



Invito alla *Spettroscopia*

Tutorial di spettroscopia amatoriale

A bassa risoluzione

di Fulvio Mete

La spettroscopia è' la grande passione degli ultimi anni; è un modo nuovo di essere astrofilo, un approccio totalmente diverso rispetto alle "normali" occupazioni degli appassionati , anche evoluti, che si interessano di imaging del cielo profondo. Un approccio a prima vista difficile, ma che tale non è, e che, una volta superate le prime difficoltà apre un mondo nuovo, tutto da esplorare, che può dare grandi soddisfazioni. La ricerca spettrografica negli osservatori professionali si effettua oggi in via completamente automatizzata con telescopi dedicati e software appositi che ricavano dall'immagine spettrale i dati di interesse, ovvero con sofisticate strumentazioni satellitari. Il tempo della costruzione di strumenti con mezzi modesti è ormai finito: il ricercatore elabora alla consolle del PC i dati trasmessi da spettrografi di sempre maggiore complessità e sofisticazione: tra poco si perderà forse la memoria degli strumenti primitivi, di quelli che hanno fatto la storia dell'astronomia: e in tale contesto il contributo degli astrofili può essere anche quello di conservare il ricordo di tali strumenti, con i quali tanti astronomi del passato hanno lavorato per anni, ponendo le basi per lo sviluppo dell'astronomia. Ma gli appassionati dotati di sufficiente tenacia possono effettuare ricerche serie ed utili in campi nei quali i professionisti, gravati dalle scelte del miglior utilizzo del tempo telescopio degli strumenti professionali, non sono presenti.

Ma, prima di tutto, che cos'è la spettroscopia?

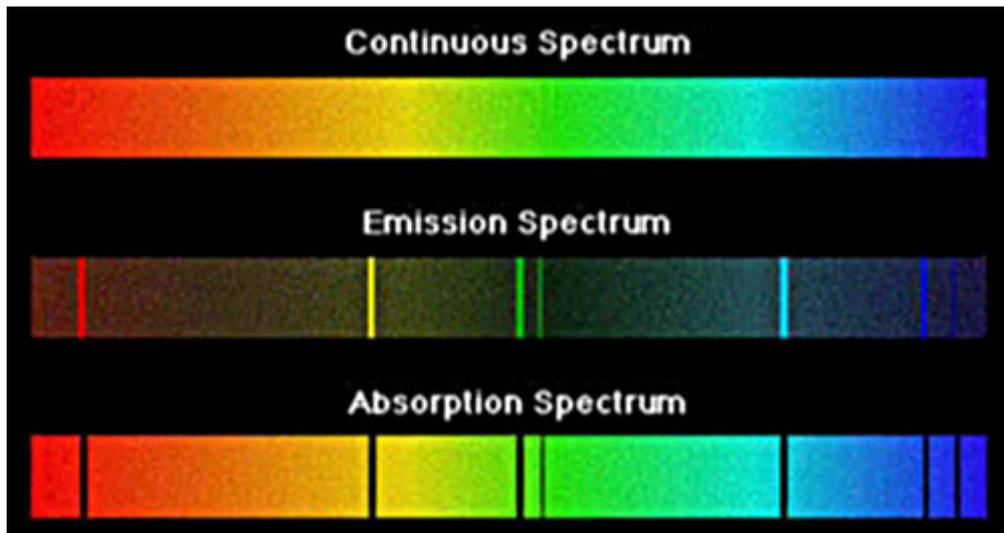
La spettroscopia è quella branca della fisica che studia gli spettri della radiazione elettromagnetica emessa o assorbita dalla materia. L'analisi spettroscopica permette di individuare la composizione chimica del corpo che emette la radiazione. L'esperimento di Newton sulla scomposizione della luce bianca può essere considerato come l'inizio della ricerca spettroscopica moderna.

Oltre tre secoli fa Isaac Newton (1642-1727) dimostrò che la luce solare poteva essere scomposta in luce di differenti colori usando un prisma. Egli scoprì anche che ad una più breve lunghezza d'onda corrispondeva un maggior angolo di rifrazione, e che lo spettro andava dal violetto al rosso. La spettroscopia, appena nata, sarebbe presto diventata il più potente mezzo di indagine dell'astronomia, quello che sarebbe stato uno straordinario mezzo di scoperta delle proprietà fisiche e chimiche delle stelle ed avrebbe poi prodotto risultati tali da far cambiare il volto dell'astrofisica e della nostra stessa esistenza con scoperte che hanno inciso profondamente sul tessuto concettuale e filosofico dell'universo che ci circonda.

Dopo i primi esperimenti sulla scomposizione della luce con un prisma di vetro compiuti, come si è detto, da Isaac Newton e Francesco Maria Grimaldi nel seicento, un primo studio sistematico dello spettro solare venne effettuato nei primi anni dell'ottocento da Joseph Von Fraunhofer che catalogò 574 linee scure dello spettro solare, assegnando una lettera alle più evidenti (famoso le H e K del Calcio e le C e F dell'idrogeno). Fraunhofer non fu in grado di dare una spiegazione di tale fenomeno. Solo nel 1859 Gustav Kirchoff lo interpretò come un assorbimento selettivo della luce da parte degli elementi chimici presenti nell'atmosfera solare.

Kirchoff dimostrò sperimentalmente che lo spettro dei corpi solidi, liquidi e dei gas ad alta pressione portati all'incandescenza sono continui, vale a dire che in essi i colori si susseguono senza interruzioni di sorta (spettro continuo**), mentre i gas a bassa pressione portati all'incandescenza emettono un numero di righe brillanti su sfondo scuro (**spettro di emissione**). Kirchoff dimostrò anche che le righe scure prodotte da un gas, interposto tra uno spettro continuo e l'osservatore, occupavano la stessa posizione delle righe brillanti provocate dal medesimo gas portato all'incandescenza (**spettro di assorbimento**). E' interessante osservare che, negli spettri di emissione, le caratteristiche osservate sono proprie della sorgente, mentre in quelli di assorbimento sono inerenti al gas posto fra la sorgente e l'osservatore.**

Facendo riferimento al quotidiano, un esempio classico di spettro continuo è quello di una comune lampada a incandescenza. Una lampada al mercurio o al neon possiede uno spettro a righe di emissione, mentre un esempio comune di spettro di assorbimento è quello solare.



Gli spettri del sole e delle altre stelle sono spettri continui che , passando attraverso le relative atmosfere presentano righe in assorbimento.

L'informazione spettrale è quindi duplice; da un lato l'esame dello spettro continuo, dall'altro quello in assorbimento.

Lo spettro continuo in una data regione è l'emissione a tutte le lunghezze d'onda di quella regione, anche se non con la medesima intensità. Tale definizione comporta un'importante conseguenza; che lo spettro continuo delle stelle può avere maggiore intensità nella parte blu dello spettro visibile, nella parte rossa, in quella gialla etc..specificando il colore della stella. Ora, potendo con sufficiente approssimazione dire che le stelle si comportano in modo non troppo diverso da un corpo nero perfetto, utilizzando le leggi del corpo nero che legano la emissione di onde elettromagnetiche alla temperatura, possiamo ricavare la temperatura della superficie di una stella.

Siccome, poi, le righe sovrapposte allo spettro continuo sono dovute alla presenza di un'atmosfera più fredda che assorbe selettivamente il continuo emesso dalla stella, in modo che ciascun elemento ivi presente assorba le proprie, siamo in grado di riconoscere, sulla base della presenza delle righe di assorbimento alle varie lunghezze d'onda, gli elementi chimici presenti e quindi analizzare chimicamente l'atmosfera della stella. Il profilo e l'intensità delle righe ci fanno conoscere, inoltre, l'abbondanza relativa degli elementi presenti nella sorgente, mentre lo spostamento delle loro lunghezze d'onda fornisce informazioni sul moto della sorgente stessa rispetto all'osservatore (effetto Doppler).

La spettroscopia costituisce quindi un potentissimo e, per certi versi semplice strumento d'indagine sulle proprietà fisico-chimiche delle stelle, che usa la luce da esse emessa quale veicolo d'informazione. Ecco allora che la luce, con la quale abbiamo comunemente a che fare nelle nostre serate astronomiche o nelle belle giornate solari assume un altro aspetto, molto più completo ed appagante dal punto di vista scientifico.

La Classificazione spettrale ed il diagramma HR sono figli della ricerca spettroscopica

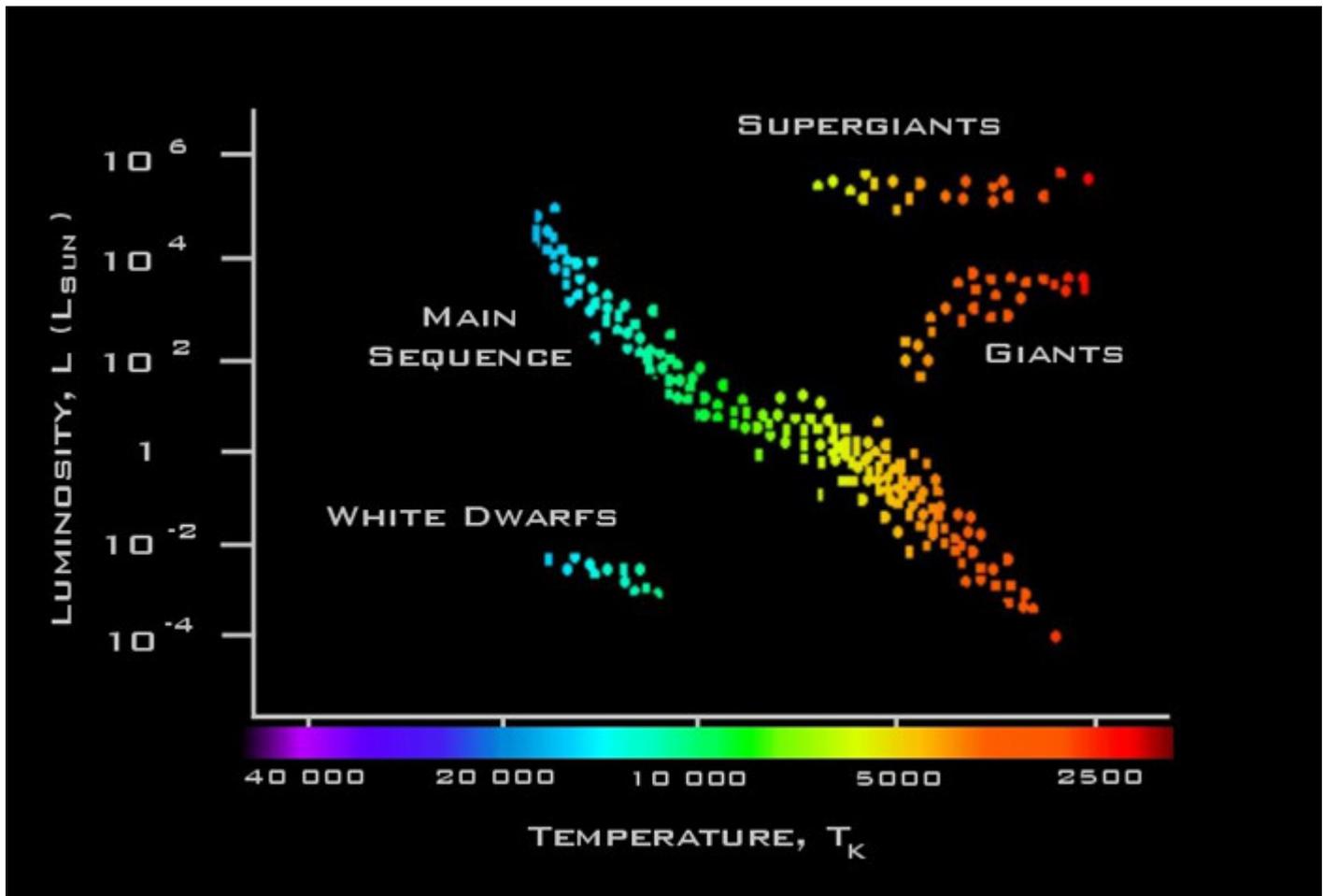
Due pilastri basilari della immensa costruzione della scienza astronomica, la classificazione stellare ed il diagramma HR sono il frutto di anni di ricerca in spettroscopia.

Dopo gli studi sistematici di padre Angelo Secchi nel campo della spettroscopia stellare che portarono ad una prima classificazione degli spettri in 5 categorie in base al colore ed alla abbondanza e tipologia delle righe, gli strumenti professionali per la spettroscopia migliorarono notevolmente ed alla fine dell'ottocento i dettagli visibili negli spettri stellari erano talmente ricchi da richiedere una classificazione adeguata alle nuove scoperte. L'osservatorio del College di Harvard divenne in quell'epoca il centro di una monumentale attività di classificazione che, ad opera del suo direttore, Edward Pickering, e delle sue collaboratrici, portò nel 1890 ad una nuova complessa classificazione in ben 16 classi, contraddistinte da altrettante lettere dell'alfabeto. Più tardi (1901) una delle collaboratrici di Pickering, Annie Cannon, rivisitò e semplificò notevolmente la classificazione precedentemente effettuata portandola a quella familiare e tuttora (seppur con alcune modifiche) adottata di 7 lettere, OBAFGKM. Celebre è la filastrocca inventata per rammentare l'ordine delle lettere e delle classi (Oh Be A Fine Girl Kiss Me).

La classificazione di Miss Cannon costituì un vero capolavoro di semplicità ed efficienza, in quanto l'ordine delle classi era contemporaneamente un ordine cromatico, ovvero di temperatura, e di complessità degli spettri e delle righe. Esso passa quindi da stelle bianco blu e bianche di elevatissima temperatura e spettri relativamente semplici, con poche righe, a stelle gialle e poi rosse, di temperatura superficiale più bassa e spettri più complessi, con molte righe o con bande. La classificazione fu inoltre affinata con una sottoclassificazione decimale all'interno delle classi, anche se non completa per tutte le classi stesse: si ebbero quindi le sottoclassi B0 B1..B2.. A0...A1...A2...etc. All'interno delle classi la temperatura diminuisce passando dalla prima all'ultima delle sottoclassi

Il ciclopico lavoro culminò nel magnifico "Henry Draper Catalogue" pubblicato tra il 1918 ed il 1924 da Pickering e dalla Cannon che mostrava la classificazione operata da quest'ultima su 225.300 stelle. Più tardi ulteriori modifiche furono effettuate, ed una classificazione in parte parallela si affiancò a quella principale, tra le integrazioni ricordiamo la classe S con caratteristiche simili alle M e K e con abbondanza di ossido di zirconio, le classi R e N, comprendenti le stelle ad alta presenza di carbonio, ed il gruppo W che alcuni considerano una variante della classe O, ma che costituisce una vera classe a sé stante, cui appartengono le stelle cd. di Wolf - Rayet caldissime, con ampie righe in emissione.

Il periodo intenso e affascinante di ricerche che, tra la fine dell'ottocento e gli inizi del novecento, posero le basi dell'astrofisica moderna fu poi completato dall'opera di Hertzsprung e Russell, che, per vie diverse, scoprirono che per un gran numero di stelle l'ordine cromatico era anche quello di luminosità, nel senso che le stelle blu erano più luminose di quelle gialle, a loro volta più luminose di quelle rosse, con l'eccezione di alcune stelle dei tipi spettrali G-K-M, di dimensioni molto più grandi (giganti e supergiganti) ed alcune stelle molto calde, ma di piccole dimensioni (nane bianche) che non seguivano questo trend, differendo così da quelle del primo tipo della cd. "sequenza principale". Le scoperte dei due astronomi diedero il via alla costruzione di quello che costituisce una pietra miliare dell'astronomia moderna ed un indispensabile strumento di indagine: il diagramma chiamato HR, dalle iniziali dei suoi ideatori, che lega la magnitudine assoluta alla temperatura effettiva delle stelle ed alla classe spettrale.



La recessione delle galassie, il redshift e il big bang

Uno dei risultati più famosi ed eclatanti dell'indagine spettroscopica quella che più colpisce l'immaginario collettivo, diretta conseguenza delle ricerche in precedenza effettuate, è stata la scoperta epocale di E. Hubble sullo spostamento verso il rosso degli spettri delle galassie e sulla espansione dell'universo, essa fu possibile, con le sue successive implicazioni ed evoluzioni, solo grazie alla spettroscopia. La legge di Hubble è ancora usata, come vedremo più avanti, per determinare la distanza delle galassie e degli oggetti astronomici misurando il Redshift, ovvero lo spostamento verso il rosso con la formula $Z = \frac{dL}{L_0}$, dove Z è il redshift e dL l'incremento della lunghezza d'onda rispetto a quella a riposo L_0 .

Gli spettroscopi e la spettroscopia

In genere la parola spettroscopio evoca istintivamente uno strumento particolarmente complesso e difficile da usare, e questo è parzialmente vero nel caso di strumenti amatoriali, spesso applicati a montature poco stabili, a foceggiatori ballerini ed a telescopi di incerta qualità ottica. In effetti quindi gli astrofili (ed io tra questi) sono alla ricerca di strumenti per la spettroscopia che possano coniugare la potenza (in termini di dispersione e risoluzione) alla facilità d'uso, ma questo binomio è un po' come l'araba fenice, difficile da ottenere. Occorre quindi scendere a compromessi, ed accontentarsi di gestire, perlomeno in fase iniziale (ma poi anche dopo, da spettroscopisti esperti) spettroscopi di grande facilità di utilizzo.

Gli elementi di uno spettroscopio tradizionale sono essenzialmente quattro: l'elemento dispersivo, prisma o reticolo, la fenditura, l'ottica collimatrice, l'ottica della camera o di osservazione. A questi quattro elementi fondamentali deve aggiungersi il box contenente il reticolo o il prisma, col sistema meccanico di movimentazione dell'elemento che disperde o diffrange, ovvero quello che consente il basculamento dello stesso sul proprio asse.

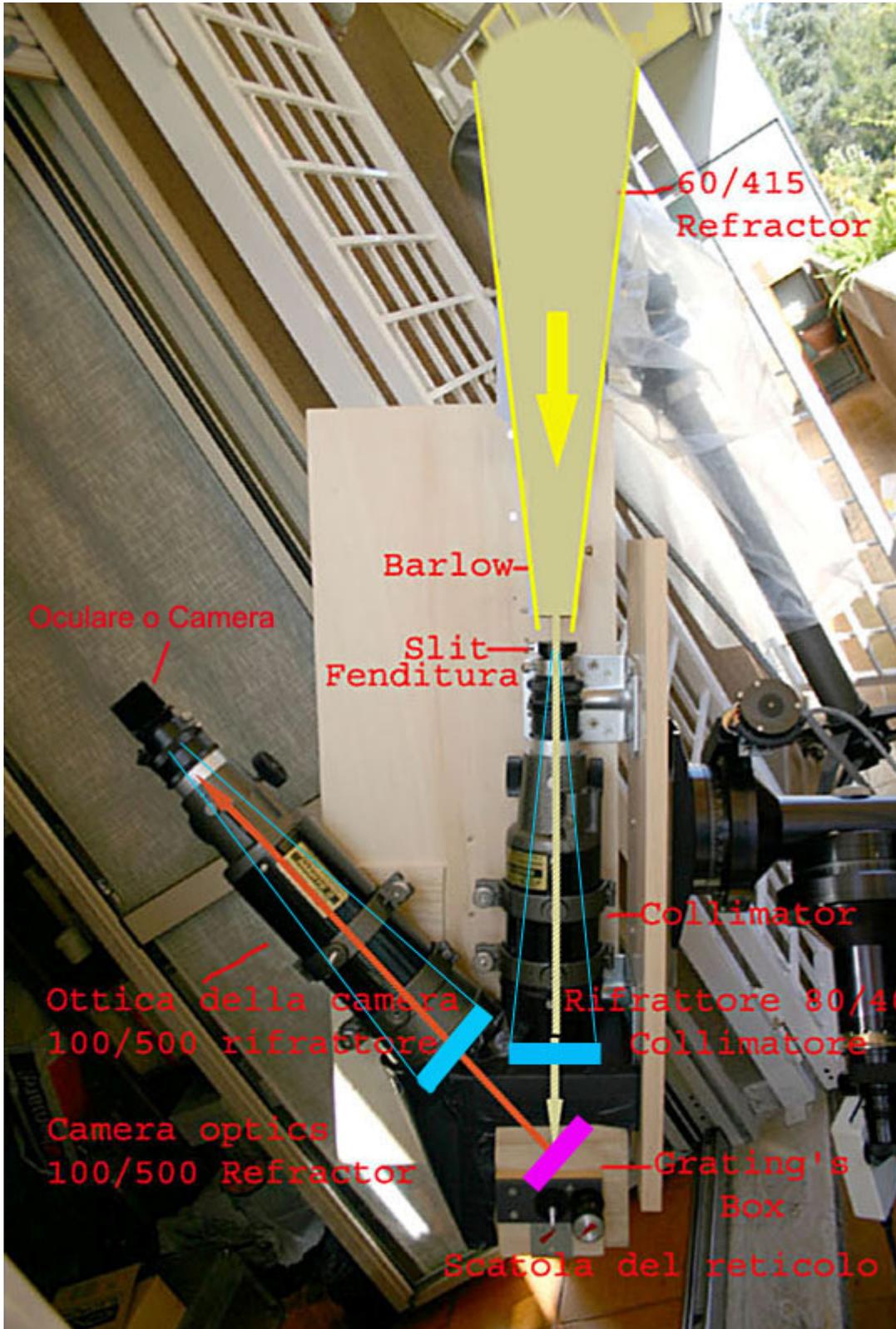
*La **fenditura** assolve l'importante funzione di costituire l'apertura di entrata di uno spettroscopio di garantire l'omogeneità della radiazione in ingresso che arriva al mezzo di dispersione (prisma o reticolo) per tramite del collimatore, nonché di selezionare la luce della stella o dell'oggetto del quale si riprende lo spettro.*

*L'**Ottica di collimazione o collimatore** è l'elemento di uno spettroscopio la cui funzione è di rendere parallelo il fascio ottico da inviare al reticolo, ossia di collimarlo. In pratica si tratta (se costituito da sistemi a lenti) di un cannocchiale sistemato all'incontrario, il cui obiettivo è rivolto verso il reticolo e sul cui punto di fuoco si trova la fenditura.*

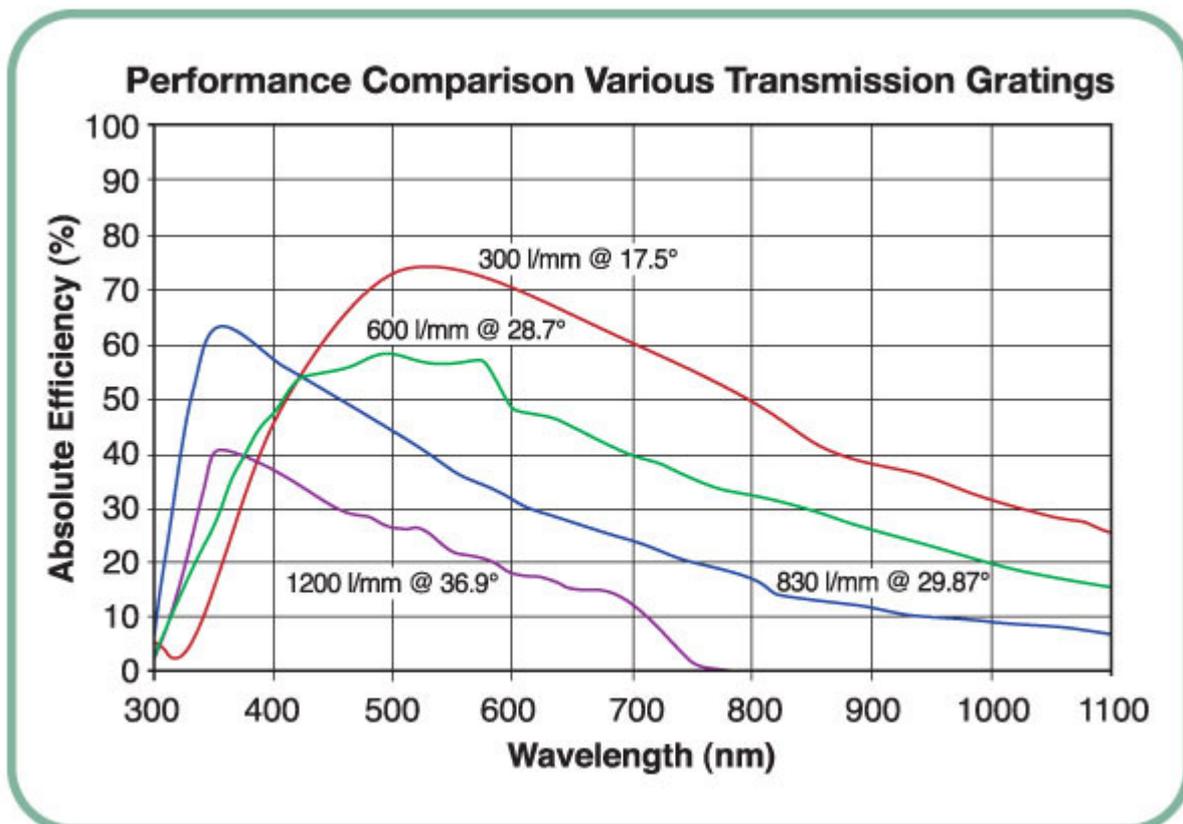
*L'**elemento dispersivo o diffrattivo (Prisma o sistema di prismi; reticolo a trasmissione o a riflessione)** costituisce il cuore dello spettroscopio, ossia il componente che effettua la dispersione della luce nelle sue varie lunghezze d'onda. Più precisamente si può definire un reticolo **quello strumento capace di trasmettere o riflettere o (a seconda che sia a trasmissione o a riflessione) le diverse lunghezze d'onda di una sorgente di luce policromatica in diversi angoli di diffrazione.** Il fascio di luce incidente su un reticolo è in parte trasmesso o riflesso (Ordine 0) ed in parte diffratto più volte sia a destra che a sinistra (ordini).*

*L'**ottica di osservazione** ha la funzione di ingrandire il fascio parallelo diffratto proveniente dal reticolo, ossia lo spettro, ed osservarlo tramite un oculare o riprenderlo con una camera CCD, webcam, digicam o quant'altro.*

Esistono spettroscopi a prismi o a reticolo, e questi ultimi a riflessione e trasmissione, nonché una notevole varietà di configurazioni, sulle quali non è il caso di soffermarsi in questa sede. Nella figura che segue è mostrato un esempio di spettroscopio tradizionale (di tipo solare, date le dimensioni) auto costruito da chi scrive: il diagramma chiarisce abbastanza bene il funzionamento dello stesso.



La forma più semplice di spettroscopio è quello cd "slitless", ovvero senza fenditura ed ottiche aggiuntive. In pratica consiste nel porre l'elemento dispersivo, in genere un prisma od un reticolo a trasmissione davanti al telescopio, ovvero lungo il cammino ottico di questo, tra obiettivo e piano focale. Nel caso di un reticolo a trasmissione sarà necessario utilizzare elementi a basso potere dispersivo e ridotto numero di righe per mm e con angoli di diffrazione modesti, allo scopo di non deviare troppo il fascio ottico diffratto rispetto all'asse ottico del telescopio, per non creare complicazioni meccaniche che configgerebbero con la filosofia dello strumento. Per i reticoli a trasmissione sussiste, inoltre, anche il motivo fisico dovuto al fatto che aumentando gli angoli di diffrazione con l'aumentare del numero di righe, le proprietà rifrattive del materiale del substrato limita la trasmissione, specie alle lunghezze d'onda più elevate, e le prestazioni decadono. Nel seguente grafico (fonte Thorlabs Inc.) sono mostrati i differenti grafici prestazionali dei predetti reticoli, dal quale si desume che, aumentando il numero di righe per mm, l'efficienza diminuisce ed il picco di trasmissione è spostato verso le lunghezze d'onda minori.



Ecco perché i reticoli a trasmissione per uso amatoriale si attestano sulle 100-200 l/mm

Un approccio facile (ma serio) alla Spettroscopia con Star Analyser 100 e Visual spec

Dopo questo brevissimo accenno alla storia della spettroscopia ed alla sua importanza nello sviluppo dell'astronomia e della cosmologia, l'astrofilo, o, in questo caso direi, all'inglese, l'amatore astronomo, si chiederà come, e con quali strumenti complessi e costosi poter iniziare l'avventura della spettroscopia. In realtà il mercato consumer offre, in questi ultimi anni, alcuni interessanti strumenti commerciali per la spettroscopia, in genere a fenditura, ma il loro costo è elevato, e la difficoltà d'uso, perlomeno in fase iniziale, notevole per un neofita. Il consiglio, derivante dai 15 anni di apprendimento e sperimentazione nel campo della spettroscopia, che mi sento di fornire è quindi sempre lo stesso: quello di cominciare col mezzo più semplice e di facile utilizzo che esista: un reticolo a trasmissione di basso potere. L'esempio più diffuso di tale strumentazione è lo "Star Analyser 100" un reticolo a trasmissione da 100 linee per mm incorporato nella cella di un normale filtro da 31,8 mm, da avvitare sul naso da 31,8 di una camera CCD od una Reflex digitale, ovvero da porre in una slitta porta filtri. Alcuni diranno, ma possibile che un sistema così semplice possa dare risultati affidabili e scientificamente validi? Ebbene, per quanto possa sembrare strano, la risposta è senz'altro positiva, per tutta una serie di motivi, quali la possibilità di raggiungere, a parità di strumentazione ed integrazione, magnitudini più elevate di uno spettrografo classico, di ottenere spettri completi insieme alle immagini stellari di ordine 0, di ottenere più spettri di stelle diverse nello stesso frame, con due importanti conseguenze, quella di poter guidare sull'immagine della stessa stella di cui si riprende lo spettro ovvero su quelle di altre stelle dello stesso campo inquadrato, raggiungendo, con camere a doppio sensore o con guide fuori asse, magnitudini elevate con tempi di integrazione lunghi, senza dover ricorrere ai sofisticati sistemi di guida degli spettroscopi commerciali.

l'acquisizione degli spettri con lo Star Analyser 100 è tuttavia la parte più facile del lavoro in spettroscopia, mentre la più difficile viene dopo, con l'elaborazione di pretrattamento, la calibrazione, la normalizzazione del continuo, etc. Tengo tuttavia a precisare che tutte tali operazioni sono di routine, e, una volta ripetute un certo numero di volte, diventano abitudinarie, come del resto ogni appassionato di astrofotografia sa riguardo alle procedure del semplice imaging. A differenza di quest'ultimo, o per meglio dire a completamento di quest'ultimo, anche un mezzo spettroscopico semplice come lo S.A ed i suoi spettri costituiscono un potente mezzo d'indagine, anche scientifica,.

Andrò quindi a sintetizzare oltre che alcune notizie tecniche, i passi fondamentali relativi sia all'acquisizione degli spettri con lo "Star Analyser", che alla loro elaborazione col programma freeware "Visual Spec" di Valerie Desnoux, il quale, pur con qualche peccato di instabilità e con un interfaccia utente non immediata, è un programma veramente completo, con una quantità incredibile di funzioni, quasi a livello professionale. Esso è, inoltre, freeware e liberamente scaricabile, al link: <http://www.astrosurf.com/vdesnoux/download.html> con numerosi tutorials.

Richiamerò inoltre alcuni punti importanti sulla tipologia delle osservazioni da effettuare con tale strumentazione.

Lo "Star Analyser 100"

Lo "Star Analyser 100" è un reticolo a trasmissione da 100 l/mm "blazed" nell'ordine 1, il che vuol dire che convoglia gran parte dell'energia luminosa nel predetto ordine. La casa produttrice è la Paton Hawksley inglese, ed il reticolo, di circa 26 mm di diametro, è montato in una cella filettata maschio analoga a quella dei normali filtri per astronomia, in modo da poter essere inserito nelle filettature femmine degli oculari da 31,8 mm e degli adattatori delle camere CCD e delle webcam. Esso in pratica, si comporta come un filtro, fornendo in uscita l'immagine di ordine zero delle stelle presenti nel campo inquadrato e, ai due lati, le immagini degli spettri dei vari ordini, positivi e negativi, con l'ordine +1, che, come si è detto, risulta il più brillante.



La dispersione spettrale varia a seconda la distanza tra il reticolo ed il sensore CCD, nel caso di riprese CCD, e può essere calcolata con la seguente formula (fonte: manuale di Istruzioni dello S.A 100):

Dispersione (A/pixel) = 10000 * dimensioni pixel (um) / [n° linee-mm * distanza (mm) tra reticolo e CCD]

quindi, nel caso di una webcam da pixel da 5,6 micron ed uno S.A. posto a 35 mm di distanza dal ccd è:

$$10000 * 5.6 / [100 * 35] = 16 \text{ A/pixel}$$

Come si vede, si tratta di dispersioni piuttosto basse, che potrebbero indurre a snobbare tale modesto strumento, ritenendolo non idoneo

ad un uso serio, ma sarebbe un errore.Ciò per i motivi dianzi accennati, che qui di seguito riassumo:

1)- possibilità di riprendere nello stesso campo, anche a focali elevate, l'immagine di ordine 0 di una stella ed il suo spettro di ordine 1, inseguendo direttamente sulla stella,(o su altre stelle visibili nel frame) specie con le camere a doppio sensore.

