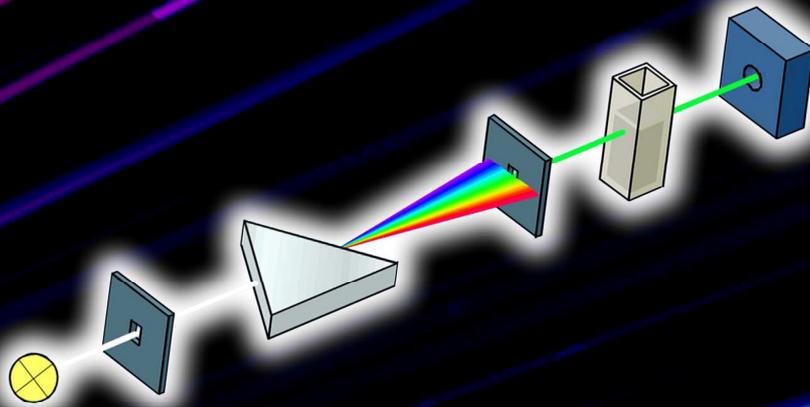


Fulvio Mete

CENNI DI SPETTROSCOPIA ASTRONOMICA AMATORIALE



Light from infinity.org

Cenni di Spettroscopia astronomica Amatoriale

di Fulvio Mete
Roma, 2016

INDICE

Prefazione.....	4
Che cos'è la spettroscopia.....	6
I risultati e le scoperte della spettroscopia.....	14
Informazioni ottenibili dagli spettri.....	24
La diffrazione, la dispersione della luce e gli spettroscopi.....	31
Autocostruzione di uno spettroscopio didattico.....	56
Principali tipi di spettroscopi e loro funzionamento.....	64
I reticoli di diffrazione.....	70
Le varie configurazioni di spettroscopi a reticolo.....	98
Le lampade di calibrazione.....	140
La spettroscopia a reticolo senza fenditura.....	143
La spettroscopia a reticolo con fenditura.....	227
Spettroscopi commerciali.....	247

Spettroscopi stellari a fenditura auto costruibili.....	258
Spettroscopi stellari a lente cilindrica.....	272
Gli spettroscopi nell'osservazione solare.....	282
La spettroelioscopia.....	309
La spettroelioscopia digitale.....	314
Conclusioni.....	374

Prefazione

Questo libro, scritto da uno come voi, non laureato in astronomia ed astrofisica è dedicato a voi appassionati di astronomia non professionisti (i professionisti intenderanno sicuramente rivolgersi ad altri testi) o meglio a quelli tra voi che vogliono andare oltre la mera contemplazione delle bellezze dell'Universo, per cercare di comprenderne la genesi, di accostarsi alla loro essenza, di capire entro i limiti di un approccio amatoriale il messaggio che i corpi celesti ci inviano sotto forma di onde elettromagnetiche, di fotoni captati dai nostri occhi o dai recettori di silicio dei sensori allo stato solido. Può sembrare retorica, ma non lo è, e come in un'opera d'arte cerchiamo di comprendere il significato profondo che in essa è racchiuso, nei confronti dell'opera d'arte più grande che sia mai esistita non possiamo certo limitarci ad un'occhiata superficiale, anche se esteticamente appagante.

Nell'esempio che mi viene più immediato, e che spesso ho richiamato nel corso dei miei interventi sul tema, se paragoniamo ciascuno degli oggetti celesti ad un libro, nessuno di noi si limiterebbe a leggerne il titolo, o magari la prefazione, trascurandone il contenuto: la spettroscopia ci permette di accedere al contenuto del libro, di dare una spiegazione alla realtà fisica degli oggetti.

Essa costituisce quindi non un mero fatto tecnico, ma un approccio culturale, un modo di osservare diverso e più soddisfacente. Molti amatori, anche evoluti, nutrono un timore reverenziale nei confronti di questa disciplina, temendo che questa sia al di sopra delle loro possibilità; ritengono, sbagliando, che richieda chissà quale background specialistico o quali nozioni di fisica. Certo, in ambito professionale sono richieste nozioni di notevole complessità, ma qui siamo in ambito amatoriale, ed il fine di questo testo, pur senza ripudiare la scientificità, è quello di semplificare al massimo per incuriosire, attrarre e poi appassionare, cercando di coinvolgere il maggior numero di astrofili, o meglio, come io amo definirli "astronomi amatori" in un nuovo modo di praticare la loro passione. Ho cercato quindi di limitare matematica e formule, per agevolare la comprensione da parte di coloro con un background umanistico. In realtà in un primo approccio, quello della spettroscopia stellare in fascio convergente, non sono richieste più nozioni di quelle necessarie per la fotometria, né più spese aggiuntive di quelle di un normale filtro interferenziale e con esso l'astrofilo potrà rendersi conto della realtà con la quale si va a confrontare, decidendo poi se proseguire con ulteriori approfondimenti, o abbandonare. Una volta esauritasi, in un modo o nell'altro, questa prima fase, la seconda, se sarà affrontata, sarà sicuramente ancora più entusiasmante e piena di soddisfazioni. Con la spettroscopia a fenditura, a media ed alta risoluzione, si apriranno orizzonti impensabili per l'amatore, alcuni dei quali vicini ai lavori dell'astronomia professionale, spettri di oggetti estesi come nebulose e galassie di Seyfert, misure più precise su spettri di variabili cataclismiche e supernove. Si potrà accedere alla spettroeliografia, all'imaging solare in varie lunghezze d'onda.

Sono tali e tante le novità e le cose interessanti da approfondire che il primitivo approccio all'imaging ci apparirà privo di smalto, meno coinvolgente. Se poi ci si introduce in questo mondo non soltanto come utilizzatori, ma come costruttori di strumenti per la spettroscopia, come è capitato a chi scrive 18 anni fa, ecco che la passione e l'entusiasmo si moltiplicano per cento, e le ore libere della giornata appaiono insufficienti per la realizzazione dei nostri progetti. Sono stato attento, in queste mie pagine, ad usare formule semplici e corredate da esempi, quindi alla portata praticamente di tutti: la materia è ostica, è imperativo quindi uno sforzo di semplicità per estenderne il significato a tutti, giovani e vecchi, laureati e non. Ma non voglio annoiarvi oltre misura; mi auguro solo che queste mie parole vi portino fortuna e contribuiscano a tener viva in ognuno di voi la passione per la più bella scienza che mai l'umanità abbia coltivato.

Un'ulteriore annotazione: alcuni di voi si chiederanno perché nella trattazione viene usata l'unità di misura degli Angstrom invece di quella dei Nanometri (multiplo della precedente) oggi adottato dalla comunità scientifica. La risposta è semplice: in alta risoluzione spettroscopica parlare, ad esempio, di 3933.68 Angstrom mi è sembrato più facile e più immediato che 393.368 Nanometri. Spero che i lettori vogliano perdonare questa mia volontaria imprecisione.

Che cos'è la spettroscopia per gli astrofili?

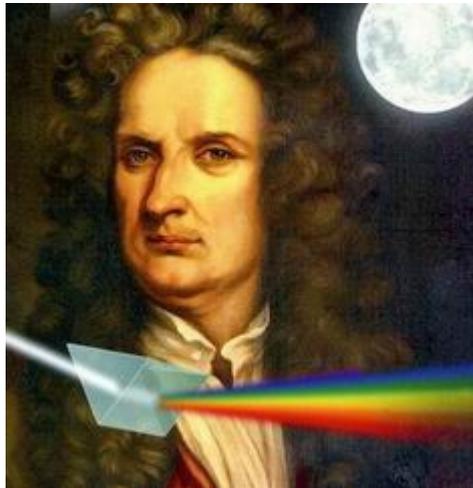
La spettroscopia è la grande passione degli ultimi anni; è un modo nuovo di essere astrofilo, un approccio totalmente diverso rispetto alle "normali" occupazioni degli appassionati, anche evoluti, che si interessano di imaging del cielo profondo o della nostra stella, il sole. Un approccio a prima vista 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, basati a terra o su satelliti, 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 e lo stato fisico 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

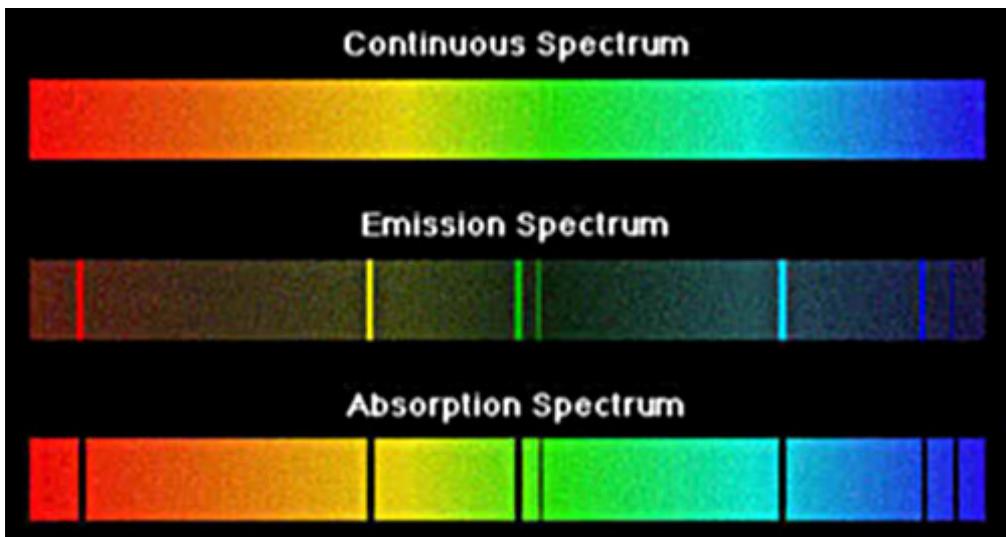
stessa esistenza con scoperte che hanno inciso profondamente sul tessuto concettuale e filosofico dell'universo che ci circonda.



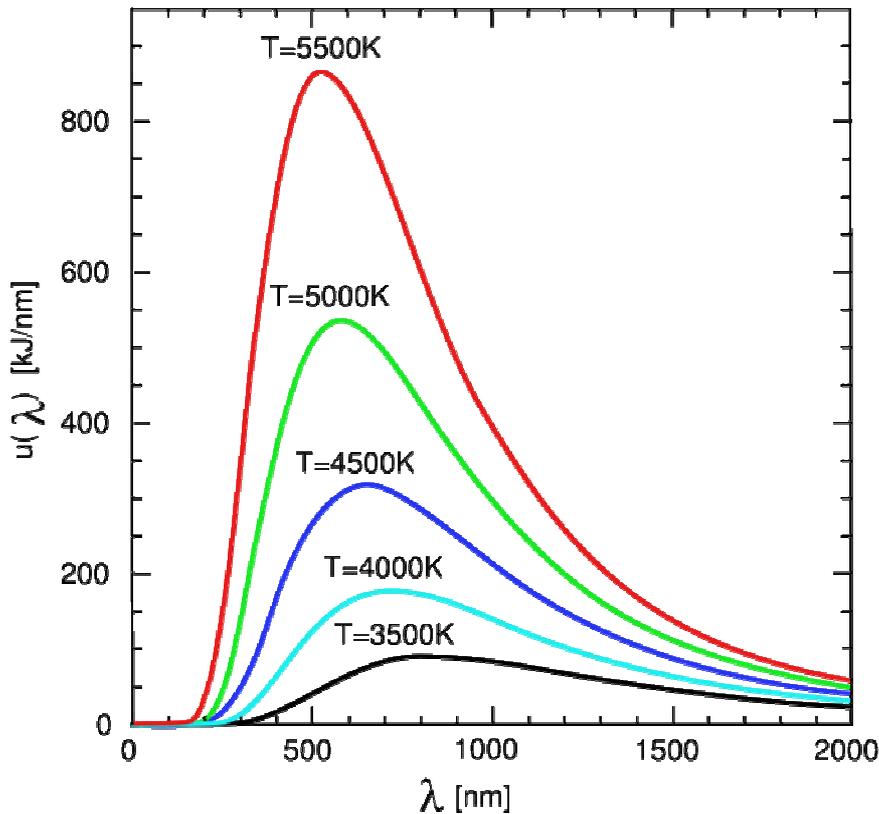
Dopo i primi esperimenti sulla scomposizione della luce con un prisma di vetro compiuti, come si è detto, da Isaac Newton e Francesco Maria Grimaldi nel seicento, un primo studio sistematico dello spettro solare venne effettuato nei primi anni dell'ottocento da Joseph Von Fraunhofer che catalogò 574 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 o alogena. 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.



Lo spettro continuo è quello emesso da un radiatore di corpo nero, termine usato in fisica per definire un oggetto teorico che assorbe tutta la luce che cade su di esso, sia esso un ferro portato all'incandescenza che il cuore di una stella. Non riflettendo il corpo nero assorbe dunque tutta l'energia incidente e re-irradia tutta la quantità di energia assorbita e deve quindi il suo nome unicamente all'assenza di riflessione. La radiazione emessa da un corpo nero viene detta radiazione del corpo nero e la densità di energia irradiata **spettro di corpo nero**. Lo spettro, ovvero l'intensità o densità della radiazione emessa in funzione della lunghezza d'onda di un corpo nero è una curva dalla caratteristica forma a campana (più o meno asimmetrica e più o meno schiacciata) dipendente unicamente dalla sua temperatura e non dal materiale che compone il corpo. Detto spettro è anche detto "spettro di Planck"(vedi figura).



In generale le stelle mostrano degli spettri a righe di assorbimento, ma in alcuni casi anche di emissione. In base agli esperimenti di Kirchoff, le righe sovrapposte allo spettro continuo possono essere attribuite alla presenza di un'atmosfera più fredda che assorbe selettivamente il continuo emesso dalla stella. Ciascun elemento assorbe le proprie lunghezze d'onda (in parole povere è come se ogni elemento chimico presentasse il proprio codice a barre), quindi si può determinare quali sono gli elementi chimici presenti nella stella. Il profilo e l'intensità delle righe permettono di ricavare l'abbondanza relativa degli elementi presenti nonché alcune caratteristiche fisiche delle stelle, mentre lo spostamento dalle loro lunghezze d'onda nominali fornisce informazioni sul moto della sorgente stessa rispetto all'osservatore. Naturalmente l'indagine spettroscopica si applica non solo alle stelle, ma a tutti i corpi celesti che emettono luce, nebulose, galassie, quasars etc.

Possono inoltre aversi spettri atomici, che danno luogo a righe più o meno sottili e spettri molecolari, che originano bande sfumate, ovvero in alcuni casi entrambi.

Cerchiamo ora di capire perchè si originano gli spettri e le righe cui si è accennato, e quale sia il background teorico dei risultati sperimentali: Il modello dell'atomo di Bohr può essere usato per comprendere in che modo sono prodotti i diversi tipi di spettri. In particolare, il modello della conservazione dell'energia per l'elettrone di un atomo prevede che quando un elettrone si trova in uno stato eccitato, cioè in uno stato ad

energia maggiore di quella dello stato fondamentale o iniziale, decade spontaneamente verso un altro livello di energia minore, in base al principio secondo cui ogni sistema fisico tende spontaneamente ad assumere la configurazione di energia minima. Tale processo è accompagnato dall'emissione dell'energia in eccesso sotto forma di radiazione. In altre parole se gli atomi vengono lasciati indisturbati, in genere essi scendono al livello energetico più basso disponibile e vi rimangono, cioè restano nel loro "stato fondamentale": occasionalmente, tuttavia essi possono essere spinti verso stati di energia più alta ("diventano eccitati"), per esempio, a causa di una collisione con un altro atomo o un elettrone dotati di grande velocità, acquistata da una tensione elettrica o da una sorgente di calore. Un atomo che sia stato spinto verso uno dei suoi più alti "livelli eccitati" presto ricade a un livello più basso ("subisce un salto quantico"), emettendo un fotone la cui energia corrisponde alla differenza energetica tra i due livelli. Osserviamo ora in dettaglio cosa accade per i diversi tipi di spettri.

Per quanto riguarda gli spettri continui nei gas molto caldi gli atomi hanno elevate energie cinetiche e le collisioni tra essi sono molto frequenti, i loro elettroni sono elevati a livelli eccitati e poi decadono al livello iniziale producendo righe di emissione. Tuttavia se i gas hanno elevata pressione e densità allora un elettrone nel suo stato eccitato può non avere tempo sufficiente per tornare allo stato iniziale prima di collidere con un atomo vicino. Ciò ha l'effetto di annullare l'incisione delle righe di emissione diffondendole lungo tutto lo spettro, in modo che alla fine la luce che la luce che emerge dal gas è diffusa in uno spettro continuo, senza righe, in tutte le lunghezze d'onda. Gli spettri continui, se riportati su in diagramma cartesiano con le intensità sull'asse Y e la lunghezza d'onda sull'asse X, mostrano un picco correlato alla temperatura superficiale della stella, tali picchi di intensità differiscono molto tra di loro, quindi in spettroscopia si usa "normalizzare" il continuo per rendere possibile la comparazione dei picchi di intensità delle diverse stelle od oggetti che emettono lo spettro. Le curve degli spettri continui prendono, come si è visto, il nome di curve di Planck.

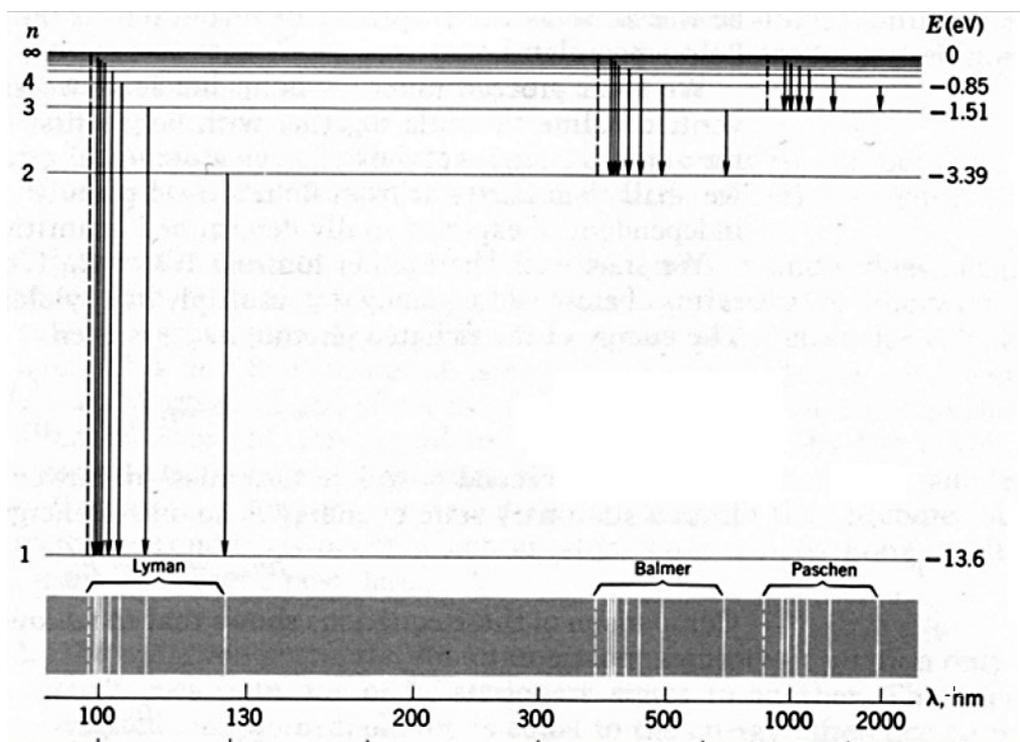
Relativamente agli spettri di emissione, in un gas contenente solo atomi di una data specie, gli elettroni si troveranno nel loro stato iniziale quando la temperatura è bassa. Se il gas si riscalda, i suoi atomi acquistano energia cinetica e tendono a collidere con quelli vicini, facendo sì che gli elettroni si innalzino verso stati eccitati. Quando gli elettroni successivamente decadono verso livelli più bassi, verranno emessi fotoni di differenti energie e lunghezze d'onda, corrispondenti al particolare schema di livello di energia degli elettroni per quel gas. Il gas quindi emetterà sotto forma di righe, luce nelle lunghezze d'onda e di intensità corrispondente alle energie di transizione degli elettroni. Le righe saranno in numero maggiore man mano che la temperatura del gas sale, in corrispondenza ai livelli di energia di transizione degli elettroni permessi rispetto a quello iniziale.

Per quanto riguarda gli spettri di assorbimento, occorre comprendere cosa succede quando si interpone un gas di composizione non nota di fronte ad una sorgente di luce che emette uno spettro continuo. La luce della sorgente contiene fotoni di diversa energia e lunghezza d'onda, e, nel caso in cui l'energia di alcuni di questi fotoni sia

esattamente uguale a quella della differenza tra lo stato iniziale e quello eccitato degli atomi del gas interposto, i fotoni in questione verranno eliminati dalla composizione della luce incidente, e quindi assorbiti. Gli elettroni che si trovano in uno stato eccitato ritorneranno tuttavia presto al loro stato iniziale emettendo un fotone; tuttavia detto fotone verrà emesso in una direzione diversa da quello assorbito, così che i fotoni riemessi non verranno osservati in uno spettroscopio, nel quale invece si osserverà uno spettro continuo attraversato da righe scure situate alle lunghezze d'onda corrispondenti agli stati eccitati del gas interposto, ovvero esattamente a quelle in cui si sarebbero trovate le righe di emissione se il gas stesso fosse stato riscaldato.

Sia le righe scure di assorbimento che quelle chiare di emissione costituiranno quindi le impronte digitali spettrali degli elementi presenti nel gas caldo.

Nella figura che segue sono mostrate le righe corrispondenti alle principali serie di transizione dell'Idrogeno: La **Lyman**, nell'UV, la **Balmer** nel visibile e la **Paschen** nell'IR. L'elemento distintivo è il livello di energia al quale le transizioni hanno inizio e fine: il livello 1 per la Lyman, il livello 2 per la Balmer ed il livello 3 per la Paschen. Esistono ulteriori serie, quelle di **Brackett e Pfund** nel profondo IR.



Le serie dell'Idrogeno acquistano grande importanza in astronomia per la particolare abbondanza di tale elemento nell'universo. La serie di Balmer, senza dubbio la più importante di esse, è caratterizzata dalle transizioni elettroniche da $n = 3$ a $n = \infty$. Questi passaggi sono indicati ciascuno da una lettera greca: la transizione $3 \rightarrow 2$ è associata alla lettera α , la $4 \rightarrow 2$ alla β e così via. Poiché storicamente queste righe sono state le prime ad essere identificate, il loro nome è formato dalla lettera H, il simbolo dell'idrogeno, seguita dalla lettera greca associata alla transizione.

Transizione	3 \rightarrow 2	4 \rightarrow 2	5 \rightarrow 2	6 \rightarrow 2	7 \rightarrow 2	8 \rightarrow 2	9 \rightarrow 2	$\infty \rightarrow$ 2
Nome	H- α	H- β	H- γ	H- δ	H- ϵ	H- ζ	H- η	Limite di Balmer
Lunghezza d'onda (Å)	6563	4861	4341	4102	3970	3889	3835	3646
Colore	Rosso	Verde	Blu	Violetto	Ultra Violetto	Ultra Violetto	Ultra violetto	Ultra violetto

Sebbene i fisici avessero osservato queste righe già prima del 1885, mancava ancora uno strumento capace di predire con accuratezza la lunghezza d'onda esatta delle righe. L'equazione di Balmer è estremamente precisa in questo. Essa è un caso particolare dell'equazione più generale di Rydberg, che portò i fisici a scoprire anche le ulteriori serie che descrivono anche le altre righe dello spettro dell'Idrogeno.

$$\lambda_k = B \cdot \frac{K^2}{K^2 - 2^2} \quad \text{dove}$$

:

λ_k è la lunghezza d'onda della riga di idrogeno

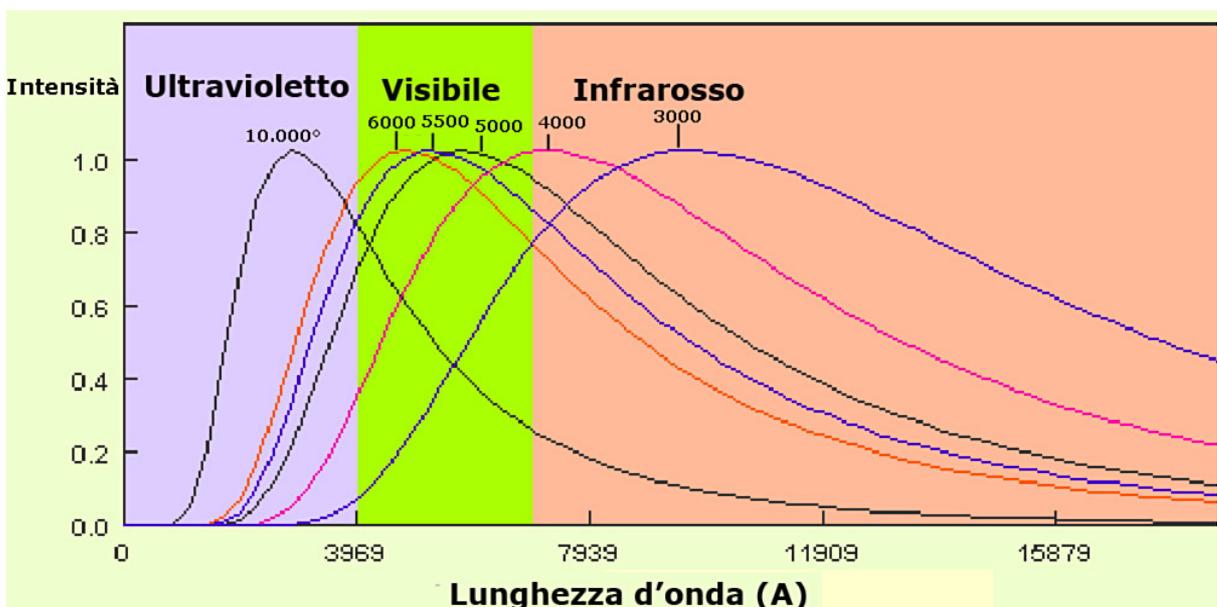
$K = 3, 4, 5, 6$

B è una costante empirica che vale 364.6 nm

Tornando in discorso, 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. Lo spettro continuo è dato da un radiatore di corpo nero, ovvero da un oggetto teorico che assorbe tutta l'energia che cade su di esso, in modo che esso non riflette alcuna energia, apparendo nero. Nella realtà fisica alcuni oggetti approssimano il comportamento di un corpo nero, come il filamento di una lampada ad incandescenza od il centro di una stella. Lo spettro continuo emesso da un radiatore di corpo nero può essere rappresentato, come si è visto, da un grafico riportante in ordinata l'energia emessa e in ascissa la lunghezza d'onda, detta curva di corpo nero o Planckiana. Il punto di picco di tale curva è relativo alla temperatura dell'oggetto che emette la radiazione: più caldo è questo, minore sarà la lunghezza d'onda del punto di picco della curva di Planck, come si può osservare dall'immagine che segue.



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.

I Risultati e le scoperte della Spettroscopia

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

Due pilastri basilari dell'immensa costruzione della scienza astronomica, la classificazione stellare ed il diagramma HR sono il frutto di anni di ricerca in spettroscopia, specie alla fine del secolo scorso, nella quale il nostro paese ebbe un ruolo preminente. Già Joseph Fraunhofer (1787-1826) nel 1823 aveva osservato gli spettri di alcune stelle più luminose, quali Sirio, Castore, Polluce, Betelgeuse e Procione, individuandovi delle righe molto marcate e notando alcune somiglianze tra gli spettri di queste stelle. L'interesse di Fraunhofer era però legato allo studio della rifrazione della luce stellare: l'analisi degli spettri era dunque per lui uno strumento

per l'astronomia posizionale. Il successo dell'attività di ricerca in astrofisica in Italia nella seconda parte del secolo fu determinante e si spiega in parte con il fatto che lo spettroscopio consentiva di utilizzare al meglio la strumentazione, ormai superata per l'astronomia di posizione, di cui disponevano gli Osservatori italiani dell'epoca. Si trattava di uno strumento poco costoso rispetto a grossi strumenti ottici, e quindi più facile da ottenere, sia in termini di costi che di tempi di produzione; inoltre, grazie alla sua versatilità, poteva prestarsi a numerosi tipi di combinazioni, risultando praticamente adattabile a qualsiasi strumento. Si possono individuare tre filoni principali nelle prime ricerche di astrofisica condotte in Italia:

- **spettroscopia stellare;**
- **spettri di corpi (comete, pianeti, ecc.) e fenomeni celesti (luce zodiacale, aurore boreali, ecc.);**
- **spettroscopia solare.**

In ciascuno di questi filoni gli astrofisici italiani hanno dato un contributo determinante; in particolare, il settore che avrà maggior seguito in Italia sarà quello della spettroscopia solare, il più tardo a svilupparsi per motivi di ordine storico.

La spettroscopia stellare ha il suo periodo più fecondo in Italia tra il 1862 e il 1869. Il primo studio accurato degli spettri stellari si deve a Giovan Battista Donati (1826-1873) a Firenze. In una memoria del 1860 dal titolo *Intorno alle strie degli spettri stellari* egli esamina gli spettri di quindici stelle e descrive lo spettroscopio da lui progettato per effettuare tali osservazioni.

Dietro suggerimento del celebre costruttore Giovan Battista Amici (1786-1863), egli applicò due accorgimenti che permisero di migliorare la qualità delle osservazioni, ovvero l'uso di una fenditura sulla quale convogliare la luce da analizzare e quello di una lente collimatrice tra la fenditura e il prisma. È importante notare che, con l'introduzione della fenditura e della lente collimatrice, Donati, in qualche modo, "canonizza" il prototipo degli spettroscopi astronomici.

Il lavoro di Donati è pionieristico su scala mondiale ed è di fondamentale importanza nella storia dell'astrofisica per avere aperto la strada alle più vaste ricerche di Secchi. Ed il suo contributo è ricordato dallo stesso Angelo Secchi (1818-1878) nella sua celebre "Memoria Sugli spettri prismatici delle stelle fisse", pubblicata nel 1867, che riassume i suoi lavori sull'analisi spettrale delle stelle, condotti all'Osservatorio del Collegio Romano. Secchi aveva iniziato nel 1862 ad occuparsi di spettri stellari, non appena ricevuto uno spettroscopio a visione diretta di Hofmann, strumento che aveva avuto modo di provare durante il soggiorno a Roma di Jules Janssen, che ne possedeva uno identico. I suoi primi risultati vennero pubblicati nel Bollettino Meteorologico dell'Osservatorio del Collegio Romano del 1863. Nella Memoria del 1867 Secchi formula una più completa classificazione spettrale delle stelle, che egli divide in tre classi: stelle di tipo α Lyrae, ovvero stelle bianco-azzurre, nei cui spettri predominano le righe dell'idrogeno; stelle di tipo α Herculis, oggi dette giganti rosse, con spettri a bande; stelle di tipo sole, ovvero gialle, con spettri a righe sottili. Le conclusioni, in larga parte corrette, che Secchi trae da questo suo studio, in particolare

per quanto concerne la temperatura delle stelle, costituiscono i fondamenti di tutti i successivi studi di analisi spettrale stellare.

Nel 1869 Secchi pubblica la continuazione della memoria del 1867 ed introduce una quarta classe spettrale, comprendente piccole stelle rossastre, nei cui spettri predominano le righe del carbonio.

In un'ulteriore Memoria, pubblicata nel 1872, Secchi completa i precedenti cataloghi coi risultati ottenuti grazie all'utilizzo di un prisma obiettivo.

Gli studi di Secchi sulla classificazione spettrale delle stelle costituiscono quindi una pietra miliare nella storia dell'astrofisica. Essi rappresentano il primo tentativo di catalogare le stelle sulla base delle loro caratteristiche chimico-fisiche, aprendo così la strada a tutto un filone di ricerca che culminò, alla fine del secolo, nella pietra miliare del lavoro di catalogazione stellare effettuata dall'Osservatorio del Collegio di Harvard, negli Stati Uniti.

L'osservatorio del College di Harvard divenne infatti , tra la fine dell'ottocento e l'inizio del novecento, 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).

Nelle foto che seguono (fonte Smithsonian Institute Archive) lo staff tutto femminile del college col direttore Pickering e Annie Jump Cannon alla sua scrivania di lavoro.



Non posso a questo punto fare a meno di osservare come i primi grandi risultati della scienza spettroscopica furono dovuti all'intelligenza ed alla pazienza dell'altra metà del cielo. Questo eccezionale gruppo di donne permise un salto di qualità all'epoca inimmaginabile che rese possibile il progresso accelerato nella ricerca astronomica che ha contrassegnato il secolo scorso, il tutto con grande senso di umiltà, lo stesso senso che contraddistingue i grandi della storia.

Non conosco i loro nomi, eccetto quello della loro coordinatrice, Annie Cannon, ma voglio ricordarle tutte, in questo testo, con tutta la gratitudine che il nostro attuale mondo informatizzato, asettico e routinario deve al loro pionieristico lavoro.



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.

Ma vediamo brevemente alcune delle caratteristiche degli spettri di assorbimento delle varie classi stellari: (fonte Australia outreach telescope and education-project CLEA data)

Continuum



O5V



B1V



A1V



F3V



G2V



K2V



M0V

	Effective		H	Other	M/M _{Sun}	R/R _{Sun}	L/L _{Sun}	Main
Spectral	Temperature	Colour	Balmer	Features				Sequence
Class	(K)		Features					Lifespan

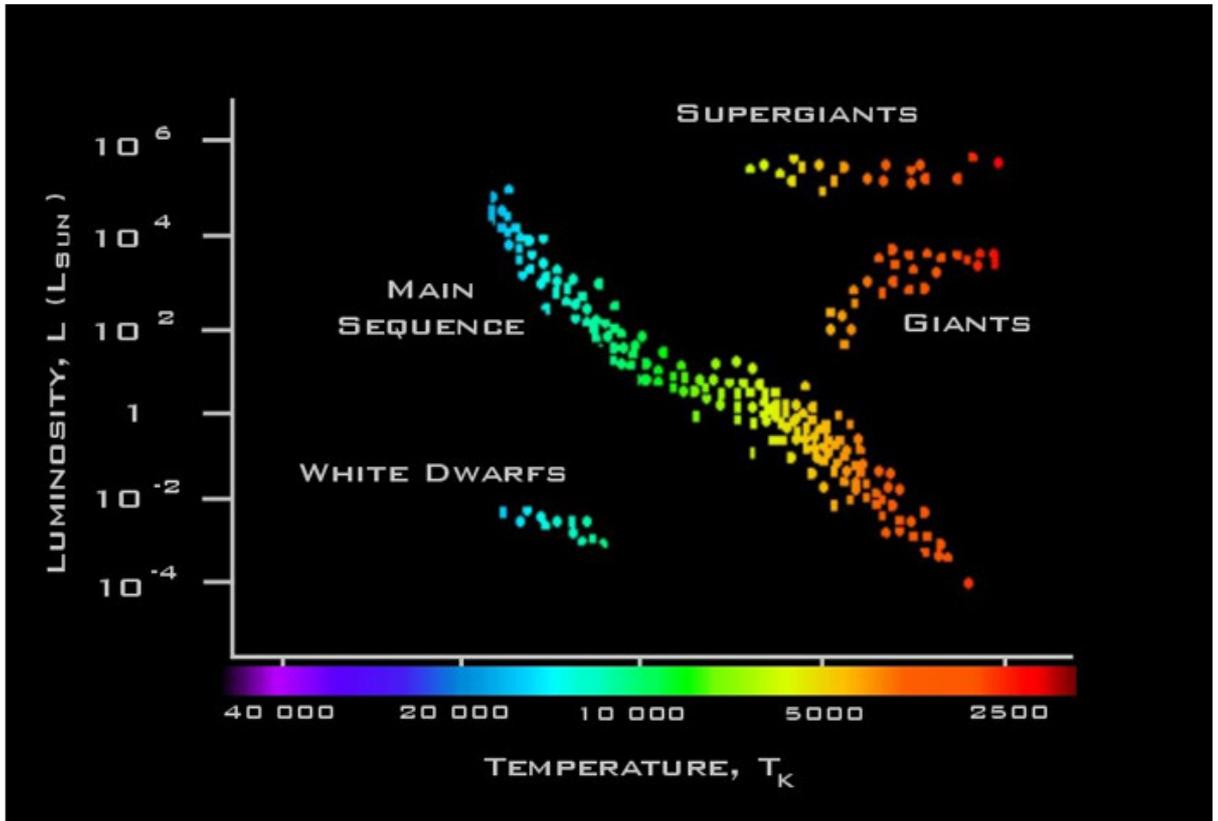
O	28,000 - 50,000	Blue	weak	ionised He ⁺ lines, strong UV continuum	20 - 60	9 - 15	90,000 - 800,000	1 - 10 Myr
B	10,000 - 28,000	Blue-white	medium	neutral He lines	3 - 18	3.0 - 8.4	95 - 52,000	11 - 400 Myr
A	7,500 - 10,000	White	strong	strong H lines, ionised metal lines	2.0 - 3.0	1.7 - 2.7	8 - 55	400 Myr - 3 Gyr
F	6,000 - 7,500	White-yellow	medium	weak ionised Ca ⁺	1.1 - 1.6	1.2 - 1.6	2.0 - 6.5	3 - 7 Gyr
G	4,900 - 6,000	Yellow	weak	ionised Ca ⁺ , metal lines	0.85 - 1.1	0.85 - 1.1	0.66 - 1.5	7 - 15 Gyr
K	3,500 - 4,900	Orange	very weak	Ca ⁺ , Fe, strong molecules, CH, CN	0.65 - 0.85	0.65 - 0.85	0.10 - 0.42	17 Gyr
M	2,000 - 3,500	Red	very weak	molecular lines, eg TiO, neutral metals	0.08 - 0.05	0.17 - 0.63	0.001 - 0.08	56 Gyr
L?	<2,000	Tentative new (2000) classification for very low mass stars.			<0.08	May or may not be fusing H in cores?		

