

1

Approccio all'Astrofisica

La consapevolezza che oggi abbiamo dell'Universo fisico è il frutto di secoli di sperimentazione, osservazione, elaborazione di idee. Soprattutto a partire dall'insegnamento di Galileo (1564–1642), questa miscela di ingredienti ha generato una enorme quantità di nuove idee sul mondo fisico che, sottoposte a continua verifica e selezionate dall'esperimento, hanno dato all'uomo il senso ed il piacere della scoperta. L'approccio Galileiano, applicato all'indagine del mondo fisico, ha poi avuto molteplici conseguenze la più evidente delle quali è il miglioramento delle condizioni generali di vita dell'uomo. Questo risultato ovviamente si è potuto ottenere nel tempo, sviluppando le tecnologie in grado di sfruttare le nuove idee in senso applicativo.

È proprio il patrimonio lasciatoci dalle generazioni precedenti di uomini di scienza che garantisce quell'*humus* essenziale per ogni nuova impresa intellettuale. L'Astrofisica è un evidente esempio di impresa intellettuale basata sull'interpretazione delle osservazioni astronomiche di oggetti lontani in termini delle conoscenze acquisite studiando fenomeni su scala locale nei laboratori terrestri. Quest'ultimo è un punto molto importante che ha dei risvolti non banali su cui potremo talvolta soffermarci nel corso di queste lezioni che hanno tuttavia lo scopo di fornire una base sufficientemente generale e solida da costituire un utile bagaglio di conoscenza per successivi "viaggi" di approfondimento nell'astrofisica.

L'antica arte dell'osservazione astronomica è stata "contaminata" dall'approccio galileiano a partire dal momento in cui Galileo utilizzò le osservazioni delle lune di Giove (eseguite nel 1610) per elaborare nuove idee sulla struttura del sistema solare. Idee che però si rivelarono pericolosamente poco ortodosse per il suo tempo e che gli costarono processi e condanne.

Per introdurre ora il nostro discorso sull'astrofisica è interessante soffermarsi brevemente sul modo in cui possiamo ottenere informazioni sul mondo fisico, facendo riferimento alla Figura 1.1 che presenta, in modo schematico, tre modalità comunemente utilizzate per ottenere informazione. La prima è l'osservazione, che corrisponde ad un modo di acquisire informazione passivamente, in cui l'osservatore si limita a registrare i segnali prodotti naturalmente dal sistema che si sta studiando. È il tipico caso dell'osservazione astronomica, visto che gli oggetti astronomici, nella maggior parte dei casi, non sono direttamente accessibili a noi.

Diversa è la posizione di uno sperimentatore che, in laboratorio, può stimolare il sistema studiato in maniera controllata e quindi registrarne il comportamento in funzione della variazione di diverse grandezze (temperatura, pressione, carica, ...).

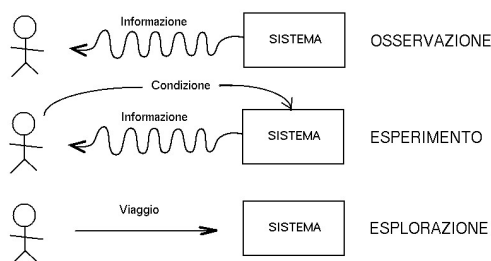


Figura 1.1: Possibili modalità per acquisire informazione sul mondo fisico.

La terza modalità è l'esplorazione che, motivata dal tentativo di acquisire ancora più informazione sul sistema studiato, corrisponde a portare lo sperimentatore, o l'osservatore, più vicino possibile o addirittura all'interno dell'oggetto studiato. Questa situazione evidentemente si realizza in Astronomia nel momento in cui si effettuano viaggi interplanetari per lo studio "in situ" dei vari pianeti del sistema Solare.

È evidente che l'osservazione è la più semplice delle modalità di indagine ed anche la prima con cui ci informiamo sul mondo che ci circonda. Questa modalità è tipica in particolare dell'Astronomia che si caratterizza quindi come una disciplina indissolubilmente legata all'osservazione.

1.1 Le fonti dell'informazione astronomica

L'osservazione del cielo è stata possibile fin dall'antichità grazie alla trasparenza della atmosfera terrestre nella regione spettrale del "visibile", cosiddetta perchè corrispondente a radiazione di lunghezza d'onda intorno a $\lambda \sim 0.5\mu\text{m}$, un intervallo spettrale al quale l'occhio umano ha la massima sensibilità.

La Figura 1.2 mostra l'andamento della attenuazione prodotta dalla nostra atmosfera su un grande intervallo di lunghezze d'onda comprendente anche la regione visibile indicata da una lettera V al centro della figura. Si noti che l'attenuazione è praticamente nulla nella regione visibile, anche se questa regione rappresenta solo una piccola parte dello spettro elettromagnetico potenzialmente utilizzabile per l'osservazione dei fenomeni celesti.

È evidente quindi che l'apparenza del cielo notturno è sempre stata associata alla presenza delle stelle a causa della combinazione favorevole tra la trasparenza atmosferica nella regione spettrale in cui le stelle (e quindi anche il Sole) emettono la maggior parte della loro luce e la sensibilità spettrale dell'occhio umano che è massima proprio in quella regione.

Fatte queste considerazioni si capisce come gli astronomi, specialmente a partire dalla metà del secolo scorso, hanno continuamente cercato di ampliare l'intervallo di lunghezze d'onda esplorate per ottenere la visione del cielo ad altre lunghezze d'onda e quindi esplorare più compiutamente la realtà fisica in cui siamo immersi.

Questa tendenza ha prodotto, a partire dagli anni intorno al 1960, la nascita di "nuove astronomie" un termine improprio che però vuole sottolineare il grande impatto

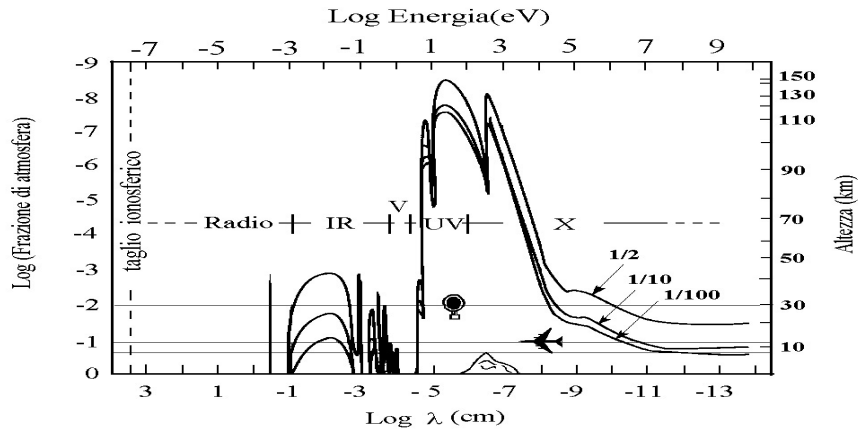


Figura 1.2: Trasmissione atmosferica a varie altezze dal suolo. Le tre curve rappresentate si riferiscono a tre attenuazioni diverse. I valori riportati su ogni curva (1/2, 1/10, 1/100) rappresentano la frazione di radiazione che, incidendo perpendicolarmente dall'esterno, raggiunge l'osservatore posto ad un'altezza dal suolo indicata sull'asse delle ordinate a destra. Le altezze tipiche corrispondenti alle montagne più alte, agli aerei ed ai palloni aerostatici sono indicate da tre sottili linee orizzontali.

che ha avuto in astrofisica l'introduzione di nuovi strumenti di osservazione capaci di darci una visione del cielo su un intervallo spettrale davvero molto ampio. Nascono così in successione

- l'astronomia radio che, sfruttando la trasparenza dell'atmosfera, può utilizzare siti terrestri;
- l'astronomia infrarossa (IR) che dapprima sfrutta le finestre atmosferiche da terra (vedi Figura 1.3) per poi spostarsi su piattaforme spaziali (satelliti IRAS, ISO-ESA, Spitzer-NASA, Herschel-ESA ...);
- l'astronomia UV e quella in raggi X che hanno bisogno di piattaforme orbitanti fuori dall'atmosfera terrestre.

Ogni volta che l'osservazione ha aperto nuove finestre su regioni spettrali inesplorate ne è emersa una visione del cielo arricchita di nuovi fenomeni che, interpretati alla luce della Fisica hanno rivelato l'esistenza di oggetti del tutto inaspettati e con caratteristiche molto diverse da quelle degli oggetti precedentemente conosciuti. In questo modo, con il miglioramento delle capacità osservative, sono emersi nel corso del tempo nuovi aspetti dell'Universo fisico che hanno portato ad una più completa visione delle sue proprietà e delle relazioni che intercorrono tra gli oggetti che lo compongono.

Quanto abbiamo finora illustrato fa riferimento a quelle informazioni provenienti dal cielo che possiamo raccogliere attraverso il cosiddetto "canale" delle onde elettromagnetiche che, a tutt'oggi, rappresenta la fonte primaria per lo studio dell'Universo esterno.

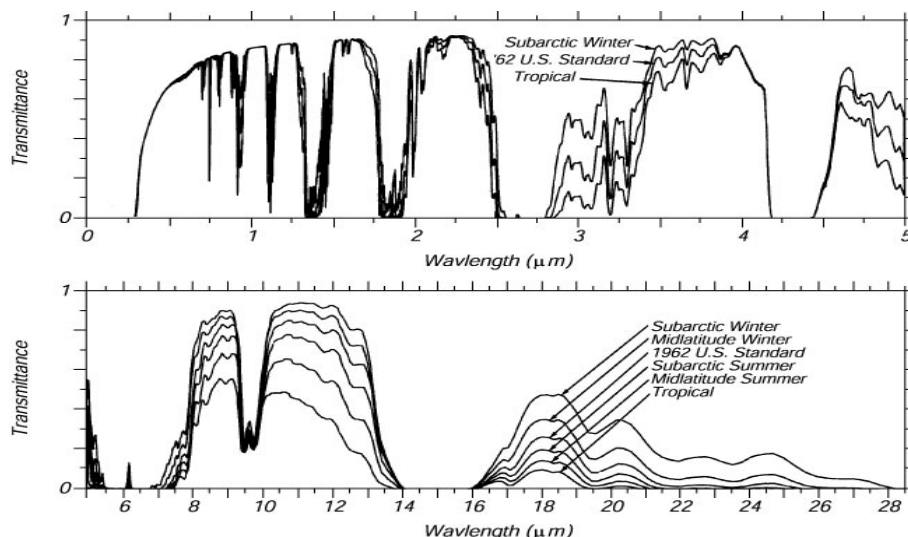


Figura 1.3: Trasmissione atmosferica nella regione del vicino IR ($1 - 5 \mu\text{m}$) e dell'IR termico ($8 - 28 \mu\text{m}$) calcolata per diverse situazioni tipiche dell'atmosfera. Si va da atmosfera subartica invernale (curva più alta) fino a quella tropicale (curva più in basso). Il principale responsabile della mancanza di trasparenza in questa regione spettrale è il vapor d'acqua che evidentemente è presente in misura maggiore nell'atmosfera delle regioni più calde.

Tuttavia è importante anche notare che vi è un altro canale, per il quale il veicolo (detto anche “carrier”) dell'informazione è costituito da nuclei atomici e particelle dotate di massa. Queste sono di provenienza esterna alla Terra e storicamente ad esse si fa riferimento con il nome di **raggi cosmici**. I progressi fatti recentemente nella realizzazione di nuovi rivelatori hanno prodotto un rinnovato interesse per l'osservazione del cielo attraverso il canale particellare, interesse che è anche indotto dalla crescente consapevolezza che lo studio delle particelle elementari possa fornirci una chiave per una lettura fisica dell'universo primordiale.

C'è ancora un altro canale attraverso cui l'universo ci manda informazione, che è quello delle **onde gravitazionali**. Benchè le onde gravitazionali siano previste dalla relatività generale e la loro esistenza sia stata indirettamente provata, già nel 1993 (Nobel per la Fisica), da osservazioni radioastronomiche delle variazioni di periodo di pulsar binarie¹, la loro rivelazione diretta (per la quale è stato attribuito il Nobel 2017) si è avuta solo l'11 feb 2016, grazie ad un grande apparato di misura realizzato da una grande collaborazione internazionale (LIGO and Virgo Scientific Collaboration).

Infine va detto che c'è un altro canale di informazione che è legato agli impatti meteorici che continuamente portano sulla Terra informazioni riguardanti soprattutto il sistema Solare e quindi le immediate vicinanze del nostro pianeta. Sembra tuttavia ragionevole aspettarsi che anche le particelle di origine extra-solare possano essere prima

¹Si tratta di oggetti di massa stellare, ma molto più compatti di una stella normale, che sono prodotti come risultato della evoluzione delle stelle.

o poi distinte ed individuate in modo da ottenere informazioni dal canale meteorico anche su regioni a più grande distanza.

Tabella 1.1: Astronomia IR - breve cronologia delle principali missioni spaziali.

Nome	Agenzia	Inizio	Durata (mesi)	Diametro (cm)	int. spett. (μm)	modo di osserv.
IRAS	NASA et al.	1983	10	57	12 – 100	survey
ISO	ESA	1995	28	60	2.4 – 240	puntato
Spitzer	NASA	2003	30	85	3 – 180	puntato
Herschel	ESA	2009	> 48	350	60–670	puntato
JWST	NASA	2018(*)	60–120	650	0.6–29	puntato

Nota:(*) data stimata nel 2015.

1.1.1 Parametri e limiti dell'osservazione astronomica

Quando osserviamo il cielo abbiamo a che fare, il più delle volte, con fasci di fotoni che, raccolti da un telescopio, vengono inviati all'interno di strumenti sensibili in grado di rivelarli. In una situazione di questo tipo le misure sono caratterizzate da ben precisi parametri che possono essere utilizzati per classificare utilmente le condizioni in cui si svolgono le osservazioni.

Sappiamo infatti che un telescopio ha proprietà direzionali che selezionano solo quei fotoni che arrivano da una ristretta porzione di cielo in una data direzione. Inoltre ogni apparato di misura è sempre caratterizzato da una sensibilità spettrale che è limitata ad un intervallo ristretto di lunghezze d'onda, in genere scelto dall'osservatore, e da una sua rapidità di risposta che ne determina le caratteristiche temporali. In pratica possiamo caratterizzare un'osservazione specificando:

- chi porta l'informazione (il "carrier") a cui il nostro strumento è sensibile: fotoni, raggi cosmici, onde gravitazionali, neutrini, ...
- energia del carrier che viene rivelato
- risoluzione spettrale delle osservazioni
- direzione di osservazione
- risoluzione angolare con cui sono state effettuate le osservazioni
- tempo delle osservazioni
- risoluzione temporale

Naturalmente in questo modo avremo solo descritto le condizioni di osservazione, mentre ancora nulla è stato detto per esprimere il risultato ottenuto da una data osservazione. Per questo dovremo specificare un'altra quantità che è in ultima analisi il flusso di radiazione misurata, sia che si tratti di fotoni che di particelle.

Restrizioni all'osservazione

Si consideri che i *carrier*, cioè i vettori dell'informazione, sono generalmente caratterizzati da uno spettro di energia. In conseguenza le osservazioni possono essere di volta in volta "sintonizzate" su particolari energie, p.es. selezionando con opportuni filtri i fotoni di alta o bassa energia per meglio evidenziare specifici oggetti astrofisici.

Tuttavia vi sono delle restrizioni che è opportuno considerare, e che nel caso dei fotoni sono particolarmente evidenti quando l'energia (o la frequenza) diventa troppo bassa o troppo elevata. A bassissime energie infatti la ionosfera della Terra non permette più il passaggio "trasparente" di onde elettromagnetiche (a frequenze minori di 1 MHz) perchè vengono riflesse o dissipate per assorbimento nel tentativo di attraversare il plasma ionosferico. Anche ipotizzando l'uso di radiotelescopi orbitanti al di fuori dell'atmosfera il guadagno non sarebbe grandissimo visto che la **frequenza di plasma** caratteristica del mezzo interstellare è poco più bassa (dell'ordine dei 0.1 MHz). Per cui al disotto di questa frequenza le onde elettromagnetiche non passano nel mezzo interstellare della nostra Galassia e non possono quindi giungere indisturbate fino a noi.

