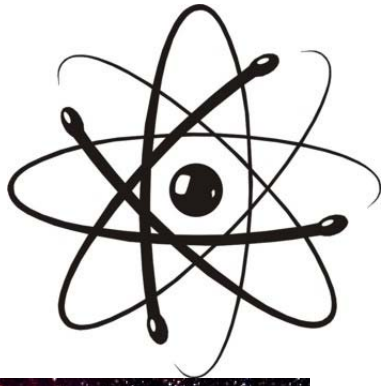
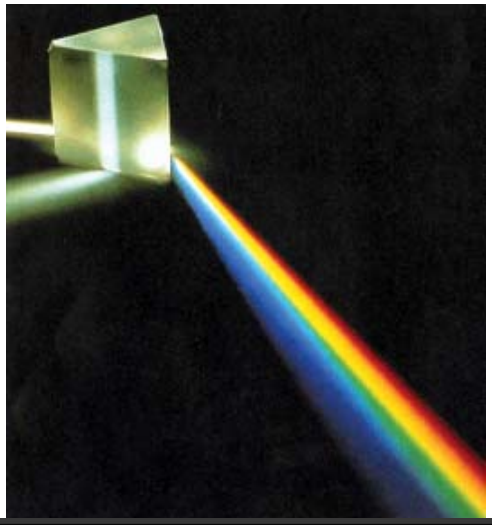
Associazione Astrofili
ALTA VALDERA

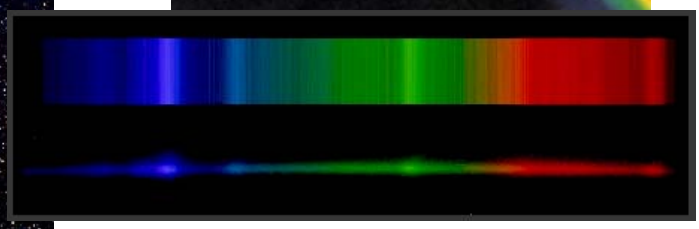
www. astrofilialtavaldera.it

Primo Corso di Astronomia 2011 - 2012

PECCIOLI, 29 Marzo 2012







LO SPETTRO:
tutti i colori di una stella

La scomposizione della luce ci rivela le caratteristiche chimiche e fisiche degli astri. (Relazione integrata con esperienze eseguite presso il Centro Astronomico di Libbiano)

A cura di Alberto Villa

INDICE

INTRODUZIONE …… **pag. 5**

LA RADIAZIONE ELETTROMAGNETICA …….. **pag. 7**

LO SPETTRO …….. **pag. 12**

LO SPETTRO CONTINUO …… **pag. 14**

SPETTRO DI ASSORBIMENTO E DI EMISSIONE ……. **pag. 16**

L'ATOMO DI BOHR …….. **pag. 18**

LO SPETTRO DELL'IDROGENO …… **pag. 20**

LO SPETTRO DELLE STELLE …… **pag. 24**
(Classificazione spettale delle stelle)

SPETTROGRAFO AUTOCOSTRUITO E
PRIMI RISULTATI OTTENUTI ……...…….. **pag. 35**

INTRODUZIONE

Per moltissimo tempo la luce che ci giunge dalle stelle dopo aver viaggiato nello spazio anche per diverse migliaia di anni, è stata utilizzata dall'uomo soltanto per determinare la posizione degli astri sulla volta celeste: della luce si considerava infatti soltanto la direzione di provenienza potendo quindi unicamente stabilire che le varie stelle erano collocate in posizioni ben definite dalle coordinate celesti (Ascensione Retta e Declinazione). Per meglio organizzarsi e gestire in modo razionale l'insieme di queste informazioni geometriche, le stelle furono raggruppate in figure di fantasia ancora oggi utilizzate per l'orientamento e ben note come costellazioni. Tutti i contenuti dell'astronomia classica fino a Copernico, Galileo, Keplero, Newton, Herschel sono stati costruiti unicamente sulla base di queste informazioni di carattere prettamente geometrico.

Si incominciò a studiare la luce delle stelle con più attenzione e continuità soltanto intorno alla fine del 1700 (in particolar modo con Herschel). Ma fu soprattutto quando Fraunhofer e Kirchoff scoprirono la possibilità di scomporre la luce nelle sue componenti elementari - ottenendone il cosiddetto spettro - che si incominciò a decifrare il messaggio contenuto nella radiazione elettromagnetica proveniente dal Sole e dalle altre stelle.

LA RADIAZIONE ELETTROMAGNETICA

La radiazione elettromagnetica è una forma di energia che si propaga anche nel vuoto, cioè non richiede alcun mezzo di supporto per la sua trasmissione. Con una velocità di propagazione di circa 300.000 Km/sec, le onde elettromagnetiche trasportano - attraverso lo spazio vuoto - energia immagazzinata nei campi elettrico e magnetico associati alla radiazione che si propaga.

La radiazione elettromagnetica è infatti rappresentata da un campo elettrico e un campo magnetico perpendicolari tra loro:

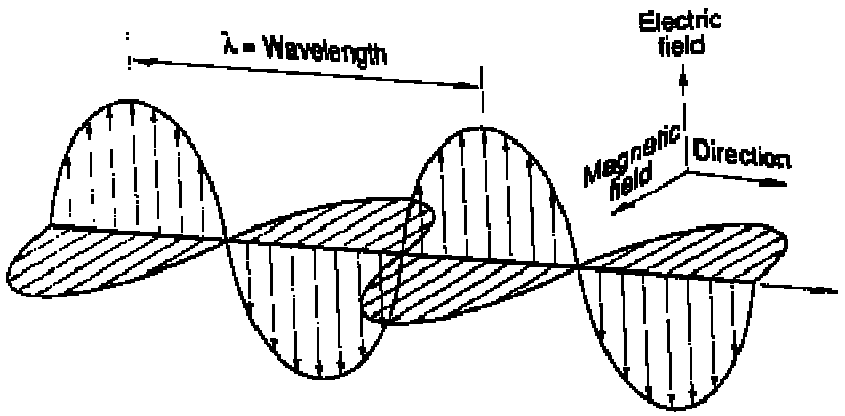


Fig. 1 – Rappresentazione di un'onda elettromagnetica

L'onda elettromagnetica si genera quando in un punto dello spazio si produce una variazione che dura nel tempo (eventualmente periodica) di un campo elettrico o magnetico: in quel punto si origina di conseguenza un'onda elettromagnetica, che si propaga sotto forma di una successione continua di impulsi, nello stesso modo in cui, muovendo con continuità l'estremità di una molla tesa , si genera un'onda che si propaga per tutta la molla.

Per definizione, la radiazione elettromagnetica in fisica viene definita in due modi diversi, seppure in un certo senso e per molti aspetti equivalenti:

- secondo il **modello classico** si comporta come un'**"onda sinusoidale";**
- secondo il **modello corpuscolare** è anche una **"particella".**

Alle onde elettromagnetiche si associano pertanto le definizioni caratteristiche della fenomenologia delle oscillazioni. Si definiscono pertanto i seguenti parametri:

- ***Lunghezza d'onda - Wavelenght (λ):*** **distanza lineare tra due massimi successivi di un'onda**
- ***Ampiezza - Amplitude:*** **distanza verticale tra un massimo della curva e l'asse delle x**
- ***Frequenza*** **– Frequency (*ν*): numero di oscillazioni del campo in 1 secondo (Hz = 1 ciclo/s)**

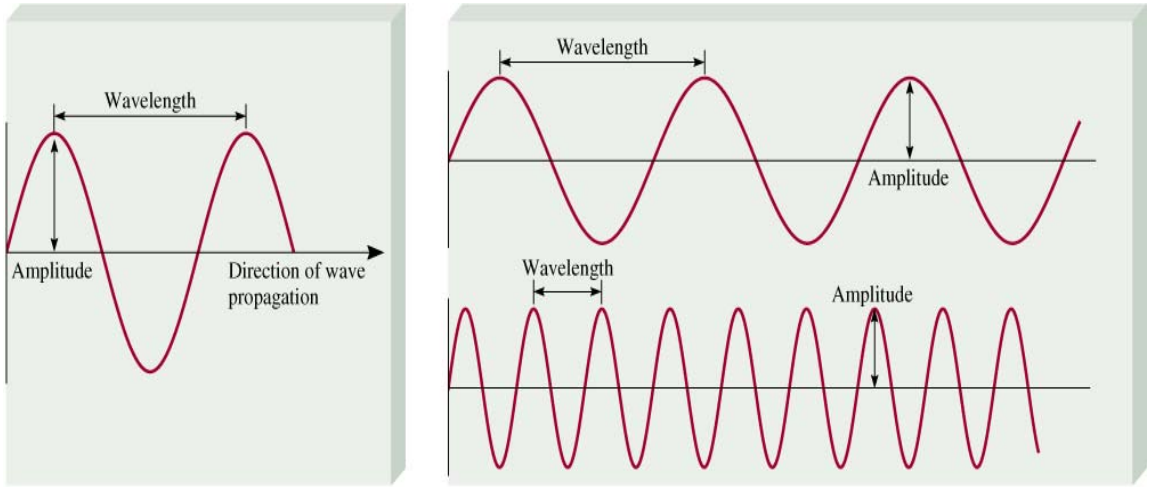


Fig. 2 – Parametri e caratteristiche di un'onda elettromagnetica

Per quanto concerne la frequenza, nello schema a destra è evidente che l'onda in alto ha una frequenza minore, proprio perché la lunghezza d'onda è maggiore.
E' importante sottolineare che:

- La ***frequenza*** di un'onda è fissata dalla sua sorgente, e non cambia quando l'onda passa da un mezzo ad un altro.
- La ***velocità*** di un'onda (v), comunque, può invece cambiare a seconda del mezzo che l'onda sta attraversando:

$$v = c/n$$

Dove c è la velocità della luce ed n l'indice di rifrazione del mezzo

Pertanto n può assumere valori diversi determinando differenti velocità di propagazione delle onde elettromagnetiche, come illustrato nei seguenti esempi:

$n = 1$ per il vuoto

$n = 1.0003$ per l'aria (per cui la radiazione elettromagnetica nell'aria viaggia alla velocità di $0.9997c$)

$n = 1.5$ per il vetro (per cui la radiazione elettromagnetica nel vetro viaggia alla velocità di $0.67c$)

Altra caratteristica molto significativa della radiazione elettromagnetica è che l'energia di un fotone è direttamente proporzionale alla frequenza **(*v*)** della radiazione stessa. La semplicissima espressione che ci fornisce l'energia **(E)** di un fotone è infatti la seguente:

$$E_{fotone} = hv$$

dove h è la nota costante di Planck (6.63 x 10-27 erg sec)

È opportuno aver chiaro fin d'ora che le radiazioni visibili sono comprese tra i 4000 e i 7500 Angstrom (unità di misura che corrisponde a 10^{-10} metri) e rappresentano soltanto una solo una limitatissima porzione di tutto l'insieme delle onde elettromagnetiche: oltre ai valori citati, si estendono campi ben più vasti di onde elettromagnetiche che si possono esplorare con strumenti rivelatori, diversi in genere secondo la zona in cui devono ad operare. Coerentemente con la lunghezza d'onda associata, un'onda viene classificata in diverse categorie. La fig. 3 riporta da sinistra a destra valori di λ sempre più piccoli e, conseguentemente, frequenze sempre maggiori.

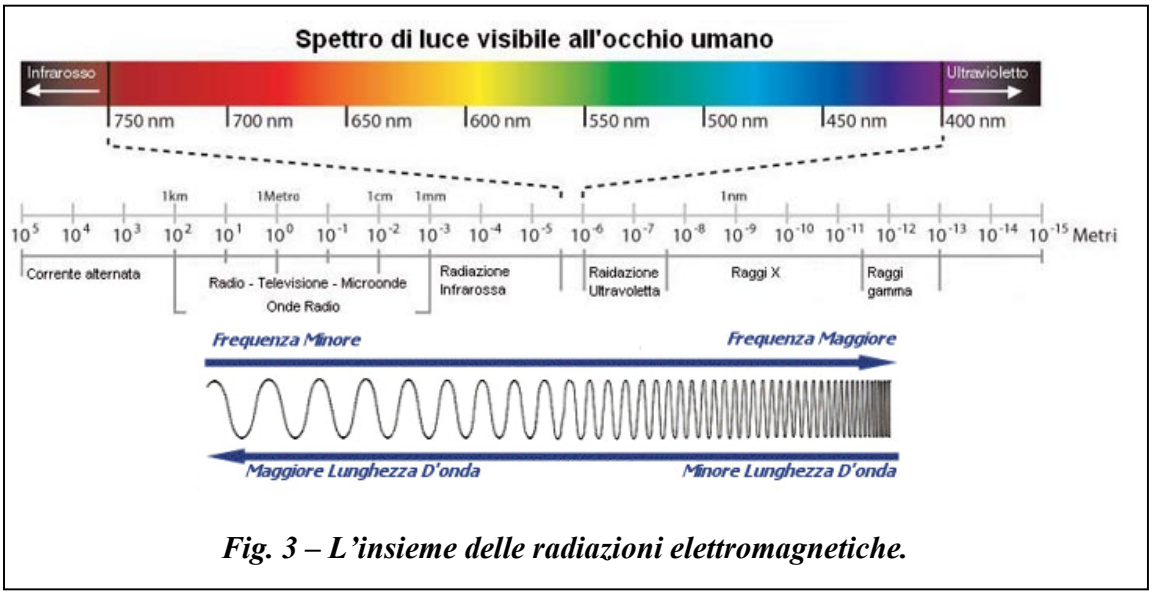


Fig. 3 – L'insieme delle radiazioni elettromagnetiche.

Come si può notare, le frequenze che l'occhio umano riesce a percepire come luce visibile rappresentano solo una piccolissima parte delle onde elettromagnetiche.

Si riporta di seguito una brevissima descrizione dei vari tipi di onde, dalle lunghezze d'onda maggiori a quelle minori:

Onde Hertziane / Onde Radio
A basse energie abbiamo le onde radio che possono variare da lunghezze d'onda delle dimensioni di una città fino alle dimensioni di una persona: esse vengono usate per la comunicazione e possono essere emesse per mezzo di un campo elettrico oscillante su un'antenna.

Microonde:
Le microonde invece hanno le dimensioni di una capocchia di spillo: si possono ottenere da scariche fra due elettrodi ad alta tensione,da circuiti oscillanti, da radiazione termica di corpi caldi. Sono utilizzate per le applicazioni in telefonia, nella radio, nella televisione, nei radar.

Infrarosso
Con lunghezze d'onda appena più lunghe della luce visibile, questa gamma di radiazioni è responsabile della maggior parte degli effetti termici percepiti dall'uomo. In astronomia gli astri più luminosi in infrarosso sono spesso quasi invisibili in ottico perchè troppo freddi per emettere luce visibile. Queste radiazioni si presentano con lunghezze d'onda di dimensioni cellulari.

Luce visibile:
Campo in cui la radiazione solare produce la massima energia. La maggior parte degli organismi viventi percepisce questa parte dello spettro come luce ambiente. Questo tipo di radiazione elettromagnetica ha un'energia in grado di rompere i legami molecolari di alcune sostanze presenti nelle cellule della retina favorendo lo sviluppo di un impulso elettrico che mediante il nervo ottico viene trasferito al cervello ed interpretato come immagine. La luce non è percepita in modo uniforme dal nostro occhio ma sotto forma di una sequenza di colori: infatti le radiazioni luminose a più bassa energia con lunghezza d'onda di 700 **nm** (*) producono solo alcune reazioni nella retina e vengono percepite col colore rosso, quelle più energetiche con lunghezza d'onda di 400 **nm** invece producono molte più reazioni e vengono percepite col colore violetto.

Ultravioletto
La radiazione ultravioletta ha invece un'energia più elevata di quella visibile; questi raggi sono quasi totalmente schermati dallo scudo di ozono che avvolge il nostro pianeta

---

(*) Oltre che in Angstrom, le lunghezze d'onda si possono misurare anche in nm, ovvero in nanometri. Un nanometro corrisponde a 10^{-9} metri, e quindi a 10 Angstrom (un Angstrom misura 10^{-10} metri)

e che attualmente sembra presentare degli assottigliamenti. La notevole energia associata a questa radiazione è causa dell'abbronzatura durante l'esposizione ai raggi solari (in alcuni casi una massiccia esposizione può essere causa di tumori). Le lunghezze dell'onda sono paragonabili alle dimensioni delle molecole ed hanno energie prossime a quelle necessarie per spezzare i legami molecolari.

Raggi X

I raggi X furono scoperti da Röntgen. Immediatamente ci si accorse che, grazie all'enorme energia posseduta, avevano straordinarie capacità di penetrazione della materia, e per questo motivo trovano importantissime applicazioni nella medicina e nella metallurgia.

Raggi Gamma

Onde ad altissima frequenza: proprie della radiazione cosmica di fondo, sono comunque ben schermate dall'atmosfera terrestre. I raggi gamma sono le radiazioni elettromagnetiche più energetiche che si conoscano; la loro scoperta risale allo studio delle emissioni radioattive dei nuclei atomici, la loro capacità di penetrazione è straordinaria e i meccanismi di produzione sono sempre legati a processi nucleari o di fisica delle particelle elementari. La lunghezza d'onda di queste radiazioni è dell'ordine delle dimensioni nucleari caratterizzate da energia elevatissima, e ciò rende conto della loro straordinaria capacità di penetrazione.

Le regioni dello spettro elettromagnetico

Regione dello spettro	Lunghezza d'onda (Angstroms)	Lunghezza d'onda (centimetri)	Frequenza (Hz)	Energia (eV)
Radio	$> 10^9$	> 10	$< 3 \times 10^9$	$< 10^{-5}$
Microonde	$10^9 - 10^6$	$10 - 0.01$	$3 \times 10^9 - 3 \times 10^{12}$	$10^{-5} - 0.01$
Infrarosso	$10^6 - 7000$	$0.01 - 7 \times 10^{-5}$	$3 \times 10^{12} - 4.3 \times 10^{14}$	$0.01 - 2$
Visibile	$7000 - 4000$	$7 \times 10^{-5} - 4 \times 10^{-5}$	$4.3 \times 10^{14} - 7.5 \times 10^{14}$	$2 - 3$
Ultravioletto	$4000 - 10$	$4 \times 10^{-5} - 10^{-7}$	$7.5 \times 10^{14} - 3 \times 10^{17}$	$3 - 10^3$
Raggi X	$10 - 0.1$	$10^{-7} - 10^{-9}$	$3 \times 10^{17} - 3 \times 10^{19}$	$10^3 - 10^5$
Raggi Gamma	< 0.1	$< 10^{-9}$	$> 3 \times 10^{19}$	$> 10^5$

Fig. 4 –Tabella riassuntiva con le caratteristiche delle onde elettromagnetiche

LO SPETTRO

L'arcobaleno rientra sicuramente nella nostra esperienza comune, ma forse non tutti sanno che si tratta della luce del Sole suddivisa nelle sue componenti di differenti lunghezze d'onda. Questo fenomeno naturale è causato da piccole goccioline d'acqua in sospensione nell'atmosfera che separano una dall'altra le radiazioni di differente lunghezza d'onda deviandole in misura diversa, in modo tale che l'occhio le può percepire separatamente. Con il termine "spettro" si intende appunto la scomposizione della luce nelle sue diverse componenti.

Tra le caratteristiche che possiamo associare alla luce, due delle più importanti sono:

- l'***"intensità"*****,** che esprime la maggiore o minore quantità di luce che penetra nella pupilla nell'unità di tempo;
- il **"*colore*",** che dipende dalla lunghezza d'onda della radiazione che giunge al nostro occhio.