La lettera A è stata evidenziata in quanto presenta le più incise righe della serie di Balmer dell'Idrogeno.

Esistono ,oltre a quelle delle classi spettrali dianzi illustrate, stelle che presentano forti righe in emissione degli elementi costituenti, come Le stelle BE e le WOLF RAYET.

Il periodo intenso e affascinante di ricerche che, tra la fine dell'ottocento e gli inizi del novecento, pose le basi dell'astrofisica moderna fu poi completato dall'opera di Hertzsprung e Russell, che, per vie diverse, esaminando la relazione tra tipo spettrale e magnitudine assoluta 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".

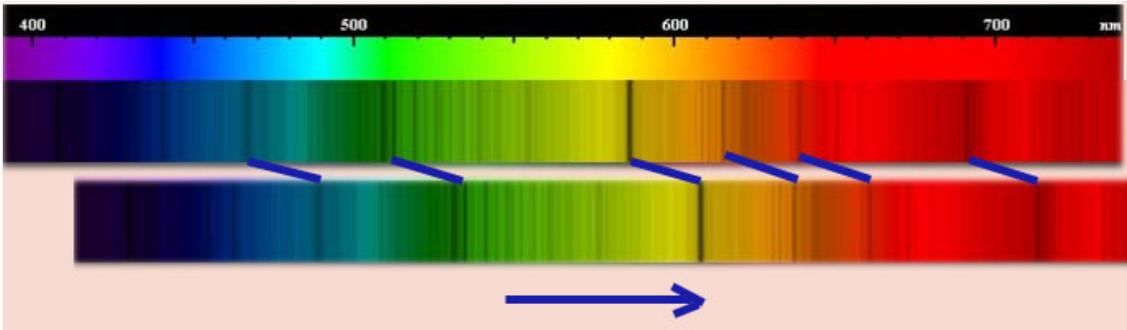
Le scoperte dei due astronomi diedero il via alla costruzione di quello che costituisce una pietra miliare dell'astronomia moderna ed un indispensabile strumento di indagine : il diagramma chiamato HR,dalle iniziali dei suoi ideatori, che lega la magnitudine assoluta alla temperatura effettiva delle stelle ed alla classe spettrale.



Da un primo esame del diagramma H-R si osserva immediatamente come le stelle tendano a posizionarsi in regioni ben distinte: la struttura evolutiva predominante è quella in diagonale che parte dall'angolo in alto a sinistra (dove si trovano le stelle più calde e luminose) verso l'angolo in basso a destra (dove si posizionano le stelle più fredde e meno luminose), chiamata la sequenza principale. In basso a sinistra si trova la sequenza delle nane bianche, mentre sopra la sequenza principale, verso destra, si dispongono le giganti rosse e le supergiganti.

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 e diretta conseguenza delle ricerche in precedenza effettuate, è stata la scoperta epocale di E. Hubble dello spostamento verso il rosso degli spettri delle galassie e dell'espansione dell'universo. Essa fu possibile, con le sue successive implicazioni, solo grazie alla spettroscopia ed all'applicazione dell'effetto Doppler in spettroscopia, che all'epoca aveva già segnato una sostanziale evoluzione. Hubble utilizzò il telescopio Hooker da 2,5 mt di Mount Wilson per registrare lo spettro di una grande quantità di galassie, constatando che lo spostamento verso il rosso delle righe spettrali era proporzionale alla loro distanza, misurata con la relazione periodo-luminosità delle variabili Cefeidi e che l'universo sembrava espandersi: la ricerca di Hubble fu poi utilizzata da George Gamow per enunciare la teoria del Big Bang. 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 per effetto Doppler 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 .



Spostamento dello spettro di un oggetto verso la parte rossa per effetto doppler

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

$$Z = (L_1 - L_0) / L_0 = dL / L_0$$

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 \AA viene osservata a 5500 \AA , il redshift z dell'oggetto risulta pari a: $(5500 - 4861) / 4861 = 639 / 4861 = 0.13$. Naturalmente la stessa formula dà il blueshift nel caso che la sorgente si avvicini all'osservatore.

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

$$V = c \times z$$

dove : $C =$ velocità della luce nel vuoto, pari a 299792 km/sec (arrotondata a 300000 Km/sec)

$z =$ redshift

Nell'esempio precedente risulterebbe quindi: $V = 299792 \times 0.13 = 38972 \text{ Km per sec}$. 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 $299792 \times 0.277 / 2.277 = 36470$ 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. Il suo valore è stato nel tempo continuamente aggiornato e lo è ancora oggi, grazie all'affinamento delle tecniche di indagine ed alla strumentazione. Essa è ritenuta, sulla base dei dati ottenuti dal satellite WMAP nel 2010, essere di 71 Km sec/per Mpc. Nell'esempio precedente, quindi, ove si assumesse tale valore, la distanza dell'oggetto osservato sarebbe pari a $36300 / 71 = 511$ Mpc ossia, tenuto conto che 1 Mpc = 1 milione di parsec = 3261470 Anni luce, la distanza cercata è di 1,666 miliardi di A.L. circa

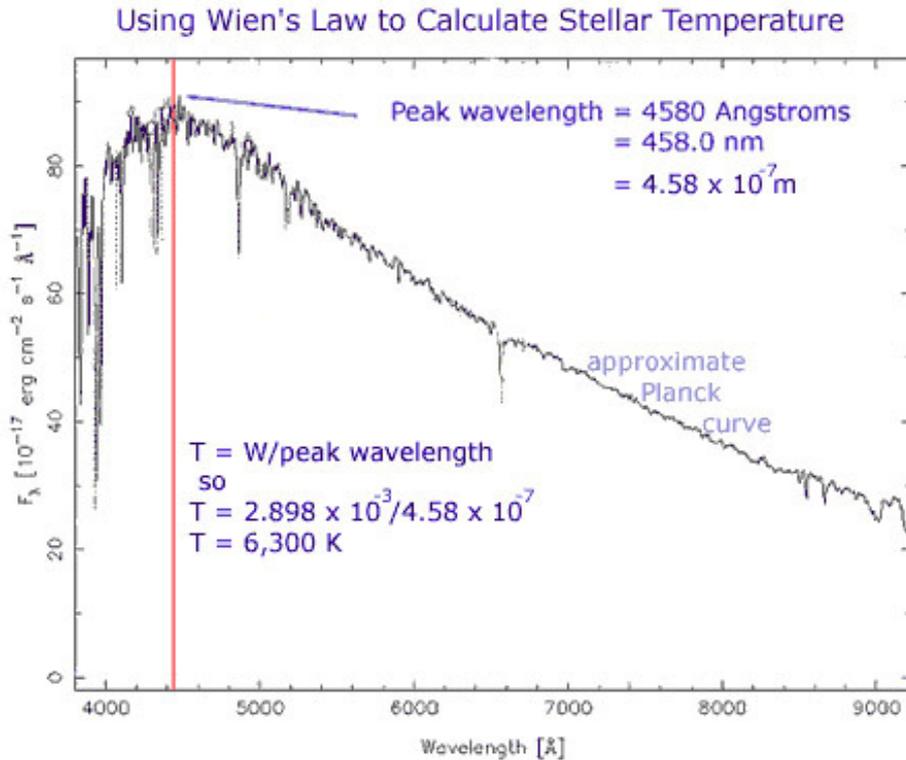
Per completezza d'informazione occorre tuttavia precisare che il valore del WMAP è stato poi modificato dalla sonda Planck dell'ESA nel 2013 in 67.15 Km sec/per Mpc e che la media dei vari valori ottenuti nell'ultimo periodo (HST, WMAP, Planck, Chandra) si aggira sui 70 Km sec/per Mpc. Nell'ultimo decennio inoltre, il valore stesso è andato decrescendo dai 77.6 della sonda Chandra a 67.15 della sonda Planck.

Principali Informazioni ottenibili dagli spettri

1 - Temperatura superficiale

Comportandosi le stelle come radiatori di corpo nero, cui si è in precedenza accennato, si può determinare la loro temperatura sulla base della lunghezza d'onda del valore di picco dello spettro. Nella figura sottostante (fonte Australia outreach telescope and education), il valore di picco di intensità dello spettro continuo

(planckiana) viene usato per determinare la temperatura della stella con la legge di Wien.

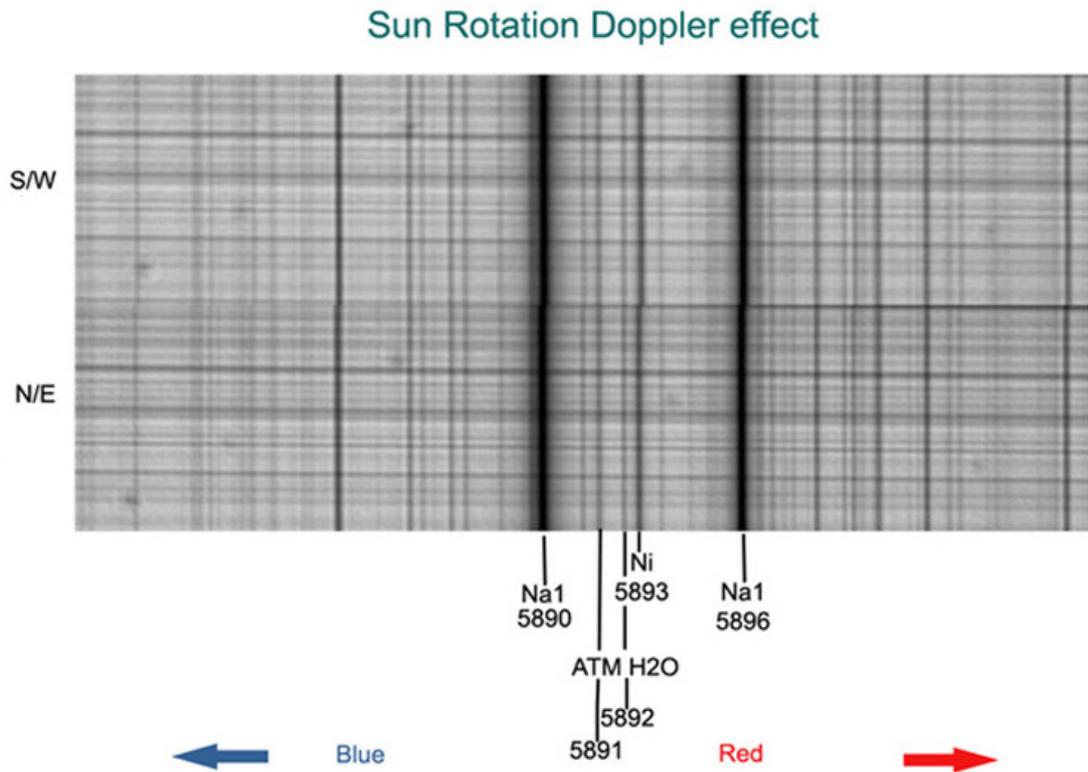


2 - Effetto Doppler

Esaminando lo spostamento delle righe spettrali rispetto ad uno spettro a riposo, di laboratorio (o sufficientemente approssimato ad esso) si può determinare il movimento della sorgente rispetto all'osservatore. Si avrà quindi Redshift (o spostamento verso il rosso) nel caso di allontanamento della sorgente, e blueshift (spostamento verso il blu) in caso di avvicinamento, come si è visto in precedenza.

3 - Movimento rotazionale delle stelle

Una parte del plasma stellare è diretto nella nostra direzione, un'altra si allontana. Misurando la differenza tra i due movimenti si può ottenere la velocità rotazionale della stella. Qui di seguito è mostrato un esempio della determinazione della velocità rotazionale del sole effettuato da chi scrive con mezzi amatoriali.



Spostamento Doppler della riga del Nickel a 5892.88 Å per effetto della rotazione solare, ottenuto mettendo a registro due immagini spettroscopiche, del lato Sud-Ovest ed Nord-Est del disco solare (strumento su montatura equatoriale) e misurando lo shift relativo.

Lo spostamento misurato sulla riga del Nickel, pari a 1.5 pixel, tenuto conto della risoluzione spettrale strumentale di 0.05 Å /pixel e sulla base della formula $V = C \times dL/Lo$, ha fornito il risultato di una velocità di rotazione pari a $(299792 \times 0.075 / 5892.88) \times 1/2 = 1.90 \text{ Km sec}$. Tale valore è leggermente approssimato per difetto, tenuto conto della posizione della fenditura non esattamente orientata in direzione Est-Ovest, rispetto al valore riconosciuto della rotazione solare di 2 km sec.

4- Densità e pressione dei gas stellari

La larghezza delle righe è un indicatore, anche a parità di classe di appartenenza, della densità e della pressione dei gas stellari e per converso anche delle dimensioni. Le stelle supergiganti, hanno righe più strette, indicatori di una densità minore, quelle di sequenza principale più larghe, sintomo di una pressione e densità maggiori.



5 - Composizione chimica e metallicità

La presenza di una riga spettrale corrispondente alla transizione di un elemento, ione, o molecola in una stella indica la presenza di tale elemento, ione o molecola nella stella stessa. Ciò può sembrare ovvio, ma occorre anche precisare che l'assenza di una riga in emissione od assorbimento per quell'elemento non significa necessariamente che questo è assente, ma bensì che non si sono realizzate le condizioni fisiche per la transizione. La moderna spettroscopia permette inoltre di determinare non solo la presenza delle molteplici righe relative ad atomi e molecole, ma anche il loro ammontare relativo, e quindi anche il grado di presenza di elementi pesanti (metallici) ovvero la metallicità della stella.

Caratteristiche delle righe spettrali

In approfondimento di quanto accennato in precedenza, relativamente alle righe:

l'intensità di una riga si misura quantitativamente con la cosiddetta larghezza equivalente (Equivalent Width), che è la larghezza che avrebbe una riga, misurata in unità di lunghezza d'onda, se avesse un profilo rettangolare di area equivalente a quella della riga effettiva. Una larghezza equivalente di 1 Angstrom in assorbimento è una riga stellare molto intensa. Una riga in emissione indica la presenza di gas caldo, mentre una di assorbimento indica la presenza di un assorbitore più freddo della sorgente posta lungo la linea di vista dell'osservatore.

Il profilo di una riga spettrale dipende da diversi parametri:

Allargamento per effetto Doppler (termico). L'agitazione termica del gas nella fotosfera stellare implica una distribuzione maxwelliana delle velocità degli atomi. Allargamento per effetto Doppler (turbolento). Analogo effetto di allargamento gaussiano produce la turbolenza del gas nella fotosfera, che può essere anche confrontabile con l'allargamento termico.

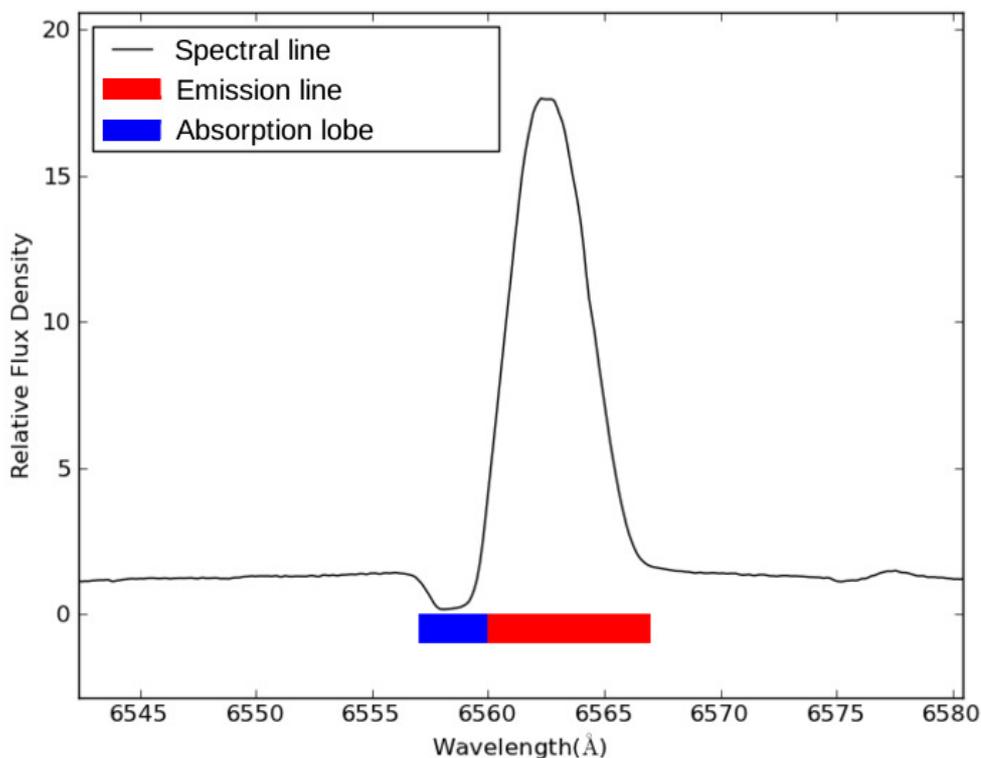
Allargamento per effetto Doppler (rotazionale), come si è visto prima per il sole. Se una stella ruota, la proiezione della velocità sulla linea di vista fa sì che le diverse zone del disco stellare emettano a lunghezza d'onda diverse rispetto all'osservatore.

Poiche' noi vediamo la stella come un'unica sorgente, il profilo della riga e' la somma dei contributi delle varie aree della fotosfera stellare: il profilo risultante e' ellittico e la larghezza della riga fornisce il valore di $V \sin(i)$, dove V e' la velocita' equatoriale ed i l'inclinazione dell'asse di rotazione rispetto alla linea di vista.

Allargamento per pressione. I livelli energetici di uno ione sono leggermente alterati dal campo elettrico generato dalla presenza ravvicinata di altri ioni, tanto piu' quanto piu' e' alta la densita' (e quindi la pressione) delle particelle. Questo fa si' che sia possibile l'assorbimento di un fotone in un intervallo di lunghezze d'onda piu' grande. Questo effetto e' alla base della classificazione spettrale bidimensionale (MK) in quanto le atmosfere delle stelle giganti sono piu' rarefatte di quelle delle stelle di sequenza principale e quindi producono righe piu' sottili a parita' di temperatura (agitazione termica).

Il profilo della riga puo'anche essere inoltre modificato dalla presenza, lungo la linea di vista, di altri strati di materia, circumstellari o interstellari, otticamente spessi o sottili, in quiete o in moto rispetto alla stella stessa. Un involucro otticamente sottile e in espansione produce un profilo di riga di assorbimento triangolare sbilanciato verso le lambda corte, mentre se e' otticamente spesso il profilo si arrotonda a rami di parabola.

Una regione di gas in espansione di grandi dimensioni intorno alla stella porta alla formazione di un profilo diverso da quello delle righe di assorbimento. Se e' otticamente sottile riceviamo luce sia dal lato in avvicinamento che da quello in allontanamento, con un profilo simmetrico rispetto alla velocita' del baricentro: se la regione non e' otticamente sottile abbiamo sia emissione che assorbimento e il profilo diventa parabolico. Se la velocita' di espansione e' in accelerazione, si puo' avere assorbimento dalle regioni esterne ed emissione da quelle interne; in questo caso si ottiene il **profilo P Cygni**, che consiste nella presenza di righe sia di assorbimento sia di emissione nel profilo spettrale, il che indica l'esistenza di nubi di gas in espansione dalla stella. Il lobo di emissione di una data riga presenta un accentuato redshift mentre il lobo di assorbimento presenta un blueshift. Questi profili sono utili nello studio dei venti stellari in molti tipi di stelle e sono spesso utilizzati per indicare le variabili S Doradus.



Profilo P Cygni (fonte wikimedia.org)

Misura di velocità radiale.

La velocità radiale è il movimento di un oggetto o di una stella nella direzione della linea di vista. Per la misurazione delle velocità radiali si usano le formule dell'effetto Doppler cui si è dianzi accennato.

Le misure di velocità radiali sono di grande importanza in astrofisica nei settori più svariati:

- misura di velocità radiali di stelle. Queste hanno permesso di evidenziare la rotazione della nostra Galassia e verificare il moto orbitale della Terra intorno al Sole.
- misura della velocità di espansione e contrazione delle stelle variabili (es. Cefeidi) e conseguente misura delle loro dimensioni.
- scoperta di stelle doppie strette dalle variazioni periodiche della loro velocità radiale. Se le stelle sono di luminosità confrontabile lo spettro osservato è la somma degli spettri e le righe spettrali di ciascuna stella variano di lunghezza d'onda al variare della proiezione del vettore velocità lungo la linea di vista. Questo permette la misura delle loro masse e dei semiassi delle orbite.

Accoppiato a misure fotometriche, permette anche la misura dei raggi e delle temperature stellari, permettendo una verifica diretta dei modelli di struttura stellare.

Negli ultimi tempi questa tecnica ha permesso anche la scoperta di numerosi pianeti extrasolari, che producono variazioni di velocità di poche decine di metri al secondo.

- nel campo extragalattico le misure di velocità radiale hanno permesso, come detto in precedenza, la scoperta dell'espansione dell'Universo e la misura della massa degli ammassi di galassie, rivelando la presenza di materia oscura.

Misure di velocità si possono fare anche su immagini non puntiformi. Se, ad esempio, si fa lo spettro di Saturno ponendo la fenditura lungo gli anelli, si evidenzia come questi siano costituiti da tanti corpi indipendenti in moto kepleriano intorno al pianeta e non costituiscono un unico anello solido.

Se si pone la fenditura lungo l'asse maggiore di una galassia a spirale, si può ottenere il profilo di velocità di rotazione della galassia intorno al proprio asse. Queste misure permettono di ricavare la massa della galassia (nota la distanza) e hanno portato, tra l'altro, alla scoperta di materia oscura nelle regioni esterne delle galassie.

La velocità radiale si determina, come si è visto in precedenza, tramite l'effetto Doppler, con la formula:

$$V = c \times \frac{\lambda_1 - \lambda_0}{\lambda_0}$$

Ovvero anche, coi simboli canonici :

$$V = c \times \frac{d(\lambda)}{\lambda} \quad (1)$$

Sarà anche:

$$V = c / R \quad (2)$$

$$R = c / V \quad (3)$$

Dove

c è la velocità della luce di 299792 km/sec

λ_1 la lunghezza d'onda osservata

λ_0 la lunghezza d'onda a riposo

λ è la lunghezza d'onda (simbolo usualmente adottato)

$d(\lambda)$ la variazione di lunghezza d'onda (simbolo usuale)

R il potere risolutivo dello spettroscopio

Cerchiamo ora di approfondire questo importante elemento della ricerca spettroscopica e le sue implicazioni. Una velocità di 30 km/s è la velocità orbitale della Terra intorno al Sole e la velocità relativa tipica tra due stelle del disco galattico. Per poter misurare questo spostamento con una decente affidabilità occorre che lo spettroscopio abbia un potere risolutivo R adeguato, ovvero, sulla base della (3) pari ad almeno (arr) $:300000/30 = 10.000$.

Uno spettroscopio di risoluzione inferiore non permetterebbe di registrare tale velocità (questa è la cattiva notizia) ma non necessiterebbe di tener conto di essa nelle elaborazioni del profilo spettrale (questa è la buona notizia).

La Diffrazione , la dispersione della luce e gli spettroscopi

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. Del resto questa è stata anche l'evoluzione storica di tali strumenti, che sono passati dalla estrema semplicità costruttiva dei primordi della ricerca spettroscopica alla estrema complessità di quelli attuali, spesso facenti parte di impianti e componenti satellitari.

Il dispositivo con il quale Joseph Fraunhofer osservò le righe dello spettro solare nel 1815 era quanto mai semplice; un prisma di vetro flint posto davanti all'obiettivo di un cannocchiale e la fenditura era posta davanti al prisma. In seguito la fenditura venne posta sul piano focale del telescopio ed i raggi divergenti in uscita resi paralleli per mezzo dell'uso di una lente collimatrice, mentre la dispersione del fascio parallelo era ottenuta mediante uno o più prismi, ed il fascio ottico diffratto poi osservato con un piccolo cannocchiale. Un simile sistema è ancora oggi efficiente e di relativa facilità di costruzione.

Gli elementi di uno spettroscopio tradizionale sono quindi 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 dei medesimi sul proprio asse.

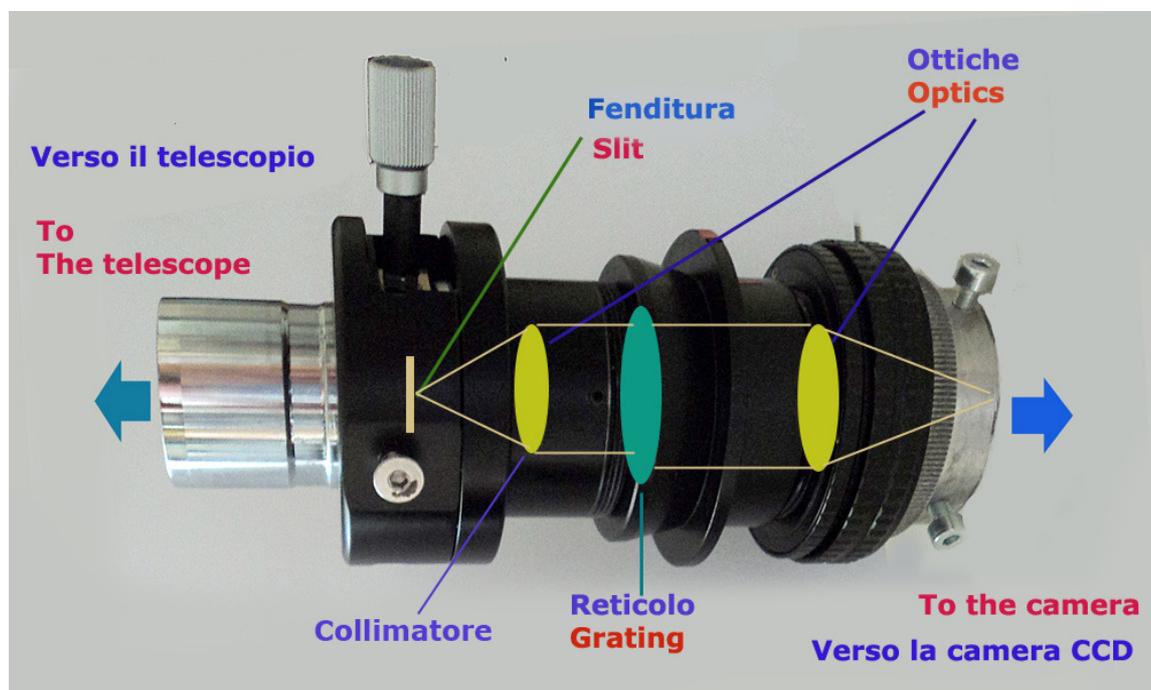
La **fenditura** assolve l'importante funzione di costituire l'apertura di entrata di uno spettroscopio, di garantire l'omogeneità della radiazione in ingresso che arriva al mezzo di dispersione (prisma o reticolo) per tramite del collimatore, di selezionare la luce della stella o dell'oggetto del quale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

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 positivi o negativi). I prismi invece non hanno gli ordini e trasmettono tutta la luce incidente. Occorre chiarire che il tipo di mezzo dispersivo (prisma, reticolo a trasmissione, reticolo a riflessione) darà origine alla configurazione ottimale dello strumento ed al posizionamento delle ottiche, mentre la fenditura sarà sempre posta al fuoco dell'ottica di collimazione.

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 prima illustrazione del dispositivo. Nella figura che segue è mostrato un esempio di spettroscopio tradizionale con reticolo a trasmissione auto costruito da chi scrive: il diagramma chiarisce abbastanza bene il funzionamento dello stesso, la cui configurazione costruttiva appare "diretta", ossia quasi parallela all'asse ottico, data la presenza di un elemento dispersivo (reticolo) a trasmissione di luce ed a basso potere (100 l/mm).



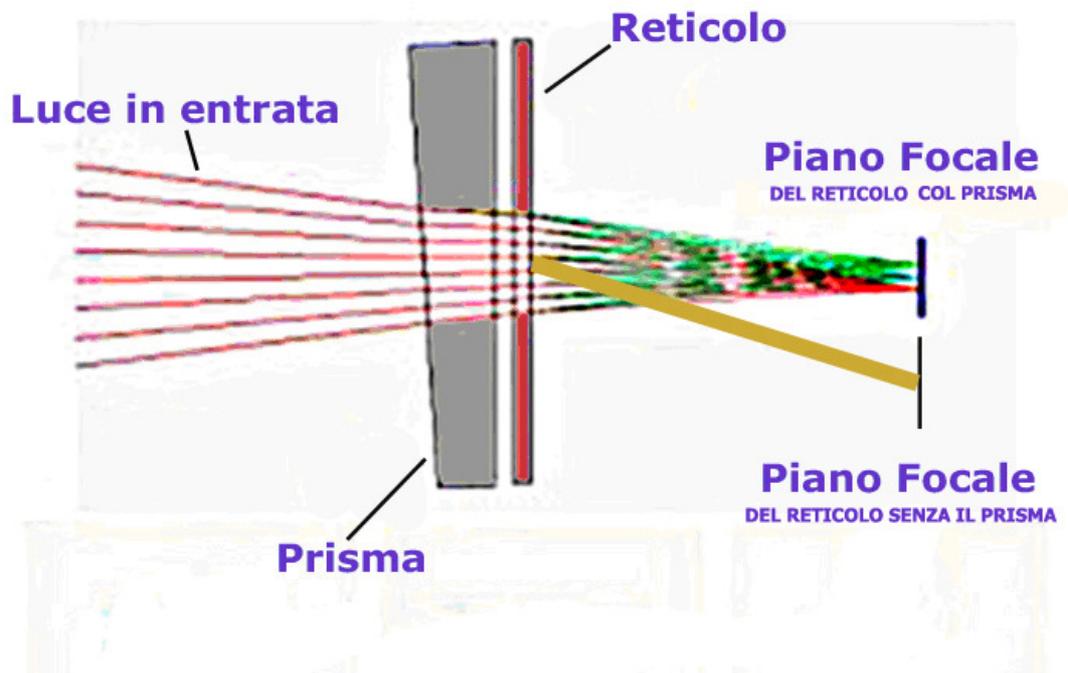
Vediamo ora alcune note sugli elementi disperdenti.

La dispersione della luce con un prisma

La luce del sole (e di molte altre stelle) è luce bianca e va quindi dispersa in tutte le sue componenti monocromatiche, dal violetto al rosso. Il modo più semplice e più usato in passato per ottenere ciò è quello di usare un prisma, sfruttando il principio della rifrazione, in base al quale quando la luce passa attraverso un prisma le

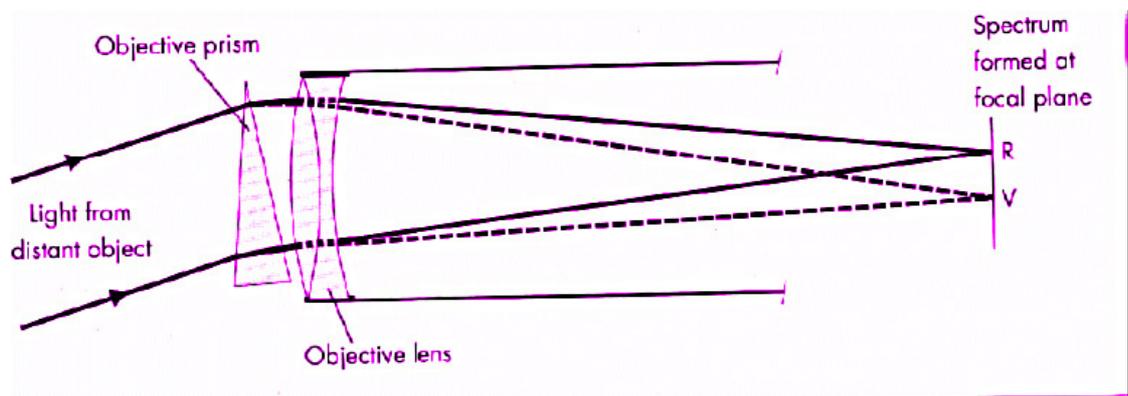
lunghezze d'onda più lunghe (parte rossa dello spettro) vengono rifratte in misura diversa e subiscono una deviazione con un angolo inferiore di quelle più corte (blu-violetto). Ciascuno di noi ha potuto, almeno una volta, ammirare la bellezza dei colori della luce solare scomposta nei suoi colori fondamentali da un oggetto di vetro presente in casa. Il prisma ideale per ottenere una buona dispersione è un prisma di vetro flint equilatero, con angoli di 60° , ma anche altri prismi di diversa angolazione possono essere adattati. Nelle figure che seguono è mostrato un esempio di spettro solare ottenibile con un prisma a 60° opportunamente orientato, proiettato su un foglio di carta bianco. Un prisma può anche essere anteposto ad un obiettivo fotografico agendo quale prisma-obiettivo per la registrazione di spettri stellari.

Dal punto di vista dell'indagine spettroscopica, il prisma presenta il vantaggio che la luce non è dispersa negli ordini spettrali, e quindi è più concentrata, ma ha tuttavia seri inconvenienti: la dispersione spettrale è piuttosto limitata, come si può osservare nella Figura a pag 37 dove uno spettro ottenuto con un prisma di vetro flint è messo a confronto con quello con un reticolo di diffrazione a trasmissione da 300 l/mm. Inoltre, cosa ancora più importante, la dispersione è non lineare, in quanto proporzionalmente minore nella parte rossa dello spettro rispetto a quella blu-violetto: lo spettro blu-violetto avrà quindi un'estensione maggiore di quello rosso: chi oggi abbia un interesse meno che provvisorio per la spettroscopia non può che rivolgersi ad un altro strumento: il reticolo di diffrazione. Chi scrive ha usato raramente sistemi a prismi, ritenendo enormemente più efficienti i sistemi a diffrazione. Attualmente in campo professionale sono utilizzati solo spettroscopi a reticolo, anche se, in alcune configurazioni, questi possono essere associati ad uno o più prismi. È bene precisare tuttavia, per amore di verità, che i prismi hanno fatto la storia della spettroscopia e che ancora oggi essi possono essere associati, anche in campo amatoriale, a reticoli di diffrazione a trasmissione per correggerne l'angolo di diffrazione ottenendo spettri sull'asse ottico dello spettroscopio (c.d. "Grisim", dall'unione delle parole grating e prism). L'unione dei due elementi serve anche a correggere le aberrazioni, dando un fascio ottico diffratto (e quindi uno spettro) più inciso.