Anche dalla parte delle alte energie (alte frequenze) incontriamo una barriera nella visibilità dell'universo esterno, dovuta al fatto che i fotoni con energie superiori a circa 5×10^{14} eV (regione spettrale detta dei **raggi gamma** con lunghezza d'onda corrispondente $\lambda \sim 3 \times 10^{-19}$ cm) interagiscono rapidamente con i fotoni del cosiddetto **fondo cosmico a microonde**², convertendo la loro energia in coppie elettrone-positrone. Il libero cammino medio di questi fotoni gamma è stimato dell'ordine di 10 kpc³ il che corrisponde circa alla distanza del Sole dal centro Galattico.⁴ Per cui le eventuali sorgenti di fotoni ad altissima energia situate oltre questa distanza sarebbero invisibili perchè i gamma emessi verrebbero convertiti in coppie e^+e^- prima di arrivare all'osservatore⁵. Un'altra regione spettrale in cui l'universo appare abbastanza opaco è la regione dei **raggi X molli** e dell'UV. In questo intervallo di lunghezze d'onda i fotoni hanno infatti un'energia di poco superiore alla soglia di ionizzazione dell'idrogeno cosicchè vengono facilmente assorbiti a breve distanza dalla sorgente visto che l'H è l'elemento più abbondante nel nostro universo.

Restrizioni all'osservazione di questo tipo valgono anche per i raggi cosmici il cui spettro osservato è mostrato in Figura 1.4. Infatti, ad energie minori di $E \sim 10^{11}$ eV i raggi cosmici non penetrano liberamente nel sistema Solare a causa dell'interazione col **vento solare** che, trasportando con se anche un campo magnetico, intrappola le particelle cariche dei raggi cosmici tendendo poi ad espellerle dal sistema Solare. All'estremo opposto, per energie $E \gtrsim 10^{21}$ eV, le particelle interagiscono con i fotoni del fondo cosmico ai quali cedono molta dell'energia fino a trasformarli in fotoni gamma⁶. Questo fa sì che al disopra di una soglia di energia lo spettro dei raggi cosmici che arriva fino a noi sia fortemente impoverito perchè, una volta che le particelle hanno ceduto gran parte della loro energia ai fotoni, rimangono intrappolate dai campi magnetici associati

²La densità di fotoni del fondo cosmico è stimata in $\sim 400 \text{ cm}^{-3}$

³L'unità di misura delle distanze astronomiche è il **parsec**. Corrisponde a circa 3 anni luce e verrà meglio definita nel seguito

⁴È convenzione generalmente accettata che l'aggettivo "galattico" sia reso con iniziale maiuscola "Galattico" quando ci si vuol riferire alla Via Lattea. L'uso al minuscolo indicherà quindi il riferimento generico alle altre galassie.

⁵La sezione d'urto del processo $\gamma + \gamma \rightarrow e^+ + e^-$ è diversa da zero per energie dell'ordine del MeV e cresce con l'energia fino ad un massimo intorno a $E_\gamma E_\gamma (1 - \cos\theta) \approx 2(m * c^2)^2 \sim 0.5 \text{ TeV}$

⁶fenomeno che viene detto **effetto Compton inverso**

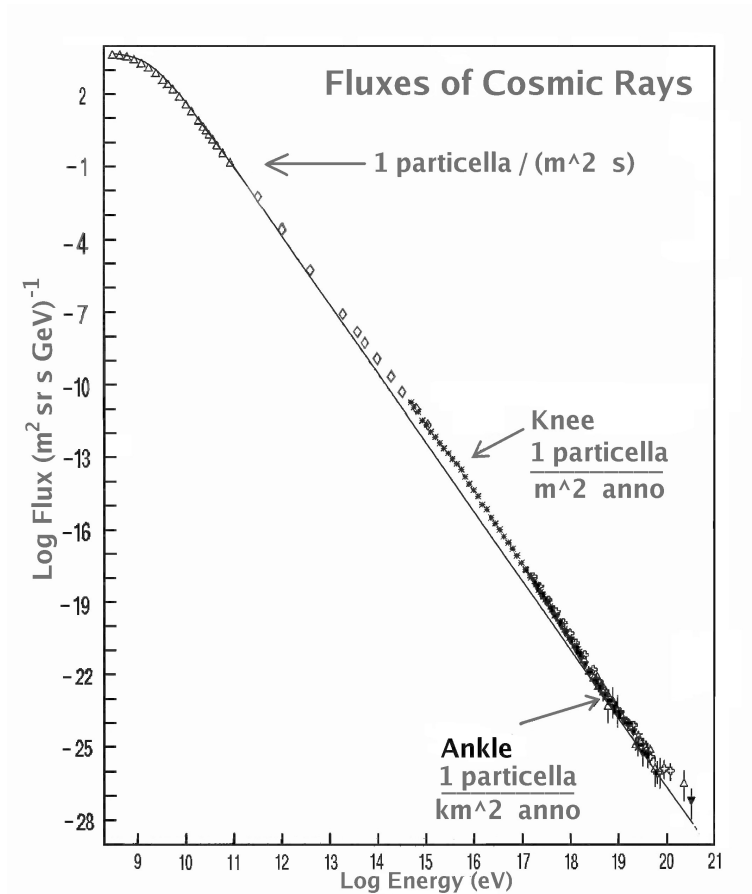


Figura 1.4: Lo spettro dei raggi cosmici. In ordinata il logaritmo del flusso; in ascissa il logaritmo dell'energia espressa in eV. I punti indicati con knee(ginocchio) ed ankle(caviglia) corrispondono a variazioni della pendenza dello spettro che vengono attribuite all'interazione dei raggi cosmici con il campo magnetico Galattico.

alle galassie e perdono quindi direzionalità⁷. La composizione chimica dei raggi cosmici galattici è dominata dall'H ($\sim 85\%$) dall'He ($\sim 12\%$), con la restante parte ($\sim 3\%$) costituita da elettroni ed elementi più pesanti. Il confronto tra le abbondanze degli elementi nei raggi cosmici con quelle solari (vedi Figura 1.5) fornisce indicazioni sulla loro origine extrasolare.

Ulteriori restrizioni

Quanto abbiamo descritto ci rende quindi più consapevoli delle limitazioni alle quali sono soggette le nostre possibilità osservative. Alcune di queste limitazioni sono legate agli specifici strumenti utilizzati per l'osservazione e corrispondono a limiti sia nell'an-

⁷Questo fenomeno va sotto il nome di GKZ (da Greisen-Zatsepin-Kuzmin) cut-off

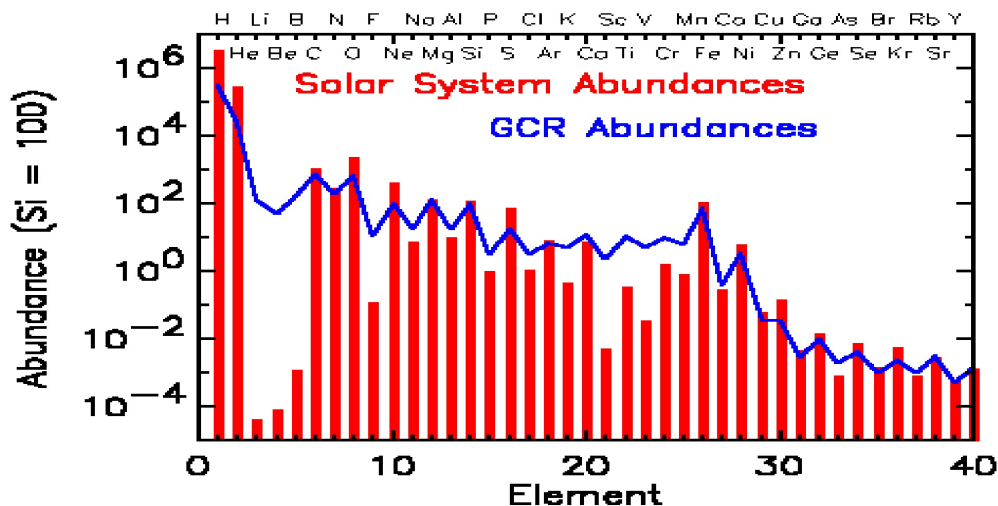


Figura 1.5: Abbondanze degli elementi nei raggi cosmici di origine Galattica. L'abbondanza del Silicio è assunta pari a 100. Il confronto con il sistema solare (rappresentato in figura dalle barre) mette in evidenza le differenze, in particolare la sovrabbondanza degli elementi con $Z=3, 4, 5$ (litio, berillio, boro) e di quelli con $21 < Z < 25$ (scandio, titanio, vanadio, cromo, manganese). L'idrogeno e l'elio appaiono invece sottoabbondanti di un fattore ~ 10 .

golo solido coperto dalle osservazioni, sia nell'intervallo e nella risoluzione spettrale e temporale. Altri limiti sono poi dovuti ai fenomeni fisici che interessano i vettori dell'informazione e che ne condizionano la propagazione verso l'osservatore.

Per completare il quadro è utile ancora renderci conto dei limiti imposti alle osservazioni dalla presenza di un fondo di radiazione che è sempre presente nel cielo. Questo fondo, che si presenta con diversi valori di intensità a seconda del luogo, della direzione e della lunghezza d'onda di osservazione, ha diverse componenti :

- La componente atmosferica, che è quella più brillante, è causata dalla fluorescenza di atomi, in particolare dell'ossigeno e del sodio, che sono eccitati nell'alta atmosfera (a circa 100 km di altezza) dalla radiazione UV del Sole e dall'interazione con vento solare e raggi cosmici. Per questa sua origine la brillantezza del cielo diventa quindi più intensa nei periodi di massima attività solare.
- La componente cosiddetta di **luce zodiacale** prodotta dalle particelle di polvere che, concentrate nelle vicinanze del piano dell'eclittica, diffondono la luce solare.
- La componente di luce stellare prodotta dalla diffusione della luce delle stelle da parte dell'atmosfera, esattamente allo stesso modo in cui durante il giorno la luce del Sole viene diffusa facendo apparire il cielo di un blu intenso.
- Infine anche le stesse stelle e nebulose che popolano la nostra galassia conferiscono al cielo una luminosità di fondo, cosa che è più evidente quando si osserva in direzione della Via Lattea.

Tutte queste componenti contribuiscono a rendere difficili le osservazioni, tanto più quanto più siamo interessati ad oggetti astronomici di brillantezza paragonabile, o addirittura minore, a questi fondi. Quindi il cielo astronomico non è del tutto “nero” a nessuna lunghezza d'onda (o, equivalentemente, a nessuna energia) di osservazione: un aspetto importante da tenere presente nel valutare la fattibilità o meno delle osservazioni che ci potranno interessare.

Purtroppo le possibilità osservative dal suolo, specialmente nella regione ottica dello spettro, si stanno via via degradando proprio a causa dell'aumento della brillantezza del cielo dovuta all'enorme diffondersi dell'illuminazione artificiale notturna. Si noti che questo fenomeno si riscontra anche nella regione delle onde radio dove la grande diffusione di sorgenti di emissione artificiale sta rendendo l'osservazione del cielo radio sempre più problematica. Molto di questo inquinamento luminoso si potrebbe evitare adottando semplici criteri di illuminazione, ma una sensibilità sociale a questo problema non è facile da ottenere. Come stato della situazione in Figura 1.6 è mostrata la distribuzione dell'illuminazione artificiale della superficie terrestre ottenuta con l'uso di immagini satellitari. In Tabella 1.2 sono mostrati i valori di brillantezza del cielo notturno in un buon sito di osservazione.

Tabella 1.2: Brillantezza tipica del cielo notturno, in unità di mag arcsec^{-2} , in un buon sito di osservazione nel nord del Cile.

Fase lunare (giorni)	λ (μm)→	Bande fotometriche				
		U	B	V	R	I
0 (luna nera)		22.0	22.7	21.8	20.9	19.9
3		21.5	22.4	21.7	20.8	19.9
7		19.9	21.6	21.4	20.6	19.7
10		18.5	20.7	20.7	20.3	19.5
14 (luna piena)		17.0	19.5	20.0	19.9	19.2

1.2 Caratteristiche osservative delle stelle

Le stelle sono un oggetto cruciale per l'astrofisica sia perchè storicamente hanno giocato un ruolo primario, essendo rivelate facilmente anche ad occhio nudo, sia perchè la loro stessa esistenza condiziona l'evoluzione delle galassie alle scale più grandi e dei sistemi planetari alle scale più piccole.

Lo studio delle stelle è quindi un passo indispensabile per una appropriata comprensione di altri fenomeni che si svolgono anche su scale molto diverse da quelle tipiche delle stelle.

Per far questo passeremo, in breve rassegna, le loro proprietà principali e nel farlo ci approprieremo della terminologia in uso nell'indagine astrofisica.

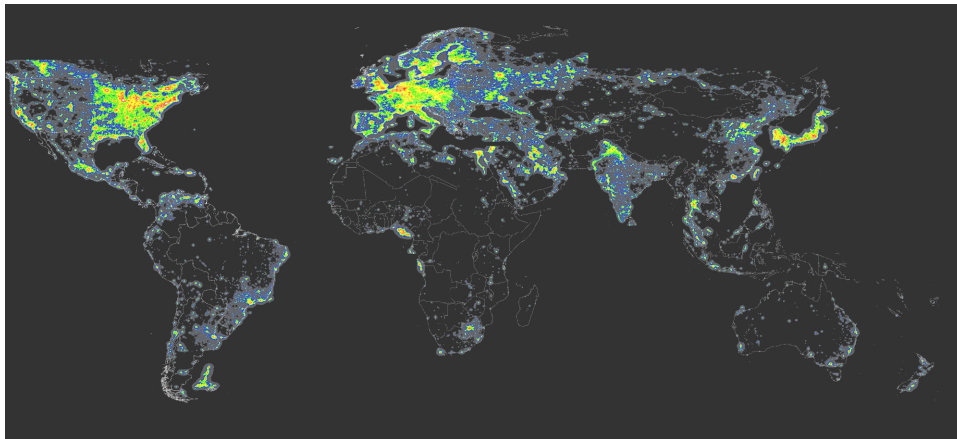


Figura 1.6: Illuminazione notturna della superficie terrestre, ottenuta componendo più immagini satellitari. Sono evidenti le regioni in cui l'illuminazione artificiale limita maggiormente l'osservazione del cielo notturno.

1.2.1 Magnitudini e colori delle stelle

L'osservazione del cielo notturno ad occhio nudo mette immediatamente in evidenza che le stelle non appaiono tutte della stessa brillantezza.

Già nel 129 A.C. Ipparco di Nicea (Grecia) produsse un primo catalogo di circa 800 stelle classificandole in base alla loro brillantezza: di prima grandezza erano indicate le più brillanti, poi col diminuire della brillantezza erano indicate quelle dalla seconda fino alla sesta grandezza. Questo fa capire due cose:

- 1) ad occhio nudo possiamo efficacemente distinguere 6 classi di brillantezza per le stelle;
- 2) a partire da questa prima classificazione lo splendore delle stelle è stato sempre misurato con una grandezza, detta magnitudine, che aumenta al diminuire della brillantezza.

Solo nel 1610 Galileo faceva notare nel "Sidereus Nuncius", il cui frontespizio è riprodotto in Figura 1.7, che il cielo è pieno di stelle più deboli della sesta grandezza:



Figura 1.7: Frontespizio del **Sidereus nuncius** di Galilei.

“Stellula enim quintae aut sextae evidente magnitudinis, per Perspicillum visa, tamquam magnitudinis primae repraesentatur. Verum, infra Stellas magnitudinis sextae adeo numerosum gregem aliarum, naturalem intuitum fugientium, per Perspicillum intueberis, ut vix credibile sit: plures enim, quam sex aliae magnitudinum differentiae, videas licet; quarum maiores, quas magnitudinis septimae, seu primae invisibilium, appellare possumus, Perspicilli beneficio maiores et clariores apparent, quam magnitudinis secundae Sidera, acie naturali visa. Ut autem de inopinabili fere illarum frequentia unam alteramve attestationem videas, Asterismos duos subscribere placuit, ut ab eorum exemplo de caeteris iudicium feras.”

“Sicchè una piccola stella di quinta o sesta grandezza vista al cannocchiale si presenta come di prima grandezza. Ma oltre le stelle di sesta grandezza si vedrà col cannocchiale un così gran numero di altre, invisibili alla vista naturale, che appena è credibile: se ne possono vedere infatti più di quante ne comprendano le altre sei differenti grandezze; le maggiori di esse, che possiamo chiamare di settima grandezza o prima delle invisibili, con l'aiuto del cannocchiale appaiono più grandi e più luminose che le stelle di seconda grandezza viste a occhio nudo. E perchè si abbia prova del loro inimmaginabile numero, volli inserire i disegni di due costellazioni affinché dal loro esempio ci si faccia un'idea delle altre.”