Le onde più corte che il nostro occhio riesce a rilevare sono percepite con il colore violetto, le onde più lunghe che siamo in grado di rilevare sono invece percepite con il colore rosso. All'interno di questi due estremi troviamo in successione l'azzurro, il verde, il giallo, l'arancio. Oltre le due estremità termina la sensibilità dell'occhio umano e pertanto vediamo da entrambe le parti il nero, con la presenza però:

- dell' **"infrarosso"** appena oltre il rosso;
- dell' **"ultravioletto"** appena oltre il violetto.

Per scomporre e studiare la luce si utilizzano appositi strumenti che si chiamano spettroscopi e spettrografi.

Con lo **spettroscopio** lo spettro viene studiato guardandolo direttamente attraverso l'oculare dello strumento; con lo **spettrografo** lo spettro viene invece registrato su supporto fotografico o digitale.

Di norma, la luce da esaminare entra nello spettrografo attraverso una apertura strettissima (centesimi di millimetro di larghezza ed alcuni millimetri di lunghezza) che prende il nome di ***fenditura***.

Dall'interno dello strumento la fenditura appare pertanto come se fosse essa stessa la sorgente di luce e lo spettrografo genera sul supporto fotografico (o digitale) un'immagine della fenditura, cioè una riga luminosa, per ogni lunghezza d'onda presente nella radiazione da esaminare.

La separazione delle onde di varia lunghezza (fenomeno noto con il nome di **rifrazione**) è operata convenzionalmente a mezzo di un ***prisma*** che sfrutta la deviazione che la luce subisce nel passare dall'aria al vetro e viceversa e che è differente per le diverse lunghezze d'onda.

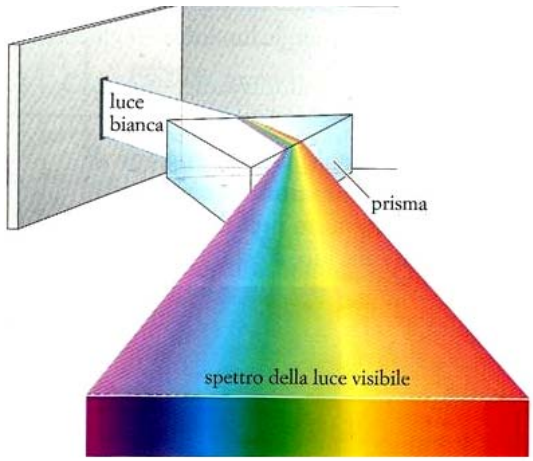


Fig. 5 – La luce bianca si separa nelle sue componenti quando passa attraverso un prisma.

Lo schema ottico di uno spettrografo classico è completato da due obiettivi (o ***collimatori***):

- il primo utilizzato per rendere paralleli i raggi di luce che provengono dalla fenditura e vengono convogliati sul prisma (la fenditura è collocata esattamente nel fuoco del primo collettore);
- il secondo collimatore ha il compito di mettere a fuoco sul supporto fotografico o digitale la luce separata dal prisma nei vari colori (nel caso di uno spettroscopio, l'immagine messa a fuoco dal secondo obiettivo viene raccolta da un oculare per l'osservazione visuale dello spettro).

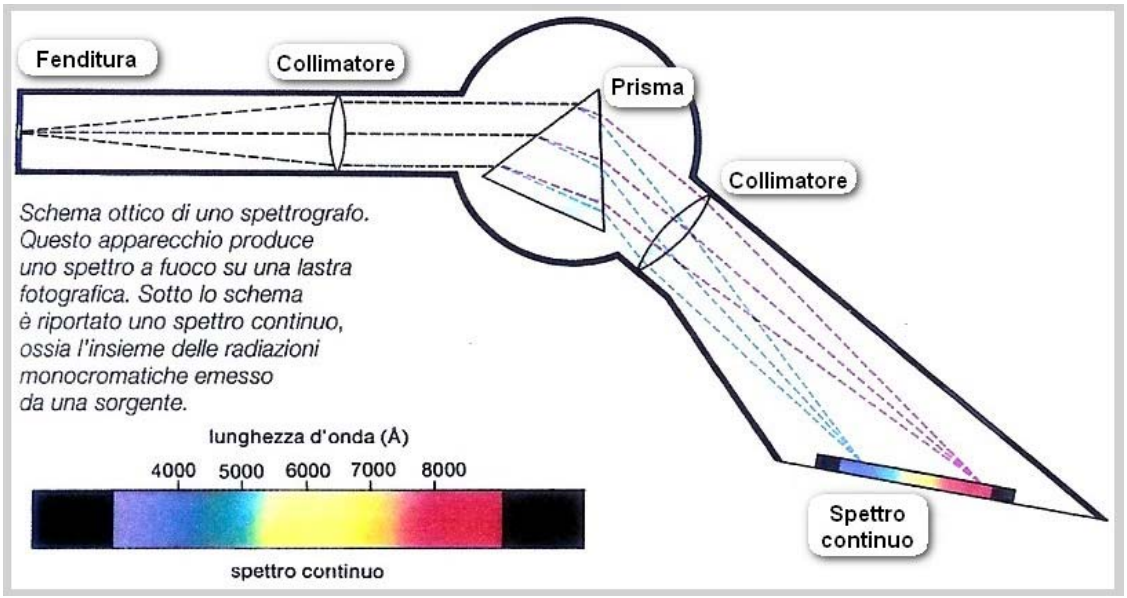


Fig. 6 - Schema di uno spettrografo. La luce proveniente dalla lampada viene suddivisa dal prisma nelle sue componenti di diverso colore e va a formare nel piano focale della seconda lente altrettante immagini della fenditura d'ingresso.

Per quanto ovvio, le singole righe dello spettro appaiono tanto più lontane una dall'altra quanto maggiore è la differenza tra le rispettive lunghezza d'onda.

Se la sorgente emette radiazioni in tutte le lunghezza d'onda della luce visibile le varie immagini della fenditura risulteranno unite l'una all'altra senza soluzione di continuità, e lo spettro apparirà allora come un'unica striscia alta quanto la fenditura, che sfuma dal rosso al violetto passando per tutti i colori dell'iride e denominata ***"spettro continuo".***

LO SPETTRO CONTINUO

Qualunque corpo emette radiazioni elettromagnetiche in maniera direttamente proporzionale alla propria temperatura.
Come si sa la più bassa temperatura possibile è 273,2 gradi centigradi sotto zero (definita come lo "zero assoluto"). La temperatura di un corpo dipende infatti dalla velocità media delle particelle elementari che lo costituiscono, e alla temperatura di -273,2° ogni velocità delle particelle si annulla ed è pertanto evidente che una temperatura più bassa di questa non ha senso.

Consideriamo un corpo solido. A temperatura prossima allo zero assoluto la radiazione che emette è praticamente nulla, ma mano a mano che la temperatura aumenta, la radiazione comincia a divenire significativa, dapprima nella regione delle onde radio e quindi anche nell'infrarosso. Col crescere della temperatura il massimo d'intensità dell'energia irradiata si sposta sempre più verso le lunghezze d'onda minori.
Quando la temperatura raggiunge approssimativamente i 430° C - benché il massimo dell'intensità sia ancora nell'infrarosso - il corpo comincia a divenire luminoso: dapprima una luce rossastra, poi salendo ancora la temperatura rosso-arancio, giallo, poi bianco e quindi bianco-azzurro.

Se la luce emanata da questo corpo incandescente viene osservata con uno spettroscopio, si percepisce uno spettro continuo, caratterizzato appunto dal fatto che al crescere della temperatura la massima intensità dell'irraggiamento si sposta verso le lunghezze d'onda minori.
Per un solido incandescente col crescere della temperatura aumenta l'intensità dell'irraggiamento e cambia di conseguenza il colore percepito. Va peraltro sottolineato che a parità di temperatura, sia l'intensità che il colore sono alquanto diversi in relazione alla natura chimico-fisica del corpo che viene riscaldato: ferro, o argento o carbone ecc.

Per avere un riferimento standard, i fisici ricorrono ad un corpo ideale denominato **"*corpo nero*"**, che ha la proprietà di emettere con intensità superiore a quella di qualsiasi altro corpo a pari temperatura: è infatti un oggetto teorico che assorbe tutta la radiazione che lo colpisce, cioè nessuna energia viene riflessa o trasmessa. Per il corpo nero ad una data temperatura, la distribuzione della radiazione emessa è una sola e non può essere che quella.

L'intensità di emissione del corpo nero nelle varie lunghezze d'onda a una data temperatura è rappresentata da un grafico che si chiama curva di Planck. Per ogni temperatura si ha una diversa curva di Planck.

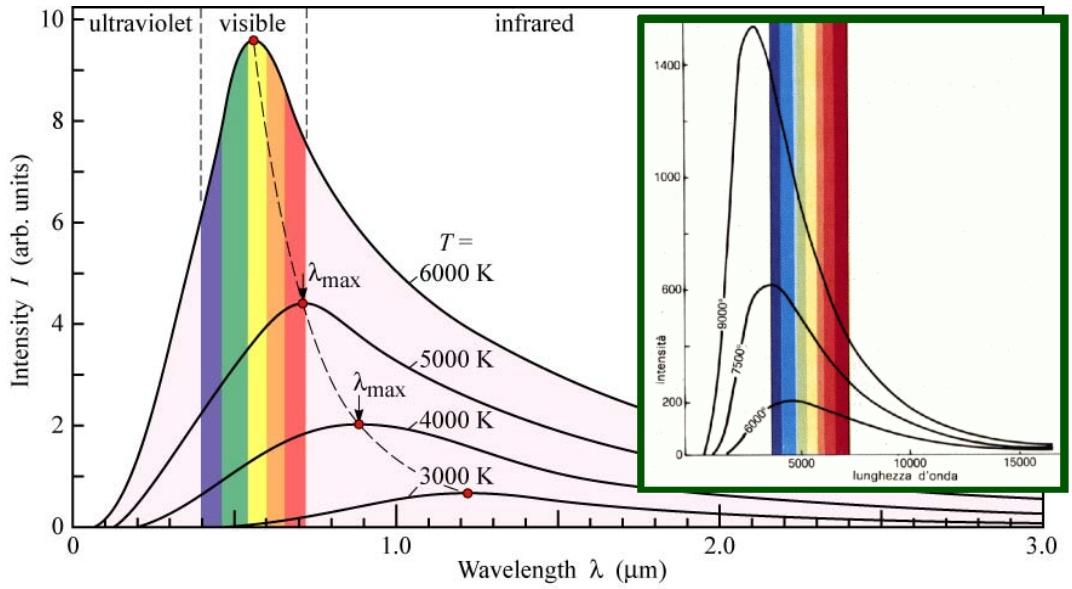


Fig. 7a) Curve di Plank dell'emissione del corpo nero, cioè ripartizione fra le diverse lunghezze d'onda dell'energia irradiata da un corpo nero a quattro diverse temperature, da 3000° a 6000° assoluti. A 3000° gran parte dell'energia viene irradiata su lunghezze d'onda superiori a 7500A e cioè nell'infrarosso; al crescere della temperatura l'irraggiamento si sposta sempre più verso le onde di minore lunghezza. A 6000°, che è la temperatura superficiale del Sole, il massimo cade proprio nel bel mezzo della regione visuale, dove l'occhio ha la massima sensibilità e gran parte dell'energia emessa è luce.

Fig. 7b) Curve di emissione del corpo nero alle temperature di 6000°, 7500° e 9000° assoluti. La quantità totale di energia irradiata cresce così fortemente che si è dovuto cambiare scala al disegno rispetto alla figura precedente. Come si vede, a 9000° di temperatura il massimo di intensità cade già nell'ultravioletto.

Osservando la curva di Planck si nota come l'emissione totale (che è misurata dall'area racchiusa da ciascuna curva) cresce rapidissimamente col crescere della temperatura e come il massimo d'intensità si sposta verso le minori lunghezze d'onda, cioè nella direzione dal rosso verso il violetto.
A bassa temperatura l'emissione avviene quasi esclusivamente nel lontano infrarosso; poi, crescendo la temperatura, il massimo a poco a poco si porta nella regione visibile dello spettro e gran parte della radiazione viene allora emessa come luce. A temperature ancora superiori cade nell'ultravioletto.

Questo fatto spiega in maniera chiara ed evidente per quale motivo anche ad occhio nudo non percepiamo le stelle tutte dello stesso colore: molte sono bianche, altre gialle, Betelgeuse ed Antares appaiono di colore rosso/arancio mentre Rigel tende all'azzurro.
La radiazione complessiva che proviene da una stella è più intensa nella lunghezza d'onda per la quale è massima l'emissione del corpo nero a pari temperatura, ed il colore percepito è proprio quello caratteristico di tale lunghezza d'onda

La **legge di Wien**

$$\lambda_{peak} = \frac{2900}{T} \qquad \lambda_{peak} \text{ in } \mu m \quad T \text{ in } K$$

ci consente di calcolare in maniera molto semplice a quale lunghezza d'onda si verifica il massimo di intensità per una determinata temperatura del corpo nero.

Esempio per il Sole: con una temperatura di 6000°, la lunghezza d'onda del massimo d'intensità **(λ)** = 2900 / 6000 ovvero 0,484 micron (simbolo **μm = 10^{-6} metri)** , nel bel mezzo della regione visibile dello spettro.

SPETTRO DI ASSORBIMENTO E DI EMISSIONE

Lo spettro di un gas non eccessivamente denso e sufficientemente caldo ha un aspetto del tutto diverso rispetto a quello di un solido o di un liquido incandescente: invece di una striscia continua con i colori dell'iride che sfumano l'uno nell'altro, guardando all'oculare di uno spettroscopio si vede una successione di righe luminose isolate di diverso colore ***(spettro di emissione).***

Ogni riga è un'immagine della fenditura in una particolare lunghezza d'onda: il numero, la posizione e l'intensità delle righe sono diversi a seconda della natura chimica e della temperatura del gas. ***L'insieme delle righe che compaiono nello spettro è caratteristico ed inconfondibile di ogni elemento chimico.***

Se la luce emessa da un solido incandescente attraversa un gas freddo, lo spettro continuo generato dalla sorgente risulta solcato da righe oscure che occupano esattamente le stesse posizioni delle righe che apparirebbero luminose se quel medesimo gas fosse riscaldato a sufficiente temperatura ***(spettro di assorbimento).*** Le righe oscure non sono altro che luce mancante in quelle particolari lunghezze d'onda, ovvero la luce sottratta dal gas alla sorgente: ***un gas assorbe quelle stesse radiazioni che è capace di emettere.***

Quanto fin qui esposto relativamente allo spettro, è riassunto nelle tre note ***leggi di Kirchhoff*** di seguito enunciate:

1. un solido e un liquido incandescenti o un gas ad alta pressione emettono uno **spettro continuo**;
2. un gas a bassa pressione sottoposto ad elevate temperature produce **linee di emissione**;
3. un gas a bassa pressione osservato davanti a uno spettro continuo produce **linee di assorbimento.**

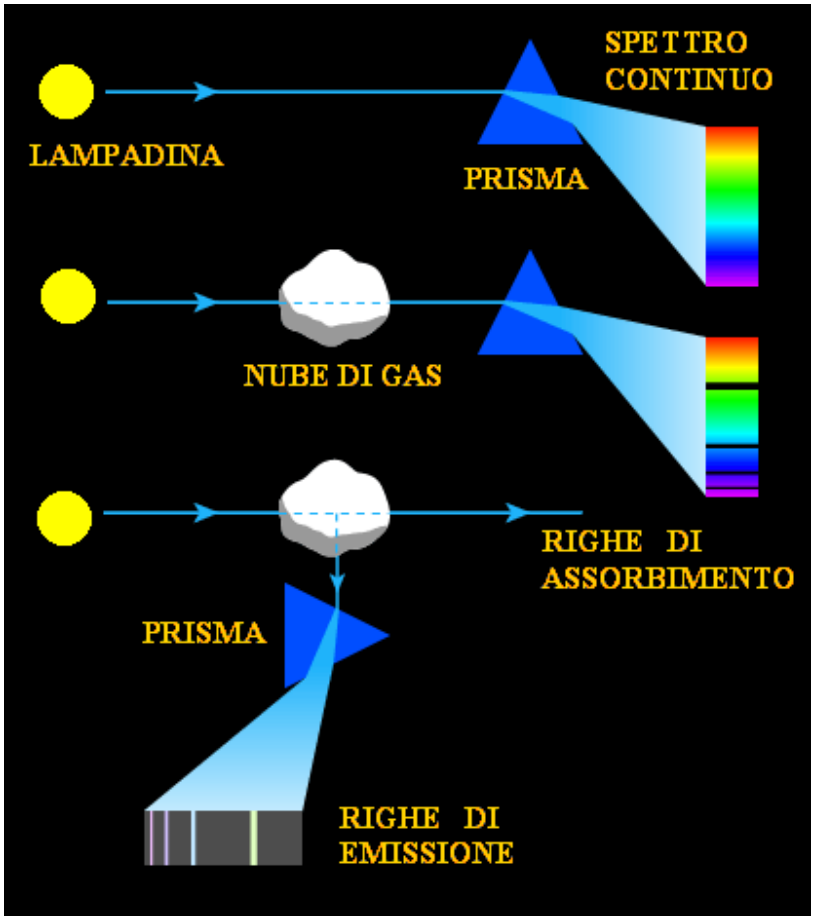


Fig. 8) Il filamento incandescente di una comune lampadina genera uno spettro continuo. Quando però la luce della lampada attraversa una massa di gas "freddo", nello spettro continuo appaiono delle righe scure dovute all'assorbimento operato dal gas. Se lo stesso gas viene osservato obliquamente in modo da osservare su uno sfondo buio e non ricevere la luce diretta della lampada, allora le medesime righe appaiono luminose.

L'ATOMO DI BOHR

Fu il danese N. Bohr a fornire per primo nel 1913 una interpretazione della struttura dell'atomo che – rispetto alle precedenti enunciazioni - potesse rispondere ai fatti sperimentali precedentemente descritti, con particolare riferimento alle righe di assorbimento o di emissione presenti negli spettri. La sua ipotesi era basata sulla accettazione della teoria dei quanti (vedi oltre) e sulla sua applicazione alla struttura degli atomi. Essenzialmente Bohr costruì il suo modello atomico su due postulati fondamentali:

1) in un atomo gli elettroni non possono assumere un qualsiasi valore dell'energia ma solo certi valori definiti (si usa dire che in un atomo l'energia è ***quantizzata***: da qui il nome della ***"Teoria dei quanti"***). Ciò significa qualcosa di molto importante: ***solo certe orbite elettroniche possono essere occupate dagli elettroni che ruotano intorno al nucleo e ad ogni orbita corrisponde un determinato valore dell'energia***.

2) ***l'elettrone non può emettere alcuna energia a meno che non cambi orbita*** (cioè livello energetico); questo passaggio non può avvenire, quindi, gradualmente, ma si ha un vero e proprio salto energetico. Quando, per un qualche motivo, un elettrone salta da una orbita ad energia più alta (livello energetico ***iniziale***) ad una energia più bassa (livello energetico ***finale***), la sua perdita di energia è emessa sotto forma di *quanto di luce* (oggi meglio conosciuto come *fotone*). Si ha così:

$$E_{iniziale} - E_{finale} = h\nu$$

($h\nu$ è infatti l'energia del fotone – cfr. pag. 6)

dove $E_{iniziale}$ è l'energia corrispondente all'orbita ad energia più alta, E_{finale} quella corrispondente all'orbita ad energia più bassa ed $h\nu$ è il **quanto di luce emesso**.

La relazione scritta significa che un elettrone nel passare da una certa orbita ad una ad energia più bassa perde energia, e questa perdita di energia (per la legge di conservazione) la si ritrova sotto forma di emissione di radiazione (emissione di un ***quanto di radiazione***). Nel caso il salto avvenga in senso contrario a quello descritto, si ha ***assorbimento di un quanto di radiazione*** dello stesso valore $h\nu$.

E' dunque la **meccanica quantistica** ad insegnarci che in un atomo gli elettroni possono muoversi soltanto su orbite ben determinate, e per saltare da un'orbita all'altra hanno bisogno di energia corrispondente a una ben definita lunghezza d'onda.