2) - capacità di raggiungere magnitudini più elevate rispetto ad uno spettroscopio vero e proprio, a parità di setup e condizioni.Io stesso sono riuscito ad acquisire spettri di stelle molto deboli, in condizioni non ottimali e cieli ad elevato inquinamento luminoso quali quelli di Roma città, sino alla 14[^] mag circa, seppure con strumenti della classe del C14.In ogni caso la registrazione di stelle deboli a parità di altre condizioni è funzione dell'apertura del telescopio della sensibilità della camera,e, ovviamente del seeing che determina la FWHM della stella e quindi anche la risoluzione effettiva dello Star Analyser.

3) -esso costituisce un valido aiuto per l'individuazione della classe spettrale di una stella e delle sue caratteristiche principali, che potranno poi essere eventualmente approfondite con uno strumento a risoluzione più elevata.E', inoltre, un must per nove, supernove, stelle BE e WR.

4)-per effetto della sua capacità di ottenere rapporti S/R elevati, lo SA può essere utilizzato con successo anche con strumenti di diametro ridotto, quali rifrattori di 70-80 mm, preferibilmente ED o apo, nonché, come si vedrà, con obiettivi fotografici a corta focale anteponendolo alla lente frontale dell'obiettivo stesso.

Star Analyser

Ordine 0
Immagine stellare

Ordine 1
Spettro

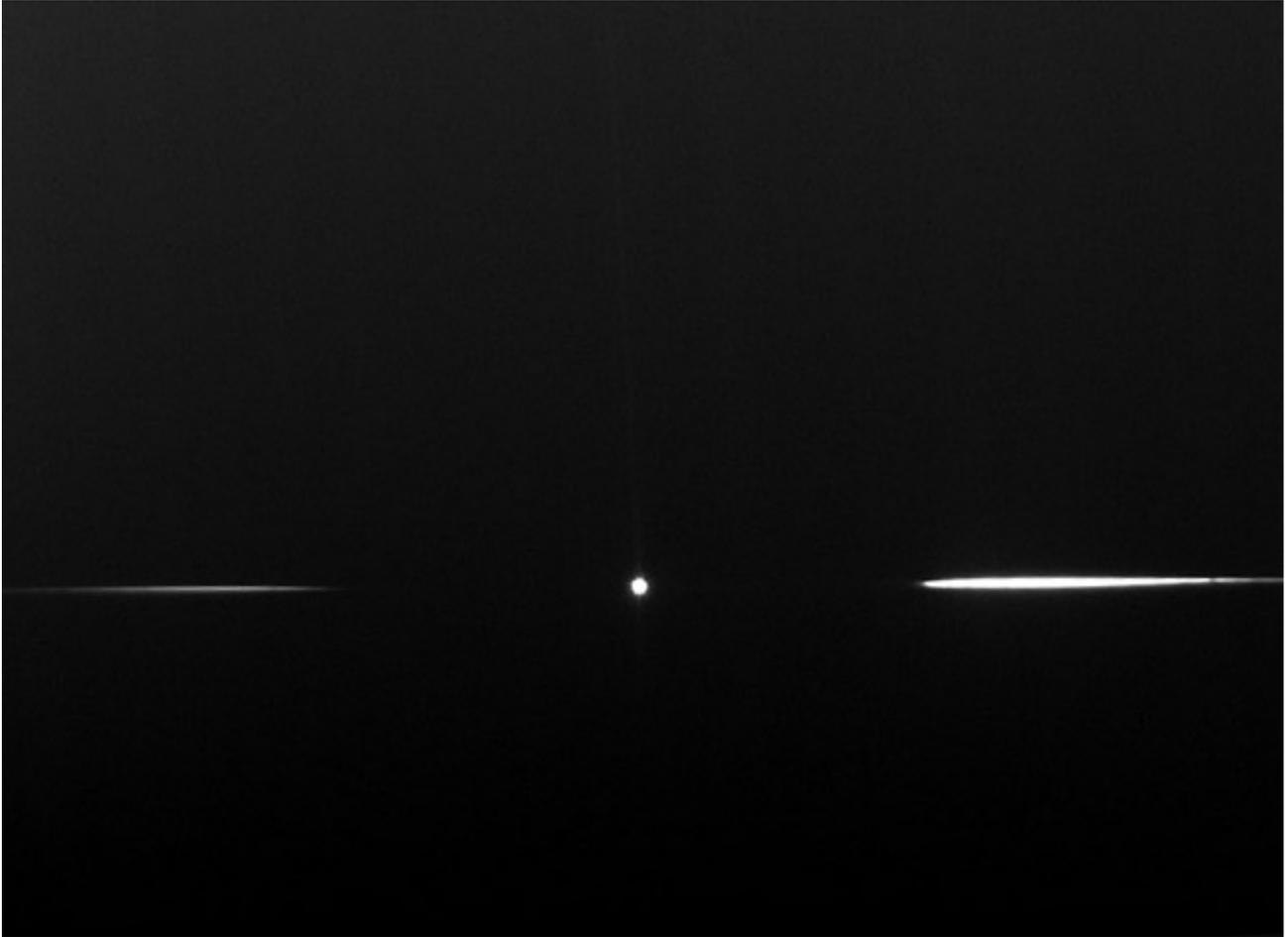


Immagine della stella Vega come si presenta al fuoco di un Celestron 14 a f 11, con la stella al centro e gli spettri dell'ordine 1 e -1 a destra e sinistra (notare la maggiore intensità dello spettro di ordine +1 per cui il reticolo è "blazed" rispetto all'altro: tale ultimo spettro è quindi quello da prendere in considerazione. La camera usata è stata una Atik 16 HR in binning 1 x1. Di sotto, lo spettro bidimensionale di cui all'immagine, elaborato con una operazione di "stiramento" lungo l'asse Y per evidenziare le righe.



relativamente **alla risoluzione** ottenibile (ovvero alla capacità di distinguere righe contigue), occorre premettere che la formula classica della risoluzione spettrale fornita da un reticolo è $R = M \times N \times P$ dove M è l'ordine di diffrazione, N è la densità in l/mm del reticolo, e P è la superficie dello stesso illuminata in mm

Un reticolo da 100 l/mm come lo Star Analyser, di dimensioni pari a 26 mm nell'ordine 1 avrà quindi una risoluzione teorica pari a $100 \times 26 \times 1 = 2600$, che

ovviamente è la massima possibile, considerando illuminata tutta la superficie del reticolo. La capacità teorica di risolvere due righe adiacenti ad una data lunghezza d'onda risulterà quindi in tal caso : $\lambda / 2600$ ovvero, ad es. a 6563 \AA , $= 6563/2600 = 2,52 \text{ \AA}$

In realtà le cose non stanno così .Il valore P , del campo illuminato da un oggetto puntiforme (come una stella) è dato dal rapporto $d/(F/D)$ dove d è la distanza del reticolo dal sensore e F/D è il rapporto focale/ diametro dell'ottica. il che vuol dire che in uno strumento a F/D 10 come i comuni Schmidt-Cassegrain, un reticolo da 100 l/mm come lo Star Analyser posto a 50 mm dal sensore avrà un valore P in mm $= 50/10=5$ e quindi un potere risolutivo di $100 \times 5 \times 1 = 500$ che a 6563 \AA diventa $6563/500 = 13.1 \text{ \AA}$. Ciò senza considerare le altre variabili influenti sull'output del sistema, qualità ottica del telescopio, seeing, etc.

In conclusione conviene allontanare il reticolo dal sensore per ottenere maggior risoluzione possibile, facendo sì che una superficie maggiore del reticolo sia bagnata dal fascio ottico in ingresso, sino al punto in cui non venga esclusa dall'immagine ottenuta la stella di ordine 0, necessaria, oltre che per una eventuale guida, anche per la messa a registro degli spettri con quelli di riferimento. Una volta determinata la distanza ottimale per il nostro setup, converrà poi mettere lo Star Analyser sempre alla stessa distanza, in modo da non alterare la dispersione e non precludere la possibilità di comparazione tra spettri diversi. Un allontanamento eccessivo, "spalmando" lo spettro su di un'area maggiore avrà anche effetti negativi sul rapporto S/R e sulla capacità di registrare spettri di stelle deboli.

Fin qui la teoria, vediamo ora la procedura da seguire per l'acquisizione e l'elaborazione degli spettri.

L'Acquisizione degli spettri bidimensionali

Occorre in primo luogo preparare il setup: basta, al riguardo, avvitare lo Star Analyser al "naso" da $31,8$ della camera CCD o della reflex digitale modificata (preciso modificata, in quanto le reflex normali hanno una efficienza quantica minima nella regione dell'Idrogeno alfa a 6563 \AA). Con questo non voglio dire che non si possa riprendere uno spettro anche con una reflex non modificata, ma in questo caso è indispensabile correggere l'inevitabile bassa segnatura nella regione rossa con la procedura, descritta in seguito, di correzione per la risposta del sistema (procedura peraltro comunque necessaria per ottenimento di spettri con un flusso corretto in lunghezza d'onda e confrontabili con quelli di altri osservatori). Si è visto in precedenza che aumentando la distanza tra lo S.A ed il sensore della camera la dispersione (ovvero la "lunghezza" dello spettro) aumenta anch'essa, rendendo più facile lo sfruttamento del potere risolutivo dello strumento; tuttavia all'inizio consiglio di porre il sensore sul naso da $31,8$, o comunque a breve distanza dal chip, ciò per facilitare l'inquadratura della stella di cui si desidera ottenere lo spettro. Occorrerà anche fare attenzione a che il segno bianco posto sulla cella dello SA sia parallelo all'asse orizzontale della camera e si trovi sulla destra di questa,

osservata dalla parte posteriore, ciò per ottenere uno spettro lungo l'asse di maggior estensione della camera CCD e correttamente orientato. Tale condizione non è tuttavia assolutamente indispensabile in quanto si potranno in seguito comunque ruotare gli spettri, sebbene occorra fare attenzione ad usare algoritmi di rotazione che non comportino variazioni delle dimensioni dei pixel, come quelli di IRIS, Visual Spec e Maxim DL.

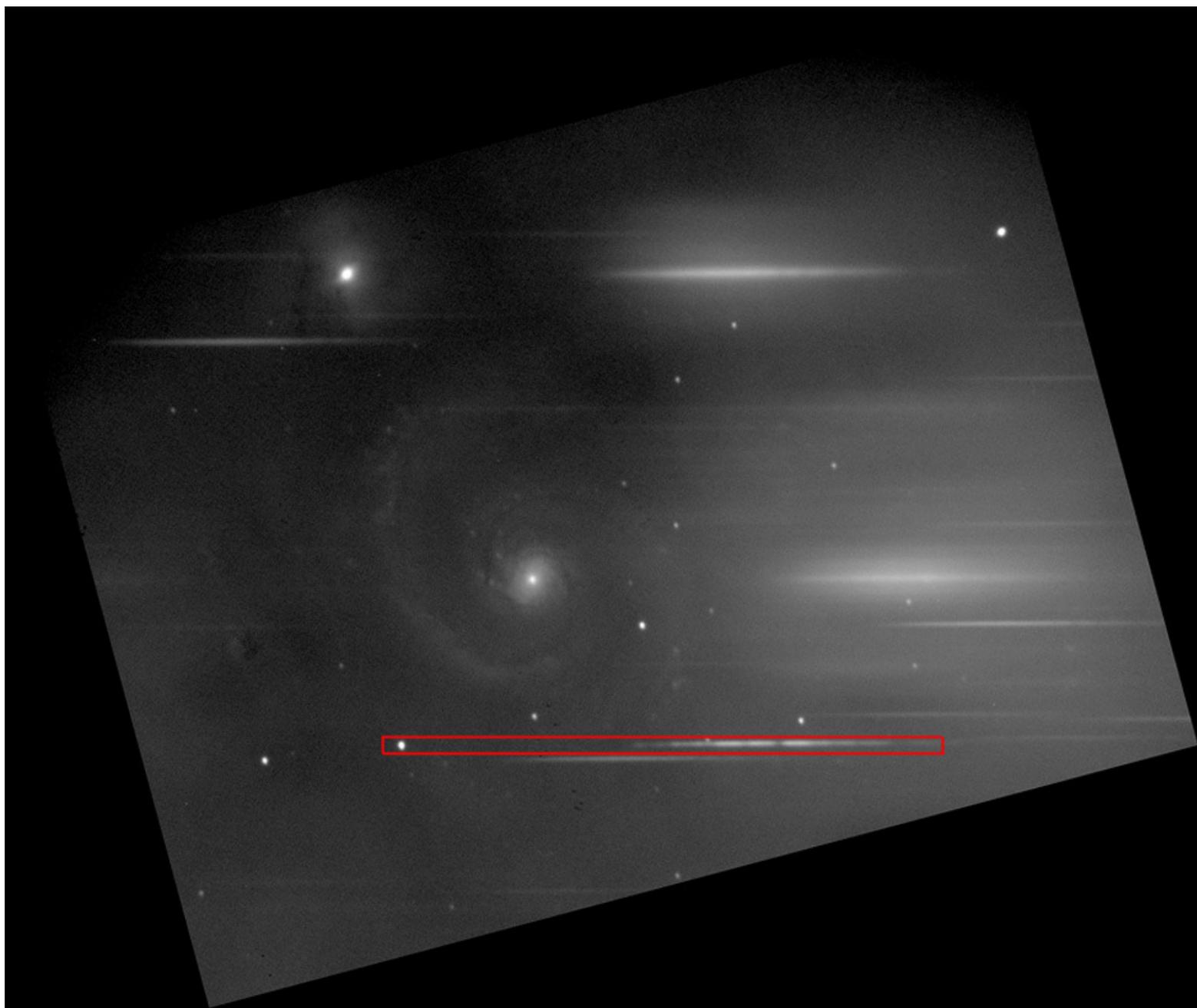
Ora, una volta ottenuta l'immagine con gli spettri di campo resi quanto più possibile paralleli all'asse più lungo del chip della camera di ripresa e correttamente orientati con la stella di ordine zero a sinistra e lo spettro del primo ordine a destra, quali sono le operazioni preliminari da effettuare? queste sono qui indicate:

- 1- sottrazione, come per tutte le immagini CCD, del dark frame e divisione del flat field.**
- 2- Sottrazione del fondo cielo, con la semplice procedura di VSpec o di IRIS. Tale operazione è indispensabile per evitare di inquinare lo spettro con righe che non vi appartengono, come, ad es, quelle emesse dalle lampade dell'illuminazione cittadina, del sodio, del mercurio, etc. E' bene precisare, ove si voglia usare l'apposita funzione di IRIS, che in corrispondenza dei 4 punti sopra e sotto lo spettro che il programma richiede non vi dovranno essere, per quanto possibile, stelle di campo, altrimenti si ottengono artefatti che possono alterare lo spettro**
- 3- Estrazione del profilo spettrale, ovvero del diagramma che indica in ascissa la lunghezza d'onda ed in ordinata il flusso dello spettro con i picchi in emissione ed assorbimento**

. Occorre fare preliminarmente attenzione al fatto che VSpec digerisce male, appiattendole, le immagini bidimensionali con valori superiori a 32.000 Adu, quindi in caso di superamento di tale valore occorre ridurlo con le apposite operazioni aritmetiche di divisione possibili con alcuni programmi, prima di estrarre il profilo.

Ove lo si reputi necessario si può croppare la striscia contenente l'immagine in casi, come il seguente (spettro della SN in M51), di molte stelle nel campo ed alcune molto vicine allo spettro di interesse, in modo da isolare lo spettro stesso come con una fenditura virtuale, eliminando le stelle di campo capaci di inquinarlo con luce spuria: E' anche possibile, ma occorre fare molta attenzione per non alterare la forma dei pixel dell'immagine, operare una operazione di binning verticale sull'immagine, in modo da rendere più evidenti le righe. In pratica si riscalda l'immagine aumentando i pixel dell'asse minore del sensore.





Le operazioni sul profilo spettrale

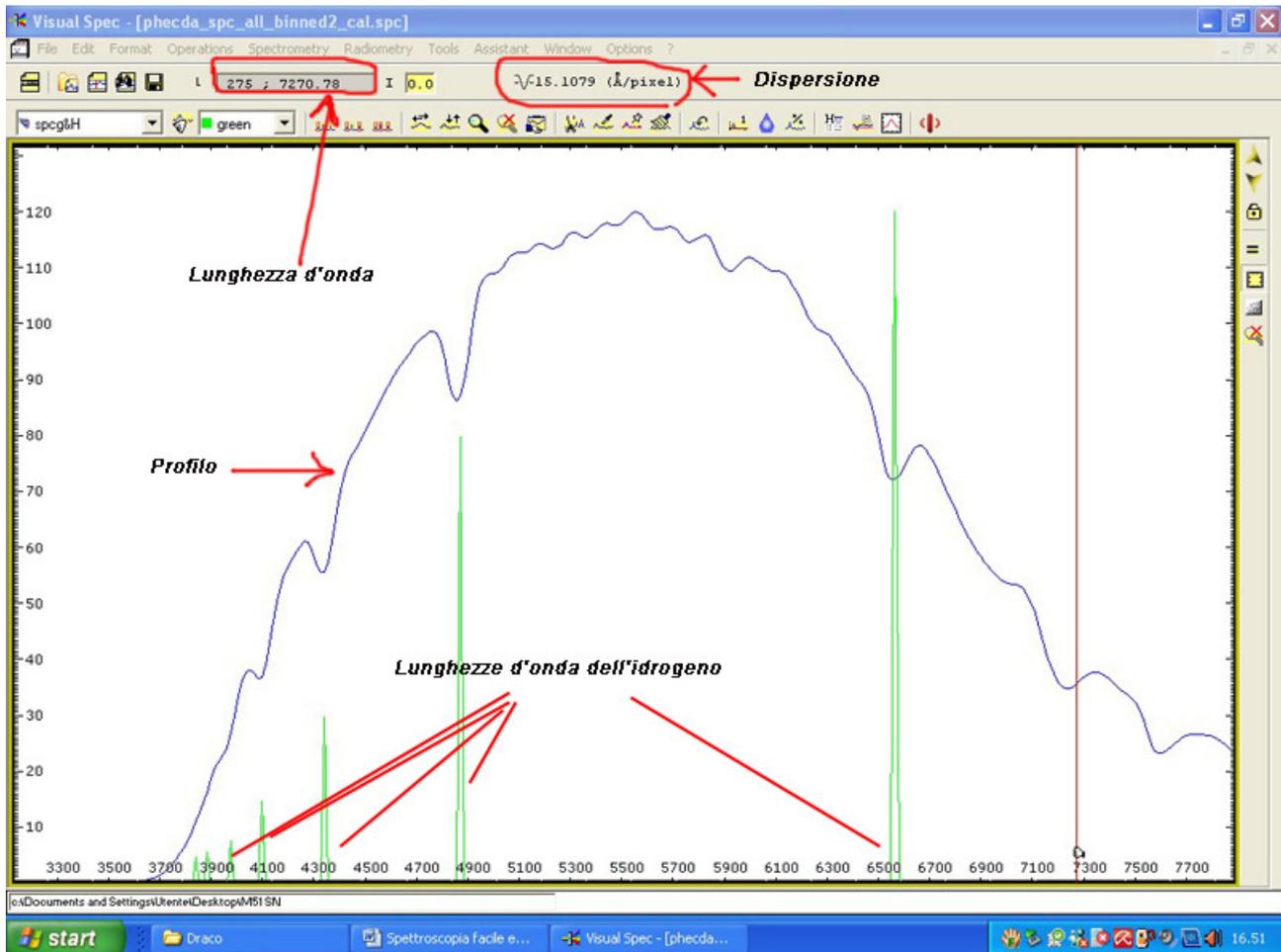
1) la calibrazione in lunghezza d'onda con due righe conosciute

importare il file fit con lo spettro bidimensionale in VSpec e ricavare il profilo premendo il pulsante "Object binning" Ci verrà presentato un grafico dello spettro con le lunghezze d'onda sull'asse delle ascisse e le intensità del flusso su quello delle ordinate, con delle cuspidi in assorbimento od emissione , che sono le righe spettrali. Se riconosciamo due righe ,prendiamone le lunghezze d'onda (ad es. 4861 e 6563 nel caso delle righe di Balmer dell'Idrogeno) ed inseriamole nel menu "Options- Preferences-References" come linee 1 e 2. Torniamo al nostro profilo

originario, e nel menu "Spectrometry" selezioniamo " Calibration 2 lines" il programma ci chiederà se vogliamo usare la serie corrente per la calibrazione, rispondiamo sì. Selezioniamo quindi col mouse prima la riga 1 a 4861 Å, poi quella a 6563 Å quindi, premendo il pulsante destro del mouse, attiviamo poi l'opzione "calibrate": la calibrazione sarà operativa, nella barra superiore apparirà il valore della dispersione in Å/pixel a destra, e, passando il mouse sul profilo, a ciascuna riga ed a ciascun punto dello spettro sarà associata la corrispondente lunghezza d'onda, che appare sulla barra superiore a sinistra. Nel caso che non riusciamo a riconoscere alcuna riga dello spettro potremo usare la libreria di Vspec (lib.spec) ed aprire da essa il profilo calibrato(dat.) di una stella della stessa classe spettrale (se nota) per visualizzarne la lunghezza d'onda delle righe da usare per la calibrazione.

Per avere la graduazione delle lunghezze d'onda e delle intensità premere il pulsante "graduations". Ora, se non conosciamo gli elementi associati ad alcune di quelle righe, ovvero per controllare se le righe scelte per la calibrazione siano esatte, basta andare sul menu "Tools-Elements", selezionare l'elemento o gli elementi ritenuti più probabili in base alla classe spettrale della stella (ad esempio l'idrogeno), quindi premere "Sort" nel menu Elements per selezionarli, e poi premere "export". per inserirli nel profilo.

In definitiva il nostro profilo calibrato per la lunghezza d'onda apparirà come nell'immagine sottostante. Le linee in verde identificano le righe della serie di Balmer dell'idrogeno. Se si vogliono identificare altre righe, ripetere l'operazione con quanti altri elementi si vogliono, stando ovviamente attenti alla coincidenza delle righe inserite nel grafico con quelle del profilo. Nella barra superiore appare invece la dispersione in Angstrom per pixel.



Il nostro lavoro è ora già abbastanza completo in quanto conosciamo gli elementi chimici associati alla stella e le relative righe di assorbimento od emissione. È bene dire, a questo punto che per la definizione delle intensità del flusso occorre effettuare anche la normalizzazione del continuo, che viene portato generalmente a 1 nel suo max. Per fare ciò occorre prima andare sul solito menu "preferences" – continuum, e specificare le lunghezze d'onda iniziali e finali del continuo, ovvero di quella parte del profilo che non presenta righe. Fatto ciò, si può andare nel menu "operations" e attivare "Normalize", che porrà a 1 il continuo indicato sull'asse Y. Tale operazione è necessaria anche per la corretta effettuazione della calibrazione per la risposta.

Queste operazioni. Che preliminarmente possono sembrare complicate, ma che con la pratica divengono routinarie, ci permettono già di possedere un formidabile strumento scientifico, che ci da numerosi dati ed elementi di valutazione dell'oggetto del quale si è registrato lo spettro. In pratica ora sappiamo già molte cose di quel puntino luminoso che abbiamo osservato.

2-La calibrazione in lunghezza d'onda con una stella di riferimento

Non sempre tuttavia, possiamo riconoscere delle righe all'interno dello spettro, e la calibrazione in questi casi è indispensabile per la misura dell'effetto doppler e del relativo shift, particolarmente utile nella valutazione degli spettri delle supernove e dei blazars e quasars.

Negli spettroscopi classici a media ed alta risoluzione lo spettro di riferimento è ottenuto, a riposo, con le righe di una lampada dedicata, tipo argo, neon o quant'altro. Tuttavia, considerando la bassa risoluzione effettiva dello Star Analyser tale incombenza non è necessaria e si possono utilizzare quelli di altre stelle, nell'ipotesi che il moto proprio e le velocità radiali delle stesse in angstrom siano comunque comprese nel range dispersivo e risolutivo minimo dello strumento. Ciò non toglie che chi volesse usare una lampada di calibrazione o anche un suo sostituto, come lampade a basso consumo, da arredo od altre, può farlo.

E' pertanto necessario calibrare uno spettro sconosciuto, con poche od indistinte righe, spesso shiftate per effetto doppler, con uno spettro di riferimento già calibrato. Sono molto utili a tale scopo, le stelle di Classe A0, con le righe di Balmer dell'Idrogeno ben distinte ed intense. Stelle come Alioth e Phecda in Ursa Maior, Vega nella Lira, Rigel in Orionis, etc, si prestano molto bene a tale incombenza. Ovviamente la ripresa spettroscopica della stella di riferimento andrà fatta con lo stesso identico setup dello spettro da calibrare, con la stessa messa a fuoco e, se possibile, nella stessa serata. Il reticolo dello spettroscopio si dovrà quindi trovare alla stessa distanza dal sensore della camera per non alterare la dispersione. E' inoltre opportuno che la stella si trovi alla stessa altezza dell'oggetto di cui si intende individuare lo spettro, per ridurre al minimo gli effetti dell'estinzione atmosferica.

Una volta acquisiti, i due spettri bidimensionali, come nell'esempio che segue della SN fe 2011 in M101, andranno allineati all'asse delle x, ruotati in modo che la stella di ordine 0 ed il blu si trovino a sinistra e, successivamente croppati in modo da evidenziare la stella o l'oggetto di interesse e lo spettro relativo. Essi andranno inoltre allineati e messi a registro reciprocamente con precisione sub-pixel con Astroart, Maxim DL od altro programma simile sulla stella di ordine 0. E' bene precisare, a tale proposito, se l'operazione di allineamento non viene effettuata, od è effettuata male, Visual Spec non funzionerà correttamente nelle operazioni successive

Gli spettri appariranno infine come segue:

a) spettro della stella di interesse

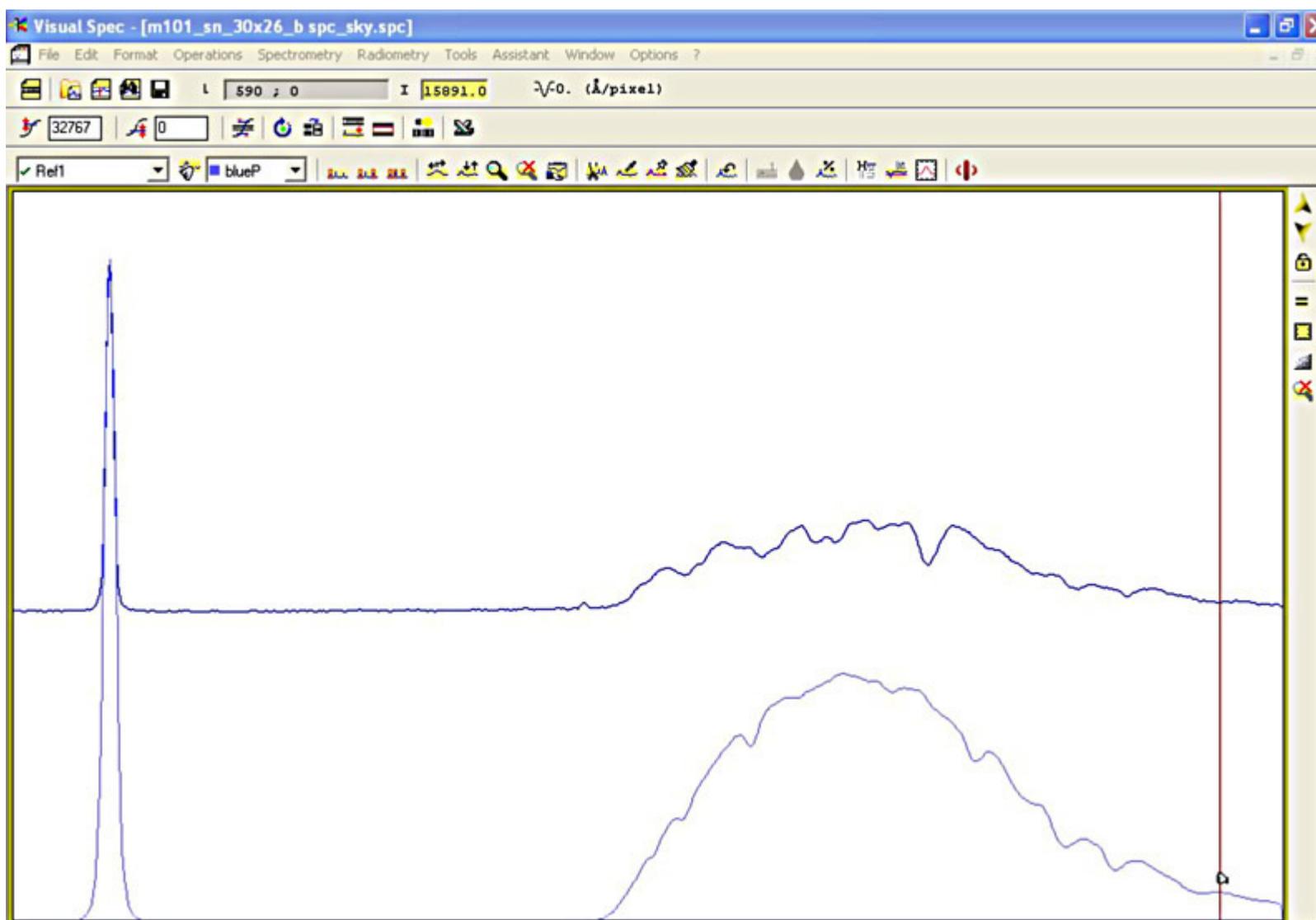


b) spettro della stella di riferimento

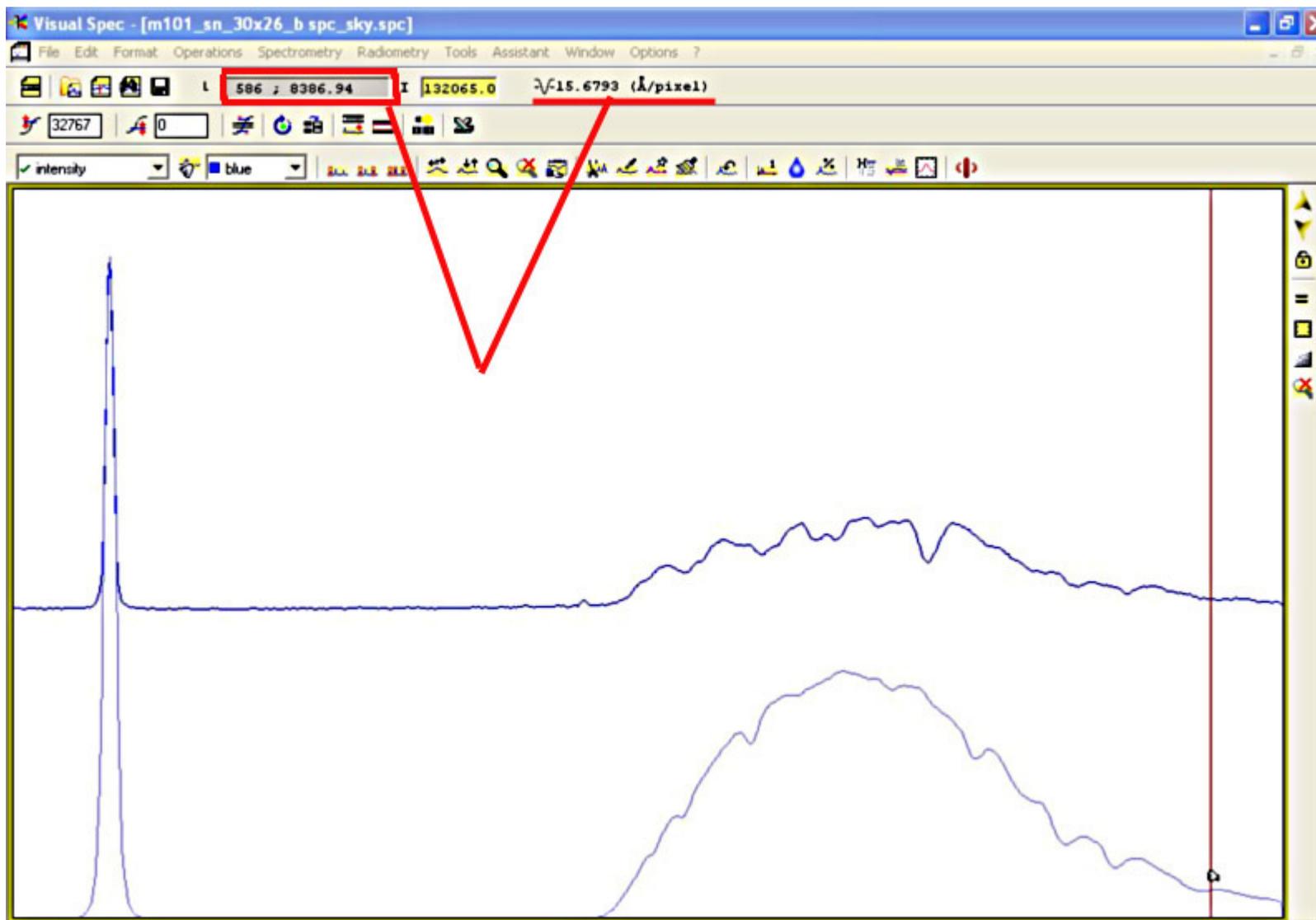


1-Si procederà quindi a caricare in Vspec l'immagine dello spettro della stella o dell'oggetto da calibrare ed estrarne il profilo con il comando "object binning" nell'apposito pulsante della toolbar.