Nella figura che precede è esemplificata la struttura di un “grism” , come si può osservare, il prisma tende a riportare il piano focale del reticolo sull’asse ottico. Naturalmente per ottenere ciò l’angolo del prisma deve essere adeguato, ossia la faccia del prisma rivolta verso la sorgente luminosa deve essere di inclinazione tale da fornire una deviazione del fascio ottico pari a quella provocata dal reticolo ed in senso contrario. Tale soluzione viene in genere adottata con reticoli a trasmissione di potere relativamente elevato, ma può essere usato anche con quelli a basso potere per spianare il campo e ridurre le aberrazioni fuori dell’asse ottico. Con un reticolo da 100 l/mm, ad esempio, l’inclinazione del prisma deve essere pari a circa 3.8° .

Un altro sistema di utilizzo dei prismi, molto usato nel secolo diciannovesimo , è stato quello di porre un prisma a bassa angolazione davanti all’obiettivo del telescopio (cd. Prisma obiettivo).

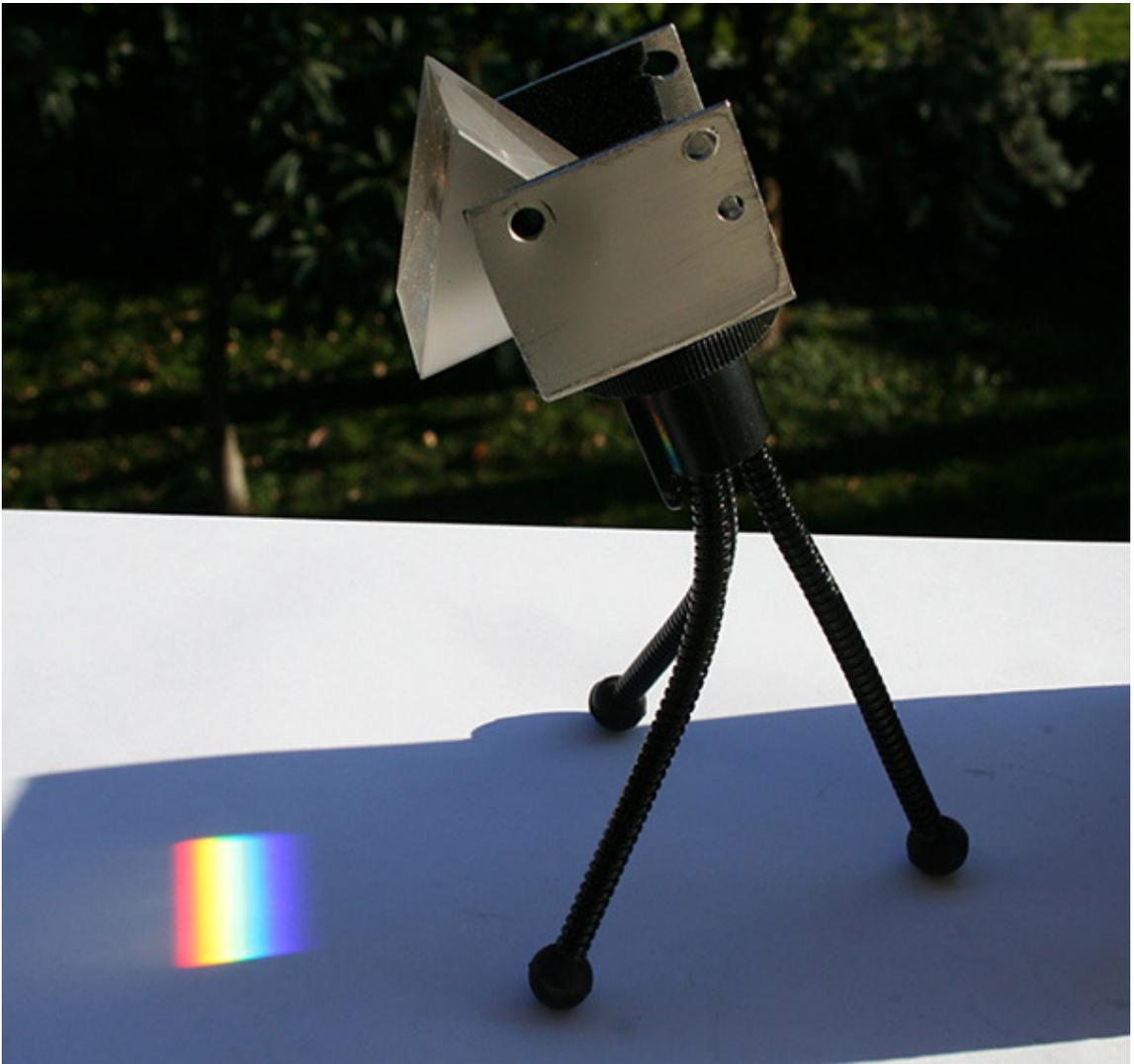


I primi esperimenti con tale dispositivo furono fatti in Italia da Respighi a Bologna e poi da Secchi a Roma, utilizzando un prisma con angolo di 10° e 16 cm di diametro, davanti a un cannocchiale acromatico da 22 cm (perduto nel 1958 nell'incendio dell'Osservatorio di Monte Mario). I prismi obiettivo più grandi mai realizzati hanno un diametro di 134 cm (Tautenburg), 120 cm (Palomar; UK Schmidt), 100 cm (Byurakan; ESO), 80 cm (Hamburg). col prisma montato bisogna puntare il telescopio tenendo conto della deviazione della luce da parte del prisma: l'angolo δ è piccolo, $\delta = (n-1)\alpha$, ossia circa la metà dell'angolo del prisma.

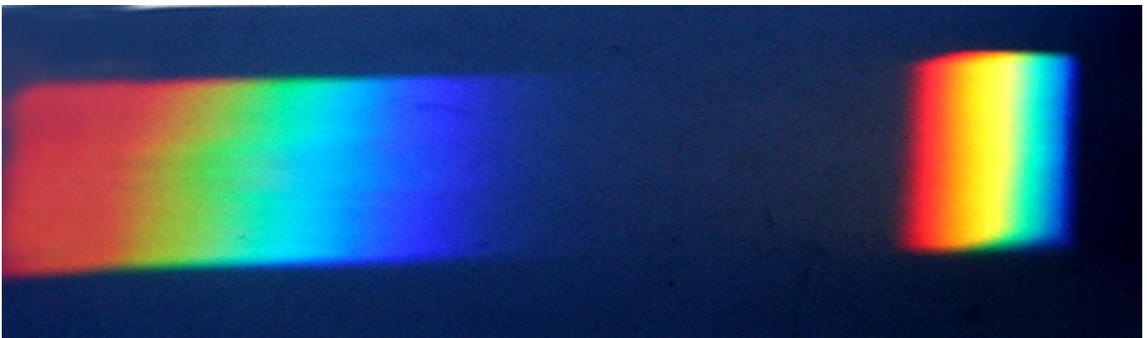
Lo spigolo del prisma viene posto parallelo all'equatore celeste in modo che lo spettro si disperde in direzione Nord-Sud ed eventuali errori nel moto orario del telescopio allargano lo spettro perpendicolarmente alla dispersione in lunghezza d'onda, preservando così la risoluzione spettrale. Le dispersioni utilizzate in pratica vanno da 200Å/mm ad H-gamma, per lavori di classificazione spettrale MK, a 1800Å/mm ad H-gamma per ricerca di oggetti peculiari (Byurakan survey).

In campo amatoriale tali dispositivi, oltre che essere di difficile reperibilità, di costo elevato e di difficile montaggio, sono oggi facilmente sostituiti dai reticoli a trasmissione di basso potere posti in fascio convergente.

Nelle figure che seguono si possono osservare sia la dispersione non lineare dei prismi, sia i bassi valori dispersivi di questi rispetto ai reticoli.

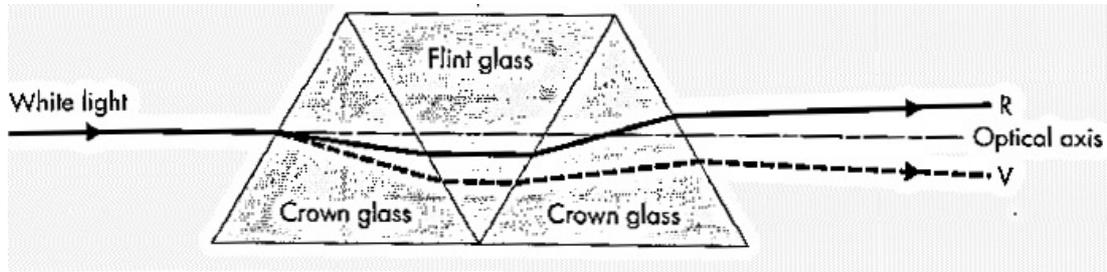


Dispersione della luce solare di un prisma: notare la differente estensione dello spettro blu rispetto al rosso



Confronto tra la dispersione di un prisma e quella di un reticolo

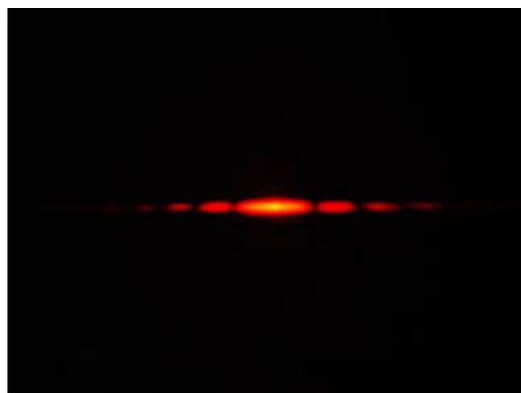
Per ottenere una visione diretta dello spettro sono stati utilizzati anche i cd. “Prismi di Amici”, ovvero 3 prismi incollati tra loro, di cui quello centrale di vetro flint e gli altri due di crown



Tutti questi sistemi forniscono sul piano focale gli spettri di tutte le stelle del campo.

La diffrazione con reticolo

Una breve premessa sulla natura della diffrazione della luce, sulla quale si basa la costruzione dei reticoli e della quale si parlerà in dettaglio in seguito. La diffrazione è un fenomeno basato sulla stessa natura ondulatoria della luce e consiste nella deviazione rispetto alla propagazione in linea retta che un'onda presenta quando incontra un ostacolo od un'apertura di dimensioni paragonabili alla sua lunghezza d'onda: il suo effetto è quello di allargare il fascio di luce originario dando origine ad una serie alternata di bande chiare e scure, più precisamente da una serie di massimi di intensità decrescente dal centro verso i bordi con un massimo centrale più luminoso, che si alternano con una serie di minimi scuri. Nell'immagine la classica figura di diffrazione che si ottiene facendo passare la luce di un laser rosso attraverso una fenditura molto stretta.



Se consideriamo la diffrazione che avviene col passaggio di un fascio di luce attraverso due fenditure, esistono regioni dove si crea un'interferenza costruttiva, e regioni dove si crea un'interferenza distruttiva. L'interferenza costruttiva avviene ad angoli diversi a seconda delle diverse lunghezze d'onda (colori). Tale concetto può essere generalizzato per n fenditure, e le linee o scanalature del reticolo possono essere assimilate a delle fenditure: maggiore quindi sarà il numero delle linee per mm del reticolo e maggiore sarà la dispersione che esso, a parità di altre condizioni, potrà fornire. Si può quindi definire in ultima analisi il reticolo di diffrazione come **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 del raggio stesso, secondo i vari ordini di diffrazione (che non sono altro che i picchi di energia luminosa diffratta), che prendono numeri negativi e positivi. L'ordine 1 è quello nel quale il fascio diffratto presenta la maggiore energia relativa, mentre negli altri man mano questa decresce. nell'ordine 1 è lo spettro più luminoso, dove l'energia è maggiore ma anche quello dove la dispersione è minore rispetto agli ordini inferiori, nei quali gli spettri sono più elongati. Nei reticoli con un numero medio-basso di linee/mm si verifica il fenomeno della sovrapposizione degli ordini. In sintesi, accade che la parte rossa dell'ordine 1 si viene a sovrapporre parzialmente a quella UV dell'ordine 2, lo spettro rosso dell'ordine 2 viene a sovrapporsi a quello blu dell'ordine 3 e così via, "inquinando" l'immagine spettrale. A tale problema si ovvia, in genere, con l'uso di filtri che isolano la lunghezza d'onda che si desidera osservare, ovvero con l'uso di reticoli con un elevato numero di linee/mm (superiore a 1200) in modo da "distanziare" tra loro gli spettri dei vari ordini ed evitare o ridurre (entro certi limiti) il problema. Quanto detto in precedenza impone anche una considerazione; l'ordine zero, come si è visto, costituisce l'immagine reale dell'oggetto celeste di cui si vuole osservare lo spettro, sia esso stella, pianeta o sole, quindi occorre prestare la massima attenzione, specie con i sistemi di spettroscopi senza fenditura od a fenditura molto aperta, dotati di reticoli a trasmissione, a non osservare mai (nemmeno per prova) l'immagine diretta di ordine 0 del sole. I reticoli oggi più usati per gli strumenti professionali sono tuttavia quelli a riflessione, e ciò per una semplice considerazione: nei reticoli a trasmissione la maggior parte dell'energia luminosa (circa il 60%) è convogliata verso l'ordine 0, ovvero l'immagine dell'oggetto, e la restante divisa tra i vari ordini, il processo di blazing è meno efficiente ed il numero di incisioni per mm inferiore a quello dei reticoli a riflessione per la massa vetrosa che la luce deve attraversare e che causa una rapida diminuzione dell'efficienza oltre le 600 l/mm. Nei reticoli a riflessione è, invece, possibile, effettuando le incisioni sul reticolo secondo un certo angolo, detto **angolo di "blaze"** i convogliare il massimo dell'energia luminosa, sino anche al 90% su di un solo ordine, e, al suo interno, in una data lunghezza d'onda, con ovvie conseguenze positive sull'incisione dell'immagine spettrale. Si dirà quindi che il reticolo X è "blazed" per 500 nm nell'ordine 1 quando la maggior parte dell'energia luminosa diffratta verrà diretta verso tale ordine e verso tale lunghezza d'onda, nella zona blu-verde dello spettro di ordine 1. Ulteriori riferimenti al processo di blazing nei reticoli a riflessione saranno forniti più avanti. Detti reticoli possono essere incisi anche per un elevatissimo numero di righe per mm: 2400 nel visibile e 3200 nell'UV.

Gli Spettroscopi

Possiamo ora parlare degli strumenti per la spettroscopia amatoriale ed in particolare della loro autocostruzione. Per comodità mi riferirò esclusivamente agli spettroscopi a reticolo, dato che quelli a prismi vengono raramente usati in conseguenza dell'elevato livello di efficienza raggiunto dai reticoli. Esistono anche, come si è detto in precedenza, spettroscopi nei quali l'elemento dispersivo è composto da reticoli e prismi (grism). Gli elementi necessari per la costruzione di uno spettroscopio amatoriale tipo sono, come in precedenza accennato, essenzialmente quattro: il 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, col sistema meccanico micrometrico di basculamento dello stesso sul proprio asse, in modo da poter esplorare tutto lo spettro di un dato ordine, e, ove ciò sia possibile, passare da un'ordine all'altro.

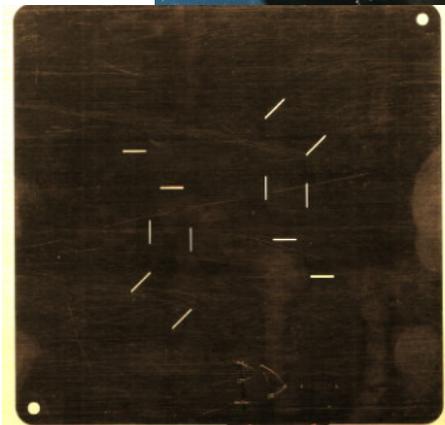
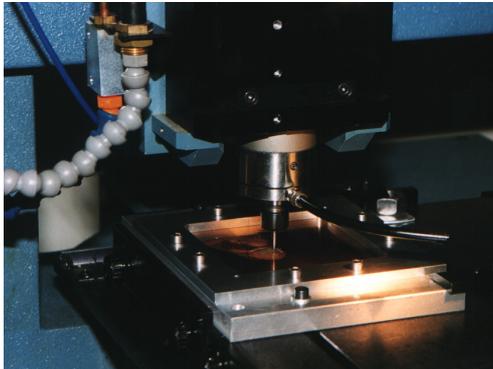
Del **reticolo** ho accennato in precedenza e riparerò in seguito: preciso soltanto che in seguito mi riferirò ai reticoli a riflessione, che sono quelli da me usati negli spettroscopi da me costruiti; passo ora a parlare della fenditura.

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 accuratamente la luce dell'oggetto ripreso od osservato. Le dimensioni della sua apertura sono inoltre funzione inversa del potere risolutivo dello spettroscopio, più piccola è questa (compatibilmente con l'esigenza di non ostruire flusso di luce in arrivo) maggiore è il potere risolutivo dello strumento, ovvero la capacità di risolvere due righe contigue. Per assolvere in modo ottimale la loro funzione è necessario che le lame della fenditura, o comunque i bordi dell'apertura siano lavorati a tolleranze ottiche, siano perfettamente parallele, e la loro distanza reciproca sia regolabile, come un diaframma. Esistono fenditure fisse intercambiabili, tuttavia una fenditura regolabile ha il vantaggio di essere aperta al massimo anche sino a 10-15 mm, per individuare l'oggetto da riprendere nell'ordine 0 e quindi chiusa alla larghezza di lavoro, che normalmente, nel caso di strumenti stellari, dovrebbe essere la FWHM dell'immagine stellare, in genere da 15 a 30 micron. Specie per la spettroscopia solare, dove l'enorme quantità di luce in arrivo, ed i frequenti cambiamenti del flusso luminoso dovuto a leggere velature di nubi impongono rapidi adeguamenti dell'apertura, una fenditura a lame regolabile, magari comandata da un motore, costituisce la soluzione migliore.

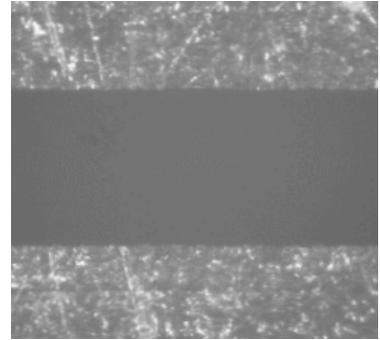
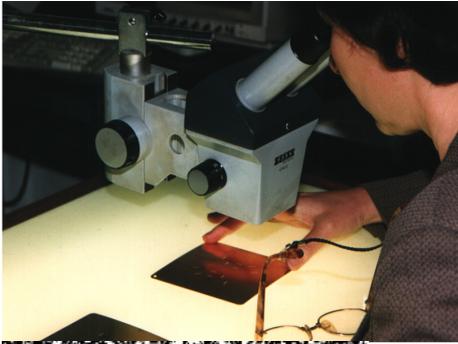
Una fenditura di tipo professionale che risponda a tutti questi requisiti avrebbe tuttavia il difetto, per un amatore, di costare sicuramente di più dell'intero spettroscopio che egli conta di assemblare (mediamente tra i 300 ed i 1000 €). Una reale fenditura professionale può avere un costo superiore a 3000 €.

Per comprendere appieno le difficoltà di costruzione di una fenditura, o di un complesso di queste, vorrei portare l'esempio del sistema di aperture multiple della maschera per la spettroscopia multi oggetto del TNG (Telescopio nazionale Galileo), in pratica un sistema che permette la ripresa spettrale di più oggetti contemporaneamente. Il progetto della maschera multifenditure, in ottone, viene posto in essere con un sistema CAD sulla base delle esigenze osservative ed attuato con una macchina a controllo numerico che possiede una capacità di posizionamento di 1/100 di mm.

La piastra da 10 x10 cm, spessa 0.2 mm, in ottone viene posizionata sulla macchina e lavorata con punte da 0.2 e 0.3 mm applicate ad un mandrino ad alta velocità da 90000 giri al minuto. Una volta terminata la lavorazione, le fenditure della maschera vengono pulite con un sistema ad ultrasuoni.

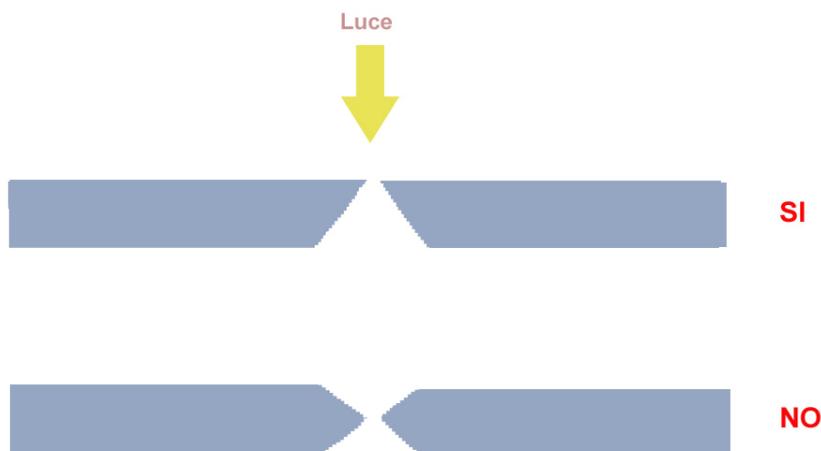


Successivamente la piastra viene esaminata al microscopio per testarne la qualità

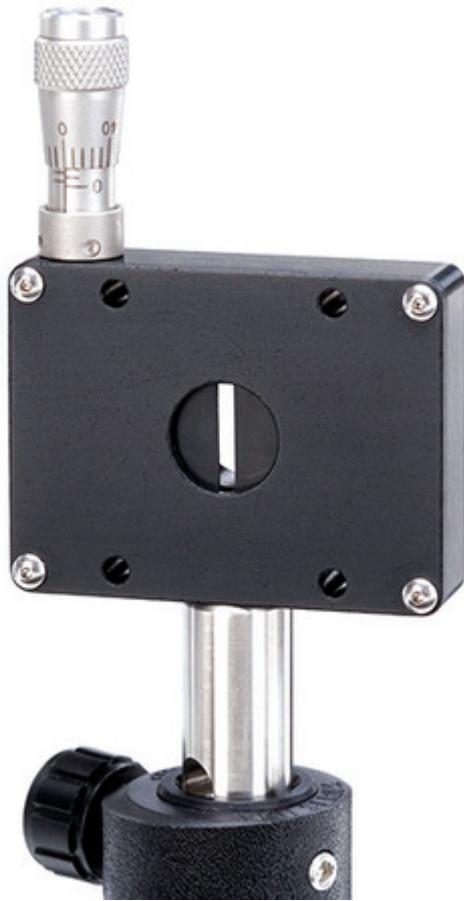


La microfotografia di una fenditura da 200 micron dopo la pulitura ultrasonica: sia il grado di rugosità dei bordi della fenditura campione che quello di parallelismo tra i bordi è superiore a 3 micron (1/333 di mm).(Fonte Telescopio Nazionale Galileo).

Naturalmente non è nemmeno lontanamente ipotizzabile che un amatore possa raggiungere precisioni del genere, del resto inutili ove applicate a sistemi ottici e montature non adeguate. Scartata l'auto costruzione, che impone il possesso di una officina meccanica di alto livello occorre quindi fare di necessità virtù e scendere a qualche compromesso, utilizzando componenti facilmente acquisibili o fenditure già disponibili sul mercato ed economicamente accessibili all'astrofilo. Il primo è l'autocostruzione, ma a tale proposito è bene dire che una fenditura regolabile, anche semplice, è di difficile autocostruzione a meno di non avere la disponibilità di una officina meccanica, mentre una fenditura fissa è relativamente semplice da assemblare anche in casa. E' bene, a tale riguardo, sgombrare il campo da un luogo comune che vuole che le lamette da barba costituiscano l'ideale: le lame affilate da entrambi i lati non funzionano, in quanto suscettibili di dare immagini impastate o doppie, è necessario che le lame abbiano un profilo triangolare con la parte piana rivolta verso la sorgente di luce (vedi immagine seguente); ed un oggetto di uso comune che possieda lame rispondenti a tale requisito è un temperamatite, anche se con l'inconveniente di essere generalmente di ferro anziché di acciaio, e di poter dare origine a ruggin; si trovano, tuttavia, anche temperamatite con lame in acciaio, e sono i più adatti.



Personalmente ho una vasta provvista di temperamatite, e spesso, quando vado ad acquistarli, sorrido nel vedere la faccia meravigliata ed incuriosita del venditore nel vedere che li osservo con luce per verificare la qualità delle lame: un modo di costruzione di una fenditura del genere è descritto al link: <http://www.lightfrominfinity.org/autocostruzione.htm>. Un'altra possibilità, per le fenditure regolabili, è quella di rivolgersi al mercato del surplus, dove un rivenditore americano, Surplused (<http://www.surplused.com>), ne vende alcune ad un prezzo assolutamente conveniente e con un ottimo rapporto qualità-prezzo. Ritengo queste ultime le più utili per la costruzione di uno strumento di una certa precisione anche se, ovviamente, le lame non sono lavorate a tolleranze ottiche. Per quanto riguarda il controllo della fenditura, sia essa autocostruita che acquistata, occorre dire che l'esame delle lame con un mirino loupe od altro sistema di ingrandimento può essere utile esclusivamente per verificare il parallelismo delle lame, e non anche la loro qualità, specie a fenditura molto chiusa; per ottenere ciò è consigliabile osservare le lame al microscopio ad ingrandimenti di almeno 650 X ovvero, se non si possiede tale strumento, esaminare le frange d'interferenza prodotte dal passaggio attraverso le lame da un raggio di luce coerente, possibilmente quella di un laser, meglio se a luce verde. Più queste sono dritte, ben delineate e regolarmente spaziate, più la fenditura è adatta per l'uso cui è destinata.



Una fenditura regolabile di buon livello ad un costo accettabile (259 €) della Newport.
(fonte Newport .com)

Esistono, tuttavia, anche fenditure speculari, usate negli spettroscopi professionali e commerciali di una certa sofisticazione per permettere la visualizzazione nel campo inquadrato della stella o dell'oggetto contemporaneamente a quello della fenditura stessa, visibile visualmente e nell'immagine CCD come una sottile linea nera. Per comodità tali fenditure sono ottenute con sistemi litografici su una piastrina alluminata da 40 mm circa e disposte a raggiera ai bordi della stessa in ordine di apertura, che può andare da 19 a 96 micron, a seconda delle esigenze relative alle condizioni di seeing (l'ampiezza dell'apertura della fenditura deve essere appena inferiore alla FWHM della stella), alla lunghezza focale effettiva del telescopio ed alla risoluzione richiesta per lo spettro da riprendere.



Fenditura specchiata usata sullo spettroscopio commerciale L200 (cortesia JTW Astronomy)

La larghezza della fenditura costituisce un compromesso tra la massimizzazione del flusso luminoso che raggiunge il recettore e quella del potere risolutivo dello spettroscopio; infatti più stretta è la fenditura, minore è il flusso luminoso sul piano focale, e maggiore è la risoluzione del sistema. In questo compromesso è tuttavia coinvolto anche il seeing, nel senso che, a parità di condizioni, un seeing migliore fornirà immagini stellari più piccole sul piano focale e permetterà l'uso di aperture minori.

Il flusso dell'immagine stellare sul piano focale, in assenza di aberrazioni di rilievo, può essere assimilata ad una funzione gaussiana; le dimensioni di questa gaussiana sono definite dalla FWHM in funzione del seeing e della scala immagine del telescopio. In formule si ha:

$$Si = \pi \cdot F \cdot D \cdot \frac{10^4}{180 \cdot 3600}$$

Dove:

Si è la scala immagine in micron per secondi d'arco

F è il rapporto F/D del telescopio

D è il diametro del telescopio in cm

Facciamo l'esempio di un telescopio da 30 cm di diametro a f 10, la sua scala immagine sarà:

$$Si = \pi \cdot 10 \cdot 30 \cdot \frac{10^4}{180 \cdot 3600} = 14.55 \text{ microns x arcsec}$$

Ammettendo di avere un seeing medio di 3 arcsec, le dimensioni di una stella gaussiana sul piano focale (FWHM) saranno di $14.55 \times 3 = 43.65$,e, essendo difficile trovare fenditure non regolabili di tale ampiezza, un buon compromesso sarà dato da un'apertura della fenditura di 50 micron in caso di seeing peggiore della media, e di 40 in caso di seeing migliore. In caso di strumento analogo ma a f 5 i valori descritti sarebbero dimezzati. E' da notare che una fenditura più larga permette di incrementare il flusso luminoso a spese della risoluzione, ed ha anche il vantaggio di mantenere comunque la stella in fenditura anche in caso di inseguimento o guida non precisissimi, come spesso capita con le montature equatoriali amatoriali.

Nella tabella che segue è riportato l'accoppiamento ottimale apertura della fenditura – focale del telescopio per condizioni di seeing da 3''

Apertura in micron Lunghezza focale

19	1500
24	1700
29	2000
34	2500
39	2750
43	3000
48	3600

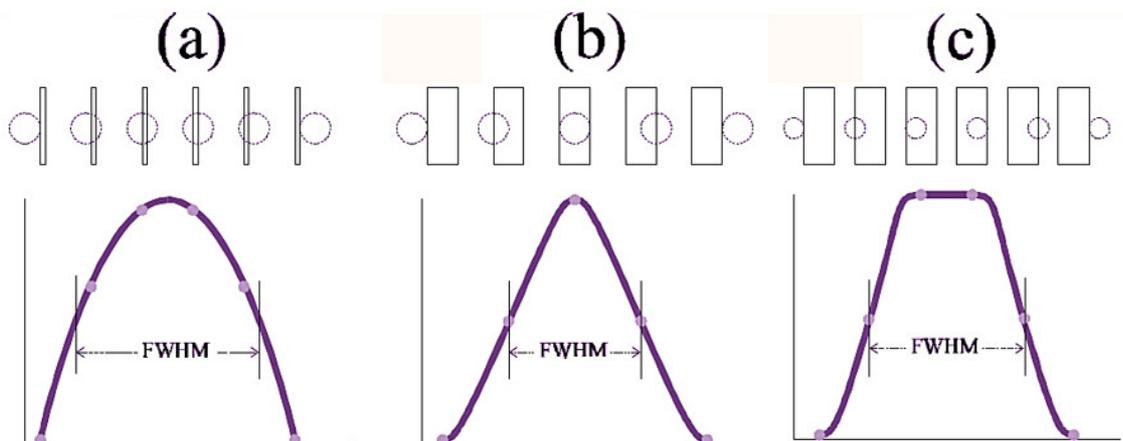
Per telescopi da 200 mm di diametro, come i comuni Schmidt Cassegrain da 8'', la scala immagine a f 10 ed f 6.3 (con riduttore) sarà, rispettivamente, di 9.70 e 6.11. In caso di seeing diverso avremo un'apertura in micron pari a quelle indicate dalle tabelle che seguono:

F	1.5 (eccellente)	2 (buono)	3 (medio)	4 (cattivo)
2000	14.55	19.40	29.10	38.80
1260	9.16	12.22	18.33	24.44

Per uno Sc da 355.6 mm (14") a f 11 la scala immagine a F 11 ed a f 7 (con riduttore a f 6.3) risulterà rispettivamente di 18.97 e 12.07 e si avrà:

F	1.5 (eccellente)	2 (buono)	3 (medio)	4 (cattivo)
3911	28.45	37.94	56.91	75.88
2489	18.10	24.14	36.21	48.28

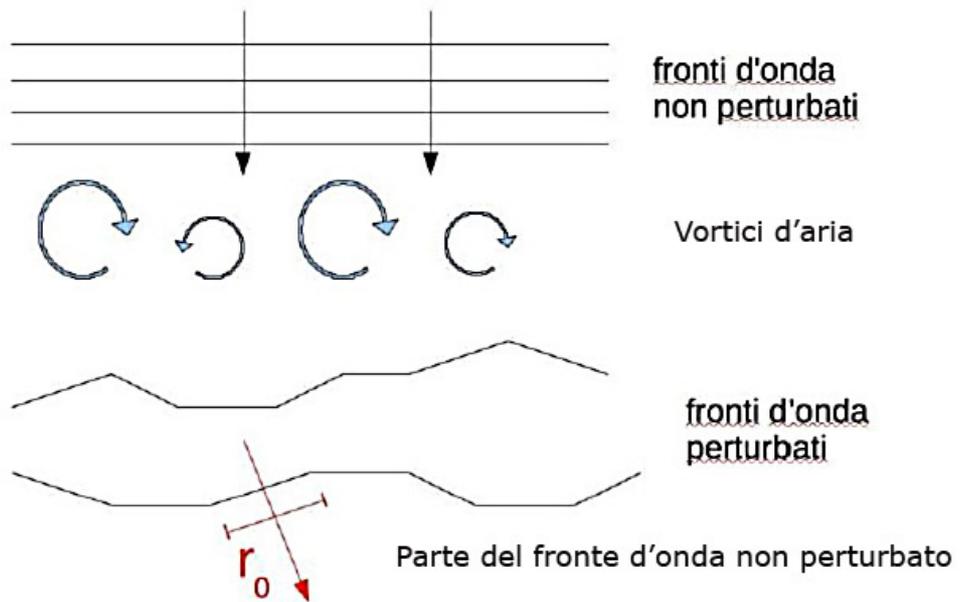
Nel caso di spettroscopia stellare, non basta ,tuttavia, regolare la fenditura in funzione del seeing e dell'immagine stellare conseguente, ma occorre anche tenere conto del **posizionamento della stella sulla stessa**, in quanto il miglior risultato in termini di risoluzione spettrale si ottiene con la stella delle stesse dimensioni della fenditura e perfettamente centrata entro i suoi bordi.La figura che segue mostra molto bene la diversa forma e dimensione della FWHM stellare sul recettore (e quindi della risoluzione ottenibile) a seconda delle diverse dimensioni e del diverso posizionamento della stella sulla fenditura.



E' evidente che il risultato migliore è quello della combinazione b nella sua parte centrale.

Ma che cos'è, in poche parole, il seeing? la risposta è facile e complicata allo stesso tempo: è la misura della risoluzione angolare risultante dalle condizioni di turbolenza dell'atmosfera e dal conseguente degrado che questa apporta nelle immagini astronomiche. Esso è espresso in unità di secondi d'arco sulla base del diametro angolare di sorgenti stellari. Quindi un seeing di 2" sarà migliore di uno di 3".

Il fronte d'onda in arrivo dallo spazio è infatti piano, ma si rompe e si deforma in conseguenza dei vortici d'aria dell'atmosfera in elementi non perturbati di dimensione r_0 , che dipendono dalla lunghezza d'onda e dalla distanza zenitale di osservazione. Maggiore è l'estensione di r_0 , migliore sarà il seeing e viceversa. Questo è il motivo per il quale, in condizioni di seeing non buono, non è raro che telescopi di dimensioni maggiori, con diametro superiore a r_0 , abbiano prestazioni analoghe od addirittura inferiori a quelle dei telescopi di diametro inferiore, ma pari a tale valore.



Ai nostri fini, occorre evidenziare tuttavia, come il seeing è caratterizzato da 3 effetti principali quali:

- Dimensioni delle immagini stellari, dove, come dianzi osservato, la FWHM della distribuzione dell'intensità della stella corrisponde al disco di seeing, che dipende anche fortemente dall'altezza sul piano dell'orizzonte della stella, ed è minimo allo zenit.
- Agitazione dell'immagine stellare intorno ad una sua posizione media

- Scintillazione dell'immagine

Ora, mentre le dimensioni della FWHM sono entro certi limiti conosciuti nei valori medi per le singole localizzazioni di osservazione, è sicuramente più difficile valutare e considerare a priori gli altri due elementi che comunque peggiorano fortemente la qualità dello spettro anche nell'ipotesi che la stella sia perfettamente centrata sulla fenditura come nella precedente posizione b. Occorre allora valutare caso per caso se la serata consente osservazioni spettrali degne di tale nome o no.