Pogson, intorno alla metà del XIX secolo (nel 1856), introdusse la moderna definizione di magnitudine che deriva dalla constatazione che la risposta allo stimolo luminoso da parte dell'occhio umano è di tipo logaritmico. Egli, servendosi del paragone tra la brillantezza delle stelle e quella di una candela che veniva allontanata opportunamente,

determinò il rapporto tra i flussi di luce prodotti da due stelle che differivano di una grandezza secondo il sistema di Ipparco. Questo rapporto risultava sempre vicino a 2.5 per cui potè concludere che il sistema di classificazione adottato da Ipparco era tale da far corrispondere ad una differenza di 5 grandezze (tra la prima e la sesta grandezza) un fattore circa 100 ($\sim 2.5^5$) nelle intensità delle stelle. Pertanto, la definizione di magnitudine conseguente alla sua impostazione fu:

$$m_\lambda = -2.5 \log_{10} F_\lambda + C_\lambda \quad (1.1)$$

nella quale definizione il segno meno fu introdotto per rispettare l'uso antico di associare grandezze crescenti a brillanze degli astri decrescenti.

Come si può facilmente verificare, il calcolo della differenza di magnitudine tra due stelle, che indichiamo con #1 e #2, a partire dalla precedente dà:

$$m_\lambda(\#2) - m_\lambda(\#1) = 2.5 \log_{10} \frac{F_\lambda(\#1)}{F_\lambda(\#2)}$$

da cui si vede facilmente che un rapporto di flussi pari a 100 corrisponde ad una differenza di magnitudine $\Delta m_\lambda = 5$.

Naturalmente dall'equazione 1.1 è anche evidente che per assegnare il valore assoluto della magnitudine ad un astro, tutti gli osservatori dovranno accordarsi sul valore della costante C_λ . Questo valore viene determinato utilizzando alcune cosiddette **stelle standard** (in genere si tratta di stelle abbastanza brillanti da essere facilmente osservabili, spesso visibili anche ad occhio nudo) alle quali vengono assegnati valori assoluti di magnitudine che non si discostano moltissimo dai valori assegnati nell'antichità. Con questi criteri il valore della magnitudine visuale per alcuni oggetti astronomici rappresentativi è riportata in Figura 1.8 a scopo illustrativo.

Si noti però che la faccenda si complica se consideriamo di osservare il cielo a lunghezze d'onda diverse da quelle ottiche dell'astronomia classica, per cui diventa necessario tener conto che la costante C_λ deve essere definita per diverse lunghezze d'onda di osservazione. La convenzione universalmente accettata è di scegliere le C_λ in modo tale da ottenere sempre lo stesso valore della magnitudine⁸ quando si osserva una stella "normale" con temperatura superficiale $T_{sup} \sim 10.000$ K.

Notiamo ora che se invece di due stelle, osservate alla stessa lunghezza d'onda, consideriamo la brillantezza della stessa stella a due diverse lunghezze d'onda, otteniamo per la differenza di magnitudini:

$$m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2} = 2.5 \log_{10} \frac{F_{\lambda 2}}{F_{\lambda 1}} + C_{\lambda 1} - C_{\lambda 2} \quad (1.2)$$

che costituisce la definizione per il **colore** o anche **indice di colore** di una stella. Questa relazione, che viene spesso indicata con la notazione $[\lambda_1 - \lambda_2]$, corrisponde essenzialmente ad una quantificazione della pendenza dello spettro tra due diverse lunghezze d'onda (la successiva Figura 1.9 ne illustra un esempio).

Da questa definizione e dalla convenzione adottata per le costanti C_λ si deduce che il colore di una stella normale la cui temperatura superficiale sia $T_{sup} \sim 10.000$ K sarà sempre nullo, indipendentemente dalla scelta delle due lunghezze d'onda.

⁸ Un sistema di magnitudini alternativo, detto "AB magnitude system", è invece basato sull'idea che la magnitudine debba rimanere costante quando lo spettro osservato è piatto. Se il flusso monocromatico f_ν è espresso in $\text{erg sec}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Hz}^{-1}$, la definizione è: $m(\text{AB}) = -2.5 \log(f_\nu) - 48.60$. In questo sistema quindi il colore è zero quando il f_ν è costante. Vale la pena di ricordare che: $f_\nu = f_\lambda (\lambda^2/c)$.

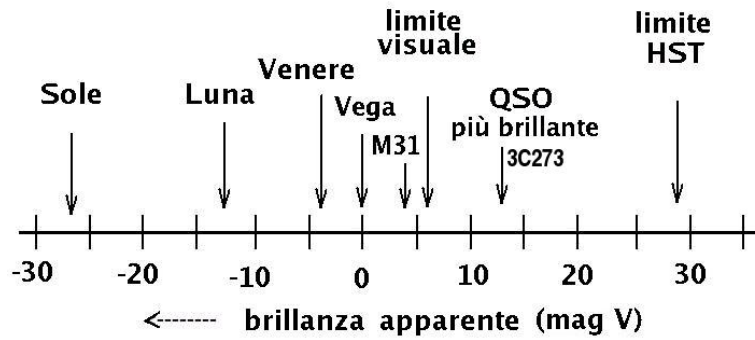


Figura 1.8: Magnitudine apparente nella banda V (visuale) di alcuni oggetti astronomici. Si noti che il limite della brillantezza percepita ad occhio nudo è intorno alle 6 mag, mentre l'uso del telescopio spaziale (HST) consente di rivelare la presenza di oggetti di brillantezza pari a circa 28 mag.

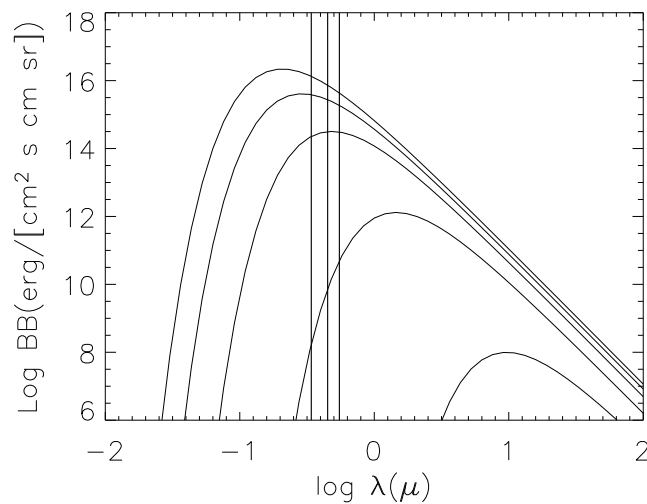


Figura 1.9: Rappresentazione schematica dell'emissione di corpo nero a diverse temperature ($T=300, 2000, 6000, 10000, 14000$ K dal basso verso l'alto). Le linee verticali sono tracciate alle lunghezze d'onda corrispondenti ai filtri U, B, V a partire da sinistra verso destra. Si vede come i rapporti tra i flussi osservati in questi filtri siano sensibili alla temperatura rendendoli quindi adatti a caratterizzare le temperature tipiche delle superfici stellari.

1.2.2 Spettri stellari

Dotarsi di un sistema di classificazione che permetta di considerare differenze e similitudini nei fenomeni osservati è il primo passo necessario per ogni disciplina che ambisca ad indagare il mondo fisico. Classificare significa anche introdurre dei parametri di classificazione, la cui successiva interpretazione in senso fisico potrà poi svelarci la natura dei fenomeni osservati. Il caso della classificazione spettrale delle stelle è esemplare da questo punto di vista.

Il primo astronomo a notare che le stelle erano caratterizzate non solo da una diversa brillantezza ma anche da una varietà nei loro colori fu Angelo Secchi, un gesuita che nel 1866 osservò (ad occhio !) con l'aiuto di un prisma gli spettri di circa 4000 stelle e li classificò, suddividendoli in quattro categorie in base al numero ed alla intensità delle linee di assorbimento osservate. Quindi il parametro da lui scelto per distinguere stella da stella fu l'apparenza, più o meno evidente, di linee di assorbimento nello spettro della luce ricevuta.

Da allora ad oggi il sistema di classificazione spettrale delle stelle è divenuto molto più sofisticato arricchendosi fino a distinguere un centinaio di tipologie spettrali. Ciò che non è cambiato è il principio su cui si basa l'attuale sistema: l'osservazione quantitativa delle righe di assorbimento negli spettri.

In figura 1.10 sono mostrati gli spettri di alcune stelle e si nota come questi siano solcati da linee di assorbimento che tendono a crescere in numero ed intensità andando dall'alto verso il basso. Sfruttando queste caratteristiche gli spettri sono suddivisi in sette **classi spettrali** che, per convenzione, sono indicate con le lettere O, B, A, F, G, K, M le cui caratteristiche sono riassunte in tabella 1.3.

Tabella 1.3: Caratteristiche associate ai tipi spettrali (SpT) della classificazione introdotta da Morgan et al. (1943)

SpT	Colore percepito	Temperatura superficiale	Caratteristiche spettrali principali	Esempi
O	Blu	> 25,000 K	Linee dello ione He II sia in emissione che assorbimento. Forte continuo UV	10 Lacertae
B	Blu	11,000 - 25,000	Linee dell'He neutro in assorbimento	Rigel Spica
A	Blu	7,500 - 11,000	Linee di assorbimento dell'H alla massima intensità per il tipo A0, poi decrescenti	Sirio Vega
F	Blu	6,000 - 7,500	Linee da metalli cominciano ad essere visibili	Canopo Procione
G	Bianco	5,000 - 6,000	Spettro di tipo Solare con linee di metalli neutri e ionizzati che crescono d'intensità (es. Ca II)	Sole Capella
K	Arancio	3,500 - 5,000	Spettro dominato da metalli. Si nota un debole continuo blu.	Arturo Aldebaran
M	Rosso	< 3,500	Bande molecolari (del TiO) sono visibili	Betelgeuse Antares

La seconda colonna nella tabella precedente indica il colore che il nostro occhio percepisce osservando quel tipo di stella, mentre la terza colonna dà un'informazione più quantitativa legata alla temperatura della superficie delle stelle. È proprio questa la chiave di lettura che rende conto dell'apparenza e della varietà degli spettri stellari e quindi corrisponde a quel parametro fisico che è legato alla classificazione spettrale delle stelle. È interessante notare che la forma dello spettro di una sorgente luminosa non dipende dalla distanza e quindi la classificazione degli spettri stellari in termini di temperatura ci permette di avere informazioni sulle temperature delle stelle, comunque esse siano lontane.

La Figura 1.10 mette a confronto, su una comune scala di lunghezze d'onda, alcuni spettri rappresentativi delle varie classi spettrali stabilite.

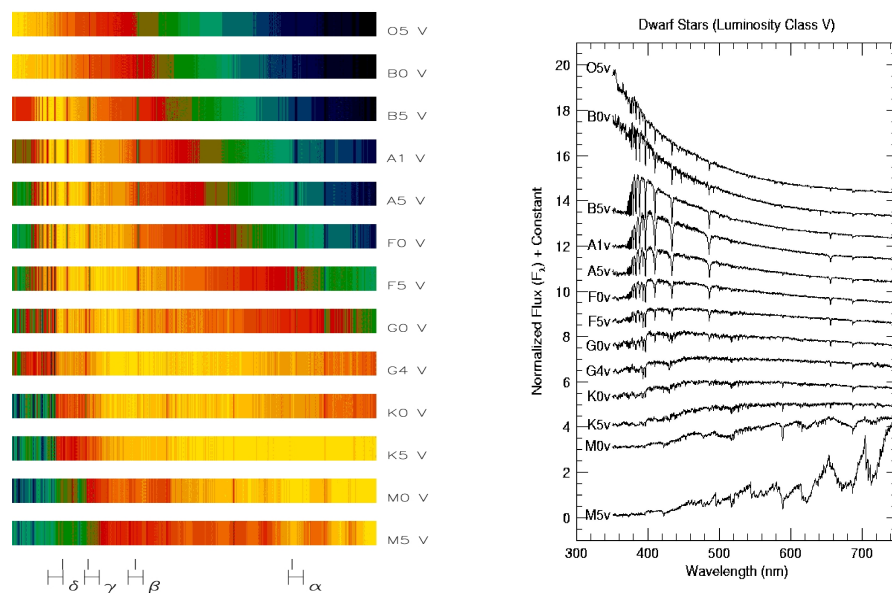


Figura 1.10: Classificazione spettrale delle stelle. A sinistra: apparenza qualitativa degli spettri ordinati per temperatura decrescente dall'alto verso il basso. Il tipo spettrale corrispondente è indicato alla destra di ogni spettro. La posizione delle prime quattro linee della serie di Balmer dell'idrogeno (H_α , H_β , H_γ , H_δ) è indicata in basso a $\lambda(\text{\AA}) = 6563, 4861, 4341, 4102$. A destra: spettrofotometria normalizzata corrispondente ai vari tipi spettrali.

Se quindi la temperatura è il parametro fisico collegato all'apparenza degli spettri, ci possiamo chiedere quale capacità osservativa abbiamo per distinguere due spettri che differiscono di poco in temperatura. La "risoluzione" in temperatura corrisponde a stabilire una ulteriore divisione delle classi spettrali in sottoclassi che, per alcuni tipi spettrali, possono estendersi fino a 10. In base a questa classificazione il Sole viene assegnato alla classe G2, cioè alla sottoclasse 2 del tipo spettrale G.

Il contenuto informativo della classificazione spettrale è quindi riferito alla temperatura superficiale delle stelle che è messa in relazione con l'intensità delle linee di assorbimento che solcano il continuo. Un'idea generale del perchè le linee di assorbimento siano collegate alla temperatura la ricaviamo pensando le stelle come oggetti gassosi che nella parte più esterna emettono radiazione termica da uno strato, detto fotosfera, al disopra del quale è presente una atmosfera costituita da gas a temperatura decrescente verso l'esterno che produce le caratteristiche linee di assorbimento. Queste ultime sono il risultato della presenza in atmosfera di atomi e ioni in grado di assorbire specifiche lunghezze d'onda che corrispondono alle transizioni radiative tra i livelli energetici permessi dalla particolare struttura degli stessi atomi e ioni presenti. Si noti che l'importanza delle linee di assorbimento aumenta al diminuire della temperatura del gas stellare in relazione al fatto che il gas stesso passa da uno stato prevalentemente ionizzato (in corrispondenza di alte temperature caratteristiche dei primi tipi spettrali) ad uno in cui è sempre più ricombinato (al diminuire della temperatura per i tipi spettrali più avanzati) e quindi in grado di assorbire alle lunghezze d'onda delle linee caratteristiche degli atomi e molecole che lo compongono.

È chiaro allora che sarà anche possibile usare l'osservazione delle linee spettrali per ricavare informazioni sulla composizione chimica delle stelle oltre che per classificarne gli spettri.

Larghezza equivalente di una riga

Per esprimere l'intensità delle righe di assorbimento in maniera indipendente dalle modalità usate per ottenere lo spettro (tempo di integrazione, tipo di spettrografo, larghezza della fenditura usata, ...) si introduce una grandezza, detta **larghezza equivalente** (o anche EW, da 'Equivalent Width'), che viene calcolata secondo la seguente relazione:

$$EW = \int_{\text{linea}} \frac{I_c - I_\lambda}{I_c} d\lambda \quad (1.3)$$

dove I_λ ed I_c rappresentano rispettivamente l'intensità osservata sulla linea e sul continuo adiacente. Grazie al fatto che questa è una grandezza relativa, non dipende più dal particolare strumento nè dalla durata della osservazione ed è quindi quella più adatta per una corretta classificazione spettrale. Dalla precedente relazione e dalla Fig. 1.11 possiamo anche notare che:

- il contributo all'integrale viene solo dalla regione spettrale in cui è presente l'assorbimento perchè allontanandosi dal centro della linea $I_\lambda \rightarrow I_c$;
- questa grandezza si può interpretare come la larghezza di base di un rettangolo che, sovrapposto al continuo al posto della linea osservata, toglie allo spettro la stessa quantità di energia.

Effetti della pressione sullo spettro

Prima di concludere questa parte è importante notare che, sebbene la temperatura sia il parametro più importante nel determinare l'apparenza degli spettri stellari, vi è ancora un'altro parametro fisico intrinseco delle stelle che è valutabile dalla semplice osservazione dello spettro emesso. Questo parametro è la **pressione del gas** che produce

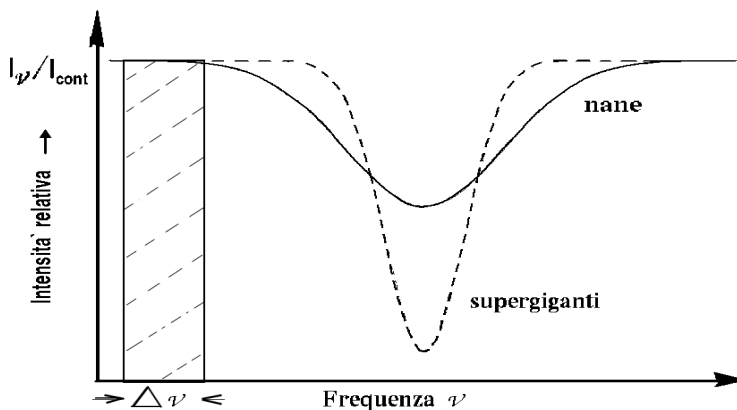


Figura 1.11: Due diversi profili della stessa linea spettrale, mostrati rispettivamente da stelle nane (linea continua) e supergiganti (linea tratteggiata). Si noti che l'area contenuta tra il continuo ed i rispettivi profili è uguale e quindi la **larghezza equivalente** della riga (mostrata con $\Delta\nu$ alla base del rettangolo tratteggiato di area uguale a quella delle righe) rimane la stessa.

le linee di assorbimento e che può essere determinata a partire dalla osservazione dei profili delle stesse linee spettrali.