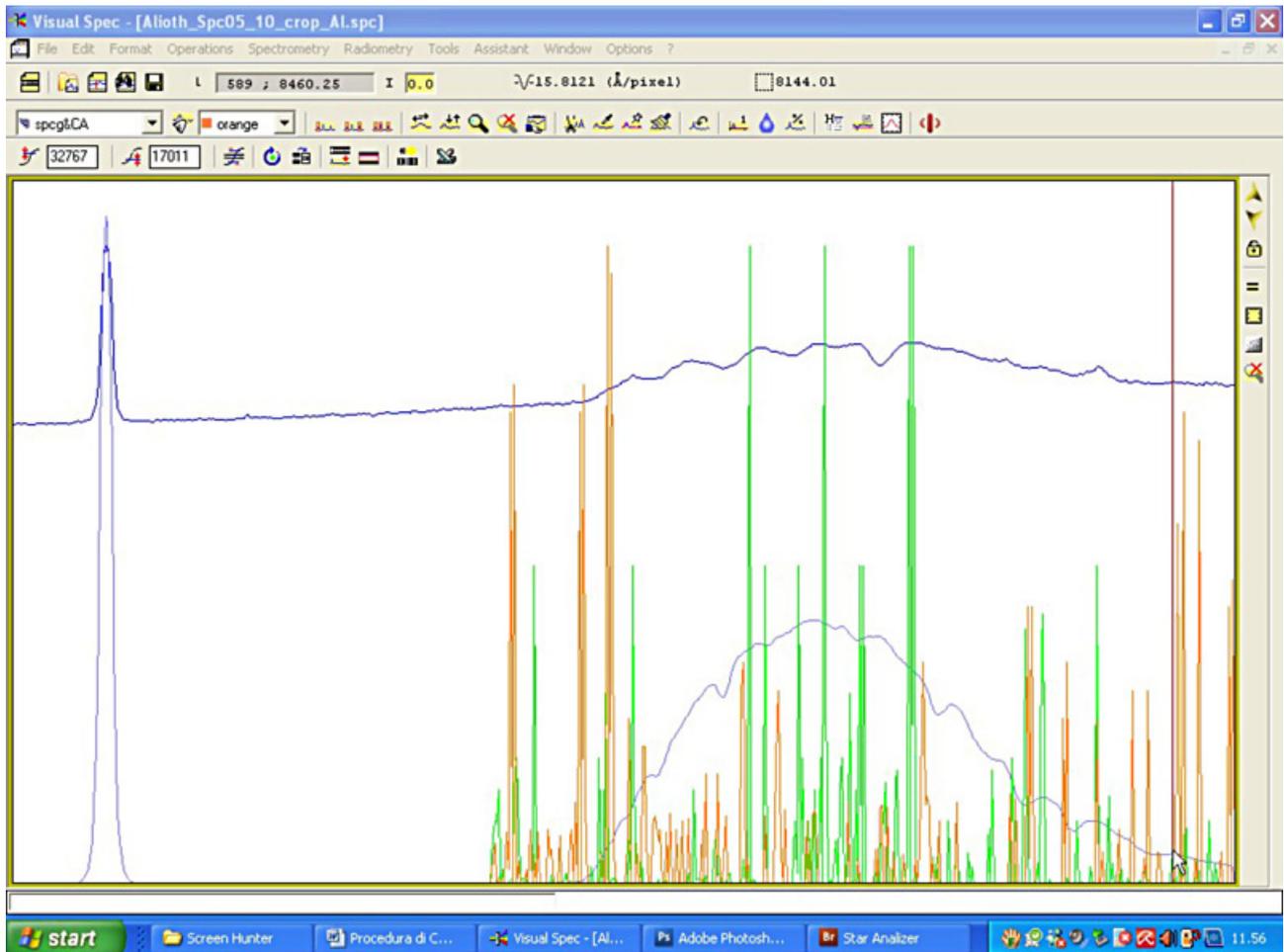
2-Si caricherà quindi lo spettro della stella di riferimento, e , per ottenerne il profilo si premerà il pulsante "reference binning": i due profili spettrali appariranno sovrapposti e perfettamente a registro, dall'ordine 0 in poi.



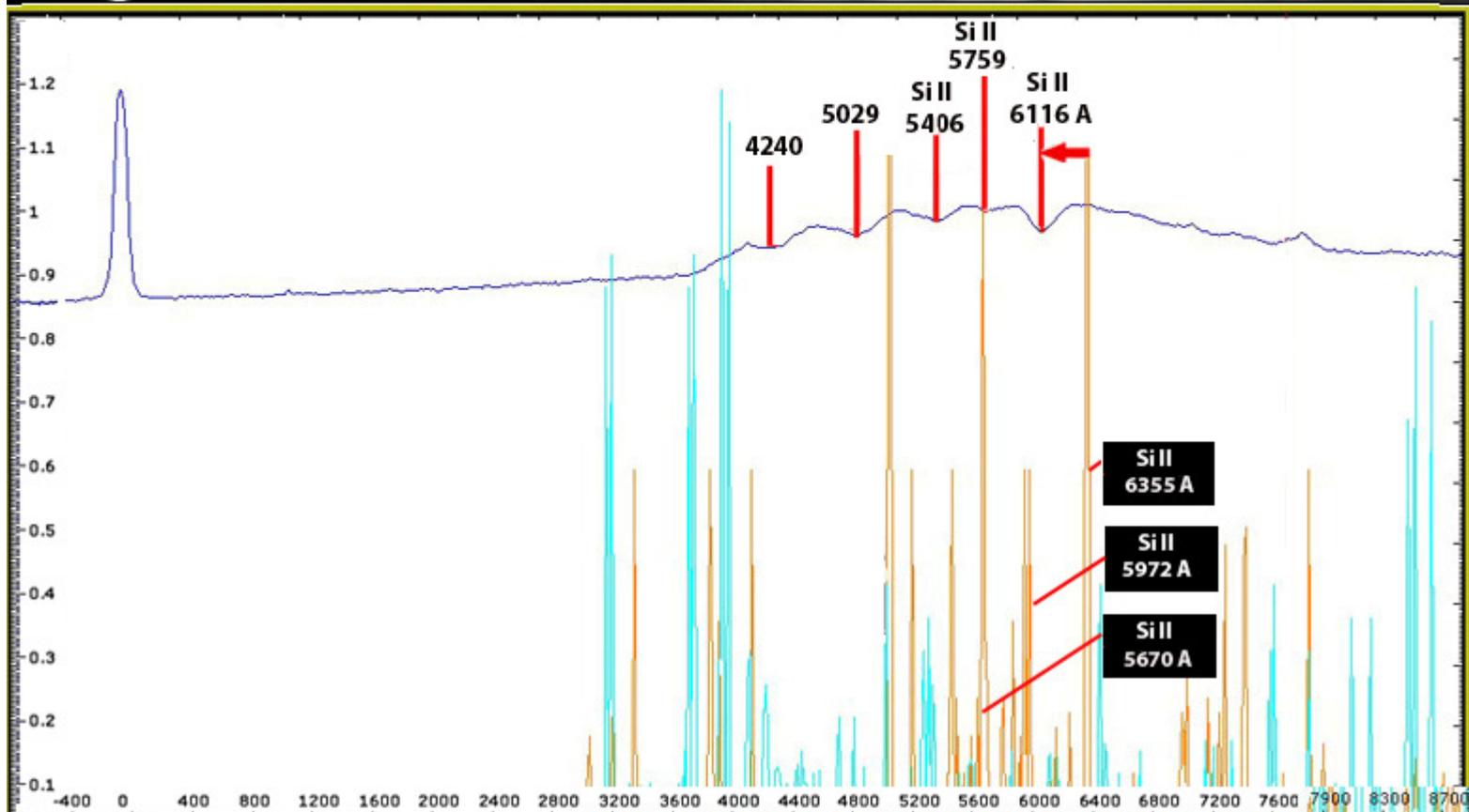
3- si opererà la calibrazione su due righe note della stella di riferimento, e automaticamente la calibrazione sarà operante anche sulla stella od oggetto che si vuole calibrare (nel nostro caso la SN sopra nell'immagine).



Per identificare gli elementi e le rispettive lunghezze d'onda dello spettro di interesse (nel nostro caso quello della supernova), esaminandone l'eventuale shift, basterà richiamare la voce "elements" nel menu "Tools" e selezionare quelli che si ritiene facciano parte dello spettro: Nell'esempio che segue, trattandosi dello spettro di una Supernova di tipo 1a, si sono selezionati il Si II ed il Ca II. Una ricerca più sofisticata può essere effettuata, nello stesso tool, con la voce "lineident", che fornisce anche i vari stati di ionizzazione degli elementi.



Confrontando poi la lunghezza d'onda delle righe in assorbimento osservate nello spettro con quella degli elementi a riposo si potrà determinare lo spostamento doppler verso il blu od il rosso, la velocità, etc, come nell'esempio precedente della SN 2011 fe in M101:



Supernova 2011 fe in M101

Rome, August , 30, 2011 C 14 @ 7, Sbig ST8 CCD Camera, Star Analyser 100 transmission grating
Visual Spec Software

- Si II lines at rest
- Ca II lines at rest
- Si II Ca II observed lines

Reference star Alioth (U ma) A0 p Spectrum calibrated for wavelenght not for response, host galaxy recession not considered. Si II line (blend) at 6355 A blueshifted at 6116 A. Velocity $300000 \times 239/6355 = 11280$

Observer: Fulvio Mete

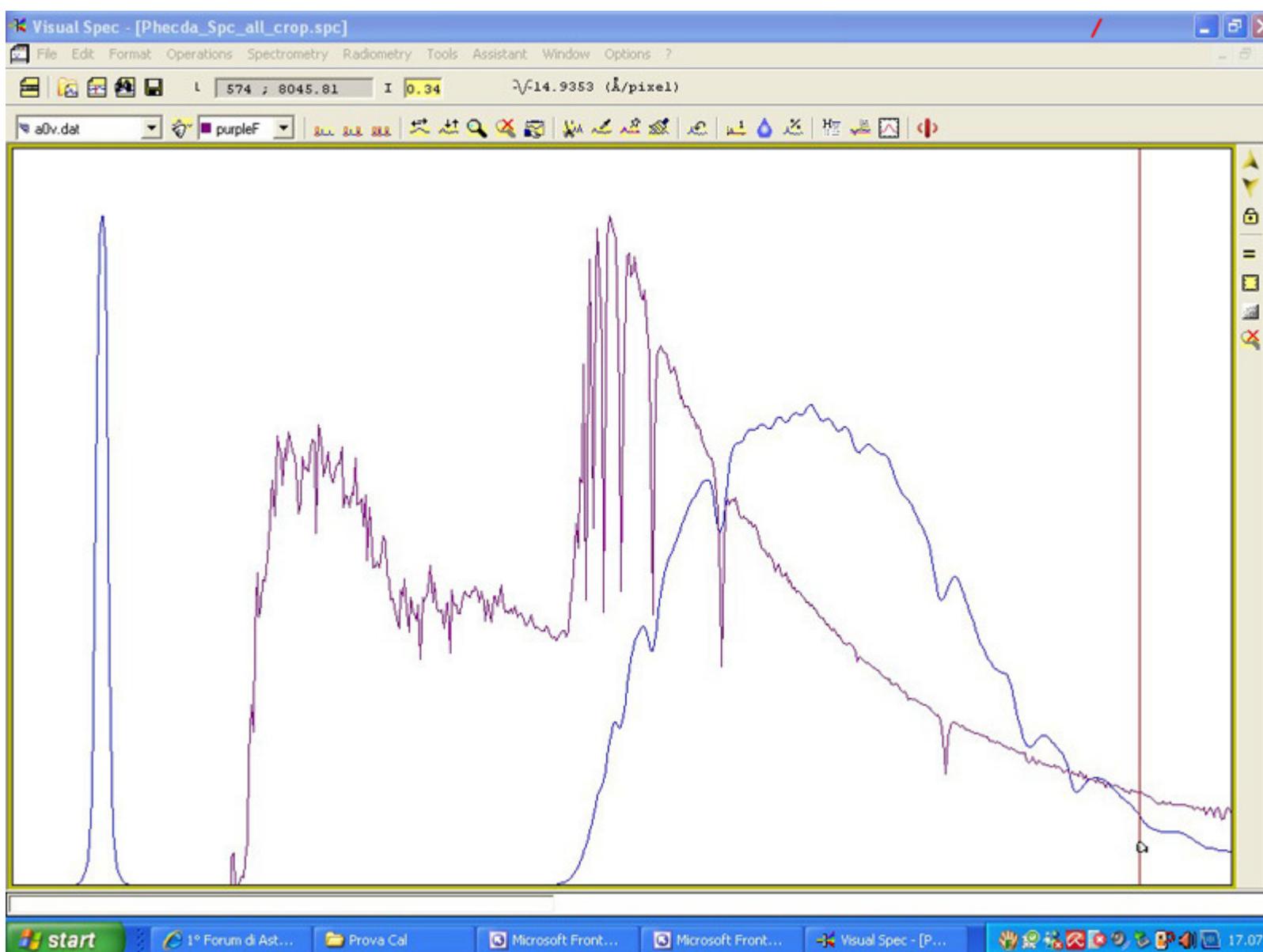
Visual spec permette anche una calibrazione molto più sofisticata (e precisa) cd "non lineare" da usarsi quando il mezzo dispersivo usato non dà corrispondenza lineare tra lo shift dei pixel dello spettro e quello della lunghezza d'onda corrispondente, come, ad es, nel caso dell'uso di un prisma insieme allo Star Analyser. Detta calibrazione si basa su un modello di interpolazione dello spettro basato sul riconoscimento di più di due righe e l'applicazione di funzioni polinomiali di vario grado. I dettagli sono ben specificati nel manuale (in inglese) del programma. L'uso di tale modello di calibrazione è particolarmente indicato per le stelle di classe O-A dove si possono osservare e riconoscere le righe multiple della serie di Balmer dell'Idrogeno.

3- Procedura di calibrazione per la risposta del sistema

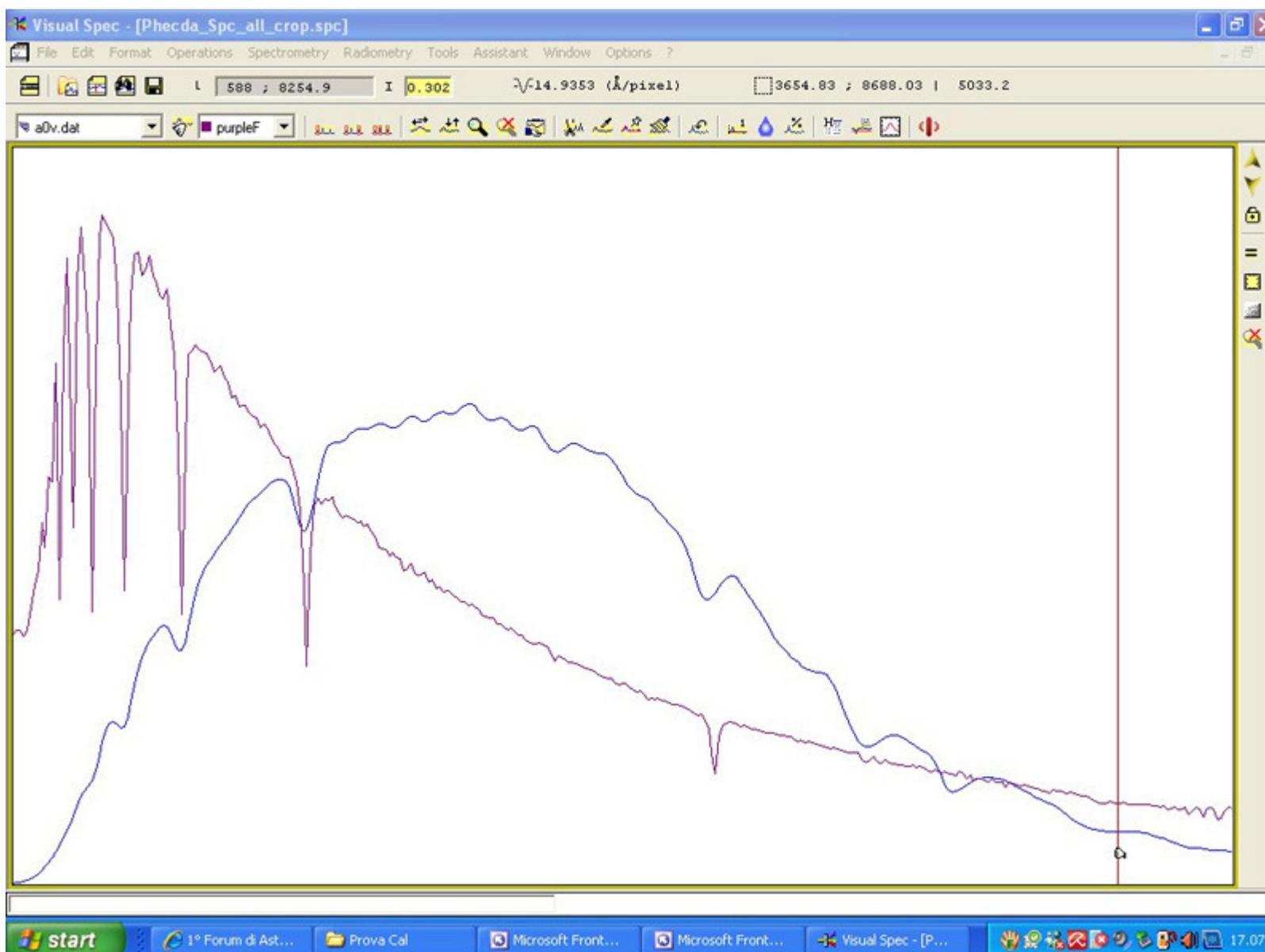
La procedura di calibrazione in lunghezza d'onda dianzi descritta permette di ottenere una immediata leggibilità dello spettro di interesse per quanto riguarda gli elementi coinvolti e la loro posizione nello spettro. Il profilo ottenuto, tuttavia, deve mostrare anche con precisione l'intensità del continuo per ciascun colore dell'oggetto. Questa risulta tuttavia alterata dal fatto che il sensore della camera ha una propria sensibilità (risposta spettrale) alla luce, che ovviamente incide sull'intensità delle varie parti dello spettro. Lo strato antiriflesso, il coating e la stessa composizione dei vetri delle ottiche incidono inoltre, seppure in misura molto inferiore, sul flusso spettrale. Occorre quindi depurare il profilo spettrale ottenuto da tali elementi di disturbo, rendendolo in tal modo comparabile con quelli dello stesso oggetto ottenuti da altri osservatori, ovvero dallo stesso osservatore con un diverso setup ed in periodi diversi.

La procedura può sembrare complessa, ma consta di pochi passi, che una volta acquisiti diventano routinari:

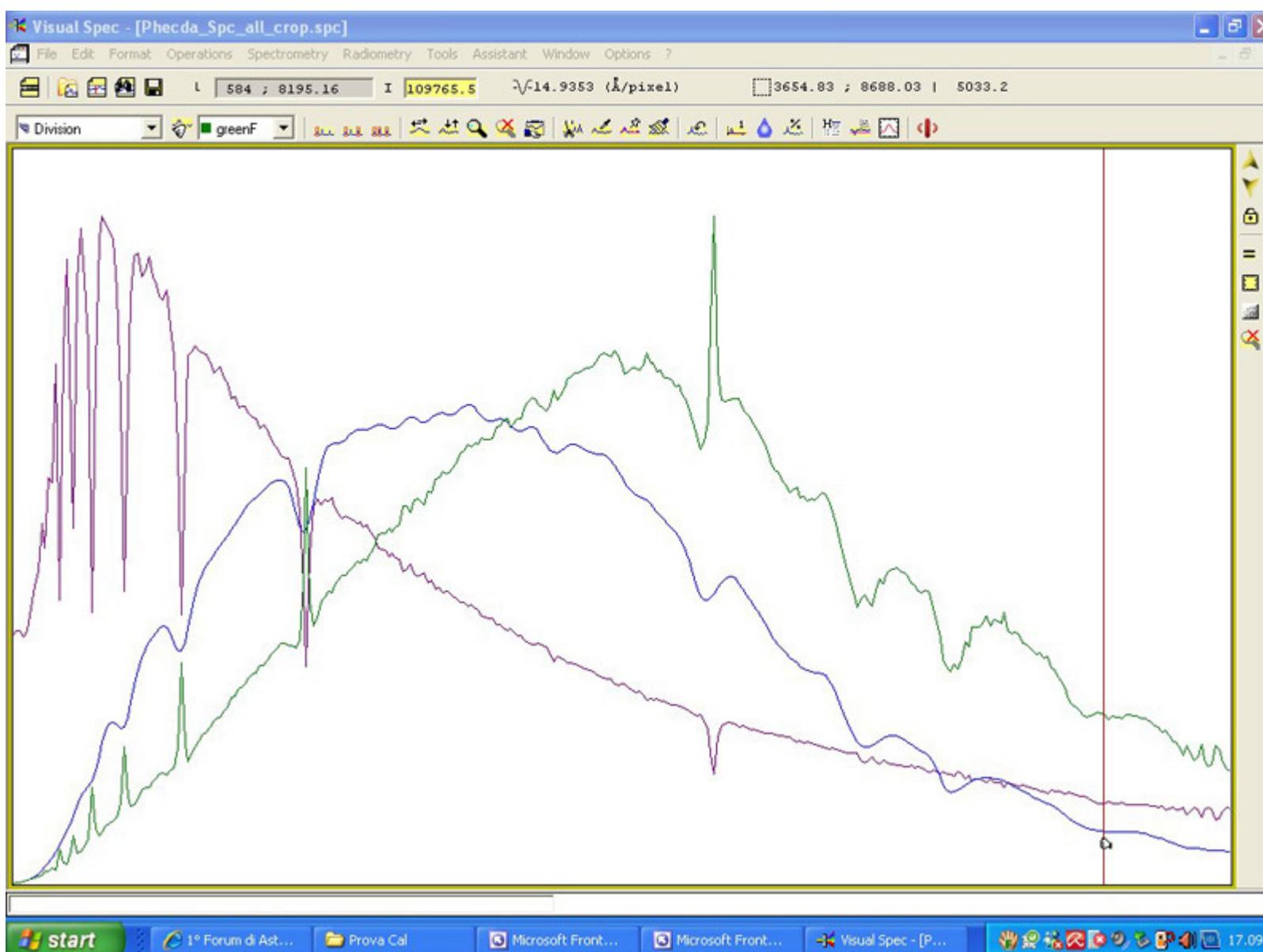
1) Caricare il profilo già calibrato in lunghezza d'onda in VSpec: andare sul menu "tools- library" e selezionare un profilo spettrale di una stella della **stessa classe spettrale di quella che stiamo esaminando** nel nostro esempio Alioth , quindi trascinarlo col mouse all'interno del profilo in esame. I due profili appariranno allora sovrapposti e di diverso colore. I profili contenuti nella libreria sono stati ottenuti con strumentazioni professionali e calibrati per la risposta, quindi perfettamente comparabili. Nella finestra a tendina in alto a sinistra apparirà la selezione "a0v dat" che identifica il profilo caricato dalla libreria.



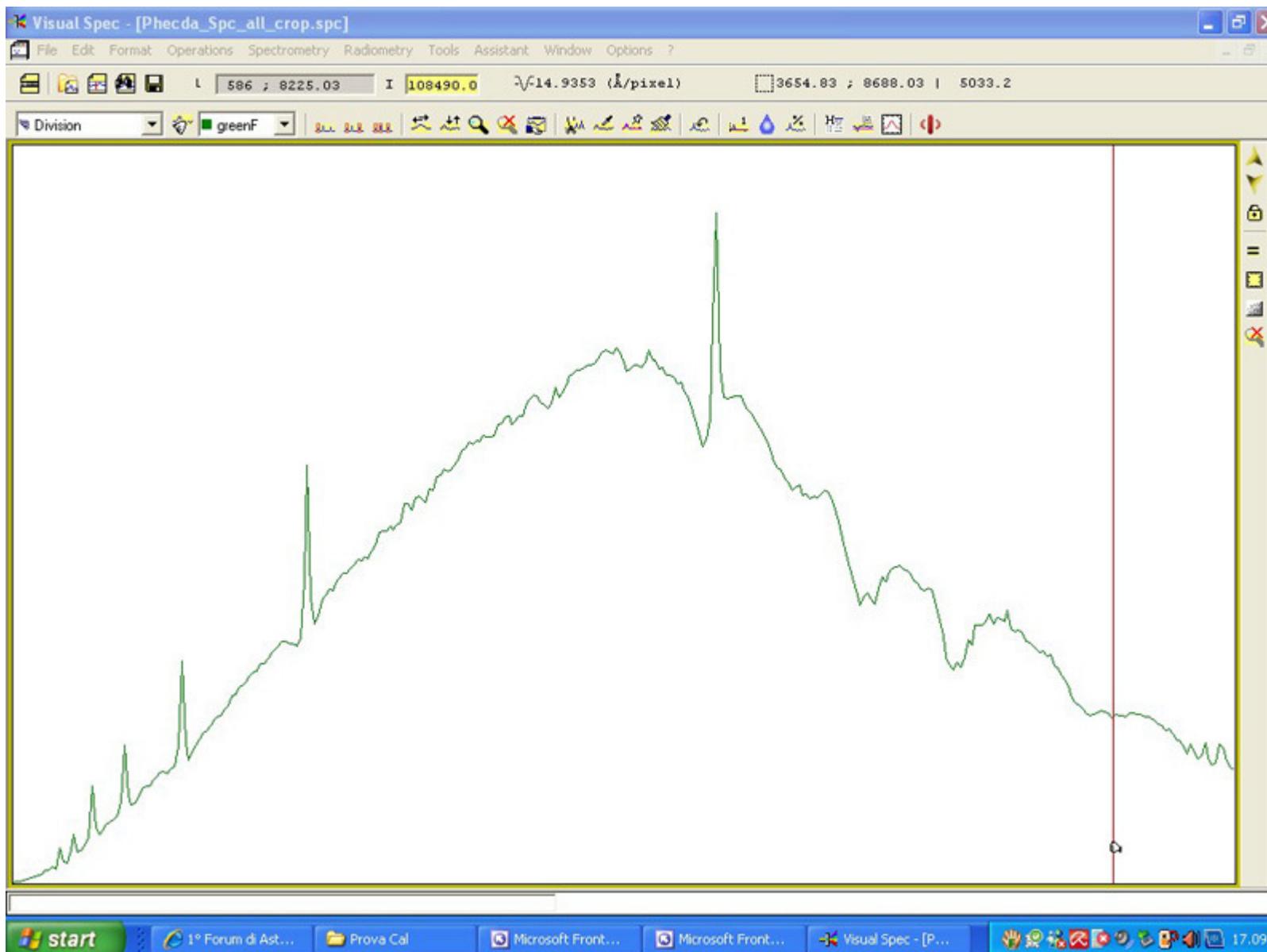
2) Croppare (menu Edit-crop) i due profili alla lunghezza d'onda iniziale del profilo spettrale di interesse



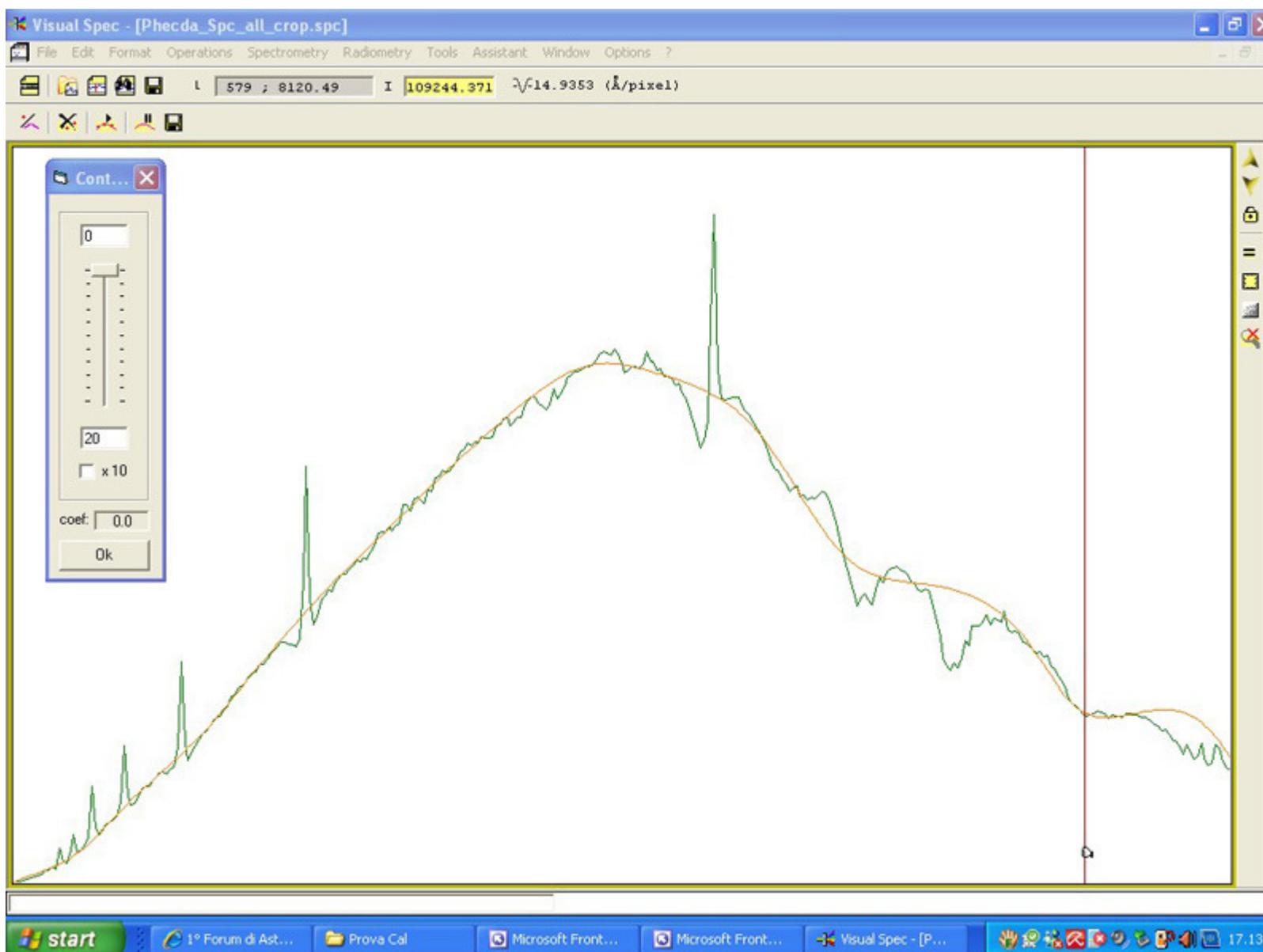
3) Nella finestra a tendina superiore selezionare la serie del profilo di interesse (Intensity) quindi dividerlo per il profilo della stella caricato dalla libreria (a0v .dat), utilizzando il menu "Operations-divide profile by profile" .Otterremo un terzo profilo, di diverso colore, sovrapposto agli altri due (nella finestra appare come "Division):



4) Per fare pulizia andiamo sul pulsante con la scopa affianco alla finestra a tendina, premiamolo, e tutti i profili spariranno; selezioniamo quindi nella finestra a tendina la voce "Division", ed apparirà il solo profilo (in verde) della divisione:

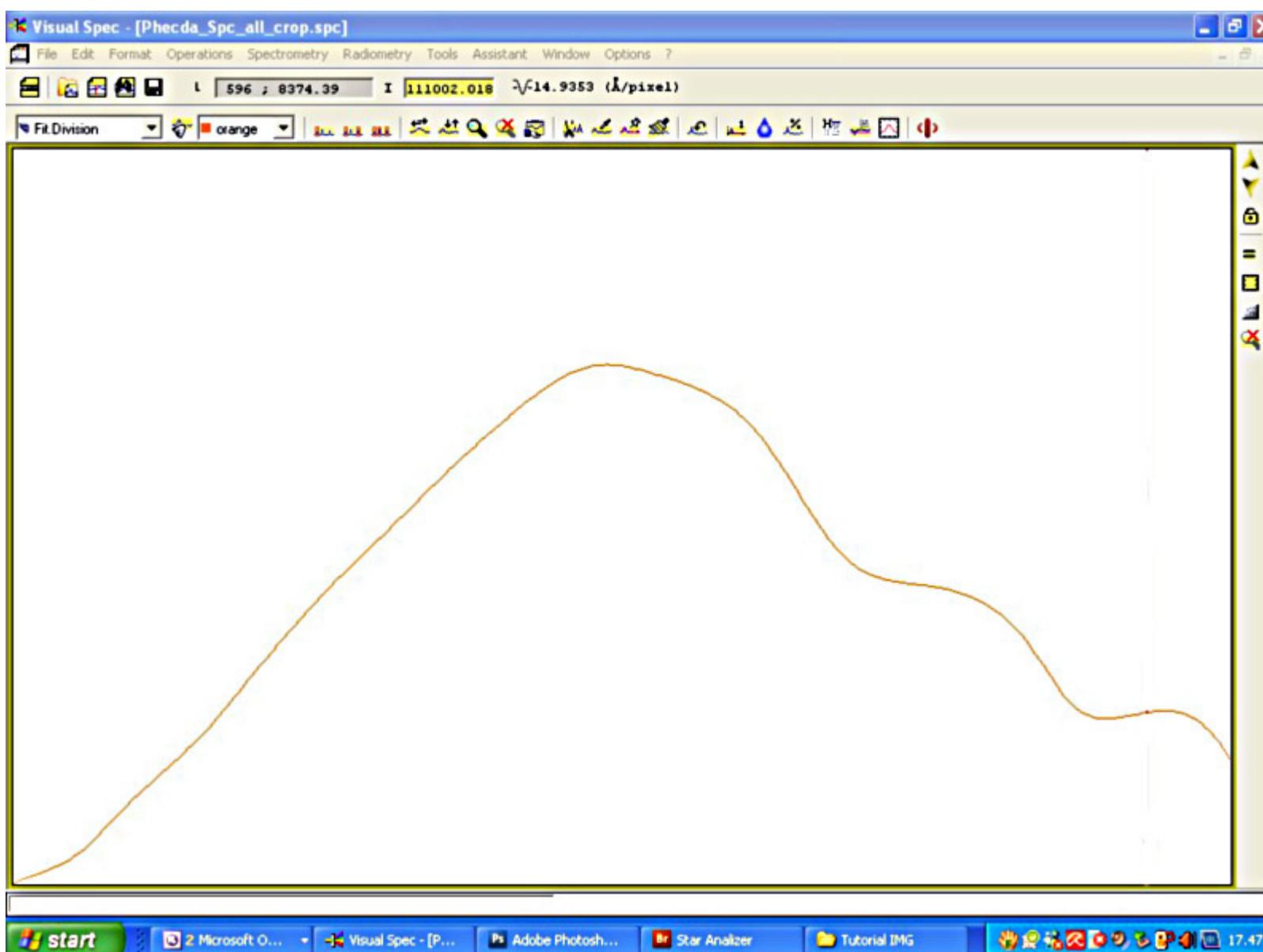


5) Su detto profilo occorre ora operare una operazione di estrazione del continuo eliminando le cuspidi delle righe e facendo poi una operazione di smoothing .Si va quindi sul menu "Radiometry-compute continuum"e si attiva la procedura.In alto a sinistra appariranno dei pulsanti relativi a questa, con diverse modalit  di esecuzione (point-curve e suppress-zone) io scelgo in genere la prima, che consiste nell'indicare, premendo sulla curva stessa col tasto sx del mouse, i punti della curva in cui non appaiono cuspidi o avvallamenti (In genere bastano una ventina di punti) quindi premere il pulsante "execute".Apparir  allora la curva di risposta del sistema (in arancione) interpolata alla precedente, con un menu a tendina che servir  per l'ulteriore smoothing della curva in modo da interpolarla con maggior precisione.Una volta fatto premere OK, ripulire nuovamente lo schermo e selezionare "Division" nel menu a tendina , in modo da far apparire solo la curva di risposta.