Assemblaggio di una semplice fenditura

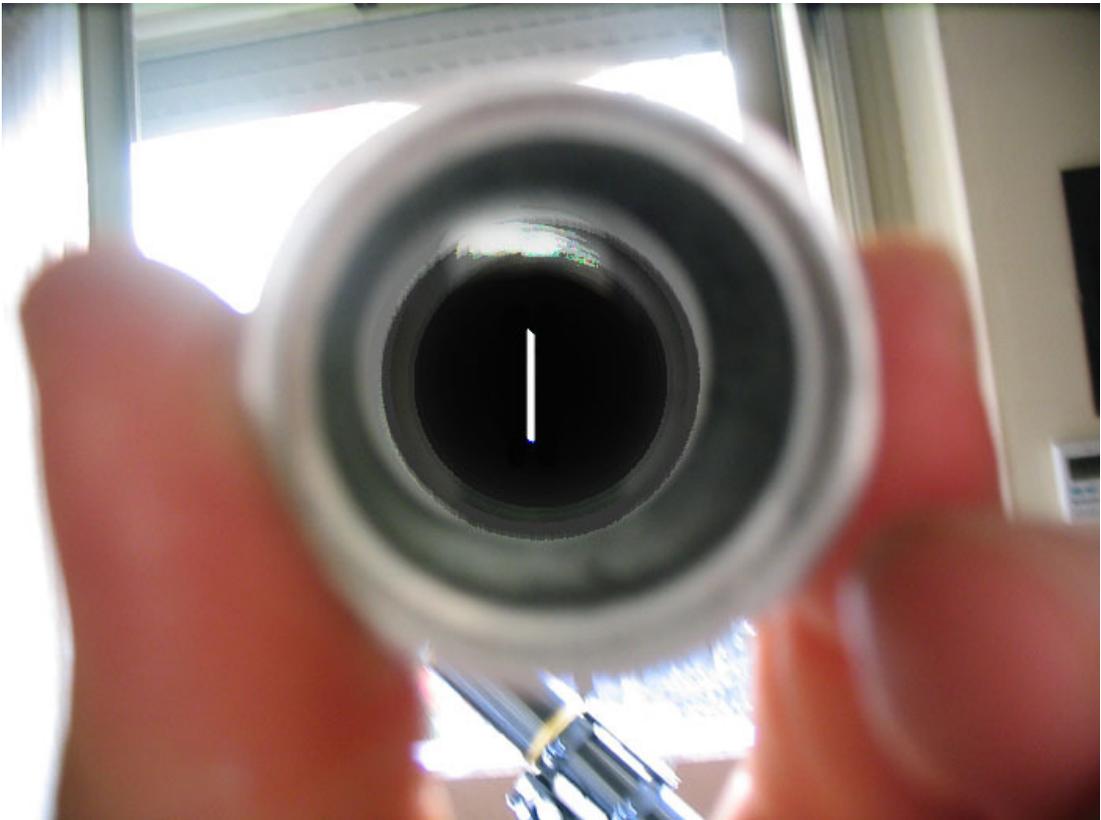
Le fenditure commerciali, peraltro difficili da reperire, costano anche molto: abbiamo visto fenditure commerciali discrete da 260 €, ma queste vanno poi adattate al telescopio ed allo spettroscopio, ed i relativi raccordi verranno a costare almeno altri 100 €; ciò vuol dire che la sola fenditura regolabile potrebbe costare quanto un'intero spettroscopio di semplice autocostruzione. Un sistema semplice per autocostruire una fenditura è quello di usare elementi già presenti sul mercato ad un costo irrisorio. Molti penseranno subito alle lame da rasoio: su queste è meglio ribadire ancora una volta che NON funzionano, o, per meglio dire funzionano male, in quanto in genere presentando una lavorazione su entrambi i lati, con la parte affilata a forma di V, creano sicuramente riflessi e false immagini, in particolar modo con sorgenti intense di luce come quella solare. Ho sperimentato di persona che usare lame del genere provoca false righe spettrali ed ilraddoppiamento di quelle esistenti senza effetto Zeeman.

Una scelta più sicura è invece quella delle lame di temperamatite, facili da reperire, ed alcune anche ben lavorate, con una cuspide a mezza V, che richiama quella delle vere fenditure. La parte "piatta", come si è detto, va rivolta verso la sorgente di luce, mentre quella inclinata verso l'interno, ovvero verso il collimatore. In sintesi, una volta smontate, le lame vanno sistemate su un supporto: l'ideale è un barilotto da 31.75 mm, quello degli oculari, per intenderci. Occorre però creare su questo un supporto piano, ed a questo scopo va bene una rondella di ferro con un foro di 10-12 mm, che si sistema sul barilotto con collante cianoacrilico. Successivamente sulla rondella si applica un biadesivo per parquet, e su questo le lame di temperamatite; per regolare

L'apertura occorrerà poi interporre tra esse una striscia di alluminio per alimenti, il cui spessore si aggira su 1/20 di mm, pressando sino a che saranno ben fissate. Nel caso lo si possenga, inoltre, e sia necessario, un foglietto di Mylar o Astrosolar permetterà di arrivare anche ad 1/50 od 1/100 di mm. Traguardando verso una fonte di luce, occorrerà accertarsi che le lame siano parallele tra loro, altrimenti occorrerà ripetere l'operazione sino ad ottenere tale risultato. Preciso che tale tipo di assemblaggio non va bene per spettroscopi solari o spettroelioscopi in quanto non è in condizioni di sopportare il calore concentrato del fuoco di un obiettivo, che potrebbe sciogliere il collante del biadesivo. In tale caso sarà opportuno assemblare il tutto con un collante cianoacrilico resistente al calore ovvero con fori filettati e viti. Nelle immagini che seguono è mostrata la sequenza costruttiva della fenditura. Un miglioramento per consentire un minimo di regolazione potrebbe essere quello di porre una delle lame in un foro svasato sul supporto, in modo da poterla poi fissare con una piccola vite alla chiusura voluta.







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 focheggiatore è alloggiata la fenditura: in tal caso l'obiettivo, con la fenditura posta sul fuoco come un diaframma, si comporta da lente telecentrica ed invia un fascio di raggi paralleli al reticolo. In prima approssimazione, per verificare che la fenditura sia posta esattamente sul punto di fuoco si può controllare visualmente l'incisione delle lame tralucide attraverso l'obiettivo, ma per un posizionamento preciso è necessario poi, una volta assemblato lo spettroscopio, focheggiare l'immagine dello spettro spostando solo la fenditura rispetto al collimatore ovvero agendo sulla messa a fuoco di questo, se esistente, sino a che i bordi dello spettro siano incisi, successivamente agendo sulla messa a fuoco dell'ottica della camera sino a che le righe non risulteranno le più nette possibili. La lunghezza focale del collimatore è connessa a quella dell'ottica di osservazione o della camera, nel senso che in genere si opta per rapporti reciproci 1:1, che, crescendo entrambi nella stessa misura, fanno crescere la dispersione (nel senso di far diminuire il suo valore assoluto in Angstrom per pixel) e la risoluzione in modo lineare, col vantaggio, in spettroscopia stellare che la scala immagine sul piano focale della stella nel sistema spettroscopio-telescopio è pari a quella del telescopio. Rapporti diversi a favore dell'ottica di osservazione avrebbero l'effetto ingrandire eccessivamente l'immagine con un guadagno in dispersione ma senza alcun guadagno o scarsissimi miglioramenti in termini di risoluzione, che potrebbe essere peraltro

compromessa dall'impastamento dell'immagine dovuto al residuo di sferica nel caso di ottiche a rifrazione non apo : il solo incremento della focale del collimatore non comporta vantaggi in termini di dispersione e risoluzione :la scelta della focale del collimatore dipenderà quindi da quella dell'ottica della camera e viceversa, a seconda dei vincoli.

Assodata, quindi , l' opportunità di ottiche di simile focale, è bene dire che, mentre per uso stellare è preferibile, a parità di altre condizioni, usare ottiche di corta focale per aumentare il rapporto S/R, riducendo la dispersione e quindi facilitando la copertura di tutto il range spettrale del visibile in un sensore CCD di medie dimensioni, per il sole è in genere preferibile usare focali medie o lunghe, data l'enorme quantità di luce in arrivo il notevolissimo numero di righe (oltre 8700) teoricamente osservabili e l'esigenza di aumentare sia dispersione che risoluzione . Ciò non toglie che anche in spettroscopia stellare possa essere utile per l'amatore l'osservazione e la ripresa CCD in alta risoluzione, ad esempio per l'osservazione dei cambiamenti di alcune righe spettrali come l'H alpha, fondamentale per la comprensione di alcuni fenomeni d'interesse scientifico,ma occorre tener presente che occorrono in tal caso telescopi con aperture maggiori per ottenere rapporti S/R accettabili.

Al fine di evitare perdite di risoluzione il diametro del collimatore dovrà coprire e preferibilmente essere leggermente superiore alla diagonale del reticolo (che si ottiene moltiplicando il lato per 1,4, nel caso di reticolo quadrato).Se, quindi acquireremo un reticolo quadrato da 30 mm , sarà necessario avere un collimatore di $D > 42$ mm. Nella spettroscopia stellare il rapporto F/D del collimatore dovrà essere quello del telescopio al quale viene applicato lo spettroscopio,se maggiore perderà infatti una parte della luce in arrivo e se minore vorrà dire che il suo diametro è inutilmente più grande del necessario.

L'ottica di osservazione o della camera 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.L'ottica di osservazione o della camera forma l'immagine della fenditura sul piano focale, e la scala immagine su detto piano è quella del telescopio moltiplicato per il rapporto tra focale del collimatore e focale dell'ottica di osservazione.In generale si ha: Si spett= Si Tel x F coll/F ottica cam, e, nel caso di rapporto 1:1 si identifica con quella del telescopio.Il diametro dovrebbe essere pari alla diagonale del reticolo, od anche poco inferiore, mentre la lunghezza focale sarebbe opportuno fosse pari o al massimo leggermente inferiore a quella del collimatore per diminuire la dispersione e far entrare lo spettro nel campo della camera.

E' bene precisare che esistono spettroscopi che richiedono una sola ottica per funzionare, che agisce contemporaneamente come collimatore ed ottica da

osservazione. Tale schema meccanico, chiamato Littrow od autocollimante presenta l'innegabile vantaggio della compattezza e facilità d'uso, mentre gli svantaggi sono quelli dei riflessi spuri creati (specie nell'uso solare) dal fascio in ingresso e quello di ritorno, e che, dato il ristretto angolo tra i due fasci ottici, può essere vantaggiosamente usato solo per l'ordine 1. Inutile dire che gli obiettivi fotografici e quelli (ma non tutti) per fotocopia, facilmente rinvenibili questi ultimi, nei mercatini o rivenditori di surplus, costituiscono eccellenti ottiche, sia di collimazione che della camera, per il campo piano che forniscono. La focale dovrebbe aggirarsi, per spettroscopi a risoluzione bassa e media, tra i 50 e 200 mm. Nella tabella che segue sono riportati i valori della dispersione lineare e risoluzione R di diverse combinazioni tra focale del collimatore e dell'ottica di osservazione: le ipotesi di focali identiche e di rapporti 1/1 sono ovviamente quelle di configurazioni auto collimanti.

La tabella è stata ottenuta col software SimSpec sulla base di uno spettroscopio con reticolo da 600 l/mm nell'ordine 1 con diametri del collimatore da 8 a 133 mm, e pixel del rilevatore da 5.6 micron, a parità di apertura della fenditura. Da essa si evince come l'aumento contemporaneo delle focali del collimatore e dell'ottica di osservazione (con rapporto reciproco di 1:1) comporta netti miglioramenti in termini di dispersione lineare e risoluzione, mentre l'aumento della focale della sola ottica della camera dà risultati in termini di dispersione e range spettrale coperto, ma molto minori in risoluzione e quella del solo collimatore non fornisce alcun miglioramento. L'incremento della focale dell'ottica della camera rispetto a quella del collimatore sarà tuttavia uno dei parametri fondamentali, come si vedrà più avanti, per la valutazione dell'accoppiamento delle ottiche dello spettroscopio con l'ampiezza della fenditura e le dimensioni dei pixel della camera di ripresa. Potrebbe sembrare strano il miglioramento della risoluzione R con l'aumento della focale, dato che la risoluzione spettrale teorica di un reticolo è esclusiva funzione dell'ordine, del numero di righe e della superficie del reticolo interessata dal fascio ottico, ma in tal caso si parla anche di risoluzione sul piano della fenditura al fuoco della camera per lo spettroscopio nel suo complesso a parità di reticolo.

E' interessante anche notare come nelle configurazioni auto collimanti, nelle quali l'ottica del collimatore e della camera sono le stesse, a parità di focale del telescopio e degli altri parametri l'aumento della focale dell'ottica dello spettroscopio comporti considerevoli miglioramenti in termini di dispersione e risoluzione.

Focale Collimatore (mm)	Focale ottica camera (mm)	Dispersione (A/pixel) Pixel 5.6 micron	Risoluzione (R)
50	50	1.84	640.18
100	100	0.92	1280.36
200	200	0.46	2560.72
400	400	0.23	5121.44
800	800	0.11	10242.88

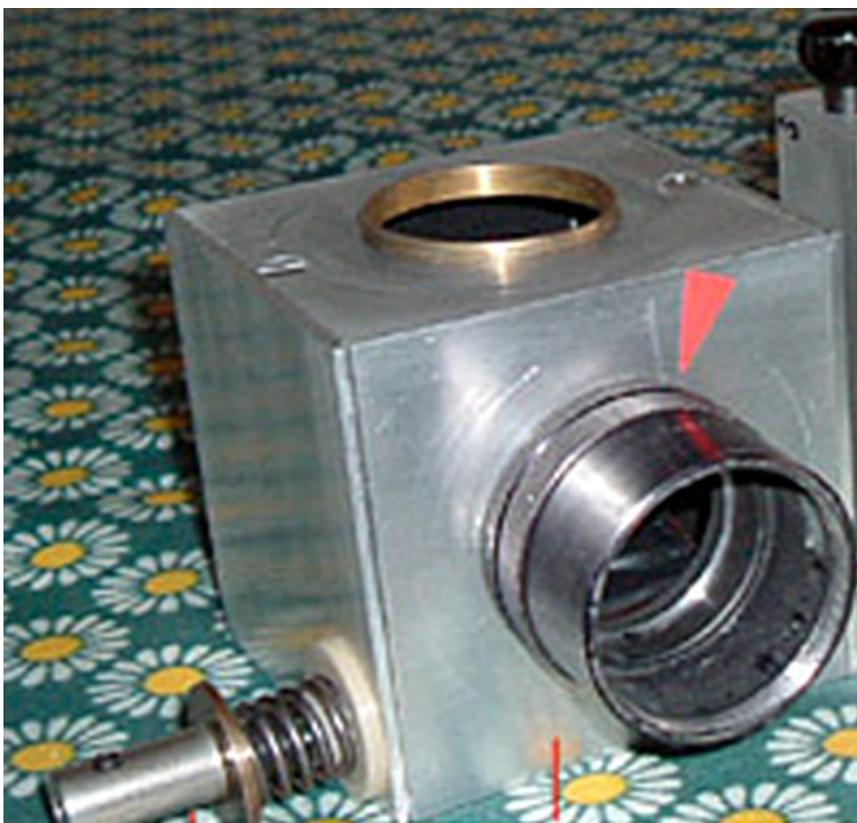
50	100	0.92	820.67
50	200	0.46	895.87
50	400	0.23	918.14
50	800	0.11	923.97
100	50	1.84	799.29
200	50	1.84	861.75
400	50	1.84	879.80
800	50	1.84	884.49

Un discorso a parte merita il **BOX contenente il reticolo** la cui struttura è in funzione del progetto di spettroscopio, se solare, stellare o di uso universale, e dell'ordine spettrale che si intende osservare con quel tipo di reticolo ovvero dell'angolo del fascio luminoso in ingresso ed in uscita. Cerco di spiegarmi: se si intendono osservare spettri stellari, o, ad esempio, lo spettro solare nell'IR od in una data riga a risoluzioni elevate, e quindi l'intensità della radiazione in ingresso nello spettroscopio gioca un ruolo fondamentale, allora è necessario utilizzare l'ordine +1 (quello più luminoso) e quindi prevedere un angolo di circa 30- 38° tra collimatore ed ottica della camera. Nel caso di spettroscopi solari a medio- alta risoluzione ed in tutti i casi in cui si intenda avvalersi di una maggiore risoluzione spettrale (spettri più estesi) al prezzo di una minore luminosità degli stessi, allora può essere utilizzato l'ordine -1, od ordini superiori al 1° che hanno una minore luminosità, ma il vantaggio di una maggiore dispersione con un angolo elevato che rende pratico un box con attacchi a 90°.

Un modo piuttosto semplice e valido di realizzare un box è quello di tagliare un quadratino di alluminio 6 x 6 cm o 8 x 8 cm da 2 o 3 mm di spessore facendo ricavare dei fori filettati del diametro necessario (o filettati 42 x 1 o 42 x 0.75) su due delle facce a 90° per applicarvi le ottiche di collimazione ed osservazione, realizzando poi dei tappi laterali di chiusura che possono anche essere di PVC.

Personalmente ho utilizzato tale soluzione in parecchi dei miei spettroscopi, come in quello mostrato nell'immagine sottostante.

Per evitare di dover operare lavorazioni aggiuntive notevoli sul box, possono anche essere utilizzate le scatole elettriche di derivazione in PVC, opportunamente forate dove occorre.



Costruzione di un semplice spettroscopio didattico con CD rom

Da tempo ho provato ad usare pezzi di CD Rom come reticoli di diffrazione, con scarso successo, forse dovuto al fatto che sono stato prevenuto nei confronti di tale sistema per alcuni motivi; la scarsa consistenza del supporto plastico, non certo lavorato a tolleranze ottiche, la debole consistenza delle scanature sullo stesso,

segnate con il laser e non orientate, che danno luce diffusa e diffondono lo spettro nei diversi ordini , la probabile sovrapposizione degli ordini stessi che "annega" ulteriormente lo spettro alle sue estremità, nel rosso e nel blu. Tuttavia, tenuto conto che molte persone ritengono di avvicinarsi alla spettroscopia con questo mezzo, sperimentando con una spesa praticamente inesistente le difficoltà ed i risultati di questa disciplina, ho ritenuto di provare ad assemblare con mezzi semplici ed alla portata di chiunque uno spettroscopio didattico solare che permette di osservare le principali righe di Fraunhofer e non solo, ed eventualmente riprenderle con una webcam (con la necessaria pazienza). E' bene, tuttavia precisare che tale strumento ha solo finalità didattiche , nel senso di mostrare a sè od ad altri le possibilità della spettroscopia astronomica amatoriale: per un uso più serio e definitivo, possibilmente anche stellare, il progetto andrebbe opportunamente rivisitato.

E' bene inoltre precisare, che anche con mezzi semplici, occorre essere rigorosi e quanto più possibile precisi nell'allineamento delle ottiche e del sistema in generale, nonchè nell'assemblaggio della fenditura, che in questo caso ancor di più costituisce il cuore del sistema e tende a rimediare alla modesta qualità del "reticolo" , quindi escludere fenditure di cartone, di plastica, di legno, etc ed usare lamine di ottone , alluminio, od acciaio opportunamente lavorate ovvero, se si vuole usare un sistema più semplice, due lame di temperamatite, come spiegato in precedenza. Lo strumento dovrebbe inoltre consentire la sostituzione del reticolo di CD Rom con un reticolo vero, anche in acetato (dal costo irrisorio) per potersi avvantaggiare in futuro di una risoluzione ed incisione molto più elevata e soddisfacente, se la cosa appassiona e si ritiene di andare avanti.

Con tali premesse e sulla base di queste, ho assemblato il seguente strumento, che, ripeto, è il minimo sindacale per chi vuole accostarsi alla spettroscopia, ma non esaurisce certo, come si vedrà più avanti, le innumerevoli configurazioni possibili e realizzabili da chi intendesse mettere in pratica un interesse più profondo e duraturo per questa branca dell'astronomia:

1) **Reticolo di CD**

Ho provveduto innanzitutto a scegliere, traguardando una fonte di luce luminosa (una lampadina alogena) a scegliere il CD a mio avviso migliore: ossia quello che, rivolto verso la lampada e leggermente ruotato con le dita dava un'immagine dello spettro (la riga multicolore) ben definita ai bordi, senza diffusione e con riflessi e distorsioni contenuti. Ho, quindi tagliato una "fetta" di CD Rom di circa 4 x 4 cm con delle cesoie, usando solo le punte per intaccare il supporto ai bordi prima, e poi pian piano a tratti avanzando sino a che lo stesso non si rompe naturalmente come il vetro, anche se in modo non perfetto e diseguale (ma ciò non ha molta importanza). Ovviamente il mio è un sistema primitivo ed ognuno potrà sperimentare il proprio, va bene anche, per chi ce l'ha, un disco diamantato su un trapanino da Hobby (montando occhiali protettivi e stando attenti agli eventuali schizzi di materiale plastico).

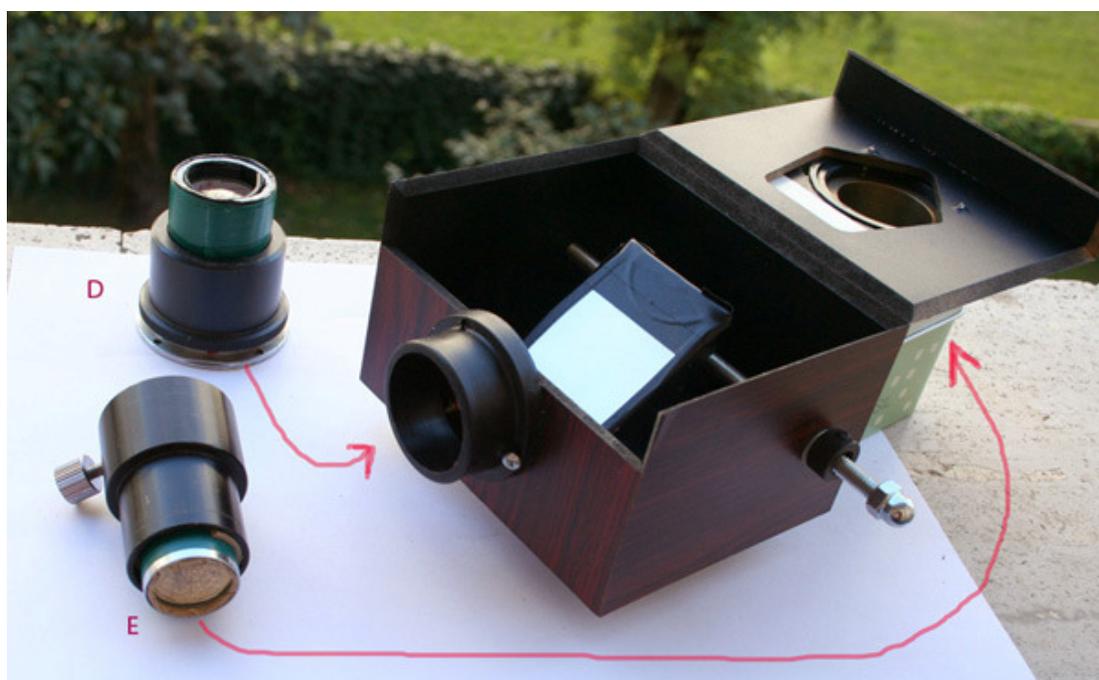
Infine ho preparato un supporto di plastica (ma va anche bene legno od alluminio) appena più grande della fetta di CD sul quale incollare quest'ultimo con biadesivo, rifinendo i bordi frastagliati con nastro adesivo nero. La base del supporto va forata per far passare e fissare un pezzo di barra filettata di diametro opportuno (va bene da 4 mm) che costituirà l'asse del reticolo, la cui rotazione permetterà di esplorare le zone dello spettro da osservare. L'asse andrà opportunamente fissato sulla scatola contenente il reticolo facendolo passare attraverso due fori sulla scatola stessa: i fori per l'asse dovranno essere posizionati in modo tale che il pezzo di CD sul suo supporto sia centrato, alla inclinazione di lavoro, su entrambi i fori per le ottiche ottenuti sulla scatola, e centrati sui lati di quest'ultima (vedi figura).



- A: scatola per cravatte apribile in cartone pressato
- B : Pezzo di CD Rom
- C: asse di rotazione del reticolo

2 - Ottiche e la fenditura

La parte più complicata è stata forse quella di trovare due piccole lenti di focale adeguata (5-6 cm) da usare come collimatore ed ottica di osservazione, e sufficientemente piccole da entrare in barilotti da circa 30 mm. Ciò per non stravolgere la filosofia del sistema e rendere lo stesso facilmente maneggiabile. Tengo a precisare, a tale proposito che le lenti di collimazione e osservazione non sono un "optional" per gli spettroscopi in genere (salvo casi specifici) e per questo in particolare, dato che svolgono la importantissima funzione di rendere collimato il fascio ottico proveniente dalla fenditura ed in uscita dal reticolo, collimazione che è essenziale, a mio avviso, quando la risoluzione e la qualità del supporto lasciano a desiderare. Comunque, le lenti da me usate sono state una lente semplice di un cercatore 5x 24 ed un doppietto di circa 25 mm, entrambi di circa 6 cm di focale, e sono state inserite a pressione, la prima in un barilotto con la fenditura, la seconda nel portaoculare. Entrambi i barilotti sono stati poi inseriti in controbarilotti sistemati con delle viti parker sulla scatola, come si vede dalla figura che segue. L'ottica di collimazione (D) va spostata nel suo barilotto sino a che l'immagine della fenditura è la più nitida possibile e questa appare a fuoco. L'ottica di osservazione andrà probabilmente leggermente fatta scorrere nel suo barilotto sino a che, in relazione all'oculare usato, si otterrà un'immagine sufficientemente nitida delle righe.



D: Barilotto con la fenditura e la lente di collimazione (visione posteriore)

E: Barilotto portaoculare con la lente di osservazione

Lo strumento, assemblato, appare come nella seguente figura:

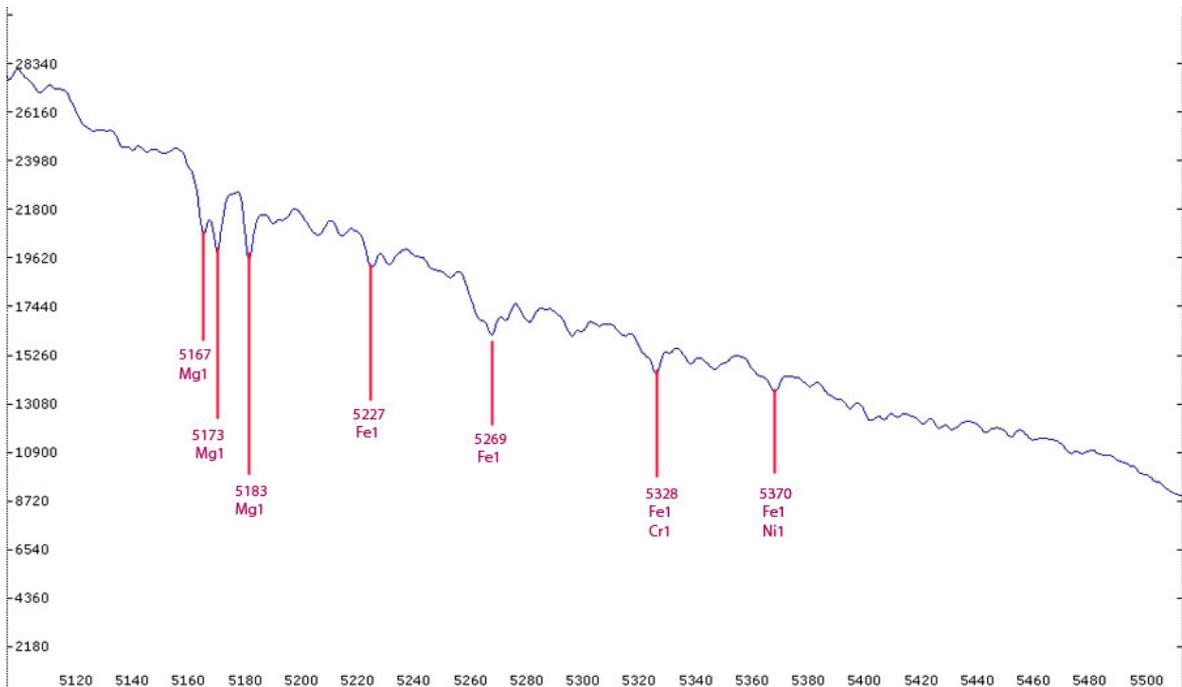
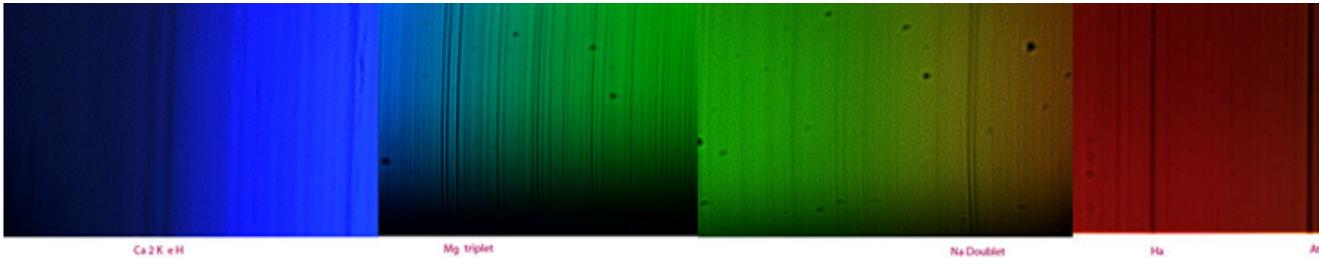


Il suo uso visuale appare sufficientemente appagante, dato che permette, muovendo leggerissimamente l'asse del reticolo, di osservare le più importanti righe dello spettro solare.

La ripresa, anche con una semplice webcam, appare tuttavia più laboriosa in quanto, vuoi per la modestia delle ottiche, vuoi per le caratteristiche del reticolo, la messa a fuoco è critica e varia notevolmente a seconda delle zone spettrali. Si può, tuttavia, avere un'immagine accettabile di alcune principali linee, come dimostrano le figure che seguono. La dispersione spettrale, mostrata nell'ultima figura, è stata più che buona, fornendo sulle righe del Magnesio, con il soft Vspec, il valore di 0,67 a/Pixel con pixel di 5,6 micron, di tutto rispetto per il tipo di strumento. Notare che le linee maggiormente a fuoco sono risultate quelle centrali del Mg e del Na, mentre quelle estreme, Ha e Ca sono leggermente fuori fuoco: non so se ciò è stato causato da un leggero disallineamento delle ottiche, ovvero dal fatto intrinseco dello spettro fornito

dal CD, curvo agli estremi, dove sicuramente, peraltro, si registra una sovrapposizione degli ordini.

In definitiva, per tirare le somme, un simile strumento appare più che degno per finalità didattiche ed illustrative sullo spettro solare e la spettroscopia in genere.



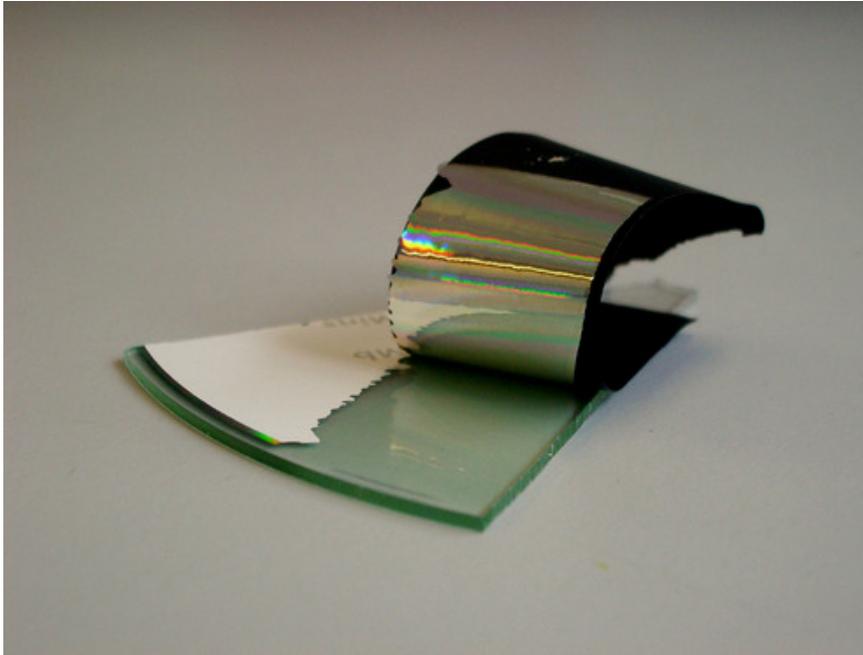
Usare un CD, o un DVD?

Il DVD ha una separazione tra i solchi, e quindi un numero di righe per mm all'incirca doppio di quello di un CD. Infatti nel CD la separazione tra le incisioni è di 1,6 Micron, nel DVD di 0,74 Micron. Quanto alla perfezione delle incisioni, penso dipenda molto, più che dal tipo di laser usato per ottenerle, dalla qualità del substrato di materiale plastico.

Nella tabella che segue è indicato il numero medio di righe per mm di un CD e di un DVD.

Supporto	righe/mm	Separazione delle righe in nm (d)
CD	625	1600
DVD	1350	740
Normale reticolo	1200	833

L'esempio mostrato in precedenza prevede l'uso del CD o DVD in riflessione; tuttavia si può anche separare lo strato riflettente dal resto del supporto, ottenendo un reticolo a trasmissione. Per fare ciò basta fare un'incisione sul bordo del CD e sollevare con le dita o con una pinzetta lo strato riflettente. E' bene chiarire, tuttavia, che dato l'elevato n. di righe per mm, in questo caso lo spettro della sorgente (lampada a basso consumo, Neon, etc, **NON del sole!**) è visibile solo spostando di parecchi gradi il reticolo rispetto alla direzione della sorgente stessa.



Modelli di spettroscopi più sofisticati, ma senz'altro molto più performanti, sono quelli che seguono nella presente trattazione.

PRINCIPALI TIPI DI SPETTROSCOPI ASTRONOMICI E LORO FUNZIONAMENTO

Esaminiamo ora vari tipi di spettroscopi, dai più semplici ai più complessi, quelli per i quali c'è spazio per un progetto di autocostruzione amatoriale, e quelli che invece sono riservati ad un uso semi-professionale.

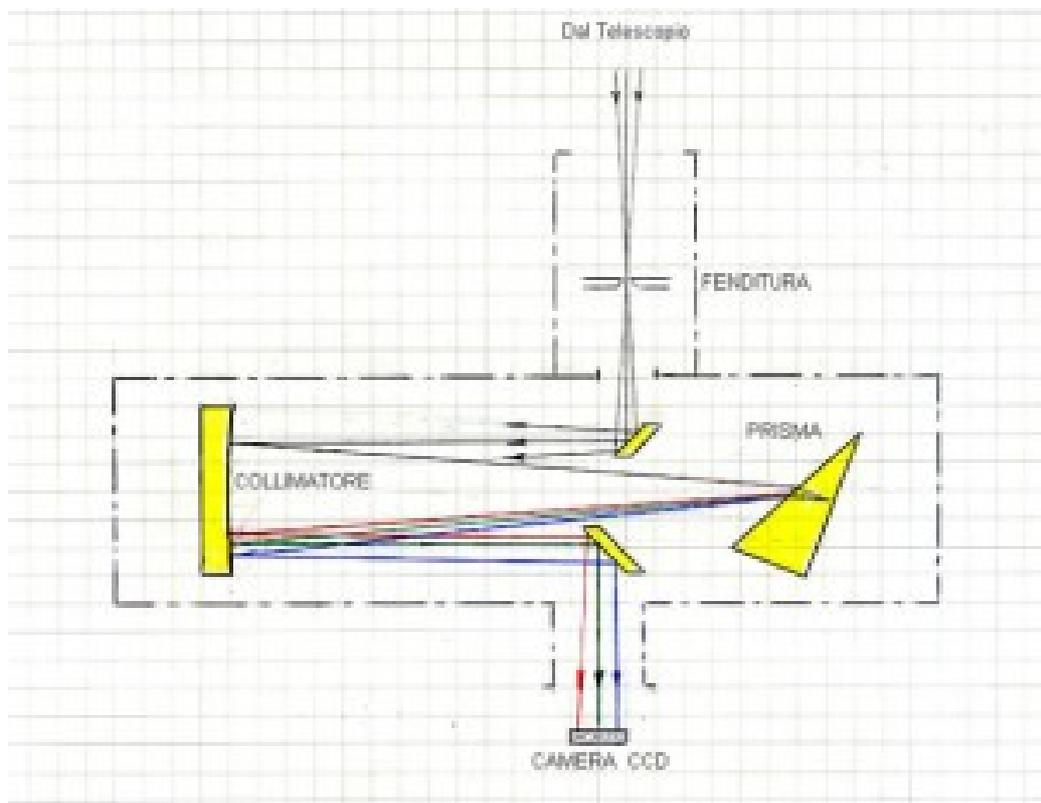
Generalità sugli spettroscopi

Gli elementi di uno spettroscopio - tipo sono, come si è detto, 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, le celle meccaniche dei prismi o dei reticoli, etc. L'elemento dispersivo può essere a trasmissione od a riflessione della luce incidente.