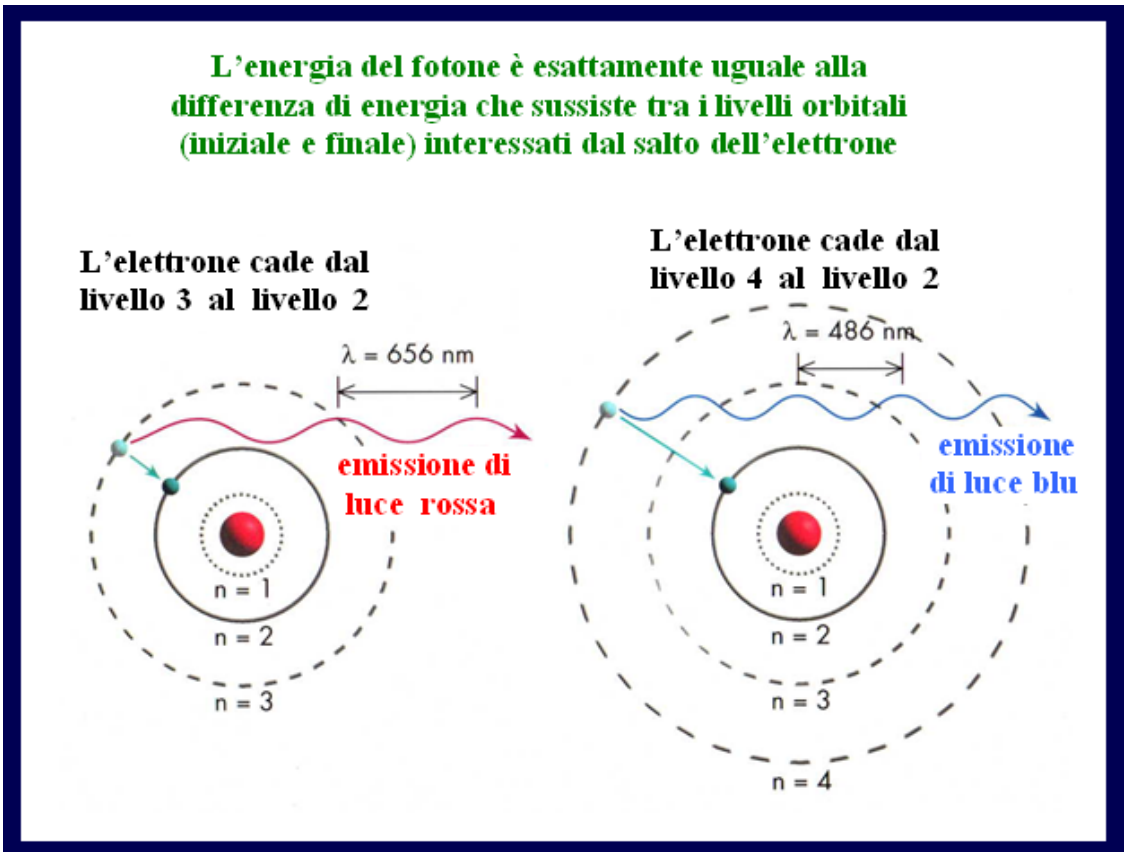


Fig. 9 – Energia emessa da un elettrone che cade da un'orbita superiore ad una inferiore (diseccitazione).

Se la luce emessa dalla nostra lampadina (spettro continuo) attraversa un'ampolla contenente un gas, gli elettroni contenuti negli gli atomi di questo gas assorbono la radiazione avente lunghezza d'onda esattamente corrispondente all'energia necessaria per compiere uno dei possibili salti di livello da un'orbita ad un'altra più energetica **(eccitazione).** Entro un miliardesimo di secondo gli elettroni "eccitati" ricadono sull'orbita originaria riemettendo i fotoni appena assorbiti **(diseccitazione – fig. 9);** la riemissione avviene però radialmente in tutte le direzioni possibili, per cui soltanto una infinitesima porzione dei fotoni inizialmente considerati riprende la direzione dell'osservatore che guarda la lampada attraverso il gas. Pertanto questo osservatore riceve molti meno fotoni - aventi lunghezza d'onda caratteristica di quel gas – rispetto a quanti ne ha emessi la lampada nella sua direzione.

Come logica conseguenza, se si osserva lo spettro di questa luce, in corrispondenza delle lunghezze d'onda proprie delle radiazioni assorbite appaiono delle

righe oscure (luce sottratta solo in determinate frequenze dal continuo emesso dalla lampada).

Se invece si osserva l'ampolla obliquamente, in modo che all'osservatore non giunga la luce diretta dalla lampada così da avere uno sfondo buio, si vedranno solo i fotoni riemessi in quella direzione dal gas in seguito alla diseccitazione degli atomi, e nello spettro appariranno le righe luminose caratteristiche dell'elemento.

LO SPETTRO DELL'IDROGENO

Lo spettro dell'atomo di idrogeno è stato il primo d essere interpretato, essendo l'atomo più semplice in quanto formato da un solo protone e da un solo elettrone che ruota sulla prima delle orbite disponibili. Se opportunamente eccitato, l'idrogeno emette nel visibile e nel vicino ultravioletto una serie di righe che si addensano fino al limite di λ = 3646 A.

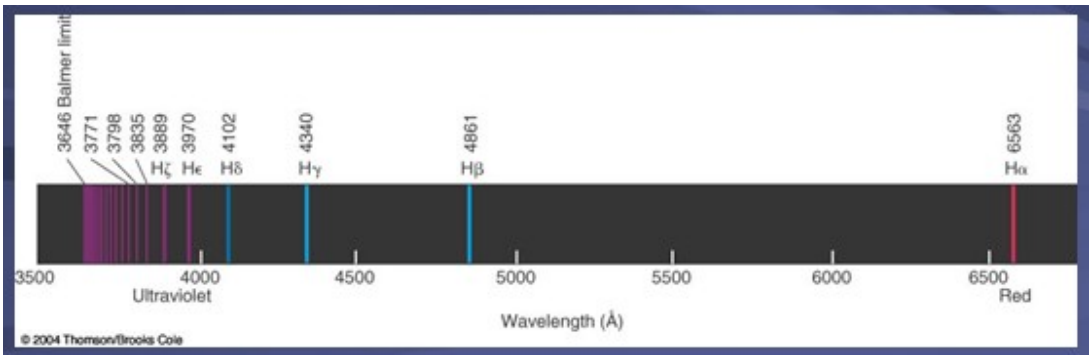


Fig. 10 – La serie di Balmer nello spettro dell'idrogeno, con le rispettive righe che si addensano sul limite di 3646 A.

Nel 1885 lo svizzero Balmer (1828 – 1898), elaborando con certosina pazienza i dati sperimentali di un gran numero di spettroscopisti, riuscì per primo a fornire una relazione relativamente semplice in grado di esprimere la successione delle lunghezze d'onda delle righe emesse dall'atomo di idrogeno e situate nella regione del visibile:

Balmer

$$\lambda_n = 3646 \frac{n^2}{n^2 - 4}$$

dove **3646 A** è una costante e **n = 3, 4, 5, ……** rappresenta il valore progressivo a cui corrispondono le righe H Alfa, H beta, H gamma, ecc…

Al crescere di **n**, le righe della serie (che prese il nome di **Serie di Balmer**) convergono verso il limite di **3646 A** (Fig. 10).

La formula scoperta per caso da Balmer nel 1855, e' verificata con una precisione che raramente e' raggiunta in altri campi della fisica. Data l'estrema semplicita' della formula fu subito evidente che doveva avere un profondo significato fondamentale. Infatti furono successivamente scoperte altre quattro serie di cui una (Lyman) nell'ultravioletto e tre (Paschen, Brackett e Pfund) nell'infrarosso.

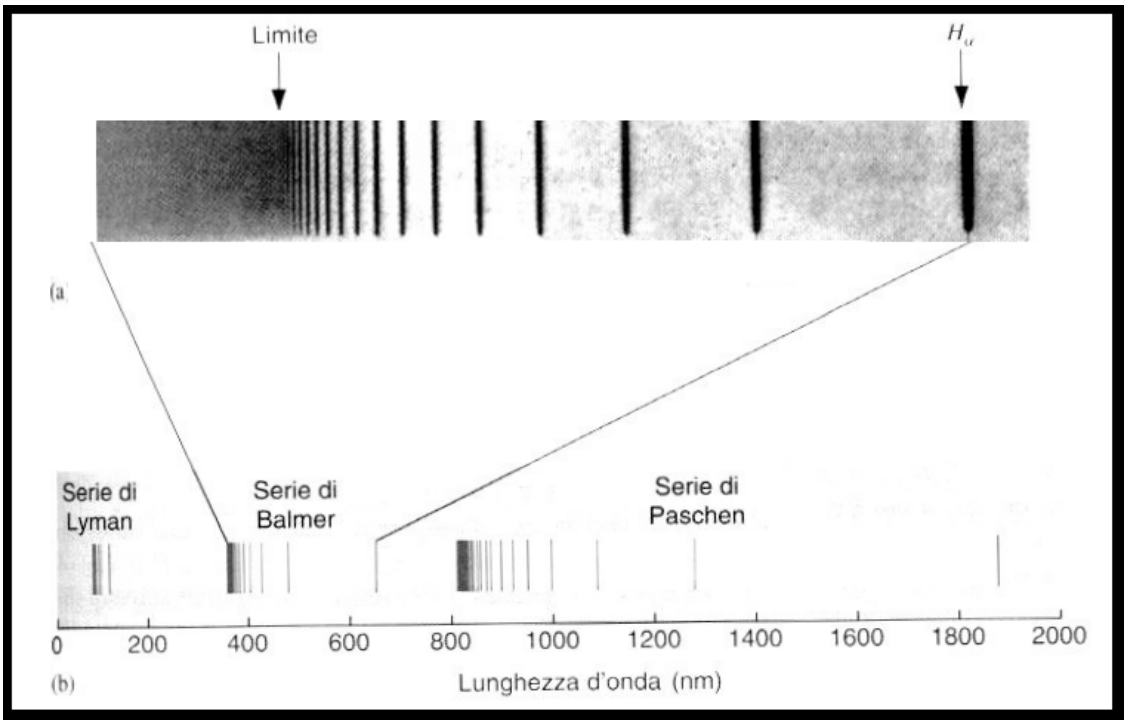


Fig. 11 – La serie di Balmer è solo una delle serie di righe che vengono prodotte dall'atomo dell'idrogeno eccitato. Fu scoperta per prima perchè è l'unica le cui righe di emissione cadono nella finestra della luce visibile.

Fu Rydberg (1854 – 1919) ad accorgersi che si poteva scrivere una espressione matematica comune per tutte le possibili serie dell'idrogeno, diventando quindi la Formula di Balmer un caso particolare della seguente **Formula di Rydberg**:

$$\frac{1}{\lambda} = R_H \left(\frac{1}{n'^2} - \frac{1}{n^2} \right)$$

dove:

- $\mathbf{R_H}$ è una costante numerica ($\mathbf{R_H}$ = 109678 cm^{-1});
- in ordine di numerazione progressiva (1, 2, 3, …) partendo dal nucleo:
  - **n'** è l'orbita sulla quale ruota l'elettrone prima di compiere il "salto" su un'orbita più esterna e quindi più energetica.
  - **n** è l'orbita che l'elettrone eccitato riesce a raggiungere con il suo "salto"

La successiva Fig. 12 illustra semplicemente il concetto appena espresso dalla Formula di Rydberg, tenendo sempre presente che:

- l'***emissione*** avviene quando l'elettrone salta da un livello energetico (orbita) superiore ad uno inferiore;
- l'***assorbimento*** ha luogo nel caso contrario.

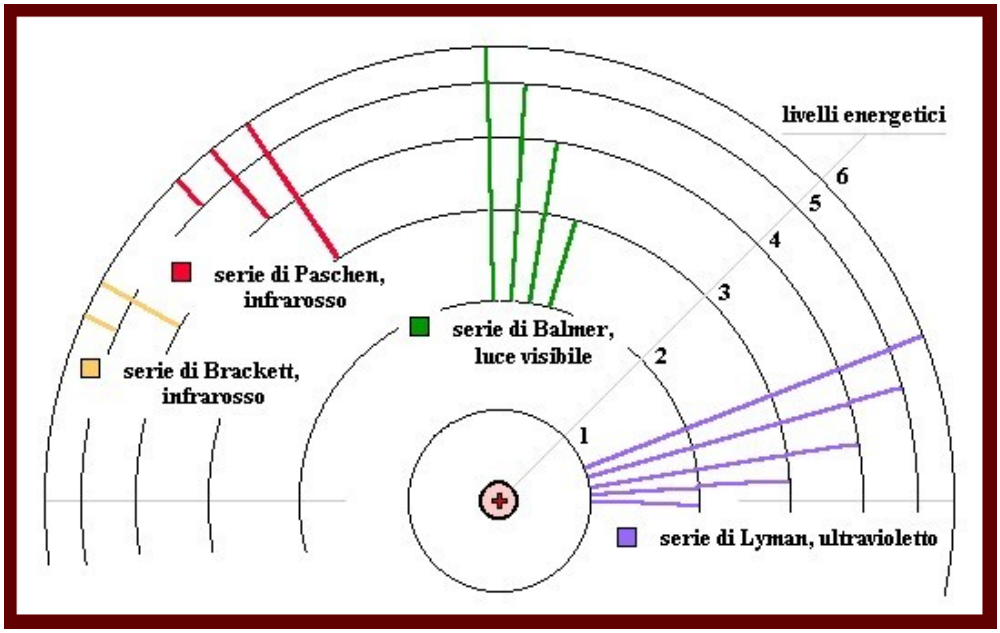


Fig. 12 – I "salti" orbitali dell'elettrone che generano le diverse serie proprie dell'atomo dell'idrogeno.

Lo stato più basso di energia che corrisponde alla prima orbita è noto come ***stato fondamentale*** ed è quello ordinariamente occupato dall'elettrone dell'atomo di idrogeno: saltando da questa orbita a quelle più esterne si ha la serie di Lyman.
Se l'atomo è così eccitato che l'elettrone si trova già stabilmente sul secondo stato permesso (seconda orbita) i salti dell'elettrone sulle orbite più esterne danno origine alla serie di Balmer, l'unica nel visibile. E così via per le serie successive di Paschen e di Brackett.
Osservando la fig. 12 in relazione alla Formula di Rydberg, si può ben comprendere come variano i valori di **n'** ed **n** per le diverse serie:

serie di Lyman (ultravioletta)	n'=1	n=2,3,4,...
serie di Balmer (visibile)	n'=2	n=3,4,5....
serie di Paschen (infrarossa)	n'=3	n=4,5,6...
serie di Brackett (infrarossa)	n'=4	n=5,6,7....

Considerando ad esempio la serie di Lyman, è evidente che se l'elettrone non eccitato si trova sull'orbita **n'** = 1, quando si eccita può compiere i suoi salti sulle orbite più esterne **n** = 2, 3, 4,….
Lo stesso ragionamento vale per le serie successive dove cambia però il valore di partenza di **n'.**

Considerando quanto scritto in precedenza relativamente all'energia del fotone emesso, ovvero

$$E_{iniziale} - E_{finale} = h\,\nu$$

dove $E_{iniziale}$ è l'energia corrispondente all'orbita ad energia più alta, E_{finale} quella corrispondente all'orbita ad energia più bassa ed $h\nu$ è il **quanto di luce emesso** (energia del fotone emesso, vedi anche Fig. 9)

è evidente come tale energia sia direttamente proporzionale a ν, frequenza della radiazione elettromagnetica emessa (o assorbita). Pertanto, più è grande il salto più è elevata l'energia in gioco e quindi più alta la frequenza ν.

Ecco che poiché frequenze più elevate significano lunghezze d'onda più corte (vedi anche fig. 3 – pag. 6), si capisce come la serie di Lyman – interessata da salti orbitali più ampi – vada a cadere nell'ultravioletto. Quindi la serie di Balmer nel visibile e le successive nell'infrarosso con salti orbitali (e quindi energie in gioco) molto più ridotti.

La fig. 13 a lato fornisce anche una indicazione quantitativa per alcune delle energie in gioco.

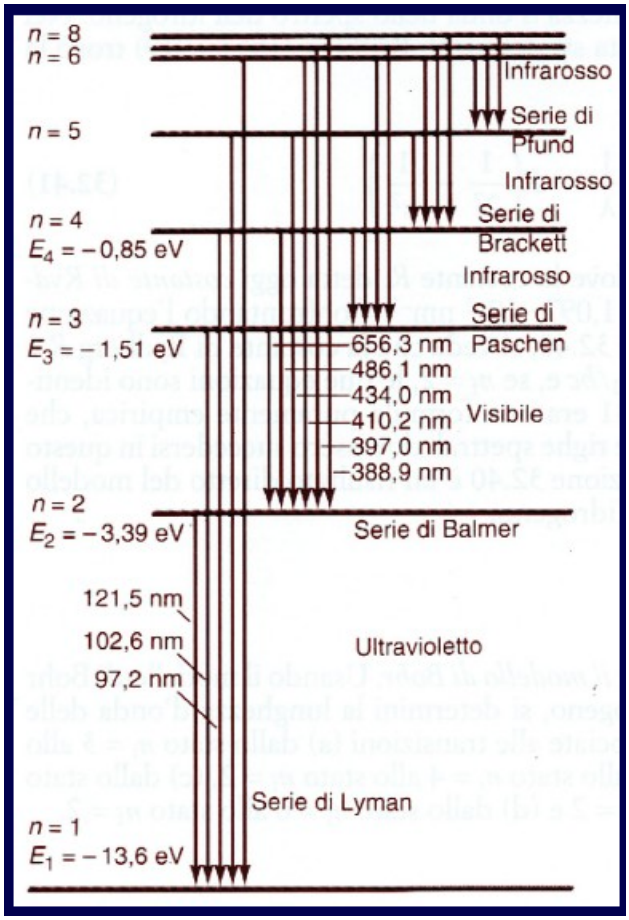


Fig. 13 – Serie dell'atomo dell'idrogeno con l'indicazione di alcune energie in gioco.

Se l'energia di eccitazione è sufficientemente alta, allora l'elettrone viene scalzato e l'atomo diventa **IONIZZATO** positivamente.

> *L'atomo infatti normalmente ha lo stesso numero di cariche positive (sotto forma di protoni nel nucleo) e di cariche negative (sotto forma di elettroni che ruotano intorno al nucleo): si dice appunto che è elettricamente neutro proprio perché le cariche si equivalgono. Se l'atomo perde un elettrone, prevalgono ovviamente le cariche positive e l'atomo in questo caso diventa ionizzato positivamente*

Ogni elemento chimico si comporta essenzialmente in modo analogo all'idrogeno, e le righe in emissione (o in assorbimento) sono caratteristiche di quel particolare elemento che in tal modo può essere riconosciuto attraverso l'analisi spettroscopica. Gli Spettri di molecole sono molto più complessi e si presentano sotto forma di bande.

LO SPETTRO DELLE STELLE

Anche lo spettro delle stelle mette in evidenza righe oscure che solcano la striscia iridata del continuo: una stella risulta infatti costituita da un corpo ad alta temperatura, gassoso ma talmente denso da produrre uno spettro continuo proprio come se fosse un solido incandescente; è dalla superficie di questo corpo - detta fotosfera - che proviene praticamente tutta la luce dell'astro.
Attorno alla fotosfera troviamo un involucro di gas trasparente che è in pratica l'"atmosfera" della stella; lo strato più basso di questa atmosfera, più freddo e più denso, è a contatto con la fotosfera e ne assorbe dallo spettro continuo le lunghezze d'onda proprie dei gas compongono l'atmosfera stessa, generando le righe oscure che solcano lo spettro.

