al*) e il parsec (*pc*).

L'anno luce, che è una misura di distanza, corrisponde alla distanza percorsa dalla luce in un anno. Se, come abbiamo visto, la velocità della luce nel vuoto vale 300.000 km/s, con semplici passaggi

$$\begin{aligned}c &= 300.000 \text{ km} / \text{s} \\ \text{1 anno} &= (60 \times 60 \times 24 \times 365) \text{s} = 31.536.000 \text{s} = \\ &= 3.1536 \times 10^7 \text{s} \\ \text{1 al} &= (300.000 \times 31.536.000) \text{km} = \\ &= 9.4608 \times 10^{12} \text{ km}\end{aligned}$$

possiamo scrivere in km a quanto corrisponde un anno luce. E' immediato confrontare l'unità astronomica e l'anno luce, e constatare come quest'ultimo sia un metro di svariati ordini di grandezza superiore. ($149.6 \times 10^6 \text{ km} = 1.496 \times 10^8 \text{ km}$, che, rapportata all'anno luce ci permette di scrivere che 1 (*al*) corrisponde a poco più di 63.300 (*AU*)).

Poiché l'anno luce è praticamente una misura di spazio espressa in tempo, questo è un metro particolarmente adatto per le distanze interstellari ed oltre, poiché consente di farsene una rappresentazione in un certo qual modo intuitiva. Il parsec è una unità di misura che è stata introdotta più recentemente rispetto all'anno luce. Essa corrisponde alla distanza corrispondente alla **parallasse** di un **secondo** d'arco. Come si vede dalla figura del paragrafo seguente, con *p* è stata indicata la parallasse, cioè l'angolo sotto il quale si osserva il cambiamento di posizione dell'oggetto rispetto allo sfondo supposto fisso, (sulla base di due misurazioni fatte in due periodi dell'anno opposti, si da ottenere una base quanto più ampia possibile per la triangolazione), e con *d* è stata indicata la distanza dell'oggetto osservato.



La distanza d dell'oggetto cercato la si ottiene attraverso una semplice formula trigonometrica:

$$d = \frac{1AU}{\tan p} \cong \frac{1}{p} AU$$

che ci permette di ricavare d assumendo come base 1 (AU), e sostituendo alla tangente di p , p stesso, poiché l'angolo parallattico è sufficientemente piccolo da essere comparabile con la sua tangente

$$p \cong \tan p$$

(il tutto misurato in radianti, dove $1rad = 57.3^\circ = 2.063 \times 10^5''$ d'arco).

Esprimiamo ora l'equazione su scritta in termini di arcsec:

$$d = \frac{2.063 \times 10^5}{p''} AU$$

essa ci permette di definire il parsec: cioè, sostituendo all'angolo parallattico a denominatore "1", otteniamo a quante unità astronomiche corrisponde una parallasse, osservata da terra, di un secondo d'arco:

$$1pc = 2.063 \times 10^5 AU = 3.086 \times 10^{18} cm$$

Con semplici equivalenze ricaviamo questa ulteriore relazione:

$$1pc = 3.262al$$

PARALLASSI

Il metodo classico per la misura di una distanza stellare è quello trigonometrico, consistente nell'effettuare due successive misurazioni di una medesima stella a sei mesi di intervallo (come accennato più sopra). Si usufruisce in tal modo di una base pari a circa 300 milioni di chilometri (il diametro dell'orbita terrestre) dai cui estremi la stella, purché sufficientemente vicina, è vista sotto due diverse angolazioni.

Purtroppo le stelle, anche le più vicine, si trovano a tali distanze dalla Terra che i rispettivi angoli parallattici risultano tutti inferiori a un arcsec, che è frazione angolare molto piccola, e quindi difficile da apprezzare con la dovuta precisione. Questo spiega perché siano falliti i pur numerosi tentativi di misurazione di parallassi stellari effettuati dagli astronomi del '600 e del '700, e ciò fu a causa di strumenti inadeguati.