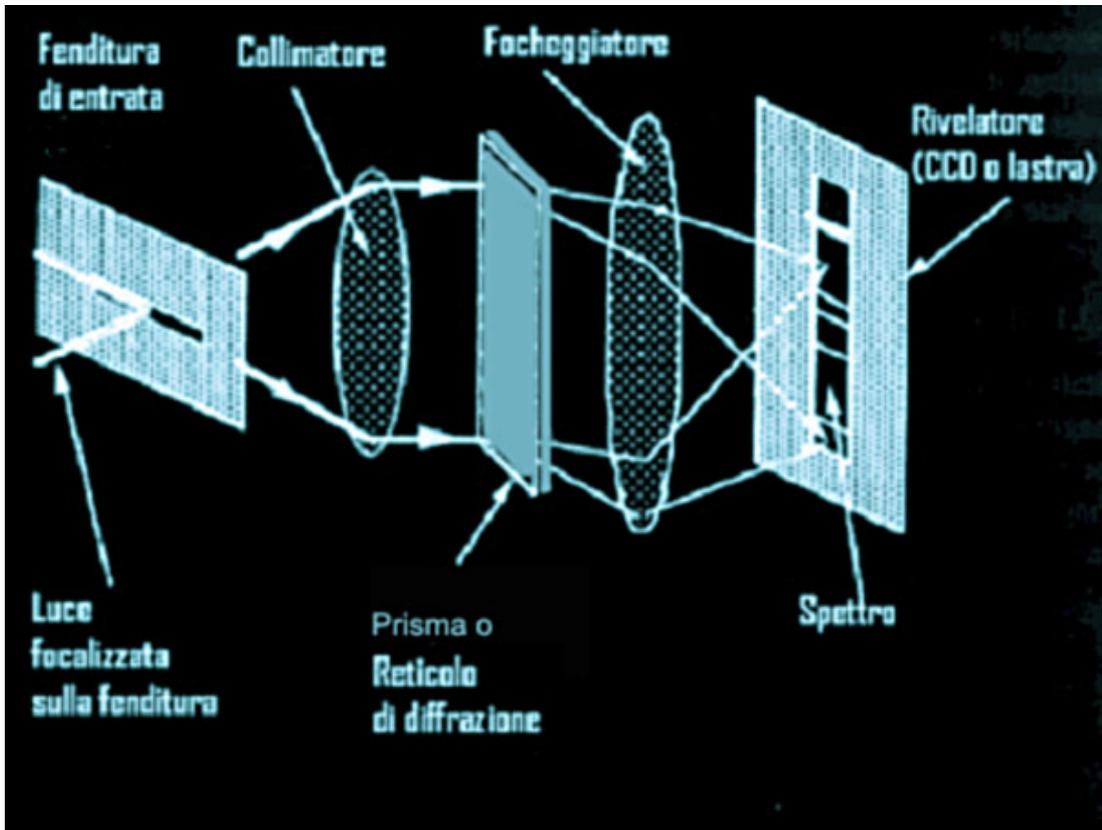
Qui di seguito si riporta alcuni esempi, di spettroscopi con elementi a trasmissione, reticoli o prismi: il fascio ottico diffratto in uscita non sarà sull'asse ottico, ma deviato di un certo angolo:



Spettroscopio di Bunsen di Kohler, a prisma, del 1906 (fonte Museo di Fisica dell'Università "La Sapienza" di Roma).



Schema di spettroscopio a prisma di Littrow autocollimante del compianto grande astrofilo ed auto costruttore Ing. Vittorio Lovato.



Schema classico di spettroscopio con reticolo a trasmissione: tale tipologia di spettroscopi necessita di reticoli a basso potere (100 -200 l/mm) per mantenere il fascio ottico diffratto quanto più possibile vicino all'asse ottico e contenere le aberrazioni.



Il più semplice tipo di spettroscopio con elemento a trasmissione: lo Star Analyser 100

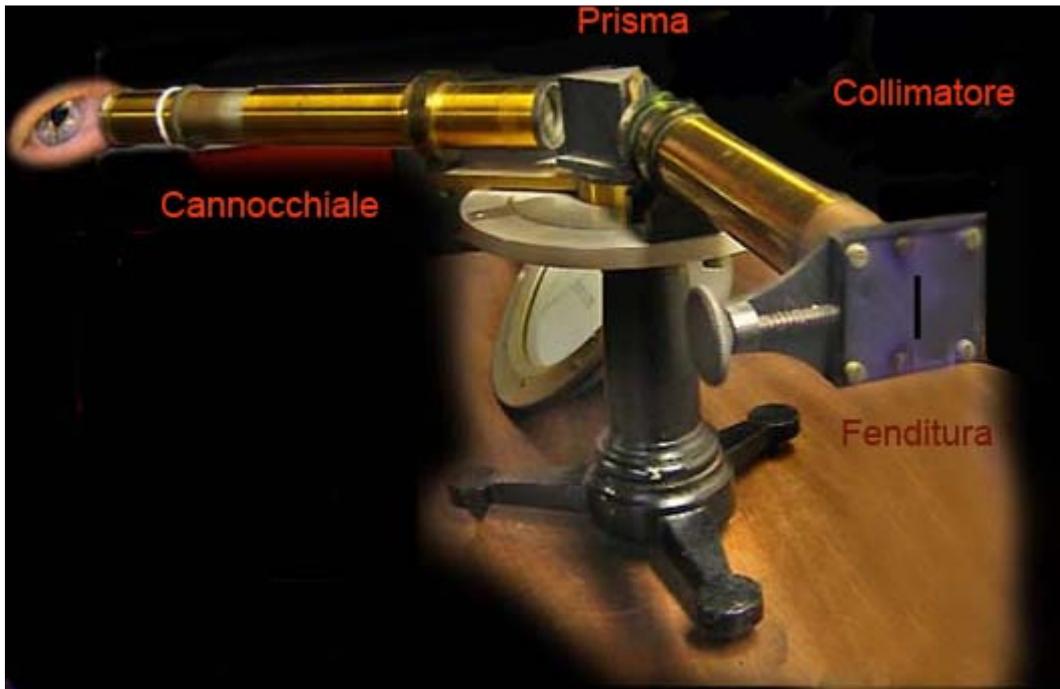
I prismi in spettroscopia

Come si è detto in precedenza, la luce del sole (e di molte altre stelle) è luce bianca e va quindi dispersa in tutte le sue componenti monocromatiche, dal violetto al rosso. Il modo più semplice e più usato in passato per ottenere ciò è quello di usare un prisma, sfruttando il principio della rifrazione, in base al quale quando la luce passa attraverso un prisma le lunghezze d'onda più lunghe (parte rossa dello spettro) vengono rifratte in misura diversa e subiscono una deviazione con un angolo inferiore di quelle più corte (blu-violetto). Dal punto di vista dell'indagine spettroscopica, il prisma presenta il vantaggio della concentrazione della luce diffratta in un solo ordine, con un guadagno di luminosità ed efficienza che può raggiungere anche il 100%, ed un serio inconveniente: la dispersione spettrale è piuttosto limitata, come si può osservare nella Figura che segue dove uno spettro ottenuto con un prisma di vetro flint è messo a confronto con quello con un reticolo di diffrazione a trasmissione da 300 l/mm. Inoltre, cosa ancora più importante, è non lineare, in quanto proporzionalmente minore nella parte rossa dello spettro rispetto a quella blu-violetta: lo spettro blu-violetto avrà quindi un'estensione maggiore di quello rosso:

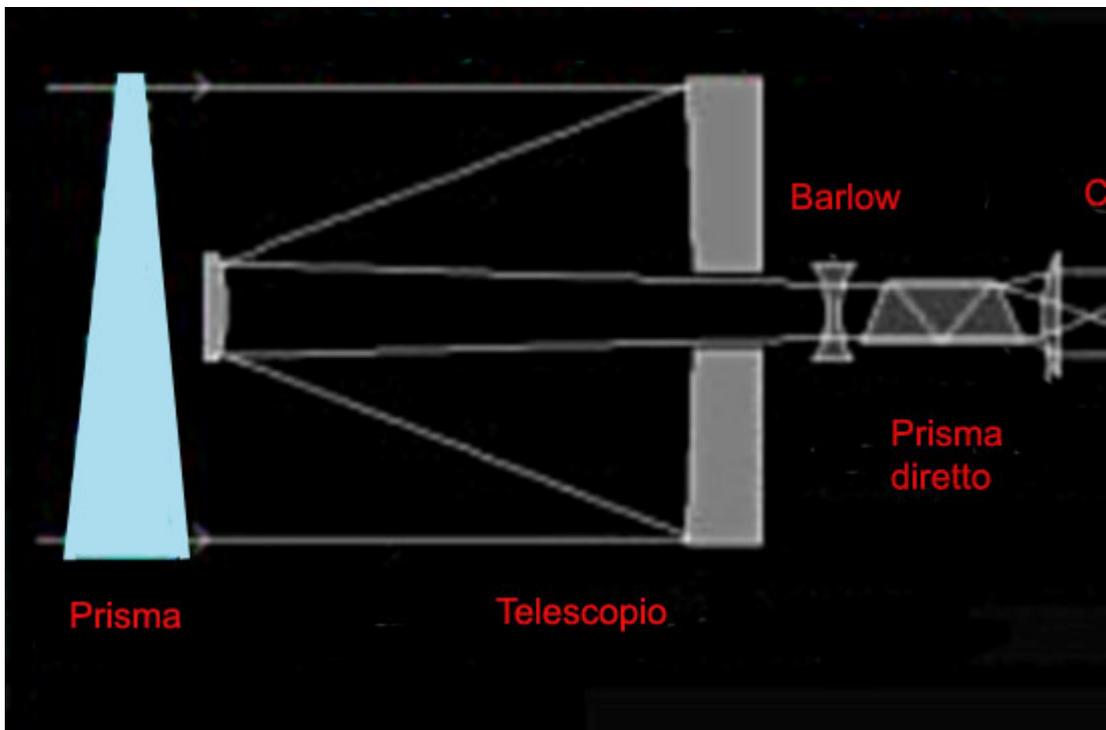


Confronto tra la dispersione di un prisma e quella di un reticolo : come si osserva, l'intensità luminosa del prisma è di gran lunga maggiore di quella del reticolo in quanto la luce diffratta non viene "diluita" negli ordini, ma la dispersione è nettamente inferiore a quella di un reticolo di basso potere (300 l/mm) nell'esempio mostrato.

Gli spettroscopi a prismi furono usati nel secolo scorso, prima dell'avvento del reticolo di diffrazione, ideato da Norbert e perfezionato dall'americano Rowland. Furono spesso usati strumenti con un "treno" di prismi in serie, anche sei od otto, per aumentare la dispersione spettrale, piuttosto limitata con un solo prisma. Qui di sotto è riportata l'immagine di un semplice spettroscopio a prisma. Ai giorni nostri quasi tutti gli strumenti professionali sono dotati di spettroscopi a reticolo di diffrazione, se si eccettuano alcuni, come, ad esempio gli "Echelle", capaci di funzionare, come vedremo, con un reticolo ed un prisma.



Un sistema alternativo di spettroscopio a prisma era quello, oggi in disuso, che utilizzava il cd. "Prisma obiettivo", ovvero un prisma di circa 10° di angolo e di diametro pari all'obiettivo del telescopio. La dispersione era però limitata, il peso ed il costo piuttosto notevoli in rapporto alle prestazioni. Per aumentare la dispersione dello spettro poteva anche essere utilizzato un secondo prisma a visione diretta in uscita dal telescopio.



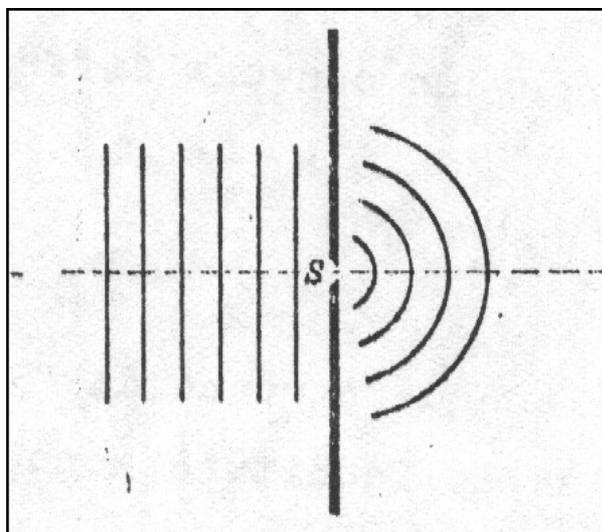
I reticoli di diffrazione ed il loro uso in spettroscopia

Si è accennato in precedenza alla diffrazione della luce, sulla quale si basa la costruzione dei reticoli. La trattazione della luce come onda è indispensabile in ottica quando si ha a che fare con dimensioni confrontabili con la lunghezza d'onda della luce (0.5 micron per la luce visibile). Dal punto di vista fisico la luce è un'onda elettromagnetica trasversale descrivibile con una equazione del tipo

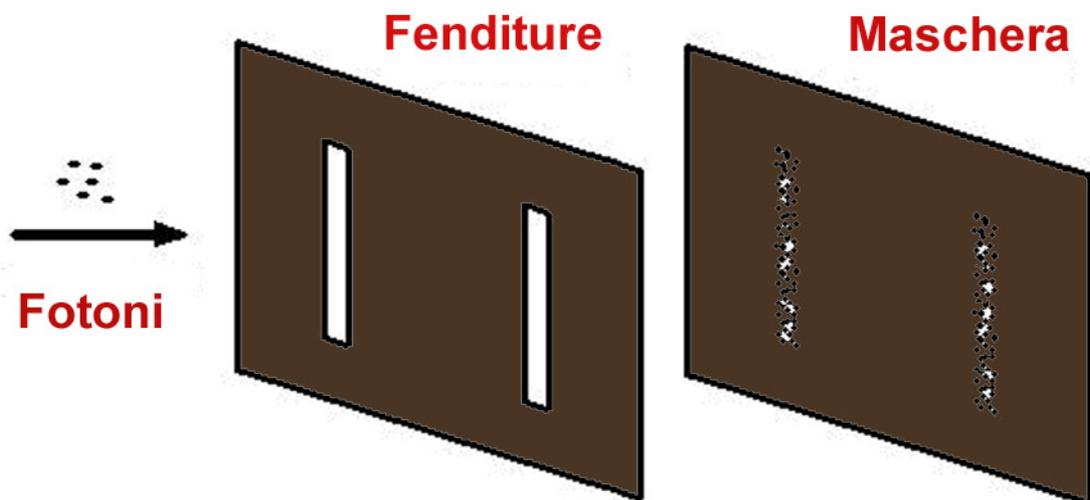
$$y = f(x - vt)$$

dove x è la direzione di propagazione dell'onda, t il tempo, v la velocità dell'onda e y la direzione (ortogonale ad x) in cui oscilla il vettore campo elettrico. Il segno $-$ indica che l'onda si propaga nel verso delle x crescenti. Si verifica sperimentalmente che quando un'onda attraversa un'apertura o colpisce l'estremità di un ostacolo invade sempre parzialmente la regione di spazio circostante. Questo fenomeno è noto come diffrazione.

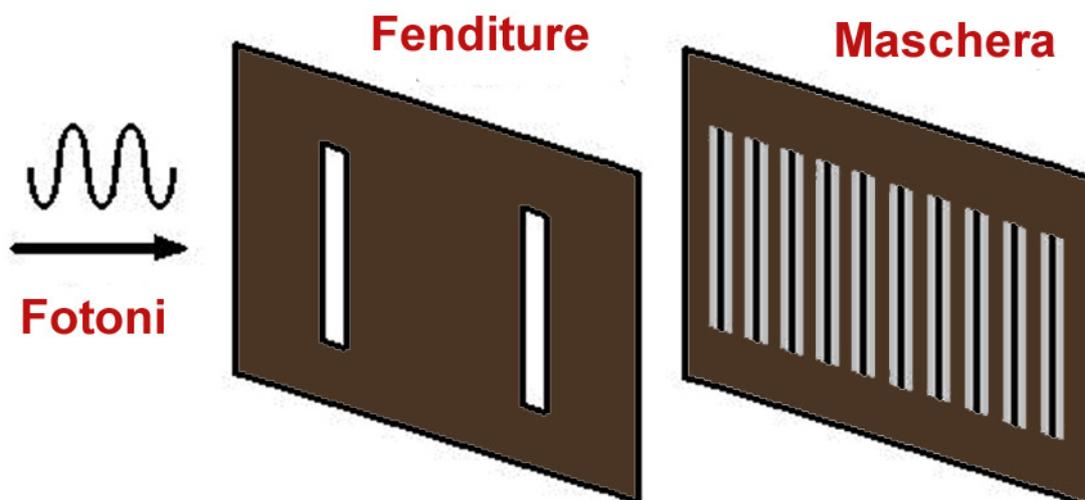
La diffrazione è quindi un fenomeno basato sulla stessa natura ondulatoria della luce e consiste nella deviazione rispetto alla propagazione in linea retta che un'onda presenta quando incontra un ostacolo od un'apertura di dimensioni paragonabili alla sua lunghezza d'onda: L'effetto della diffrazione è quello di allargare il fascio di luce originario dando origine a figure di interferenza caratterizzate da una serie di massimi di intensità luminosa decrescente con quello centrale più luminoso (massimo principale) e massimi secondari; i massimi naturalmente si alternano con i minimi, costituiti da righe scure. La figura di interferenza può essere prodotta da una e due fenditure; nel caso delle due fenditure i massimi ed i minimi sono meglio visibili.



Ma l'esperimento delle due fenditure, fattibile anche a casa con un lamierino di alluminio sul quale sono incise due sottili fenditure molto ravvicinate ci mostra un punto di contatto tra spettroscopia ed uno dei fondamenti della fisica moderna; il dualismo onda-particella. Se fossimo nell'ambito della fisica classica, infatti, colpendo la lastrina con le due fenditure con pochi singoli fotoni, li vedremmo ,raggrupparsi in una lastra posteriore in corrispondenza delle due aperture come nella figura che segue: l'aspetto corpuscolare delle particelle, siano fotoni, elettroni o quant'altro, sarebbe confermato.



Invece nella realtà vedremo formarsi nella lastra bersaglio un alternarsi di frange chiare e scure con un massimo centrale, una figura dovuta all'interferenza della particelle tra di loro, e contemporaneamente non sappiamo quale particella abbia attraversato una fenditura o l'altra! È il trionfo dell'indeterminazione della meccanica quantistica e del dualismo onda-particella che la contraddistingue. L'esperimento di Young confermò in modo evidente la natura ondulatoria della luce. A distanza di anni, con la strumentazione ora disponibile potremmo ripetere l'esperimento di Young e far passare attraverso le fenditure singoli fotoni, ma, colpo di scena, li vedremmo raggrupparsi prima in modo casuale e poi, aumentando il loro numero esattamente nello stesso modo del flusso continuo dianzi descritto, con una serie di frange, nell'ambito del processo della sovrapposizione di stati (dove ogni stato è dato dalla probabilità che il fotone passi in una fenditura o nell'altra) proprio della meccanica quantistica. Tuttavia, se operassimo una misura sui fotoni che passano attraverso le fenditure la sovrapposizione di stati cesserebbe ed il loro raggruppamento somiglierebbe a quello della figura di cui sopra, secondo il principio deterministico della meccanica classica.

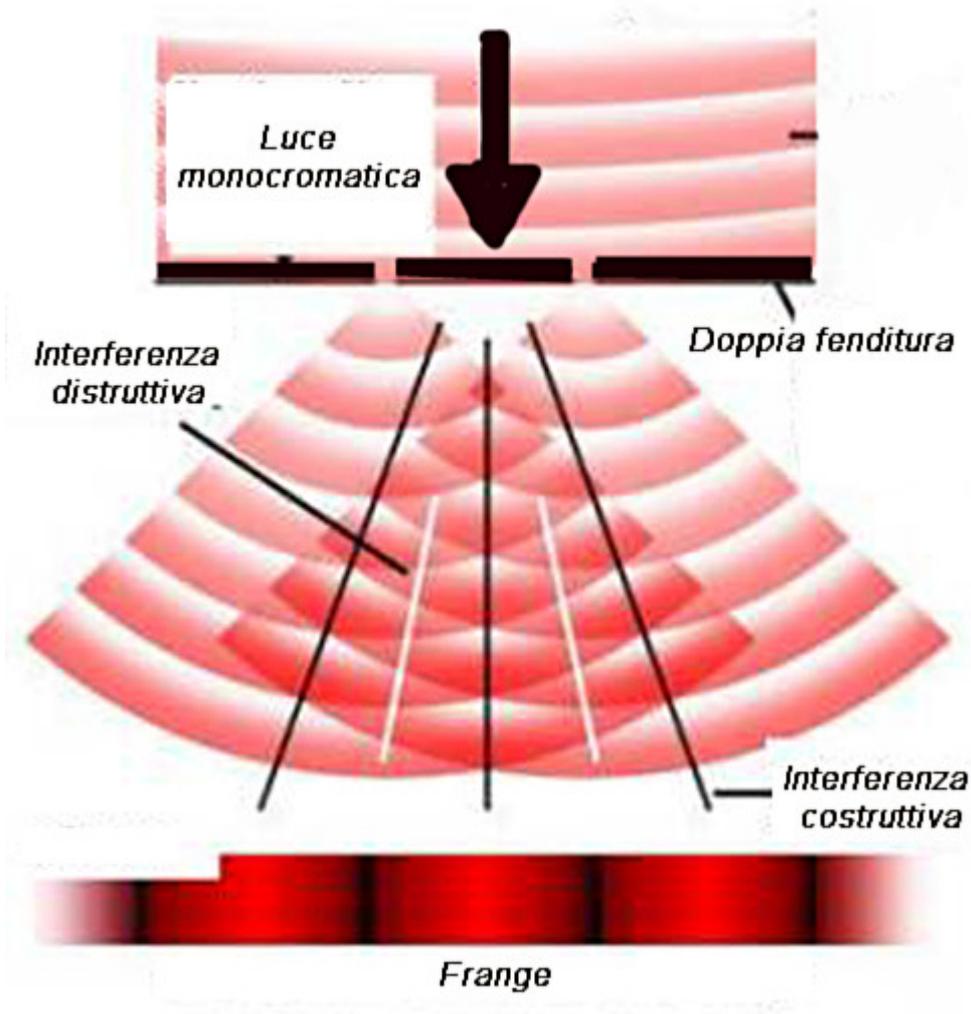


Ma l'esperimento originario di Young oltre a confermare la natura ondulatoria della luce pose le basi per lo studio del fenomeno dell'interferenza. Se consideriamo quindi la diffrazione che avviene col passaggio di un fascio di luce attraverso una o due fenditure, esistono regioni dove si crea un'interferenza costruttiva, e regioni dove si crea un'interferenza distruttiva.

L'interferenza costruttiva avviene ad angoli diversi a seconda delle diverse lunghezze d'onda (colori), occorre ora fare una breve parentesi:

Le differenti lunghezze d'onda vengono interpretate dal nostro cervello come colori, che vanno dal rosso delle lunghezze d'onda maggiori (frequenze più basse) al violetto delle lunghezze d'onda minori (frequenza più alte). Non a tutti i colori possiamo associare una lunghezza d'onda precisa. Non c'è, cioè, una relazione biunivoca tra i colori che noi percepiamo e le lunghezze d'onda. Quasi tutte le radiazioni luminose che il nostro occhio percepisce dall'ambiente circostante non sono del tutto pure, ma sono in realtà una sovrapposizione di diverse lunghezze d'onda. Se ad ogni lunghezza d'onda è associabile un colore, non è vero il contrario.

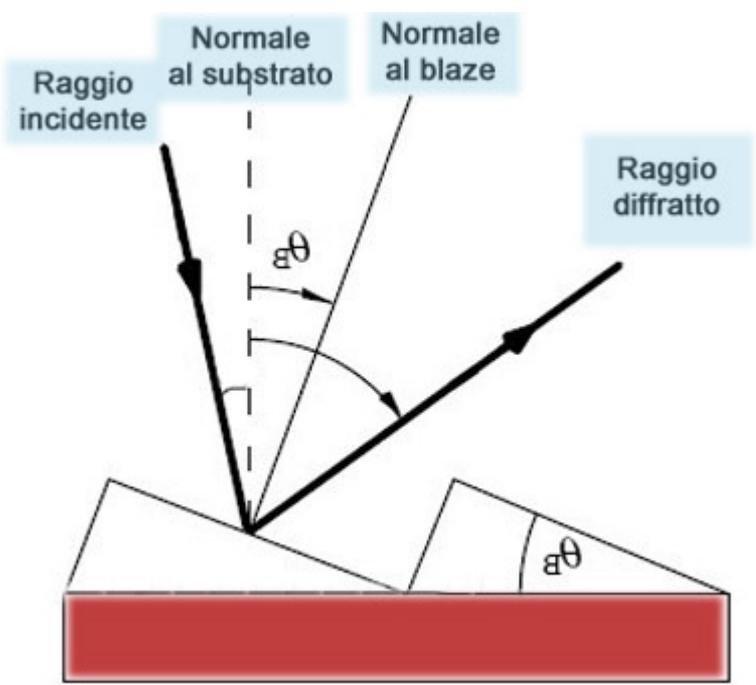
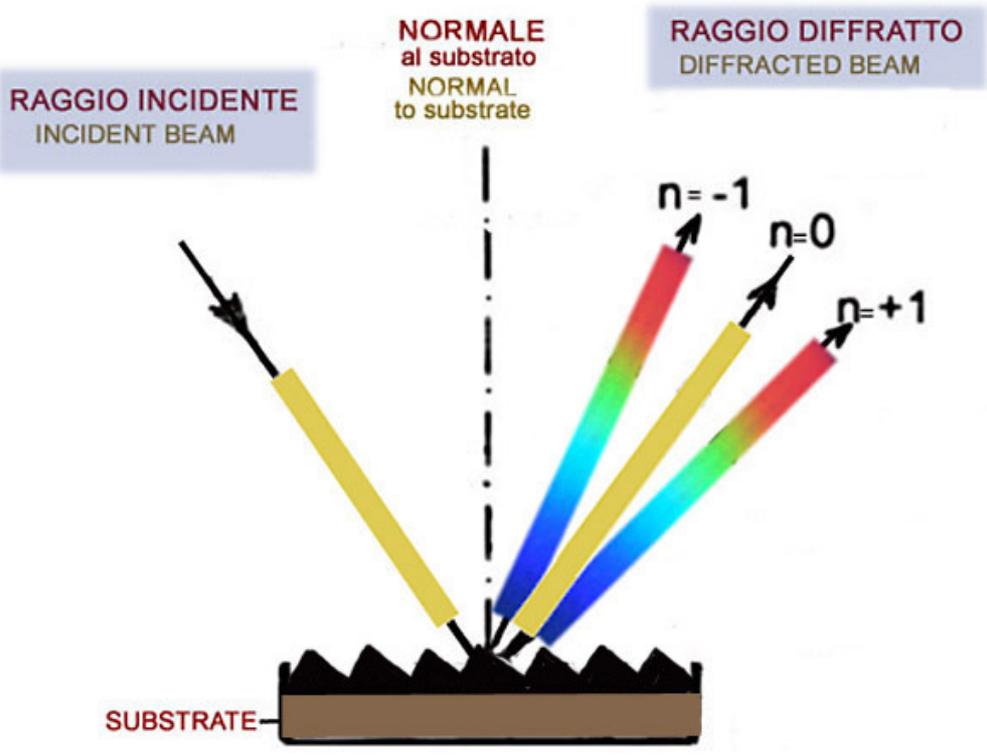
Le frequenze immediatamente al di fuori dello spettro percettibile dall'occhio umano vengono chiamate ultravioletto (UV), per le alte frequenze, e infrarosso (IR) per le basse. Anche se noi non possiamo vedere l'infrarosso, esso viene percepito dai recettori della pelle come calore. Tutte le lunghezze d'onda dello spettro elettromagnetico percepibili dai nostri occhi costituiscono lo spettro visibile, che si estende da 400 a 700 nm circa.



Tale concetto di interferenza costruttiva può esser generalizzato per n fenditure equidistanti tra loro e di uguale larghezza, e le incisioni o scanalature del reticolo possono essere assimilate a delle fenditure: maggiore quindi sarà il numero delle linee per mm del reticolo e maggiore sarà la dispersione e la risoluzione che esso, a parità di altre condizioni, potrà fornire. Si può quindi definire in ultima analisi il reticolo di diffrazione come 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. I massimi principali si chiamano ordini, ed in sostanza ciascun ordine (a parte quello centrale) è uno spettro. Il fascio di luce incidente su un reticolo è, quindi, in parte trasmesso o riflesso (Ordine 0) ed in parte diffratto più volte sia a destra che a sinistra del raggio stesso, secondo i vari ordini di diffrazione (che non sono altro che i picchi di energia luminosa diffratta), che prendono numeri negativi e positivi. L'ordine 1 è quello nel quale il fascio diffratto presenta la maggiore energia relativa, mentre negli altri man mano questa decresce. l'ordine 1 è lo spettro più luminoso, dove l'energia è maggiore ma anche quello dove la dispersione è minore rispetto agli ordini inferiori, nei quali gli spettri sono più elongati. Nei reticoli con un numero medio basso di linee/mm si verifica il fenomeno

della sovrapposizione degli ordini. In sintesi, accade che la parte rossa dell'ordine 1 si viene a sovrapporre parzialmente a quella UV dell'ordine 2, lo spettro rosso dell'ordine 2 viene a sovrapporsi a quello blu dell'ordine 3 e così via, "inquinando" l'immagine spettrale. A tale problema si ovvia, in genere, con l'uso di filtri che isolano la lunghezza d'onda che si desidera osservare, ovvero con l'uso di reticoli con un elevato numero di linee/mm (superiore a 1200) in modo da "distanziare" tra loro gli spettri dei vari ordini ed evitare o ridurre (entro certi limiti) il problema. Quanto detto in precedenza impone anche una considerazione; l'ordine zero, come si è visto, costituisce l'immagine reale dell'oggetto celeste di cui si vuole osservare lo spettro, sia esso stella, pianeta o sole, quindi occorre prestare la massima attenzione, specie con i sistemi di spettroscopi senza fenditura od a fenditura molto aperta, dotati di reticoli a trasmissione, a non osservare mai l'immagine diretta di ordine 0 del sole che, anche se attenuata, potrebbe essere pericolosa per la vista. I reticoli oggi più usati per gli strumenti professionali sono tuttavia quelli a riflessione, e ciò, oltre che per motivi progettuali anche per una semplice considerazione: nei reticoli a trasmissione il processo di blazing risulta più difficile e costoso e meno efficiente; nei reticoli commerciali a trasmissione in acetato la maggior parte dell'energia luminosa (circa il 60%) è convogliata verso l'ordine 0, ovvero l'immagine dell'oggetto, e la restante divisa tra i vari ordini, inoltre, e questo è l'aspetto fondamentale, i reticoli a trasmissione mantengono la loro efficienza solo per un ridotto numero di linee per mm, per questioni concernenti il substrato sui quali sono incise le righe. Nei reticoli a riflessione risulta invece molto più facile, effettuando le incisioni secondo un certo angolo, detto angolo di "blaze" convogliare il massimo dell'energia luminosa, sino anche al 90% su di un solo ordine (non necessariamente il primo), e, al suo interno, in una data lunghezza d'onda, con ovvie conseguenze positive sul flusso di intensità e sull'incisione dell'immagine spettrale. Si dirà quindi che il reticolo X è "blazed" per 500 nm nell'ordine 1 quando la maggior parte dell'energia luminosa diffratta verrà diretta verso tale ordine e, principalmente, verso la zona blu-verde dello spettro di ordine 1. Inoltre i reticoli a riflessione consentono alti numeri di linee per mm (sino a 1800 per i "ruled" e, per gli olografici, 2400 per il visibile e 3200 per l'UV). Più avanti si farà un confronto più accurato tra reticoli a trasmissione ed a riflessione.

Un esempio del funzionamento di un reticolo a riflessione semplice è quello riportato nella figura seguente, si può osservare la scomposizione dello spettro nei vari ordini, a destra e sinistra dell'ordine 0 (per comodità sono riportati solo i primi) ed il fatto che lo spettro di ordine 0 non è altro che la riflessione del raggio incidente.



Particolare del blazing: la normale al substrato della figura precedente è sostituita dalla normale all'angolo di blaze in modo da concentrare il massimo di luminosità in un dato ordine e lunghezza d'onda

Equazione del reticolo

Se λ è la lunghezza d'onda, θ_1 e θ_2 sono gli angoli formati dal fascio incidente e dal fascio uscente rispetto alla normale al reticolo (vedi figura), sussiste la seguente relazione (1):

$$m \times \lambda = D \times (\sin \theta_1 + \sin \theta_2) \text{ ovvero}$$

$$m \times \lambda / D = \sin \theta_1 + \sin \theta_2 \quad (1a)$$

oppure ancora , considerando i tratti per millimetro del reticolo anziché il passo:

$$m \times \lambda \times r = \sin \theta_1 + \sin \theta_2 \quad (1b)$$

dove:

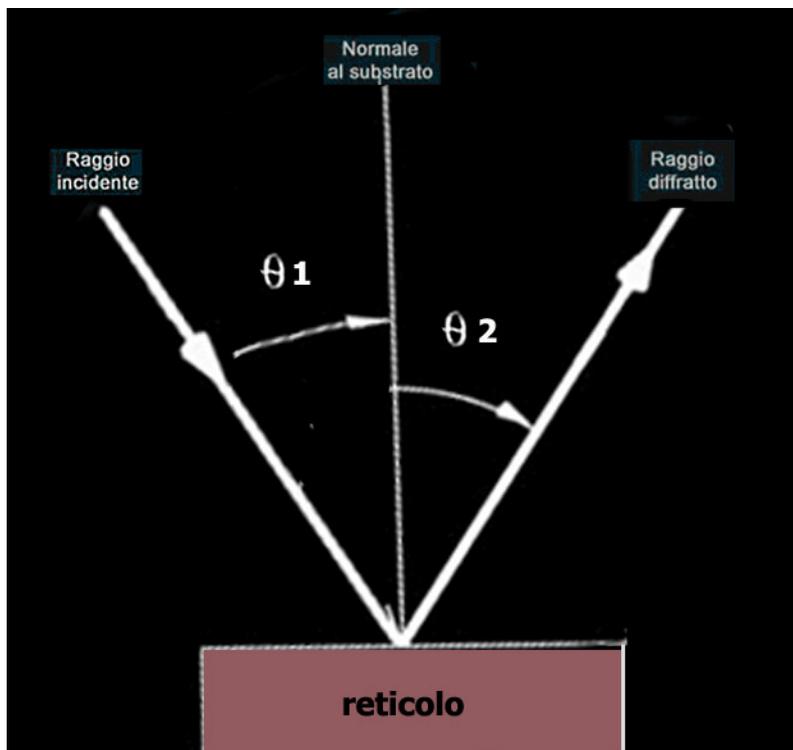
$D = 1/r$ è la distanza fra i tratti (passo del reticolo) ed è espressa nelle stesse unità della lunghezza d'onda; r è il n. di linee per mm del reticolo. Per esempio, in un reticolo avente $r=600$ tr/mm, $D = 1/600 = 0.00166$ mm = $1.67 \mu\text{m}$.

m sono gli ordini

λ la lunghezza d'onda

Farò riferimento a tale relazione 1b nel seguito della trattazione

Ponendo $m = 0$ nella relaz. (1b) si ha che $\sin \theta_2 = -\sin \theta_1$, ovvero $\theta_2 = -\theta_1$, indipendentemente dalla lunghezza d'onda incidente. Ciò. significa che, nel caso dell'ordine zero, il reticolo si comporta come un puro specchio, dove l'angolo del raggio riflesso è uguale (ma di segno contrario) a quello del raggio incidente.