CLASSIFICAZIONE SPETTRALE DELLE STELLE

Lo studio degli spettri stellari inizia e si sviluppa nella seconda metà del 1800 con Donati, Huggins, ecc. Un notevole contributo viene da ***Padre Secchi (1818 – 1878)*** che redige una prima catalogazione spettrale delle stelle.
A partire dal 1861 e fino al 1868, munitosi di perfezionati spettroscopi applicati al riflettore dell'Osservatorio Vaticano, iniziò a raccogliere e studiare oltre 4000 spettri di stelle. Constatò che ogni spettro differiva dagli altri, caratterizzando una stella proprio come una impronta digitale caratterizza ogni individuo. Malgrado la diversità di tutti questi spettri, indicanti per ogni stella costituenti chimici differenti, Padre Secchi ebbe l'intuizione di individuare alcune caratteristiche comuni e di enunciare poi la prima classificazione delle stelle basata sul tipo spettrale.

TIPO	COLORE	SPETTRO CARATTERISTICO	ESEMPI DI STELLE	NOTE
1	Bianco o azzurrognolo	Spettro quasi continuo, solcato da 4 intense righe dell'idrogeno più altre righe di magnesio, sodio e ferro (giallo e verde)	Sirio, Vega, Altair	Assai numerose
2	Giallo	Righe dell'idrogeno più sottili del tipo 1, presenti ferro e magnesio		Altrettanto numerose
3	Rosso o arancione	Righe nere e lucide di metalli alternate a zone oscure più sfumate	Sole, Arturo, Capra, Capella, Polluce	Poco numerose
4	Rosso sangue o rubino	Presenti le 3 righe larghe e continue del carbonio; assenti le righe dei metalli	Betelgeuse, Antares, Mira Ceti	Stelle di piccola grandezza e luminosità

Pare che egli successivamente avesse inserito anche un quinto tipo comprendente un numero molto limitato di stelle (ad esempio gamma Cassiopeiae) i cui spettri mostravano "righe lucide in emissione", ma questo non risulta certo.
Con questa classificazione Padre Secchi mise per primo in evidenza che il colore delle stelle è in relazione con le righe spettrali e che la temperatura influenza notevolmente tale spettro. Il valore di questa classificazione è notevole perché l'astronomia si era sempre limitata allo studio delle posizioni e dei moti. Con i cannocchiali si scoprivano sempre stelle nuove, con lo spettroscopio si inizia ad entrare nella costituzione chimica intima degli astri.

Con l'avvento della fotografia astronomica la suddivisione di Secchi apparve insufficiente: si scoprì infatti che il passaggio da un tipo all'altro avveniva attraverso una serie continua di trasformazioni sia dello spettro continuo che dello spettro a righe. Lo studio nel campo della spettrografia si evolve così fino alla famosa e attuale classificazione di Harvard.

La moderna classificazione nacque all' **Harvard College Observatory**, iniziata nel 1886 sotto la guida di *Edward C. Pickering*, il gruppo fotografò e classificò centinaia di spettri stellari assegnandogli delle lettere, in ordine alfabetico dalla **A** alla **Q**, da quello all'apparenza più semplice a quello più complesso.

Presto però, ci si rese conto che era possibile catalogarli in maniera più semplice: *Antonia C. Mauri* ed *Annie J. Cannon* (1901) scoprirono che, alterando l'ordine delle lettere assegnate e riunendo alcune classificazioni sin qui ottenute, era possibile ottenere una sequenza continua e lineare degli spettri stellari. Parametro fondamentale della nuova sequenza era il **colore della stella** e quindi la **temperatura**: dalle più calde, di colore blu-bianco, alle più fredde, di colore arancione-rosso. Era però troppo tardi ormai per

riassegnare le lettere della classificazione e quando questa piccola "rivoluzione" fu conclusa, la sequenza definitiva fu:

O - B - A - F - G - K - M

(temperatura decrescente), distinguendo così 7 classi spettrali fondamentali, così come riepilogate in Fig. 14. La classe **"O"** comprende le stelle azzurre, di più alta temperatura, la classe **"M"** le stelle rosse di più bassa temperatura.

> La memorizzazione mnemonica della sequenza spettrale, consacrata ormai dal tempo, è ancora oggi **"*Oh Be A Fine Girl Kiss Me*",** inventata da Henry Norris Russel negli anni in cui la leadership nell'astronomia era esclusivamente maschile.

Ecco le caratteristiche essenziali delle varie classi:

CLASSE O - Stelle bianco-azzurre di altissima temperatura fra 60.000° e 25.000° . Solo poche righe solcano lo spettro continuo e sono più che altro righe dell'elio neutro e ionizzato, nonché deboli righe dell'idrogeno.

CLASSE B - Stelle bianco-azzurre sui 25.000° - 10.000° . Mostrano righe dell'elio neutro mentre non ci sono più quelle dell'elio ionizzato; le righe dell'idrogeno sono più intense che nella classe O.

CLASSE A - Stelle bianche di temperatura fra 10.000° e 7.500° . Le righe dell'idrogeno hanno in questa classe la massima intensità; compaiono deboli righe di alcuni metalli, come calcio e magnesio.

CLASSE F - Stelle bianche di temperatura fra 7.500° e 6.000° . Le righe dell'idrogeno, più deboli che nella classe precedente, sono ancora molto intense. Le righe dei metalli appaiono numerose.

CLASSE G - Stelle bianco-giallastre di temperatura fra 6.000° e 5.000° . Le righe dell'idrogeno sono ancora più deboli che nella classe F, mentre quelle dei metalli sono numerosissime ed intense: calcio neutro e ionizzato, ferro, magnesio, titanio, ecc. Quelle del calcio ionizzato (**CaII**), note come righe **H** e **K**, che cadono nel vicino ultravioletto, sono fra le più intense dello spettro.

CLASSE K - Stelle "fredde" di colore rosso-arancio. Essendo la temperatura compresa fra 5.000° e 3.500° lo spettro è fitto di righe dovute prevalentemente a metalli. Le righe dell'idrogeno sono assai deboli.

CLASSE M - Stelle ancora più fredde, avendo temperatura sui 3.000° e quindi color rossastro. L'atmosfera, cioè gli strati più esterni di queste stelle, contengono non solo elementi ma anche composti chimici e cioè molecole, le quali danno origine nello spettro a bande.

Tipo	Colore	Temperatura	Caratteristiche	Esempio
O	Blu	> 25000° K	Righe dell'elio ionizzato	10 Lac.
B	Blu	10000÷25000	Righe dell'elio neutro	Rigel
A	Blu	7500÷10000	Righe dell'idrogeno alla massima intensità	Vega
F	Da Blu a Bianco	6000÷7500	Le righe dei metalli iniziano ad apparire	Canopus
G	Da Bianco a Giallo	5000÷6000	Spettro di tipo solare	Sole
K	Da Arancio a Rosso	3500÷5000	Dominano le righe metalliche	Aldebaran
M	Rosso	< 3500	Sono evidenti le bande molecolari	Antares

Fig. 14 – Tabella riassuntiva delle classi spettrali con le caratteristiche salienti delle relative stelle di appartenenza

Per una maggiore precisione nella classificazione delle stelle, ciascuna classe viene suddivisa in 10 sottoclassi o tipi, indicate con i numeri da 0 a 9 aggiunti alle lettere: tra una stella di classe G0 e una di classe G9, ci saranno pertanto differenze più sostanziali che tra una F9 e una G0. Prendendo in considerazione anche le sottoclassi, il nostro Sole viene catalogato come appartenente alla classe spettrale **G2**.

La sequenza spettrale "***O – B – A – F – G – K – M***" è una sequenza lineare, funzione cioè di un singolo parametro fisico: ***LA TEMPERATURA*** (si trascura il contributo della pressione elettronica). Essa decresce con la sequenza ed è associabile al "colore" della stella, assunto che le stelle si comportino come dei corpi neri (approssimazione sufficientemente valida).

La lettura degli spettri stellari e quindi delle righe di assorbimento è strettamente connessa alle temperature in gioco e quindi all'energia che può essere messa a disposizione dell'atomo e più precisamente dei suoi elettroni.

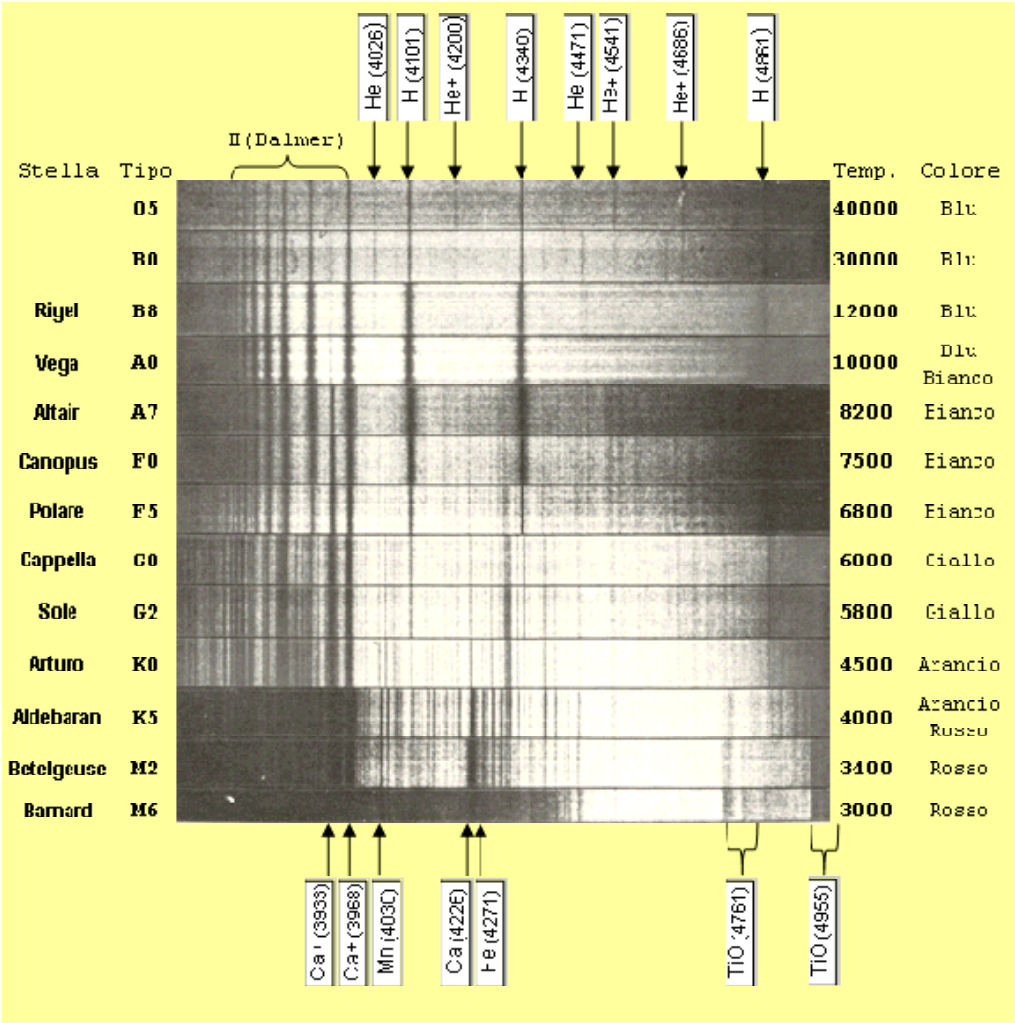


Fig. 15 – Alcuni esempi di spettri stellari a confronto

La Fig. 15 ci offre la possibilità di confrontare le righe di alcuni spettri stellari.

A temperature elevate succede che molti elettroni in movimento sull'orbita più esterna del proprio atomo, ricevano sufficiente energia per abbandonare l'atomo stesso: questo processo prende il nome di **ionizzazione** (cfr. pag. 21).
Quando un atomo viene ionizzato il compito di emettere o assorbire energia rimane affidato al più esterno degli elettroni rimasti che – essendo però più vicino al nucleo – per compiere i suoi salti orbitali necessita di quantitativi di energia maggiori e quindi assorbe od emette fotoni di maggiore energia (e cioè di minore lunghezza d'onda) che non l'atomo neutro. ***Le righe spettrali dell'atomo ionizzato sono perciò spostate verso l'ultravioletto rispetto alle analoghe righe dell'atomo neutro***.

Se l'atomo viene ionizzato due volte, cioè se perde due elettroni, le righe risultano ancora più spostate: ***col crescere del grado di ionizzazione le righe si spostano sempre più verso il lontano ultravioletto.***

Alle temperature altissime delle stelle di classe **O**, che riescono a rompere il fortissimo legame che unisce uno dei due elettroni al nucleo di elio, compaiono le righe dell'elio sia neutro che ionizzato. Ovviamente, anche tutti gli altri elementi sono ionizzati: l'idrogeno, avendo perduto il suo unico elettrone, è ridotto al solo nucleo, e non può dare righe spettrali; a tali temperature solo una piccola percentuale di atomi di idrogeno ha conservato l'elettrone e pertanto le rispettive righe di appaiono molto deboli.
Gli altri elementi sono ionizzati più volte e le loro righe cadono per lo più nel lontano ultravioletto inosservabile da terra.

Nelle stelle di classe spettrale **B**, essendo più bassa la temperatura, la percentuale di elio ionizzato è più bassa: a partire dal tipo **B6** è praticamente assente. Predominano invece le righe dell'elio neutro.

Nella classe spettrale **A** le righe dell'idrogeno predominano, perché ormai, a temperature sugli 8.000°, l'idrogeno è praticamente tutto neutro e quindi in grado di assorbire la radiazione proveniente dall'interno della stella.

Nelle classi successive, **F e G** cominciano a dominare le righe dei metalli facilmente ionizzabili, come il calcio, il ferro, il magnesio, il sodio, i quali solo a temperature così basse risultano neutri o ionizzati una sola volta; nella classe G cominciano ad apparire intense nel vicino ultravioletto una coppia di righe del calcio ionizzato una volta: sono le righe H e K.

Nelle classi spettrali **K** ed **M** la temperatura si è abbassata a tal punto che nelle atmosfere di queste stelle cominciano ad essere presenti in gran numero anche molecole, cioè atomi legati fra loro. Nelle molecole, il sistema dei livelli energetici possibili è assai più complesso che negli atomi perché gli atomi legati a formare la molecola interagiscono fra di loro in vari modi; perciò i livelli possibili sono suddivisi in sottolivelli talmente fitti e numerosi che al posto delle singole righe dello spettro compaiono gruppi di righe attaccate l'una all'altra a costituire larghe zone di assorbimento (o di emissione) dette "*bande*".

Come si può notare, le differenti temperature riescono a spiegare in maniera soddisfacente la diversità delle caratteristiche spettrali delle stelle.
L'intensità delle righe dell'idrogeno e la debolezza delle righe dei metalli nella classe spettrale **A** non significano affatto che queste stelle siano povere di metalli e che invece ne siano ricche le stelle di classe **G** dove le righe metalliche appaiono a migliaia.
Così pure non è che l'idrogeno sia abbondante nelle stelle di classe **A** e scarso nelle stelle di classe **M**: in realtà tutte le stelle hanno composizione chimica quasi uguale, essendo la loro massa composta per l'80% di idrogeno, per il 19% da elio e per il restante 1% dagli altri elementi.

Successivamente alla stesura originale, la classificazione di Harvard fu integrata con due gruppi che si pongono uno all'inizio e l'altro alla fine della sequenza spettrale.

Per quanto riguarda le stelle di temperatura più bassa furono aggiunte le classi **R, N ed S** che però oggi non sono più in uso essendo sostituite dalle classi **L e T,** caratterizzate da temperature inferiori ai 2.500°:

- **Classe L -** Contiene stelle di colore rosso molto scuro scoperte molto recentemente nel 1999, che brillano principalmente nell'infrarosso. Con una temperatura compresa tra 1300 e 2500 gradi, i loro gas sono abbastanza freddi da permettere a idruri metallici e vari metalli di mostrarsi nello spettro.

- **Classe T** – Comprende sia stelle appena appena grandi da potersi definire tali, sia alcuni oggetti substellari: le cosiddette "nane brune", ovvero stelle mancate a causa di una massa insufficiente ad innescare la fusione dell'idrogeno. Sono oggetti praticamente neri, che emettono poca o nessuna luce visibile ma molta radiazione infrarossa. La loro temperatura superficiale è di appena 700°C, contro i 50.000 gradi da cui partono le stelle O, all'inizio della scala. Nelle stelle di tipo T possono formarsi molecole complesse, come mostrano le spesso forti linee del metano nei loro spettri, simili a quelle che appaiono nello spettro di Giove.

Per quanto riguarda le stelle di temperatura più elevata e quindi all'altro estremo della scala, furono aggiunte le stelle di tipo **W** o **Wolf-Rayet,** dal nome dai suoi scopritori che nel 1897 scoprirono il primo oggetto di questa classe. Sono stelle blu, calde come quelle di tipo O ma mostrano forti righe di emissione sia nell'azoto **(WN),** che nel carbonio ed ossigeno **(WC)** o in nessuno dei due **(WR):** la presenza di righe di emissione indica la formazione di un sottile strato di gas caldi e più densi che avvolgono la stella. Le righe sono prodotte da potenti getti di gas emessi dalla stella e sorretti da un potentissimo vento stellare. All'osservazione, le stelle Wolf-Rayet appaiono ovviamente puntiformi come tutte le altre. Se potessimo immaginare di avvicinarci ad uno di questi oggetti come mostrato in Fig. 16, sarebbe di immediata comprensione come si possono generare due tipi di spettri:

- uno di assorbimento osservando direttamente la stella;
- uno di emissione puntando il telescopio sull'atmosfera calda, densa ed estesa.

Nello spettro di una stella Wolf-Rayet i due contributi si sommano in un unico spettro.

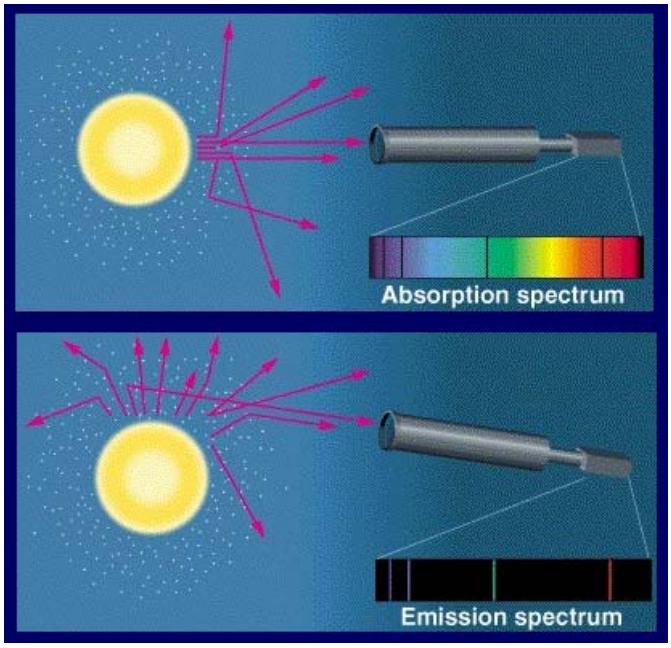


Fig. 16 – I due tipi di spettri che si sovrappongono andando a comporre lo spettro una stella Wolf-Rayet.

Attualmente pertanto la ***CLASSIFICAZIONE SPETTRALE DI HARVARD*** completa si può esprimere come segue:

WC
WN **O – B – A – F – G – K – M – L – T**
WR

CARATTERI ADDIZIONALI PER GLI SPETTRI STELLARI

La classificazione spettrale di Harvard individua l'appartenenza di una stella a questa o quella categoria solo sulla base della temperatura e delle caratteristiche presenti nel suo spettro. Studi più recenti ed approfonditi sugli spettri stellari hanno reso necessario integrare tale classificazione anche con indicazioni relative alla luminosità (Fig. 17)

Ia	**Supergiganti estremamente luminose**
Ib	**Supergiganti mediamente luminose**
II	**Giganti luminose**
III	**Giganti normali**
IV	**Subgiganti**
V	**Stelle di sequenza principale**

Fig. 17 - Classi di luminosità

La necessità di introdurre questa aggiunta (apportata dal cosiddetto sistema MKK) deriva anch'essa dall'osservazione di caratteristiche spettrali relative sopratutto al profilo di alcune righe, che sono diverse per due stelle di identico tipo spettrale ma appartenenti per esempio la prima alla classe di luminosità V o III e la seconda alle classi II, Ia, Ib, Iab.

