



ASTRONOMIA VALLI DEL NOCE

www.astronomiavallidelnoce.it

info@astronomiavallidelnoce.it

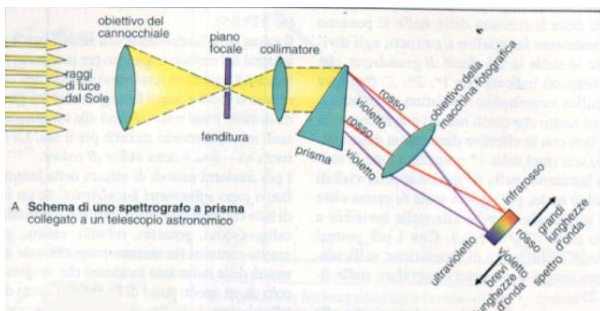
LO SPETTRO

L'astronomia, che etimologicamente significa legge delle stelle (dal greco: αστρονομία = άστρον + νόμος), è la scienza il cui oggetto è l'osservazione e la spiegazione degli eventi celesti. Studia le origini e l'evoluzione, le proprietà fisiche, chimiche e temporali degli oggetti che formano l'universo e che possono essere osservati sulla sfera celeste.

Se si fa passare un fascio luminoso prima attraverso una fenditura e poi attraverso un prisma si ottiene la scomposizione della luce nei colori semplici, cioè otteniamo lo spettro della luce. La luce è composta da diversi intervalli di lunghezza d'onda: l'intervallo al quale è sensibile l'occhio umano va da circa 4000 Å⁽¹⁾ nel violetto fino a circa 8000 Å nel rosso, passando per il blu, il verde, il giallo e l'arancione. La frequenza ν della radiazione è legata alla lunghezza d'onda λ dalla relazione

$$\lambda = \frac{c}{\nu}$$

dove c è il valore della velocità della luce pari a quasi 300000 km/s.



Lo *spettroscopio* è lo strumento mediante il quale è possibile osservare visualmente lo spettro di una stella, mentre lo *spettrografo* è l'apparecchio che permette la registrazione fotografica dello spettro stesso. Tali strumenti vanno posti all'estremità del cannocchiale (la fenditura va applicata esattamente nel piano focale dell'obiettivo o dello specchio). È anche possibile applicare un prisma davanti all'obiettivo (prisma-obiettivo) così di una certa zona di cielo si ottiene una riproduzione nella quale anziché avere le immagini stellari si ottengono i corrispettivi spettri.

Sono da tener presente i seguenti parametri:

Sono da tener presente i seguenti parametri:

⁽¹⁾ Angstrom Å unità di lunghezza utilizzata per la misurazione delle lunghezze d'onda e delle dimensioni atomiche: è pari a 1 decimillesimo di micron, cioè 10⁻¹⁰ m.

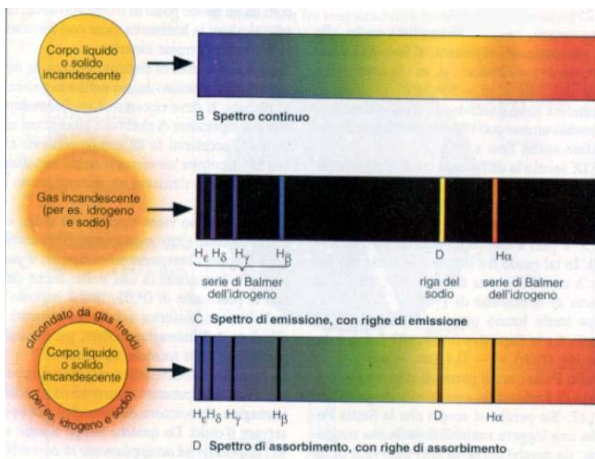
1. *Dispersione*, cioè la possibilità di ottenere uno spettro allargato: viene espressa in $\text{\AA}/\text{mm}$, cioè indicando quanti angstrom sono compresi in un millimetro di lunghezza dello spettro alle varie lunghezze d'onda.
2. *Potere risolutivo*, cioè di distinguere come separate due righe spettrali vicine.

Questi due parametri sono definiti analogamente, ma non identicamente, all'ingrandimento ed al potere risolutivo di un cannocchiale visuale. Se due righe spettrali presentano una differenza di lunghezza d'onda il potere risolutivo è definito

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda}$$

Questi due parametri a causa della bassa intensità stellare apparente sono da definire come valori limite: la massima dispersione raggiungibile è dell'ordine di $1 \text{\AA}/\text{mm}$, mentre il potere risolutivo è a 5000\AA dell'ordine di 0.01\AA o anche meno.