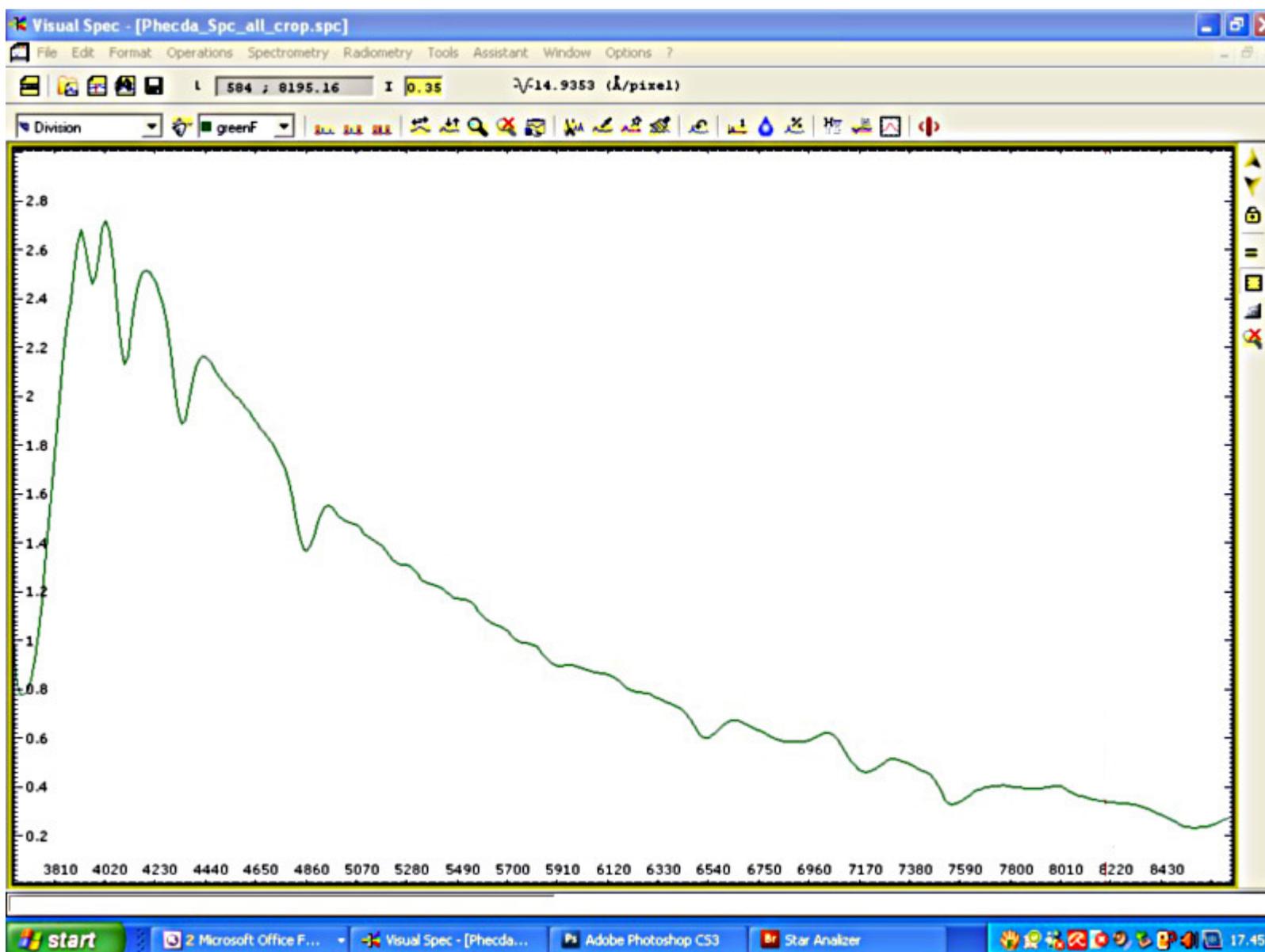


6) La curva trovata, che appare nella finestra a tendina come "Fit Division" costituisce quindi la risposta spettrale del sistema usato, una sorta di "flat" spettroscopica che potrà essere nuovamente usata, a patto di non cambiare il setup e le modalità di ripresa, per spettri della stessa zona e notte (per successive osservazioni è necessario rifarla). Essa può essere quindi salvata a parte (menu Edit-replace- intensità).

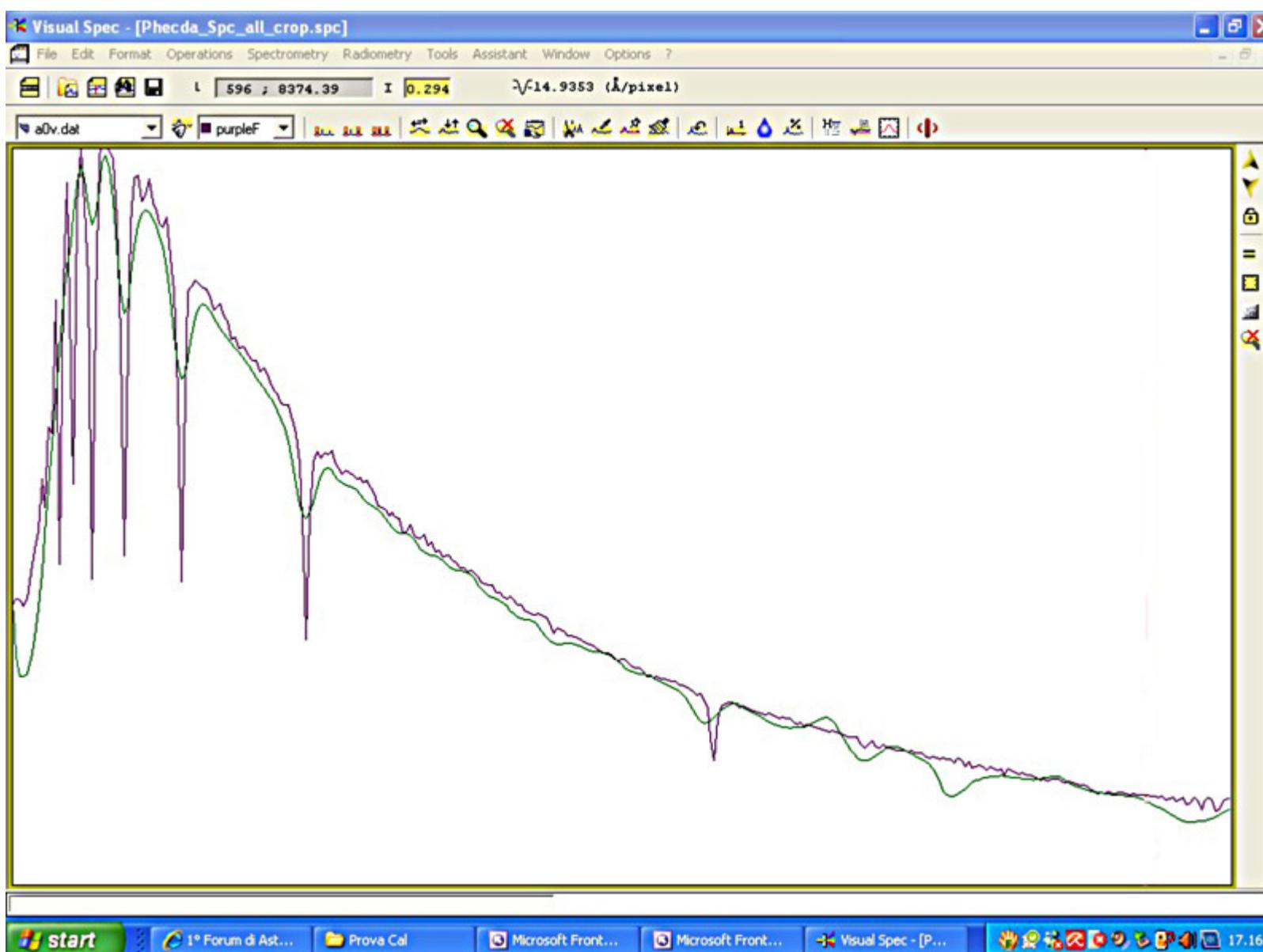
Se si fa attenzione, si noterà come essa sia molto simile alla curva di efficienza quantica del sensore di ripresa, con alcune variazioni dovute al telescopio usato (e quindi ai vetri dell'obiettivo, ovvero al suo coating per gli strumenti a rifrazione o quelli con correttore di Shmidt o Matsukov.



7) Ripetiamo ora l'operazione di divisione del profilo originario per detta curva. Andiamo sulla finestra a tendina e selezioniamo "Intensity", quindi nel menu "Operations-divide profile by profile" dividiamo il predetto per la curva in questione (fit division); otterremo il seguente risultato (se la curva appare troppo bassa ed aderente all'asse x andare sul menu a lato destro del profilo e premere il pulsante freccia in su sino ad ottenere l'intensità voluta). Il profilo spettrale della stella è ora calibrato anche in intensità (con un picco intorno ai 3900 Å) e può essere tranquillamente confrontato con quello di altri osservatori o con altri spettri.



8) Confrontando , infatti, ora il nostro profilo spettrale originario del nostro spettro amatoriale con quello dello spettro professionale della libreria a0v.dat usato per la calibrazione notiamo una quasi completa corrispondenza (se si escludono le righe dell'ATM, non presenti nello spettro professionale, ma che comunque possono essere eliminate anche nel nostro spettro con un apposito comando di VSpec), sintomo che l'operazione di calibrazione per la risposta è ben riuscita. I nostri modesti spettri, acquisiti con mezzi modesti, potranno essere quindi comparabili anche con quelli professionali, dando un'impronta di serietà e scientificità al nostro lavoro.



Ulteriori considerazioni sulla calibrazione per la risposta:

Le indicazioni di massima fin qui fornite sono più che sufficienti per una calibrazione per la risposta con lo Star Analyser da parte di neofiti , tuttavia, per coloro che intendessero approfondire ulteriormente il tema valgono le seguenti considerazioni, scaturite dal dibattito su Internet.

Su alcuni newsgroups di Spettroscopia Amatoriale è stata infatti recentemente posta la questione se sia necessario o meno scegliere, ai fini della determinazione della curva di risposta e della calibrazione per il flusso dello spettro di una stella, una stella della stessa classe spettrale di quella della quale abbiamo registrato lo spettro. Numerosi e qualificati amatori e professionisti hanno risposto negativamente, ponendo invece l'accento sull'esigenza della correzione per l'estinzione atmosferica, diversa a seconda dell'altezza della stella di riferimento. In definitiva, sono stati stabiliti alcuni punti, come segue:

1- la classe spettrale non è un elemento decisivo ai fini della risposta, nel senso che non occorre prendere una stella della stessa classe di quella esaminata;

2- Molto importante è invece il rapporto S/R su tutto l'intervallo dello spettro ed un numero di righe quanto più possibile basso per permettere una migliore definizione del continuo; tali caratteristiche prevalgono nelle stelle di tipo O e A, che hanno peraltro un flusso elevato nella zona spettrale di massima sensibilità di buona parte dei sensori CCD, e che sono quindi un buon target per la definizione delle curve di risposta;

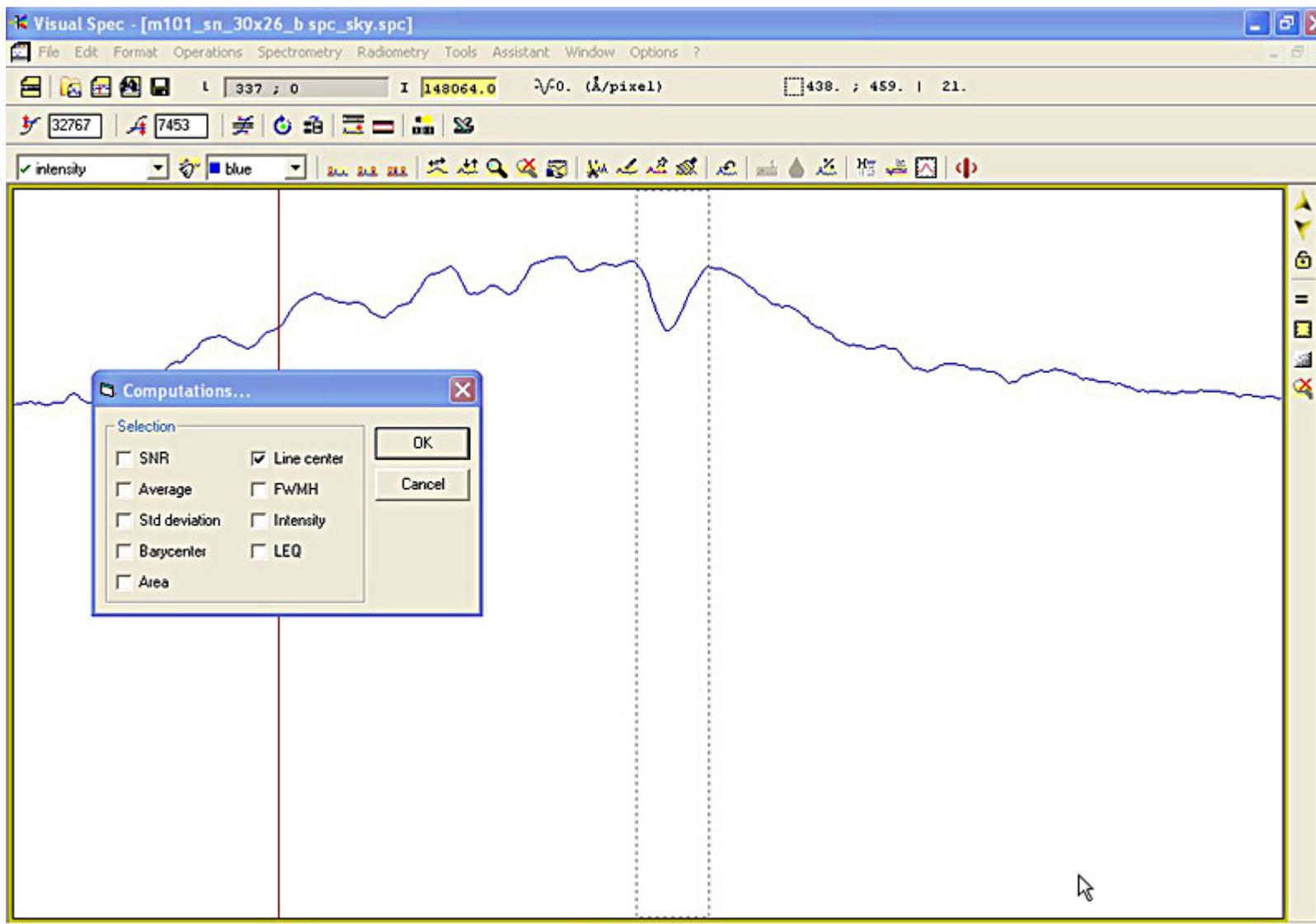
3- Altrettanto importante è l'estinzione atmosferica e l'airmass che è frapposta tra noi e la stella di calibrazione per la risposta, per la quale conviene avere la stessa massa d'aria interposta con la stella in esame. Da ciò discende che le stelle dovrebbero essere alla stessa altezza (o ad un'altezza non molto diversa) sull'orizzonte e che la ripresa della stella di riferimento da considerare ai fini della calibrazione di risposta avvenga ciascuna volta sia necessario e quanto più vicino nel tempo alla ripresa della stella principale .

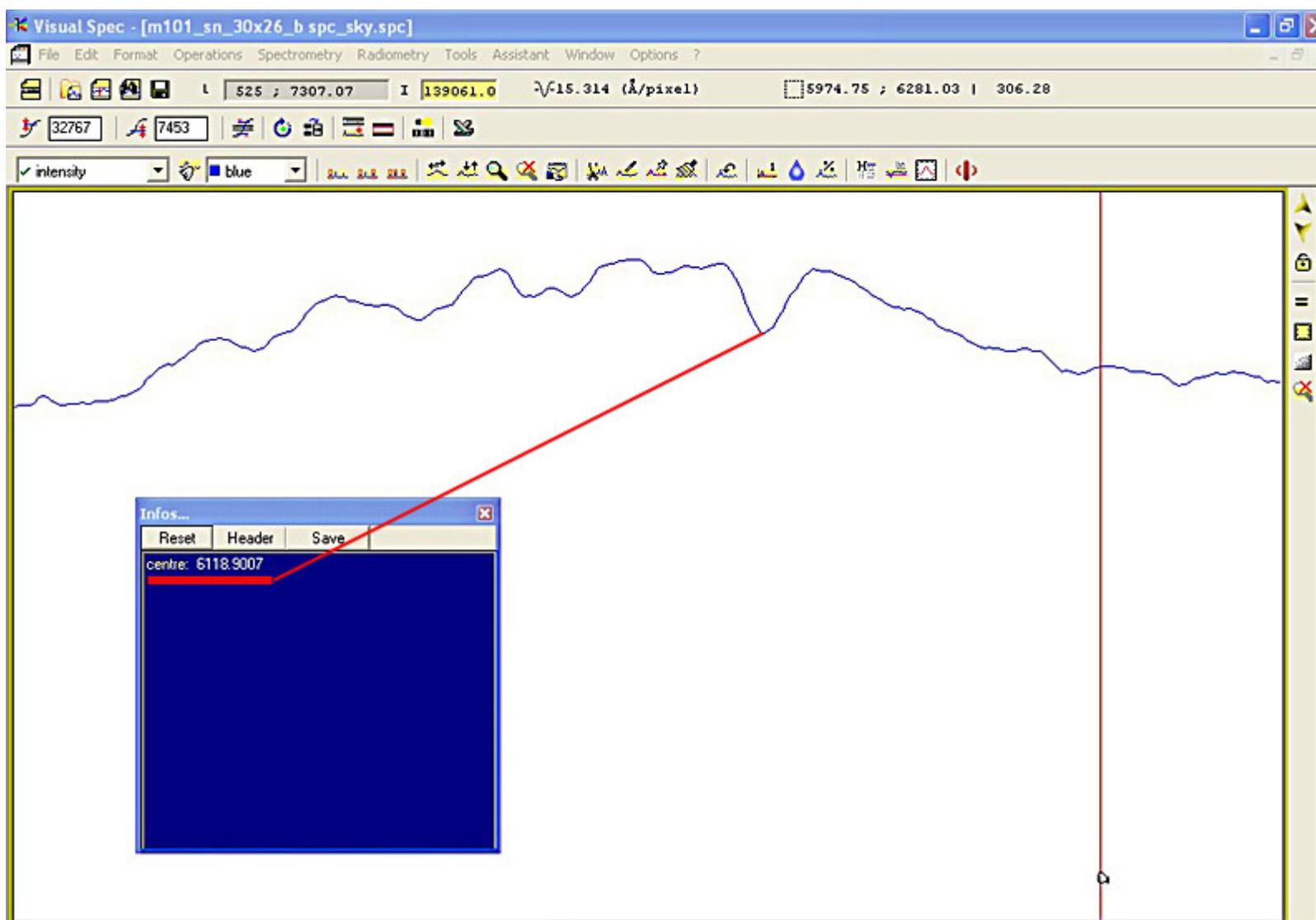
4- Si potrebbero quindi, in definitiva, utilizzare , ai fini della determinazione della calibrazione per la risposta, spettri professionali corretti sia per la risposta che per l'estinzione atmosferica, caratteristiche che si trovano nella libreria MILES. Detta libreria contiene un database di oltre mille spettri stellari presi attraverso il telescopio Isaac Newton di 2.5 metri di apertura collocato a La Palma. L'elevato numero di spettri copre il diagramma H-R con una grande varietà di tipi spettrali. Gli spettri hanno una risoluzione di 2.5 Angstrom e abbracciano un range che approssimativamente va da 3500 a 7500 A. Sono accuratamente calibrati in flusso, quindi possono essere utilizzati per calibrare i nostri spettri che, appena prodotti, sono affetti dal problema della risposta strumentale e dell'estinzione atmosferica.

E se si vogliono funzioni od elaborazioni più sofisticate?

Il discorso fatto sinora è stato quello di coniugare semplicità con rigore scientifico, perlomeno per quanto riguarda le possibilità di un amatore. Se si vogliono, tuttavia, ulteriori funzioni, come una calibrazione più accurata come quella non lineare, la misura del centro riga, della FWHM o della LEQ (larghezza equivalente) delle righe.

Per la determinazione del doppler shift delle righe, ed in genere per altre misure conviene conoscere l'esatto punto centrale di una riga: VSpec lo fa con estrema precisione. Contornando la riga di interesse col mouse, ed attivando il menu "spectrometry- computation preferences" appare una finestra con i principali dati di interesse ottenibili sulla riga, tra i quali, appunto, il centro riga.





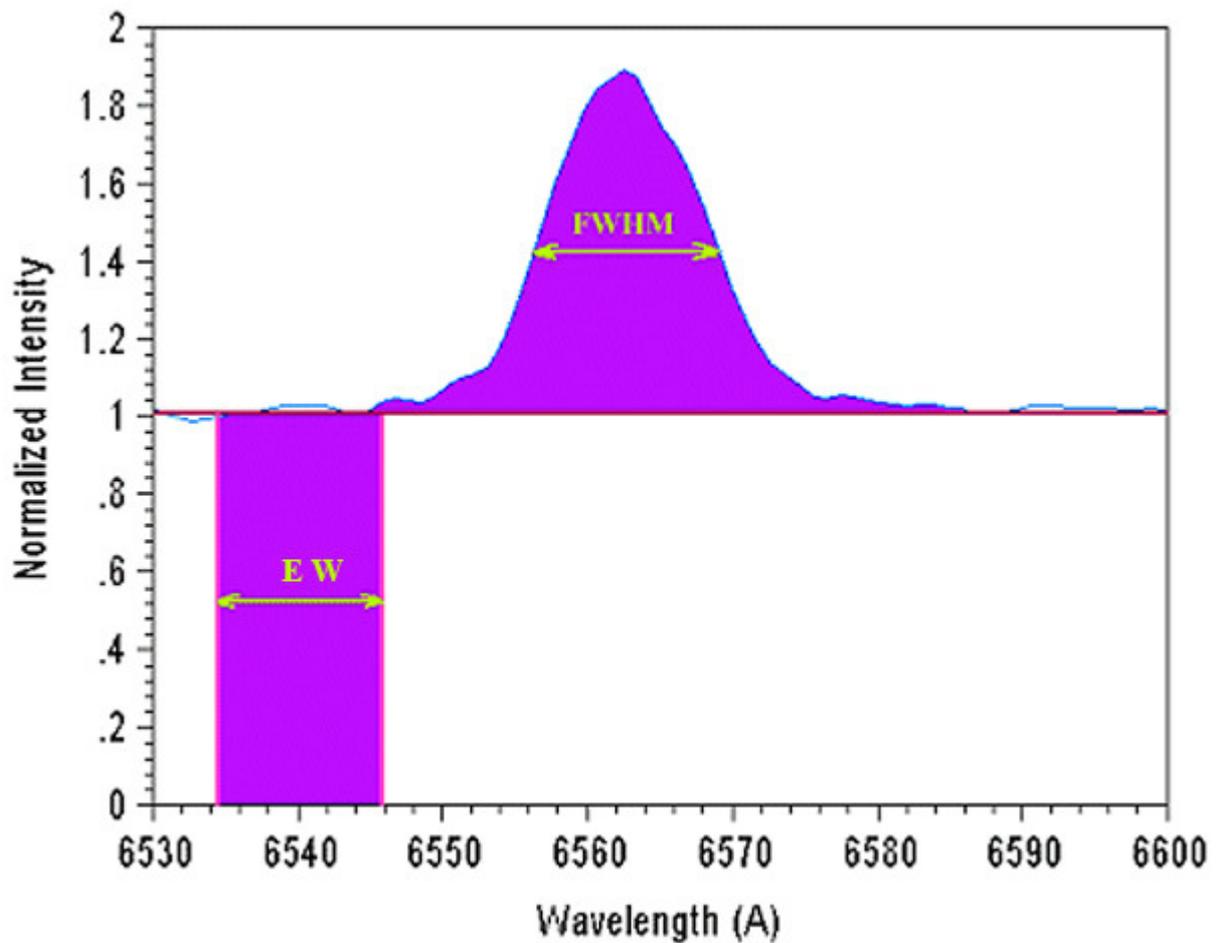
Con lo stesso comando VSpec opera, oltre a quella descritta del centro riga, una serie di misure sulle righe dello spettro calibrato in lunghezza d'onda, vediamo brevemente quali sono le principali:

-FWHM

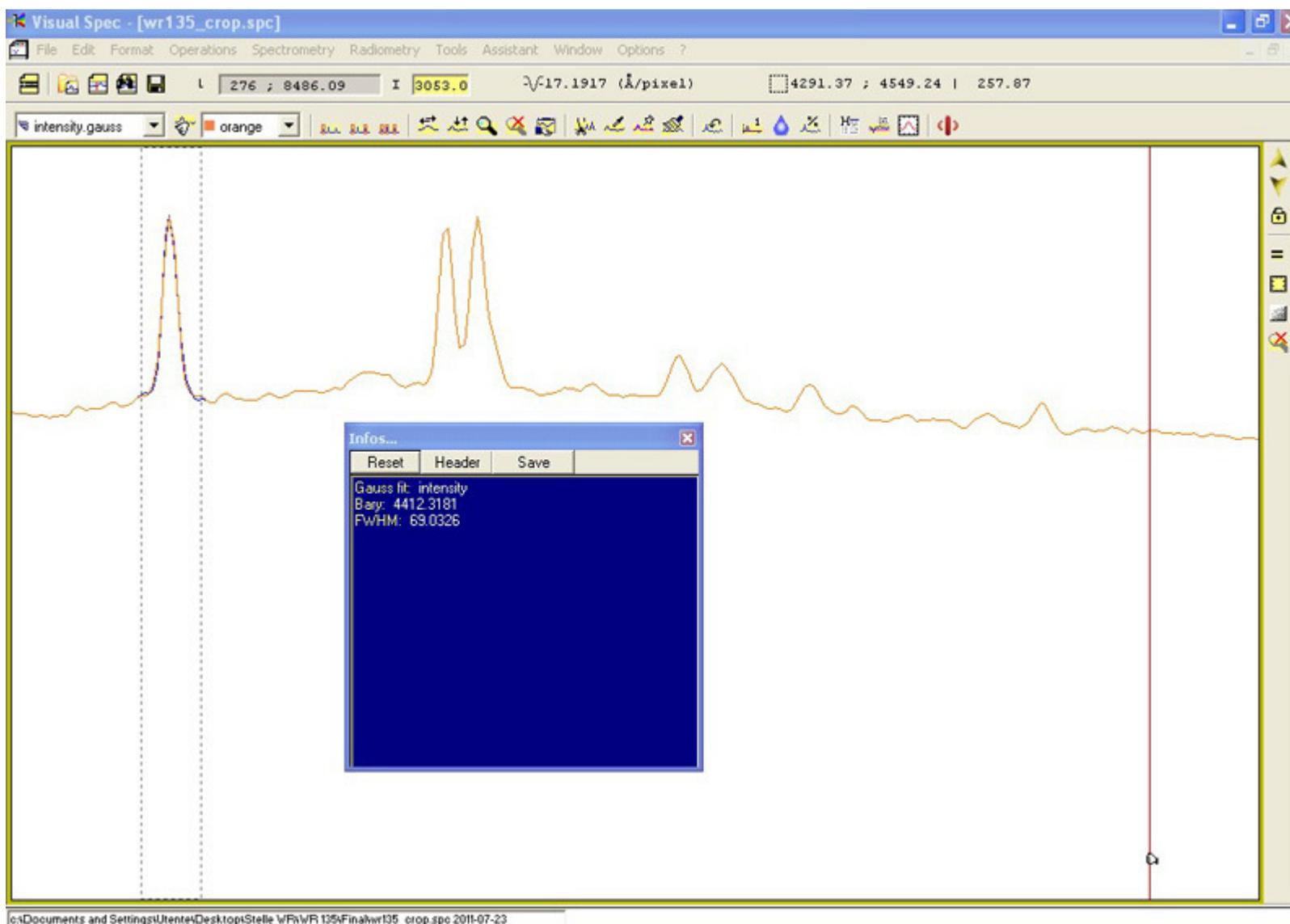
la piena estensione a metà altezza della riga,; essa è usata per le misure dell'espansione dei dischi stellari, con la nota formula $E = C \times FWHM / \lambda$, dove E è l'espansione misurata, C è la velocità della luce, e FWHM la misura in Angstrom di detto valore. La misura peraltro viene effettuata in pixel nello spettro non calibrato, ed in Angstrom in quello calibrato. La prima è utile anche in situazioni che non hanno a che fare direttamente con la spettroscopia, come la misurazione del seeing e della messa a punto della strumentazione, nonché, per gli spettroscopi a fenditura, per la misura della larghezza di questa.

-LEQ (Equivalent Width)

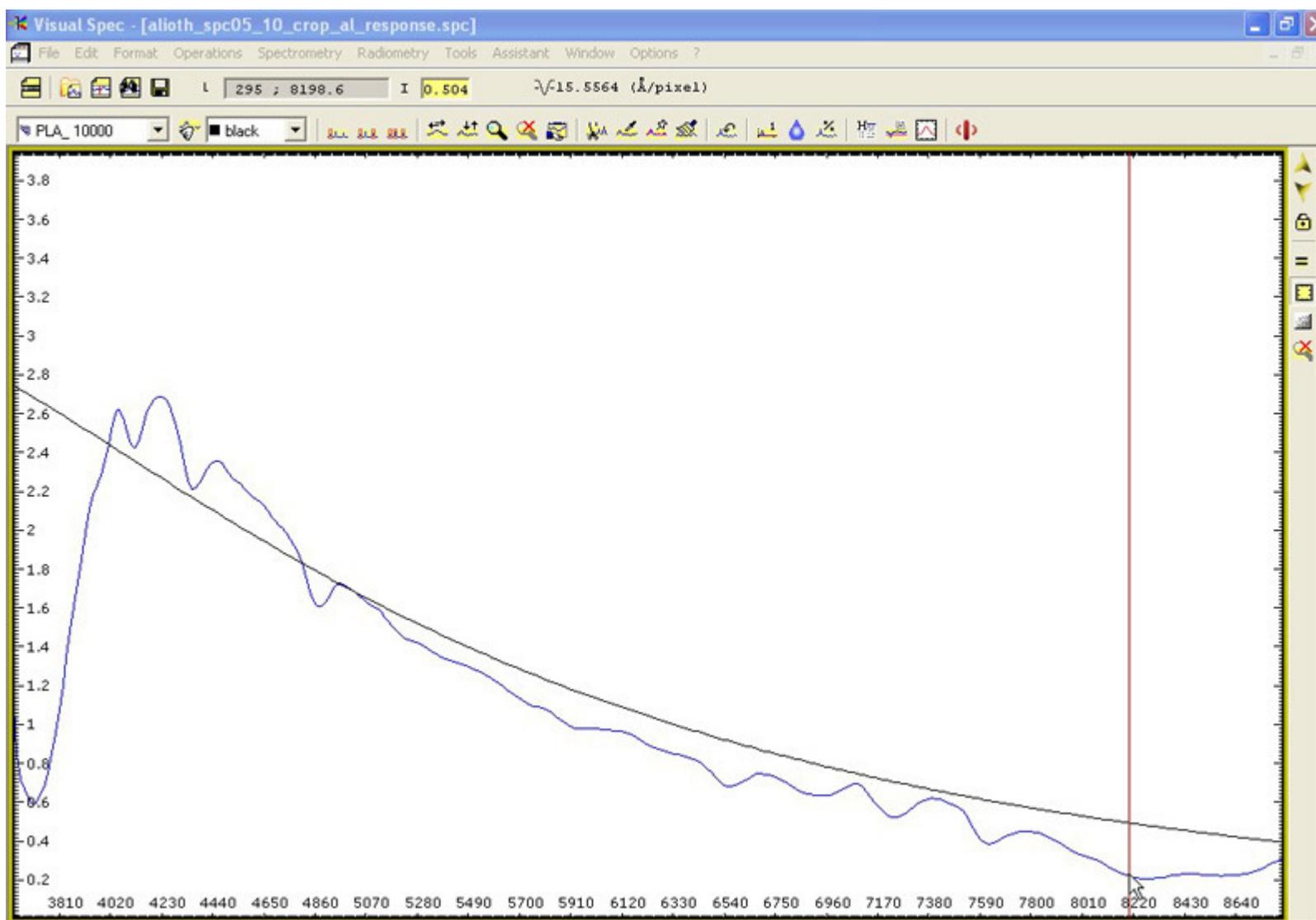
indica la parte del continuo normalizzato che presenta la stessa area del profilo della riga; in pratica è l'area contenuta nel profilo della riga normalizzato. Perchè abbia senso è quindi necessario operare la normalizzazione del profilo spettrale all'unità. Essa misura l'intensità di una riga.