Inoltre, spesso gli spettri stellari mostrano altre interessanti caratteristiche, che vengono evidenziate dagli astronomi aggiungendo opportune lettere o acronimi dopo il tipo spettrale e classe di luminosità, per evidenziare le peculiarità.

La tabella seguente contiene lettere ed acronimi usati per definire le peculiarità negli spettri stellari.

Codice	Significato
comp	Spettro composto; sono miscelati due tipi spettrali, segno che la stella è in realtà una binaria non risolta
e	Righe di emissione (generalmente idrogeno)
m	Forte presenza anomala di "metalli" (elementi oltre l'idrogeno e l'elio), generalmente applicato a stelle di tipo A
n	Righe di assorbimento diffuse ("nebulose"), dovuta ad una rotazione veloce
nn	Righe molto diffuse dovute ad una rotazione molto veloce
neb	Lo spettro di una nebulosa è miscelato a quello della stella
P	particolarità non specificata, ad eccezione di quando viene associata al tipo *A* dove indica una presenza anomala di intense righe "metalliche" (correlata al tipo *Am*)
s	Righe molto sottili ("ben definite")
sh	Stella avvolta da gas (per i tipi dalla *B* alla *F*, con righe di emissione dovute alla presenza di un "involucro" gassoso)
var	Spettro variabile
wl	Righe deboli (probabilmente una stella vecchia, povera di "metalli")
	Possono essere aggiunti dei simboli relativi alla presenza di elementi che formano intense righe anomale. Per esempio, Epsilon Ursae Majoris nell'Orsa Maggiore è di tipo A0p IV:(CrEu), il che indica la presenza di linee intense di cromo ed europio. I due punti indicano l'incertezza sull'appartenenza alla classe IV di luminosità.

Se posizioniamo in un grafico le stelle secondo le loro caratteristiche spettrali, il risultato che otteniamo è chiamato diagramma di **Hertzsprung-Russel** (o semplicemente diagramma **H-R**): dal momento della sua ideazione, circa nel 1911, è diventato uno strumento fondamentale dell'astrofisica. Quasi tutte le stelle, si raggruppano in alcune regioni del diagramma H-R, secondo la loro massa ed età. (Fig. 18).

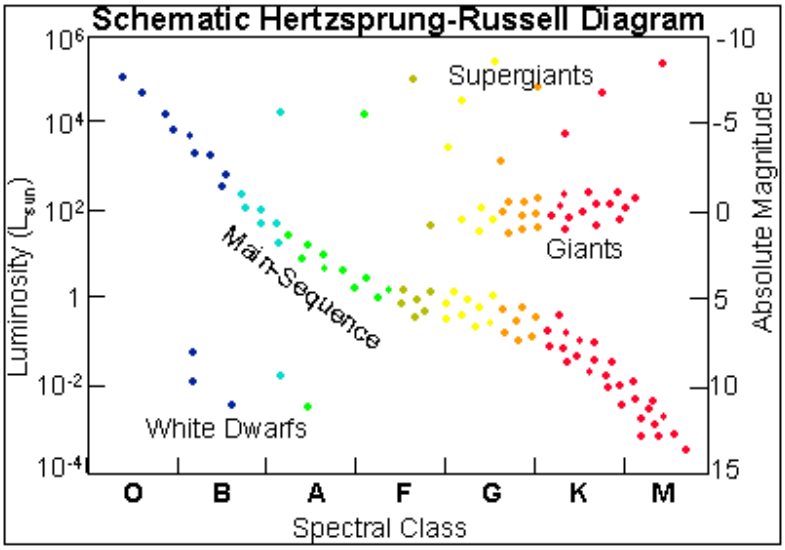


Fig. 18 – Una semplice e sintetica versione del diagramma H-R

Il diagramma H-R sarà oggetto di una relazione successiva.

SPETTROGRAFI AUTOCOSTRUITI E RISULTATI OTTENUTI

Questo capitolo necessita di una nota introduttiva personale. Nel 1987 il sottoscritto prese l'iniziativa di fondare la ***AAT - Associazione Astrofili Thethys***, con sede in Rivanazzano dove allora risiedevo, in provincia di Pavia. La Associazione Astrofili Tethys – attualmente presieduta da Fabrizio Barbaglia – ha ora sede in Voghera, a pochi chilometri da Rivanazzano, ed è sempre molto attiva come si può constatare connettendosi al sito web **http://www.astrotethys.org/htm/aat1.htm** **.** Nell'ambito della AAT condividevo la passione per la spettrografia con l'Ing. Vittorio Lovato, prima di tutto amico e dotato di invidiabili capacità di autocostruttore. Fu così che – insieme - ci si applicò in questo settore ottenendo qualche risultato apprezzabile, come ci riferisce lo stesso Lovato in una sua nota:

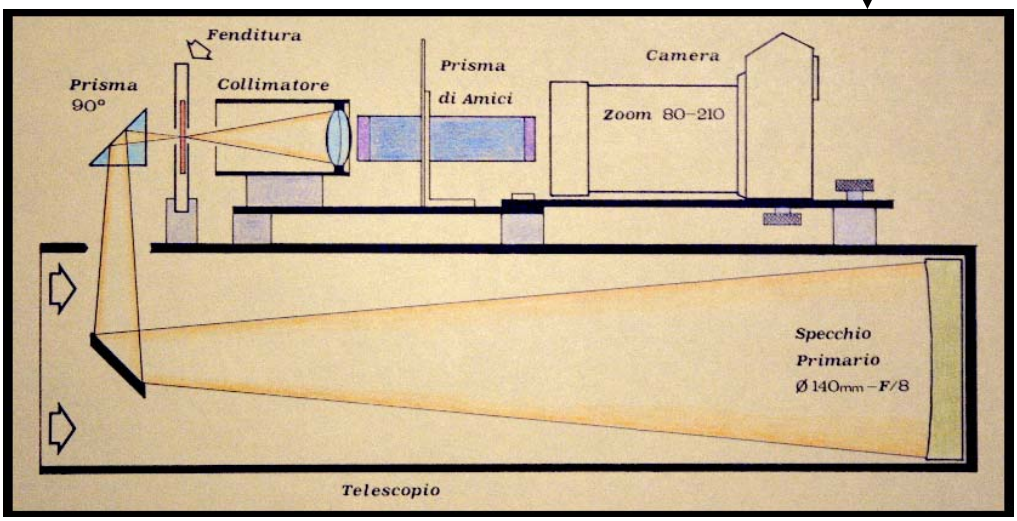
La spettrografia in genere e quella stellare in particolare non è un'attività molto diffusa tra gli astrofili, forse perché considerata troppo impegnativa e poco gratificante. C'è da aggiungere l'obiettiva difficoltà di disporre di strumenti atti allo scopo e il prevalere di una cultura che tende ad orientare l'astrofilo verso la tradizionale osservazione visuale o fotografica del cielo, specialmente da quando, con la comparsa sul mercato di dispositivi di ripresa basati su sensori CCD a prezzi sempre più abbordabili, questo tipo di attività ha portato ad una massiccia produzione di immagini molte delle quali, per la verità, assai spettacolari. Basta sfogliare le ben note riviste del settore per rendersene conto. Assolutamente assente è invece qualunque accenno alla spettrografia stellare, se si fa eccezione per una realizzazione datata 1991 e pubblicata sul numero di maggio 1992 de" l'Astronomia"; autori Alberto Villa e il sottoscritto. E' ben vero che non esistono sul mercato, per quanto se ne sa, spettroscopi a basso prezzo ad uso dilettantistico, ma è altrettanto vero che costruirsene uno è un'impresa alla portata di chiunque; molto più facile che costruire un telescopio. Gli astrofili costruttori si facciano coraggio! E non guasta un'ultima osservazione: la presenza della Luna, di qualunque età, non impedisce minimamente il lavoro di spettrografia stellare. Una valida alternativa per sfruttare utilmente le numerosissime notti proibite!

Vittorio Lovato

Nella sua nota Lovato fa riferimento alla prima comune realizzazione di uno spettrografo autocostruito (1991 – 1992, nell'ambito delle attività della AAAT), applicato sul dorso di un telescopio riflettore newton da 140mm di apertura. Lo strumento è illustrato nelle seguenti Fig. 19 (immagine dell'insieme) e Fig. 20 (schema dello spettrografo).

Fig. 19 – Il primo spettrografo realizzato nel 1991/1992 dall'Ing. Vittorio Lovato e dall'autore. Lo strumento è collocato sul dorso di un riflettore newton. Il rifrattore nero affiancato in parallelo funge da guida per le riprese.

Fig. 20 – Schema ottico dello spettrografo realizzato nel 1991/1992



Nonostante le dimensioni contenute del telescopio abbinato allo strumento e considerando che le correzioni in fase di ripresa fotografica venivano effettuate manualmente, i risultati ottenuti furono confortanti, tanto che il lavoro fu pubblicato integralmente sulla rivista del settore "L'Astronomia" (numero del maggio 1992). Da sottolineare che al tempo era ancora molto raro poter disporre di un sensore digitale a livello amatoriale: le immagini che seguono (Figg. 21 – 24) sono state ottenute su ***pellicola Kodak 2415 ipersensibilizzata in forming gas.***

ALCUNI SPETTRI OTTENUTI CON LO STRUMENTO AUTOCOSTRUITO NEL 1991 / 1992

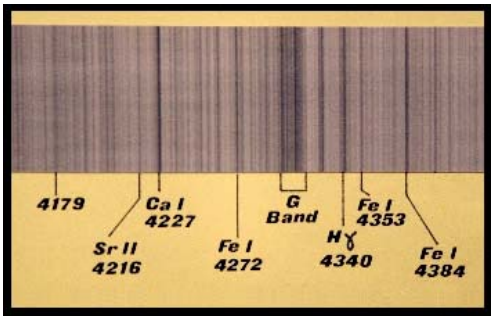


Fig. 21 – Dettaglio dello spettro del Sole. Per apprezzarne la risoluzione si noti che l'immagine riproduce una ampiezza di soli 200 A.

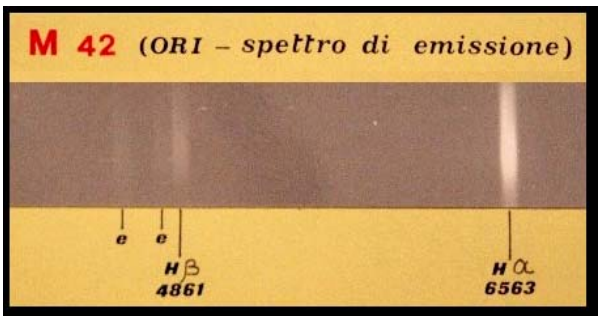


Fig. 22 – Debole spettro di emissione di M 42 (Nebulosa di Orione).

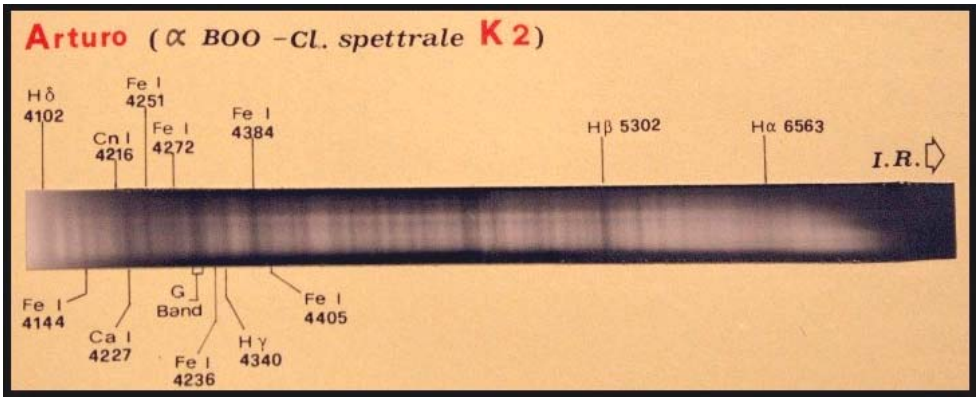


Fig. 23 – Spettro della stella Arturo

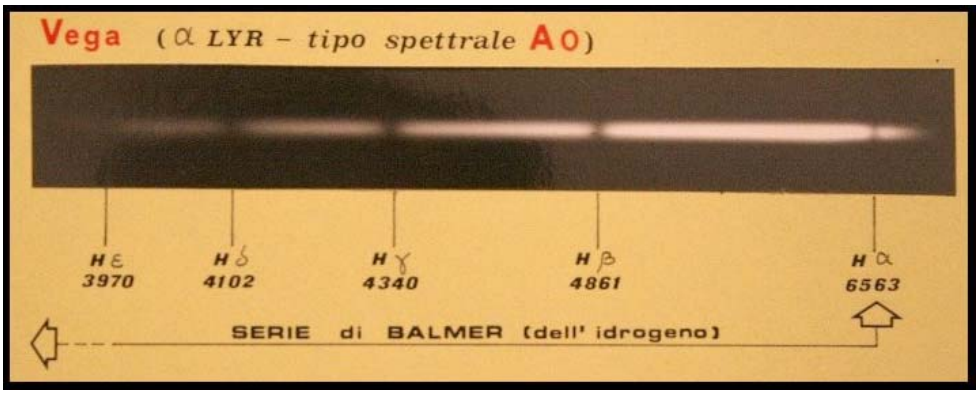


Fig. 24 – Spettro della stella Vega. Molto evidente la serie di Balmer dell'idrogeno.

I rapporti di amicizia con l'Ing. Vittorio Lovato sono stati mantenuti nel tempo, come pure la comune passione per la spettrografia. Così, appena vengono installati i nuovi telescopi all'Osservatorio Astronomico di Libbiano, mi viene offerta la possibilità di poter disporre di uno spettrografo appositamente costruito per il Ritchey – Chretien da 500mm di apertura di Libbiano. Non oso rifiutare una proposta del genere: Lovato realizza il nuovo spettrografo (Fig. 25) che è pronto per il collaudo a fine settembre 2007.

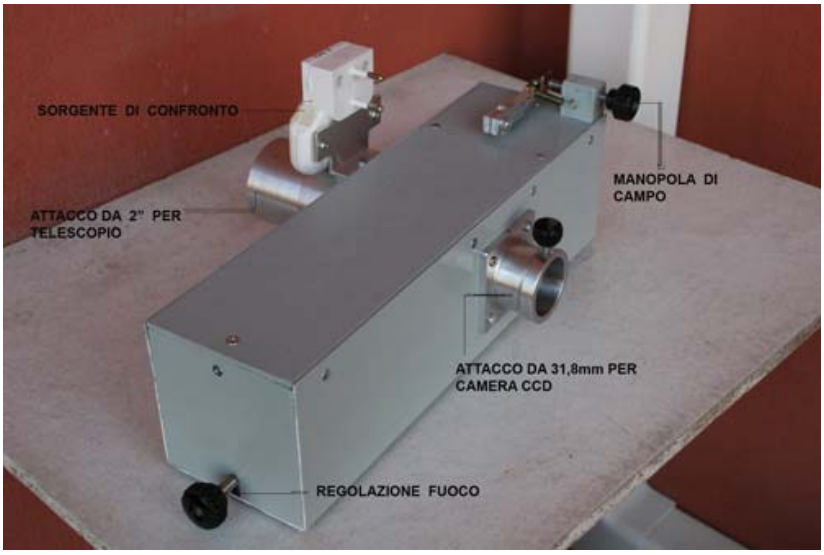


Fig. 25 – Spettrografo costruito dall'Ing. Vittorio Lovato per lo strumentazione del Centro Astronomico di Libbiano

E' lo stesso costruttore a darne la seguente sintetica descrizione (Fig. 26).

" Lo strumento è uno spettroscopio ad autocollimazione a dispersione medio-bassa. Come elemento disperdente utilizza un prisma di quarzo con un potere risolutivo di tutto rispetto, limitato in pratica dall'apertura della fenditura e/o dalle dimensioni dei pixel del sensore, quando si usa un sistema di rivelazione a CCD.

Uno specchio sferico del diametro di 60mm e focale di 200mm funge allo stesso tempo da collimatore e da obiettivo del dispositivo di rilevazione.

Per agevolare il riconoscimento delle righe spettrali e le operazioni di messa a fuoco, lo strumento è dotato di una sorgente luminosa ausiliaria, in grado di fornire uno spettro di confronto formato da righe di emissione di lunghezza d'onda nota.

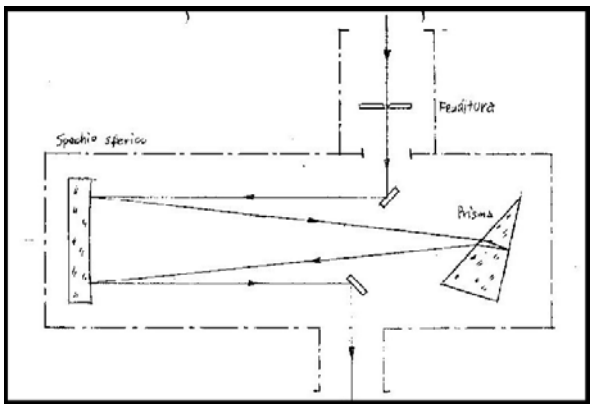


Fig. 26 – Schema dello spettrografo

La lunghezza dello spettro prodotto dallo strumento sul piano focale del sensore è di circa 10mm, nel campo compreso fra 3900 e 7600 Angstrom (Å). L'estensione dello spettro può eccedere l'ampiezza del sensore: in tal caso, per poterlo osservare interamente, lo si deve far scorrere longitudinalmente variando l'angolo d'incidenza del prisma a mezzo dell'apposita manopola di campo all'uopo predisposta all'esterno dello spettroscopio: lo spettro scorrerà verso il rosso o verso il blu, mostrando così la porzione di spettro che si desidera osservare e/o registrare.

Oltre che per l'ovvio impiego sul Sole, lo spettroscopio qui descritto, accoppiato ad un telescopio da 500mm e dotato di sensore CCD, è in grado di registrare spettri di stelle ben oltre la 3° magnitudine."

Vittorio Lovato

Il nuovo spettrografo è stato portato presso il Centro Astronomico di Libbiano dal suo costruttore in persona (Fig. 27), così da poterlo collaudare con la sua assistenza nelle serate del 27 e 28 ottobre 2007.

Fig. 27 – 27 Ottobre 2007: L'Ing. Lovato presenta il suo spettrografo alla AAAV nell'Osservatorio Astronomico "G. Galilei" di Libbiano.

Fortunata coincidenza ha voluto che nei giorni del 27 e 28 Ottobre 2007 si fosse appena verificato l'outburst che ha portato la cometa Holmes dalla debolissima magnitudine di +17 alla magnitudine +2,5 rendendola ben visibile ad occhio nudo (la cometa Holmes è poi rimasta visibile ad occhio nudo per circa 3 mesi!): oggetto migliore per un collaudo non ci poteva davvero essere. Di seguito i risultati finora ottenuti dalla AAAV utilizzando lo strumento in questione.

Risultati ottenuti con lo spettrografo autocostruito

Come già accennato, l'Ing. Lovato ha realizzato lo strumento appositamente per il telescopio riflettore Ritchey – Chretien del Centro Astronomico di Libbiano (apertura 500mm – f/8, fig. 28).