Infatti, un'atomo o ione che emette o assorbe radiazione in un ambiente in cui avvengono molte interazioni con gli altri componenti del gas (atomi, ioni ed elettroni) subisce da parte di questi ultimi una perturbazione dei propri livelli energetici tanto più rilevante quanto più la densità, o equivalentemente la pressione del gas, è elevata.

Questo si traduce in una maggiore indeterminazione dei livelli di energia coinvolti nella transizione ed, in ultima analisi, in un allargamento del profilo delle linee spettrali (vedi Figura 1.11). Osserviamo allora che lo stesso tipo spettrale può corrispondere a diversi profili di assorbimento delle righe e quindi possiamo concludere che una data temperatura superficiale (corrispondente ad un tipo spettrale) può essere associata a diverse densità nell'atmosfera delle stelle. È interessante qui notare che la misura della luminosità per stelle dello stesso tipo spettrale ha permesso di accorgersi che le righe di assorbimento appaiono più strette ogni volta che osserviamo oggetti di alta luminosità, suggerendo in questo modo che le stelle in questione debbano essere di dimensioni maggiori rispetto a quelle che mostrano righe dal profilo più largo.

È evidente che, a parità di tipo spettrale e quindi di temperatura superficiale, le stelle più luminose devono avere anche una superficie emittente maggiore e quindi una maggiore dimensione. Questo implica che la gravità alla superficie di queste stelle sia minore e quindi il gas atmosferico sia meno denso e produca per questo linee più strette.

Nasce così la consapevolezza che le stelle possono avere dimensioni molto diverse tra loro; cosa che, come vedremo più avanti, è legata in gran parte alla evoluzione delle stesse stelle.

Per tener conto di questa caratteristica degli spettri stellari sono state introdotte le cosiddette **classi di luminosità** che sono riportate in tabella 1.4.

Tabella 1.4: Classificazione di luminosità.

Classe di luminosità ^a	Tipo di stella	Esempi
O (Ia0)	Ipergiganti	ρ Cas, RW Cep
I (Ia, Iab, Ib)	Supergiganti luminose	α Ori, β Ori
	(a seconda della luminosità)	α Car, β Sco
II	Giganti luminose	θ Lyr, α UMi
III	Giganti	α Tau, β Car
IV	Subgiganti	α CMi A, η Boo
V	Nane di Sequenza Principale	α Cen A, Sole
VI (sd)	Subnane	proxima Cen
VII	Nane bianche	α CMa B, α CMi B

^a In prima colonna tra parentesi sono riportate altre possibili indicazioni usate in letteratura.

Da quanto abbiamo visto possiamo quindi dire che lo spettro delle stelle ci fornisce due osservabili di notevole utilità: l'intensità ed il profilo delle righe di assorbimento. Queste due grandezze vengono correntemente adottate come indicatori, rispettivamente, della temperatura e della pressione superficiale. Ora, per mettere ordine a quanto abbiamo visto finora definiamo il cosiddetto **tipo spettrale** che corrisponde alla specificazione di tre quantità legate, nell'ordine, alla classe spettrale, alla sottoclasse spettrale ed alla classe di luminosità. Così al Sole viene assegnato il tipo spettrale G2 V, che descrive la sua natura di stella nana di **sequenza principale**, con temperatura superficiale $T_{sup} \simeq 5700$ K.

Per completezza diremo infine che a questi tipi spettrali nel tempo se ne sono aggiunti altri che però non indicano necessariamente la temperatura o la luminosità della stella, ma piuttosto altre caratteristiche come, p.es., la composizione chimica o specifiche peculiarità rispetto agli spettri delle stelle "normali". Un esempio di peculiarità si ha nell'osservazione di spettri stellari che mostrano linee in emissione⁹ oppure mostrano la contemporanea presenza di caratteristiche di due o più tipi spettrali, come può avvenire nel caso di stelle doppie o multiple che non siano spazialmente risolte.

1.2.3 Caratteristiche fisiche

Luminosità

La luminosità di un oggetto stellare è definita come la potenza totale che corrisponde al flusso di energia che attraversa una sfera che circonda la stella. Questa la possiamo scrivere come somma di tre sottotipi di luminosità :

$$L_* = L_\gamma + L_\nu + L_M$$

che corrispondono rispettivamente alla componente fotonica, a quella neutrinica ed a quella dovuta alla perdita di massa.

⁹La presenza di linee di emissione in uno spettro stellare spesso segnala la presenza di un involucro circumstellare molto più esteso della normale atmosfera.

I fotoni: L_γ

La luminosità dovuta ai fotoni è quella più facilmente misurabile mediante misure di flusso e di distanza dalla Terra. I metodi per misurare le distanze astronomiche sono molteplici e coinvolgono sia misure trigonometriche (p.es. parallassi annue, moti propri di ammassi) che fotometriche e spettroscopiche (p.es. Novae, Supernovae, Cefeidi, parallassi spettroscopiche). Questi metodi, che verranno illustrati brevemente più avanti (vedi par. 1.4), sono essenzialmente limitati alla determinazione delle distanze all'interno della nostra Galassia (che ha un **raggio visibile** di circa 15 kpc¹⁰) o al massimo del Gruppo Locale (~ 10 Mpc), solo il metodo basato sulla luminosità delle supernovae è utilizzabile anche su distanze maggiori. In ogni caso sia i metodi fotometrici che quelli spettroscopici presuppongono la conoscenza di alcune proprietà intrinseche delle stelle che si ricavano essenzialmente dallo studio delle stelle vicine.

La necessità di misurare distanze anche maggiori ha portato poi alla elaborazione di altri metodi basati sulle caratteristiche non più delle stelle ma delle galassie per l'ovvia proprietà che queste hanno di essere visibili a maggiori distanze rispetto alle stelle, avendo una luminosità intrinseca maggiore.

Per valutare la componente fotonica della luminosità di una stella una volta nota la sua distanza D e misurato il suo flusso all'osservatore, possiamo usare la semplice relazione:

$$L_\gamma = 4 \pi D^2 \int_0^\infty F(\lambda) d\lambda$$

dove $F(\lambda) d\lambda$ è il flusso netto uscente dalla sfera di raggio D alla lunghezza d'onda λ e nell'intervallo spettrale $d\lambda$. È chiaro che la precedente relazione è scritta nell'ipotesi che l'atmosfera della Terra e lo spazio interstellare non modifichino lo spettro emesso dalla stella e che si possa disporre di un rivelatore di radiazione sensibile a tutto lo spettro. In effetti per valutare correttamente la funzione integranda dobbiamo fare misure a diverse lunghezze d'onda e quindi correggerle opportunamente per tener conto degli effetti prodotti sia dall'assorbimento atmosferico che dall'arrossamento interstellare dovuto alle polveri cosmiche¹¹. Alle luminosità determinate integrando il flusso su tutte le lunghezze d'onda si dà il nome di **luminosità bolometriche** e a queste grandezze si ricorre per un paragone assoluto tra le brillanze dei diversi tipi di stelle.

A questo scopo si definisce anche la **magnitudine assoluta** M_{bol} come la magnitudine apparente m_{bol} che si osserverebbe se la stella in questione fosse posta alla distanza convenzionale di riferimento di 10 pc. Se si adotta questa convenzione e si tiene conto della sola diluizione geometrica della radiazione (cioè del fatto che $F_{osservato} \propto d^{-2}$) si ricava facilmente (cfr. Paragrafo 1.4) che, indipendentemente dalla lunghezza d'onda di osservazione, possiamo scrivere:

$$M - m = 5 - 5 \log d$$

dove la distanza d è espressa in parsec. Quindi, se la luce degli oggetti astronomici è soggetta alla sola diluizione geometrica, possiamo ottenere la distanza d di ogni

¹⁰Per "raggio visibile" si intende il raggio della distribuzione di materia visibile, precisazione utile per distinguerlo dal raggio ipotizzato per la materia "oscura" associata alle galassie.

¹¹Lo spazio interstellare contiene, oltre a gas rarefatto, anche particelle solide (**cosmic dust**) che interagendo con la radiazione la estinguono in modo differenziale rispetto alla lunghezza d'onda: la radiazione a λ brevi è estinta molto più di quella a λ lunghe.

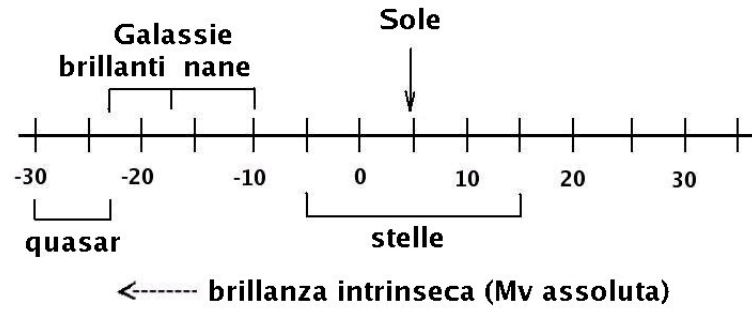


Figura 1.12: Magnitudini assolute, a lunghezze d'onda visuali, per alcuni oggetti astronomici. Si noti che il Sole che ha una magnitudine apparente $m_{V_{\odot}} \simeq -26.7$ alla distanza di 1 AU (Astronomical Unit, pari alla distanza Terra-Sole), mentre a 10 pc di distanza apparirebbe di $M_{V_{\odot}} \simeq +4.8$ (cfr. la Fig.1.8).

sorgente di cui conosciamo la magnitudine assoluta M e misuriamo quella apparente m . La Figura 1.12 mostra la scala delle brillanze intrinseche di alcuni oggetti astronomici espresse in termini della loro magnitudine assoluta M_V riferita alla banda visuale.

Se invece ci si vuol riferire a tutto lo spettro sarà più opportuno utilizzare la luminosità totale L_{γ} definita prima, esprimendo le cosiddette **magnitudini assolute bolometriche** come:

$$M_{bol} = -2.5 \log L_{\gamma} + c$$

Nella precedente la costante c è quella che fissa lo zero della scala di magnitudini che considera l'intero spettro della radiazione emessa. La magnitudine assoluta così determinata è detta anche bolometrica proprio perchè riferita a tutto lo spettro e non ad una particolare banda fotometrica (U,B,V, etc.).

I neutrini: L_{ν}

La luminosità neutrinica L_{ν} , a differenza delle altre due L_{γ} ed L_M , non è facilmente misurabile e quindi viene determinata solo per via teorica a partire dal modello di stella in questione. Nelle stelle normali questa luminosità viene prodotta essenzialmente nei **core stellari**, cioè nelle regioni più centrali delle stelle in cui sono attivi processi di fusione nucleare che sostengono la luminosità stellare a partire dalla fase di **sequenza principale**¹² in poi. I neutrini prodotti in queste reazioni, a differenza dei fotoni che pure vengono prodotti, hanno una altissima probabilità di sfuggire dalla

¹²Nella fase di **sequenza principale** la luminosità stellare è prodotta nel nucleo centrale attraverso reazioni nucleari che convertono H in He; è anche la fase in cui le stelle trascorrono la maggior parte della loro vita.

stella senza ulteriori interazioni con la materia stellare. Queste particelle infatti interagiscono molto debolmente con la materia, tanto che il loro libero cammino medio in acqua è stimato ¹³ dell'ordine di $10^9 R_\odot$. Possiamo quindi pensare che i neutrini una volta prodotti sfuggano liberamente dagli interni stellari portando informazione diretta sulle condizioni fisiche del *core stellare*. L'altra faccia della medaglia è rappresentata dal fatto che, proprio per la bassissima sezione d'urto di interazione con la materia ¹⁴, è difficile rivellarli. Nonostante queste difficoltà nel caso del Sole è oggi possibile misurare la luminosità neutrinica giacchè la sua vicinanza alla Terra fa sì che il flusso sui rivelatori sia sufficientemente intenso da provocare un certo numero di eventi di rivelazione in un tempo ragionevole. Esperimenti di questo tipo (tra cui anche quelli svolti alla fine degli anni 90 presso i Laboratori Nazionali del Gran Sasso) indicano un flusso di neutrini minore rispetto a quello previsto teoricamente dai modelli degli interni solari. Questa discrepanza è stata lungamente discussa: la spiegazione che oggi ha più credito è basata sulla proprietà che hanno i neutrini di "oscillare" ovvero sulla possibilità che hanno di modificare periodicamente la loro massa durante il tragitto Sole-Terra e quindi appearing all'osservatore a Terra di natura diversa rispetto alla partenza.

La perdita di massa: $L_{\dot{M}}$

La luminosità per perdita di massa è invece più facilmente osservata in un gran numero di stelle. Si va da quelle che perdono massa molto rapidamente, come le Supernovae e le stelle Novae, a quelle che espellono la massa più lentamente, ma con continuità e per tempi più lunghi, come le giganti rosse o anche, in misura minore, le stelle cosiddette **normali o di sequenza principale**. Per trasportare lontano dalla stella un grammo di materiale stellare si richiede energia non solo per vincere il legame gravitazionale, ma anche per portare il materiale espulso alla temperatura e alla velocità finale. Possiamo scrivere allora una relazione che tenga conto di questi contributi:

$$L_{\dot{M}} = \left(G \frac{M_*}{R_*} + (U_\infty - U_*) + \frac{v_\infty^2}{2} \right) \frac{dM}{dt}$$

dove con U e con v_∞ abbiamo rispettivamente indicato l'energia interna per unità di massa e la velocità all'infinito.

Per il Sole si osserva che

$$L_{\dot{M}_\odot} = 2 \times 10^{-6} L_{\gamma_\odot}$$

avendo usato il simbolo $\odot$ per riferire le quantità al Sole, come è usuale in ambito astrofisico. Tuttavia, se il contributo alla luminosità dovuto alla perdita di massa nel Sole è trascurabile rispetto al contributo dei fotoni, dobbiamo tener presente che questo non è sempre il caso per tutte le stelle essendo state osservate situazioni in cui $L_{\dot{M}} \simeq 10^7 L_{\dot{M}_\odot}$. Queste situazioni così differenti sono appannaggio non solo di oggetti di massa diversa, ma anche dello stesso oggetto che si viene a trovare in fasi diverse della sua evoluzione. La perdita di massa infatti è un fenomeno abbastanza frequente perchè caratterizza sia le fasi evolutive di pre-sequenza che quelle di post-sequenza principale di tutte le stelle, indipendentemente dalla loro massa.

¹³È convenzione dell'astronomia indicare le grandezze che si riferiscono al Sole con il suffisso $\odot$ che quindi adotteremo d'ora in avanti.

¹⁴la sezione d'urto è dell'ordine di 10^{-38} cm^2 .

Masse

La massa delle stelle può essere determinata direttamente solo in quei casi in cui le stelle si trovano in sistemi binari dei quali si possa determinare il moto orbitale. I casi più favorevoli sono quelli in cui si può misurare la separazione tra le due stelle ed il loro rispettivo moto orbitale attorno al centro di massa del sistema. Una semplice applicazione della terza legge di Keplero porta a ricavare che:

$$\frac{M_1 + M_2}{M_\odot + M_\oplus} = \frac{A^3}{P^2}$$

dove M_1 ed M_2 sono le masse delle due stelle, A è il semiasse maggiore dell'orbita espresso in UA (unità astronomiche), $M_\oplus$ è la massa della Terra e P è il periodo del sistema binario espresso in anni. Il rapporto delle masse invece si può determinare solo in quei sistemi binari per i quali è possibile individuare la posizione del centro di massa attraverso la determinazione dell'orbita apparente nel cielo delle due componenti. Si può così, dalla conoscenza della somma e del rapporto delle masse, risalire univocamente ai valori delle singole masse delle stelle. Purtroppo però, a causa dell'esiguo numero di binarie per cui è possibile applicare il metodo descritto, la massa di una stella rimane una quantità difficile da misurare in modo diretto, tanto che spesso viene utilizzata una relazione fra massa e luminosità che però vale solo per le stelle di sequenza principale:

$$L = \text{cost } M^\nu \quad (1.4)$$

con un valore dell'esponente compreso nell'intervallo $3.5 < \nu < 4$. Questa relazione quindi non è generalmente valida e non è applicabile, p.es., per valutare le masse delle giganti rosse o delle nane bianche. Vedremo poi come la precedente relazione troverà una giustificazione alla luce della teoria della struttura stellare.