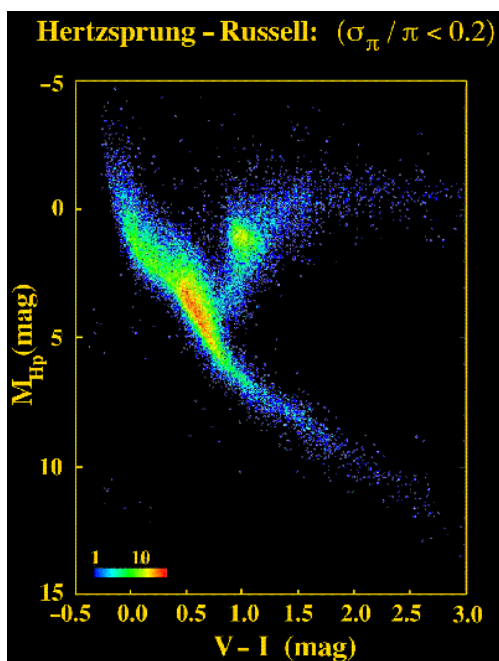
All'inizio dell''800 le tecniche di fabbricazione degli strumenti scientifici migliorarono, e divennero disponibili lenti, specchi e micrometri filari sufficientemente accurati da rendere realizzabile una misurazione parallattica attendibile inferiore ad 1 secondo d'arco. Fu appunto con un buon telescopio munito di micrometro filare che nel 1838, F. W. Bessel riuscì a misurare la parallasse di 61 Cygni, stella che precedentemente fu segnalata per un marcato moto proprio, e che poteva quindi essere considerata tra gli oggetti extrasolari più vicini. Bessel annunciò, dopo 4 anni di osservazioni, che la 61 Cygni possedeva una parallasse di 0.316", contro l'attuale valore accertato di 0.34".

Inserendo il dato ricavato strumentalmente nella formula poco sopra illustrata otteniamo una distanza di

$$d = \frac{1}{p''} pc = \frac{1}{0.316''} pc = 3.16 pc = 10.3 al$$

Bessel poté quindi stabilire che la 61 Cygni si trovava ad una distanza di circa 10 anni luce dalla terra. Questa fu la prima misurazione di distanza effettuata dall'uomo nei riguardi delle stelle.

Il metodo della parallasse può essere esteso anche spettroscopicamente, benché la sua precisione non sia elevatissima, certo neppure paragonabile con i risultati della sonda Hypparcos. Hertzsprung si chiese come mai stelle appartenenti alla stessa classe spettrale come le giganti o quelle della sequenza principale possedessero spettri con alcune differenze, e nella fattispecie nell'intensità di alcune righe. Nel 1943 venne pubblicato un lavoro da parte di Morgan e Keenan in cui venivano



catalogati 55 spettri stellari, e quindi stabiliva un nuovo metodo per la classificazione degli spettri, basato sulle caratteristiche spettrali, e non più su classe e luminosità, come nel HR. Diventava possibile quindi inserire in un diagramma HR nella posizione corretta una stella sulla base esclusiva delle sue caratteristiche spettrali. Una volta che quest'oggetto veniva inserito nel diagramma, era immediato risalire alla sua magnitudine assoluta, e, avendo quella apparente, era immediato ricavare il modulo di distanza. Questo metodo, della parallasse spettroscopica,

è quello che ha permesso la stima di distanza di moltissime stelle non raggiungibili con la parallasse trigonometrica classica. La sua incertezza, però, consta di un fattore di 1.6.

Menzioniamo anche il metodo della **parallasse secolare**, che è un'estensione del metodo classico della parallasse trigonometrica, e che consiste nella misurazione dell'angolo parallattico di una stella utilizzando come base un tratto del moto proprio del Sole nella Galassia. Più la base è grande, più si è in grado di riconoscere gli angoli parallattici formati da oggetti sempre più lontani.

Ma quali sono le cause dei margini di errore delle misurazioni terrestri di parallasse? Fondamentalmente la rifrazione atmosferica, come causa esogena agli strumenti, e la possibilità che gli strumenti di osservazione stessi soffrano di leggere deformazioni agli specchi causati dal loro stesso peso. Ovviare a questi inconvenienti è possibile soltanto piazzando uno strumento d'osservazione direttamente fuori dall'atmosfera terrestre, nello spazio, in orbita, in modo tale da annullare il fenomeno della turbolenza atmosferica e della forza peso degli strumenti. A tutto ciò si aggiunge

anche la possibilità di osservare praticamente l'intera volta celeste, australe e boreale.