Dalla precedente relazione (1b) si ha (2):

$$\sin \theta_2 = m \times \lambda \times r - \sin \theta_1 \quad (2a)$$

e quindi

$$\theta_2 = \arcsin (m \times \lambda \times r - \sin \theta_1) \quad (2b)$$

da cui, fissati θ_1 , λ e r si può ricavare θ_2 al variare della lunghezza d'onda per gli ordini e gli angoli diversi dallo zero.

Se vogliamo, ad esempio, conoscere l'angolo di diffrazione di un reticolo da 600 l/mm nell'ordine 1 a 4000 Å con un fascio incidente di 45°, sarà:

$$\theta_2 = \arcsin (1 \times 4000 \times 10^{-7} \times 600 - \sin 45) = \arcsin (24/100 - \sin 45) = \arcsin (-0.467) = -27.85^\circ .$$

Ponendo invece nella relazione (1b) $\sin \theta_1 = 0$, nel caso particolare di un reticolo posto perpendicolarmente al fascio luminoso in entrata (come nel caso dei reticoli a trasmissione in fascio convergente tipo Star Analyser) la relazione (2) diventa (3):

$$\sin \theta_2 = m \times \lambda \times r$$

$$\theta_2 = \arcsin (m \times \lambda \times r)$$

Nel caso di un reticolo da $r = 100 \text{ l/mm}$ a 5500 \AA nell'ordine 1 si avrà:

$$\sin \theta_2 = 1 \times 5500 \times 10^{-7} \times 100 = 0.055$$

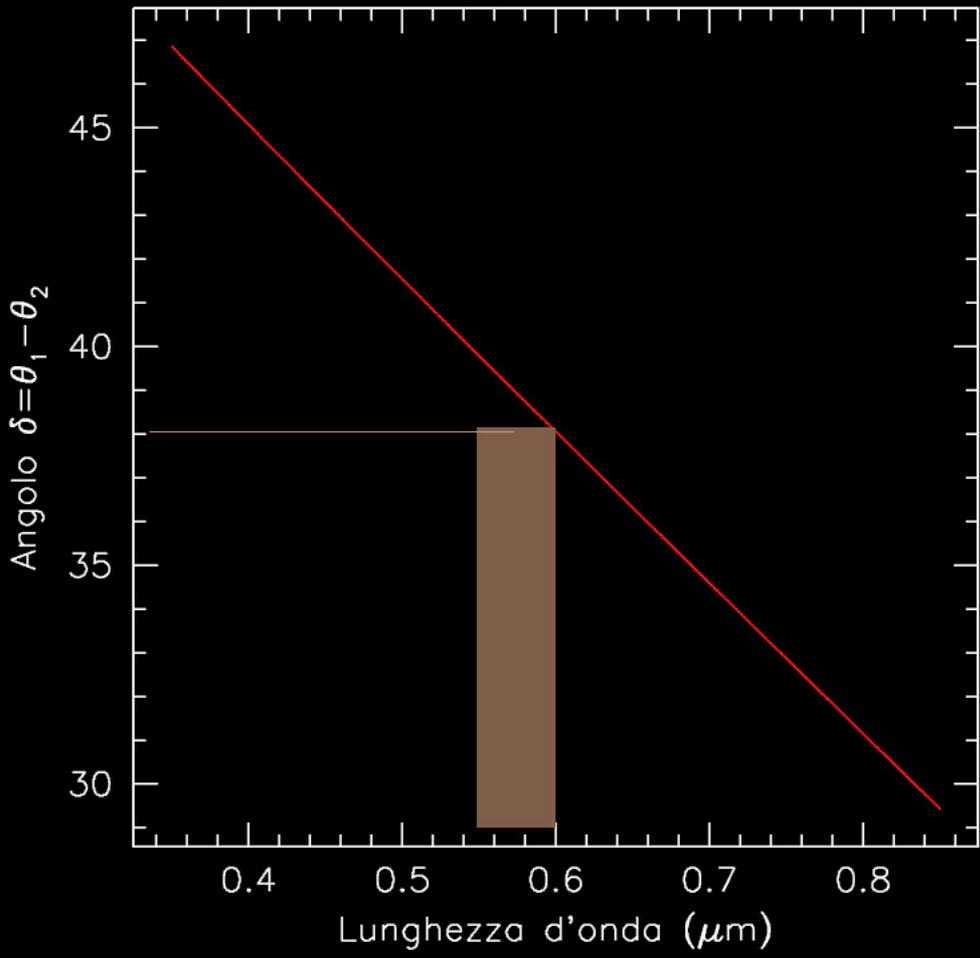
$$\theta_2 = \arcsin 0.055 = 3.15^\circ$$

Se fosse invece $r = 200$ si avrebbe:

$$\theta_2 = \arcsin 0.11 = 6.32^\circ$$

Quindi i reticoli a trasmissione Star Analyser 100 e 200 hanno, a 5500 \AA , un fascio diffratto con un angolo di 3.15° e 6.32° rispetto al fascio ottico di ingresso perpendicolare al reticolo.

Va notato che, siccome i due angoli θ_1 e θ_2 vengono misurati in senso opposto, l'angolo δ formato fra il fascio incidente e quello diffratto è pari alla differenza fra i due angoli: $\delta = \theta_1 - \theta_2$. Nella figura che segue è mostrata la relazione fra l'angolo δ e la lunghezza d'onda, molto prossima alla linearità, nell'ipotesi di un reticolo da 600 l/mm posizionato con $\theta_1 = 30^\circ$. Un altro fatto che si osserva è che le lunghezze d'onda maggiori (verso il rosso ed il NIR) vengono diffratte con un angolo minore di quelle minori (blu-violetto). Infine, si deduce che l'angolo fra i fasci in ingresso ed in uscita dal reticolo varia di circa 17° al variare di λ entro l'intervallo usato nell'esempio ($0.35\text{-}0.85 \text{ \mu m}$ pari a $350\text{-}850 \text{ nm}$) e di circa 10° nell'intervallo del visibile $400\text{-}700 \text{ nm}$, e che l'angolo medio tra fascio incidente e diffratto intorno ai $550\text{-}600 \text{ nm}$ è di circa 38° : tale ultima notazione è importante per la collocazione fisica delle ottiche in uno spettroscopio classico.



Dispersione angolare

La dispersione angolare di un reticolo ad una data lunghezza d'onda è data dal rapporto dell'ammontare della variazione dell'angolo di diffrazione in corrispondenza ad una data variazione differenziale della lunghezza d'onda stessa.

La dispersione angolare A , ci dice quindi quanto rapidamente varia l'angolo del raggio in uscita θ_2 diffratto sul reticolo al variare della lunghezza d'onda dove $d\theta_2$ è l'incremento (differenziale) di θ_2 (espresso in radianti) $d\lambda$ è il relativo incremento di lunghezza d'onda, m l'ordine; considerando D il passo del reticolo (considerando r la formula si inverte) si ha:

$$A_0 = d\theta_2 / d\lambda = m / (D \cos \theta_2) \quad (4)$$

Ove si consideri r anziché D la formula vale:

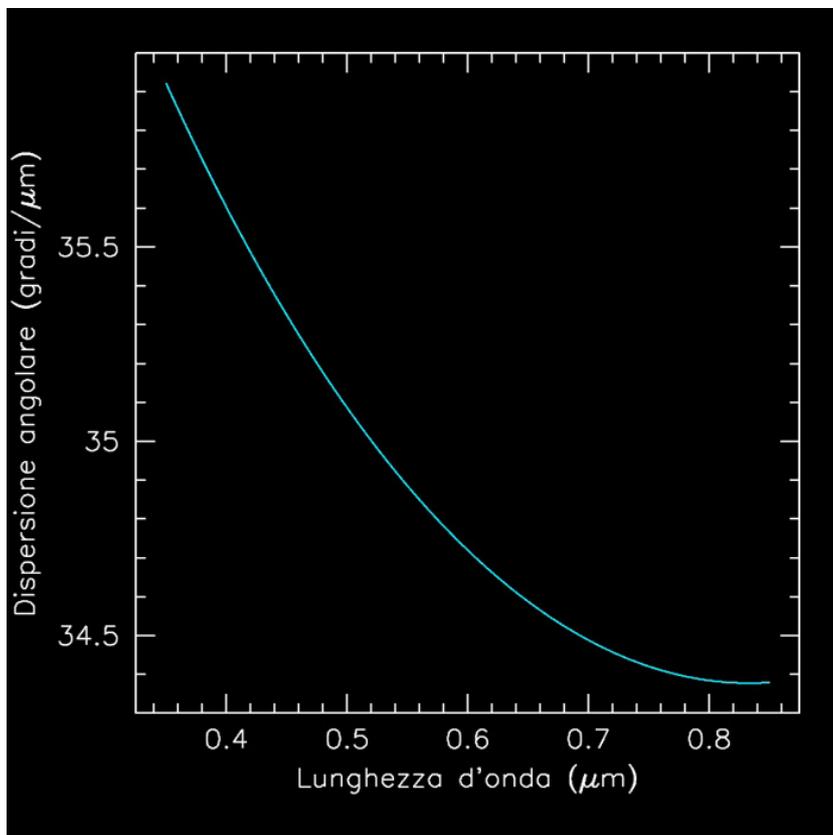
$$A = 1/A_0 = d\lambda/d\theta_2 = \cos \theta_2 / (r \times m) \quad \text{con } d\theta_2 \text{ in rad} \quad (4b)$$

$$A = 1/A_0 = d\lambda/d\theta_2 = [\cos \theta_2 / (r \times m)] \times \pi / 180 \quad \text{con } d\theta_2 \text{ in gradi}$$

dove $\pi/180$ è un fattore di conversione da radianti a gradi)

Tale formula è quella che verrà usata in seguito

Queste relazioni ci dicono che la dispersione aumenta al diminuire della distanza D fra i tratti del reticolo, ovvero all'aumentare delle righe per mm dello stesso Inoltre, siccome l'angolo θ_2 per angoli di incidenza θ_1 inferiori a $30-35^\circ$ non varia moltissimo nell'intervallo spettrale da 350 a 850 nm, considerato nella figura che precede, si osserva che la dispersione angolare rimane quasi costante al variare di λ . Ciò viene mostrato più chiaramente nel diagramma seguente (che comunque fa riferimento in ordinata a A_0), ottenuto applicando la relazione 4 al predetto intervallo nell'ipotesi di un angolo di incidenza di 30° per un reticolo da 600 l/mm utilizzato in ordine 1. Se quindi si vuole conoscere la dispersione angolare in un intervallo spettrale che vada da 350 a 850 nm, si può considerare la lunghezza d'onda $\lambda = 600 \text{ nm} = 6000 \text{ \AA}$.



Volendo ora conoscere la dispersione angolare nel caso di un reticolo $r=600$ l/mm, $D = 1/600$, per $\theta_1 = 45^\circ$ e $\theta_2 \approx -28^\circ$ a 4000 \AA si ha, con la (4b):

$$A = d\lambda / d\theta_2 = [\cos -28 / (600 \times 10^{-7} \times 1)] \times \pi / 180 = \cos -28 \times 314000 / 1080 = 256.8 \text{ \AA} / ^\circ$$

Tale valore ci dice che ciascun grado di variazione dell'angolo di diffrazione comporta una variazione in lunghezza d'onda di 256.8 \AA .

Ovviamente piú il valore della dispersione angolare diminuisce, piú siamo in presenza di alta dispersione.

Dispersione lineare

La dispersione lineare DL ci dice quanto si sposta l'immagine della fenditura sul piano focale per un dato incremento della lunghezza d'onda, è funzione della focale F della camera ed è data dalla dispersione angolare del reticolo per la focale stessa: sarà quindi tale dispersione è definita come segue .

$$DL = F_{cam} \times A = F_{cam} \times d \lambda / d\theta = F_{cam} \times \cos \theta / (r \times m) \quad (5)$$

Risoluzione

La risoluzione spettrale teorica di un reticolo è data dalla separazione tra due picchi spettrali individuabili come separati dallo stesso. Nell'ipotesi poi che sia investita tutta la superficie del reticolo si ha

$$R = m \times r \times P$$

Dove P è la lunghezza del lato maggiore (nel caso di reticolo rettangolare) del reticolo, m l'ordine ed r il numero di tratti . Quindi un reticolo quadrato da 1200 l/mm di 30 mm di lato avrà nell'ordine 1 una risoluzione di 36000.

La risoluzione effettiva, per una fenditura infinitamente sottile (per la quale sia quindi trascurabile il valore di apertura) e che misura quella relativa alla parte del reticolo effettivamente illuminata dal fascio luminoso è (6)

$$R = \lambda / d\lambda = m \times n$$

Dove m è l'ordine ed n è il numero di righe effettivamente investite dal fascio luminoso.

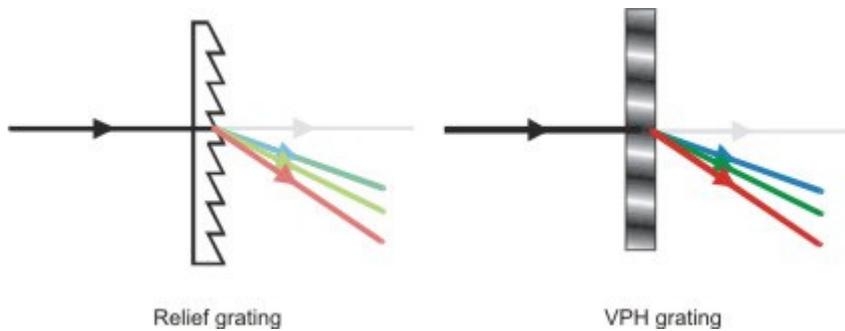
Ad esempio, se si desiderasse risolvere due righe distanziate di 6 Å ($d\lambda=6\text{Å}$) nell'intorno della riga H beta ($\lambda=4681\text{ Å}$), occorrerà utilizzare un reticolo con risoluzione $R = 4681 / 6 = 810$

In genere in spettroscopia si parla di bassa risoluzione per valori di $R < 1000$ ed alta risoluzione per valori > 10000 . Ora, tenendo conto della formula della velocità nell'effetto Doppler $v = c \times d\lambda/\lambda$, uno spettroscopio con $R = 1000$ potrà risolvere nel primo ordine velocità pari a $299792 \times 1/R = 299792/1000 = 299.8\text{ Km sec}$, mentre uno con $R = 10000$ velocità dell'ordine di 29 Km sec .

Reticoli a Trasmissione

Ai reticoli a trasmissione si è accennato brevemente in precedenza, vediamo ora meglio di che si tratta.

Il reticolo di diffrazione a trasmissione è quello nel quale la luce passa attraverso un substrato in vetro ottico per subire poi in uscita una diffrazione nei vari ordini spettrali. Il suo punto critico è proprio il substrato, il cui spessore, a parte la qualità ottica (che comunque deve essere elevata) determina la qualità dello spettro ottenuto.

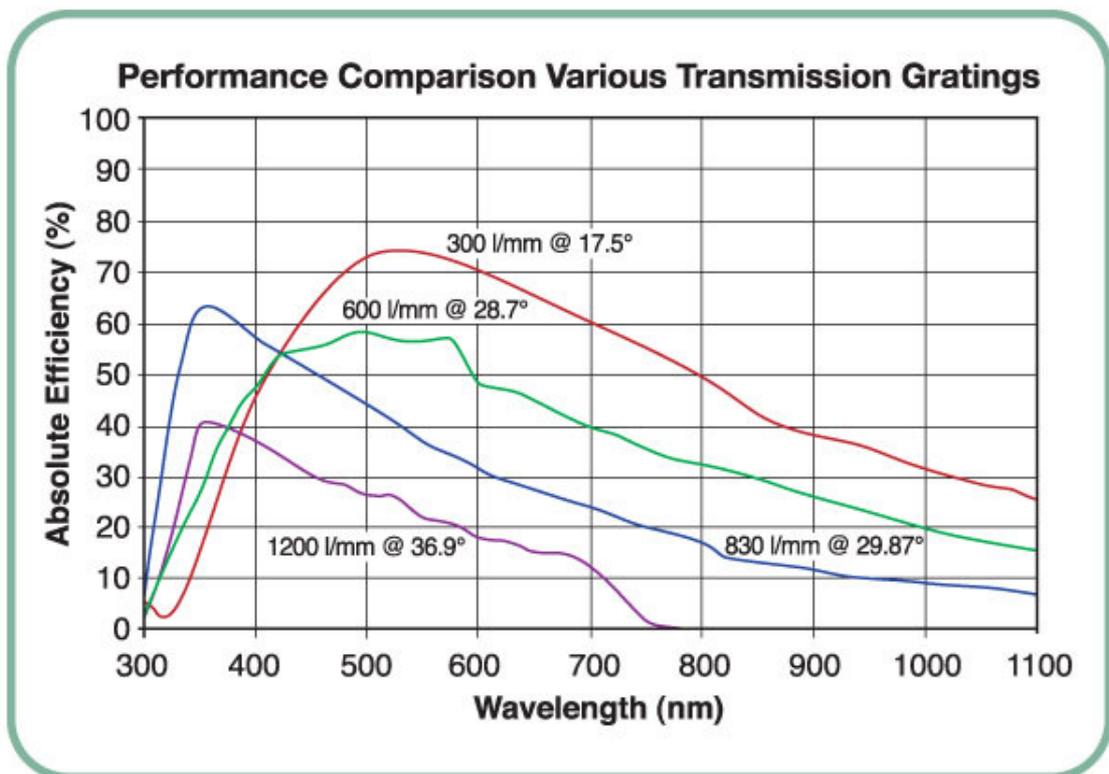


Esempi di reticoli a trasmissione

Come si è detto, i reticoli di diffrazione a trasmissione richiedono una densità di linee per mm relativamente bassa per mantenere intatta la loro efficienza. Ciò perché, aumentando gli angoli di diffrazione con l'aumentare del numero di righe, le proprietà rifrattive del materiale del substrato limita o degrada la trasmissione, specie alle lunghezze d'onda più elevate, e le prestazioni decadono. Inoltre, come si osserva dal grafico, il picco di efficienza si sposta verso le lunghezze d'onda minori.

La migliore scelta per tale tipo di reticoli è quindi per poterli tra i 100 e le 600 l/mm.

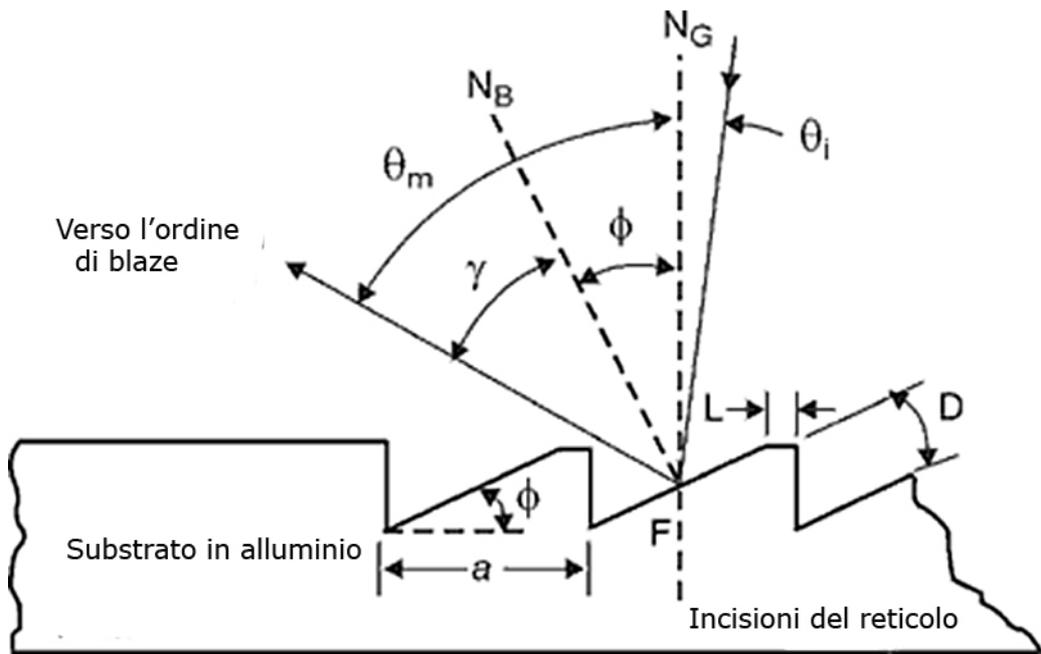
Nel seguente grafico (fonte Thorlabs Inc.) sono mostrati i differenti grafici prestazionali dei predetti reticoli, dal quale si desume che, aumentando il numero di righe per mm, l'efficienza diminuisce ed il picco di trasmissione è spostato verso le lunghezze d'onda minori.



Reticoli a riflessione

Esistono due tipi fondamentali di reticoli a riflessione per quanto riguarda il tipo di incisione, uno denominato reticolo inciso (“ruled diffraction grating”) e l’altro reticolo olografico (holographic diffraction grating)

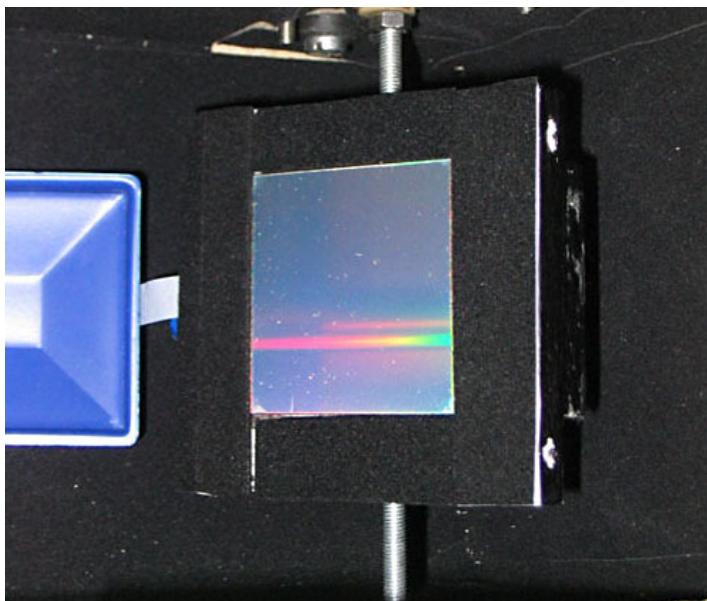
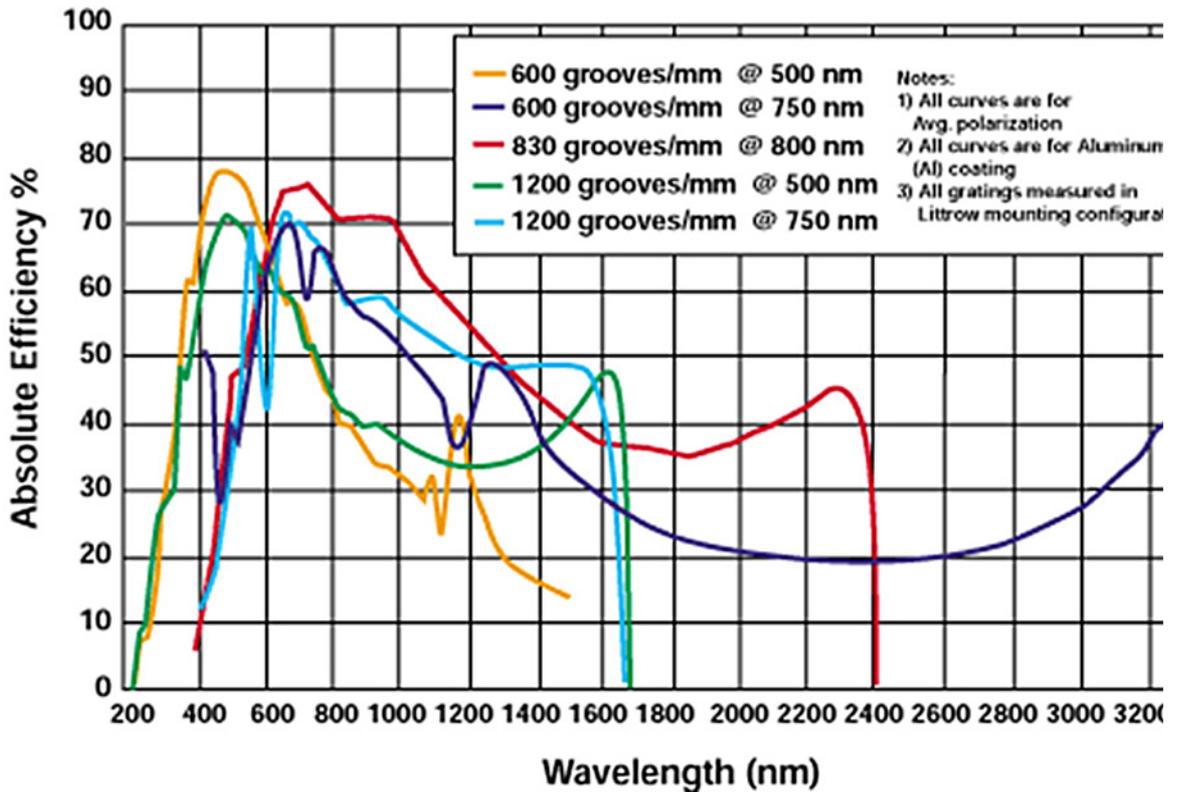
Il reticolo inciso (ruled) consiste di un substrato di vetro ottico alluminato sul quale vengono incise, con un apposito strumento a punta di diamante un gran numero di righe equidistanti : tali incisioni, angolate, vengono effettuate in modo tale da concentrare il massimo dell’energia luminosa in un dato angolo e quindi in una determinata lunghezza d’onda: in reticolo si dice allora “blazed” per quella data lunghezza d’onda. La lunghezza d’onda di “blaze” è quindi quella dove il reticolo ha la massima efficienza. Di tali reticoli vengono messe in vendita repliche dell’originale, di prezzo all’incirca 1/10 dell’originale stesso. A tale riguardo è necessaria una precisazione: aumentando il numero degli ordini, diminuisce dello stesso rapporto l’efficienza del reticolo nell’angolo di blaze per cui è stato prodotto: vale a dire che un reticolo che è stato “blazed” per 5000 Å nel 1° ordine sarà blazed, cioè avrà il picco di efficienza, a 2500 Å nel 2° ordine. In parole povere, se voglio investigare, ad es. il tripletto del Magnesio a 5167 Å, ed avvantaggiarmi di una maggiore dispersione, allora dovrò procurarmi un reticolo blazed per 10000 Å ed utilizzarlo nel 2° ordine. Tale avvertenza è necessaria in quanto gli angoli di blaze pubblicizzati dalle case produttrici si riferiscono in genere al 1° ordine, in quanto considerati per sistemi Littrow autocollimanti. Occorre anche tener conto delle modalità costruttive dei reticoli e delle relative curve di efficienza, che spesso differiscono a seconda delle modalità costruttive e per i materiali usati. Per una migliore comprensione del processo di blazing nei reticoli a riflessione si possono osservare le figure che seguono: in pratica il blazing è il processo in base al quale si angolano le incisioni di un reticolo, in modo da ottenere una nuova normale, non più perpendicolare al substrato, ma al piano angolato dell’incisione, in modo che la posizione di massima intensità, prima corrispondente al raggio riflesso di ordine $n = 0$, è spostata verso una nuova riflessione, , nella direzione nella quale il raggio incidente avrebbe dovuto essere riflesso sulla base delle leggi dell’ottica geometrica. Ciò comporta una maggiore energia luminosa del segnale diffratto nella zona spettrale corrispondente a quella per la quale è stato calcolato l’angolo di blaze.



Tecnica del blazing

Nell'immagine che segue che seguono sono riportate le curve di efficienza di reticoli di diverso potere e diversi angoli di blaze (fonte Edmund Optics)

Typical Efficiency Curves for Ruled Gratings Optimized (Blaze) Wavelengths from 500-800 nm



un esempio di reticolo “ruled” da 1800 l/mm blazed per 5500 Å

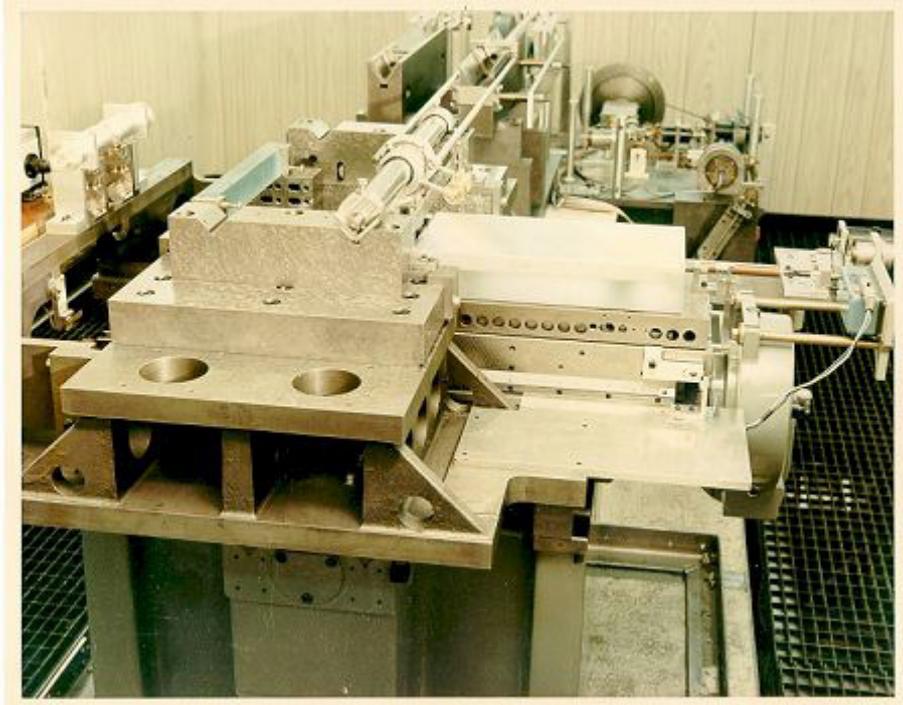
L'apparato più importante, nella produzione di reticoli incisi meccanicamente (ruled), è la macchina che sposta il diamante relativamente al substrato (ruling engine). I diamanti stessi vengono selezionati e tagliati in maniera particolare in modo da incidere un solco caratterizzato da un ben preciso profilo (il profilo dell'incisione ad esempio può essere modellato in maniera da rendere massima l'intensità delle righe per un certo ordine spettrale). Il carrello che muove la punta di diamante deve riuscire a mantenere la sua posizione con precisione sub-micrometriche.

Le tecniche usate per mantenere il carrello sotto controllo sono di tipo interferometriche con l'utilizzo di laser. Per raggiungere l'alta risoluzione tipica dei reticoli di qualità è necessario che il passo sia mantenuto con precisione sub-micrometrica (si arriva anche a qualche nanometro).

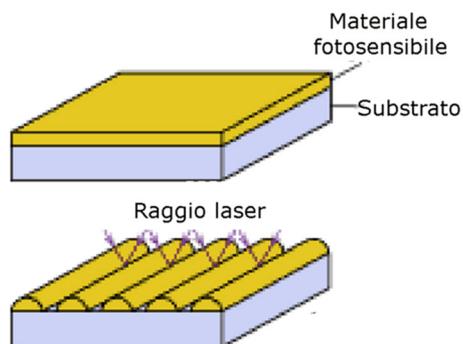
Gli ambienti in cui alloggiavano queste macchine sono termostatati al decimo se non addirittura al centesimo di grado nell'arco di varie settimane (per incidere un reticolo di passo 1000 linee/mm di 5x5 cm², il diamante usato per l'incisione compie un percorso di 2.5 Km! Il tempo necessario per questa operazione e'conseguentemente elevato, dell'ordine dei giorni se non addirittura di settimane.)

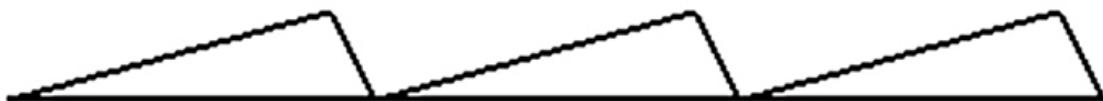
Inoltre le macchine stesse sono montate su supporti anti-vibrazioni che sopprimono gli spostamenti del macchinario a distanze inferiori al micron.

I reticoli che si possono ottenere con questo tipo di macchine sono caratterizzati da passi che vanno da 20 linee/mm fino a 10000 linee/mm su superfici anche molto estese (200 x 200 mm in reticoli professionali da osservatorio).Nella foto che segue è mostrata una macchina da incisione.



Il reticolo olografico (“Holographic diffraction grating”) è quello nel quale le righe sono ottenute con tecniche olografiche, con l’uso di lasers, con incisioni di apparenza smussata, sinusoidale. Possono essere "blazed" solo con speciali procedimenti, che ne fa lievitare notevolmente il costo, per contro possiedono meno luce diffusa dei reticoli "ruled" e sono consigliabili per alti poteri di dispersione, ovvero per elevato numero di righe per mm.

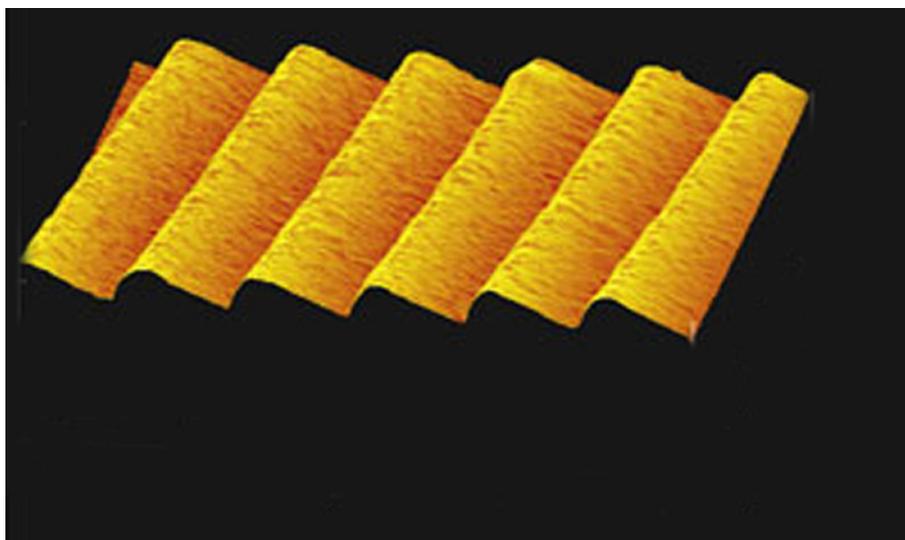




I diversi profili delle righe nel caso di reticoli incisi (a) e con tecnica olografica (b)

Generalmente tali reticoli, come si è visto, hanno i solchi smussati e sinusoidali, ma possono, tuttavia, essere blazed per un dato ordine ed una data lunghezza d'onda, ma il procedimento fa crescere il costo, che è molto più elevato.

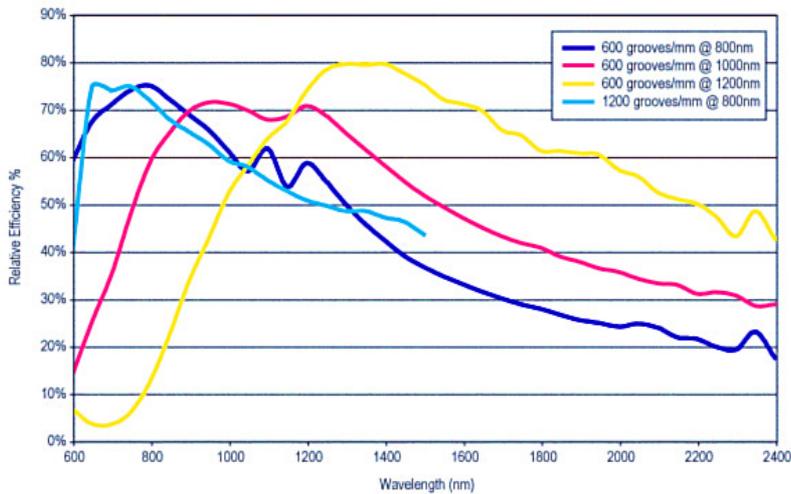
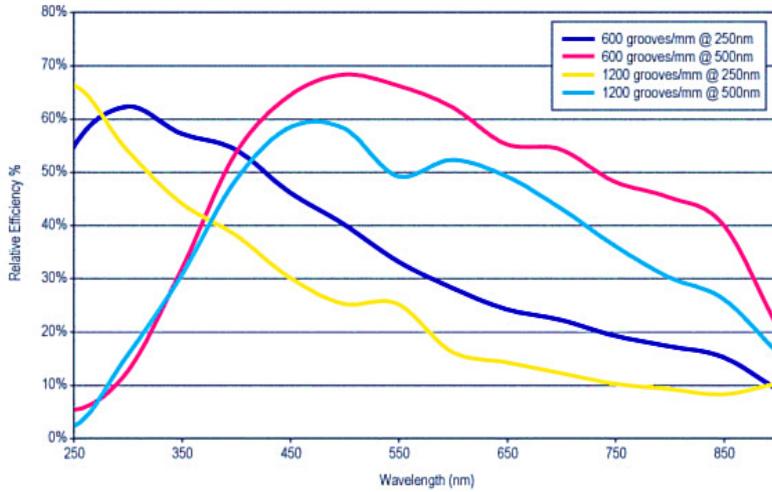
Personalmente ho usato ed uso dei reticoli olografici non blazed da 2400 l/mm per i miei spettroscopi solari ad alta risoluzione con piena soddisfazione, constatandone un'elevata efficienza e una bassa diffusione di luce.