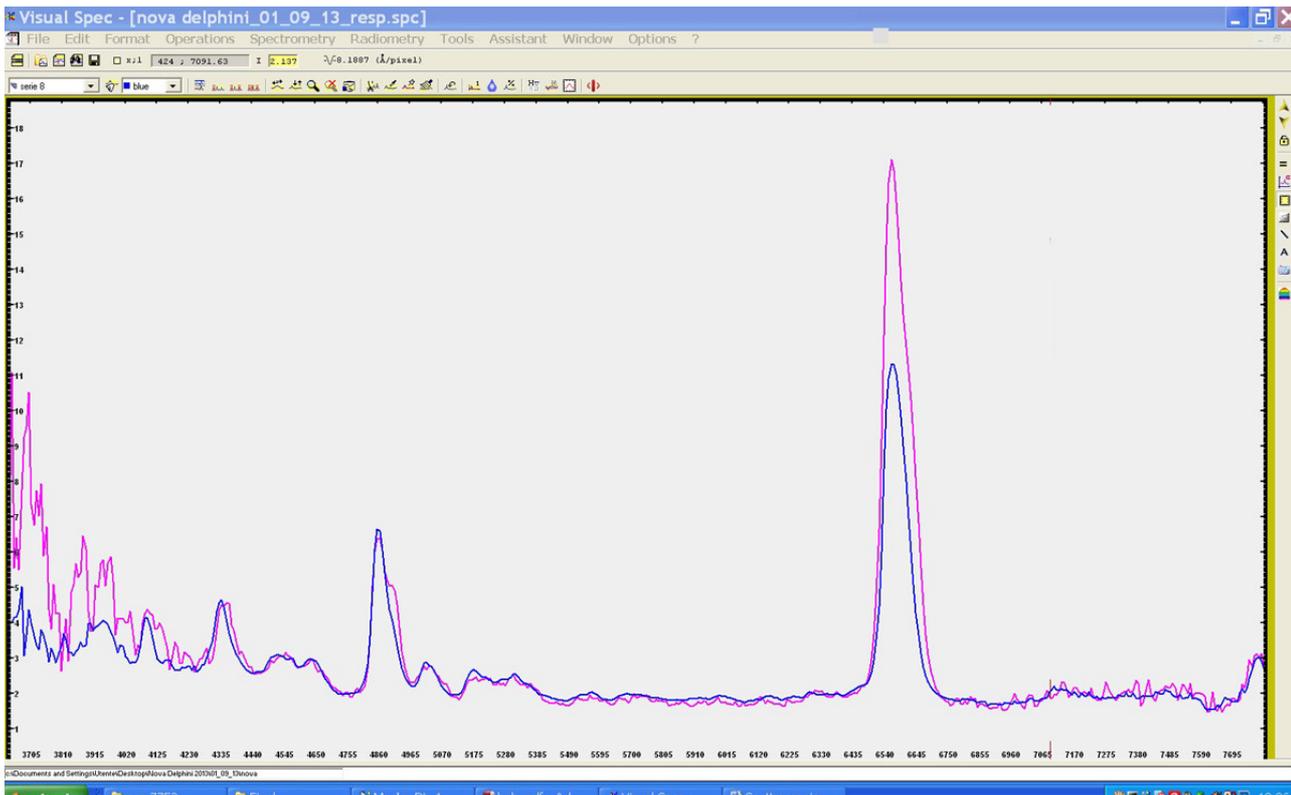
Il profilo di riga è stabilito dalle leggi della fisica e dall'energia della transizione, dalla pressione, dalla temperatura, dalla turbolenza e da altri fattori quali lo spostamento doppler. La determinazione della sola FWHM può quindi portare a valutazioni errate, e risulta più utile sovrapporre ed interpolare la riga con una Gaussiana: per fare ciò basta contornare come al solito la riga ed andare sul menu "Spectrometry- Gaussian fit". Nell'esempio sotto riportato questa si inserisce perfettamente nel profilo di riga, e ne viene riportato il baricentro e la FWHM.



Un'altra funzione interessante è quella di determinazione della curva di Planck della temperatura superficiale della stella. Essa è ottenibile per i profili calibrati per il continuo con la funzione apposita del menu "Radiometry-Planck". Ci sono due possibilità: la prima (Planck) quella di inserire manualmente la temperatura prevista in un'apposito menu, per tentativi, ed osservarne la corrispondenza col profilo. La seconda è quella di far effettuare al programma la scelta della temperatura in base alla curva che più si adatta al profilo (auto-Planck). Alla fine si otterrà una curva sovrapposta al profilo con la relativa temperatura. Il dato è, tuttavia, approssimato e difficilmente realmente preciso. Nell'immagine che segue è il profilo di Alioth (classe A0V) con una temperatura di 10.000 K, che si avvicina abbastanza a quella reale.



Altre funzioni interessanti , utili per comparare più profili dello stesso oggetto, sono quelle del menu Tools, submenu "Comparison", utile per comparare i profili in finestre diverse, e "Stack and shift", utile per la comparazione nella stessa finestra, come l'immagine che segue.E' comunque necessario effettuare la prima operazione prima della seconda, dato che con essa si normalizza il continuo.



Utilizzare lo Star Analyser 100 a piena risoluzione

Come si è visto all'inizio, in pratica con alcuni strumenti, (SC, Mak) ad alto rapporto F/D risulta non solo difficile ottenere la piena risoluzione teorica di R= 2600 dallo Star Analyser, ma anche una risoluzione accettabile, spesso anche in conseguenza del treno ottico applicato allo strumento (portafiltri, OAG, ed altri accessori) per il quale risulta problematico posizionare lo SA a sufficiente distanza dal sensore di ripresa.

Tale limitazione è tuttavia molto meno avvertita per i rifrattori a corta focale, nei quali il cono ottico è abbastanza accentuato e corto. In tali casi potrà essere calcolata la distanza esatta dall'obiettivo alla quale potrà essere posizionato il reticolo utilizzando la nota formula di calcolo dei diaframmi di un telescopio in funzione del campo di piena luce ottenibile al fuoco, che dovrà almeno essere pari alla diagonale del sensore, allo scopo di evitare vignettature. E' questo, infatti, un punto spesso trascurato. Si potrebbe infatti benissimo porre lo SA 100 a 300 mm dal sensore in uno strumento di 10 cm 500 mm di F, solo che in quel caso il maggior potere risolutivo e la maggiore dispersione verrebbero in parte vanificati dal fatto che di fatto si utilizzerebbe solo una parte dell'obiettivo, con conseguenti effetti negativi sul rapporto S/R.

$$A(n) = C + (F - X(n)) \times (D - C) / F$$

dove:

A(n) è il diametro del diaframma

C il campo di piena luce

F la lunghezza focale dell'obiettivo

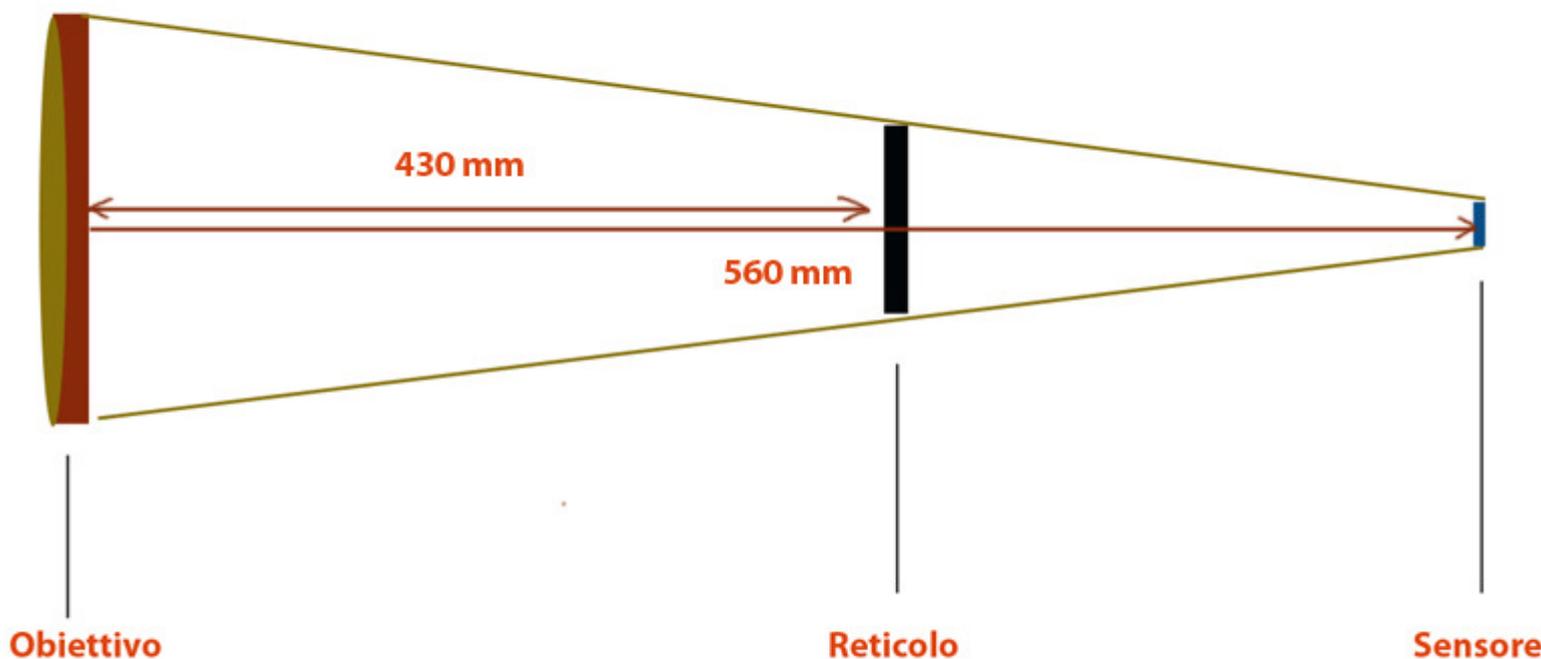
X(n) la distanza del diaframma dall'obiettivo

D il diametro dell'obiettivo

I valori sono tutti in mm.

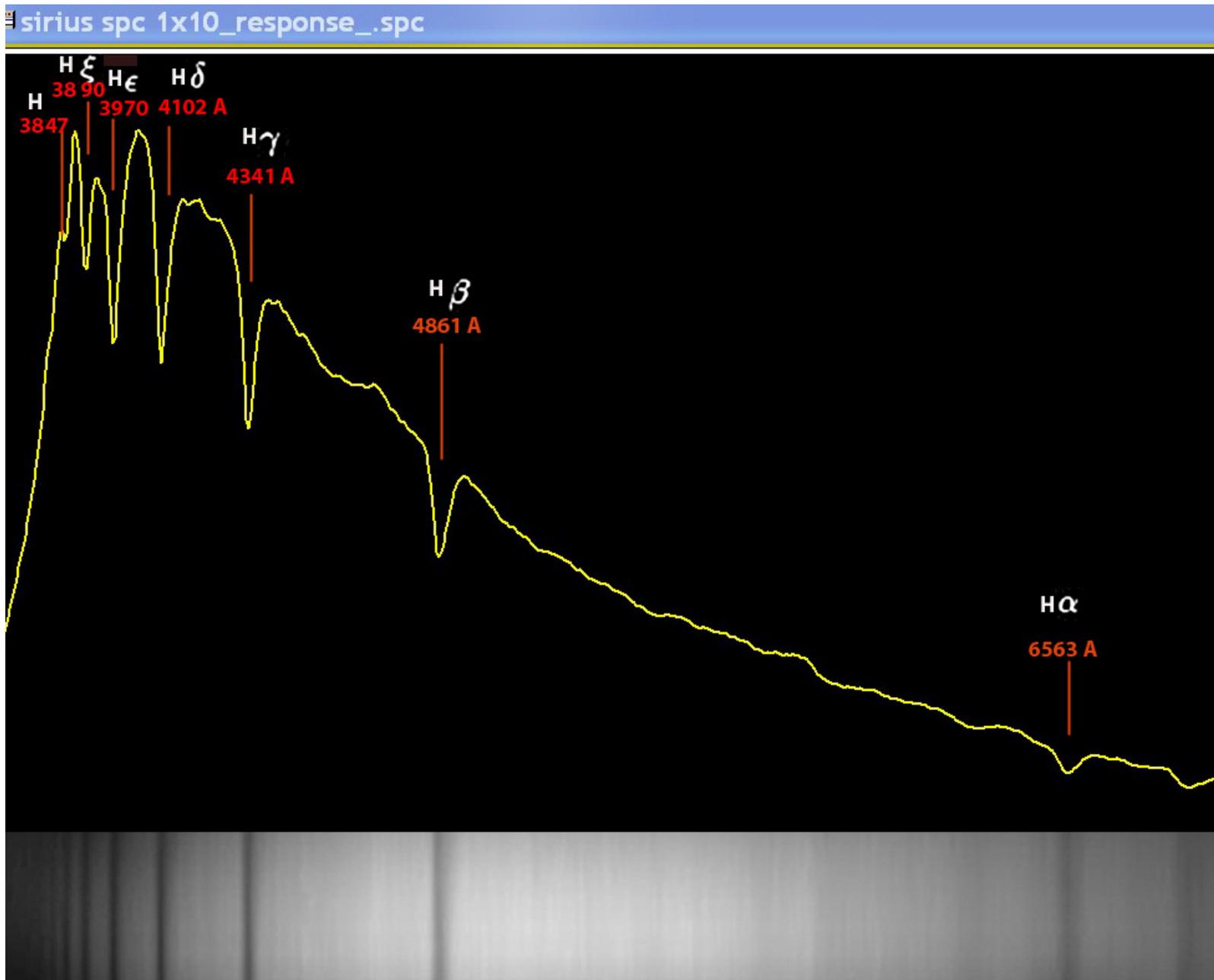
Ammettiamo, ad esempio, di utilizzare un rifrattore da 80 mm e 560 mm di F ed un sensore con una diagonale di 10 mm; dalla formula precedente, risulta:

$26 = 10 + (560 - 430) \times (80 - 10) / 560$, ovvero, che per coprire un CPL di 10 con un filtro da 26 mm, lo stesso va posizionato a 430 mm di distanza dall'obiettivo, ovvero a circa 130 mm dal sensore. A tale distanza risulta, per lo strumento in esame ed una camera con pixel di 6.8 micron, una dispersione effettiva di 5,9 A/pixel, molto vicina a quella teorica calcolata con la formula dianzi accennata (5,23 A/pixel).



La prova effettuata su Sirio, con un rifrattore apo 80/560 Tecnosky ed una camera Atik con sensore con pixel da 6.8 micron, ha permesso, nonostante le non buone condizioni meteo, di testare la validità del sistema. Sono state infatti registrate sulla

stella di tipo A0 v ben sette righe della serie di Balmer dell'Idrogeno (serie convergente, come è noto, a 3646 A) per l'ultima della quale, nell'UV la lunghezza d'onda è stata calcolata in modo approssimativo in 3847 A non essendo trovato riscontro su testi e web. La dispersione ottenuta è stata di 5.9 A/pixel. Il miglioramento in termini di dispersione e potere risolutivo, rispetto alla normale collocazione a 50-60 mm dal sensore è stato netto.



punti deboli del sistema sono la presenza del solo spettro di ordine 1 nel campo inquadrato, senza l'ordine 0 e la conseguente necessità di mettere a fuoco solo sulle righe (a meno che non si voglia andare sulla stella di ordine 0 e poi tornare sullo spettro), e l'opportunità di un flip mirror per inquadrare con precisione lo spettro stesso.

Nella tabella che segue sono invece indicati i valori di distanza dello S.A dal chip del sensore e la conseguente variazione nei valori della dispersione e del range spettrale. Occorre tener conto, al riguardo, che valori di range spettrali al di sotto di 7500 Å non permetteranno, per alcune camere CCD di media fascia, di comprendere nello stesso campo l'immagine stellare di ordine 0 e lo spettro di ordine 1.

Variazione dei principali parametri dello spettro per effetto della variazione della distanza tra Star Analyser 100 e sensore CCD o CMOS

N° Righe per mm del reticolo	Distanza tra reticolo e sensore	Dimensione dei pixel del sensore	N° pixel dell'asse maggiore del sensore	Output (Angstrom)	
				Dispersione	Range spettrale
100	50	6.45	1392	12.9	17957
100	60	6.45	1392	10.8	15034
100	70	6.45	1392	9.2	12806
100	80	6.45	1392	8.1	11275
100	90	6.45	1392	7.2	10022
100	100	6.45	1392	6.5	9048
100	110	6.45	1392	5.9	8213
100	120	6.45	1392	5.4	7517

Spettroscopia con lo SA 100 e le DSLR

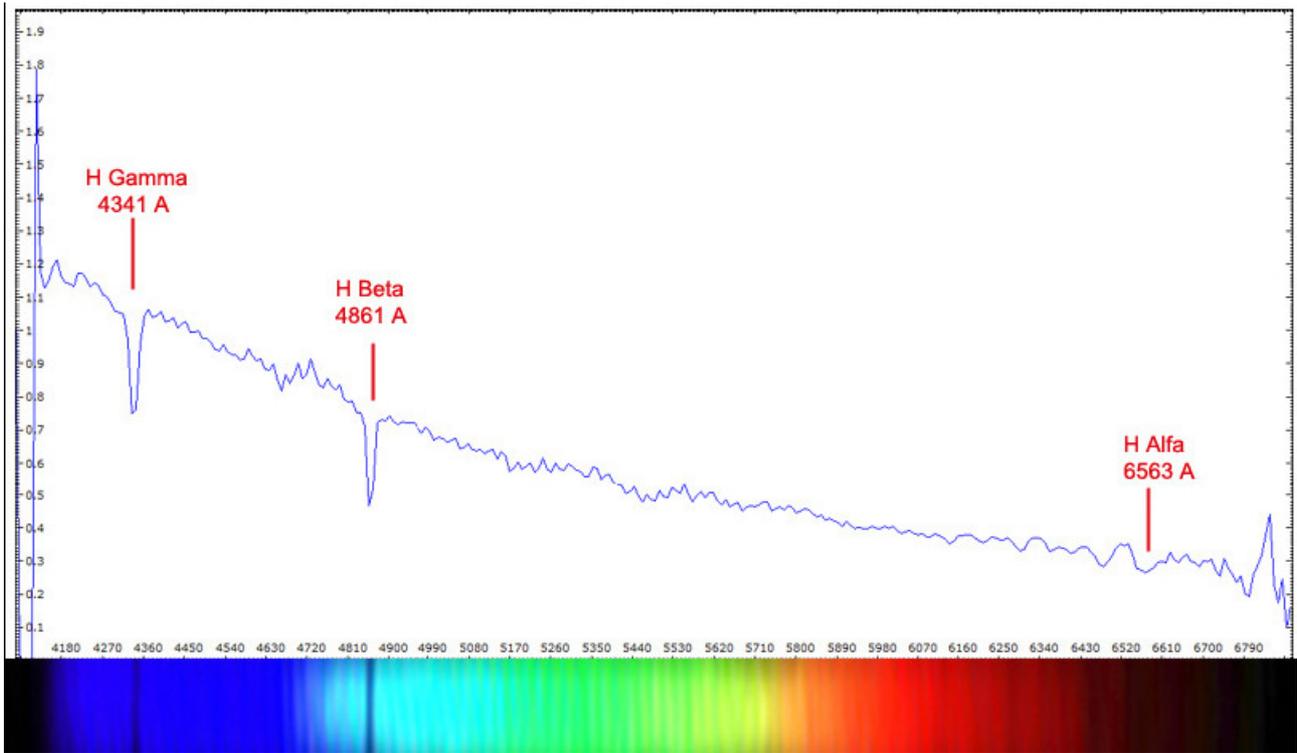
La versatilità dello Star Analyser si esprime anche con le DSLR, le reflex digitali che vanno per la maggiore, siano modificate e non, anche se le modificate danno maggiore uniformità di risposta spettrale. Con un semplice adattatore è infatti possibile montarlo davanti ad uno degli obiettivi della reflex, sfruttando appieno in tal modo il suo potere dispersivo e risolutivo, dato che intercetta un fascio ottico collimato, ovvero proveniente dall'infinito. Naturalmente questa interposizione causa, specie per gli obiettivi più luminosi, una vignettatura che riduce l'apertura e quindi il segnale, tuttavia per gli obiettivi normali, tra 28 e 200 mm, che vengono diaframmati comunque di una certa quantità, la riduzione del flusso luminoso appare trascurabile.

L'immagine che segue è lo spettro di Alioth (Epsilon Uma) di classe A0p ripreso con lo SA montato davanti ad un obiettivo Vivitar 200 f 3,5 con un apposito adattatore. Lo spettro grezzo, in formato RAW alla massima risoluzione della camera, una Canon 550 D non modificata, è stato poi convertito in fits per la calibrazione con VSpec.

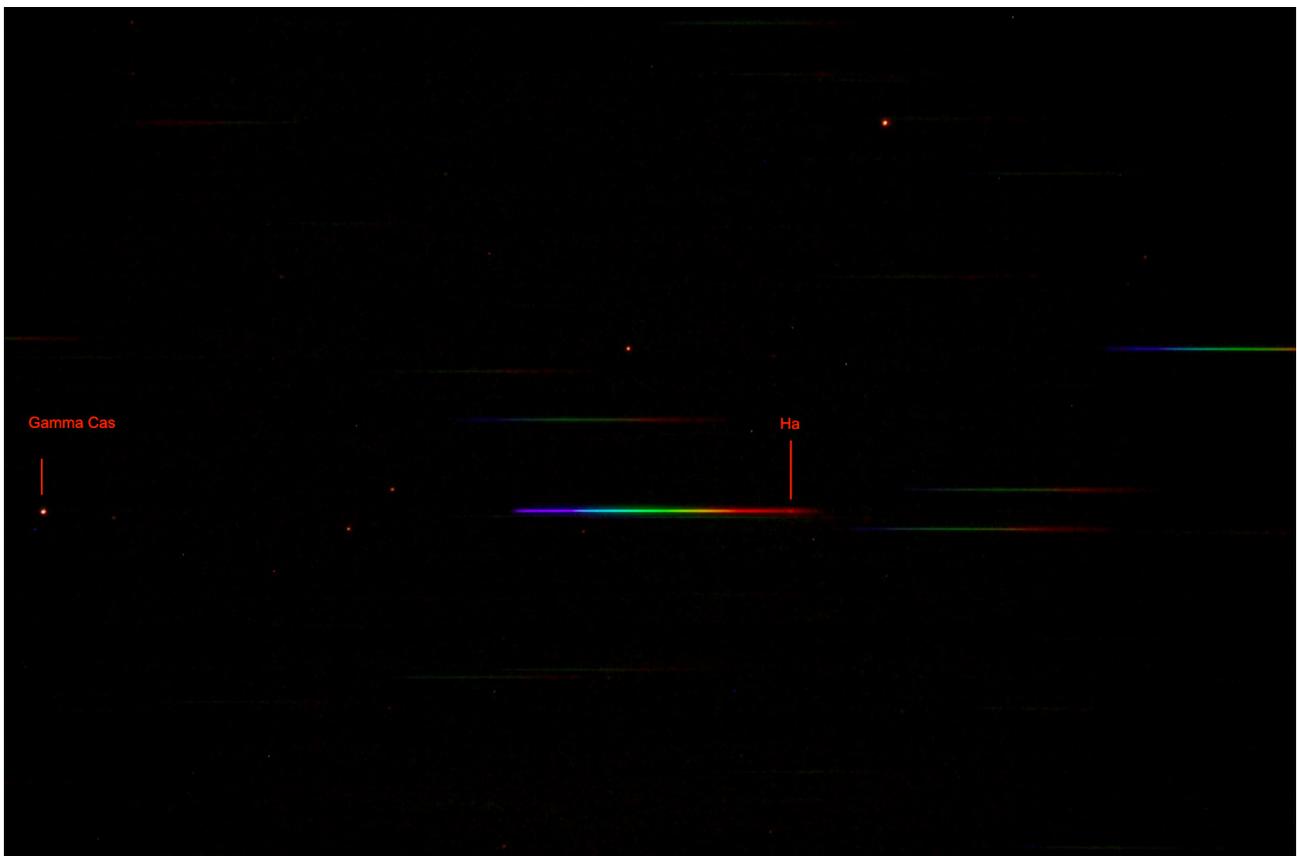


Dallo spettro calibrato di Alioth si notano evidenti le righe di Balmer dell'idrogeno, e la dispersione è elevata

L'immagine successiva è lo spettro bidimensionale della stella BE Gamma Cassiopea: notevole la visibilità della riga H α in emissione, nonostante la camera(Canon 550D) non sia modificata per la sensibilità al rosso.



Profilo spettrale di Alioth



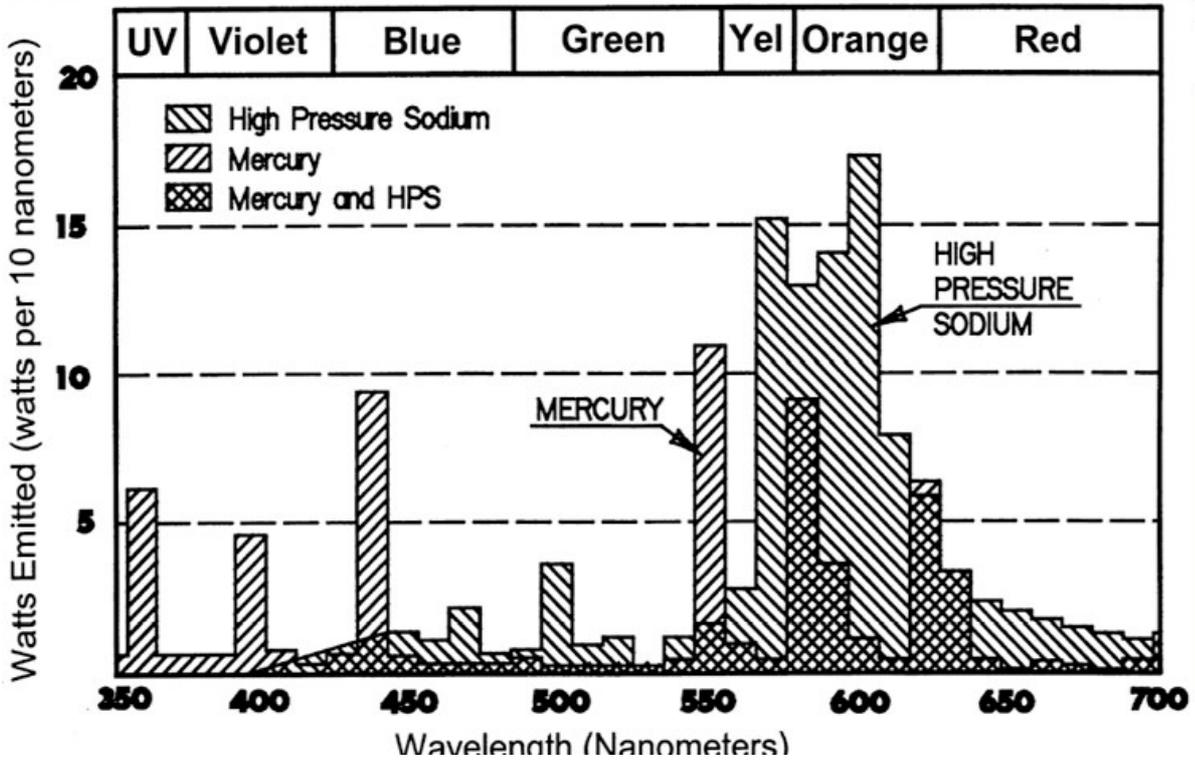
Spettro bidimensionale della Stella BE Gamma Cassiopea

Ma lo Star Analyser può assolvere, in associazione ad una reflex, anche una interessantissima funzione, quella di strumento di analisi del tipo di inquinamento luminoso sussistente in una data zona, con la ripresa dello spettro delle lampade dell'illuminazione cittadina: nelle immagini che seguono sono mostrate le emissioni delle lampade al sodio ad alta pressione della zona di Ponte di Nona a Roma. Tale riscontro può essere molto utile per la pianificazione dei filtri da usare nelle osservazioni.



Spettro dell'illuminazione al sodio ad alta pressione presente nella zona di Ponte di Nona a Roma

High pressure sodium urban lamps spectrum in the Ponte di Nona zone in Rome, Italy

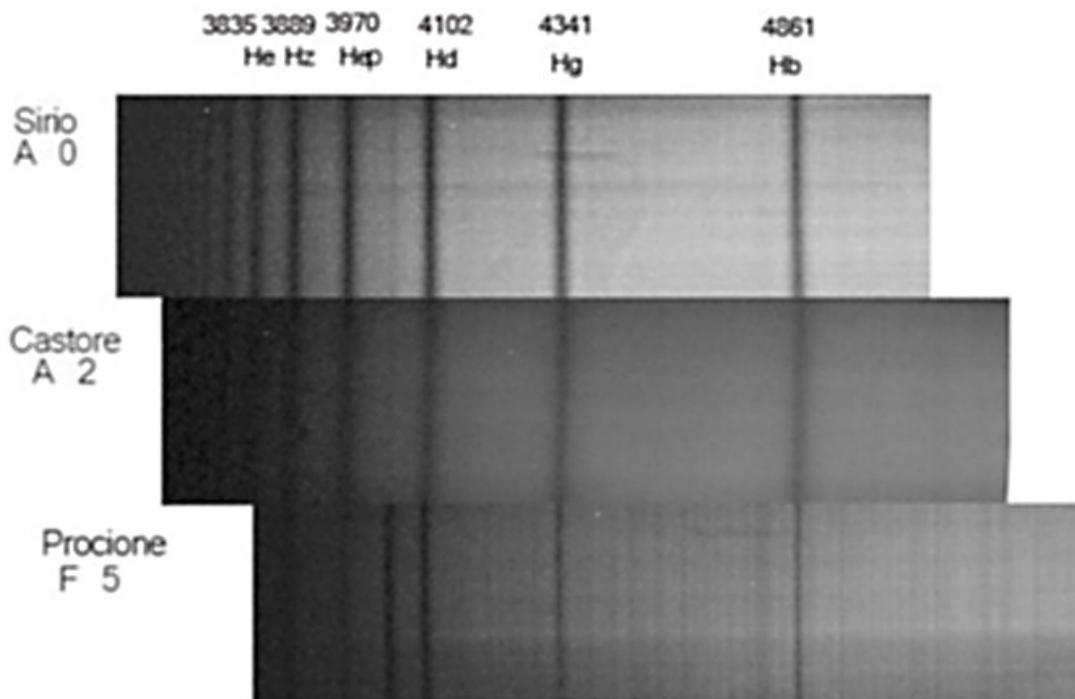


Cosa Riprendere ?

Una volta appreso il funzionamento ed i dettagli tecnici dello Star Analyser sorge spontanea la domanda: cosa riprendere. A questa ovvia domanda cercherò ora di rispondere in modo abbastanza sintetico e riassuntivo, dato che gli oggetti da riprendere con interesse sono veramente molti: è un mondo nuovo che si apre all'appassionato di astronomia.

1-Stelle di varie classi spettrali

All'inizio, come si è detto, sarà opportuno riprendere stelle appartenenti a classi stellari facili. Quella più facile in assoluto è la classe A, nelle cui stelle sono facilmente individuabili ed usabili per la calibrazione le righe della serie di Balmer dell'Idrogeno, come si è visto nel precedente esempio di Sirio. Stelle di questo tipo ce ne sono moltissime e costituiscono un ottimo banco di prova per il neofita. Se non si conosce la classe spettrale basta ricorrere ad un software planetario, come "The sky". Particolarmente complessi, per converso, sono gli spettri delle stelle fredde come quelle di classe K e M, dove le righe degli elementi sono moltissime, spesso si uniscono a quelle più larghe molecolari, e l'individuazione diviene più complessa. Nell'immagine che segue sono mostrate le differenze, nell'ambito delle stesse righe dell'idrogeno, tra le stelle di varie classi spettrali: ad es quelle delle stelle di classe A, piuttosto calde, sono molto più intense e larghe di quelle di classe F, più fredde.