Gli spettri del Sole e delle stelle presentano sul fondo continuo delle righe scure e molto più raramente delle righe più chiare del continuo. Le righe oscure più marcate furono scoperte per la prima volta nello spettro del Sole da W. H. Wollaston nel 1802 e nel 1814 J. Fraunhofer le indicò con lettere latine tutt'ora in uso. La loro interpretazione avvenne nel 1859 per opera di R. W. Bunsen e G. R. Kirkoff, i quali stabilirono le basi dell'analisi spettrale.



1. Un corpo incandescente, solido o liquido, e i gas ad alta pressione e temperatura, presentano uno *spettro continuo* senza righe.

2. I gas luminosi, a bassa pressione e a bassa temperatura, presentano alcune righe in emissione; ogni elemento chimico presenta *righe in emissione* che gli sono caratteristiche, cosicché dallo spettro in emissione dei gas è possibile dedurre la loro composizione chimica.

3. Se attraverso un gas si fa passare la luce emessa da un corpo che presenta uno spettro continuo, si otterrà uno spettro su cui appaiono delle

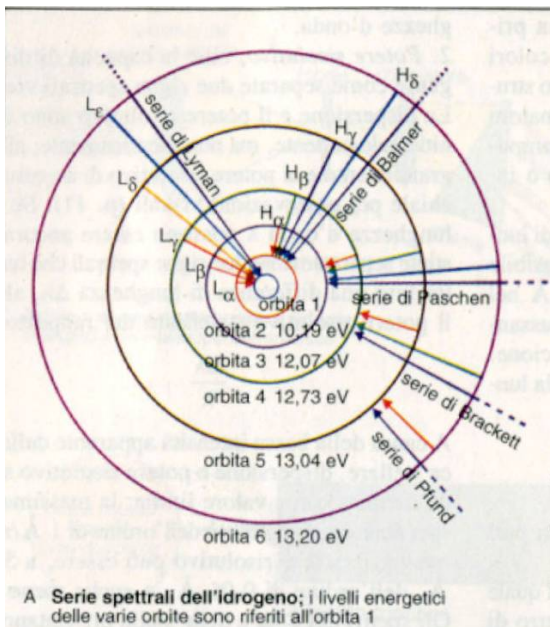
righe oscure (*righe di assorbimento* o *righe di Fraunhofer*) esattamente alle stesse lunghezze d'onda alle quali il gas presenterebbe delle righe in emissione. Questo vale anche per le stelle e il Sole, in cui i raggi provenienti dalle zone più interne devono attraversare gli strati più esterni e più freddi: in alcuni di questi (*strato di inversione*) si formano appunto le righe oscure di Fraunhofer.

Ora considereremo il fenomeno di emissione e assorbimento della luce. Prenderemo in esame l'atomo più semplice, cioè quello di idrogeno, costituito da un nucleo, composto da un protone carico positivamente, intorno al quale ruota un elettrone carico negativamente. Gli elettroni possono compiere solo determinate orbite in corrispondenza a determinati livelli energetici. L'orbita 1 più interna (*livello fondamentale*) è la più povera d'energia: un elettrone, per raggiungere un'orbita più esterna, dovrebbe venir stimolato

dall'esterno per compiere il salto. Per un salto dall'orbita 1 alla due occorrono $10.19 \text{ eV}^{(2)}$, per un salto dalla 1 alla 3 occorrono 12.07 eV , mentre con 13.595 eV o più l'elettrone si stacca dal resto dell'atomo (*ionizzazione*). Inversamente, il salto di un elettrone da un'orbita più esterna ad una più interna rende disponibile una certa quantità d'energia sotto forma di radiazione in una ben determinata lunghezza d'onda, dando origine ad una riga di emissione. La relazione che lega la lunghezza d'onda λ e l'energia E liberata è

$$E = \frac{hc}{\lambda} \text{ ovvero } \lambda = \frac{hc}{E}$$

nella quale $h^{(3)}$ è la costante di Planck. Il salto dall'orbita 2 alla 1 rende disponibile 10.19 eV , che corrispondono ad una lunghezza d'onda di 1216 \AA , nell'ultravioletto; il salto dalla 3 alla 1 dà origine ad una riga spettrale a 1026 \AA , dalla 4 alla 1 a 973 \AA e così via. L'insieme di tutti i salti che terminano nell'orbita 1 dà luogo a una serie di righe spettrali che prendono il nome di *serie di Lyman*, le prime righe della quale