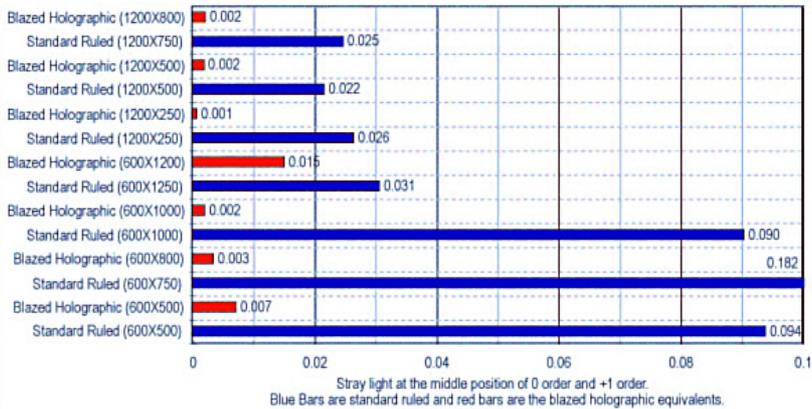
Incisioni su un reticolo olografico “blazed”

Nelle immagini che seguono (Fonte Edmund Optics) sono mostrati i grafici di efficienza dei reticoli olografici in base al numero di righe per mm e quello di luce diffusa dei reticoli in questione comparato con i reticoli ruled.

Typical Efficiency Curves for Blazed Holographic Gratings



Stray Light Comparison



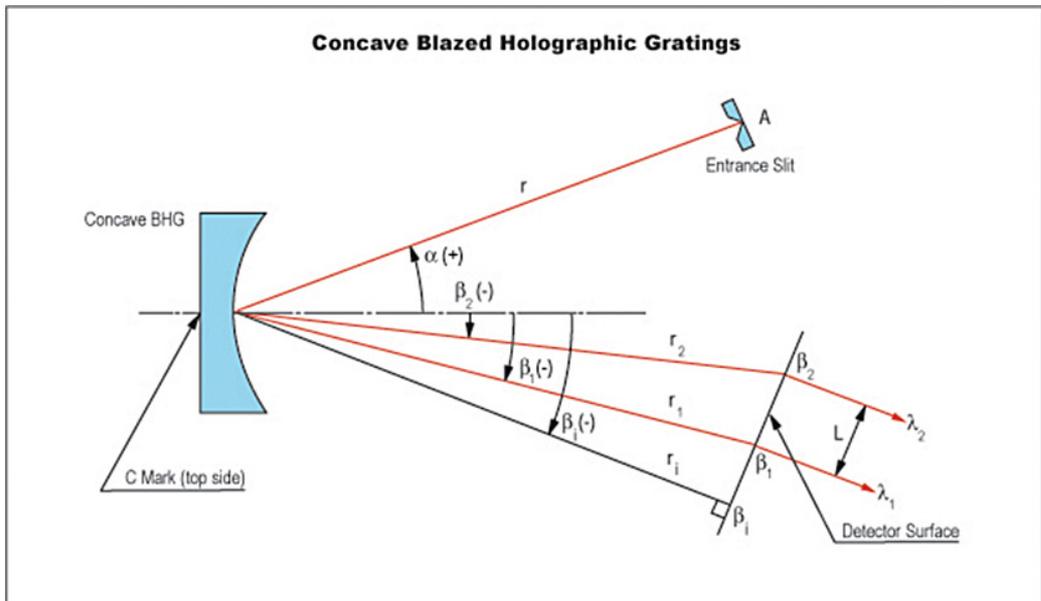
Esistono anche, per quanto concerne la forma, reticoli di diffrazione concavi (“Concave diffraction grating”): essi sono ricavati su un substrato di vetro ottico concavo, che quindi ha una focale. In questo modo tali reticoli hanno molteplici funzioni e grande versatilità, in quanto fungono sia da elemento dispersivo che da collimatore ed ottica di osservazione nello stesso tempo. La loro caratteristica è che mettono a fuoco su un cerchio, detto cerchio di Rowland, in un punto che varia a seconda della lunghezza d'onda. Essi sono in genere ottenuti con procedimenti olografici. La controindicazione è il loro costo, che è elevato e le aberrazioni ai bordi (astigmatismo) per i tipi non corretti per tale aberrazione. Il sottoscritto è venuto fortunatamente in possesso di uno di essi, di marca Yobin Yvon estratto da uno spettrometro di massa acquistato d'occasione in un mercatino, ed è rimasto stupito dalla versatilità di un simile reticolo, che da solo, con una fenditura ed un oculare, permette di osservare spettri solari di ottima qualità (vedi lo spettroscopio COGOS) e ciò nonostante sia blazed per l'UV (350 nm). Il costo di tali reticoli è tuttavia molto elevato (un reticolo concavo da 25 mm costa circa 700 €).



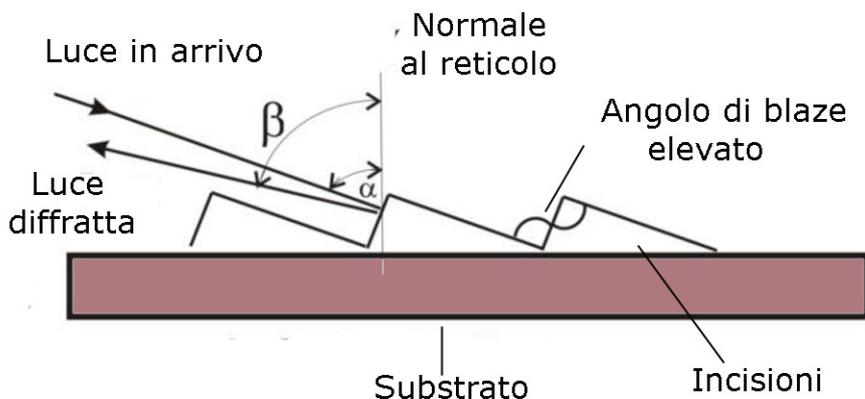
Un reticolo concavo

Alcuni di essi sono addirittura lavorati in forma toroidale, e forniscono un punto di fuoco astigmatico, ovverosia una linea anziché un punto, come l'esemplare in mio possesso cui accennavo in precedenza. In tal caso si può anche lavorare senza fenditura, avvalendosi della pseudo fenditura data dal punto di fuoco, ma ovviamente la risoluzione sarà data dal seeing.

Nell'immagine che segue (fonte Edmund Optics), le modalità di utilizzo di un reticolo concavo.



Oltre ai tipi suddetti esiste infine una categoria di reticoli detti "Echelle Gratings", di utilizzo sinora limitato all'ambito professionale, ma che cominciano ora ad essere disponibili anche in ambito amatoriale, seppur a costi piuttosto elevati. Essi permettono l'uso degli ordini di numero più alto, quelli a maggiore dispersione, che nei reticoli normali presentano un angolo troppo elevato per essere visibili e che essendo sovrapposti l'uno all'altro vengono separati da un secondo elemento dispersore posto a croce col primo; di essi si tratterà in modo più completo nella parte relativa agli spettroscopi a echelle.



Le incisioni sul reticolo, a 90° , ricordano gli scalini di una scala, da cui il nome, e gli ordini di diffrazione sono posti ad un angolo quasi tangente al substrato del reticolo e, cosa più importante, sono sovrapposti l'uno con gli altri, al punto che richiedono un elemento dispersore posto a croce che li separi l'uno dall'altro, rendendoli leggibili. Tale elemento dispersore può essere un prisma od un altro reticolo. Più avanti osserveremo in dettaglio tali reticoli e gli spettroscopi che da essi prendono nome.

Dopo questo excursus sui reticoli e le loro caratteristiche fondamentali, occorre considerare :

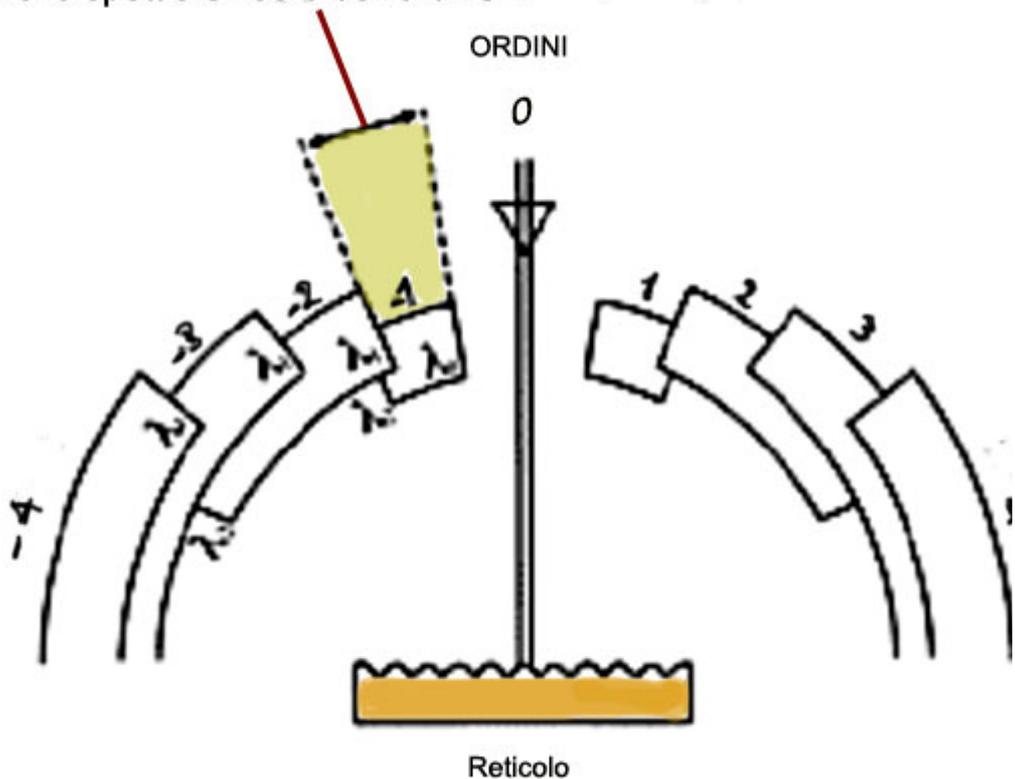
Gli altri parametri fondamentali per la costruzione di uno spettroscopio e loro valutazione:

1) Gli Ordini di diffrazione, ovvero il numero di raggi diffratti dopo la trasmissione o riflessione, che si trovano a destra e a sinistra del raggio trasmesso o riflesso (ordine 0). Gli ordini di numero più elevato offrono una dispersione spettrale maggiore. Tuttavia reticoli a basso numero di righe per mm. causano una sovrapposizione indesiderata degli ordini, per cui è opportuno scegliere reticoli di potere elevato e/o usare dei filtri.

2) La dispersione spettrale, che è data dalla variazione dell'angolo di diffrazione per la variazione della lunghezza d'onda, e che misura la separazione angolare tra i raggi di lunghezze d'onda adiacenti. Essa aumenta con l'aumentare del numero di linee per mm del reticolo, con l'aumentare dell'ordine spettrale e della focale delle ottiche; si misura in Angstrom per mm o, nel caso di camere CCD, per pixel del sensore. Non sempre, tuttavia, conviene avere un'elevata dispersione, in quanto, specie con sensori CCD di piccole e medie dimensioni, non si riesce a far entrare tutto il range spettrale (nel visibile ca 400-700 nm) nell'immagine. Quindi se si desidera acquisire tutto lo spettro occorrerà usare reticoli a basso potere (150-200 l/mm) e/o avere sensori CCD di grandi dimensioni. La soluzione più vantaggiosa economicamente resta tuttavia la prima.

3) L'ampiezza spettrale libera, considerata come il maggiore intervallo di lunghezza d'onda di un dato ordine che non si sovrappone al medesimo intervallo di un ordine adiacente. Esso aumenta con l'aumentare delle righe per mm dei reticoli e diminuisce con l'aumentare del numero dell'ordine. I rimedi sono, come detto, usare reticoli di elevato potere, > 1200 l/mm, e/o usare dei filtri, a patto che il range spettrale lo consenta. Negli spettroscopi a echelle, tuttavia, l'ampiezza spettrale libera minima (in quanto gli spettri dei vari ordini sono sovrapposti) è addirittura una caratteristica fondamentale dello strumento che esplora ordini di numero molto elevato.

Intervallo spettrale libero dell'ordine -1



4) La Risoluzione: La risoluzione è, come si è visto, la separazione tra due righe spettrali che possono essere osservate come separate dallo spettroscopio. La risoluzione di uno spettroscopio è funzione dell'ordine e del numero delle righe del reticolo, dell'apertura della fenditura, della focale delle ottiche, delle aberrazioni geometriche ed altri parametri. Nella pratica amatoriale conviene, tuttavia, in caso di spettroscopia stellare, usare reticoli a potere basso e medio (da 100 a 600 l/mm) sia per una copertura ottimale del range spettrale, che per l'ottenimento di rapporti S/R adeguati, in presenza di aperture strumentali non elevate (la maggioranza degli astrofili opera con telescopi sino a 20-25 cm di diametro).

Solo in applicazioni stellari impegnative su singole righe (e/o) in spettroscopia solare converrà usare reticoli ad alto potere (1200-2400 l/ mm).

Le varie configurazioni di Spettroscopi

Degli elementi essenziali di uno spettroscopio si è parlato in precedenza , quindi ora vedremo le configurazioni più usate di spettroscopi, dalle più semplici alle più complesse. Esistono numerosissime varianti e configurazioni di spettroscopi, a lenti ed a specchi, tuttavia cercherò di soffermarmi esclusivamente sulle configurazioni principali e quelle che possono più facilmente essere autocostruite da un amatore.

Spettroscopi "Classici" e sistemi auto collimanti

Come si è accennato in precedenza, gli spettroscopi costruiti con reticoli di diffrazione a riflessione, che sono quelli più comuni, sono compresi in due grandi categorie, dal punto di vista dell'arrangiamento meccanico e del progetto: quelli che usano due ottiche distinte, per la collimazione e l'osservazione, e quelli cd. "autocollimanti" o di Littrow, nei quali viene impiegata un'unica ottica. Quanto alle ottiche stesse, abbiamo spettroscopi che utilizzano quelle a rifrazione ed altri che usano quelle a riflessione. Quest'ultima categoria è in genere quella più usata negli strumenti professionali, dato che l'uso di diottri richiede l'adeguamento quasi continuo della messa a fuoco al variare della lunghezza d'onda e, inoltre, in quelli non perfettamente corretti per l'aberrazione cromatica e lo sferocromatismo si verifica l'inconveniente che lo spettro è a fuoco nel verde e nel rosso, mentre risulta fuori fuoco nel blu.

Per contro l'uso di specchi rende il montaggio meccanico più complesso e più difficile per l'amatore, e la costruzione di celle e sistemi di regolazione non sempre immediati. Gli spettroscopi a lenti sono senz'altro più facili da costruire, spesso sfruttando, come vedremo, piccoli cannocchiali già assemblati e pronti per l'uso che richiedono solo piccole modifiche per il nuovo uso cui sono destinati.

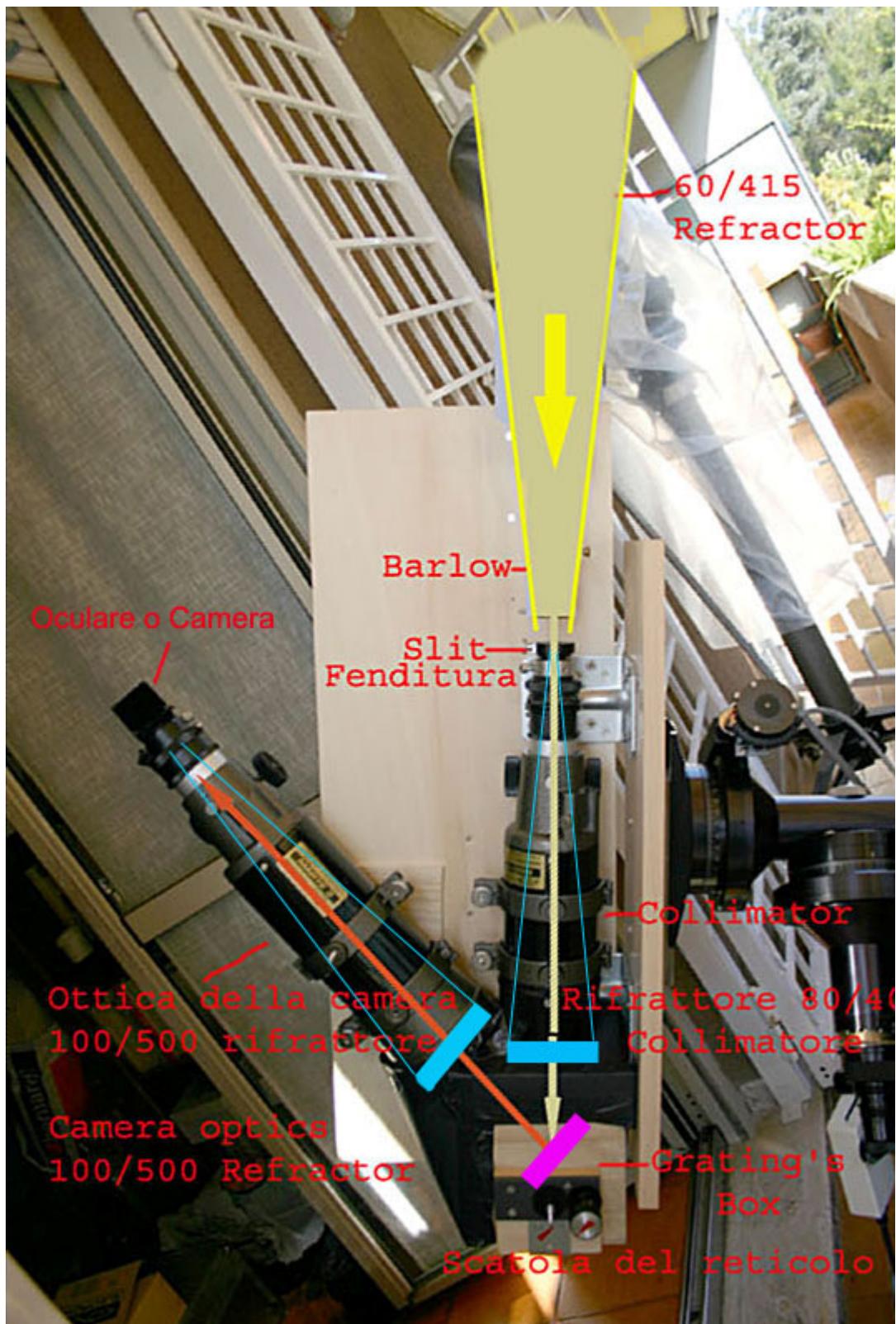
Il discorso vale ovviamente per gli strumenti a fenditura, dato che i reticoli a trasmissione non richiedono alcun arrangiamento meccanico se non il loro collocamento lungo il percorso ottico del telescopio, come un qualsiasi filtro.

Spettroscopio "classico"

Come si può osservare nelle immagini che seguono, l'angolo tra le ottiche si aggira intorno ai 38° , sulla base di quanto detto in precedenza a proposito dell'equazione del reticolo, e le ottiche stesse sono a rifrazione, piccoli rifrattori od obiettivi fotografici nei casi riportati, ma possono anche essere specchi. Questo schema di spettroscopio è senz'altro quello più usato dagli autocostruttori per la relativa facilità di costruzione e d'uso e per le prestazioni di tutto rispetto. È, tuttavia, indicato solo per focali ridotte, in quanto, col crescere di queste l'ingombro ed il peso diventano eccessive per qualsiasi strumento o montatura non professionale. Il progetto è piuttosto semplice: un cannocchiale o un obiettivo montato all'incontrario, con la fenditura collocata dalla parte del focheggiatore, è posto a fuoco su quest'ultima, ed il fascio collimato uscente dall'obiettivo incontra il reticolo e viene indirizzato, sulla base dell'angolo di diffrazione per l'ordine 1 del reticolo, verso un secondo cannocchiale, posto con l'obiettivo rivolto anch'esso verso il reticolo, ma messo in posizione canonica, con il quale si può osservare lo spettro all'oculare o registrarlo con una camerina. Naturalmente i diametri degli obiettivi vanno scelti in misura tale da coprire il diametro o la diagonale del reticolo, per evitare sia vignettature, sia di far lavorare lo stesso ad una risoluzione inferiore.

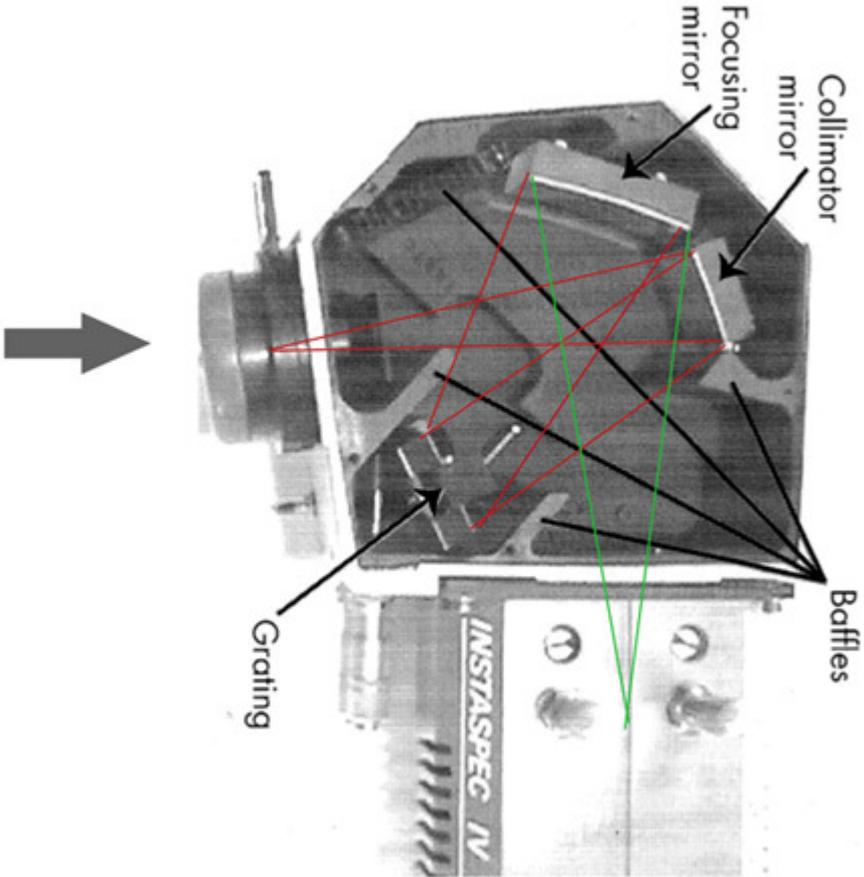


Spettroscopio "Meris" di C. Buil



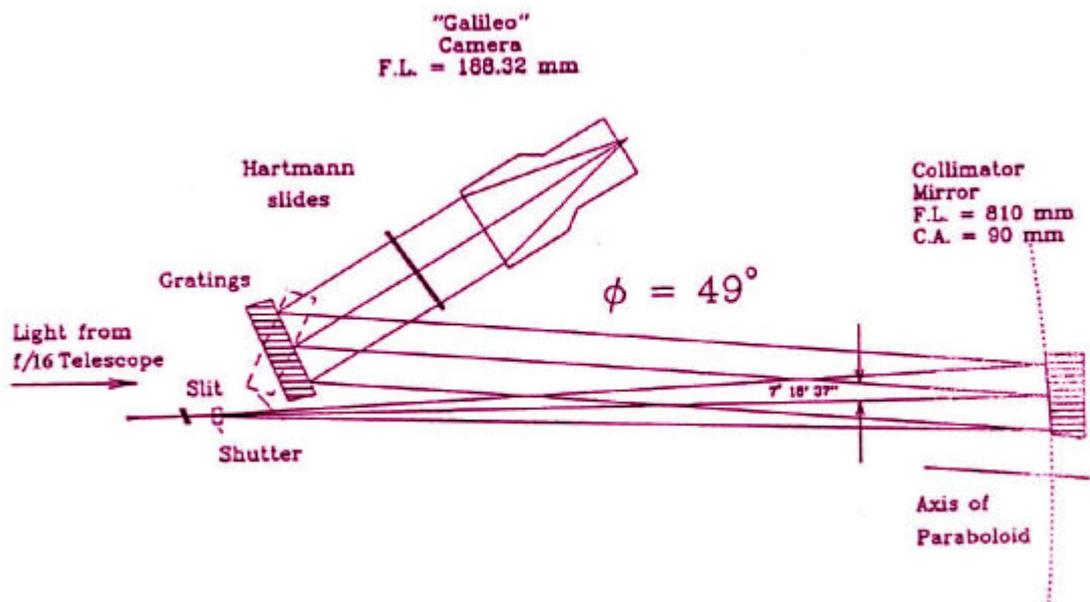
Spettroscopio "HIRSS2" di Fulvio Mete

Una variante di tale tipo di spettroscopi, ma a specchi, è lo schema Czerny-Turner a fasci incrociati, come quello dell'immagine che segue:



In questa classe di spettroscopi, ovviamente rapportata a strumentazioni d'ordine professionale, si può ritenere rientrare lo spettrografo "Boller e Chivens" costruito dalla Perkin Elmer americana ed in uso presso l'Osservatorio astrofisico di Asiago, al fuoco cassegrain del riflettore da 122 cm. Il sistema è misto, nel senso che si avvale di ottiche a specchio (collimatore) ed a rifrazione (ottica della camera).





In questo caso abbiamo, come si può notare nello schema, uno specchio da 90 mm e 810 mm di focale, che agisce da collimatore ed una camera, la "Galileo", con una focale di 188 mm che svolge la funzione di ripresa dell'immagine spettrale.

Varianti del sistema classico: spettroscopi a lente cilindrica

Gli spettroscopi cui si è fatto cenno usano una fenditura per selezionare la luce in arrivo ed incrementare la risoluzione del sistema; tuttavia tale scelta presenta, perlomeno in campo amatoriale, e per la spettroscopia stellare un inconveniente: per collocare e mantenere una stella su di una fenditura di pochi micron occorre:

1- una montatura di classe elevata e costosa,

2- Uno stazionamento preciso e privo di deriva

3- un sistema di guida affidabile, ovvero un modulo di guida con un una fenditura a riflessione;

tutte complicazioni che vanno a rendere ancora più complessa la eventuale costruzione e la delicata fase di acquisizione degli spettri. Ebbi pertanto l'idea, qualche anno fa, di sostituire la fenditura reale con una virtuale, formata dall'immagine al fuoco di una lente cilindrica positiva. Il sistema funzionava sia per spettroscopia stellare che solare (con una piccola modifica). Il risultato di tale idea furono due spettroscopi, uno stellare ed uno sia stellare che solare. Il primo fu chiamato CLAUS (acronimo di Cylinder Lens Amateur Universal Spectroscope), il secondo TSA.

Riporto sommariamente, con riserva di parlarne meglio più avanti, i relativi principi costruttivi:

Il progetto CLAUS utilizza un divisore di fascio (beam splitter) che ripartisce la luce in arrivo in due parti, una che va ad un oculare per permettere la centratura fine della stella e/o la guida con una camera, ed un secondo che, per tramite di un riduttore di focale a f 3.3 (che incrementa la luminosità dell'immagine stellare), arriva ad una lente cilindrica positiva, che, agendo sia da collimatore che da fenditura, invia un fascio collimato al reticolo dal quale esce l'immagine diffratta della stella, osservata o ripresa con un normale obiettivo fotografico.

Il sistema è stato concepito per l'uso senza fenditura e quindi la sua risoluzione dipende dalla FWHM dell'immagine stellare, ma nulla vieta che possa essere utilizzato anche con una fenditura, con un ulteriore miglioramento delle prestazioni.



Gli attacchi indicati in giallo sono filettati 42x1, in modo da rendere il sistema completamente e facilmente aggiornabile sia per quanto riguarda le ottiche che il beam splitter ed il reticolo. L'ottica della camera, attualmente un 58 mm, potrà essere cambiata, ove necessario, con un 135 mm a vite, od alla stessa potrà essere aggiunto un duplicatore di focale per aumentare la risoluzione.

Un sistema ancora più semplice è dato dal TSA (Telescope Spectroscop Adapter), qui mostrato al fuoco di un Celestron 6, nel quale il fascio ottico non viene diviso, ma va direttamente alla lente cilindrica, al reticolo ed al cannocchiale di osservazione.

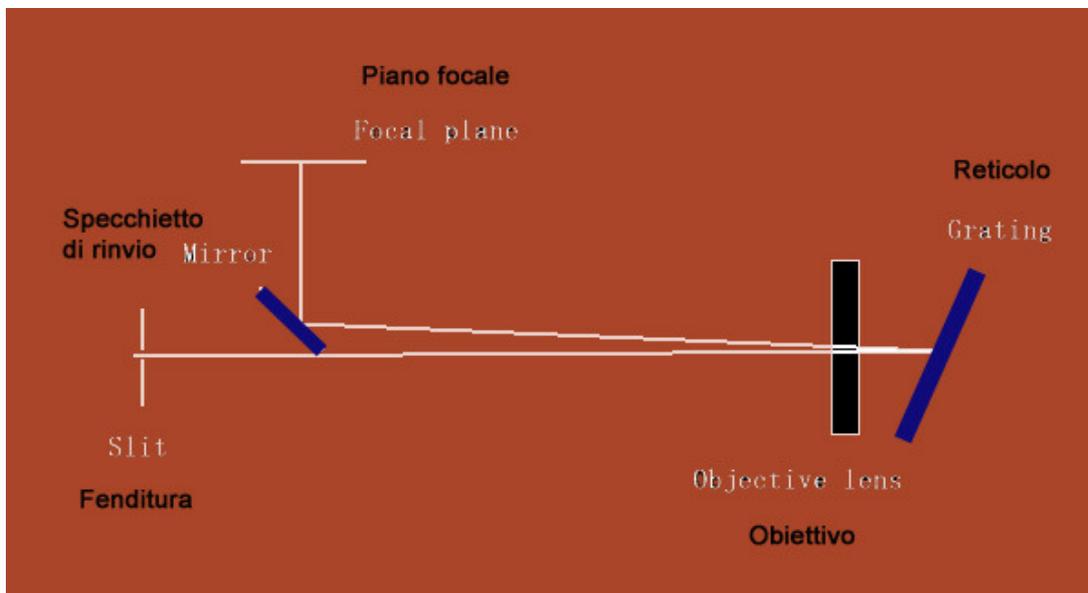
Nell'immagine lo strumento è puntato verso il sole, ma lo fa solo grazie ad una maschera con un foro stenopeico da $\frac{1}{2}$ mm posta davanti alla lastra correttiva, che in pratica fa entrare soltanto una piccolissima quantità di luce nello strumento, senza alcun pericolo per le ottiche e la vista dell'osservatore.



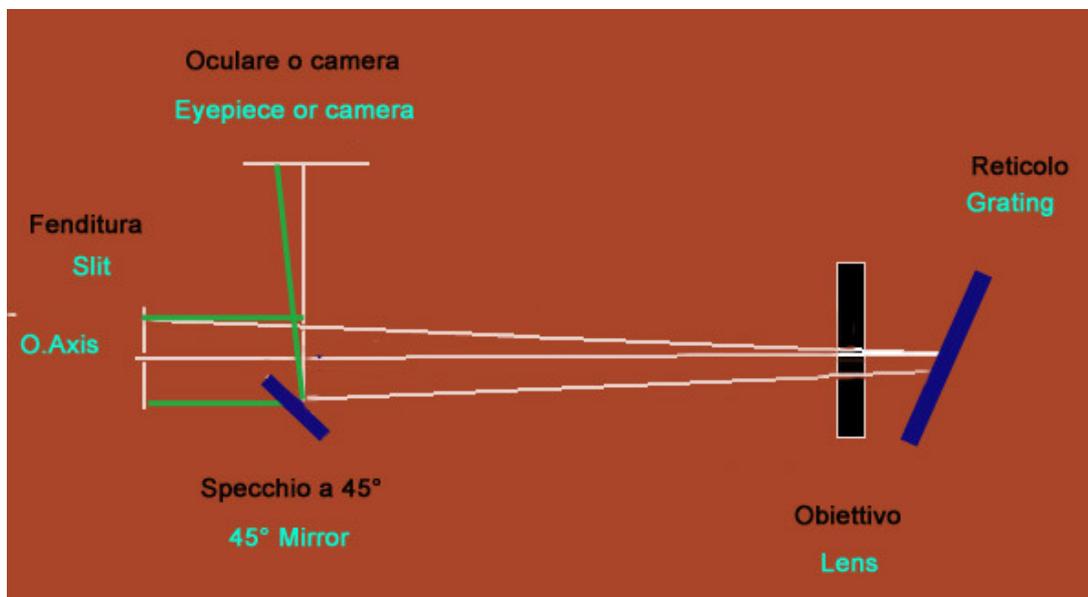
Tali sistemi non possono entrare in concorrenza con quelli a fenditura per l'ovvia perdita di risoluzione nei confronti di quest'ultima e per la loro dipendenza dal seeing. Tuttavia per alcune applicazioni risultano utili e di estrema facilità di utilizzo per un neofita e suscettibili di dare output notevoli.

Spettroscopi con sistema Littrow autocollimante

Il principio fondamentale di tale tipo di spettroscopio è quello di usare una sola ottica, sia per la collimazione che per l'osservazione o la ripresa dello spettro. Ciò semplifica enormemente il progetto e riduce in modo drastico dimensioni e peso dello strumento. Il prezzo da pagare è, tuttavia, la luce diffusa, sempre presente anche con accurati sistemi di diaframmatura del fascio ottico in ingresso ed in uscita, che abbassa il contrasto; dato l'angolo ristretto (in teoria, come si è visto, estremamente piccolo) esistente tra la luce in arrivo e quella in uscita dal reticolo, l'ordine spettrale che si osserva è quasi sempre l'ordine 1. Nel caso di costruzioni amatoriali appare inoltre delicata l'assialità del fascio in ingresso e di quello in uscita, dato che piccoli spostamenti delle fenditura in ingresso o del portaoculare in uscita porta a disallineamenti dello spettro osservato. Lo schema classico di tale strumento è il seguente: in tale schema lo specchio di rinvio al piano focale è posto al lato della fenditura, situata sull'asse ottico.