Fulvio Mete 11.12.2004 - CLAUS Spectroscopie

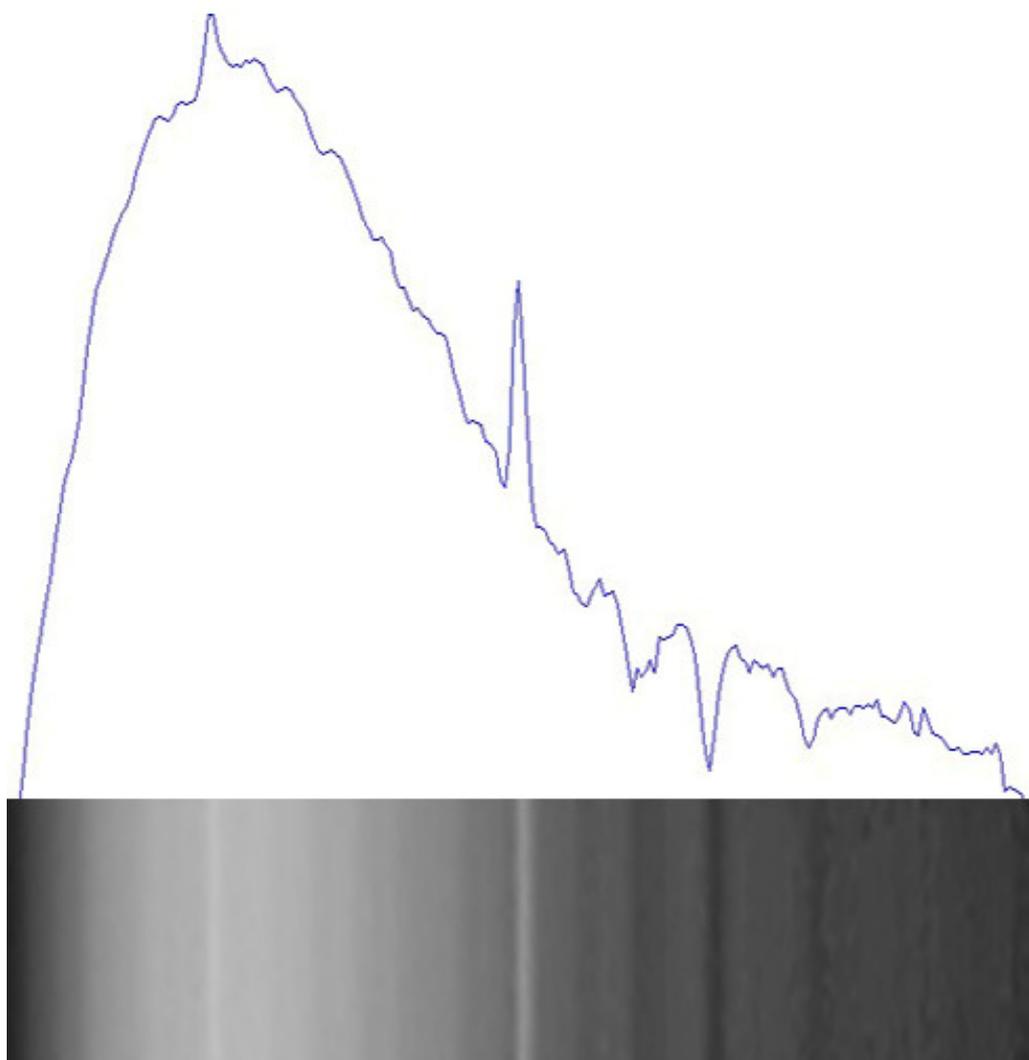
2- Stelle Peculiari

2a- Stelle BE

Le stelle BE, come dice la stessa sigla, sono stelle calde di tipo B (ma anche O od A) che presentano una o più righe della serie di Balmer dell'Idrogeno in emissione, originatesi da dischi circumstellari. E' importante seguirne l'evoluzione, in quanto alcune di esse sono progenitrici di Supernovae. Nella tabella che segue sono indicate le più importanti, che sono anche le più luminose e facili da osservare

Nome	AD (2000)	Dec. (2000)	Mag. V	Tipo
Gamma Cas	00 56 42.5	+60 43 00.2	2.47	B0.5IVpe
Delta Sco	16 00 20.0	-22 37 18.1	2.29	B0.2IVe
Beta Lyr	18 50 04.8	+33 21 45.6	3.52	B8II-IIIep

Ecco il profilo della stella Gamma Cassiopea ottenuto con lo SA 100, con ben visibile la riga H alfa in emissione.



Un completo database delle stelle BE coi relativi spettri dei quali si riportano i link, , si trova sul sito web di Cristian Buil:

<http://www.astrosurf.com/buil/us/becat.htm>

R.A.	Dec.	Star	HD	Mv	V.sini	Spec.
00 h 03.7	-17° 21	<u>2 Cet</u>	<u>225132</u>	4.54	-	B9.5Vn
00 h 06.4	64° 11	<u>10 Cas</u>	<u>144</u>	5.59	120 km/s	B9IIIe
00 h 11.6	58° 13	<u>V742 Cas</u>	<u>698</u>	7.08	-	B5III
00 h 32.0	67° 10	<u></u>	<u>2789</u>	8.22	-	B3V

00 h 44.7	48° 17	Omi Cas	4180	4.54	195 km/s	B5IIIe
00 h 51.6	51° 34		4881	6.21	45 km/s	B9.5V
00 h 56.7	60° 43	Gam Cas	5394	2.47	430 km/s	B0IVpe
01 h 01.5	69° 22		5839	6.68	-	B9
01 h 03.8	47° 38	V442 Cas	6226	6.82	-	B2IVe
01 h 05.9	65° 58		6343	7.26	-	B8e
01 h 09.5	47° 14	42 And	6811	4.25	85 km/s	B7Ve
01 h 17.4	57° 38		7636	6.61	170 km/s	B2III
01 h 36.0	47° 07		9709	7.06	350 km/s	B8V
01 h 37.4	74° 18		9612	6.40	225 km/s	B9V
01 h 43.7	50° 41	Phi Per	10516	4.07	410 km/s	B0.5IV
01 h 52.4	55° 20		232552	8.05	180 km/s	B0
01 h 54.4	63° 40	Eps Cas	11415	3.40	30 km/s	B3IIIe
01 h 55.7	59° 16	V777 Cas	11606	7.02	-	B2Vne
02 h 02.6	59° 41		12302	8.05	270 km/s	B1V
02 h 08.7	65° 02		12882	7.51	190 km/s	B2.5IIIIn
02 h 14.9	54° 32		13661	7.79	250 km/s	B2IV-V
02 h 15.0	55° 48		13669	7.90	350 km/s	B3IV-V
02 h 15.2	64° 01		13590	7.90	240 km/s	B2III
02 h 16.6	56° 44		13831	8.27	230 km/s	B0III
02 h 16.6	49° 49		13867	7.57	70 km/s	B5V
02 h 18.1	19° 54	Theta Ari	14191	5.58	178 km/s	B9IV
02 h 36.2	58° 04		15963	8.03	300 km/s	Bp
02 h 51.1	60° 25		17505	7.10	125 km/s	O6Ve
03 h 00.2	38° 08		18552	6.13	320 km/s	B8Vne
03 h 04.9	60° 01		18877	8.34	-	B7II-III
03 h 08.9	62° 23	V801 Cas	19243	6.62	160 km/s	B1III
03 h 14.9	48° 42		20017	7.93	-	B5V
03 h 15.8	-16° 50		20340	7.99	-	B3V
03 h 17.0	60° 04		20134	7.44	90 km/s	B2.5IV-V
03 h 20.0	65° 39	BK Cam	20336	4.84	175 km/s	B3Vn
03 h 28.7	62° 30		21212	8.18	-	B2V
03 h 28.9	49° 51		21362	5.58	205 km/s	B6Vn
03 h 29.5	46° 56		21455	6.20	150 km/s	B7Ve
03 h 31.2	41° 43		21650	7.33	230 km/s	B6e
03 h 31.5	47° 52		21641	6.77	190 km/s	B9Vn
03 h 31.5	49° 13		21620	6.29	230 km/s	A0V
03 h 36.5	48° 12	Psi Per	22192	4.31	275 km/s	B5Ve
03 h 38.0	55° 10		22298	7.60	180 km/s	B2Vn
03 h 41.1	37° 35		22780	5.57	230 km/s	B7Vn
03 h 42.3	19° 42	13 Tau	23016	5.69	260 km/s	B9Vn
03 h 44.9	24° 07	17 Tau	23302	3.70	85 km/s	B6III
03 h 46.3	23° 57	23 Tau	23480	4.18	195 km/s	B6IV
03 h 47.5	24° 06	Eta Tau	23630	2.87	145 km/s	B8IIIe
03 h 48.3	50° 44		23552	6.14	175 km/s	B8Vn
03 h 49.2	24° 08	28 Tau	23862	5.09	220 km/s	B8Vp
03 h 50.4	52° 29		23800	6.93	-	B1IVe
03 h 56.3	44° 56		24560	8.14	180 km/s	B1.5V
03 h 57.4	63° 04		24479	5.03	85 km/s	B9.5V
03 h 59.0	35° 47	Xi Per	24912	4.04	215 km/s	07.5IIIe
04 h 08.7	47° 43	48 Per	25940	4.04	155 km/s	B4IVe
04 h 11.1	16° 39		26398	6.99	180 km/s	B7III
04 h 25.8	46° 14		27846	8.08	130 km/s	B1.5V
04 h 29.1	-13° 03	DU Eri	28497	5.60	230 km/s	B1.5Ve
04 h 38.6	08° 10		29441	7.64	340 km/s	B2.5Vn
04 h 39.5	43° 40		29373	8.00	-	B6V

04 h 44.1	-08° 30	56 Eri	30076	5.90	180 km/s	B2V
04 h 44.2	40° 47		29866	6.08	260 km/s	B8IVne
04 h 50.1	08° 24		30677	6.84	150 km/s	B0IIIe
04 h 50.6	08° 54	2 Ori	30739	6.38	210 km/s	A1V
05 h 03.3	41° 26		32188	6.12	23 km/s	A2IIIshe
05 h 06.1	58° 58	11 Cam	32343	5.08	100 km/s	B2.5V
05 h 07.9	21° 42	105 Tau	32991	5.89	200 km/s	B2V
05 h 08.1	24° 15	103 Tau	32990	5.50	240 km/s	B2V
05 h 09.2	-08° 45	Lam Eri	33328	4.27	220 km/s	B2IVn
05 h 12.2	41° 13		33461	7.78	245 km/s	B2Vn
05 h 13.2	40° 12	V416 Aur	33604	7.38	-	B2Vpe
05 h 16.3	34° 19	AE Aur	34078	5.96	25 km/s	O9.5Ve
05 h 16.5	46° 25	12 Aur	33988	6.95	-	B5e
05 h 21.3	04° 01	V1369 Ori	34959	6.52	215 km/s	B5Vpe
05 h 22.6	37° 41	V420 Aur	34921	7.50	-	B0IVpe
05 h 23.5	57° 33	16 Cam	34787	5.24	130 km/s	A0Vne
05 h 24.7	01° 51	25 Ori	35439	4.95	315 km/s	B1V
05 h 28.8	02° 10	V1372 Ori	36012	7.24	180 km/s	B2Vne
05 h 31.7	09° 14	V1374 Ori	36376	7.51	-	B8e
05 h 32.2	17° 04		36408	5.46	300 km/s	B7IIIe
05 h 33.5	18° 32	120 Tau	36576	5.69	280 km/s	B2IV
05 h 35.6	-05° 25	43 Ori	37041	5.08	183 km/s	O9.5Vpe
05 h 35.9	-05° 37		37115	7.16	-	B6Ve
05 h 37.6	21° 09	Zet Tau	37202	3.00	310 km/s	B2IIIpe
05 h 37.9	00° 58		37330	7.38	270 km/s	B6V
05 h 39.2	04° 07	Ome Ori	37490	4.57	195 km/s	B3III
05 h 42.3	43° 04	V434 Aur	37657	7.23	-	B3Vn
05 h 41.7	-16° 44		37971	6.20	-	B4.5IIIe
05 h 43.3	23° 12	V731 Tau	37967	6.23	160 km/s	B2.5Ve
05 h 43.7	25° 26	V1165 Tau	38010	6.82	-	B1Vpe
05 h 48.8	00° 43		38856	7.25	180 km/s	B5Ve
06 h 04.2	-06° 43	V696 Mon	41335	5.25	360 km/s	B2Vne
06 h 04.6	46° 35	V447 Aur	40978	7.29	-	B3Ve
06 h 05.0	-16° 29	SS Lep	41511	4.93	100 km/s	Apsh
06 h 11.4	13° 38		42477	6.05	350 km/s	A0V
06 h 12.1	16° 08	69 Ori	42545	4.95	300 km/s	B5V
06 h 15.6	07° 39		43264	7.51	290 km/s	B9IIIe
06 h 15.7	06° 04		43285	6.07	290 km/s	B6V
06 h 15.7	-13° 43		43445	5.00	-	B9V
06 h 16.1	-16° 37		43544	5.96	260 km/s	B2.5Ve
06 h 21.4	-11° 46	FR CMa	44458	5.58	240 km/s	B1Vpe
06 h 24.0	08° 54		44783	6.23	300 km/s	B8V
06 h 24.3	-12° 58		44996	6.12	120 km/s	B4V
06 h 27.3	14° 53		45314	6.64	-	O9
06 h 28.3	-13° 03		45677	7.55	-	Bpsh
06 h 28.8	-07° 02	Beta Mon A	45725	4.64	345 km/s	B3V
06 h 28.8	-07° 02	Beta Mon B	45725	5.20	-	B3V
06 h 28.9	20° 14	Nu Gem	45542	4.15	170 km/s	B6IIIe
06 h 30.5	05° 52	AX Mon	45910	6.77	430 km/s	B2III
06 h 30.6	-22° 19		46131	7.14	275 km/s	B4Ve
06 h 31.2	11° 15		45995	6.14	255 km/s	B2Vne
06 h 32.7	-07° 31		46380	8.00	-	B2V
06 h 36.6	-05° 13		47054	5.57	220 km/s	B7IIIe
06 h 37.1	-02° 11		47160	7.10	150 km/s	B8IVe
06 h 41.0	09° 54	15 Mon	47839	4.66	70 km/s	B1Ve
06 h 44.5	-31° 04	10 CMa	48917	5.22	200 km/s	B2IIIe
06 h 45.5	-30° 57	HP CMa	49131	5.80	-	B2IIIe

06 h 48.0	00° 47		49330	8.92	270 km/s	B0.5IVe
06 h 49.1	01° 00	V715 Mon	49567	6.15	85 km/s	B3IIIe
06 h 49.1	00° 05		49585	9.13	310 km/s	B0.5IVe
06 h 49.3	-12° 40	KS CMa	49699	7.26	-	B5ne
06 h 49.8	-32° 30	Kappa CMa	50013	3.51	220 km/s	B1.5V
06 h 49.9	-05° 31		49787	7.54	-	B1V
06 h 50.4	-14° 06		49977	7.97	-	B1.5V
06 h 50.1	-12° 35		49888	7.23	260 km/s	B3e
06 h 50.4	-31° 42	HZ CMa	50123	5.74	220 km/s	B6Vnpe
06 h 51.7	05° 05	V742 Mon	50083	6.92	-	B2IV
06 h 51.6	-06° 58	V743 Mon	50138	6.67	-	B6III
06 h 52.2	-00° 18		50209	8.33	200 km/s	B8IVe
06 h 54.2	06° 41		50581	7.54	240 km/s	A0IVe
06 h 54.7	-01° 45		50820	6.21	130 km/s	B2IV
06 h 54.6	-17° 55	LL CMa	50938	7.66	-	B3V
06 h 55.2	05° 26	V744 Mon	50868	7.92	275 km/s	B2V
06 h 56.5	46° 16	Psi9 Aur	50658	5.85	270 km/s	B8III
06 h 56.3	-03° 48		51193	8.06	215 km/s	B1.5IV
06 h 57.2	-10° 49	V644 Mon	51480	6.93	-	Be sh
06 h 57.3	-04° 12		51452	8.08	300 km/s	B0IV
06 h 57.7	17° 54	QY Gem	51354	7.12	-	B3Vn
06 h 59.7	-28° 24	LQ CMa	52356	7.21	420 km/s	B4Vne
07 h 00.3	-22° 07	FU CMa	52437	6.53	-	B2IV-V
07 h 01.6	-27° 13		52812	6.93	-	B3Ve
07 h 01.8	-11° 18	GU CMa	52721	6.59	-	B2Vn
07 h 02.9	-04° 14	19 Mon	52918	5.00	-	B1V
07 h 03.6	-02° 28	V749 Mon	53085	7.20	200 km/s	B4IVe
07 h 04.4	-10° 27		53367	6.96	-	B0.5
07 h 05.6	14° 28		53416	7.06	-	B8IV
07 h 06.7	-11° 18		53974	5.39	155 km/s	B0.5III
07 h 07.3	-23° 50	FV CMa	54309	5.71	290 km/s	B2IV
07 h 11.3	-10° 26		55135	7.31	-	B4V
07 h 11.4	-21° 48		55271	6.91	-	B5Ve
07 h 12.7	-15° 30	HI CMa	55538	7.82	-	B2III
07 h 14.2	-26° 21	27 CMa	56014	4.66	200 km/s	B3III
07 h 14.7	-26° 46	Ome CMa	56139	3.85	90 km/s	B2IV
07 h 21.6	-05° 54	V757 Mon	57539	6.58	140 km/s	B5IIIe
07 h 23.0	-31° 55	NO CMa	58155	5.43	-	B5IIIne
07 h 24.5	15° 31	OT Gem	58050	6.41	140 km/s	B2V
07 h 24.7	-16° 12	FW CMa	58343	5.33	35 km/s	B3IV
07 h 27.0	-23° 05	FY CMa	58978	5.61	280 km/s	B0IV
07 h 27.2	08° 18	Beta CMi	58715	2.90	275 km/s	B8Vn
07 h 36.1	-14° 30	V378 Pup	60855	5.70	285 km/s	B2Vn
07 h 37.1	16° 54	BN Gem	60848	6.92	360 km/s	O8Vpev
07 h 37.6	-14° 26		61224	6.53	275 km/s	B9III
07 h 43.5	-04° 41		62367	7.13	-	B9e
07 h 48.1	-25° 56	Omi Pup	63462	4.50	390 km/s	B0V
08 h 00.7	-02° 53	V695 Mon	65875	6.51	150 km/s	B2Vn
08 h 01.5	16° 27	5 Cnc	65873	5.99	185 km/s	B9.5V
08 h 08.3	-23° 37	V420 Pup	67698	6.53	90 km/s	B3IVe
08 h 13.5	-35° 54	MX Pup	68980	4.81	145 km/s	B1.5IIIe
08 h 14.2	17° 41		68703	6.47	80 km/s	A0Vne
08 h 21.3	-01° 36		70340	7.32	33 km/s	A2Vpe
08 h 25.0	-12° 46		71072	6.89	-	B4IIIe
08 h 59.0	03° 39		76868	7.99	80 km/s	B6
09 h 03.6	47° 09	Kappa UMa	77327	3.60	200 km/s	A1Vne
09 h 11.9	05° 28		79066	6.35	30 km/s	A9IVe

09 h 26.7	-28° 47		81753	6.10	300 km/s	B6Ve
09 h 41.3	-23° 35		83953	4.77	260 km/s	B6V
09 h 59.1	-23° 57	OY Hya	86612	6.21	185 km/s	B5Ve
10 h 10.1	-08° 24	17 Sex	88195	5.90	-	A1Ve
10 h 22.0	-18° 02		89884	7.13	300 km/s	B7IV
10 h 31.0	-13° 35		91120	5.58	330 km/s	B9Vn
10 h 48.4	37° 34		93521	7.06	355 km/s	O9Vp
11 h 16.7	-03° 39	Phi Leo	98058	4.47	230 km/s	A7IV
11 h 52.9	-33° 54	Beta Hya	103192	4.28	-	B9III
11 h 53.8	53° 42	Gamma UMa	103287	2.43	167 km/s	A0Ve
12 h 20.6	-22° 13	Zeta Crv	107348	5.22	260 km/s	B8Ve
12 h 33.5	69° 47	Kappa Dra	109387	3.87	250 km/s	B5IV
12 h 49.2	83° 24		112028	5.31	275 km/s	A1IIIshe
13 h 34.5	49° 01	24 CVn	118232	4.67	160 km/s	A4V
13 h 35.7	-06° 09		118246	8.07	350 km/s	B5III-IV
13 h 40.3	57° 12	CQ UMa	119213	6.29	33 km/s	A2Vspe
14 h 30.6	-22° 28	HL Lib	127208	6.96	150 km/s	B9IVe
14 h 32.0	18° 46		127617	8.78	140 km/s	B7III-IV
15 h 31.8	40° 54	Nu2 Boo	138629	5.00	170 km/s	A5V
15 h 32.9	31° 22	4 CrB	138749	4.14	400 km/s	B6Vn
15 h 49.6	-03° 55		141569	7.13	-	A0V
15 h 53.9	-23° 59	V1040 Sco	142184	5.42	300 km/s	B2.5Vn
15 h 55.5	42° 34	4 Her	142926	5.75	300 km/s	B9p
15 h 58.2	-14° 17	48 Lib	142983	4.88	395 km/s	B3III
16 h 00.3	-22° 37	Delta Sco	143275	2.32	180 km/s	B0.3IV
16 h 08.8	44° 56	11 Her	145389	4.26	10 km/s	B9p
16 h 21.3	-23° 42		147196	7.05	-	B6.5Vne
16 h 27.0	-18° 27	Chi Oph	148184	4.42	140 km/s	B2IVp
16 h 34.1	42° 26	Sig Her	149630	4.20	280 km/s	B9V
16 h 37.2	-10° 34	Zet Oph	149757	2.56	379 km/s	O9.5Vn
16 h 49.2	45° 59	52 Her	152107	4.82	44 km/s	A2Vspe
17 h 15.3	-33° 32	V1075 Sco	155806	5.61	210 km/s	O8Ve
17 h 18.3	-32° 33	V1077 Sco	156325	6.37	180 km/s	B5Vne
17 h 31.5	-23° 58	51 Oph	158643	4.81	280 km/s	B9.5V
17 h 39.8	72° 58		161711	8.21	150 km/s	B9III-IV
17 h 40.0	-32° 12	V862 Sco	160202	6.75	220 km/s	B5Ve
17 h 40.3	-28° 55	V2382 Oph	160319	7.18	-	B3Vne
17 h 48.5	-26° 58	V3894 Sgr	161756	6.35	95 km/s	B4IVe
17 h 50.0	24° 28		162428	7.11	350 km/s	B7Vn
17 h 50.1	48° 24	88 Her	162732	6.76	160 km/s	Bpshe
18 h 00.2	04° 24	66 Oph	164284	4.64	220 km/s	B2Vn
18 h 00.5	19° 30	V974 Her	164447	6.42	250 km/s	B8Vn
18 h 04.4	-24° 23		164906	7.45	255 km/s	B0Ve
18 h 04.6	01° 55		165174	6.14	430 km/s	B0IIIIn
18 h 05.6	-19° 45	V4379 Sgr	165202	6.80	-	B9Ve
18 h 07.5	28° 46	Omi Her	166014	3.83	160 km/s	B9.5V
18 h 09.3	-23° 59	V3903 Sgr	165921	7.36	-	B6IIIe
18 h 11.9	-28° 54	V4045 Sgr	166469	6.52	-	B9IVspe
18 h 12.7	02° 49		166917	6.69	165 km/s	B8IIIe
18 h 21.5	05° 26	NW Ser	168797	6.13	250 km/s	B3Vn
18 h 21.5	25° 03		168957	7.01	100 km/s	B3V
18 h 23.2	-12° 01		169033	5.73	200 km/s	B8IV-V
18 h 29.4	-25° 15		170235	6.59	-	B2IV
18 h 31.2	-05° 47	V448 Sct	170714	7.38	270 km/s	B1.5IVe
18 h 33.3	05° 27		171219	7.70	-	B7IV-V
18 h 33.4	30° 53	V532 Lyr	171406	6.54	185 km/s	B4Ve
18 h 35.2	34° 27		171780	6.09	230 km/s	B5Vne

18 h 44.6	-07° 07		173219	7.81	-	B1V
18 h 44.8	02° 04	4 Aql	173370	5.01	225 km/s	B9Ve
18 h 44.9	-00° 22		173371	6.89	310 km/s	B8III
18 h 45.7	04° 35		173530	8.87	250 km/s	B7III
18 h 46.6	-07° 56		173637	9.29	197 km/s	B1IV
18 h 46.7	52° 59	CX Dra	174237	5.88	180 km/s	B2.5V
18 h 48.0	31° 45		174179	6.05	-	B3IVpe
18 h 48.4	15° 24		174105	6.95	250 km/s	B7V
18 h 50.1	33° 21	Beta Lyr	174638	3.52	-	B7V
18 h 50.8	08° 42		174571	8.89	240 km/s	B1.5V
18 h 51.0	-09° 50		BD-094858	8.84	108 km/s	B1.5V
18 h 51.2	-07° 48		174513	8.70	260 km/s	B1.5V
18 h 52.0	59° 40		175511	6.70	-	B9.5V
18 h 52.3	-11° 38		174705	8.34	330 km/s	B1.5IV
18 h 53.7	60° 01		175863	7.06	-	B4V
18 h 57.3	02° 32	64 Ser	175869	5.57	105 km/s	B8III
18 h 59.2	-07° 08		176159	8.98	230 km/s	B5IV
19 h 01.4	-06° 12		176630	7.70	175 km/s	B3III
19 h 03.6	-20° 08		177015	7.80	-	B5III
19 h 04.1	11° 06		230579	9.10	320 km/s	B1IV
19 h 04.5	23° 20		177648	7.24	-	B2V
19 h 08.3	-19° 17	V4024 Sgr	178175	5.54	175 km/s	B2V
19 h 05.8	-29° 05		177427	7.08	-	B9IIIe
19 h 07.3	36° 06	Iota Lyr	178475	5.25	310 km/s	B6IVe
19 h 08.4	09° 08		178427	8.92	100 km/s	B3V
19 h 12.1	02° 37		179343	6.92	350 km/s	B9V
19 h 12.7	-06° 28		179405	9.12	230 km/s	B2V
19 h 15.0	09° 48		180126	7.99	240 km/s	B2IV
19 h 17.7	23° 02	ES Vul	180968	5.43	215 km/s	B0.5IV
19 h 19.1	33° 23		181409	6.57	140 km/s	B2IVe
19 h 19.7	-00° 03		181231	8.79	250 km/s	B5IV
19 h 20.1	-01° 36		181308	8.70	250 km/s	B5IV
19 h 20.1	02° 20		181367	9.36	280 km/s	B6IV
19 h 21.3	05° 25		181709	8.79	250 km/s	B6III
19 h 21.6	08° 52		181803	9.10	185 km/s	B7III
19 h 21.7	-15° 57	Ups Sgr	181615	4.60	-	B2V shell
19 h 25.8	58° 01		183339	6.58	45 km/s	B8IVwe
19 h 27.6	37° 56	V558 Lyr	183362	6.34	245 km/s	B3V
19 h 30.5	03° 27	V923 Aql	183656	6.05	180 km/s	B6V shell
19 h 30.7	27° 58	Beta Cyg	183914	5.11	250 km/s	B8V
19 h 33.2	03° 40		184203	9.16	-	B9
19 h 33.6	03° 46	V1294 Aql	184279	6.98	195 km/s	B0Ve
19 h 35.7	36° 57	11 Cyg	185037	6.04	400 km/s	B8Vn
19 h 36.0	00° 14		184767	7.18	44 km/s	A0IIIe
19 h 50.3	07° 54		187567	6.51	-	B2IV
19 h 51.1	22° 37	12 Vul	187811	4.95	280 km/s	B2V
20 h 00.0	37° 02	25 Cyg	189687	5.19	230 km/s	B3IV
20 h 00.1	32° 47		189689	7.28	150 km/s	B9e
20 h 02.7	21° 51		190150	8.00	-	B6IV-V
20 h 05.7	35° 54		227611	8.69	-	B0IIpe
20 h 09.3	36° 50	28 Cyg	191610	4.93	310 km/s	B2IV-Vn
20 h 11.2	-08° 50	BE Cap	191639	6.44	-	B1Ve
20 h 12.0	26° 29	20 Vul	192044	5.92	350 km/s	B8Vn
20 h 13.5	36° 19		192445	7.23	-	B0.5IIIe
20 h 15.3	25° 36	QR Vul	192685	4.76	275 km/s	B3Ve
20 h 16.8	32° 23	V2113 Cyg	193009	7.16	-	B1Vnpe
20 h 17.2	15° 52	LZ Del	192954	7.48	-	B9e

20 h 17.4	39° 36		193182	6.55	200 km/s	Ape
20 h 21.7	44° 49		194057	7.52	-	B1IIe
20 h 22.1	24° 27	25 Vul	193911	5.54	250 km/s	B8IIIIn
20 h 23.7	37° 29	V2119 Cyg	194335	5.90	350 km/s	B2Vn
20 h 24.6	01° 04		194244	6.14	230 km/s	B9IIIe
20 h 25.5	54° 41		194883	7.36	-	B2v
20 h 29.4	56° 04		195554	5.90	250 km/s	B9V
20 h 29.8	36° 59		195407	7.80	310 km/s	B0IV
20 h 30.3	10° 54	1 Del	195325	6.05	320 km/s	A1she
20 h 39.2	-02° 25		196712	6.22	250 km/s	B7III
20 h 42.4	35° 27	V568 Cyg	197419	6.66	115 km/s	B3IV
20 h 47.4	36° 29	Lam Cyg	198183	4.53	155 km/s	B5IV
20 h 49.9	46° 40	V2136 Cyg	198625	6.33	-	B4V
20 h 52.2	44° 26		198931	8.73	-	B1V
20 h 54.4	40° 42		199218	6.70	-	B6Vn
20 h 55.4	40° 18	V2139 Cyg	199356	7.15	-	B2IVpe
20 h 56.6	44° 55		199579	5.97	-	O6Ve
20 h 57.2	41° 10	Nu Cyg	199629	3.94	245 km/s	A1Vne
20 h 59.8	47° 31	59 Cyg	200120	4.74	375 km/s	B1.5Vne
21 h 00.8	46° 35	V2144 Cyg	200269	7.28	-	B5Vne
21 h 01.2	46° 09	60 Cyg	200310	5.37	320 km/s	B1V
21 h 01.6	68° 10	V380 Cep	200775	7.35	-	B2V
21 h 08.5	47° 15		201522	7.88	-	B0V
21 h 10.0	45° 30	V2148 Cep	201733	6.63	-	B4IV
21 h 14.7	59° 46		239618	8.45	-	B2V
21 h 17.3	58° 37	V421 Cep	203025	6.42	90 km/s	B2IIIe
21 h 17.9	34° 54	66 Cyg	202904	4.43	260 km/s	B2Vn
21 h 18.5	43° 57	68 Cyg	203064	5.00	330 km/s	08e
21 h 19.1	61° 52		203374	6.68	315 km/s	B0V
21 h 19.4	64° 52	6 Cep	203467	5.18	150 km/s	B3IV
21 h 19.7	53° 57		203356	7.70	-	B8IV-V
21 h 22.8	40° 42	V2153 Cyg	203731	7.52	-	B1V
21 h 23.6	14° 03	NT Peg	203699	6.86	120 km/s	B3IV
21 h 24.5	55° 22	V2155 Cyg	204116	7.84	195 km/s	B1V
21 h 28.6	70° 34	Bet Cep	205021	3.23	28 km/s	B1IV
21 h 29.2	44° 20	V2162 Cyg	204722	7.67	150 km/s	B2V
21 h 30.0	45° 30	V2163 Cyg	204860	6.95	230 km/s	B5e
21 h 31.6	42° 42		205060	7.21	-	B6Vn
21 h 34.5	51° 42		205551	6.17	150 km/s	B9III
21 h 35.7	29° 45	V2166 Cyg	205618	8.10	280 km/s	B2V
21 h 37.1	-19° 28	Eps Cap	205637	4.68	295 km/s	B3IIpe
21 h 42.4	57° 44		206773	6.87	480 km/s	B0
21 h 44.9	62° 28		207198	5.96	-	O9IIe
21 h 46.0	50° 40		207232	7.02	330 km/s	B8Vn
21 h 53.1	25° 56	16 Peg	208057	5.08	150 km/s	B3V
21 h 53.8	62° 37	EM Cep	208392	7.04	280 km/s	B1III
21 h 55.5	65° 19		208682	5.86	250 km/s	B2.5V
22 h 00.8	-28° 27	Eta PsA	209014	5.63	-	B8Ve
22 h 03.3	-02° 09	Omi Aqr	209409	4.69	320 km/s	B6IVe
22 h 04.6	-26° 49	UU PsA	209522	5.96	-	B4IVne
22 h 07.8	21° 42	25 Peg	210129	5.78	250 km/s	B7V
22 h 19.0	45° 48	V404 Lac	211835	8.48	270 km/s	B3V
22 h 20.3	51° 52	V357 Lac	212044	6.98	-	B1Vvnpev
22 h 21.5	12° 12	31 Peg	212076	5.01	135 km/s	B2V
22 h 25.3	01° 23	Pi Aqr	212571	5.66	300 km/s	B1Ve
22 h 35.9	39° 38	8 Lac A	214168	5.71	350 km/s	B1V
22 h 40.7	-27° 03	18 PsA	214748	4.17	290 km/s	B8IVe

22 h 42.9	44° 43		215227	8.75	320 km/s	B5
22 h 48.7	55° 07		216044	8.51	110 km/s	B0
22 h 48.8	54° 25		216057	6.14	370 km/s	B6V
22 h 50.4	41° 57	14 Lac	216200	5.92	225 km/s	B3IV
22 h 57.1	48° 41	EW Lac	217050	5.42	265 km/s	B3IVpe
23 h 00.9	38° 42	V378 And	217543	6.54	370 km/s	B2V
23 h 01.9	42° 20	Omi And	217675	3.62	330 km/s	B6III
23 h 02.7	55° 14	V638 Cas	217833	6.52	30 km/s	B9IIIwe
23 h 03.8	03° 49	Bet Psc	217891	4.53	130 km/s	B6Ve
23 h 04.0	63° 24	CW Cep	218066	7.62	-	B1V
23 h 07.1	50° 12	KX And	218393	7.02	-	Bpe
23 h 09.3	49° 39	KY And	218674	6.76	255 km/s	B3IVe
23 h 22.2	56° 21	V813 Cas	220300	7.80	-	B6IV-V
23 h 39.1	50° 28		222304	5.35	180 km/s	B9V
23 h 49.9	62° 13	V818 Cas	223501	7.79	-	B2V
23 h 58.8	32° 23		224544	6.52	260 km/s	B6IVe
23 h 58.8	46° 25	LQ And	224559	6.54	300 km/s	B4Vne

2b- Stelle di Wolf-Rayet

Le stelle di Wolf-Rayet sono una stelle estremamente calde (temp .compresa tra 25.000 e oltre 50.000 K) e e massicce (oltre 20 masse solari), caratterizzate da venti stellari molto forti, con velocità superiori a 2000 Km/sec, e da una forte emissione di polveri.Tramite il vento stellare esse arrivano a perdere fino a 10^9 volte più della massa persa dal sole in un anno.