Per ora limitiamoci a considerare gli aspetti osservativi, che sono illustrati dalla figura 1.13 sulla quale sono riportati sia i valori di massa e luminosità ricavati dall'osservazione sia la relazione massa-luminosità ottenuta dal modello di struttura stellare che introdurremo più avanti.

Raggi

I raggi delle stelle sono quantità che, eccettuati pochi casi ¹⁵, non sono direttamente misurabili per cui si usa ricorrere alle leggi di emissione del corpo nero per determinarli. Siccome lo spettro continuo emesso dalle fotosfere stellari è, in prima approssimazione, assimilabile a quello emesso da un corpo nero (che indicheremo con BB dalle iniziali di "Black Body"), possiamo scrivere:

$$L_{bol} = 4\pi R_*^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad (1.5)$$

dove il suffisso "bol" ricorda che la grandezza è bolometrica, cioè riferita a tutto lo spettro e non ad una particolare lunghezza d'onda. Nella precedente abbiamo indicato con T_{eff} la **temperatura efficace** ¹⁶ della fotosfera e con σ la costante di Stefan-Boltzmann. Poiché la luminosità e la temperatura efficace sono quantità più facilmente

¹⁵limitati al Sole ed alle stelle giganti più vicine

¹⁶che introdurremo meglio più avanti

Mass-Luminosity Relation

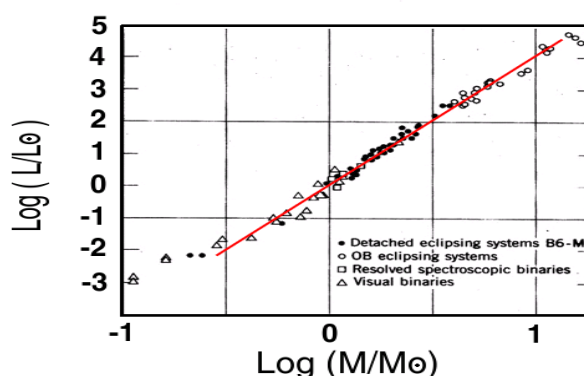


Figura 1.13: La relazione luminosità-massa per stelle di sequenza principale. I triangoli sono determinazioni ottenute da osservazioni di sistemi binari visuali. I punti sono invece ottenuti da sistemi binari cosiddetti **detached** (o distaccati). Si tratta in tutti i casi di stelle relativamente vicine al Sole per le quali le osservazioni sono più accurate.

misurabili con diverse tecniche osservative, ne deriva che il raggio R_* potrà essere ricavato in maniera indiretta. Notiamo però che nella relazione precedente un errore nella determinazione della T_{eff} si rifletterà amplificato sul valore ricavato per R_* e che per valutare rigorosamente la T_{eff} sarebbe necessaria la determinazione dell'emissione della superficie stellare sul più grande intervallo spettrale possibile (come vedremo in seguito).

La tecnica è diventata più affidabile nel momento in cui si è stati in grado di sostituire l'approssimazione di corpo nero con modelli di atmosfera stellare in grado di meglio riprodurre gli spettri osservati e quindi di legare meglio la luminosità totale al raggio stellare. Tuttavia, almeno per stelle normali che irradiano la loro energia principalmente nella regione spettrale del visibile, l'approssimazione di corpo nero è abbastanza buona ai fini della valutazione della luminosità totale delle stelle. In questo senso le temperature ricavate per stelle normali da misure spettrali e/o fotometriche, anche se limitate alla regione del visibile, sono ragionevolmente accurate.

Esiste comunque una tecnica interferometrica per la misura dei diametri stellari che negli ultimi anni sta facendo grandi progressi, anche grazie alla accuratezza di puntamento, tracking e posizionamento raggiunta dai moderni telescopi. Uno schema di interferometro per la misura dell'estensione angolare degli oggetti astronomici è riportato in Figura 1.14. I due fasci di radiazione provenienti dai due telescopi di diametro D vengono convogliati verso un comune punto in cui si può osservare il fenomeno dell'interferenza che, dovuto alla natura ondulatoria della luce, corrisponde alla formazione di frange di interferenza¹⁷. Modificando la distanza tra i due telescopi le frange di inter-

¹⁷Queste appaiono come un alternarsi di zone di illuminazione e zone d'ombra al piano focale dello strumento

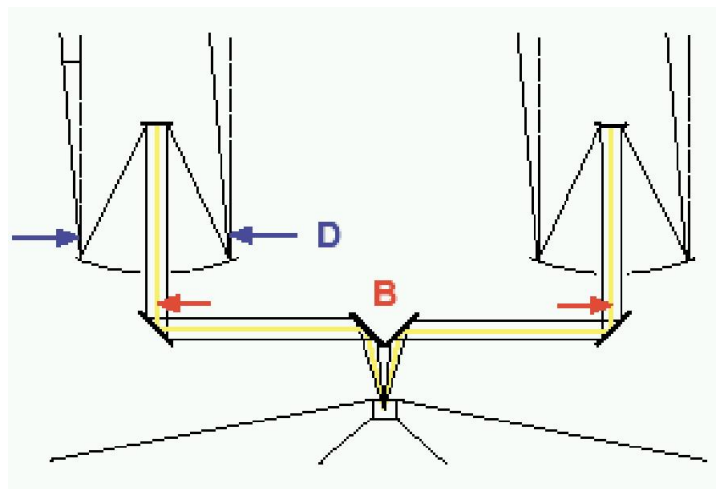


Figura 1.14: Schema di un interferometro costituito da due telescopi di diametro **D** collocati ad una distanza **B** detta **baseline**. Ad una data lunghezza d'onda la luce proveniente dalla stella è assimilabile ad un'onda piana che viene raccolta dalle superfici dei due telescopi. In questo modo questi ultimi si comportano come due sorgenti coerenti in grado di interferire. Si noti però che la turbolenza della atmosfera terrestre disturba la planarità del fronte d'onda l'onda, in particolare nella regione del visibile e vicino IR.

ferenza variano in modo tale che dal loro comportamento si può dedurre la dimensione angolare sottesa dalla sorgente nel cielo. Quindi, se è nota la distanza della sorgente, sarà possibile ricavare anche la dimensione fisica della sorgente. In Figura 1.15 sono mostrati due casi in cui la diversa dimensione angolare della sorgente non si rivela con l'osservazione telescopica diretta, ma usando il metodo interferometrico.

La successiva Figura 1.16 mostra la variazione dell'apparenza delle frange di interferenza al variare della distanza **B** (anche detta **baseline**) tra i telescopi.

Si noti che per utilizzare correttamente le frange di interferenza è necessaria una accuratezza nel posizionamento dei due telescopi dell'ordine della lunghezza d'onda, il che fa capire come nella regione ottica dello spettro questa tecnica presenti difficoltà molto maggiori che nelle radioonde.

Comunque si ottengano i valori dei raggi delle stelle di sequenza principale, è interessante notare come anche questi seguano una correlazione con la massa. Questa è evidenziata in figura 1.17 dove sono riportati i raggi ottenuti per le stesse stelle usate precedentemente per ricavare la relazione massa-luminosità.

Temperature

La determinazione delle temperature superficiali delle stelle può essere fatta sulla base della classificazione spettrale a cui abbiamo già accennato.

È infatti evidente che l'osservazione di linee di assorbimento negli spettri stellari indica che gli atomi e le molecole, responsabili delle linee di assorbimento, si trovano nei livelli energetici da cui partono le transizioni osservate. Questo fatto a sua volta

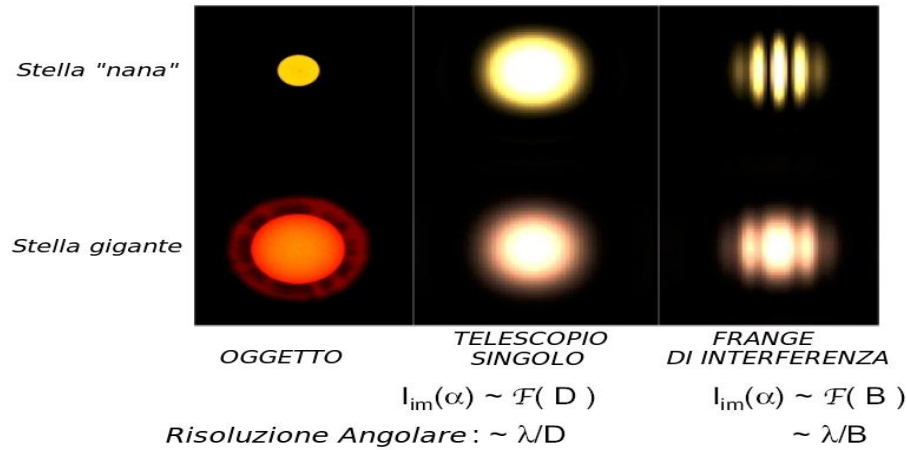


Figura 1.15: A sinistra sono mostrati due possibili casi di stelle proiettate sulla volta del cielo: una di dimensioni angolari piccole (sopra) ed una di dimensioni maggiori (sotto). Tutti e due i casi però corrispondono ad una estensione angolare minore del potere risolutivo di un telescopio e quindi appaiono molto simili se osservate con un telescopio di diametro D (immagini al centro). A destra vediamo invece come appaiono le due sorgenti se osservate con un interferometro di *baseline*= B . Più estesa è la sorgente, minore è il contrasto con cui si presentano le frange di interferenza. Se si determina il contrasto è quindi possibile risalire alla dimensione angolare sottesa dalla sorgente.

suggerisce che la temperatura del gas stellare è tale da conferire alle particelle un'energia cinetica sufficiente a popolare collisionalmente i livelli energetici coinvolti. Ecco che quindi diventa intuitivo un legame tra l'intensità delle linee di assorbimento e la temperatura del gas: più gli atomi responsabili degli assorbimenti sono facilmente eccitati (dalle collisioni) nei livelli da cui si originano le transizioni, più le linee appaiono intense. Questa considerazione ci fa riflettere sul fatto che l'assenza di linee di assorbimento di un dato elemento non è automaticamente sinonimo di assenza della specie atomica (o molecolare) in questione. Può succedere infatti che l'elemento sia presente ma i livelli energetici da cui partono gli assorbimenti non siano sufficientemente popolati nelle particolari condizioni fisiche in cui si trova il gas analizzato.

Un esempio di questa situazione lo abbiamo già incontrato in Figura 1.10 dove le linee della serie di Balmer dell'idrogeno, che partono dal primo livello al di sopra dello stato fondamentale (con $n=2$), appaiono più evidenti intorno al tipo spettrale A, mentre tendono a scomparire sia verso i primi che verso gli ultimi tipi spettrali. In tutti i casi comunque l'idrogeno è sempre presente, ma per le stelle più calde è in massima parte ionizzato (dalla stessa radiazione stellare) mentre nelle stelle più fredde si trova principalmente nello stato fondamentale e quindi non è attivo nel produrre assorbimenti della serie di Balmer.

Si capisce quindi come sia possibile determinare accuratamente la temperatura dei gas delle superfici stellari costruendo un modello di atmosfera che consideri la presenza di atomi e molecole i cui livelli possono essere più o meno popolati collisionalmente in funzione della temperatura del gas. Lo spettro che emerge poi dalla stella può

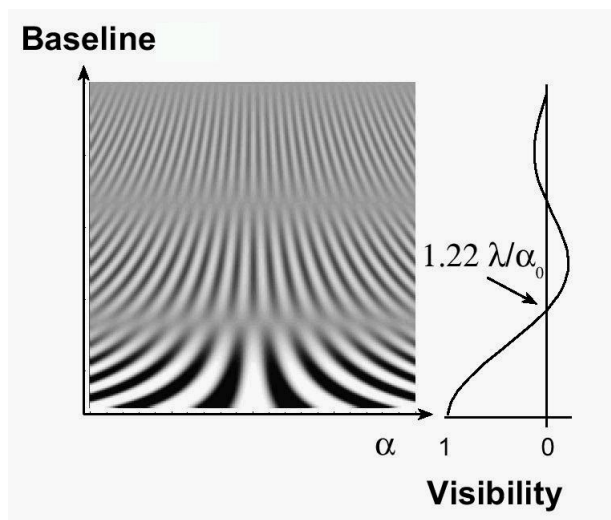


Figura 1.16: Comportamento delle frange di interferenza in funzione della baseline per una sorgente che sottende un angolo di α_0 radianti. La “Visibilità”, che è mostrata a destra, rappresenta una misura del contrasto ed è definita come $V = (I_{max} - I_{min}) / (I_{max} + I_{min})$, con I_{max} ed I_{min} rispettivamente intensità delle frange al picco ed in valle. Si noti che la visibilità va a zero quando la baseline è pari a $1.22 \lambda / \alpha_0$ (praticamente picchi e valli non si distinguono). Se quindi si determina il primo zero della visibilità si potrà anche valutare la dimensione angolare della sorgente nel cielo.

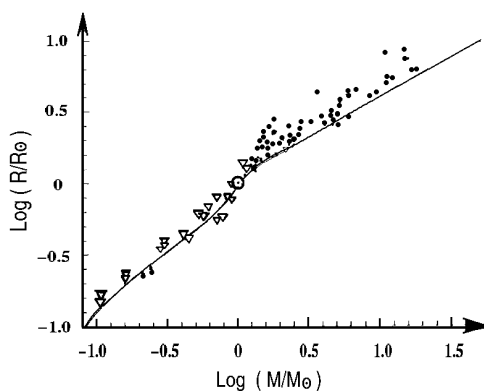


Figura 1.17: La relazione raggio-massa per le stesse stelle di sequenza principale rappresentate in figura 1.13. I simboli e la linea continua che passa tra i punti hanno lo stesso significato di figura 1.13.

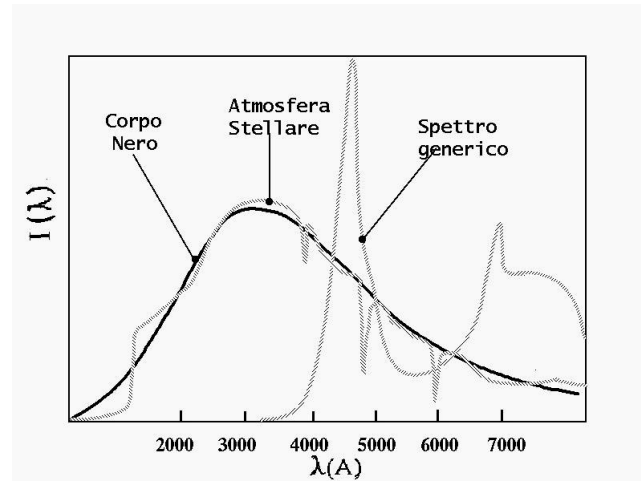


Figura 1.18: Rappresentazione schematica di tre spettri emessi rispettivamente dall'unità di superficie di un corpo nero di temperatura $T_{BB} = 10^4$ K (linea continua), da una superficie stellare di tipo spettrale A0 (linea tratteggiata che corre in vicinanza del corpo nero), e da una sorgente peculiare quale potrebbe essere una lampada che produca luce artificiale (altra linea tratteggiata). Si noti che l'area sottostante la curva, e quindi l'energia totale emessa, è la stessa nei tre casi e pertanto la temperatura efficace corrispondente sarà $T_{\text{eff}} = 10^4$ K in tutti e tre i casi.

essere interpretato come il risultato dell'interazione tra una radiazione continua, simile a quella di un corpo nero ed emessa dagli strati alla base dell'atmosfera (la **fotosfera**¹⁸), e gli atomi, ioni e molecole presenti. La radiazione sarà assorbita alle lunghezze d'onda caratteristiche dei livelli energetici che, a seconda della temperatura del gas atmosferico, sono effettivamente popolati. Modelli di questo tipo sono stati ampiamente sviluppati e portano a descrivere le atmosfere stellari come gas non più a temperatura costante, ma decrescente verso l'esterno, come vedremo meglio più avanti.