I principi che resero pensabile un simile progetto di satellite astronomico orbitante dedicato esclusivamente ad una accuratissima astrometria, furono sviluppati da Lacroute, nel 1966, ma soltanto anni dopo vennero considerati dalla comunità scientifica.

Questo satellite avrebbe avuto il compito di misurare la posizione, e quindi se ci fosse stata, la parallasse di oltre centomila stelle.

Nel 1989 il satellite Hypparcos (High Precision Parallax Collecting Satellite), missione europea dell'ESA, entrò nell'orbita terrestre e cominciò un lavoro di raccolta di dati sulla posizione di 118.218 stelle, nonché 22.396 parallassi stellari garantendo una tolleranza del 10% sulla distanza ricavata, e del 20% per almeno altre 30.000. Questo satellite ha operato per tre anni, arrivando a percepire spostamenti parallattici di soli 2 millesimi di secondo d'arco, grazie a strumenti molto precisi.

Soltanto nel 1996 i dati del satellite divennero disponibili per gli studi, ma l'attesa è stata ripagata, perché i dati raccolti hanno contribuito notevolmente al riposizionamento e alla correzione e alla calibrazione di molti altri sistemi di misurazione delle distanze.

A questo proposito sono di fondamentale importanza alcune classi di stelle pulsanti chiamate variabili Cefeidi.

CEFEIDI

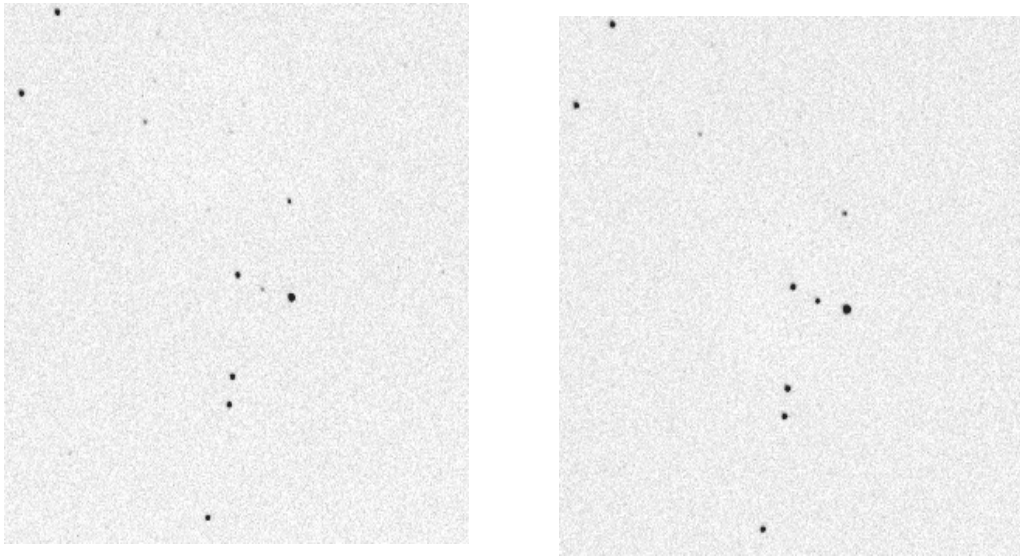
Introduciamo allora una classe di oggetti che assumono una straordinaria importanza nella misurazione di distanze galattiche ed extragalattiche, e che sono frutto di un complesso meccanismo fisico conosciuto col nome di **pulsazione stellare**, di cui abbiamo accennato nel precedente capitolo, parlando del destino delle stelle. Gli oggetti in questione sono le cosiddette **Cefeidi**.

Nell'agosto del 1595 un pastore luterano di nome D. Fabricius osservava la stella α Ceti. Notò che questa stella nel corso dei mesi perdeva sempre più luminosità, fintanto che non la vide più risplendere in cielo. Passarono diversi mesi e piano la stella tornò a brillare nel cielo. Quest'evento allora reputato miracoloso valse alla stella l'appellativo di "Meravigliosa", o Mira, in latino. Mira Ceti continuava nel suo ritmico affievolirsi e ri-illuminarsi, e nel 1660 si fu in grado di stabilire che questo ciclo poteva essere stimato di 11 mesi.