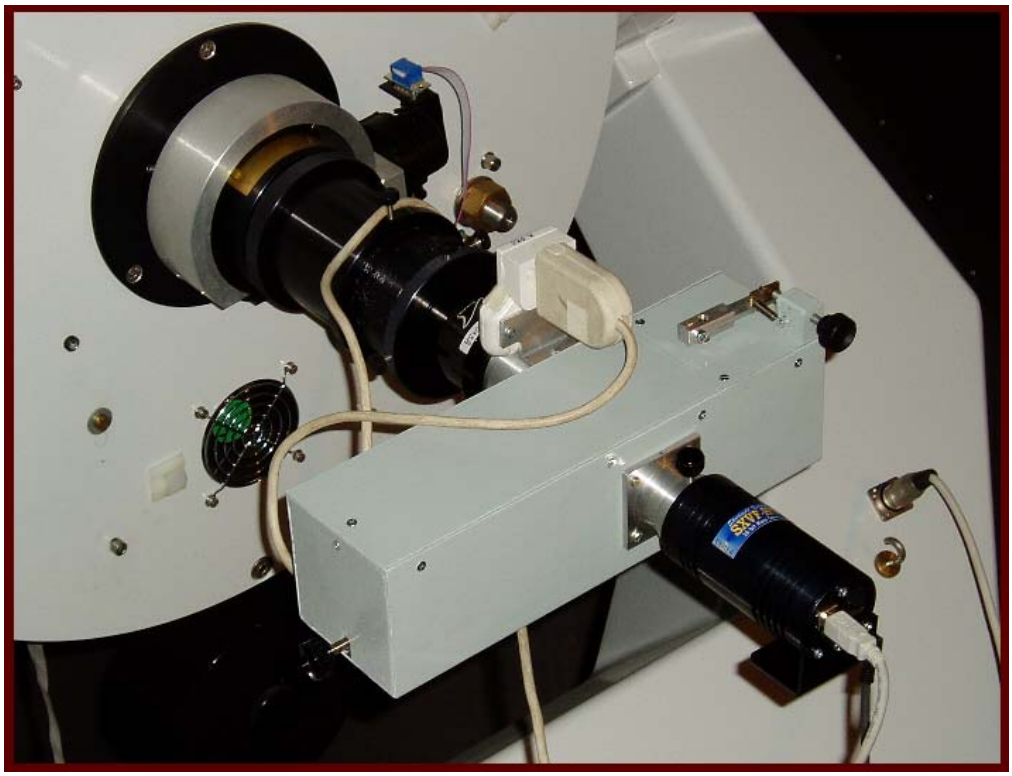


Fig. 28 – Lo spettrografo autocostruito collocato al fuoco diretto del Ritchey – Chretien da 500mm – f/8 di Libbiano

Per "catturare" lo spettro di un oggetto, nella parte posteriore dello spettrografo è necessario applicare un dispositivo di rilevazione, che può essere costituito:

- da un oculare per l'osservazione diretta dello spettro;
- da una macchina fotografica digitale
- da un CCD, come illustrato in Fig. 28 dove è utilizzato il CCD **Starlight SXVF-H5.**

Si illustrano di seguito alcuni degli spettri più significativi finora ottenuti.

27 OTTOBRE 2007 – SPETTRO DELLA LUNA

E' la serata del primo collaudo in presenza dell'Ing. Vittorio Lovato. La presenza della Luna – molto luminosa - ci offre l'opportunità di tarare il posizionamento dello spettrografo sul telescopio Ritchey – Chretien di Libbiano e di cercarne il fuoco migliore. Lo spettro ricavato è la sommatoria di sette diverse immagini riprese con il CCD ed elaborate prima con Maxim DL e quindi con Photoshop: sono evidenziate le righe caratteristiche più importanti che ovviamente riproducono lo spettro solare e alcune righe dell'atmosfera (Fig. 29).

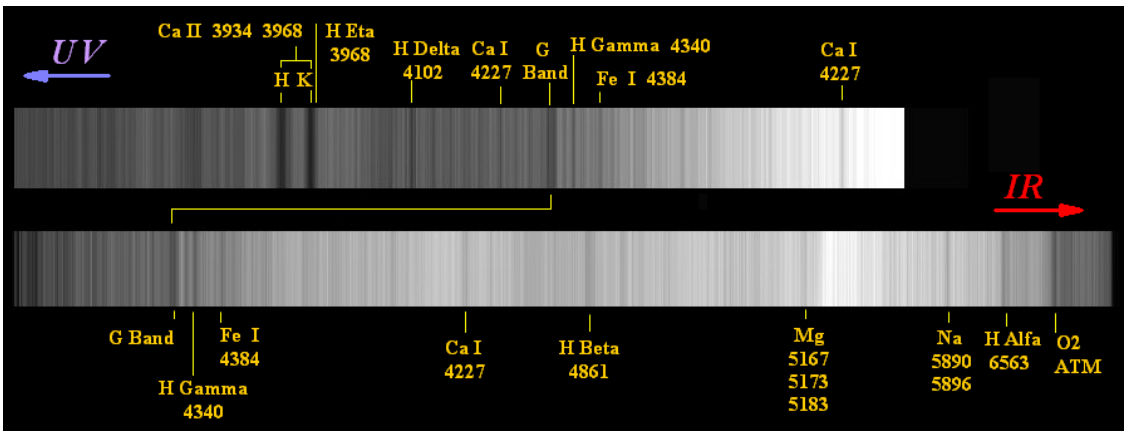


Fig. 29 – Spettro della Luna ottenuto a Libbiano il 27 Ottobre 2007 a cura di Vittorio Lovato, Domenico Antonacci, Paolo Bacci, Paolo Piludu, Enzo Rossi ed Alberto Villa

27 OTTOBRE 2007 – SPETTRO DELLA COMETA 17P HOLMES

Una volta tarato lo spettrografo, il telescopio viene puntato sulla Cometa 17 P Holmes, che fino a pochi giorni prima era un oggetto di scarso interesse in quanto debolissimo, tanto da essere difficilmente fotografabile con telescopi amatoriali. Il nucleo cometario era stato appena interessato da una esplosione (outburst) che ha reso la cometa ben visibile ad occhio nudo.

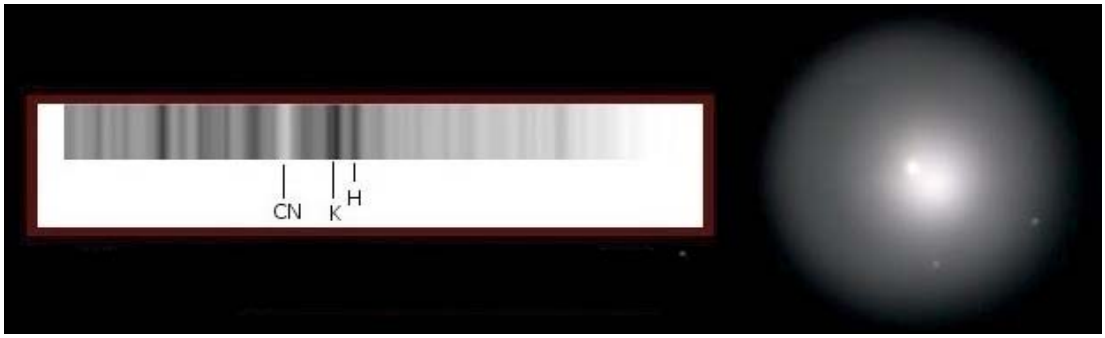


Fig. 30 – Lo spettro della cometa Holmes. Sulla destra, l' immagine della cometa.

La cometa riflette la luce del Sole e pertanto il suo spettro evidenzia righe di assorbimento proprie del Sole stesso, come la K e la H del carbonio ben evidenziate. Più interessanti sono però eventuali righe di emissione legate all'attività sul nucleo cometario: molto marcata per la Holmes la riga di emissione de CN (Cianuro).

Il lavoro è stato svolto da Vittorio Lovato, Domenico Antonacci, Paolo Bacci, Paolo Piludu, Enzo Rossi ed Alberto Villa ed è stato pubblicato sulle quattro riviste italiane del settore.

27 OTTOBRE 2007 – SPETTRO DI CAPELLA (α AURIGAE)

Si prova la definizione dello spettrografo su una sorgente stellare puntando lo strumento su Capella, la stella più luminosa della costellazione dell'Auriga – Classe spettrale **G0**.

Il test ha esito positivo: si riconoscono infatti facilmente nello spettro alcune righe già note per il Sole che è di classe spettrale praticamente contigua **G2 (Fig. 31)**.

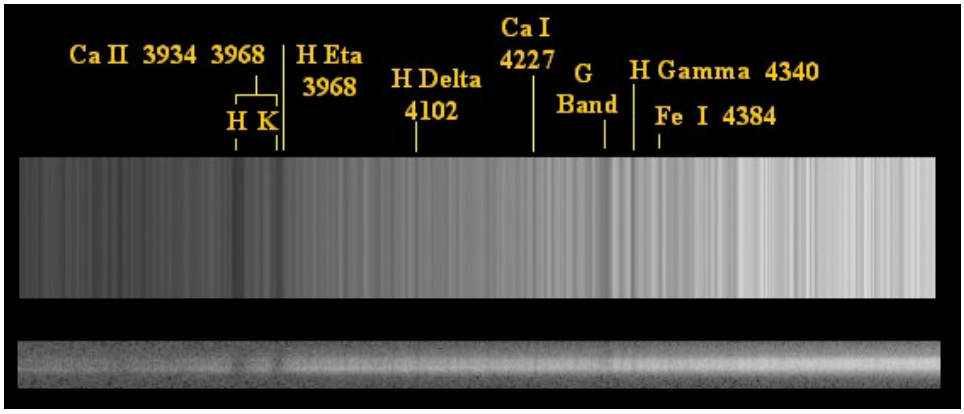


Fig. 31 – Spettro di Capella

Il lavoro è stato svolto da Vittorio Lovato, Domenico Antonacci, Paolo Bacci, Paolo Piludu, Enzo Rossi ed Alberto Villa.

28 OTTOBRE 2007 – NUOVO SPETTRO DELLA COMETA 17P HOLMES

Molto importante la ripresa di un nuovo spettro della cometa Holmes per verificare l'affidabilità dello spettrografo: le riprese del 28 ottobre sono state eseguite da Vittorio Lovato, Paolo Bacci, Emilio Rossi ed Alberto Villa.

Nell'immagine che segue (Fig. 32) gli spettri del 27 e 28 Ottobre sono stati messi a confronto in una successiva elaborazione di Paolo Bacci.

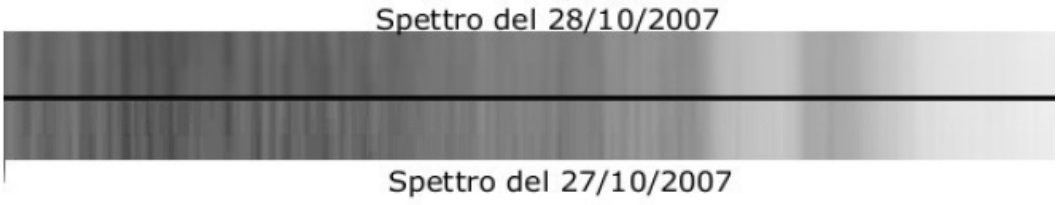


Fig. 32 – Spettri della cometa Holmes del 27 e 28 Ottobre 2007 a confronto

Con apposito software, Paolo Bacci rileva il profilo dei due spettri e li sovrappone (Fig. 33) rilevando in buona sostanza la perfetta coincidenza tra due spettri ripresi in serate diverse.

Fig. 33 – In blu il profilo dello spettro della cometa Holmes del 28 Ott. 2007. In rosso il profilo del 27 Ott. 2007. Il confronto ne attesta la completa sovrapposizione.

Questo fatto è importante perché mette in evidenza due aspetti fondamentali, che tranquillizzano anche per quanto concerne le future esperienze:

- in entrambe le serate lo spettrografo ha rilevato il segnale effettivo (altrimenti i profili non coinciderebbero in partenza);
- le elaborazioni successivamente effettuate con il software non hanno alterato il segnale.

28 OTTOBRE 2007 – SPETTRO DI γ (Gamma) CAS

Dopo la cometa Holmes, il 28 ottobre si è voluto riprendere un altro oggetto peculiare: la stella Gamma nella costellazione di Cassiopea. Distante 780 anni luce, è una straordinaria gigante blu variabile del tipo chiamato "stella con inviluppo esteso" (shell star). Essa espelle anelli di gas a intervalli irregolari, evidentemente perché la sua veloce rotazione la rende instabile, facendola variare in modo imprevedibile tra magnitudine 3,0 e 2,15. Usualmente oscilla intorno alla magnitudine 2,5.

L'espulsione del gas spiega le righe di emissione caratteristiche di questa stella (**classe spettrale B 0.5 IV e**): particolarmente evidenti la H Alfa e la H Beta dell'idrogeno, ben visibili in Fig. 34.

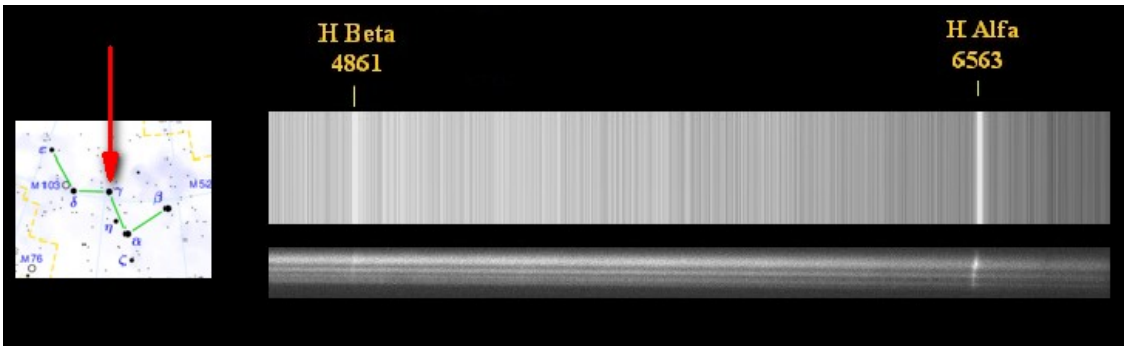


Fig. 34 – Spettro di γ (Gamma) CAS con le caratteristiche righe di emissione.

Tra le stelle che non hanno un nome comune arabo o latino, Gamma Cas è tra le più luminose del cielo. Forse in passato la stella era meno luminosa di come la possiamo vedere oggi. Questo astro è collocato al centro del familiare asterismo a "W" nella costellazione di Cassiopea.

Riprese eseguite da Vittorio Lovato, Paolo Bacci, Emilio Rossi ed Alberto Villa.

29 MARZO 2008 – SPETTRO DI WR136 – HD192163 – V1770Cyg

Sicuramente questo è uno degli spettri più interessanti ripresi: si tratta infatti di una stella di tipo **W o Wolf – Rayet**, che mostra quindi evidenti righe di emissione: WR 136 (catalogata anche come HD 192163 e V1770 Cyg). La stella ha magnitudine 7,50 e si trova in piena Via Lattea sulla congiungente tra Sadr (Gamma Cygni) e Albireo (Beta Cygni), a poco più di due gradi e mezzo da Sadr.

WR 136 si trova attualmente immersa nella nebulosità di NGC 6888 (Fig. 36), nota come Nebulosa Luna Crescente, nome sicuramente suggerito dalla sua forma che richiama questa fase lunare. L'origine della nebulosa è ancora controversa: alcuni la classificano come residuo di supernova, ma su qualche testo viene citata come nebulosa

planetaria. In Fig. 35 lo spettro ripreso con la strumentazione del Centro Astronomico di Libbiano: le righe in emissione sono molto evidenti. Da osservare con particolare attenzione la riga a 7125 A generata dall'azoto (**N**): la stella in questione è infatti di classe spettrale **WN 6** (vedi pag. 30).

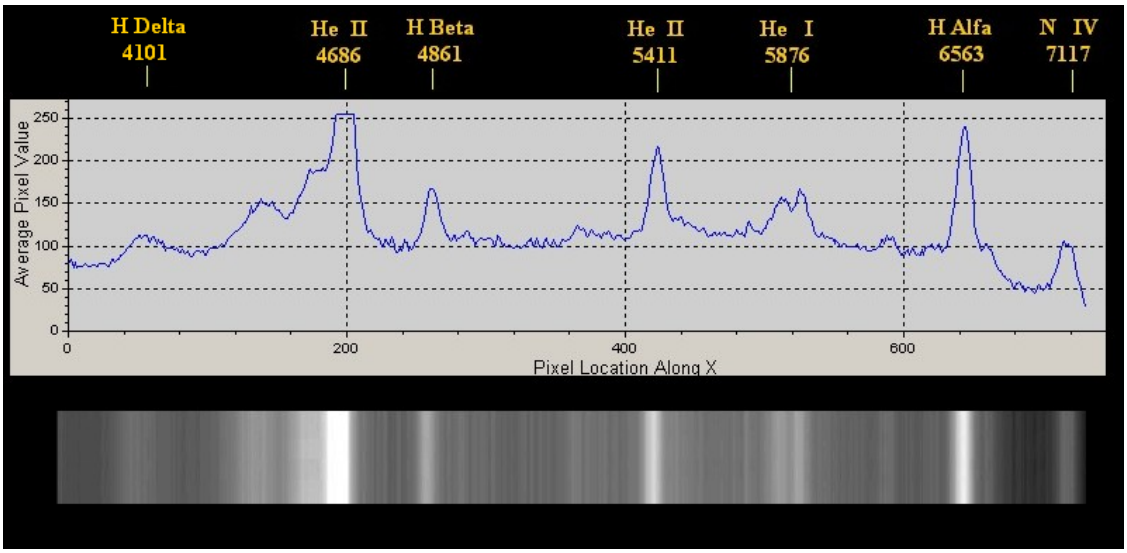


Fig. 35 – Spettro delle stella Wolf Rayet WR 136 – HD 192163 – V1770 Cyg

Fig. 36 – La nebulosa NGC 6888 Crescent Nebula nella costellazione del Cigno. Al suo interno la stella Wolf Rayet WR 136

Le riprese sono state effettuate da Paolo Bacci ed Alberto Villa

16 APRILE 2008 – SPETTRI DI: VEGA, SAO 68730 E DI V 249I CYG (NOVA NELLA COSTELLAZIONE DEL CIGNO)

Il 14 Aprile leggiamo la circolare della ***AAVSO (American Association of Variable Stars Observers)*** che annuncia l'esplosione di una stella avvenuta il 10 u.s. nella costellazione del Cigno, ora visibile nella seconda parte della nottata. L'evento sì è verificato con le caratteristiche proprie del fenomeno noto come "NOVA" (*) e si annuncia di particolare interesse proprio per le righe spettrali che si stanno generando. L'esplosione comprime infatti con violenza l'atmosfera stellare dando luogo alla formazione di intense righe dell'idrogeno in emissione.

Nonostante le condizioni meteo incerte, si tenta di fotografare la nova nel Cigno, classificata come ***V 2491 CYG***, nella notte tra il 15 ed il 16 aprile.

Per tarare lo spettrografo si esegue una prima ripresa sulla stella Vega (**α** Lyrae) che, essendo di classe spettrale A0, mostra le righe della serie di Balmer in assorbimento (Fig. 37).