Temperatura efficace

Nonostante questi modelli sofisticati, la determinazione della temperatura delle stelle può essere fatta anche in modo più semplice, utilizzando considerazioni sull'energia totale emessa dalla stella ed in particolare sulla luminosità. Infatti già l'equazione 1.5 mette in relazione la luminosità con la **temperatura efficace** T_{eff} che è definita come *la temperatura di un corpo nero che emette per unità di superficie e di tempo la stessa quantità di energia emessa dalla superficie stellare*. È chiaro quindi perché alla grandezza "temperatura" si aggiunge la precisazione di "efficace". Per illustrare questo concetto in Figura 1.18 sono schematicamente riportati lo spettro stellare e due spettri continui, uno di corpo nero (linea continua) e l'altro generico (tratteggio) con la caratteristica di avere la stessa area sottostante. Dal punto di vista della definizione appena data attribuiremo ai due spettri tratteggiati (quello di tipo stellare e quello di una generica

¹⁸Si intende per fotosfera una superficie ideale che si trovi all'interno dell'atmosfera ad una profondità pari a circa un "libero cammino medio" dei fotoni.

sorgente artificiale) la stessa temperatura efficace, pari a quella del corpo nero che produce lo spettro rappresentato dalla linea continua. È evidente che quanto più la forma spettrale analizzata si avvicina a quella di un corpo nero, tanto più fedelmente il valore di T_{eff} rappresenterà la reale temperatura termodinamica della sorgente.

Questa definizione si presta quindi a quantificare con un solo parametro, appunto la T_{eff} , la luminosità totale di un emettitore. Nel nostro caso saremo quindi in grado di utilizzare la relazione 1.5 precedentemente introdotta come strumento per valutare le dimensioni delle stelle a partire dalla conoscenza di T_{eff} e della luminosità totale. Per il Sole si ricava che la $T_{\text{eff}} \simeq 5770$ K.

Notiamo infine che, a rigore, si dovrebbero eseguire misure su tutto lo spettro per valutare correttamente l'energia totale emessa, cosa che in generale non è facile a farsi. Tuttavia, tenendo conto che le stelle normali emettono praticamente tutta la loro energia nella regione ottico-vicino IR, anche se l'osservazione resta limitata a queste sole regioni spettrali le indicazioni che si ricavano sono comunque adeguate a valutare, seppure in prima approssimazione, le temperature efficaci delle superfici stellari.

Temperature di brillantezza

Una altra possibilità per associare una temperatura ad una sorgente di radiazione è data dal considerare che l'intensità emessa ad una particolare lunghezza d'onda può essere messa in relazione con l'intensità prodotta da un corpo nero alla stessa lunghezza d'onda. In questo caso l'equazione 1.5 si riscrive:

$$L_{\lambda} = 4\pi R_*^2 \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp(hc/k\lambda T) - 1} \quad (1.6)$$

L'applicazione di questa definizione al Sole produce risultati che variano al variare della lunghezza d'onda di osservazione: p.es. nell'UV abbiamo $T_{\text{br}i} = 5000$ K, mentre nella regione del visibile si ricava $T_{\text{br}i} = 6000$ K, proprio a testimonianza del fatto che lo spettro solare non è esattamente un corpo nero ma se ne discosta più o meno a seconda della regione spettrale considerata.

Temperature di colore

Un'altra possibilità per attribuire una temperatura utilizzando l'analogia col corpo nero è data dal fatto che lo spettro di un corpo nero, ad una data lunghezza d'onda, è caratterizzato da una precisa pendenza che dipende solo dalla sua temperatura. In pratica la pendenza dello spettro può essere valutata utilizzando il rapporto che c'è tra due flussi osservati a due diverse lunghezze d'onda. La precedente Figura 1.9 illustra questa situazione facendo vedere come, fissate due lunghezze d'onda λ_1 e λ_2 , il rapporto dei flussi $F_{\lambda_1}/F_{\lambda_2}$ dipende dalla temperatura del corpo nero. Il termine **temperatura di colore** deriva proprio dal fatto che si sfrutta il cambiamento di colore, ovvero di pendenza, dello spettro emesso alle varie temperature.

L'estensione di questo concetto al caso delle stelle permette di valutare la temperatura superficiale delle stelle a partire da misure di brillantezza a due diverse lunghezze d'onda. Si noti che questo metodo è sensibile alla temperatura e quindi utile solo se le due lunghezze d'onda scelte per le osservazioni cadono in una regione spettrale la cui pendenza cambia al cambiare della temperatura. Per chiarire meglio, le brillanze delle

stelle a lunghezze d'onda infrarosse non sarebbero utilizzabili a questo scopo perchè in questa regione spettrale la pendenza dello spettro delle stelle è praticamente la stessa, indipendentemente dal tipo spettrale. In questo caso quindi la tecnica non si rivelerebbe utile per valutare la loro temperatura superficiale.

1.2.4 Diagramma Luminosità-Temperatura

Se si mettono in relazione i valori di luminosità e temperatura superficiale osservati per le stelle si ottiene un diagramma, detto di Hertzsprung-Russell (o anche **diagramma HR**), in cui si notano zone più popolate di altre, evidenziando così una tendenza delle stelle ad occupare preferenzialmente particolari regioni di questo diagramma. La Figura 1.19 mostra un grafico di questo tipo in cui sono riportati i luoghi dei punti occupati da stelle di diversa denominazione. La distribuzione dei punti in questo diagramma può apparire a prima vista incomprensibile, ma è invece ben interpretabile in senso evolutivo alla luce del modello di struttura stellare che discuteremo più avanti. Per la maggior parte della loro vita (90% del tempo) le stelle si collocano stabilmente sulla **Sequenza Principale** dalla quale ad un certo momento¹⁹ si allontanano in direzione della regione delle **giganti** e **supergiganti** per poi andare a popolare la regione delle **nane bianche** nell'ultima fase della loro vita.

Si noti come il diagramma HR, oltre ad essere rappresentato in termini di luminosità e temperatura superficiale, si presti ad essere rappresentato anche in termini di magnitudine assoluta (che è legata in modo logaritmico alla luminosità) in funzione del tipo spettrale, o anche in funzione dell'indice di colore di una stella. Per quanto abbiamo già visto infatti dare l'indice di colore corrisponde proprio a dare l'informazione di temperatura della sorgente²⁰

1.3 Cenni di fotometria

Avendo già familiarizzato con la convenzione di usare le magnitudini per rappresentare la brillantezza degli oggetti astronomici diamo ora un rapido sguardo ai cosiddetti **sistemi fotometrici** che rivestono un ruolo importantissimo in astronomia perchè consentono di ricavare caratteristiche intrinseche delle stelle a partire dalla misura della loro brillantezza in un insieme predefinito di lunghezze d'onda.

La definizione di un sistema fotometrico si basa su tre ingredienti principali:

- i) La scelta delle lunghezze d'onda λ_i alle quali osservare
- ii) La scelta dell'ampiezza spettrale $\Delta\lambda_i$ corrispondente alla regione di spettro coinvolta nella misura intorno alle λ_i scelte
- iii) la scelta di un insieme di stelle da usare come **calibratori** standard a quelle lunghezze d'onda

¹⁹Gli spostamenti delle stelle nel diagramma HR sono sempre legati a cambiamenti della struttura interna e questi sono, a loro volta, indotti dall'evoluzione delle reazioni nucleari nel core stellare.

²⁰Vale la pena di ricordare che l'associazione tra colore e temperatura termodinamica avrà senso solo quando lo spettro osservato è approssimabile con quello di un Black-Body.

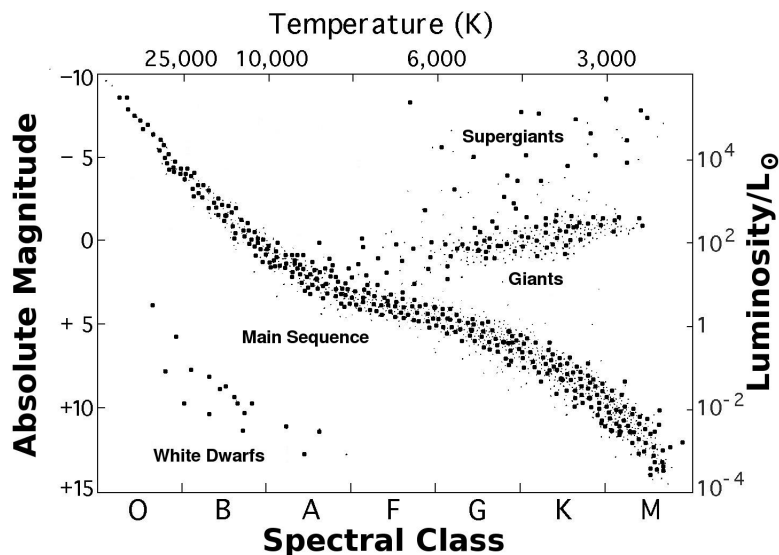


Figura 1.19: Rappresentazione schematica di un diagramma HR. I punti in cui si collocano le stelle sono raggruppati in regioni (luoghi di punti) individuate dai nomi attribuiti al tipo di stelle rappresentate.

La scelta delle lunghezze d'onda dipende ovviamente dal tipo di informazioni che si vogliono ottenere. Si intuisce infatti che per studiare le stelle normali è opportuno utilizzare lunghezze d'onda nella regione del visibile, dato che in questa regione le stelle emettono la maggior parte della loro energia. Se invece si vogliono studiare oggetti più freddi, quali possono essere le stelle in formazione dette anche **protostelle**, sarà invece più utile osservare il cielo nella regione infrarossa²¹ dello spettro, laddove un oggetto termico a temperatura inferiore a 3000 K emette la maggior parte dell'energia.

Naturalmente anche alle lunghezze d'onda UV ed IR è possibile osservare (con strumenti posti al di fuori dalla nostra atmosfera) e quindi anche definire sistemi fotometrici appropriati a quelle regioni spettrali ed al tipo di oggetti da indagare.

Nella regione ottica il sistema fotometrico più largamente utilizzato è il cosiddetto **sistema UBV** che utilizza appropriati filtri in grado di selezionare intervalli spettrali predefiniti nelle regioni dette ultravioletto (U), blu (B) e visuale (V). In Figura 1.20 sono mostrate alcune curve di trasmissione corrispondenti a diversi sistemi fotometrici, tra cui anche questo UBV. Nella stessa tabella sono indicati anche i filtri del **sistema uvby**, che sono a banda passante più stretta e centrati a lunghezze d'onda opportune (evitando o centrando righe di assorbimento) per valutare con buona accuratezza temperatura, gravità e metallicità sulle superfici stellari. In tabella 1.5 sono riportate le caratteristiche principali dei filtri rappresentati in Figura 1.20.

²¹Col termine infrarosso (IR) si fa riferimento alla regione spettrale $1 \lesssim \lambda \lesssim 1000 \mu\text{m}$ che viene a sua volta convenzionalmente suddivisa in vicino IR (fino a $5 \mu\text{m}$), medio IR (da 5 a $100 \mu\text{m}$) e lontano IR (da 100 a $1000 \mu\text{m}$).

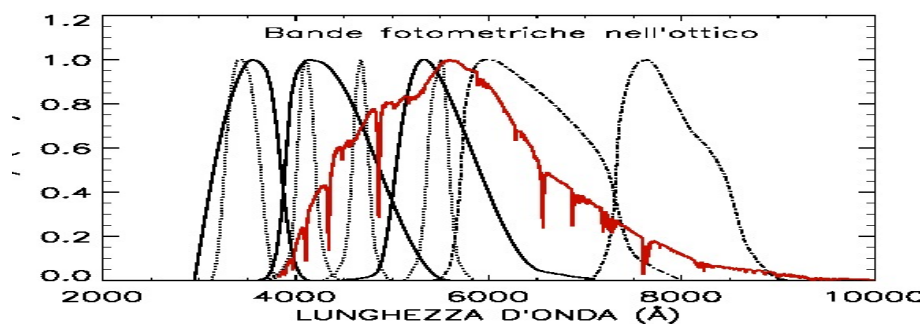


Figura 1.20: Curve di trasmissione normalizzate per alcune bande fotometriche di uso comune nell'osservazione del cielo ottico. (i dati sono presi da <http://www.unige.ch/sciences/astro/>). Le bande U, B, V sono mostrate con linea continua, mentre il tratteggio mostra le bande R ed I. La linea punteggiata mostra le bande *u*, *v*, *b*, *i* che, come si vede, è un sistema che adotta bande più strette. La linea rossa rappresenta lo spettro, osservato al suolo, della luce solare.

Considerando le caratteristiche di queste bande fotometriche vediamo che tra una banda e l'altra cambia non solo la lunghezza d'onda, ma anche l'ampiezza della banda spettrale utilizzata. È intuitivo che quanto più grande è la larghezza di banda (detta anche FWHM da "Full Width at Half Maximum") tanta più luce entrerà nell'apparato di misura a vantaggio della osservabilità di quegli oggetti astronomici particolarmente deboli. D'altra parte l'informazione spettrale è tanto più accurata (nel senso che la luce raccolta si riferisce meglio alla specifica lunghezza d'onda centrale) quanto più stretta è la larghezza di banda utilizzata. Il parametro che misura questa grandezza osservativa è il **potere risolutivo**, detto anche potere risolvente, dato dal rapporto $R = \lambda / \Delta\lambda$. Questo è riportato in tabella 1.5 (colonna 4) nella quale si può anche vedere un esempio di sistema fotometrico con bande passanti molto più strette (cosiddetti filtri *u*, *v*, *b*, *y* di Strömgren, introdotti nel 1958 per facilitare la classificazione spettrale).

Con riferimento a questo parametro possiamo dire che, in generale, con il termine fotometria ci si riferisce a misure caratterizzate da un modesto potere risolutivo (diciamo $R < 100$), mentre è usuale parlare di spettroscopia (o anche spettrometria o spettrofotometria) quando $R > 100$. Diventa ora più chiaro che per raggiungere l'odierna accuratezza nella classificazione spettrale siamo partiti dalle osservazioni del Secchi, fatte con un basso potere risolvente, fino alla classificazione di Harvard che viene tipicamente ottenuta con strumenti con $R \lesssim 1000$.

In generale il potere risolutivo (detto anche potere risolvente) dipende dall'apparato sperimentale utilizzato per disperdere e rivelare la radiazione ed oggi si è in grado di ottenere abbastanza agevolmente valori $R \sim 10^6$ in diverse regioni spettrali. Il prezzo che

Tabella 1.5: Caratteristiche di alcuni sistemi fotometrici usati per l'osservazione astronomica.

Filtro	lunghezza d'onda $\lambda_{\text{eff}}(\text{\AA})$	FWHM $\Delta\lambda(\text{\AA})$ a mezza altezza	Potere ris. $R=\lambda/\Delta\lambda$	Tipo di linea in Fig.1.20	Flusso ($m=0$) Jy^a
U	3503	639	5.5	continua	1810
B	4425	928	4.8	"	4260
V	5544	843	6.6	"	3640
R	6469	1297	5.0	tratteggio	3080
I	7886	950	8.3	"	2550
u	3451	349	9.9	punto	4680
v	4108	210	19.6	"	4890
b	4669	190	24.6	"	4250
y	5478	237	23.1	"	3700

Nota ^a: il Jansky è definito: $1 \text{ Jy} = 10^{-23} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$
ma anche: $1 \text{ Jy} = 1.51 \times 10^7 \text{ phot s}^{-1} \text{ m}^{-2} (\Delta\lambda/\lambda)^{-1}$

si paga per un'alto potere risolvante è comunque una limitazione degli oggetti osservabili a quelli più brillanti. Un impedimento tanto più severo quanto più alta è la risoluzione spettrale dell'apparato osservativo utilizzato.

Calibrazione fotometrica

Fin qui abbiamo discusso solo delle prime due caratteristiche (i) ed (ii) di un sistema fotometrico, che sono legate alla definizione delle zone spettrali in cui andremo a raccogliere e misurare il flusso di radiazione. Se adesso stabiliamo una scala di magnitudini per ogni banda spettrale avremo completato il sistema fotometrico. Per far questo si utilizzano una serie di stelle (cosiddette **stelle standard**) le cui magnitudini (o, corrispondentemente, i flussi) siano state ben determinate nelle bande scelte per un dato sistema fotometrico. A questo proposito abbiamo già visto come la scala di magnitudini è stabilita dalla equazione 1.1 in cui il valore della costante additiva dipende dalla lunghezza d'onda a cui osserviamo. Nel caso delle brillanze visuali delle stelle la tradizione è quella di scegliere la costante (arbitrariamente) in modo tale da far coincidere ²² il valore di magnitudine delle stelle (intendiamo qui quelle visibili ad occhio nudo) con i valori usati anticamente per quantificare le loro brillanze. Questa operazione equivale a stabilire lo zero delle magnitudini nella banda V, ovvero il flusso corrispondente alla magnitudine zero riportato in Tabella 1.5.