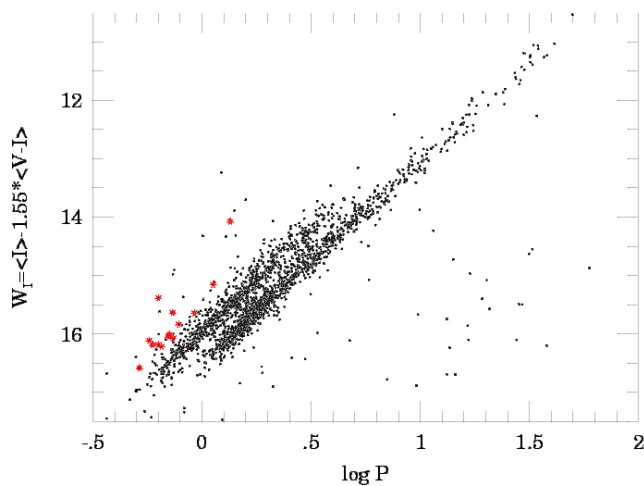
Oggi gli astronomi hanno scoperto che i cambiamenti nella curva di luce della stella sono dovuti al fatto che Mira Ceti è una cosiddetta stella pulsante, cioè una stella che aumenta e diminuisce di luminosità in rapporto alla sua superficie che si espande e si contrae. Mira è uno dei prototipi di stella variabile a lungo periodo, cioè stelle che possiedono una curva di luce irregolare e un periodo di pulsazione variabile tra i 100 e i 700 giorni.

Passarono circa due secoli prima che J. Goodricke scoprisse un'altra variabile, δ Cephei, con un periodo di pulsazione di 5 giorni 8 ore 48 minuti. La curva di luce di δ Cephei non è così evidente come quella di Mira Ceti, e infatti varia di meno di una magnitudine, e non scompare mai alla vista. Tutte le stelle che possiedono caratteristiche comparabili a quelle di δ Cephei, sono chiamate Cefeidi classiche e sono di importanza vitale per l'astronomia.

Ai giorni nostri conosciamo circa 20.000 stelle pulsanti, e di queste più del 10% furono scoperte da una donna, H. Leavitt, che lavorava per C. Pickering. Il suo lavoro era quello di confrontare due lastre fotografiche dello stesso campo stellare prese in due momenti differenti, e catalogare quelle che mostravano variazioni di magnitudine.

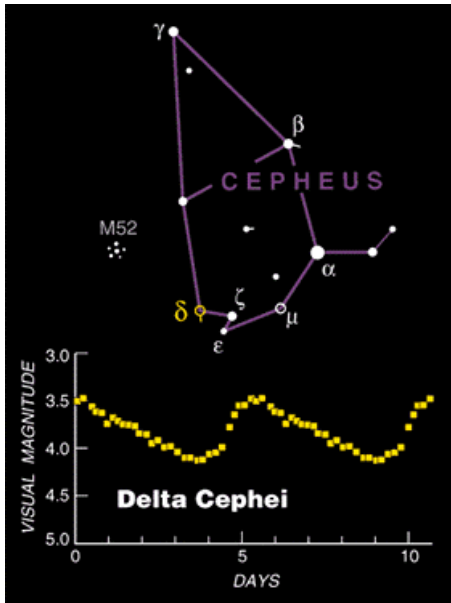


Ella scoprì 2.400 Cefeidi classiche, la maggior parte delle quali si trovano nella Grande Nube di Magellano, e avevano periodi che andavano da 1 a 50 giorni. La Leavitt notò che la maggior parte delle Cefeidi brillanti avevano un periodo di pulsazione più lungo, e, inserendo in un grafico periodo-magnitudine apparente queste Cefeidi dimostrò che le Cefeidi classiche hanno una correlazione tra la magnitudine apparente e il periodo di pulsazione, a meno di un'incertezza intrinseca di solo $\Delta m \approx \pm 0.5$.