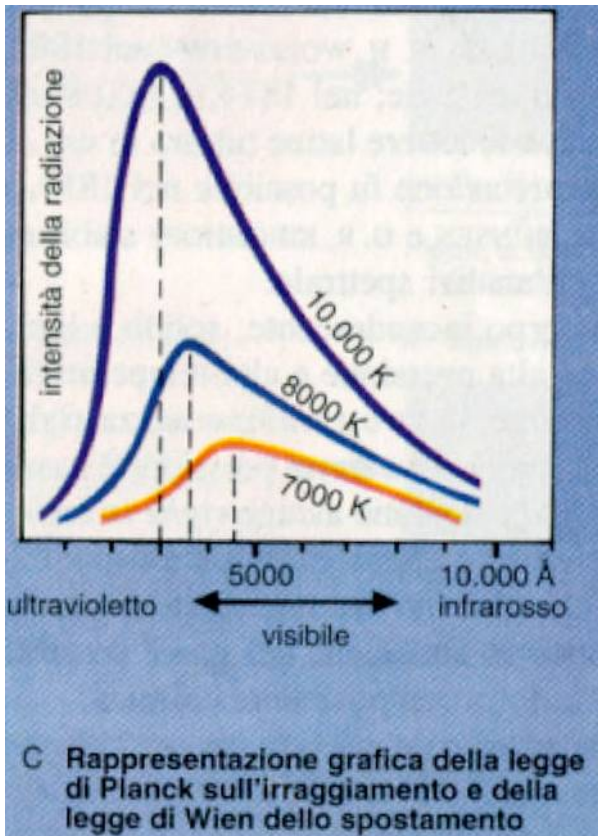
vengono indicate con $L\alpha$, $L\beta$, $L\gamma$. nel dominio del visibile si trova la *serie di Balmer* dell'idrogeno, le cui righe sono originate da salti che terminano sull'orbita 2. quella a 6563 \AA , o $H\alpha$, è originata da un salto dall'orbita 3 alla 2, la $H\beta$ (4861 \AA) dalla 4 alla 2, la $H\gamma$ (4340 \AA) dalla 5 alla 2, ecc. La *serie di Paschen* si trova nell'ultravioletto ed è la serie di righe originata da salti che terminano nell'orbita 3. I salti della *serie di Brackett* terminano sull'orbita 4, quelli della *serie di Pfund* sull'orbita 5.

Lo spettro continuo è prodotto da innumerevoli salti di elettroni liberi, che cioè si muovono tra un nucleo e l'altro, verso qualcuna delle orbite possibili. Poiché gli elettroni liberi possono avere energie moto differenti, mediante il processo descritto vengono a rendersi disponibili le più disparate lunghezze d'onda, che si fondono nel continuo di cui si è parlato.

All'interno delle stelle, a causa dell'elevata temperatura e pressione, sono liberi molti elettroni. Nonostante non vi siano solo atomi di idrogeno, ma anche elementi più pesanti e complicati, il principio è sempre lo stesso: negli strati più esterni e più freddi gli atomi assorbono dal continuo la quantità necessaria di energia affinché gli elettroni possano effettuare determinati salti, in questo modo sullo spettro si forma una *riga di assorbimento*. Attraverso l'identificazione di queste righe di assorbimento è possibile effettuare un'analisi chimica qualitativa degli elementi presenti nell'atmosfera della stella. Un'analisi quantitativa invece risulta molto più difficile da effettuarsi in quanto l'intensità di una riga di assorbimento dipende da molti

⁽²⁾ Elettrolvolt eV unità di energia usata in fisica atomica e nucleare. È l'energia che un elettrone acquista per azione di una differenza di potenziale di 1 V. Questa unità vale $1,6 \times 10^{-12} \text{ erg}$.

⁽³⁾ Costante universale introdotta nel 1900 da Planck per esprimere un quanto di energia E emesso da un oscillatore di frequenza ν : $E = h\nu$. Ha le dimensioni di un'energia per un tempo e il valore $(6,6252 \pm 0,0005) \times 10^{-27} \text{ erg}\cdot\text{s}$.



parametri che purtroppo sono molto difficili da stimare con sufficiente precisione e per tale motivo questo tipo di ricerca viene fatta raramente.