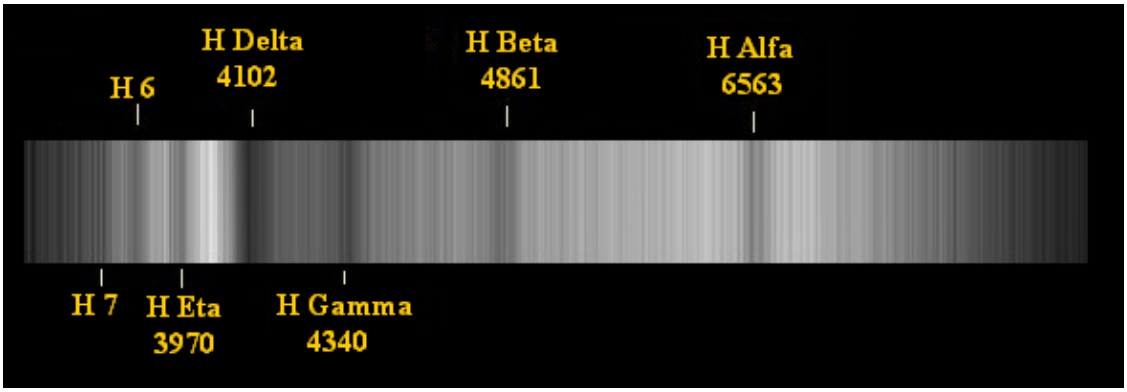


Fig. 37 – Spettro di Vega ripreso il 16 Aprile 2008 a Libbiano

Il telescopio viene quindi puntato sul campo stellare che contiene la nova V 2491 CYG, alle sue coordinate R.A. 19:43:02 / DECL. +32:19:14: appare più debole del previsto (Paolo Bacci ne stimerà la magnitudine in +8.8 +/- 0.2), molto vicina alla stella SAO 68730. Il campo è molto popolato in quanto ci troviamo in piena Via Lattea.: in Fig. 38 l'immagine visuale della nova V 2491 CYG (indicata dai cursori – somma di 5

(*) Con il termine "nova" si usa definire una enorme esplosione nucleare causata dall'accumulo di idrogeno sulla superficie di una stella (nana bianca) che di norma per qualche giorno diventa molto più luminosa. Originariamente, il termine *stella nova* fu coniato per quelle stelle che apparivano improvvisamente nel cielo per poi scomparire. L'enorme energia liberata da questo processo soffia letteralmente via il resto del gas dalla superficie della stella, e produce un "lampo" molto luminoso ma di breve durata, destinato a spegnersi in pochi giorni. Questo lampo era ciò che gli antichi astronomi chiamavano *stelle nuove*.

integrazioni da 10 secondi l'una con il CCD FLI al fuoco diretto del Ritchey - Chretien di Libbiano).

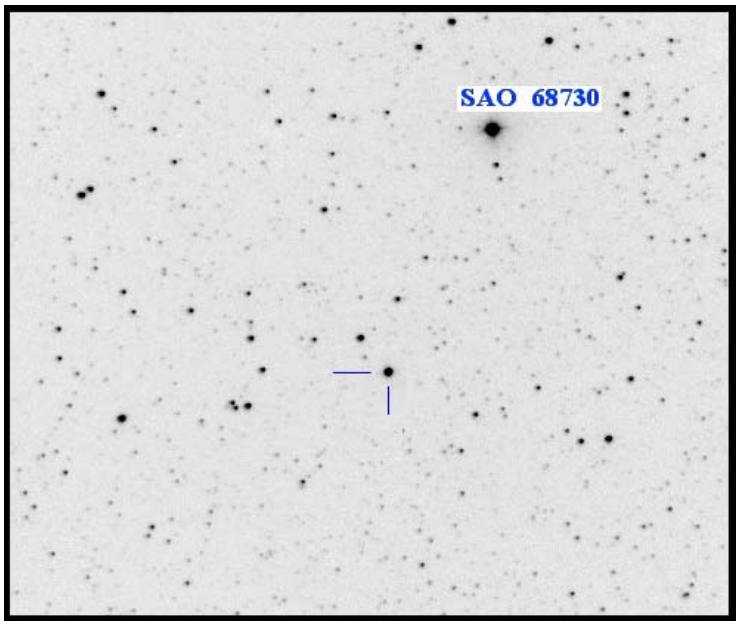


Fig. 38 – La nova V 2491 CYG nell'immagine ripresa da Libbiano il 16 Apr. 2008. Nel campo è inquadrata anche la stella SAO 68730

Si tenta quindi di riprenderne lo spettro che si rivela interessantissimo in quanto appaiono righe della serie di Balmer in emissione, alcune anche molto intense (Fig. 39). L'intero spettro è il risultato della compositazione di tre immagini parziali; le riprese singole sono state effettuate con integrazioni di 90 secondi l'una con il CCD Starlight SXVF-H5.

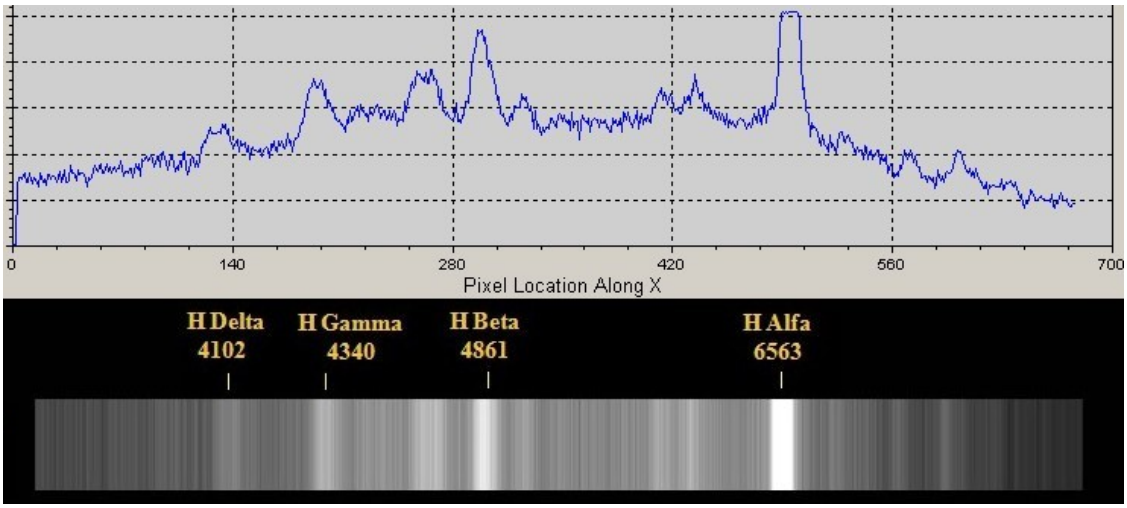


Fig. 39 – Spettro della nova V 2491 CYG ripreso a Libbiano. Evidenti le righe della serie di Balmer in emissione. Sopra, il profilo di intensità elaborato con Maxim DL.

Per rendere ancora più interessante la documentazione raccolta si è quindi puntato lo spettrografo sulla vicinissima stella SAO 68730 che – essendo di classe spettrale A 5 III – mostra la serie di Balmer in assorbimento. In Fig. 40 i due spettri sono stati affiancati: si può chiaramente notare come la serie di Balmer in assorbimento nello spettro di SAO 68739 coincide alla perfezione con la serie di Balmer in emissione nello spettro di V 2491 CYG .

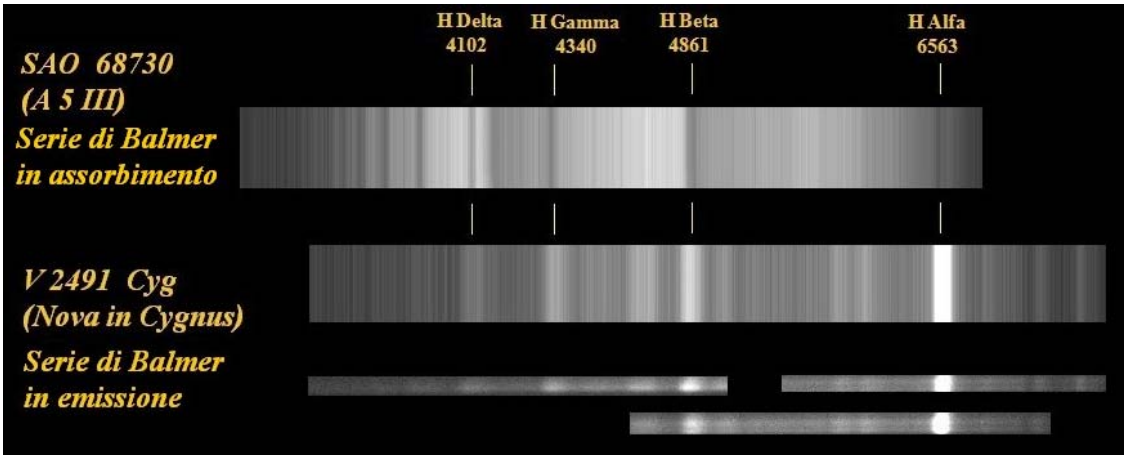


Fig. 40 – Lo spettro della nova V 2491 CYG messo a confronto con quello della vicina stella SAO 68730 di classe spettrale A 5 III. Evidente la coincidenza delle righe della serie di Balmer: in assorbimento in SAO 68730 ed in emissione per la V 2491 CYG.

Lavoro eseguito da Alberto Villa e Francesco Biasci.

22 GENNAIO E 7 FEBBRAIO 2010 – SPETTRO DELLA VARIABILE R LEPORIS (COSTELLAZIONE DELLA LEPRE)

Nel 1845 l'astronomo inglese John Russel Hind, segnalava R Leporis come la stella più luminosa di colore scarlatto esistente al confine tra le costellazioni della Lepre e di Orione. Il contrasto è notevole anche perché può essere raffrontata con un altro astro di colore bianco distante un primo d'arco.

Questo oggetto è anche conosciuto come la stella cremisi di Hind. Si tratta di una variabile a lungo periodo (14 mesi), che nei testi viene indicata con una magnitudine compresa tra la 5.5 a la 11.7. Nel secolo scorso però le variazioni hanno oscillato tra la mag. 7 al massimo e intorno alla 10 al minimo.

Si tratta di una stella al Carbonio appartenente alla costellazione della Lepre, denominata "R Lep", una variabile a lungo periodo tipo Mira. Viene descritta di un rosso particolarmente accentuato, dovuto soprattutto a due cause: primo, perchè le stelle tipo Mira tendono ad essere più fredde delle altre giganti rosse e poi per il fatto che si tratta di una stella al Carbonio, il cui spettro ha la parte blu letteralmente tappezzata da forti bande molecolari del C2 in assorbimento , talvolta inframmezzate da linee di emissione sulle stesse lunghezze d'onda che, però, spariscono quando la stella raggiunge il massimo. Come ciò non bastasse, durante il periodo di variabilità le righe dello spettro talvolta si sdoppiano, forse a causa di onde d'urto del massiccio vento solare emesso dall'atmosfera della stella. Una stella prossima alla fine.
Si riporta in fig. 41 la posizione di R Leporis rispetto a Rigel e M 42.

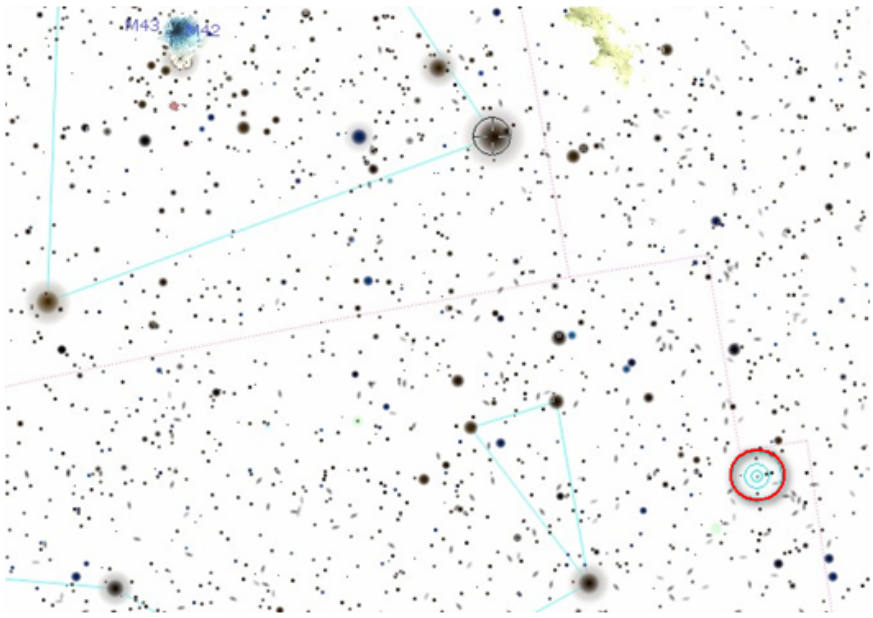


Fig. 41 – La posizione di R Leporis (nel cerchiolino in basso a destra), rispetto a Rigel ed M 42, visibili in alto a sinistra.

Molto interessante anche l'osservazione visuale di R Leporis effettuata con il rifrattore Apo 180mm f/9 in dotazione presso il Centro Astronomico di Libbiano: la variabile appare incredibilmente rossa. Le riprese in digitale a colori sono effettuate con fotocamera Canon 20D applicata al fuoco diretto del suddetto rifrattore: in fig. 42 una delle immagini riprese con una esposizione di 60" a 800 ISO: si noti il colore di R Leporis.

Fig. 42 – R Leporis ripresa con la camera digitale Canon 20D (posa di 60" a ISO 800). Si tratta di un singolo frame nel quale la variabile si riconosce per l'intenso colore rosso.

Osservando le singole immagini con attenzione, la variabile appare circondata da un tenue alone rossastro: sommando le 8 immagini riprese si ottiene il risultato illustrato in fig. 43, che sembra proprio evidenziare la nube di polveri di carbonio che circonda stelle di questo tipo.

Fig. 43 – R Leporis circondata da un alone rossastro, che viene evidenziato nella somma di più esposizioni e probabilmente da attribuire alla nube di polveri di carbonio che la circondano. Anche sovresponendo l'immagine nulla di simile appare intorno alle altre stelle luminose del campo, trattandosi quindi all'evidenza di una peculiarità di R Leporis.

Riprendendo lo spettro della stella, ci si rende subito conto della sua peculiarità in quanto - mentre di norma occorrono almeno tre integrazioni parziali per coprire tutta l'estensione

di uno spettro con la strumentazione di Libbiano – per R Leporis sono ampiamente sufficienti due riprese. Lo spettro ottenuto è mostrato in Fig. 44.

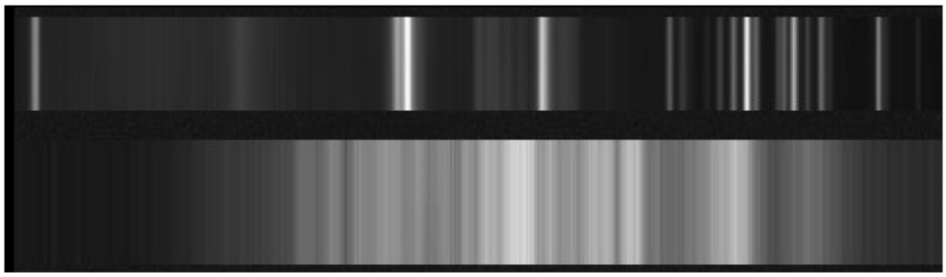


Fig. 44 – Lo spettro completo di R Leporis sopra al quale è riportata la traccia della lampada di riferimento.

In fig. 45 lo spettro di R Leporis viene affiancato per confronto allo spettro di Vega, facendo ovviamente coincidere le rispettive lunghezze d'onda. Nell'immagine il violetto è a sinistra e il rosso a destra.

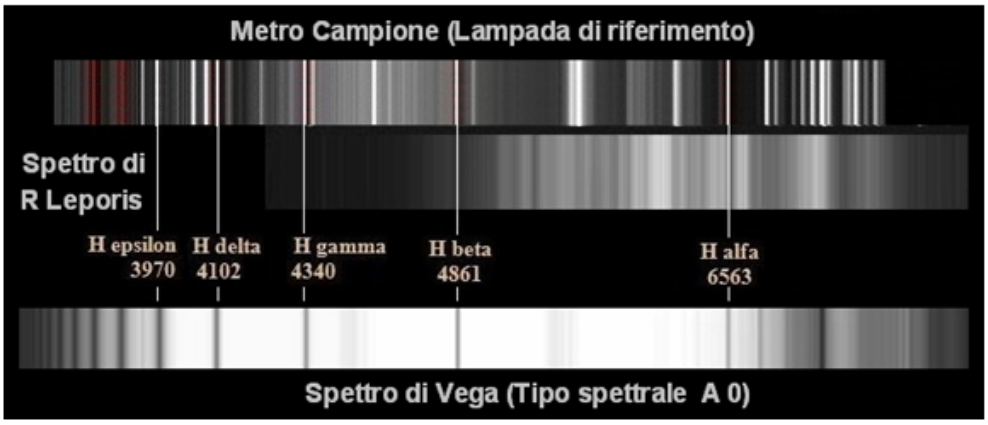


Fig. 45 – Lo spettro di R Leporis (al centro) allineato con il metro campione (in alto) e con lo spettro di Vega (in basso)

Si nota come lo spettro di R Leporis sia molto spostato verso il rosso e che le frequenze più elevate (blu e violetto) sono praticamente assenti in quanto assorbite dai composti carboniosi, tra i quali si distinguono solitamente il carbonio molecolare (C_2) nonché i radicali CN e CH. Le stelle con queste caratteristiche sono appunto definite "Stelle al Carbonio" e sono oggi classificate con il tipo spettrale "C" (che va pertanto a sostituire l'ormai obsoleta classificazione con le lettere R e N); si distinguono per l'intensa colorazione rossa che non è dovuta principalmente alla temperatura, bensì alla presenza di questi composti che tendono ad assorbire – e quindi oscurare – la parte blu dello spettro. Praticamente è come se l'atmosfera al carbonio si comportasse come un filtro rosso che avvolge tutta la stella. A sostegno di quanto rilevato con lo spettro di R Leporis,

in fig. 46 viene illustrato il confronto tra lo spettro del Sole (il primo in altro) con alcuni spettri di stelle al carbonio: la "traccia" di 19 Piscium appare veramente molto simile a quella di R Leporis.

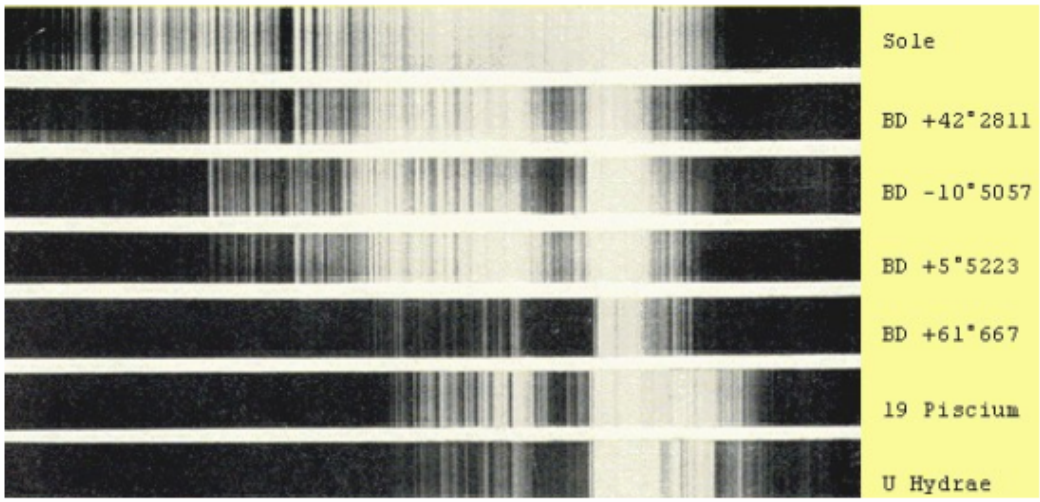


Fig. 46 – Lo spettro del Sole (in alto) confrontato con quello di alcune stelle al carbonio

In fig. 47 lo spettro di R Leporis elaborato a Libbiano con l'indicazione delle righe più caratteristiche individuate, proprie delle stelle al Carbonio: C2 5165, C2 5635, NA 5893, C2 6122 e CN 7699.