Poiché tutte le stelle della Grande Nube di Magellano si trovano approssimativamente alla stessa distanza da noi (circa 60 kpc), le differenze nelle loro magnitudini apparenti devono essere uguali alle differenze delle loro magnitudini assolute. Quindi le differenze nelle luminosità apparenti di queste stelle devono riflettere le differenze intrinseche nella loro luminosità. Gli astronomi si

esaltarono al pensiero di riuscire a misurare la distanza di una Cefeide misurando semplicemente il suo periodo di pulsazione, poiché conoscere la magnitudine



apparente e la magnitudine assoluta di una stella equivale (come abbiamo visto) a conoscere la sua distanza attraverso il cosiddetto modulo di distanza, e questo avrebbe permesso la misurazione di distanze molto più grandi di quelle permesse dalla triangolazione parallattica o dalle altre tecniche viste sinora.

L'unico problema che si presentava era quello di avere una buona calibrazione della relazione scoperta dalla Leavitt. La misurazione di distanza di una singola Cefeide la si può ottenere calcolando la sua magnitudine

assoluta e la sua luminosità. Una volta che questa problema è risolto, si è in grado di applicare la risultante relazione **periodo-luminosità** a tutte le Cefeidi. Questa relazione può essere descritta da

$$\log_{10} \frac{\langle L \rangle}{L_{\oplus}} = 1.15 \log_{10} \Pi^d + 2.47$$

dove $\langle L \rangle$ è la luminosità media della stella e Π^d è il periodo di pulsazione in giorni. La magnitudine assoluta media quindi sarà

$$M_{\langle V \rangle} = -2.80 \log_{10} \Pi^d - 1.43$$

La relazione ora descritta, come più sopra accennato, prima di poter essere utilizzata doveva essere calibrata conoscendo almeno la distanza di una Cefeide. Sfortunatamente, la più vicina a noi, la stella Polare, risultava essere troppo lontana (circa $200 pc$) per misurarne la distanza con il metodo della parallasse trigonometrica. Hertzsprung allora utilizzò la tecnica della parallasse secolare per la calibrazione del metodo su accennato, e applicandolo alle misurazioni riuscì a stimare la distanza media di una Cefeide classica avente un periodo di pulsazione di 6.6 giorni. Da allora le distanze di più Cefeidi sono state misurate con altre

tecniche, permettendoci una buona calibrazione della relazione sopra scritta. Oggi gli astronomi preferiscono utilizzare una relazione periodo-luminosità-**colore** per tenere conto anche della larghezza della striscia di incertezza sul HRD.

$$M_{(V)} = -3.53 \log_{10} \Pi^d - 2.13 + 2.13(B - V) \quad (31.1)$$

Qui Π^d è in giorni e $(B - V)$ è l'indice di colore; per le Cefeidi classiche $(B - V)$ va da 0.4 a 1.1 circa (ricordiamo che $(B - V)$ è l'indice di colore che si ottiene facendo la differenza tra la magnitudine apparente misurata nel blu $\left[4400 \text{ \AA}\right]$ e quella misurata nel visuale $\left[5500 \text{ \AA}\right]$). Dopo aver calcolato la magnitudine assoluta di una Cefeide classica, la si può combinare con la magnitudine apparente per ottenere il modulo di distanza, che ci fornisce la distanza della stella **a patto di conoscere il fattore di estinzione dovuto a mezzi assorbenti tra noi e la stella.**

Le Cefeidi classiche hanno fornito all'astronomia la possibilità di scandagliare il cosmo in profondità e di possedere un valido strumento per la misurazione delle distanze extragalattiche. Infatti poiché le Cefeidi sono stelle supergiganti, che possiedono una dimensione circa 50 volte maggiore di quella del Sole, e una luminosità migliaia di volte più grande, si possono osservare anche a distanze extragalattiche, ricoprendo il ruolo ufficiale di "candele standard".

Messe subito alla prova dei fatti queste candele standard permisero a H. Shapley di fare una prima stima delle dimensioni della nostra galassia, e della distanza del Sole dal suo centro; e permisero altresì a Hubble di stimare la distanza di M31, la galassia di Andromeda, in 285 *kpc* (contro l'odierno valore di 770 *kpc*), ma sufficientemente elevato da poter giudicare M31 definitivamente un oggetto extragalattico. La discrepanza piuttosto alta tra i valori calcolati allora e gli odierni è dovuta al fatto che le Cefeidi furono utilizzate come candele standard ancor prima della comprensione dei meccanismi di pulsazione. Nella misurazione delle distanze tra il Sole e il centro galattico, e nella misurazione della distanza di M31 si utilizzarono tre diversi tipi di stelle pulsanti senza saperlo (che oggi si conosce avere caratteristiche diverse l'una dall'altra); e non si tenne conto del fattore di estinzione dovuto ad agenti fotoassorbenti interstellari. A quei tempi l'ipotesi di immense nubi di gas e di polveri interstellari era già stata fatta da E. Barnard, ma nulla era stato ancora provato. La Leavitt aveva osservato nella Grande Nube di Magellano delle Cefeidi classiche, ma Shapley, nel tentativo di misurare le distanze degli ammassi globulari e