Fondamentalmente la temperatura superficiale di una stella si può ricavare tramite lo spettro relativo, secondo cui il massimo d'intensità dello spettro continuo dipende dalla temperatura secondo *la legge di Wien* (Wilhelm Wien, 1864-1928) o *dello spostamento*:

$$T = \frac{3 \cdot 10^7}{\lambda_{\max}}$$

dove λ_{\max} è la lunghezza d'onda del massimo espressa in Å. La legge di Planck (Max Planck, 1858-1947) dell'irraggiamento definisce la variazione di intensità nei diversi punti dello spettro al variare della temperatura. Queste leggi valgono esattamente per il corpo nero, un oggetto il cui coefficiente di assorbimento è uguale ad uno, ma si applicano in buona approssimazione anche alle stelle.

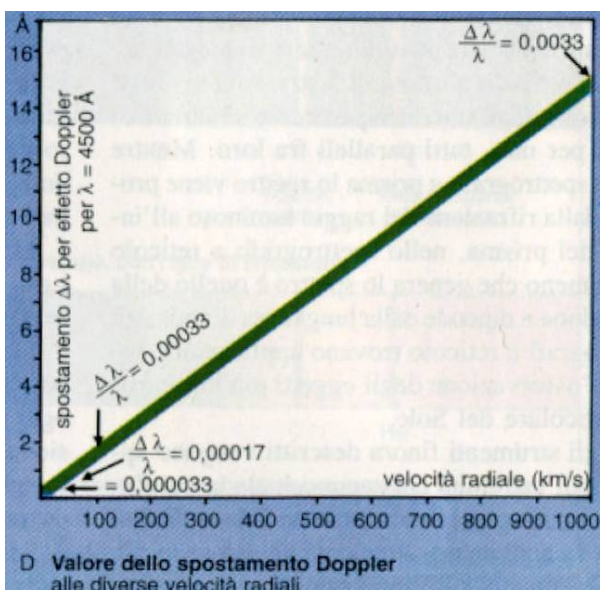
Nell'astrofisica la temperatura ha definizioni molto diverse tra loro. La *temperatura effettiva* T_e è definita dall'irraggiamento globale superficiale della stella, cioè su tutte le lunghezze d'onda, per unità di superficie e per secondo e può essere stimata, conoscendo le dimensioni della stella, attraverso la *legge di Stefan-Boltzmann*

$$T_e^4 = \frac{L}{\sigma \cdot \pi \cdot D^2}$$

dove L è la luminosità, D il diametro della stella, π è 3.14 e σ è la costante di Stefan-Boltzmann uguale a $5.67 \times 10^{-12} \text{ W cm}^2 \text{ K}^{-4}$. La *temperatura di radiazione* è la temperatura alla quale si dovrebbe trovare un

corpo nero che irraggi quanto la stella in un determinato intervallo spettrale, mentre la *temperatura di corpo nero* si riferisce ad una ben determinata lunghezza d'onda. Per definire la *temperatura di colore* (in un determinato intervallo spettrale) di una stella si deve osservare la distribuzione delle intensità di irraggiamento alle varie lunghezze d'onda e farne un confronto qualitativo con le curve di Planck per il corpo nero.

Attraverso l'analisi spettrale non si ricava solo la temperatura, infatti si possono ottenere informazioni riguardo al moto di una stella lungo la direzione Terra-stella, cioè possiamo avere utili informazioni riguardanti la *velocità radiale* attraverso *l'effetto Doppler* (dal fisico austriaco Christian Doppler, 1803-1853): una sorgente di