Per estendere il sistema di magnitudini ad altre bande fotometriche è quindi necessario trovare un criterio per accordarsi nel dare un valore predefinito alla costante additiva. Questo criterio è legato alla scelta del tipo spettrale A0 V come riferimento

²²in realtà la magnitudine in banda V delle stelle brillanti coincide solo approssimativamente con le magnitudini dell'astronomia antica.

per tutti gli altri. In questo modo se il flusso misurato da una stella di questo tipo spettrale è tale da determinare una magnitudine $m_V = 0$ in banda V, allora il flusso proveniente dalla stessa stella in tutte le altre bande del sistema fotometrico viene adottato per definire le rispettive magnitudini zero. In altre parole, se una stella con spettro di tipo A0 V ha una $m_V = 0$, allora la sua magnitudine sarà zero in ogni altra banda fotometrica: $m_\lambda = 0$ per ogni valore di λ . Questo significa anche che se prendiamo una stella di tipo A0 V di magnitudine apparente qualsiasi, che indichiamo genericamente m_{λ_1} ad una data lunghezza d'onda λ_1 , il sistema fotometrico è congegnato in modo tale che questo tipo spettrale mostri lo stesso valore di magnitudine a tutte le lunghezze d'onda, cioè: $m_{\lambda_1} = m_{\lambda_2} = m_{\lambda_3} \dots = m_{\lambda_i}$.

I sistemi fotometrici nella regione visuale adottano per convenzione una serie di stelle, dette **standard primarie**, tra le quali Vega (α Lyrae) è il prototipo di tipo spettrale A0 V che è anche utilizzata per definire lo zero delle magnitudini. Accade così che il flusso luminoso (energia per unità di tempo, superficie e frequenza) in banda V che corrisponde alla magnitudine zero è pari a quello prodotto all'osservatore dalla stella Vega.

Il colore

Da quanto abbiamo appena detto e dalla definizione di colore di una stella, corrispondente all'equazione 1.2, possiamo concludere che l'indice di colore delle stelle di tipo A0 V è nullo e quindi la forma del loro spettro diventa il riferimento per i valori che vengono poi assegnati ai colori delle altre stelle.

Se ora consideriamo la situazione mostrata in Figura 1.9 si vede anche come l'indice di colore è un parametro legato alla temperatura superficiale delle stelle in quanto, nella regione ottica dello spettro, è una funzione del tipo spettrale. In Figura 1.21 si mostra infatti la relazione che si trova misurando indipendentemente il colore [B-V] ed il tipo spettrale di un campione di stelle standard.

Data questa relazione biunivoca si capisce quindi come l'indice di colore possa essere usato convenientemente per misurare le temperature delle stelle anche quando abbiamo a che fare con oggetti particolarmente deboli per i quali le osservazioni spettroscopiche sono difficili o addirittura impraticabili.

Il diagramma a due colori

L'informazione fotometrica ha anche un'altra interessante applicazione basata sulla determinazione di due colori che, nel caso del sistema fotometrico UBV, potrebbero essere [U-B] e [B-V]. Se quindi usiamo le osservazioni di stelle normali²³, il cui andamento spettrale non sia modificato dall'**estinzione interstellare**²⁴, per ricavare questi due colori si ottiene un diagramma del tipo di quello mostrato in Figura 1.22 in cui si nota un preciso andamento nella distribuzione dei punti occupati dalle stelle normali.

²³con questo termine si intendono le stelle dette di **sequenza principale** il cui spettro mostri solo righe di assorbimento.

²⁴Il fenomeno dell'estinzione si verifica ogni volta che la linea di vista tra la stella e l'osservatore intercetta regioni ricche di polvere interstellare. L'estinzione prodotta dalle particelle di polvere è selettiva in lunghezza d'onda: ne segue che la forma spettrale della radiazione arriva all'osservatore tanto più modificata quanto più è lungo il percorso fatto dalla luce in regioni ricche di polveri.

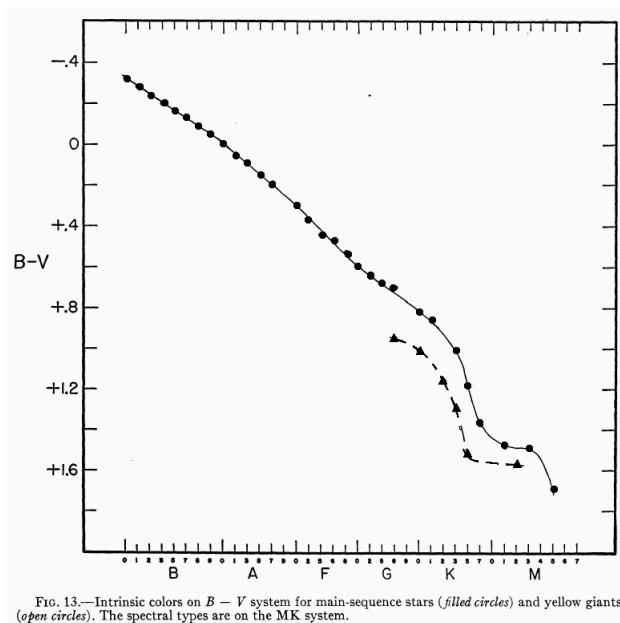


Figura 1.21: Relazione tra colore $B-V$ e tipo spettrale corrispondente (Ricavata da Johnson & Morgan nel 1953). La linea continua corrisponde a stelle nane (classe di luminosità V), mentre la breve linea tratteggiata sottostante è riferita alle stelle giganti (classe III).

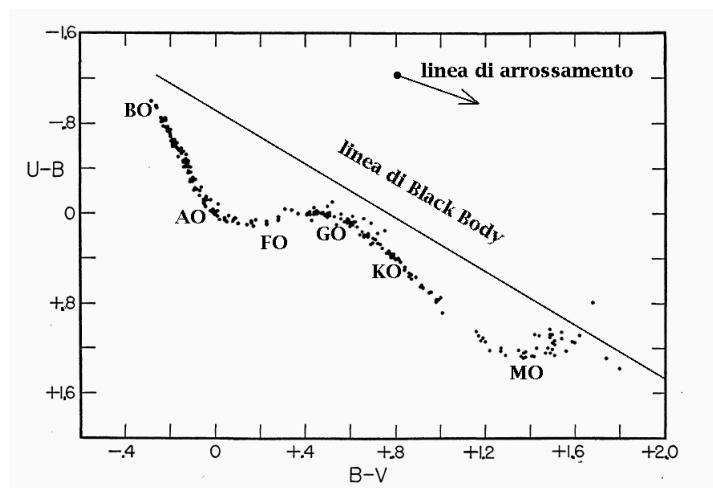


Figura 1.22: Relazione tra i due colori $[U-B]$ e $[B-V]$ per stelle normali non arrossate (Johnson & Morgan 1953). Alcuni tipi spettrali sono riportati in vicinanza delle posizioni corrispondenti. La linea continua rappresenta il luogo dei punti occupati dal corpo nero al variare della temperatura (che decresce verso destra). La freccia indica lo spostamento (reddening) della posizione di una stella per effetto di una estinzione interstellare $A_V = 1$ mag.

Il confronto tra la posizione occupata dalle stelle e quella tipica del BB mette in evidenza come le superfici stellari non siano esattamente assimilabili a corpi neri, almeno per i due colori di cui stiamo discutendo. Le maggiori differenze si riscontrano per il tipo spettrale A0 che, ricordiamo, è quello per cui le linee di assorbimento della serie di Balmer dell'idrogeno sono più pronunciate. Schematizzando possiamo dire che il salto di Balmer (a $\lambda \sim 3646 \text{ \AA}$) influenza molto il flusso in banda U quindi il colore [U-B] sarà condizionato dall'entità di questo assorbimento che è massimo proprio per il tipo spettrale A0, mentre il colore [B-V] misurerà meglio il cambiamento della pendenza al variare della temperatura come è anche evidenziato nella Figura 1.21.

Effetto dell'estinzione sui colori

La presenza nello spazio interstellare di particelle submicroniche viene messa in evidenza dal cosiddetto fenomeno dell'**arrossamento** (detto anche **reddening**) della luce stellare. Si tratta di una differenza di forma spettrale che si può osservare tra due stelle che, pur classificate nello stesso tipo spettrale²⁵, mostrano tuttavia colori molto diversi tra loro.

Questa situazione si realizza ogni volta che la luce di una stella, attraversando una regione contenente particelle submicroniche di polvere, subisce processi di assorbimento e diffusione, in modo tale da essere **estinta** in proporzioni diverse a seconda della lunghezza d'onda. Siccome le lunghezze d'onda lunghe (rosso) vengono estinte meno di quelle corte (blu) si nota una tendenza all'**arrossamento** della luce di alcune stelle e quindi una variazione nei colori osservati rispetto a quelli delle stelle dello stesso tipo spettrale, ma non estinte. In Figura 1.23 è riportata una simulazione di come apparirebbe lo spettro di una stella standard fotometrica di tipo spettrale A0 V, all'aumentare dell'estinzione interstellare. Si noti come la pendenza dello spettro (e quindi il colore) viene modificata, mentre le linee di emissione rimangono inalterate anche in presenza di estinzione in modo tale da consentire comunque una corretta classificazione spettrale.

Ovviamente, siccome il colore è una funzione del rapporto tra i flussi osservati a due diverse lunghezze d'onda, è chiaro che nei tre casi mostrati nella Figura 1.23 si otterranno valori diversi. In particolare i colori [U-B] e [B-V] tendono a crescere all'aumentare dell'effetto di estinzione così che la stella arrossata apparirà nel diagramma [U-B] vs [B-V] spostata in basso a destra rispetto alla posizione dei suoi colori intrinseci, così come mostrato dal vettore di arrossamento riportato nella parte alta a destra della figura. La quantità di colore in più che viene così introdotta viene detta **eccesso di colore** e corrisponde proprio alle componenti del vettore che collega il punto non arrossato con quello arrossato. La definizione dell'eccesso di colore in termini delle magnitudini è data da:

$$E[\lambda_1 - \lambda_2] = (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2})_{\text{osservato}} - (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2})_{\text{intrinseco}} \quad (1.7)$$

Sfruttando la conoscenza di questo comportamento si può quindi utilizzare il diagramma a due colori per ricavare la quantità di estinzione interstellare subita dalle stelle. Se infatti determiniamo i colori osservati per una stella di noto tipo spettrale, l'eccesso di colore dovuto all'arrossamento lo possiamo dedurre guardando alle componenti del

²⁵perchè il loro spettro mostra linee di assorbimento del tutto simili, cioè di uguale larghezza equivalente (eq. 1.3)

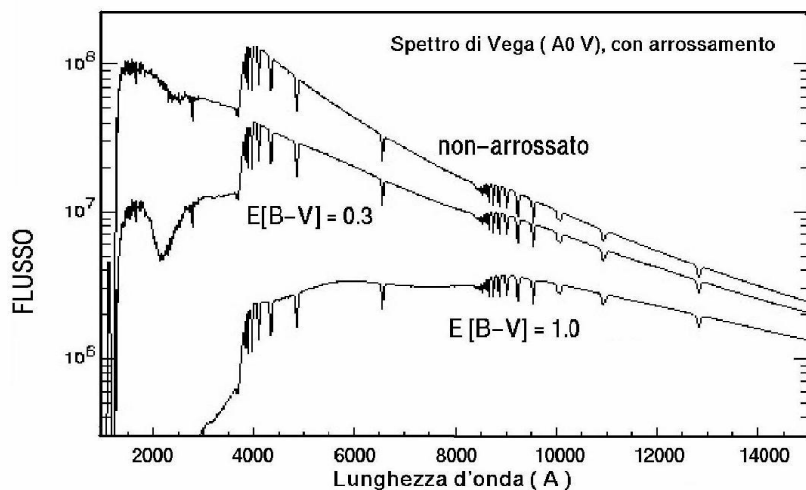


Figura 1.23: Lo spettro di Vega (α Lyr) in tre casi che corrispondono a diverse quantità di estinzione e quindi di eccesso di colore: $E[B-V] = 0.0$ (caso senza arrossamento: è il caso effettivamente osservato), 0.3, 1.0 andando rispettivamente dall'alto verso il basso. Si noti come con l'aumentare dell'estinzione il flusso diminuisce molto di più nella regione del blu (a λ corte) che in quella rossa.

vettore che unisce la posizione occupata dalla stella nel diagramma a due colori con quella che avrebbe dovuto occupare in base alla sua classificazione spettrale.

1.4 Cenni sulla misura delle distanze

È cruciale in astrofisica saper determinare le distanze degli astri. Questo sia perché dalle misure di distanza dipende la conoscenza di molte delle proprietà intrinseche degli oggetti, sia perché queste misure permettono di ottenere una valutazione corretta delle dimensioni fisiche e delle energie in gioco negli oggetti di interesse dell'astrofisica.

È intuitivo che in questa impresa non potremo, in generale, contare sulle tecniche di misura che comunemente vengono usate per valutare le distanze in laboratorio o sulla Terra, anche se un certo controllo sulla bontà delle nostre valutazioni potrà essere comunque esercitato utilizzando, per esempio, più di un metodo per stimare la distanza dello stesso oggetto. Per chiarire questo punto immaginiamo ora di andare a valutare la distanza Terra-Luna con due metodi diversi.

Parallasse trigonometrica

La distanza tra la Terra e la Luna può essere valutata con diversi metodi. Per illustrare questo punto ne scegliamo due:

- 1 : osserviamo, nel medesimo istante di tempo, la Luna da due località diverse a grande distanza tra loro (consideriamo p.es. una linea di base di 5000 km): la

Luna apparirà proiettata sullo sfondo stellare in due posizioni diverse per effetto della cosiddetta **parallasse**. Misurando la distanza angolare tra le due posizioni occupate dalla Luna, nota la distanza tra i due osservatori, con semplici relazioni di trigonometria si ricava la distanza della Luna. Questo metodo è detto della **parallasse trigonometrica** e comporta un errore che dipende dalla precisione con cui individuiamo la posizione angolare della Luna nel cielo che è dell'ordine del secondo d'arco. Questo implica un errore nella determinazione della distanza dell'ordine della decina di km.

- 2 : mandiamo un segnale radio verso la Luna e registriamo il tempo di ritorno dell'eco. Dalla misura del tempo che intercorre tra l'emissione ed il ritorno del segnale radio si ricava la distanza percorsa con un errore dell'ordine dei metri.

Se i due metodi menzionati danno risultati compatibili entro i rispettivi errori di misura, ci sentiamo autorizzati ad usarli indifferentemente entrambi, anche per misurare distanze maggiori. Tuttavia, il metodo radar funziona ancora per valutare la distanza di Venere quando si trova a noi più vicina, ma non quella di pianeti più lontani. Per questo le distanze di questi pianeti più lontani vengono valutate essenzialmente usando il metodo della parallasse. Più recentemente abbiamo anche acquisito la possibilità di misurare le distanze entro il sistema solare sfruttando i segnali inviati dalle sonde artificiali che raggiungono i diversi pianeti del Sistema Solare e quindi abbiamo ormai misure della distanza dei pianeti molto accurate.

Nel cimentarsi però con le distanze delle stelle non siamo più in grado di distinguere differenze nella loro posizione angolare nel cielo anche adottando, come linea di base, due punti estremi di osservazione sulla superficie terrestre. Per superare questa difficoltà si sfrutta il moto di **rivoluzione** della Terra intorno al Sole che porta naturalmente l'osservatore ad occupare due punti diversi dell'orbita e quindi a poter utilizzare una linea di base molto più grande di quella possibile sfruttando la semplice rotazione diurna. Una linea di base più grande produce ovviamente angoli di parallasse maggiori rendendo quindi la misura più agevole. In questo modo si riescono a misurare gli spostamenti angolari delle stelle più vicine rispetto a quelle più lontane che appaiono "ferme" nella loro proiezione sul cielo. In effetti questo metodo detto della **parallasse annua** permette di misurare ragionevolmente bene le distanze di stelle che si trovano entro circa duecento anni luce dal Sole.

A questo punto è utile introdurre una nuova unità di misura delle distanze astronomiche detta **parsec** ed indicata con "pc". Questa corrisponde alla distanza di una stella che, osservata da una linea di base pari alla distanza Terra-Sole ($d = 1 \text{ AU}$ ²⁶ $\simeq 1.5 \times 10^{13} \text{ cm}$), si sposta nel cielo di un angolo pari ad $1''$, ovvero 1 secondo d'arco. Dato che la lunghezza della linea di base è nota e che $\theta = 1'' = 1/206265$ radianti, la distanza corrispondente ad una parallasse annua di $1''$ è

$$d(\theta = 1'') = \frac{\text{AU}}{\tan \theta} = 206265 \times \text{AU}$$

il che corrisponde a circa 3.3 anni luce. Insieme all'unità di misura appena definita si introducono anche i suoi multipli che sono il kiloparsec, indicato con kpc (10^3 pc), il megaparsec, indicato con Mpc (10^6 pc) ed il gigaparsec con Gpc (10^9 pc).