quindi di risalire alle dimensioni della nostra galassia, aveva utilizzato, scambiandole per Cefeidi classiche, stelle pulsanti che oggi chiamiamo W Virginis e RR Lyrae e che hanno caratteristiche diverse dalle Cefeidi classiche. La Via Lattea contiene diversi milioni di stelle pulsanti. Considerando che la Galassia consiste di diversi miliardi di stelle, questo suggerisce che la pulsazione stellare debba ritenersi un fenomeno transitorio. Le posizioni di queste variabili su un HRD conferma questa conclusione. La maggior parte di queste stelle pulsanti, invece di essere collocate sulla sequenza principale dove le stelle trascorrono la maggior parte della loro vita, si trovano collocate in una stretta banda verticale chiamata striscia di instabilità sulla destra del diagramma. Su un HRD si possono tracciare le linee evolutive teoriche di queste stelle, che, quando entrano nella zona di instabilità, cominciano a pulsare regolarmente, sintanto che, proseguendo nell'evoluzione, ne fuoriescono tornando ad essere stabili.

Gli astronomi hanno diviso le stelle pulsanti in diverse classi tra le quali segnaliamo, oltre alle Cefeidi classiche, le W Virginis, quattro volte meno luminose delle Cefeidi classiche, le RR Lyrae (entrambe, come abbiamo visto, utilizzate a sua insaputa da Shapley), popolazione tipica degli ammassi globulari, con luminosità praticamente identica l'una dall'altra; le δ Scuti che presentano oscillazioni radiali e non radiali, ecc.

Alla luce di questi fatti risulta quindi comprensibile la causa di una discrepanza così alta tra le distanze misurate allora e gli odierni valori.

Sfortunatamente **l'estinzione interstellare** è ancor oggi la principale causa di incertezze quando si utilizzano le Cefeidi come candele standard. Un modo per ridurre il problema è quello di osservare queste stelle nell'infrarosso, poiché a queste lunghezze d'onda la radiazione luminosa penetra tra le polveri molto più agevolmente. Comunque, poiché le Cefeidi sono di tre magnitudini più fioche nell'infrarosso, la ricerca diventa più complicata, tanto che ai giorni nostri continuiamo la ricerca di queste stelle nella banda dell'ottico.

Sino ad oggi la Cefeide più distante che si è misurata risiede nella galassia NGC 4751, una spirale che si pensa giaccia presso il centro dell'ammasso della Vergine. Se così fosse allora la distanza di $14.9 \pm 1.2 Mpc$ ottenuta per NGC 4751 dovrebbe corrispondere anche alla distanza dell'ammasso della Vergine. L'incertezza di tali misurazioni utilizzando le Cefeidi classiche come candele standard varia da un 7% per la Grande Nube di Magellano, a forse il 15% o più per le galassie più lontane.

Programmi di osservazioni con il Telescopio Spaziale che prevedono la comparazione di questo metodo con altri per una sempre migliore calibrazione si stanno portando avanti in questi anni. Hypparcos è riuscito a misurare la distanza di

alcune Cefeidi, anche se soltanto alcune di queste stelle rientrano nelle possibilità di misurazione del satellite, e la relazione ha dovuto subire una ricalibrazione notevole, poiché i dati precedenti stimavano una distanza per queste Cefeidi campione il 10% più bassa di quella che ci è stata riferita dal satellite. Molti studi su questi risultati sono ancora a tutt'oggi aperti, e possiamo stare certi che le implicazioni delle ricalibrazioni delle Cefeidi da parte di Hypparcos provocheranno importanti cambiamenti, soprattutto in cosmologia, come vedremo.