Le stelle di Wolf-Rayet sarebbero una normale fase nell'evoluzione delle stelle supermassicce,con spettri nei quali risultano visibili delle forti linee di emissione di Elio ed Azoto (classificate come WN) o di elio, , carbonio ed ossigeno(classi WC e WO). Si ritiene che la fase di WR sia una normale fase evolutiva delle massicce stelle di classe O e B nelle quali i forti venti stellari hanno espulso nello spazio gran parte degli strati esterni della stella, ricchi in idrogeno. Le tipiche linee di emissione si originano nella regione densa ed estesa in cui i venti ad alta velocità avvolgono la caldissima fotosfera della stella, la quale emette gran parte della propria radiazione

alle lunghezze d'onda ultraviolette, che provocano una fluorescenza nella regione. Tale processo di espulsione di massa interessa dapprima la regione della stella, ricca in azoto, in cui abbondano gli elementi prodotti tramite la fusione dell'idrogeno (stelle WN), quindi gli strati, ricchi in carbonio, in cui l'elio viene fuso. (stelle WC e WO). Sono stelle estremamente rare. Nella nostra Galassia se ne conoscono attualmente circa 230. Dalle ultime osservazioni effettuate esse risulterebbero in gran parte doppie. Molte stelle WR sono destinate a trasformarsi in SN, quindi il loro monitoraggio e studio è molto importante. Si ipotizza, inoltre, che, passando al termine della loro linea evolutiva nella fase di "collapsar", diano origine ad un buco nero ed ad un "gamma ray burst"

Esse furono osservate per la prima volta nel 1867 dagli astronomi francesi Charles Wolf e Georges Rayet (da cui prende il nome questa classe stellare), i quali, utilizzando il telescopio Foucault da 40 cm dell'Osservatorio di Parigi, scoprirono che tre stelle nella costellazione del Cigno (ora designate come HD 191765, HD 192103 e HD 192641), mostravano delle marcate bande di emissione nel loro spettro, e che tali righe erano inoltre molto spesse. Lo spettro delle stelle WR rimase un mistero sino a che non si comprese che era dovuto all'elio, nonché al carbonio, ossigeno ed azoto, e che lo spessore delle righe era da attribuirsi all'effetto doppler indotto dai gas in forte movimento intorno alle stelle rispetto alla nostra linea di vista. Nella tabella che segue è riportata una classificazione sintetica delle WR.

Tipo WN	Criterio righe Nitrogeno	Altri Criteri	
WN 9	NIII presente; NIV debole o assente	Balmer serie; HeI	
WN 8	NIII >> NIV	NIII 4640Å << TD>	
WN 7	NIII > NIV	NIII 4640Å <<>	
WN 6	NIII = NIV; NV presente ma debole		
WN 5	NIII = NIV = NV		
WN 4.5	NIV > NV; NIII debole o assente		
WN 4	NIV = NV; NIII debole o assente		
WN 3	NIV <<<		
WN 2	NV debole o assente	Forte HeII	
Tipo WC	Criterio righe Carbonio	Criterio Carbonio/Ossigeno	Altri Criteri
WC 9	CIII > CIV	OV debole o assente	CII presente
WC 8.5	CIII > CIV	OV debole o assente	CII non presente
WC 8	CIII = CIV	OV debole o assente	
WC 7	CIII << CIV < TD>	CIII >> OV	
WC 6	CIII <<< CIV < TD>	CIII > OV	
WC 5	CIII <<<< CIV < TD>	CIII << OV < TD>	
WC 4	CIII <<<<< CIV < TD>	OV moderato	

(Fonte: Yves Grosdidier, Anthony Moffat (Universit  de Montreal), Gilles Joncas (Universit  Laval), Agnes Acker (Strasbourg), STScI, and NASA November, 1998)

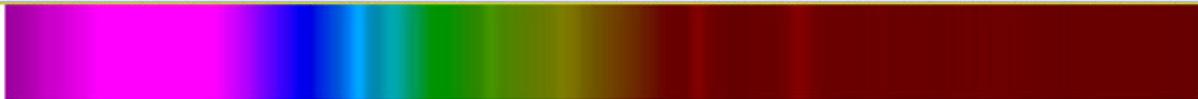
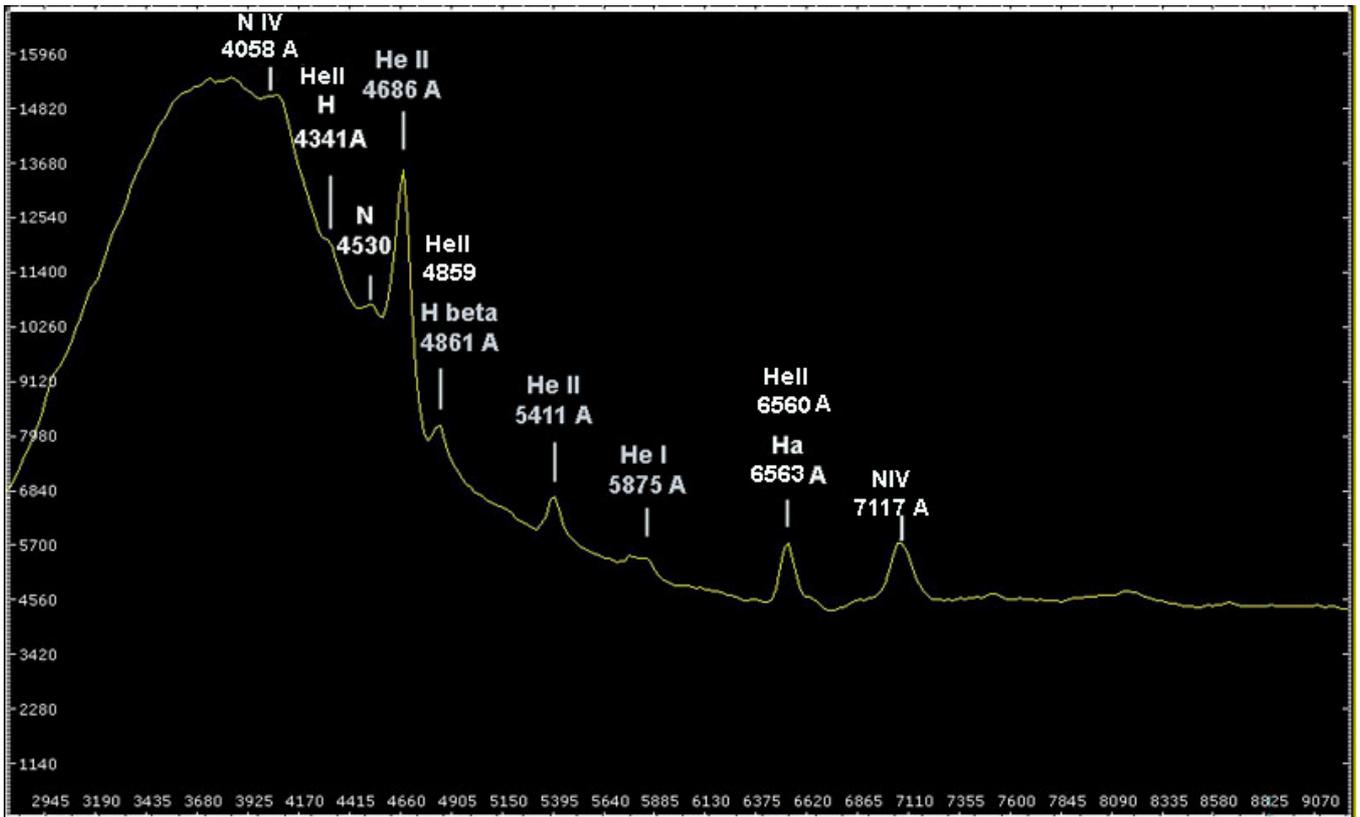
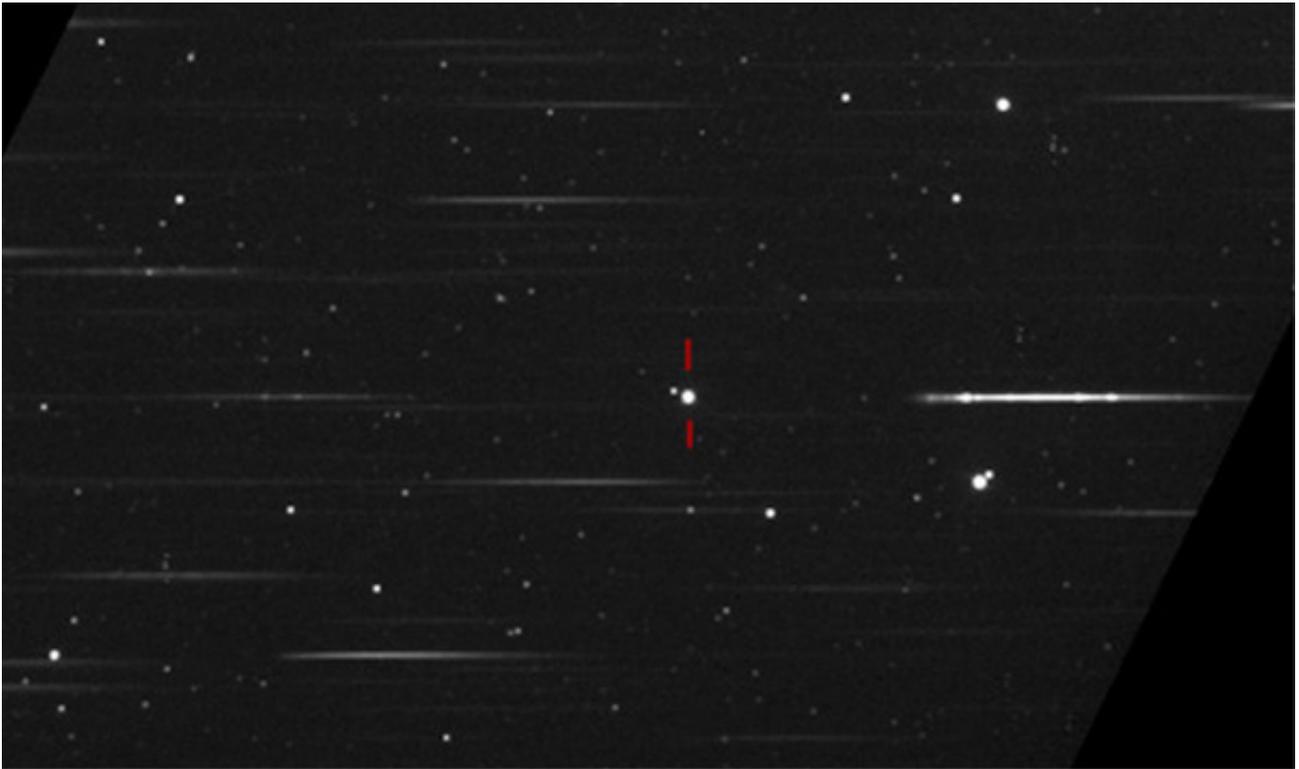
Qui di seguito si riporta un elenco delle principali stelle WR sufficientemente luminose da poter essere alla portata dello Star Analyser con un telescopio di medie dimensioni

WR	HD	R.A.	Dec.	Tipo	Mag V
1	4004	0 43 28.4	+64 45 35	WN5	10.12
2	6327	1 05 23.0	+60 25 19	WN2	11.43
3	9974	1 38 55.7	+58 09 23	WN3	10.62
4	16523	2 41 11.6	+56 43 50	WC5	9.98
5	17638	2 52 11.7	+56 56 07	WC6	10.51
6	50896	6 54 13.0	-23 55 42	WN5	6.74
7	56925	7 18 29.2	-13 13 01	WN4	11.74
110	165688	18 07 57.0	-19 23 56	WN6	9.81
111	165763	18 08 28.5	-21 15 11	WC5	7.68
113	168206	18 19 07.4	-11 37 58	WC8	9.18
123	177230	19 03 59.0	-04 19 02	WN8	10.88
127	186943	19 46 15.9	+28 16 19	WN4	10.19
128	187282	19 48 34.2	+18 11 32	WN4	10.50
132	190002	20 01 41.8	+32 34 40	WC6	11.55
133	190918	20 05 57.3	+35 47 17	WN4	6.78
134	191765	20 10 14.2	+36 10 35	WN6	8.02
135	192103	20 11 53.5	+36 11 51	WC8	8.51
136	192163	20 12 06.5	+38 21 17	WN6	7.44
137	192641	20 14 31.8	+36 39 39	WC7	7.95
138	193077	20 17 00.0	+37 25 23	WN5	8.06
139	193576	20 19 32.4	+38 43 54	WN5	8.27
140	193793	20 20 28.1	+43 51 17	WC7	6.88
141	193928	20 21 31.8	+36 55 13	WN6	9.74
143	195177	20 28 24.3	+38 36 55	WC5	12.32
148	197406	20 41 21.6	+52 35 16	WN7	10.30
152	211564	22 16 35.7	+55 36 55	WN3	11.62
153	211853	22 18 45.6	+56 07 35	WN6	9.03
154	213049	22 27 17.7	+56 15 12	WC6	10.94
155	214419	22 36 54.0	+56 54 21	WN7	8.86
157	219460	23 15 12.6	+60 27 01	WN4	10.13

Un classico esempio di Wolf-Rayet   quello della WR 136 (HD 192163) posta al centro della famosa Crescent Nebula NGC 6888 nella costellazione del Cigno



Lo spettro che segue della WR136, è stato acquisito con lo "Star Analyser" applicato al fuoco di un Celestron 8 a f 6,3 e una Sbig ST8, il 5 agosto 2010, media di 8 immagini da 3 secondi l'una, dark sottratta.



WR 136 (HD 192163) Star spectrum -Fulvio Mete - C8 @ 6,3 + Star Analyser ST8 camera - 08.05.2010

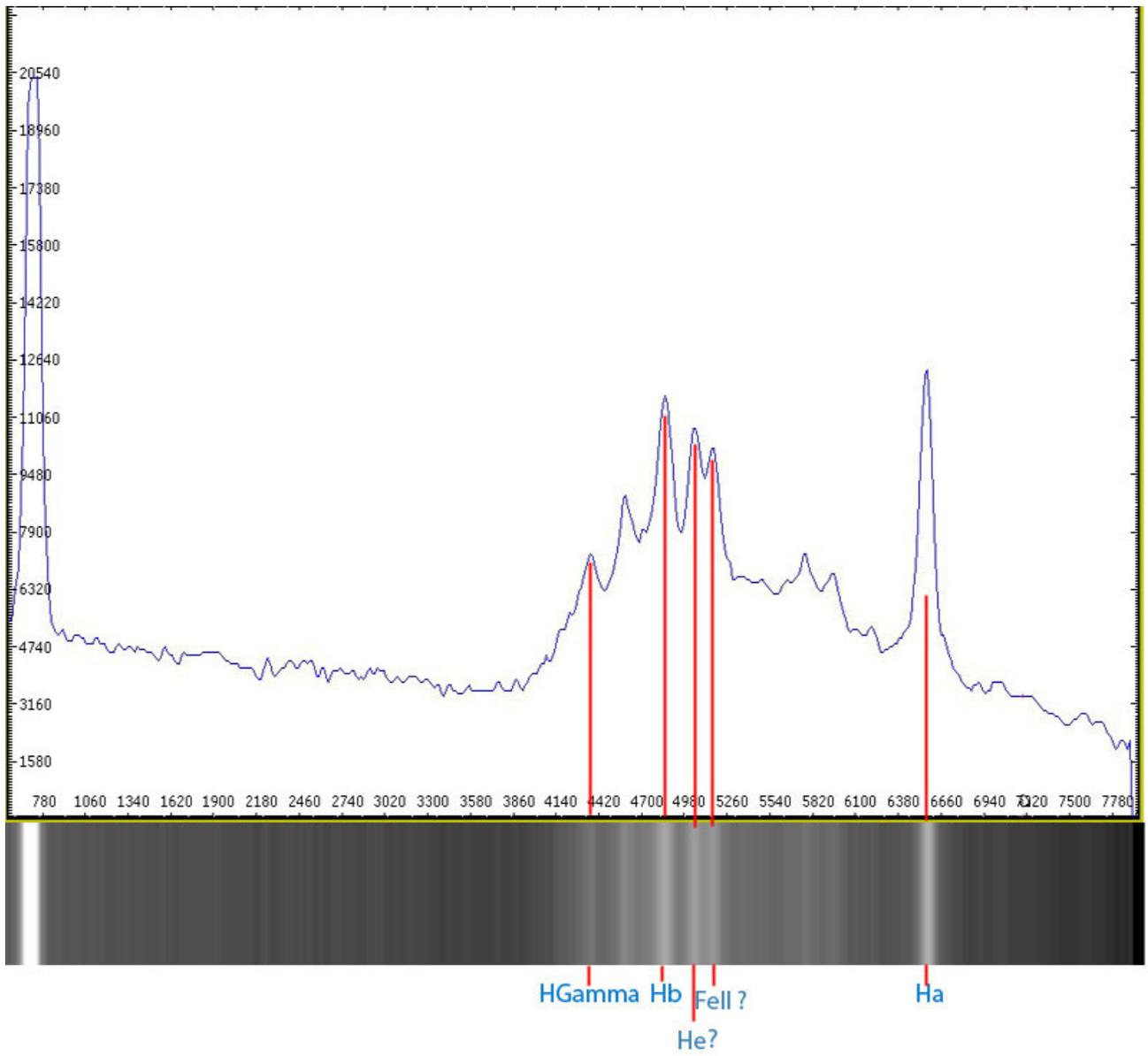
2c- Novae

Un altro settore applicativo dello SA è quello delle variabili cataclismiche, in primis le Novae, galattiche ed extragalattiche.

Nelle immagini che seguono è riportato il campo stellare della nova in Eridano del 2009, di Mag 8.1, con la sua controparte identificata nella stella GSC1.2 05325-01837, di mag 14.76 e lo spettro a bassa risoluzione della stessa ripreso il 9.12.2009, da Roma, con un Celestron 6, lo Star Analyser ed una camera Atik 16 Hr in binning 2x2. Lo spettro presenta, in linea con il tipo di nova (reputato, classe He -N) intense righe di emissione della serie di Balmer dell'Idrogeno + altre righe da identificare con precisione, (possibili He, Fe II).

Lo spettro è stato elaborato con Iris e calibrato per la sola lunghezza d'onda con VSpec.

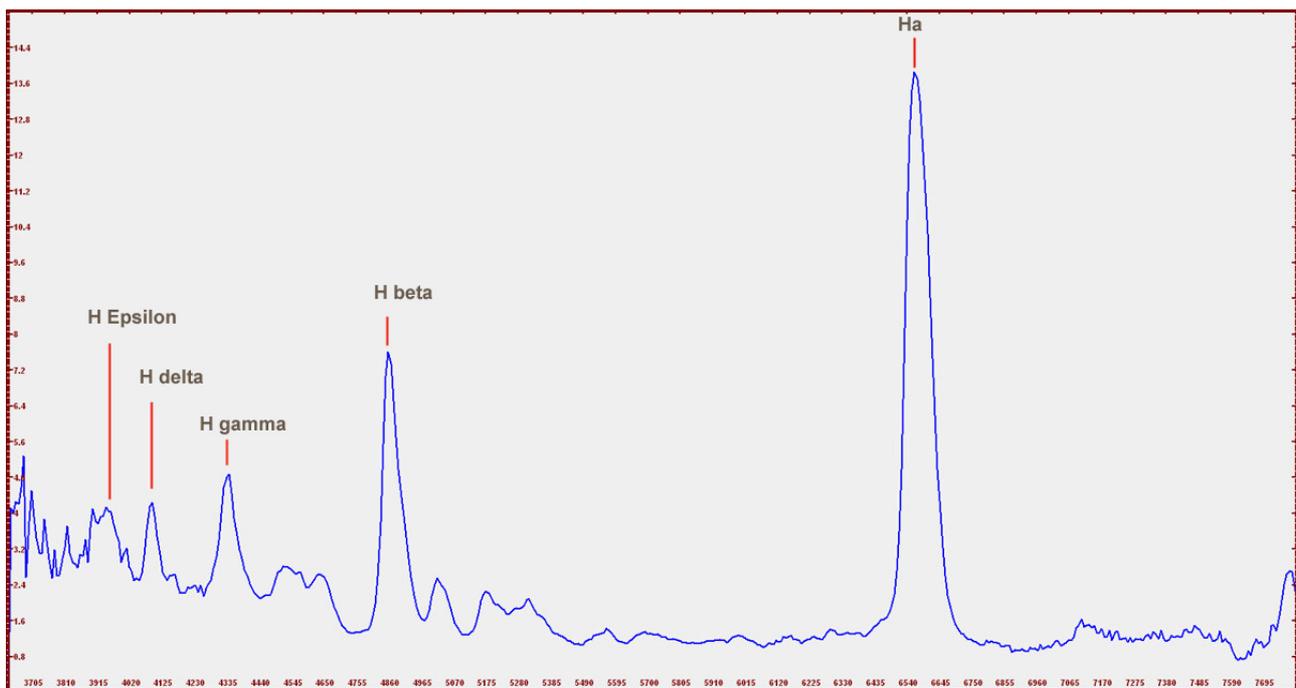




Un altro, recentissimo esempio di nova è quello della nova Delphini 2013, scoperta nell'agosto 2013 da un astrofilo giapponese PNV J20233073+2046041. Si tratta di una Nova molto luminosa, di mag 6,8, che presentava caratteristiche evidenti di emissione nelle righe Ha e H beta, nonché una straordinaria evoluzione, con cambiamenti da un giorno all'altro. Dal profilo seguente, ottenuto il 28 agosto 2013, con la nova già in fase post outburst e corretto per la risposta, si nota una notevole emissione delle righe della serie di Balmer dell'idrogeno .

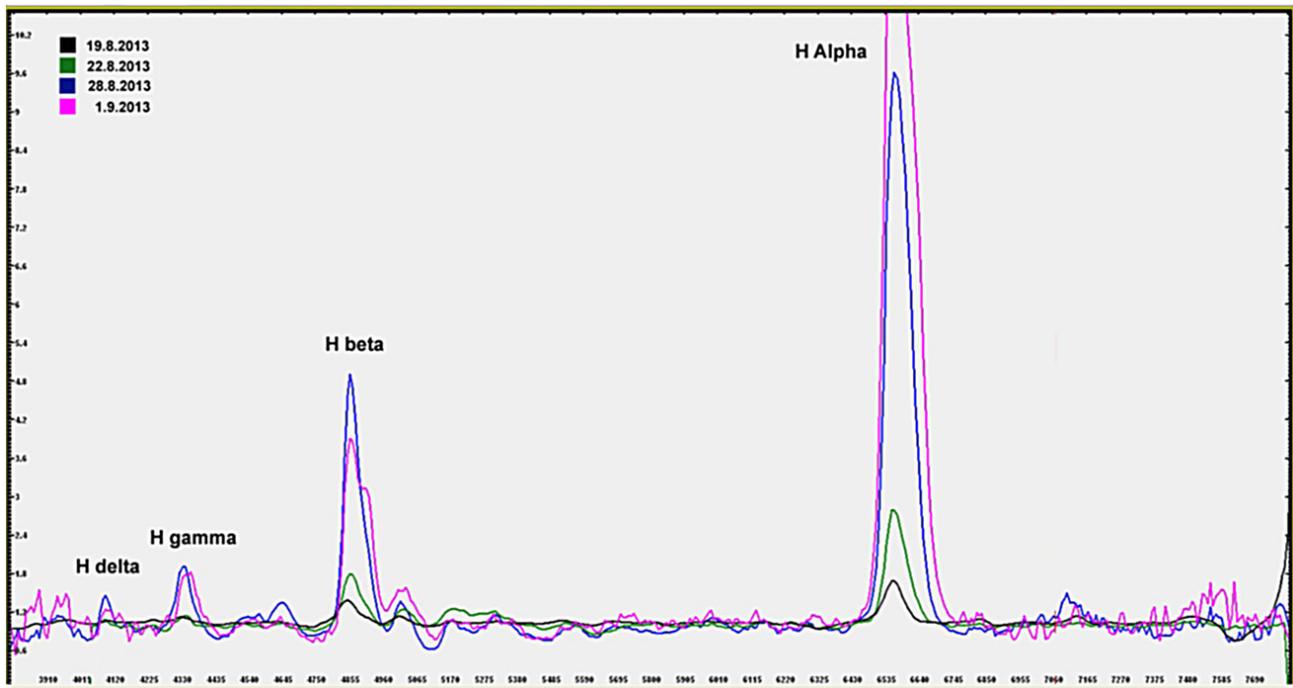
C14@f 5, Artemis CCD (Sensore Sony ICX 285 AL), Star analyser, media di 30 frames da 3 sec, h. 23.01 UT Roma Spettro corretto per la risposta, normalizzato e fondo cielo sottratto.

Nova Delphini 2013 - Observation of August, 28.2013 23.01 UT - C14@f5 Camera Artemis (Sony ICX 285 sensor) Star Analyser 100 grating
Fulvio Mete, Rome, Italy



Nell'immagine Una comparazione dei vari spettri della nova con la diversa intensità delle righe (anche se non assolutamente indicativa, dato che sarebbe necessario comparare le EW) effettuata normalizzando i profili delle varie osservazioni e sovrapponendoli con copia ed incolla.

Per tale tipo di operazioni V Spec possiede tuttavia delle funzioni ad hoc (comparison, stack and shift).



2d- Supernovae

Le supernovae sono classificate sulla base delle caratteristiche della loro curva di luce e delle **righe di assorbimento** dei diversi **elementi chimici** che appaiono nei loro **spettri**. Una prima divisione viene effettuata sulla base della presenza o dell'assenza delle linee dell'**idrogeno**. Se lo spettro della supernova presenta le righe della **serie di Balmer** nello spettro visibile, essa viene classificata come di Tipo II; altrimenti è di Tipo I. I tipi 1 e 2 sono a loro volta divisi in sottoclassi, sempre sulla base dell'apparenza dei loro spettri, come risulta dalla tabella sottostante.

Tipo I

Assenza di righe dell'

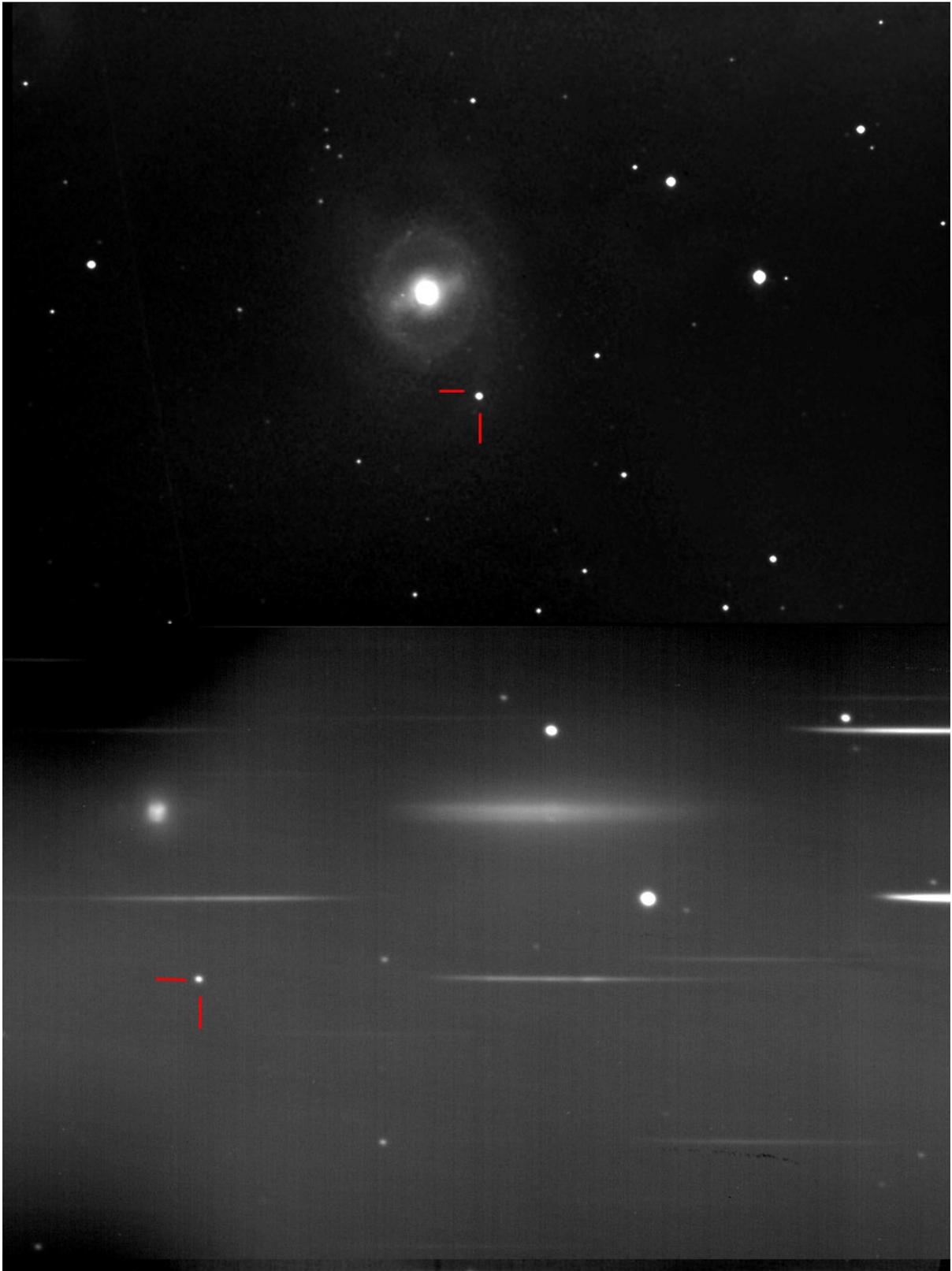
Tipo Ia

	ionizzato (Fe II) e del Calcio ionizzato (Ca II)		
Idrogeno	Tipo Ib/c Righe di assorbimento del silicio deboli o assenti	Type Ib Mostra righe dell'elio neutro (He I) , del Ferro ionizzato (FeII) e del Calcio ionizzato (CaII)	
		Type Ic Righe dell'Elio deboli o assenti, righe Ca II Fe II	
Type II Mostra le righe dell'idrogeno della serie di Balmer (Ha, Hbeta, Hgamma)	Tipo II-P/L/N	Type II-P/L	Type II-P Raggiunge un plateau nella curva di luce
		Assenza di righe strette	Type II-L mostra una decremento lineare nella curva di luce
		Type II n Alcunbe righe sottili	
	Type IIb Lo spettro cambia , diventando di tipo 1b		

Lo studio degli spettri di SN, magari all'inizio dell'esplosione, è uno dei campi nei quali gli astrofili possono dare il loro contributo, anche con mezzi semplici come lo Star Analyser. Condizione necessaria, considerato che mediamente le SN alla portata degli amatori difficilmente scendono al di sotto della mag 12, è l'uso di un telescopio di buona apertura (almeno 25-30 cm) che possa acquisire sufficiente segnale.

Chi scrive raggiunge mediamente, da una città ad alto inquinamento luminoso come Roma, spettri della 14[^] mag in un'ora di integrazione complessiva (subframes da 300 o 600 sec) con un 36 cm (C 14) ed una camera ad alta sensibilità(Sbig ST8), come si può constatare dall'esempio che segue.