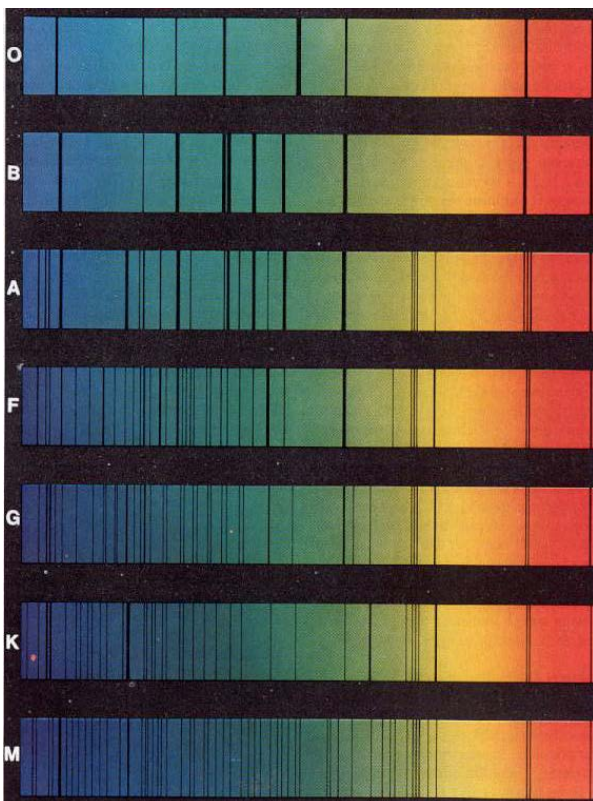
luce che si avvicini alla Terra ha il suo spettro spostato verso in violetto, viceversa se la sorgente si allontana avrà lo spettro spostato verso il rosso. Misurando lo spostamento è possibile conoscere la velocità radiale v_r in km/s:

$$v_r = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} c$$

dove $\Delta\lambda$ è lo spostamento della riga di lunghezza λ , c è la velocità della luce. Tale formula è valida solo per velocità piccole rispetto alla velocità della luce, per alte velocità si usa una formula relativistica più generale.

In ultima analisi vi è da tenere in considerazione un altro effetto: *l'effetto Zeeman* (dal fisico olandese Pieter Zeeman, 1865-1943) il quale afferma che se una sorgente luminosa si trova in un campo magnetico, le sue righe spettrali si suddividono in due o più componenti e dall'entità della separazione si possono avere indicazioni sull'intensità del campo agente. Se i raggi luminosi vengono emessi perpendicolarmente alla direzione del campo, si osserverà la formazione di un tripletto, ossia la scissione della riga spettrale in tre componenti dove quella centrale è la riga originaria mentre le altre due si trovano in posizione simmetrica rispetto alla prima (effetto Zeeman trasversale). Se invece i raggi luminosi sono paralleli al campo si verifica la scissione in un doppietto, ossia in due righe. L'effetto Zeeman ha un equivalente per i campi elettrici *nell'effetto Stark* (dal fisico tedesco Johannes Stark, 1874-1957).

Lo spettro delle stelle



Gli spettri delle stelle presentano, come anche quello del Sole, un fondo continuo sul quale sono sovrapposte parecchie righe in assorbimento e, raramente, anche delle righe in emissione. La classificazione degli spettri stellari oggi adottata è quella realizzata ad Harvard.

Classe W Su un continuo molto intenso, si possono osservare larghe bande in emissione dell'idrogeno e dell'elio, sia ionizzato che neutro (stelle di Wolf-Rayet, circondate da strati di gas in espansione per lo più componenti di stelle doppie spettroscopiche).

Classe O Su un intenso continuo appaiono le righe di assorbimento dell'elio neutro, dell'idrogeno e dell'ossigeno ionizzato una volta.

Classe B Appaiono le righe di assorbimento dell'elio neutro; a partire dal tipo B9 diventano sempre più deboli mentre diventano più intense le righe dell'idrogeno.

Classe A Le righe dell'idrogeno dominano; cominciano ad indebolirsi dal tipo A9. Compaiono righe metalliche, in particolare le righe H e K del calcio ionizzato.

Classe F Le righe dell'idrogeno diventano sempre più deboli, mentre diventano più intense le righe H e K; comincia a comparire la banda G sovrapposta alle cospicue rughe del ferro, del titanio e del calcio.

Classe G Le righe H e K raggiungono la massima intensità, e le righe dell'idrogeno diventano ancor più deboli. Sono visibili numerose righe metalliche. Intorno a G9 le righe del ferro sono intense quanto quelle dell'idrogeno. Il Sole ha tipo spettrale G2.

Classe K Il continuo diventa sempre meno intenso sul lato blu. La banda G raggiunge il massimo d'intensità. Le righe dell'idrogeno non sono più visibili. Cominciano ad apparire le bande dell'ossido di titanio, mentre sono molto forti le righe H e K.

Classe M Le bande dell'ossido di titanio raggiungono il massimo di intensità. La banda G è fusa in una sola riga. Il continuo nel blu è praticamente nullo.

Classe R Sono presenti le bande del cianogeno e del monossido di carbonio.

Classe N Simili a R. Al di là di 4500 Å non esiste più continuo. Le stelle delle classi R e N, a causa delle bande del carbonio, vengono chiamate anche "stelle al carbonio".