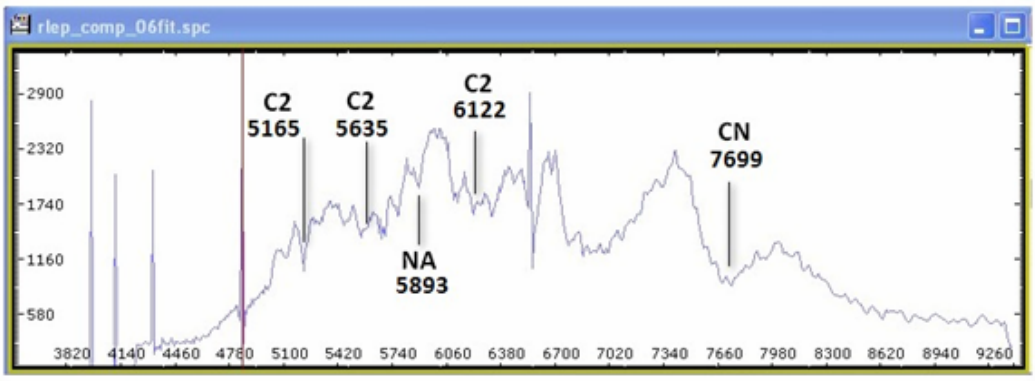


Fig. 47 – Lo spettro di R Leporis con le righe caratteristiche individuate.

21 SETTEMBRE 2011 – SPETTRO DELLA SUPERNOVA 2011fe, CON DETERMINAZIONE DELLA SUA VELOCITA' DI ESPANSIONE (Lavoro effettuato con l'utilizzo del filtro a reticolo STAR ANALYSER)

Nonostante le condizioni del seeing siano decisamente sfavorevoli nella zona in cui si trova M 101 (velature in direzione nord che riflettono le luci di Pontedera e dintorni) si tenta di riprendere lo spettro della SN 2011fe, che è diventata più luminosa del nucleo della galassia stessa, come si può notare in fig. 48 dove un'immagine di

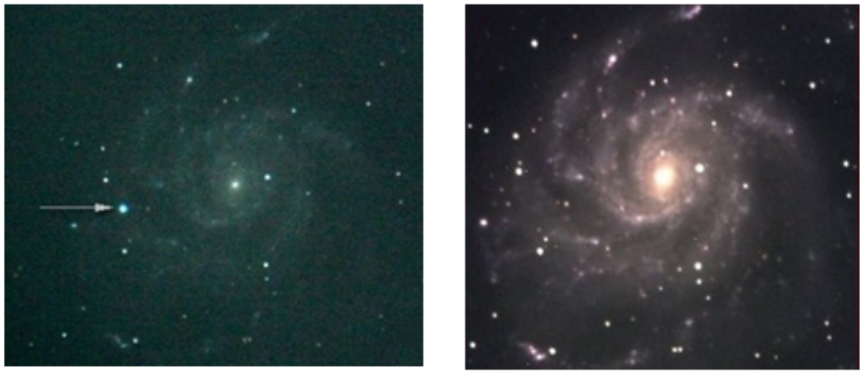


Fig. 48 – La galassia M 101 ripresa il 6.9.2011 con la SN 2011fe indicata dalla freccia (a sinistra), confrontata con una immagine di repertorio (a destra). Riprese AAAV.

repertorio AAAV di M 101 è affiancata a quella recentemente ripresa in data 6 settembre 2011. Le immagini che riusciamo a riprendere sono moto disturbate dal seeing e dalle luci riflesse, tanto che la galassia è appena percettibile mentre la SN ed il suo spettro forniscono un segnale più che accettabile con integrazioni di 120 – 180 sec (fig. 49).

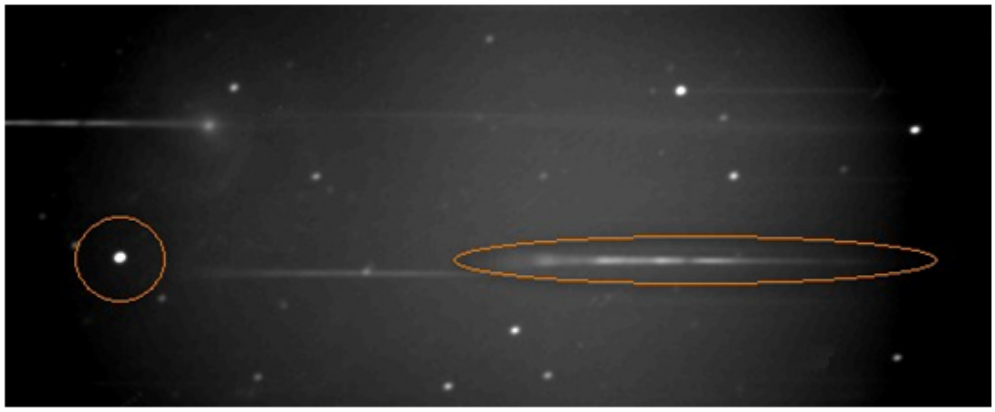


Fig. 49 – La SN 2011fe (nel cerchiolino arancione) ed il suo spettro pure evidenziato sulla destra. Il nucleo di M 101 è visibile appena sopra la SN, leggermente a destra.

Una volta elaborato con le usuali procedure, lo spettro appare – anche sotto forma di grafico - come illustrato in fig. 50.

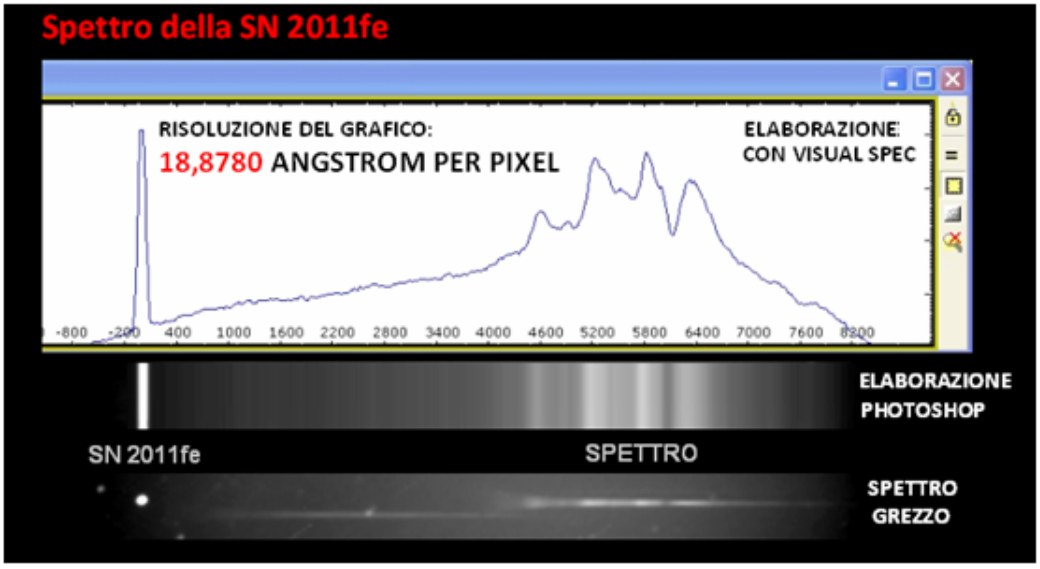


Fig. 50 – Lo spettro della SN 2011fe ottenuto presso il Centro Astronomico di Libbiano il 7.9.2011. Dal basso verso l'alto lo spettro grezzo, il primo intervento con Photoshop e la calibrazione in lunghezza d'onda tramite Visual Spec.

Prima di procedere con la determinazione delle righe di assorbimento visibili, è necessario fare qualche considerazione di tipo cosmologico per capire se e quanto il Red Shift possa influire sul valore in Å delle righe, ovvero se sia ininfluente.
La diversa documentazione consultata riferisce che la galassia a spirale M 101 dista da noi ca. 24 ± 3 milioni di anni luce, e per quanto riguarda il suo Red Shift è contraddistinta dal valore z = 0,0008. Tra le fonti più autorevoli di riferimento, si cita il JPL della Nasa.

Prendendo in considerazione la semplice formula che ci consente di determinare "z" conoscendo il valore di una riga "a riposo" e quello rilevato in un oggetto influenzato da Red Shift, ovvero

$$Z = \frac{\text{Å rilevato - Å a riposo}}{\text{Å a riposo}} \qquad (1)$$

è evidente che conoscendo il valore "Å a riposo" un elemento e il Red Shift di un oggetto, possiamo ricavare il valore che leggeremo per quel determinato elemento qualora dovessimo osservarlo in un oggetto contraddistinto dal Red Shift di valore noto.

Esaminando in pratica il caso di M 101 e prendendo in considerazione il Si II con λ=6355 Å a riposo (una delle righe di assorbimento che caratterizzano il fenomeno di supernova), andiamo a sostituire i valori noti nella precedente formula

$$0{,}0008 = \frac{\text{Å rilevato - 6355 Å}}{\text{6355 Å}}$$

ottenendo

$$\text{Å rilevato - 6355 Å} = 0{,}0008 \times 6355 \text{ Å}$$

$$\text{Å rilevato} = (0{,}0008 \times 6355 \text{ Å}) + 6355 \text{ Å}$$

e quindi

$$\text{Å rilevato} = 5{,}084 \text{ Å} + 6355 \text{ Å} = 6360 \text{ Å}$$

Per M 101 dunque, il Red Shift cosmologico determina uno spostamento verso il rosso della riga del Si II 6355 Å di soli 5,084 Å ed è pertanto da ritenere in ogni caso trascurabile, soprattutto per quanto concerne lavori eseguiti con lo Star Analyser in grado di rilevare righe di assorbimento di ampiezza discreta.

Come si può notare dalla formula e per quanto ovvio, il valore in Å dello spostamento verso il rosso per un determinato valore di "z" è direttamente proporzionale alla lunghezza d'onda "a riposo" dell'elemento preso in considerazione.

Nello spettro della SN 2011fe ripreso il 21 settembre 2011 dal centro Astronomico di Libbiano, la riga del Si II 6355 Å appare molto evidente (si tratta di una supernova di tipo Ia composta da una nana bianca e una gigante in evoluzione), ma se ne

rileviamo la lunghezza d'onda nell'elaborazione effettuata con VS leggiamo il valore di 6111 Å (fig. 51).

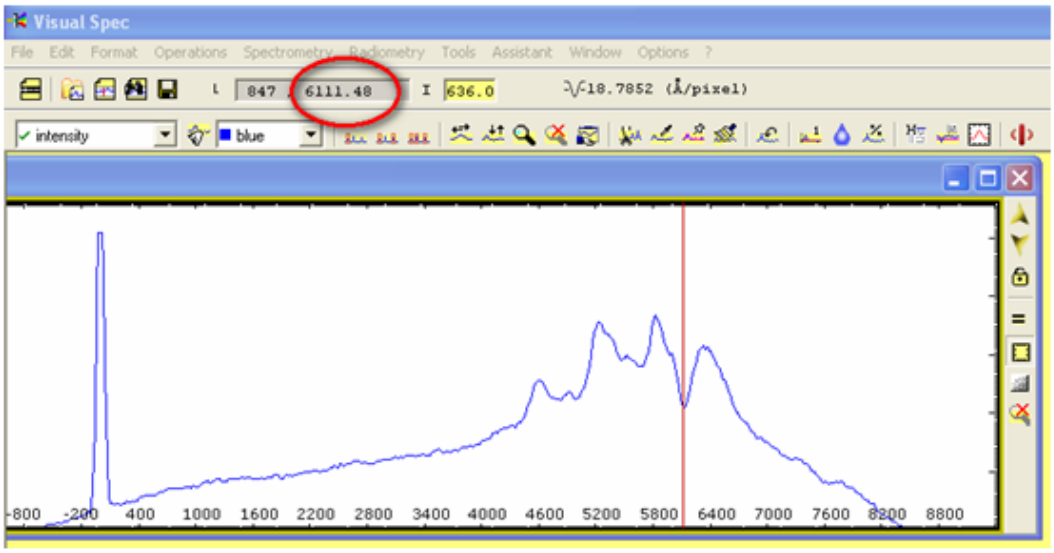


Fig. 51 – Nello spettro della SN 2011fe la riga di assorbimento da attribuire all'evidenza al Si II 6355 Å, mostra una lunghezza d'onda di 6111 Å.

La rilevazione di una lunghezza d'onda minore di quella dell'elemento "a riposo" trova spiegazione nel fenomeno di spostamento verso il blu ("Blue Shift") causato dall'elevata velocità di espansione della supernova: la sua "superficie" si sta pertanto muovendo verso l'osservatore, ovvero verso di noi.

Applicando la (1) ricaviamo velocemente un valore di Blue Shift di 0,0399:

$$z = 6355 - 6111 / 6355 = 0{,}038395$$

(si noti che per esprimere il Blue Shift con un valore numericamente positivo i termini "Å rilevato" e "Å a riposo" al numeratore sono stati invertiti).
Se consideriamo la semplice formula che ci consente di ricavare la velocità "v" di recessione (allontanamento) o espansione (avvicinamento) nella quale "c" rappresenta la velocità della luce (299.792.458 Km/sec)

$$z = v / c \qquad \text{ricaviamo} \qquad v = c\,z \qquad (2)$$

ottenendo rapidamente

$$v = 299.792{,}5 \text{ Km/sec} \times 0{,}038395 = 11.510{,}52 \text{ Km / sec}$$

Pertanto la supernova SN2011fe attualmente si sta espandendo ad una velocità di circa 11.500 Km al secondo. I valori misurati nello spettro ottenuto a Libbiano trovano conferma – ad esempio - nelle elaborazioni di Paolo Berardi / Giuseppe di Carlo (fig. 52) e di Riccardo Mancini (fig. 53).

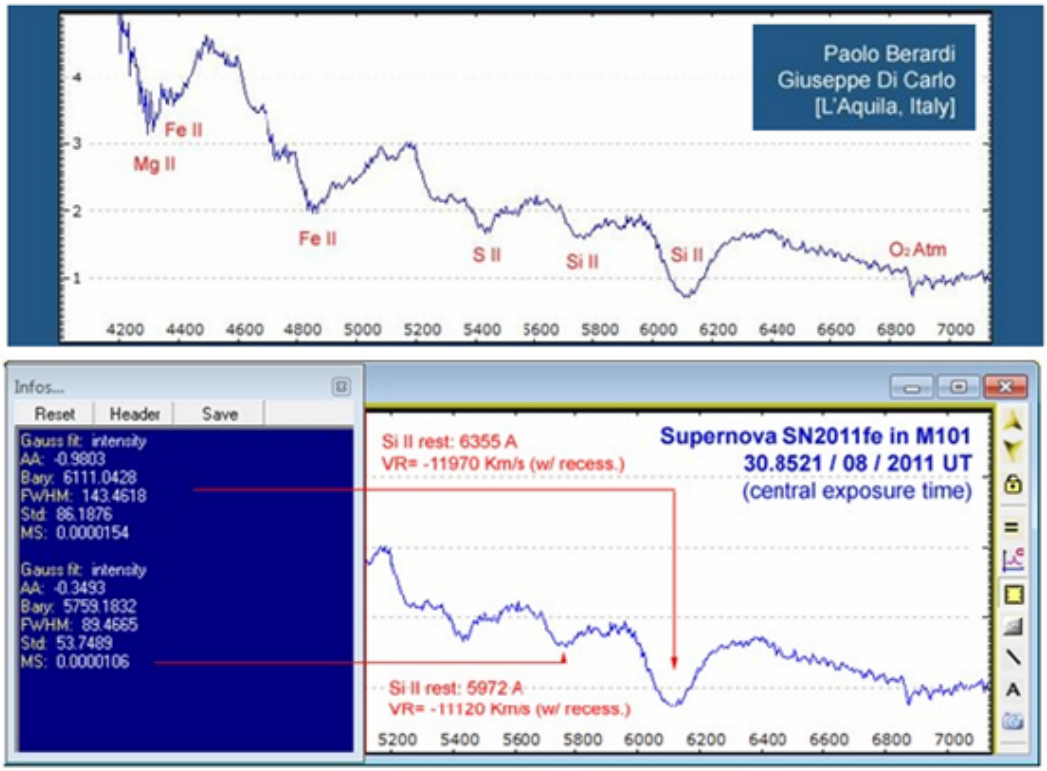


Fig. 52 – Lo spettro d SN2011fe elaborato da Paolo Berardi e Giuseppe Di Carlo

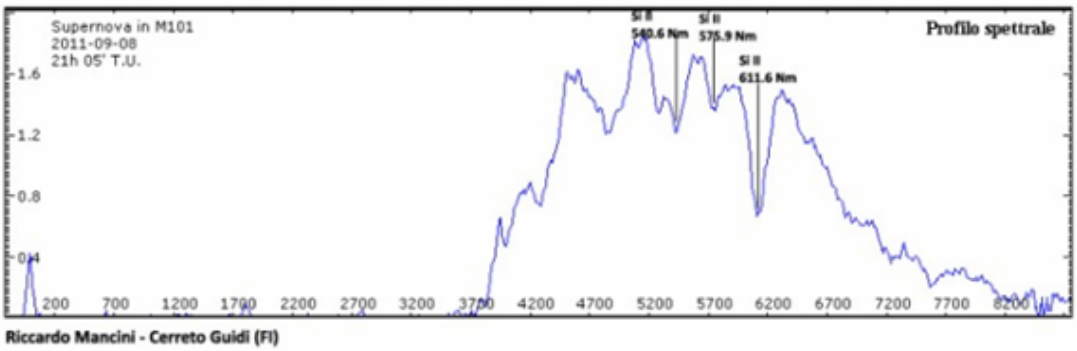


Fig. 53 – Lo spettro della SN 2011fe ottenuto da Riccardo Mancini

In fig. 54, lo spettro della SN2011fe ottenuto a Libbiano nella sua elaborazione finale.

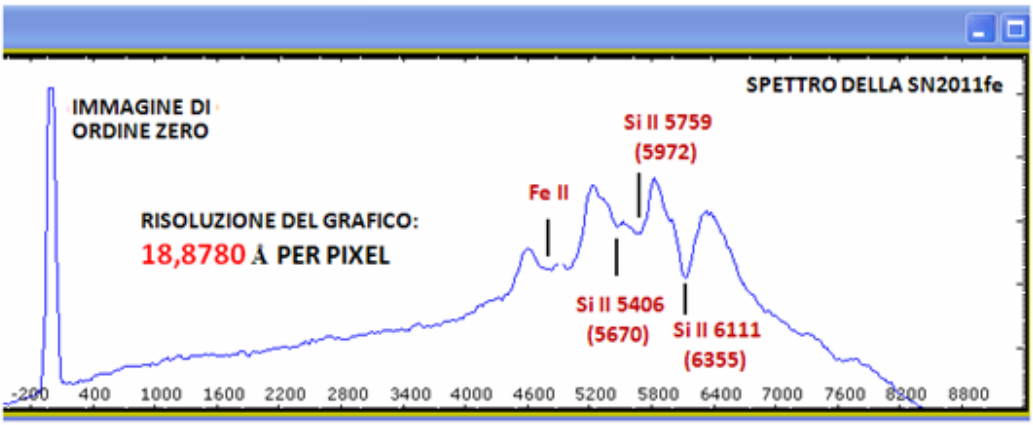


Fig. 54 – Elaborazione finale dello spettro della SN2011fe ottenuto a Libbiano con lo Star Analyser. Accanto al simbolo dell'elemento la lunghezza d'onda rilevata e tra parentesi quella dell'elemento a riposo.

Relazione a cura di: Alberto Villa

Presidente della AAAV
(Associazione Astrofili Alta Valdera di Peccioli -PI)
(www.astrofilialtavaldera.it)
nell'ambito della quale è responsabile delle sezioni:

- **SPETTROGRAFIA**
- **ECLISSI**
- **PIANETI EXTRASOLARI**

Osserva dall' Osservatorio "G. Galilei" del Centro Astronomico di Libbiano (Codice MPC: B33)
E-mail: vilalber@tin.it