M 95 ha ospitato, nella primavera del 2012, una supernova piuttosto luminosa, di mag circa 13.7, di tipo IIP denominata 2012 aw. Riporto di seguito un'immagine della SN del 26 marzo ed una scheda con due osservazioni dello spettro della medesima, effettuate il 26 marzo ed il 17 aprile 2012. I profili spettrali, calibrati per la risposta, mostrano le righe in emissione dell'idrogeno alfa e beta, oltre al classico profilo P Cygni delle righe stesse. Evidente, nell'osservazione del 17 aprile, il profilo PCygni della riga Ha con un blue shift di 130 Å della riga stessa, corrispondente ad una velocità radiale della shell della supernova di circa 5940 Km sec. Entrambe le osservazioni sono state effettuate da Roma, con lo Star Analyser applicato ad un C14 @7 ed una camera Sbig ST8 XME



SN 2012 aw Raw spectrum



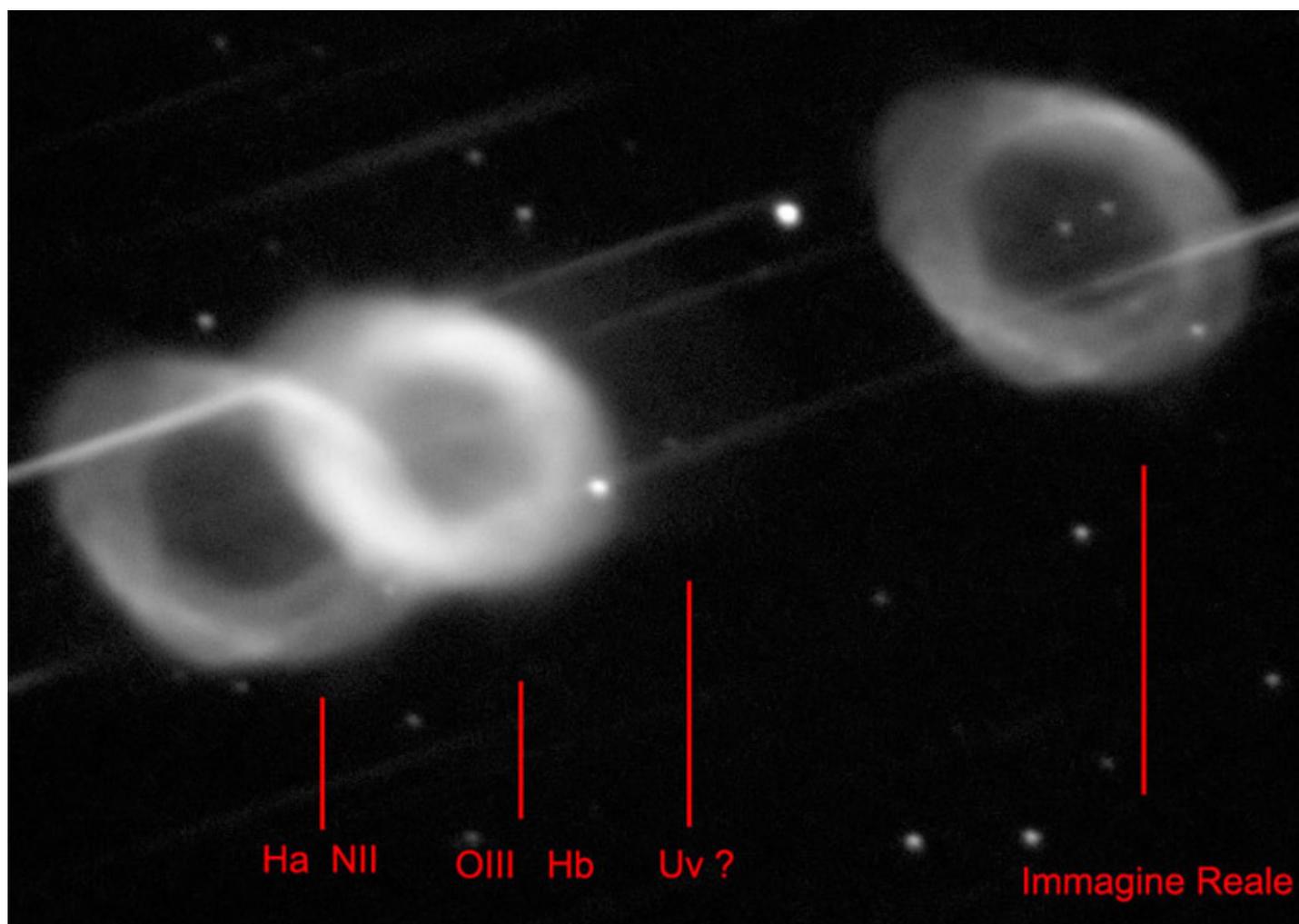
Lo shift della riga Ha



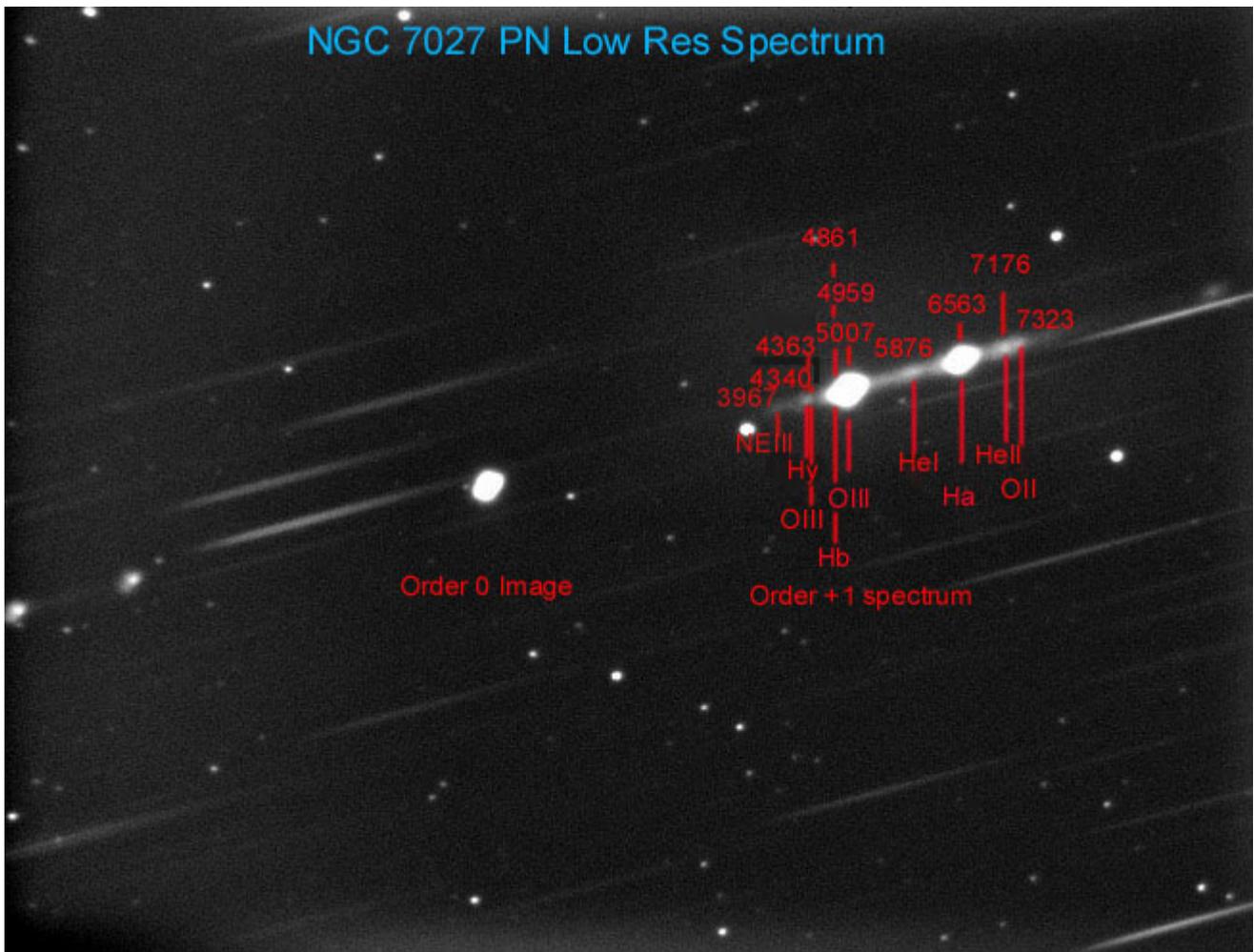
Il confronto tra i profili delle due osservazioni

3-Spettri di Nebulose Planetarie

Normalmente i reticoli a trasmissione come lo Star Analyser non sono adatti alla ripresa CCD degli spettri di oggetti estesi come le planetarie, per i quali occorrono spettroscopi a fenditura, purtuttavia anche in questo settore strumenti come lo Star Analyser possono dire la loro, come si può osservare dalle immagini che seguono, di alcune PN. Ovviamente, al posto delle righe, si osservano immagini multiple dell'oggetto nelle varie lunghezze d'onda di emissione. Nell'immagine sottoindicata M57 è mostrata in modo alquanto inusuale, nella decomposizione della sua struttura, le cui componenti principali sono l'OIII e l'H β (parte piú chiara) rispettivamente a 5007 e 4861 A (zona blu-verde dello spettro visibile) e la parte dell' Idrogeno Alfa, Nitrogeno e Sulfur (non distinguibili tra loro per la bassa risoluzione del reticolo di diffrazione utilizzato) rispettivamente a 6563, 6548, 6584 e 6718 A nella zona a sinistra piú scura vicino al bordo dell'immagine, appartenenti alla parte rossa dello spettro visibile.



NGC 7027 in Cygnus, una planetaria molto difficile da riprendere con particolari evidenti, dato che sottende 18 x 11 secondi d'arco. Della nebulosa in questione è stato ottenuto con lo Star Analyser il seguente spettro a bassa risoluzione, con evidenti tutte le emissioni della serie di Balmer dell'Idrogeno, quelle dell'OIII e dell'Elio:

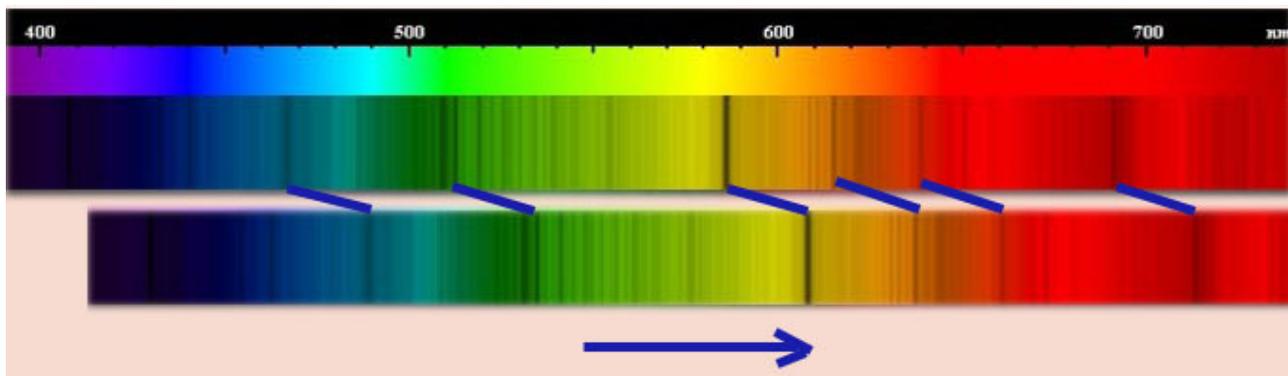


4-Spettri di Quasars, Blazars ed altri oggetti relativistici.

I quasars , come tutti sanno, sono sorgenti radio di apparenza quasi stellare che presentano un o spostamento verso il rosso di natura cosmologica, si tratta quindi di oggetti molto lontani e luminosissimi.IL Blazar è un quasar molto compatto associato ad un buco nero al centro di una grande galassia attiva (AGN).

Potrebbero sembrare oggetti completamente fuori della portata dell'astrofilo medio, ma non è così.Con mezzi semplici e direi quasi primitivi come lo Star Analyser è possibile infatti misurare il redshift di alcuni di questi oggetti.Occorre tuttavia precisare cosa si intende e come si misura il redshift

Redshift è il termine col quale è definita una situazione nella quale le principali righe di assorbimento o di emissione dello spettro di un dato oggetto sono spostate verso la parte rossa , verso lunghezze d'onda maggiori rispetto ad uno spettro campione, indicando che l'oggetto stesso si allontana dall'osservatore per effetto doppler.



la formula canonica con la quale si misura il Redshift, indicato con la lettera z, è la seguente:

$$Z = \frac{L_1 - L_0}{L_0} = \frac{dL}{L_0}$$

dove: L_0 è la lunghezza d'onda "a riposo" della riga di un dato elemento

L_1 è la lunghezza d'onda osservata della riga stessa

$L_1 - L_0 = dL$ è l'incremento di lunghezza d'onda osservata

Quindi, se ad es. la riga di assorbimento dell'Idrogeno beta a 4861 A viene osservata a 5500 A, il redshift z dell'oggetto risulta pari a: $(5500 - 4861) / 4861 = 639 / 4861 = 0,13$

La velocità V alla quale l'oggetto si muove è data dalla formula:

$$V = c \times z$$

dove : $C =$ velocità della luce nel vuoto

$z =$ redshift

Nell'esempio precedente risulterebbe quindi: $V = 300.000 \times 0,13 = 39.000$ Km per sec. Tuttavia tale formula è applicabile a redshift relativamente piccoli, con $z < 0,1$

Una formula più completa, che tiene conto degli effetti relativistici di redshift elevati, con $z > 0,1$, quali quelli della maggior parte dei quasars, è la seguente:

$$V = c \times (z+1)^2 - 1 / (z+1)^2 + 1$$

Nell'esempio sopra riportato, V risulterebbe quindi pari a $300.000 \times 0.277 / 2,277 = 36.300$ Km per sec

Nota la velocità v dell'oggetto, si può determinarne la distanza in Mpc (Mega parsec) con la nota formula.

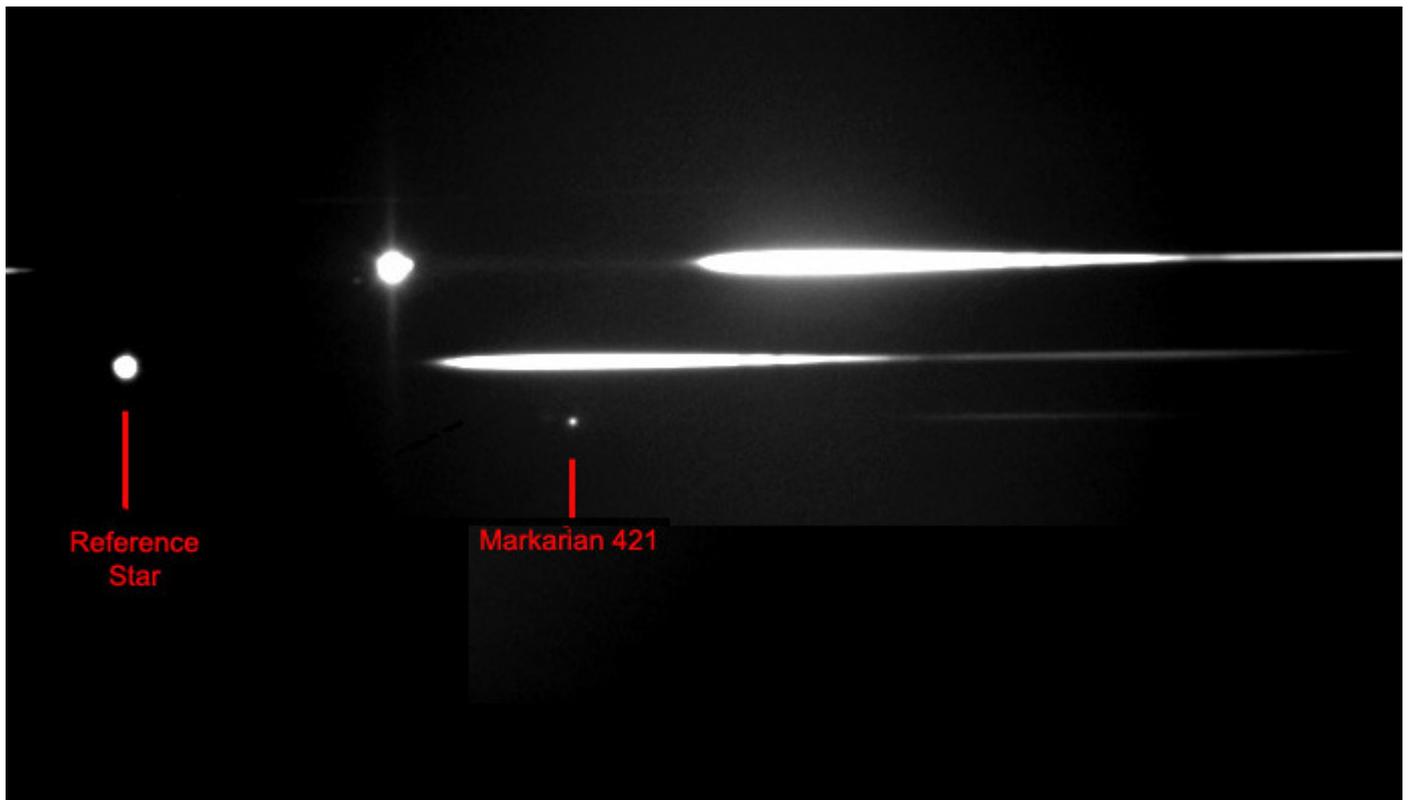
$$D = V / H_0$$

dove H_0 è la celebre "costante di Hubble", la costante di proporzionalità che lega la velocità di recessione delle galassie alla loro distanza. Essa è ritenuta, sulla base delle attuali conoscenze, avere un valore di 71 Km per sec/per Mpc.

Ancora nell'esempio precedente, quindi, la distanza dell'oggetto osservato sarebbe pari a $36300 / 71 = 511$ Mpc

ossia, tenuto conto che 1 Mpc = 1 milione di parsec = 3.261.470 Anni luce, la distanza cercata è di 1,666 miliardi di A.L. circa

Markarian 421 è uno dei più eclatanti esempi di Blazars, ed anche uno dei più luminosi, nonostante la sua luminosità vari notevolmente, tra la mag 12.5 e la 13.5. Markarian 421 si trova alle coordinate AR 11 04 25.6 Dec +38 12 47 (2000), nell'Orsa Maggiore. Esso è lontano circa 360 Milioni di anni luce, con un redshift di 0.03. Era da tempo che pensavo allo spettro del blazar, e nello scorso 15 luglio 2009 mi sono deciso a raggiungere lo scopo. Sono stati quindi ripresi 50 frames da 30 secs ciascuno con la camera Atik 16 HR in binning 2x2 con reticolo di diffrazione Star Analyser da 100 l/mm al fuoco del C 14 a fr 11 per lo spettro di Mark 421 e 4 frame da 2 secs ciascuno per la stella di riferimento (di probabile classe A), dei quali è stato scelto il migliore. Dalla composizione dei frames dello spettro del blazar, nel quale gli spettri delle stelle di campo risultano ovviamente sovraesposti, si è ottenuta l'immagine seguente, opportunamente ruotata per far coincidere la zona rossa dello spettro con la parte destra:



Ora, le righe dello spettro di Mark 421 risultano leggermente allargate per effetto dello spettro della galassia compagna, tuttavia la H β risulta sicuramente, anche se in modo lieve, anche nello spettro del blazar in assorbimento. Mettendo a registro i due spettri, la differenza di spostamento verso il rosso delle righe di quest'ultimo rispetto alla stella di controllo risulta di 6 pixel, corrispondenti, alla dispersione di 23,7 A/Pixel, a 142 Angstrom, il che vuol dire che la riga H β si troverebbe a 5003 A anzichè a 4861. Il redshift del Blazar sarebbe quindi $142/4861 = 0,0292$, con un errore di 0,0008 rispetto al valore reale di 0,03 che può ritenersi accettabile in rapporto alla strumentazione usata, al livello di risoluzione, ed al basso redshift dell'oggetto. La ridotta velocità dell'oggetto (ca 8760 Km/sec) ed il basso livello di risoluzione dello spettroscopio usato rendono pressochè inutile l'applicazione della formula relativistica, che fornisce comunque valori simili.

Possibili campi di collaborazione tra amatori e professionisti

*Estratto dalla relazione del prof Roberto Nesci,- Universita' La Sapienza di Roma- al
Seminario di Spettroscopia di Asiago del 25.4.2010*

Misure possibili

● **Le misure possibili si possono suddividere in varie categorie**

| **Eventi transienti imprevisti**

| **Monitoraggio di sorgenti variabili note**

| **Test strumentali su oggetti già noti**

Eventi transienti

In questa classe rientrano oggetti relativamente brillanti (mag. <9) di cui e' critico avere spettri con tempestivita' e grande campionamento temporale (esempio la Nova KT Eridani, ottobre 2009);

Non sempre gli Osservatori professionali hanno la possibilita' di osservare al momento giusto;

Gli amatori possono colmare buchi critici nelle osservazioni.

Monitoraggi

○Stelle variabili note, regolari o semiregolari o irregolari, non vengono sorvegliate con continuita' dai professionisti in quanto la probabilita' di scoprire qualcosa e' bassa e il tempo dei telescopi e' prezioso.

○In questo campo la misura piu' facile e' la larghezza equivalente delle righe di emissione, che si puo' fare anche con grism in fascio convergente (F/10) senza fenditura con telescopi da 20cm per stelle di mag. 9

○Piu' difficile e' la misura di variazione di velocita' radiale, che richiede uno spettrografo a fenditura e risoluzione di 1 A: con un 20cm e' difficile andare oltre la mag.4 con tempi di posa corti.

Possibili monitoraggi

Stelle variabili

|Stelle di tipo Be (P Cyg, Gamma Cas, ...)

|Stelle tipo Wolf-Rayet (... candidate Supernovae)

|Variabili rosse regolari (tipo Mira)

|Variabili rosse semiregolari (Betelgeuse, ...)

Binarie

|Curve di velocita' di binarie strette (classe W Uma)

|Curve di velocita' di binarie con righe di emissione (Beta Lyr)

Spettro di Eps Aur

Spettro di P Cygni

Requisiti

- **Non occorre necessariamente un cielo buio**
- **Configurazione strumentale stabile e riproducibile**
- **Camera CCD o CMOS, possibilmente senza microlenti, con uscita in FITS (o comunque in formato RAW, trasformabile off-line in FITS)**
- **Va bene anche una dinamica a 12 bit (la prima camera di Hubble era a 12 bit, le camere dei Voyager erano ad 8 bit !)**
- **Un sensore a colori e' meno efficiente e meno preciso, ma puo' servire a scopo divulgativo, per fare scena ...**
- **Uno spettrografo o un semplice grism nella ruota portafiltri**

Prove di fattibilita' (1)

- **Misure di redshift di Quasars: in questo caso si puo' operare anche col grism in fascio convergente pur di avere in campo anche l'immagine di ordine zero: il Quasar piu' brillante, 3C273, e' comunque di mag. 12**
- **Misure di velocita' radiale di galassie: qui serve proprio lo spettrografo a fenditura e gli spostamenti da misurare sono di 5-10 A. Telescopi da 40cm e posa da almeno 15 minuti, sommando poi varie immagini per avere lo spettro finale.**
- **Misura del moto orbitale terrestre (30 km/s): l'effetto si vede su qualunque stella, ed e' massimo per stelle sull'eclittica (0.5 A); Regolo e' la stella ideale. Occorre una elevata risoluzione (0.1 A) e una accurata calibrazione in lunghezza d'onda. La velocita' radiale varia con periodo di un anno e la variazione e' al massimo quando la stella e' in quadratura col Sole.**

Prove di fattibilita' (2)

- **Bande di assorbimento molecolari nelle atmosfere planetarie (metano, anidride carbonica, ...). Serve lo spettrografo a fenditura, ma i pianeti sono brillanti.**
- **Variazione della intensita' delle bande di assorbimento della atmosfera terrestre (ossigeno, vapore acqueo) con l'altezza della stella sull'orizzonte. Basta un grism senza fenditura.**

Le bande dell'Ossigeno non variano con le condizioni meteorologiche, mentre quelle del vapore acqueo SI . Provate la differenza tra estate e inverno....

- **Spettro del Sole senza telescopio solare: basta fare lo spettro della Luna con uno spettrografo a fenditura.**

Per collaborare coi professionisti ...

- **Per prima cosa acquistate dimestichezza con la vostra strumentazione.**
- **Poi con il software per la riduzione e analisi dei dati.**
- **Verificate la precisione delle misure ottenibile, sia di larghezza equivalente (L.E.) che di lunghezza d'onda delle righe spettrali.**
- **Infine cercate la collaborazione di altri amatori o di professionisti**

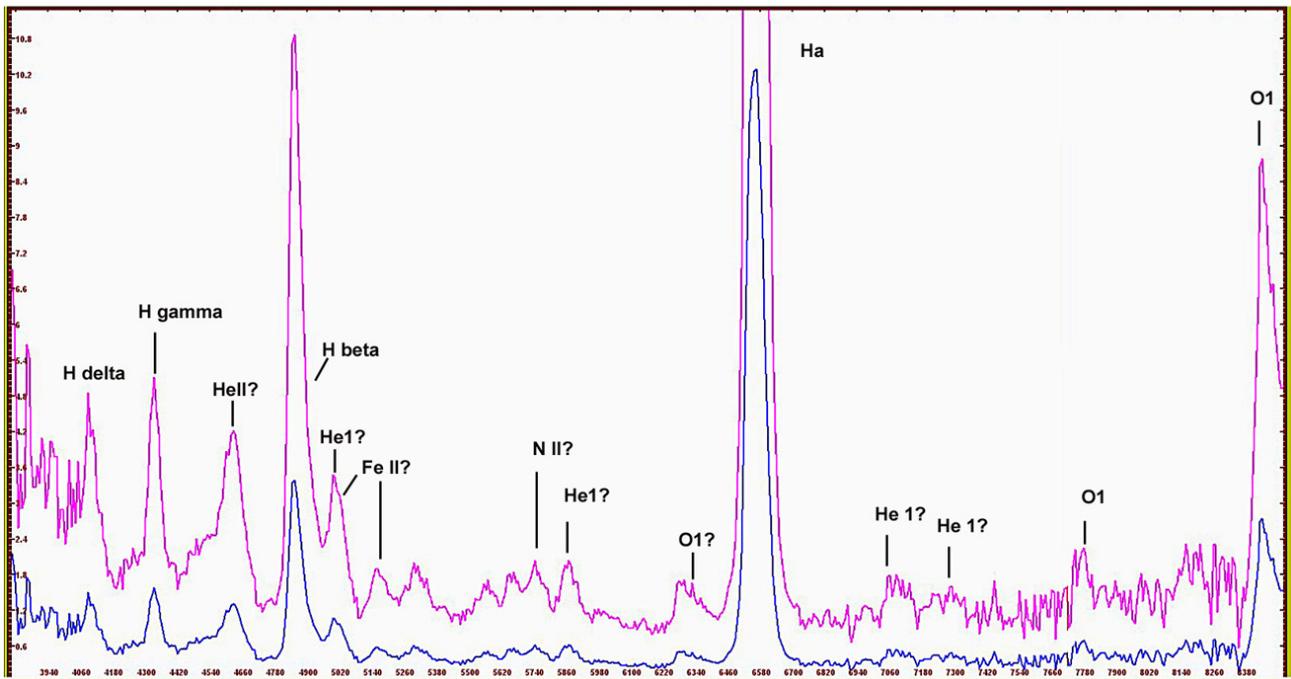
Per un uso scientifico serve poter dire:

- ! **Intervallo spettrale coperto**
- ! **Precisione di misura di L.E. in emissione e in assorbimento, e a quali magnitudini**
- ! **Precisione di misura di lunghezza d'onda (in emissione e in assorbimento) a quali magnitudini**

Potere risolutivo in lunghezza d'onda (larghezza a metà altezza del profilo della riga spettrale)

Dopo questa completa ed esauriente esposizione dell'amico Prof Roberto Nesci, vorrei aggiungere alcune righe alla questione della collaborazione professionisti-amatori in Italia. Diversamente di altri paesi, in primis la Francia, nel nostro paese la spettroscopia amatoriale è ancora agli inizi, probabilmente anche per la diffusa convinzione che l'amatore non è nelle condizioni di svolgere un lavoro di tale serietà da essere di qualche utilità alla comunità astronomica professionale. Ciò non è assolutamente vero, come in questi giorni sta dimostrando l'evento dell'anno, la recente nova esplosa nella costellazione del Delfino. In questa occasione sono stati ripresi da parte amatoriale centinaia di spettri in tutto il mondo, alcuni di indiscussa sofisticazione, ma altri, molti, compresa la mia dozzina, con strumenti di assoluta semplicità e facilità d'uso come un buon telescopio, lo Star Analyser, una camera CCD di media fascia. La nova è stata monitorata, grazie all'apporto degli amatori, dal momento della sua scoperta e probabilmente lo sarà ancora a lungo. Le indicazioni che tali strumenti semplici possono fornire con un minimo di impegno e di capacità di gestione del software sono notevoli, come testimonia la seguente immagine del profilo spettrale della nova con l'identificazione delle righe di alcuni elementi della stessa con l'aiuto dello Star Analyser e di Visual Spec. Già tale lavoro può essere utile per definire lo stato evolutivo dell'oggetto, specie se effettuato in misura tale da poterne derivare anche dati massificati o statistici.

Nova Delphini 2013- Observation of september, 23, 2013 21.16 UT C14@f5 , camera Artemis ICX 285 AL -Star analyser 100 - 7.8 A7pixel
Possible He 1 lines identification by the linedent tool in VSpec. Fulvio Mete - Rome , Italy

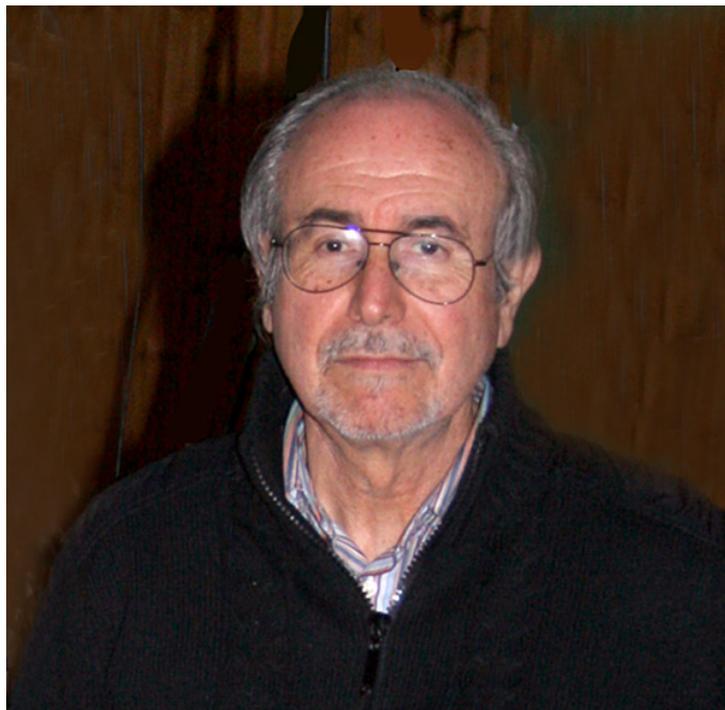


Qui termina, per il momento, questa carrellata su un semplice approccio alla spettroscopia stellare amatoriale con reticoli di diffrazione o grism. Ho preferito privilegiare la facilità e semplicità senza trascurare il rigore, che tuttavia in questa sede non può essere eccessivo. Approcci di maggiore interesse e scientificità presuppongono l'uso di uno strumento a fenditura ed una certa esperienza, che è senz'altro possibile iniziare ad acquisire con lo Star Analyser od altri prodotti analoghi.

Un sincero ringraziamento a coloro che vorranno leggere queste pagine.

Roma, 25 settembre 2013

Fulvio Mete



Appassionato di astronomia dall'età di otto anni, Fulvio Mete ha dedicato buona parte della sua vita a questa sua passione, integrando le conoscenze di astronomia con quelle di fisica, informatica, meccanica. Da oltre 15 anni si occupa di spettroscopia astronomica, e dal 2009 ha assunto la responsabilità del Settore di Ricerca UAI di Spettroscopia, nel cui ambito ha svolto e svolge numerose iniziative di ricerca, quali spettroscopia di nove e supernove, spettroscopia solare ad alta risoluzione. Ha, altresì, organizzato numerosi eventi di livello nazionale in tale settore, quali i Seminari di Spettroscopia di Asiago e di Arcetri, e molti altri di minore livello. Ha pubblicato una decina di articoli su riviste commerciali di divulgazione astronomica

(Coelum, Nuovo Orione) ed altri sulla rivista Astronomia UAI. Ha partecipato con proprie relazioni a numerosi Convegni e Congressi di astronomia. Ha costruito e costruisce da autodidatta numerosi strumenti per la osservazione e ripresa spettroscopica del sole e degli oggetti del cielo profondo, alcuni dei quali hanno carattere di unicità a livello nazionale. Ha ricevuto, in occasione del Congresso UAI di Senigallia, il "Premio Ruggeri" di UAI per la sua attività di astronomo amatore, partecipa, ed è presente, su buona parte dei Newsgroup nazionali ed internazionali, ed è ben conosciuto anche tra gli astrofili di altri paesi, in particolare statunitensi, australiani, francesi ed inglesi, con alcuni dei quali mantiene rapporti nel campo della spettroscopia.