Classe S Simili ad M e N, ma con bande dell'ossido di zirconio.

La successione spettrale è stata erroneamente ritenuta anche la successione evolutiva delle stelle, convinzione che si rivela ancor oggi nell'usanza di chiamare le classi da W a A dei "primi" tipi spettrali, da F a G dei tipi "di mezzo", e da K a S di tipo "avanzato", aggettivi evidentemente riferiti a stadi evolutivi.

Le classi da B a K sono suddivise per maggiore precisione in 10 sottoclassi, per esempio B6, G2, K4, ecc. Le stelle dei tipi W, O, R, N e S sono molto rare. Nelle classificazione spettrali è solito aggiungere una lettera minuscola, per esempio A2p, la lettera ha uno dei seguenti significati: *n* righe diffuse, *nn* righe molto diffuse (spesso a causa dell'effetto Stark, o per allargamento Doppler), *s* righe sottili, *ss* righe molto sottili, e righe in emissione, *var* oppure *v* spettro variabile, *p* (peculiare) altre anomalie o particolari. Talvolta la sigla che indica il tipo spettrale è preceduto da altre lettere minuscole, per esempio gMO, il cui significato è il seguente: *g* (dall'inglese "giant") gigante, *d* (inglese "dwarf") nana o anche stella della sequenza principale, *sd* (inglese "subdwarf") sottonana, *w* o anche *D* (inglese "white dwarf") nana bianca.

Originariamente si riteneva che le stelle dei primi tipi spettrali fossero più ricche di idrogeno ed elio rispetto alle stelle dei tipi spettrali più avanzati, nelle quali si ritenevano esserci maggiori quantità di elementi metallici e questo perché nello spettro tali righe sono preponderanti. Le differenze nello spettro non sono solo da imputare a diverse composizioni chimiche ma anche a differenti stati fisici.

Per effettuare un'analisi quantitativa dei vari elementi chimici presenti in una stella è necessario conoscere temperatura, pressione e densità e questo è uno dei lavori più ardui in astrofisica. Solo di pochissime stelle si è potuto fare un tale tipo di analisi, per le altre si cerca di darne una stima in rapporto al Sole. Un tale approccio si è rivelato alquanto attendibile. Nelle stelle di tipo da K a S si possono formare legami

molecolari, ma per il resto le differenze di abbondanze elementari possono essere ricondotte a due tipi, ai quali corrispondono diverse collocazioni spaziali delle stelle.

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

Vi sono alcuni tipi di stelle che presentano delle abbondanze anomale: le stelle di tipo *Wolf-Rayet* presentano abbondanze di azoto, carbonio e ossigeno; in alcune stelle la percentuale di elio è superiore e quella di idrogeno inferiore (*stelle all'elio*). Le stelle di tipo R e N presentano delle sovrabbondanze di carbonio, perfino rispetto all'ossigeno, che appare sotto forma di monossido di carbonio. Nelle stelle di tipo S risaltano elementi come zirconio, ittrio, niobio, molibdeno, bario e le terre rare. Nelle stelle magnetiche risaltano ovviamente le terre rare ed è aumentata la percentuale degli elementi metallici.

Il tipo spettrale è in stretta correlazione con la temperatura della stella e con il suo colore. Le stelle dei "primi" tipi sono più calde rispetto a quelle dei tipi più "avanzati" e il colore va dall'azzurro al bianco, giallo, arancione, rosso. Le stelle rosse vengono usualmente distinte in giganti rosse e nane rosse che, a parità di tipo spettrale e temperatura, presentano differenze significative in tutti gli altri parametri fondamentali quali dimensioni, massa, densità, luminosità. La luminosità assoluta viene misurata dai rapporti tra l'intensità di alcune righe in assorbimento, per esempio quelle dello stronzio ionizzato una volta o del titanio ionizzato una volta che divengono più intense all'aumentare della luminosità. In genere le righe spettrali prodotte da elementi ionizzati sono più intense nelle stelle con massima luminosità assoluta, mentre le righe di elementi neutri sono più intense nelle stelle di minima luminosità assoluta. È possibile determinare la distanza di una stella nota la sua luminosità spettroscopica: questo è il metodo della parallasse spettroscopica e ha un raggio di efficacia maggiore rispetto al metodo trigonometrico. Già indicazioni del tipo spettrale possono dare indicazioni di massima sulla magnitudine assoluta di una stella.