²⁶l'acronimo AU sta per Astronomical Unit

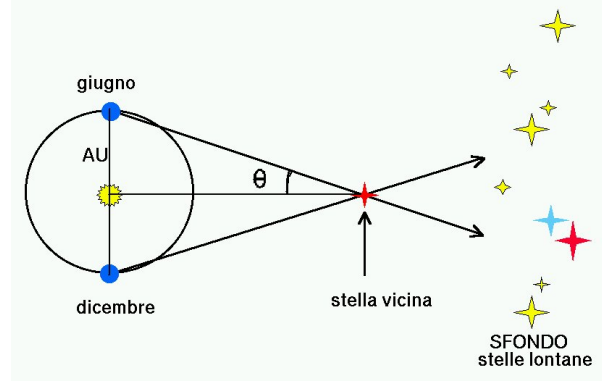


Figura 1.24: Illustrazione del metodo della parallasse annua.

Con la tecnica della parallasse annua si possono determinare da Terra le distanze delle stelle più vicine di 100 parsec, il che significa che da Terra possiamo determinare spostamenti angolari annuali nel cielo al più dell'ordine di $\theta \lesssim 0.01''$ che è un limite imposto dalla turbolenza della nostra atmosfera. Recentemente, in particolare con l'uso del satellite Hipparcos/ESA (1997), questo limite è stato superato ed il metodo della parallasse è stato applicato su vasta scala dallo spazio. In conseguenza si è realizzato un notevole miglioramento nella precisione di misura degli angoli (migliore del milliarco-secondo), cosa che ci permette di valutare le distanze di circa 40.000 stelle con un errore relativo migliore del 20 %.

Parallasse fotometrica

Il metodo della parallasse ci permette quindi di conoscere le distanze delle stelle più vicine perchè tutte le altre stelle che appaiono immobili rispetto a questo metodo sono evidentemente più lontane. Si ripresenta quindi la necessità di trovare un altro "regolo" per misurare le distanze, regolo che dovremo calibrare sugli oggetti la cui distanza sia già nota per altre vie. La quantità più naturale da utilizzare è proprio la brillantezza apparente delle stelle che è evidentemente una funzione della distanza. Ovviamente per ricavare la distanza è necessario conoscere la brillantezza intrinseca della stella: questa viene determinata sulla base della conoscenza del suo tipo spettrale che, a sua volta, è immediatamente associato alla magnitudine assoluta dell'astro. Questa grandezza non è altro che la magnitudine apparente che la stella avrebbe se fosse posta alla distanza convenzionale di $d = 10$ pc (vedi Paragrafo 1.2.3).

Allora se sottraiamo la magnitudine apparente (osservata) dalla magnitudine assoluta (nota dal tipo spettrale), alla stessa lunghezza d'onda, esprimendo le distanze in parsec otteniamo:

$$m - M = -2.5 \log F_{\text{apparente}} + \text{cost} - (-2.5 \log F_{a10pc} + \text{cost}) \quad (1.8)$$

$$= -2.5 \log \frac{L_*}{4\pi d^2} + 2.5 \log \frac{L_*}{4\pi 10^2} \quad (1.9)$$

$$= +2.5 \log \frac{d^2}{10^2} = 5 \log d - 5 \quad (1.10)$$

dove con L_* si è indicata la luminosità intrinseca della stella e con d la sua distanza. La differenza tra magnitudine apparente ed assoluta prende quindi il nome di **modulo di distanza** proprio per il legame che abbiamo evidenziato con la distanza. Il passo da fare per “verificare” se questo metodo funziona è di applicarlo a quelle stelle per le quali conosciamo la distanza per via trigonometrica. In questo modo facciamo un controllo sulla affidabilità del metodo fotometrico prima di accettarne l'estensione alla misura delle distanze per le stelle più lontane.

Il limite di questo metodo è quindi nella nostra capacità di valutare il tipo spettrale della stella e quindi la sua brillantezza intrinseca. In questo contesto appare quindi più chiaro quale sia l'utilità di diagrammi del tipo di quello in Figura 1.21 che a partire da semplici misure fotometriche permette una classificazione spettrale delle stelle.

Se ora consideriamo che siamo in grado di misurare agevolmente da Terra magnitudini apparenti dell'ordine di $m_V \sim 21$, possiamo ricavare la distanza limite al di là della quale il Sole non sarebbe più visibile. Sapendo che la magnitudine assoluta del Sole in banda V è $M_V = 4.8$ si ottiene per la distanza limite $d_{limite \odot}(@21m_V) \simeq 1.5 \times 10^4$ pc, che è una distanza confrontabile con le dimensioni della nostra Galassia.

Per misurare distanze maggiori dobbiamo quindi usare stelle dei primi tipi spettrali che, essendo di più grande luminosità rispetto al Sole, sono visibili da più grandi distanze. Nel caso di un tipo spettrale B0 V la magnitudine assoluta visuale è $M_V \sim -3.3$ per cui dal modulo di distanza si ricava che una stella del genere viene vista come un'oggetto di 20.ma magnitudine alla distanza di $d_{limite B0V}(@21m_V) \simeq 7 \times 10^5$ pc che corrisponde alla distanza della galassia di Andromeda (M31).

Naturalmente nei casi in cui le nostre misure fotometriche siano più sensibili, spingendosi a magnitudini $m > 21$ come nel caso delle osservazioni dallo spazio o da grandi telescopi, allora le distanze che si potranno valutare a partire dal riconoscimento di un dato tipo spettrale, aumenteranno corrispondentemente.

Stelle pulsanti ed eruttive

Da quanto abbiamo visto è chiaro che ogni volta che abbiamo informazioni sulla brillantezza intrinseca di un oggetto astronomico possiamo sfruttarle per ricavare la distanza a partire dalla osservazione della brillantezza apparente e dall'idea che il flusso luminoso decresce in modo proporzionale all'inverso del quadrato della distanza.

In questo quadro si inseriscono quindi anche altri metodi di misura che si basano sulla individuazione, per alcuni tipi di stelle, di particolari caratteristiche riconducibili alla luminosità totale.

La famiglia delle stelle cosiddette **Cefeidi** è stata tra le prime ad essere utilizzata in quest'ambito. Si tratta di stelle variabili pulsanti che oltre a mostrare una correlazione tra magnitudine assoluta e periodo²⁷, sono anche facilmente riconoscibili dalla particolare forma della loro curva di luce che è mostrata in Figura 1.25. La prima volta questa relazione tra periodo e luminosità è stata ricavata per stelle appartenenti alle cosiddette Nubi di Magellano, piccole galassie di forma irregolare la cui distanza era nota per altre vie. Oggi il modulo di distanza per le Nubi di Magellano è valutato $m - M = 18.3 \div 18.7$ a seconda dell'indicatore usato per cui la distanza è valutata dell'ordine di $d \sim 50$ kpc dal Sole.

²⁷ Scoperta da Henrietta Swan Leavitt nel 1912

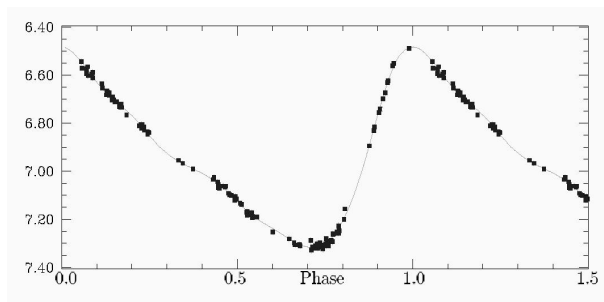


Figura 1.25: Curva di luce per la cefeide HD 107805 (R Cru) ricavata da osservazioni del satellite Hipparcos. Questa stella è di tipo spettrale F7 I e varia tra 6.483 e 7.318 magnitudini con un periodo di 5.8257 giorni. L'incertezza fotometrica sulle magnitudini è contenuta nei simboli usati.

Dato che tutte le stelle della Nube di Magellano possono essere considerate alla stessa distanza da noi, ci si accorse che le cefeidi di periodo più lungo erano caratterizzate da maggiori luminosità come mostrato in Figura 1.26. Questa relazione empirica fu poi affinata, e meglio compresa, distinguendo due diversi tipi di cefeide²⁸ che corrispondevano a due diversi comportamenti della relazione periodo-luminosità come mostrato in Figura 1.27. Un esempio di come appare una variabile cefeide su un'altra galassia è mostrato in Figura 1.28.

Un'altra famiglia di stelle che è basilare per la misura delle distanze in astronomia è quella delle stelle che manifestano il cosiddetto fenomeno di Nova²⁹ o di Supernova e che hanno la caratteristica di variare la brillantezza in modo riconoscibile. Dallo studio di quei casi che ricadono entro distanze note per altre vie, si è potuto risalire alla luminosità intrinseca di questi oggetti nelle varie fasi della loro evoluzione luminosa, concludendo che la brillantezza massima è ben correlata con la luminosità intrinseca.

Siccome molti esempi di **Novae** e **Supernovae** sono stati scoperti e studiati in regioni di spazio la cui distanza è nota per altra via, ci si è potuti accorgere che a questi fenomeni corrisponde l'emissione di una quantità di energia abbastanza costante in modo tale che la magnitudine assoluta corrispondente al massimo di brillantezza sia ben definita. Siccome le luminosità coinvolte in questi fenomeni sono grandissime (per le Novae la brillantezza della stella aumenta fino a $\Delta L/L \sim 10^4$ e per le **Supernovae di tipo Ia**³⁰ si raggiungono luminosità dell'ordine di $L_* \sim 10^9 L_\odot$) si intuisce perché questi

²⁸Le cefeidi classiche vengono dette di tipo I e sono circa 4 volte più luminose delle corrispondenti di tipo II (anche dette W Virginis) a parità di periodo.

²⁹Il nome deriva dall'antica credenza che l'apparire di un astro brillante nel cielo corrispondesse alla nascita di una nuova stella: in realtà si tratta di stelle vecchie ed evolute e, nel caso delle Supernovae addirittura delle fasi finali della vita di una stella.

³⁰Le **Supernovae di tipo Ia** sono originate da sistemi binari in cui due stelle compagne evolvono su scale temporali molto diverse a causa della loro diversa massa: la più massiva evolve prima diventando una **nana bianca** sulla quale può cadere materiale rilasciato dalla compagna nel corso della sua successiva evoluzione. Se, accumulandosi nuova massa sulla nana bianca, si viene a superare il limite di circa $1.4 M_\odot$ (cosiddetto limite di Chandrasekhar), si innescano reazioni nucleari tanto rapide da produrre una luminosità che per la struttura della stella si rivela esplosiva. Il fenomeno apparirà all'osservazione come un oggetto di magnitudine assoluta $M \simeq -19.3$. Siccome questa brillantezza è una costante del fenomeno, diventa utilizzabile per valutare le distanze.

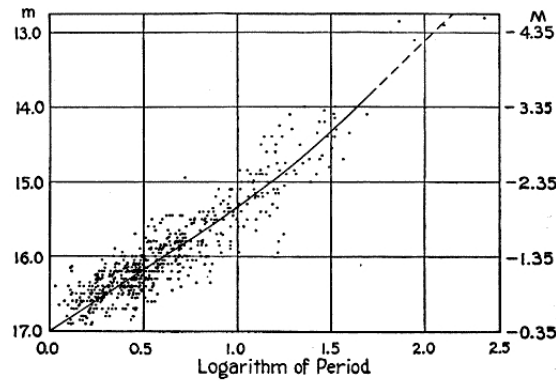


Figure 14.3 Classical Cepheids in the Small Magellanic Cloud, with the period in units of days. (Figure from Shapley, *Galaxies*, Harvard University Press, Cambridge, MA, 1961.)

Figura 1.26: Relazione periodo-magnitudine ottenuta da H. Leavitt (1912) per le cefeidi della Piccola Nube di Magellano. In ascissa è riportato il logaritmo del periodo (in giorni). In ordinata invece è riportato il valor medio della magnitudine apparente m (a sinistra) e della magnitudine assoluta M (a destra). Il modulo di distanza corrispondente è $(m - M) = 17.35$ mag che porta ad una valutazione per la distanza $d \sim 30$ kpc.

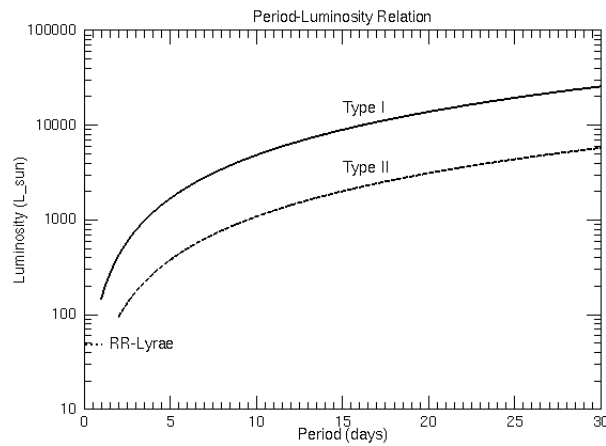


Figura 1.27: Relazione periodo-luminosità ottenuta per le cefeidi dei due tipi I (curva superiore) e II (inferiore).

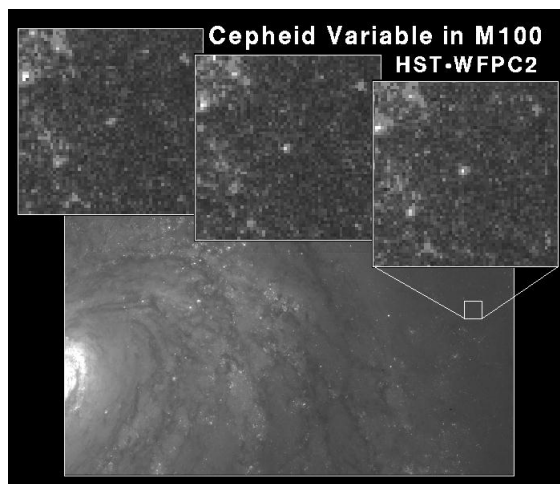


Figura 1.28: Cefeide osservata da Hubble Space Telescope in un braccio di spirale della galassia M 100.

oggetti siano usati per valutare distanze maggiori di quelle valutabili col metodo delle **Cefeidi** o con le **parallassi fotometriche** di stelle normali.

Usando quindi le Novae è possibile valutare le distanze astronomiche entro 20 Mpc, mentre con le Supernovae il limite si estende fino a 1000 Mpc.

Si noti che i metodi a cui abbiamo accennato finora si basano sulle proprietà mostrate da singole stelle. È ovvio che, riuscendo a decifrare le proprietà di ammassi di stelle, sarebbe possibile estendere le nostre capacità di misura visto che gli ammassi sono oggetti intrinsecamente più brillanti e quindi visibili da più grandi distanze. In questo modo disponiamo di una serie di “misuratori”, detti anche **candele**, delle distanze astronomiche che costituiscono la base per la determinazione della cosiddetta **scala delle distanze** cosmiche.

Per farsi un'idea della situazione in questo campo possiamo utilizzare la Tabella 1.6 che mette a confronto diversi metodi utilizzati per valutare la distanza del **Virgo cluster**, l'**ammasso di galassie** a noi più vicino che si trova in direzione della costellazione della Vergine. Si noti che la seconda colonna riporta l'incertezza del metodo e l'ultima colonna indica la distanza massima entro la quale il metodo è applicabile. Il fatto che diversi metodi indipendenti diano valori abbastanza simili tra loro ci autorizza ad usarli per la misura delle distanze astronomiche, pur nei limiti delle rispettive accuratezze e precisioni.

Tabella 1.6: Confronto tra i risultati ottenuti con diversi metodi per la misura della distanza del “Virgo cluster”. L’ultima colonna mostra la distanza massima di applicabilità del metodo.

Indicatore di distanza	Incertezza (mag)	Distanza (Mpc)	Incertezza (Mpc)	Range (Mpc)
Cefeidi	0.16	14.9	1.2	20
Novae	0.40	21.1	3.9	20
Nebulose Pl.	0.16	15.4	1.1	30
Ammassi Glob.	0.40	18.8	3.8	50
Flutt.Brill.Sup. ^(a)	0.16	15.9	0.9	50
Tully-Fisher ^(a,b)	0.28	15.8	1.5	>100
D- σ ^(a,c)	0.50	16.8	2.4	>100
Supernovae (Ia)	0.53	19.4	5.0	>1000

(a) si tratta di metodi basati sulla conoscenza di proprietà intrinseche delle galassie

(b) si applica alle galassie spirali, utilizza la misura della velocità rotazionale

(c) è detto anche “Faber-Jackson”: si applica alle galassie ellittiche, utilizza la dispersione delle velocità delle stelle.