Una variante, che pone lo specchio di rinvio del fascio ottico diffratto proveniente dal reticolo in posizione specularmente opposta a quella della fenditura rispetto all'asse ottico (cd. "fasci incrociati") è la seguente:

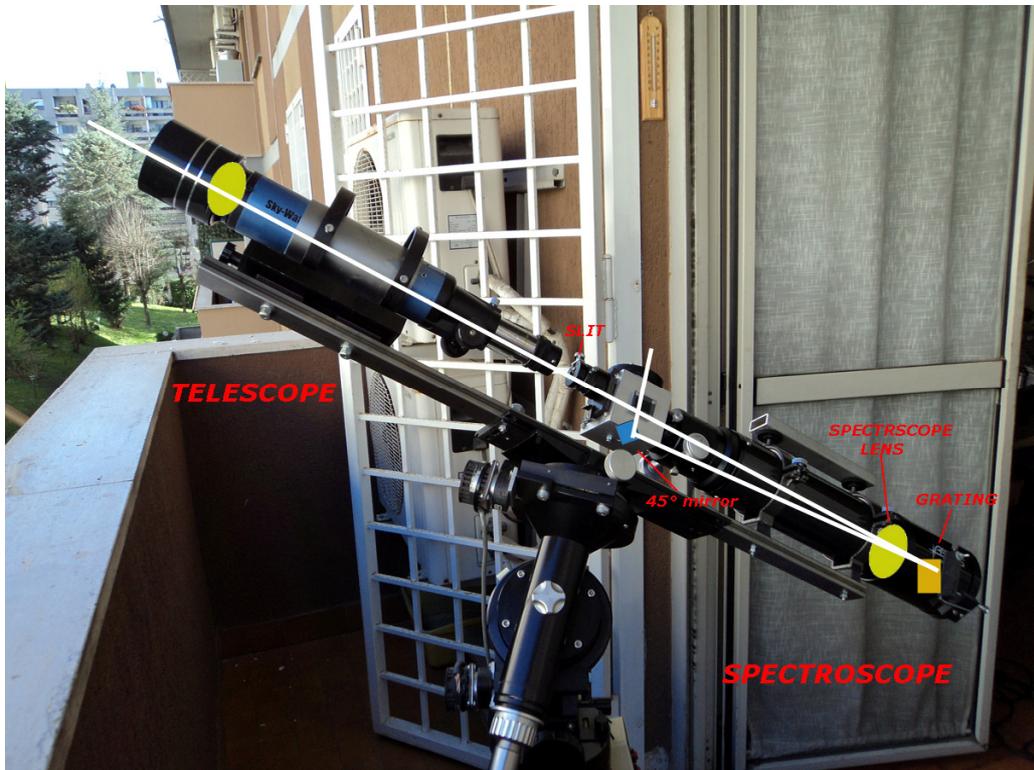


Essa ha, a mio avviso, il pregio di permettere una migliore centratura dello spettro nel campo inquadrato ed un soddisfacente controllo delle riflessioni interne e della luce spuria.

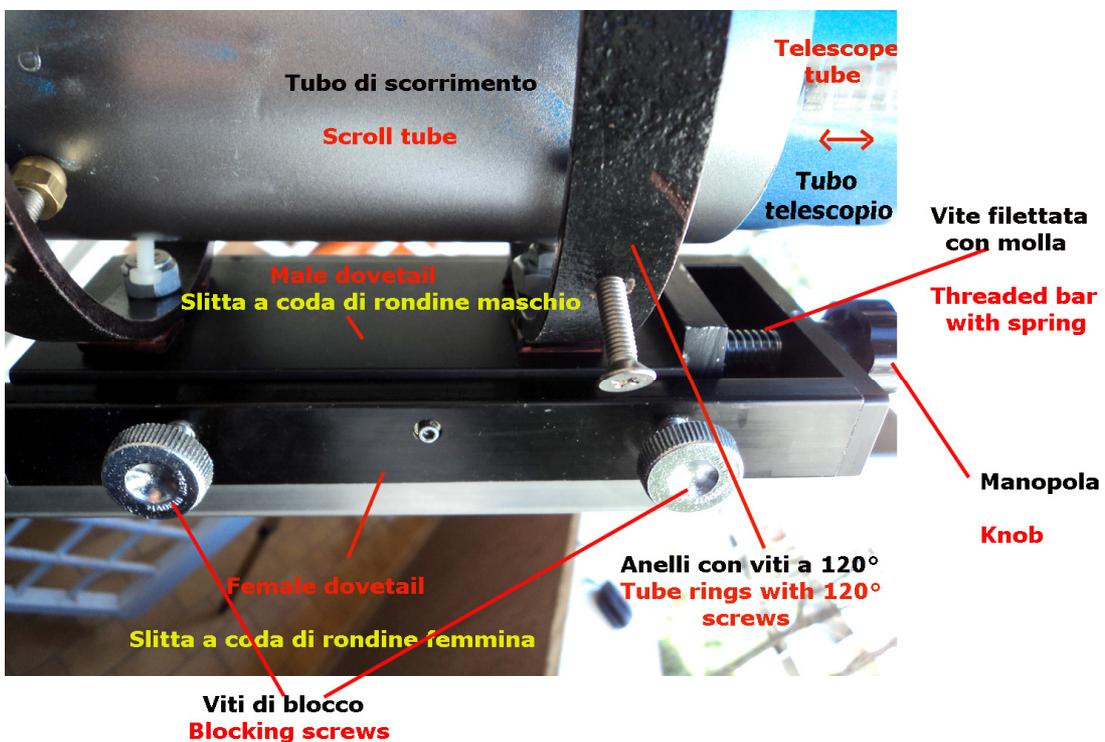
a) Littrow solari

Nelle figure che seguono sono mostrati un'immagine e lo schema del mio spettroscopio- spettroelioscopio solare ad alta risoluzione VHIRSS. La focale delle ottiche e l'ingombro complessivo è notevolmente più elevato dei littrow stellari per l'elevato livello di risoluzione necessario per le applicazioni di spettroelioscopia.

Esso prevede, tra l'altro, un sistema di decentramento sia della fenditura che del portaoculare in modo da ottenere la centratura dello spettro nel campo osservato contenendo al minimo i riflessi, senza l'uso di diaframmi interni, piuttosto difficili a realizzare e a collocare. Si tratta in pratica di due cannocchiali in asse tra loro e con i rispettivi focheggiatori uno opposto all'altro, su un supporto costituito da una barra di acciaio. La barra in acciaio inferiore rende la struttura estremamente rigida ed esente da flessioni, compatibilmente con le possibilità di uno strumento amatoriale, mentre la piccola barra in alluminio superiore irrobustisce la struttura dello spettroscopio vero e proprio fungendo anche da maniglia per il trasporto.



Nella prima immagine che segue sono mostrati i particolari del sistema di centraggio e di foceggiatura del telescopio, nel mio caso un rifrattore di surplus da 62 mm di diametro e 480 mm di focale, che proietta l'immagine solare sulla fenditura dello spettroscopio. Esso è realizzabile in casa a costo molto contenuto ed ha il vantaggio di permettere qualsiasi tipo di regolazione ed orientamento del telescopio rispetto alla fenditura; questo scorre infatti in un tubo di PVC per la regolazione media della distanza, a sua volta sostenuto da due anelli con viti a 120°. Gli anelli sono a loro volta fissati su una coda di rondine maschio, che, scorrendo in una piastra femmina consente ulteriori regolazioni grossolane della distanza. Una volta che tale coda di rondine viene parzialmente bloccata con due viti laterali, è possibile utilizzare un sistema di vite micrometrica con molla di richiamo per la regolazione fine della messa a fuoco di precisione del cannocchiale sulla fenditura. Nella seconda immagine si osserva il sistema di regolazione grossolana e micrometrica del reticolo, con una semplice vite di blocco che rende solidale l'asse del reticolo stesso ad un braccetto e, agendo da frizione, permette lo scorrimento longitudinale dello stesso tramite un'apposita vite con molla che agisce sul braccetto e rende micrometrico il suo movimento e quello dell'astina del reticolo ad esso solidale. È un sistema di assoluta semplicità e costo zero o quasi e che permette movimenti grossolani e veloci a vite di frizione disinserita e movimenti micrometrici con questa pressata sull'asse del reticolo.



Il sistema di centraggio e focheggiatura del telescopio



Il sistema di regolazione veloce e micrometrica dell'inclinazione del reticolo e dell'esplorazione dello spettro

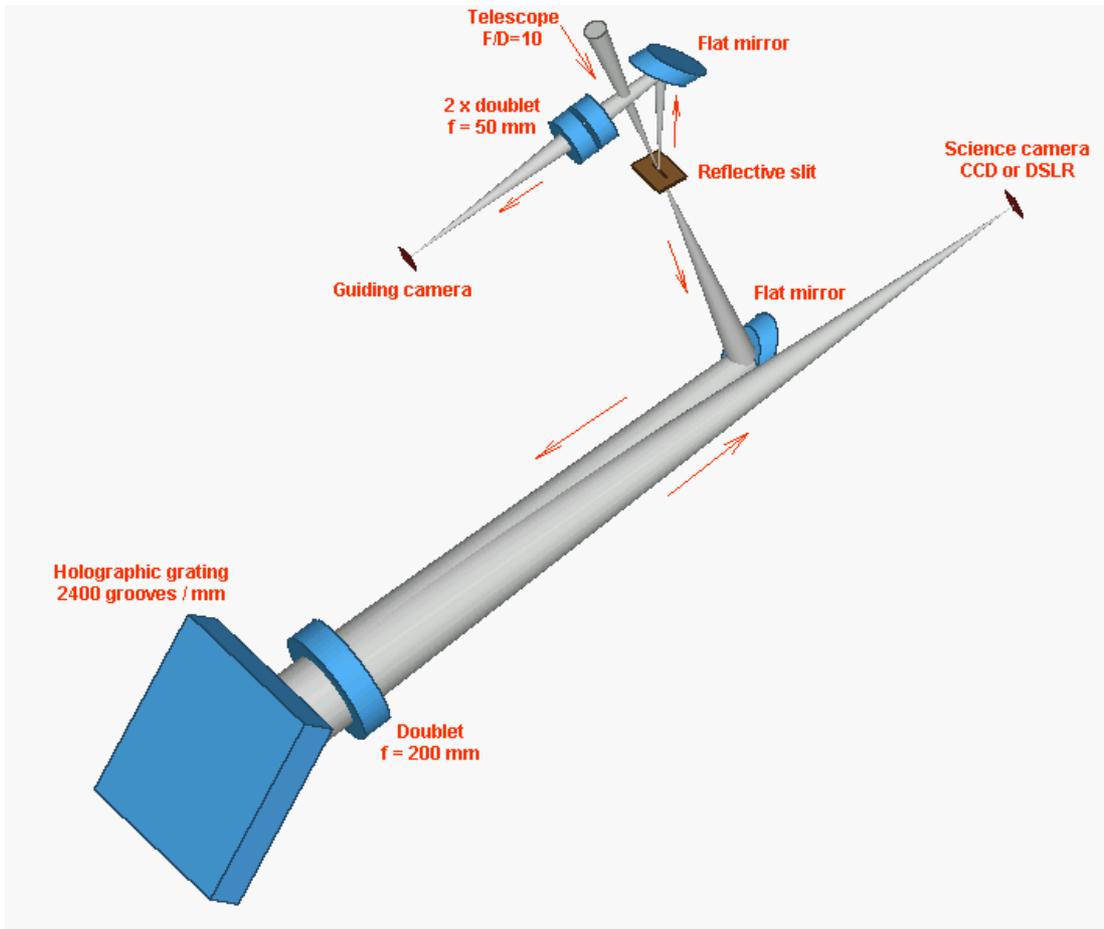
Un altro schema concettualmente identico al precedente, ma ancora più robusto, pur mantenendo la medesima portabilità (8Kg x 105 cm di lunghezza, equivalente per dimensioni e peso ad un rifrattore da 13 cm) è stato realizzato da chi scrive col nome di POSS (PORTable Solar Spectrohelioscope). Sulla scorta dell'esperienza fatta con WHIRSS, in fatti, la base è costituita da un quadratino di acciaio 3x3 cm con 6 mm di spessore e gli anelli di supporto del telescopio sono in alluminio da ben 8mm di spessore, con punte delle viti in teflon per permettere lo scorrimento del medesimo

per la messa a fuoco. Il tutto quindi è molto robusto. Il sistema di movimento micrometrico del reticolo è analogo a quello descritto in precedenza.



b) Littrow stellari e solari

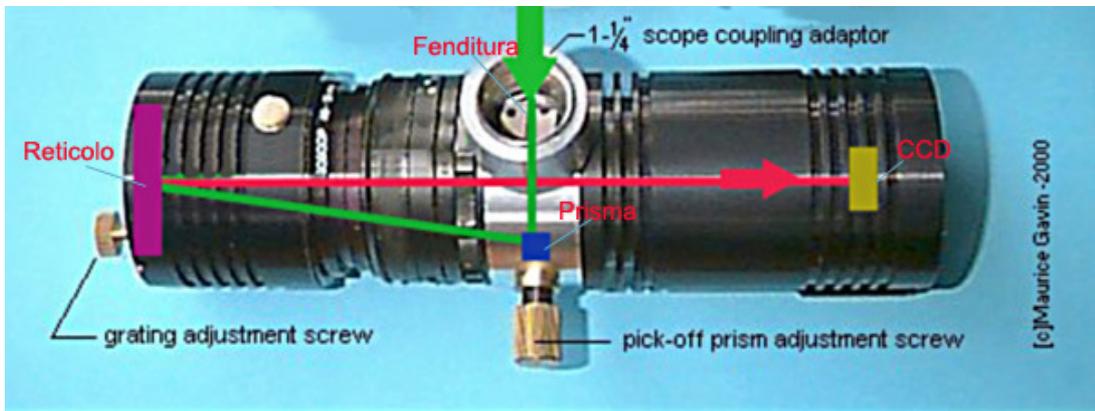
Con tale riferimento si intendono gli spettroscopi Littrow a media risoluzione, tali da poter trovare applicazione sia per il cielo profondo che per il sole. Un esempio di tale categoria è lo spettroscopio commerciale LHires III della Shelyak.



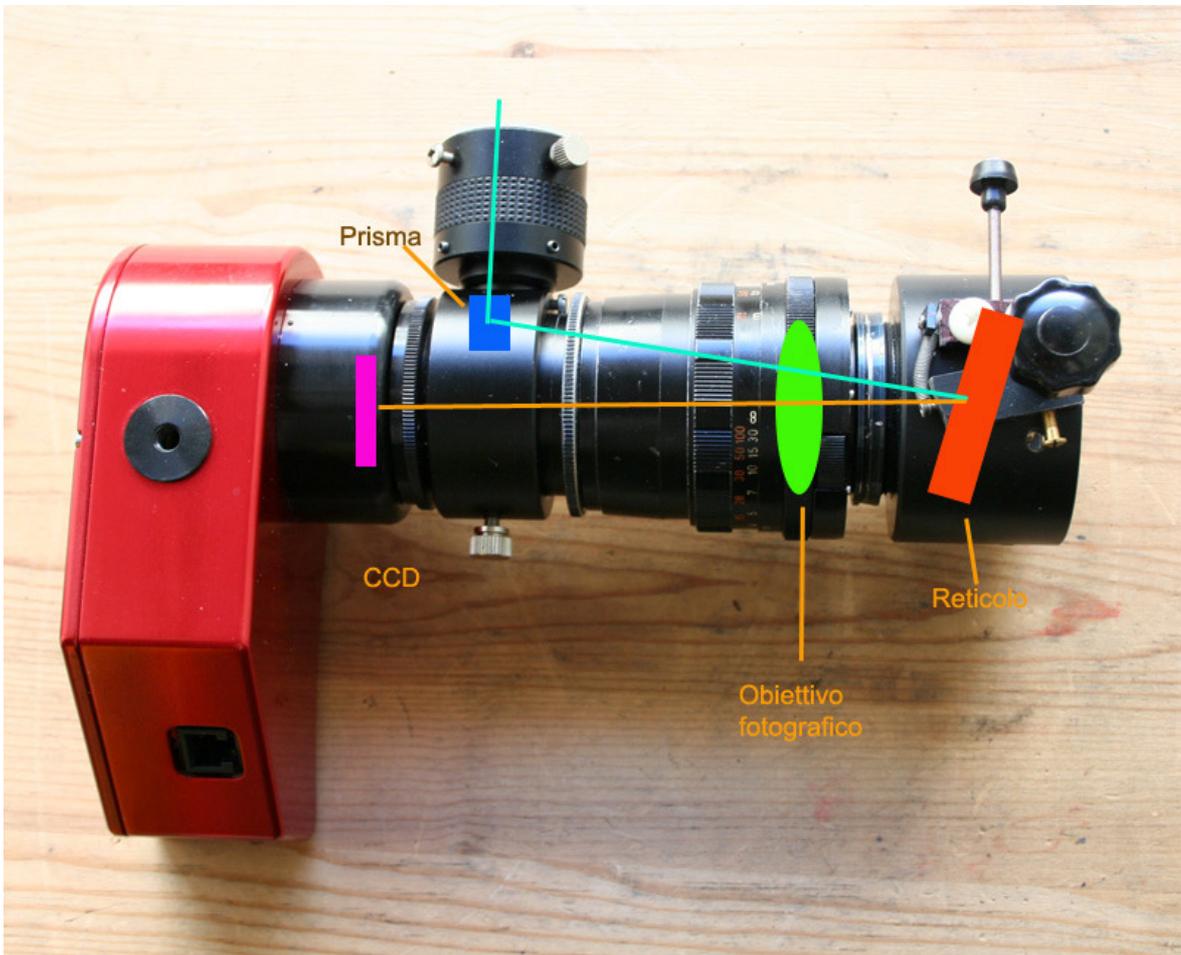
Questo è lo schema ottico del primo prototipo dello spettroscopio universale "L'Hires III" di C. Buil ed altri, che successivamente ha trovato una collocazione commerciale da parte della ditta francese Shelyak. La costruzione amatoriale di uno strumento simile è alquanto complessa e richiede necessariamente un'officina meccanica di precisione. Il punto di forza del sistema è la fenditura con le lamine riflettenti (ora sostituita da fenditure specchiate), in modo che il fascio ottico in arrivo dal telescopio è in parte trasmesso passando attraverso le lame, in parte riflesso. La parte riflessa alimenta, tramite un doppietto acromatico da 50 mm di focale, la camera di guida, mentre quella trasmessa va ad alimentare, passando attraverso un doppietto acro da 200 mm di F, un reticolo da 2400 l/mm, e, subendo un doppio passaggio, una camera CCD posta al fuoco del doppietto stesso. Pur essendo uno spettroscopio "tuttofare", lo strumento comincia a presentare un ingombro notevole, ma le prestazioni sono elevate. Vengono anche forniti reticoli di minore e diverso potere, da 150 a 1200 l/mm.

3) Littrow per solo uso stellare

Qui di seguito è mostrato un esempio di un semplice spettroscopio autocollimante per esclusivo uso stellare, realizzato dall'astrofilo inglese Maurice Gavin con un obiettivo fotografico da 50 mm ed una camera CCD Starlight Xpress. Il pezzo che funge da accoppiatore, simile ad una guida fuori asse, va necessariamente realizzato da un'officina meccanica, tenendo conto del tiraggio dell'obiettivo:

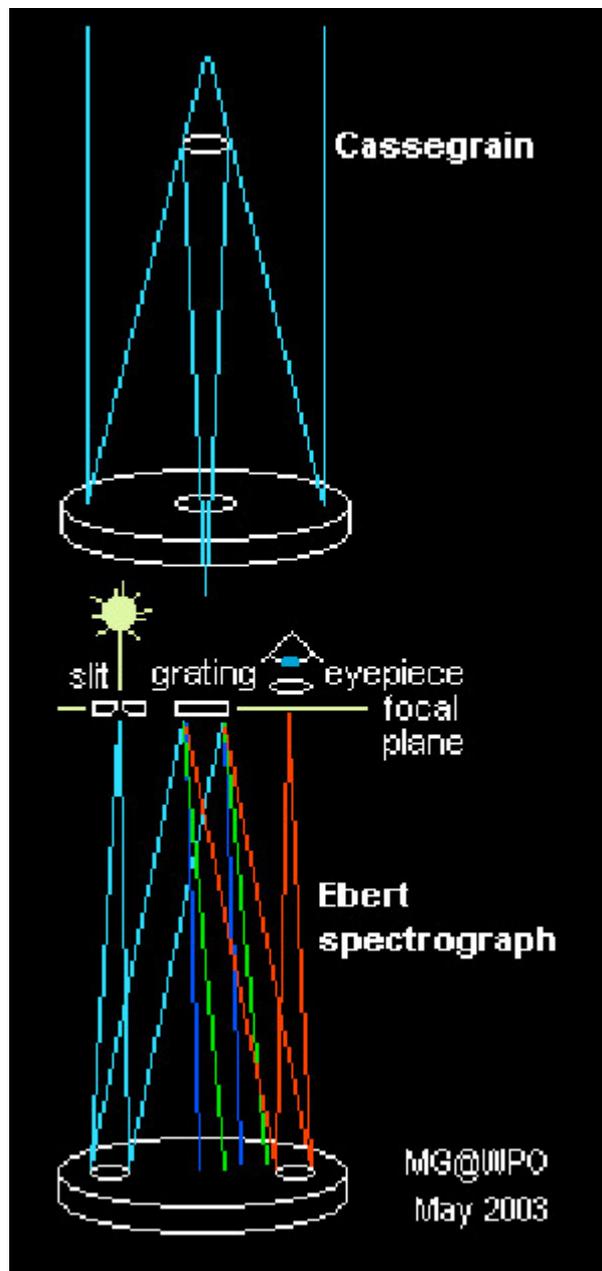


Uno schema simile al precedente, ma che utilizza come elemento di accoppiamento una normale guida fuori asse commerciale modificata ed un obiettivo fotografico Pentacon da 100mm, e che può essere usato con o senza fenditura, è il seguente, realizzato da chi scrive



Sistema autocollimante Ebert a specchio

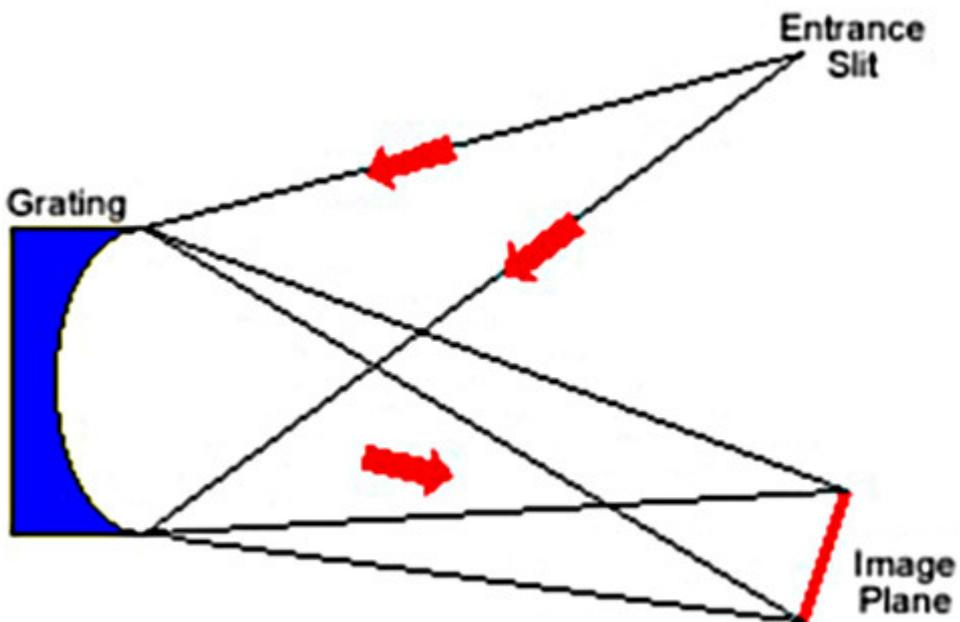
Una variante del tipo autocollimante è il sistema Ebert, che utilizza uno specchio: in pratica si ha una doppia riflessione su di uno specchio, dopo aver collocato il reticolo assialmente, al posto del secondario e la fenditura ed il portaoculare con l'oculare o la camera ai lati del reticolo stesso, in posizione opposta.

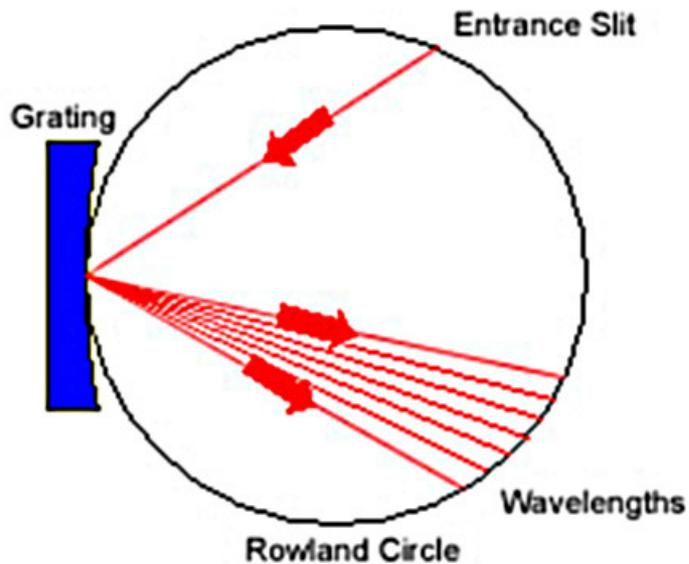


Sistema autocollimante a reticolo concavo

Un'ulteriore variante del sistema autocollimante a specchi può essere considerata quella che utilizza un reticolo concavo. Questo schema costituisce veramente l'ideale per l'autocostruzione di uno spettroscopio stellare, in quanto non necessita di ottiche aggiuntive, e, data la ridotta lunghezza focale del reticolo, ha un ingombro ed un peso veramente modesti. Inoltre, alcuni reticoli concavi di Rowlands sono di forma toroidale e mettono quindi a fuoco con una linea, rendendo di fatto non necessaria la fenditura.

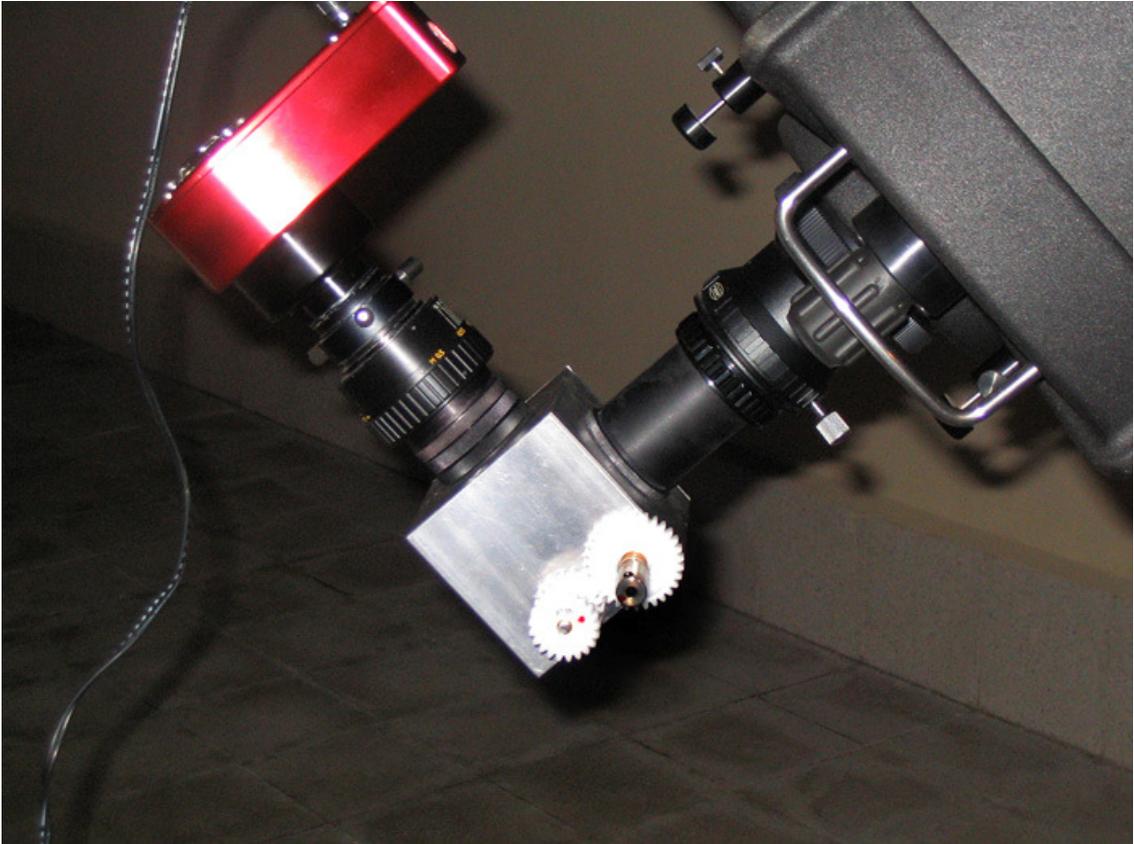
Ma di fronte a tali notevoli vantaggi, quali sono le controindicazioni? I punti negativi sono che i reticoli cd. "tipo Rowland", che sono poi quelli relativamente meno costosi e più facili da reperire mettono a fuoco su un cerchio, detto appunto "cerchio di Rowlands", di diametro pari al raggio di curvatura del reticolo. Essi soffrono di astigmatismo, danno un'immagine spettrale non piana, e, mettendo a fuoco le varie lunghezze d'onda diffratte su un cerchio, richiedono distinte operazioni di foceggiatura per le diverse zone spettrali. Esistono comunque anche reticoli concavi corretti per l'astigmatismo che danno un'immagine spettrale piana, a fuoco su un punto, ma il loro costo è ancora più elevato. In altri le aberrazioni sono corrette con un sistema di correzione a lenti situato in prossimità del piano focale. Il vero punto negativo di tali reticoli è quindi il prezzo, veramente eccessivo per usi amatoriali. Qui di seguito è mostrato lo schema di uno spettroscopio con reticolo di Rowland.



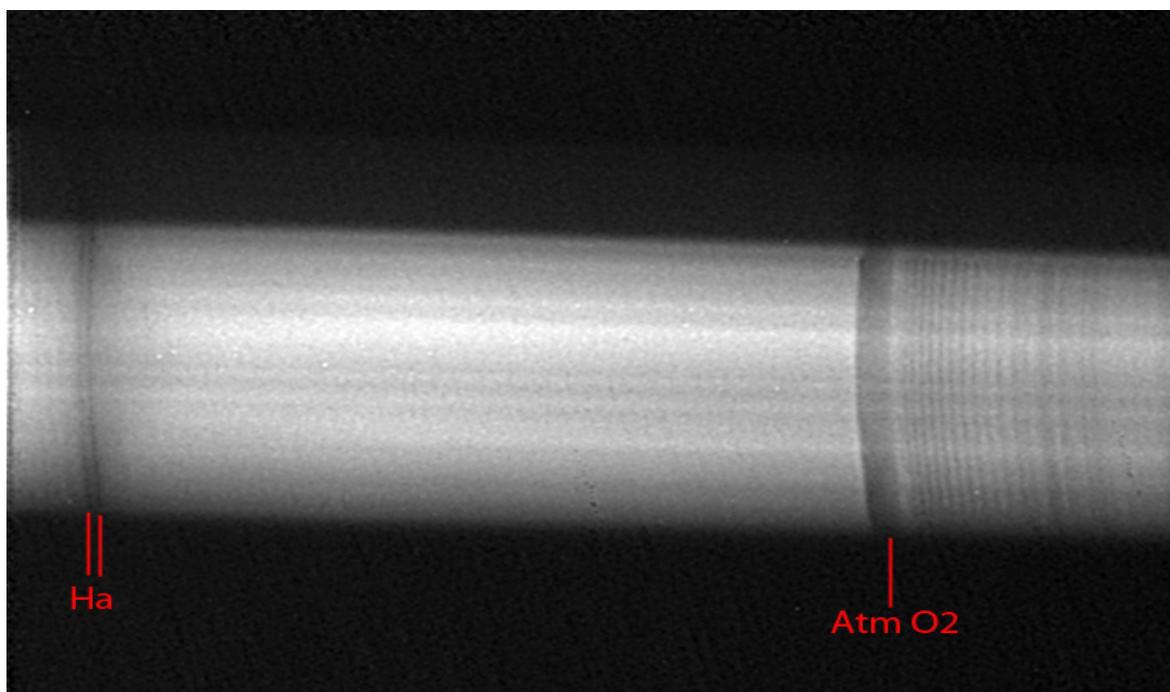


Nell'immagine seguente è visibile il mio spettroscopio a reticolo concavo "COGOS" (CONcave Grating Opticless Spettroscop), delle dimensioni e peso di un diagonale da 50 mm, al fuoco di un telescopio da 14".

Il reticolo toroidale 40 x 40 mm da 600 l/mm e 120 mm di focale marcato Yobin Ivon fu ricavato da un monocromatore di surplus pagato l'equivalente di 40 Euro odierni; reticoli analoghi nuovi costano oggi da 700 a 1000 euro. Il punto negativo è che tale reticolo è blazed per l'UV e non ha una resa ottimale nel visibile.



Un esempio dello spettro ottenibile con reticoli del genere; nel caso specifico lo sdoppiamento della riga Ha della doppia spettroscopica B Aurigae. Le aberrazioni sono notevoli, e si nota curvatura dell'immagine spettrale (smile), astigmatismo e forse sferica, ma lo spettro è comunque discretamente leggibile.



Beta Aurigae Spectrum - October, 26 , 2009 h.22 UT -
Ponte di Nona Observatory -Rome
Celestron 14 @ 11- COGOS (COncave Grating Opticsless Spectroscope)
Atik 16 HR CCD camera , binning 2 x 2. - Fulvio Mete

Spettroscopi con reticolo a trasmissione

Come si è detto poc'anzi, i reticoli a trasmissione per uso spettroscopico necessitano di un basso numero di righe per mm per essere efficienti nella zona della radiazione visibile, mentre quelli ad alto numero di righe presentano un picco nella zona dell'UV. Sono quindi adatti per tale uso, ovviamente in campo amatoriale, i reticoli da 600 ml/mm in giù. Tali reticoli hanno, come ovvio, una risoluzione medio- bassa, ma presentano anche alcuni aspetti a mio avviso positivi. Occorre a questo punto fare un distinguo:

1- **reticoli a trasmissione da 100 o 200 l/mm** con angoli di diffrazione modesti, che non necessitano di montaggi particolari. Tali reticoli possono essere montati direttamente lungo l'asse ottico, dato che , a date distanze dall'occhio o dal sensore, lo spettro relativo ha uno spostamento accettabile ed è ancora visibile nel campo inquadrato, seppure con qualche aberrazione. Essi vengono in genere usati come filtri ed inseriti nei cassettei o ruote portafiltri. I reticoli a basso numero di linee per mm (100/200) da applicare ad una camera CCD sono una vera risorsa per la spettroscopia amatoriale in quanto permettono:

1)- di riprendere nello stesso campo, anche a focali elevate, l'immagine di ordine 0 di una stella ed il suo spettro di ordine 1, con la possibilità, specie con le camere a doppio sensore, di inseguire direttamente sulla stella.

2) –di avere un miglior rapporto S/R e raggiungere magnitudini più elevate rispetto ad uno spettroscopio vero e proprio, a parità di setup e condizioni.

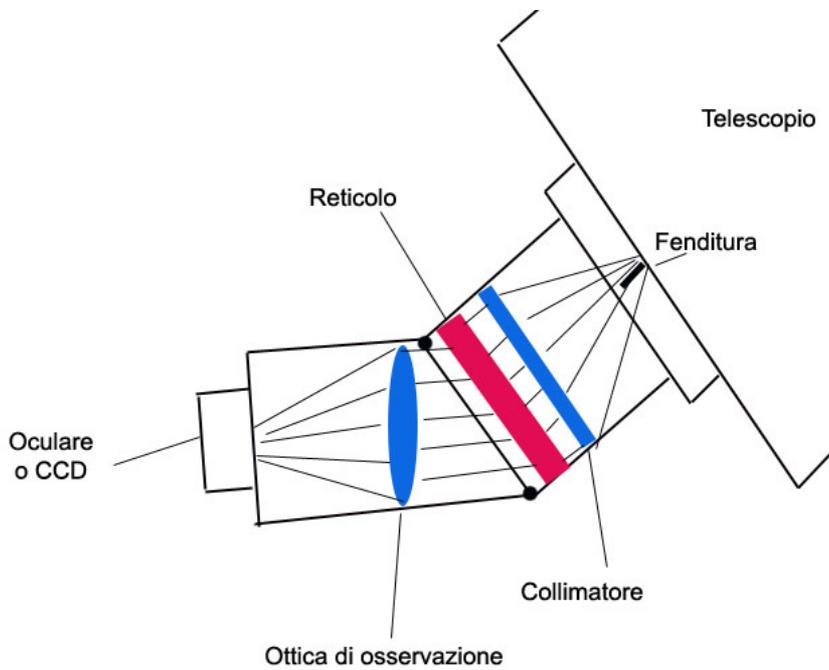
3) –di costituire un valido aiuto per l'individuazione della classe spettrale di una stella e delle sue caratteristiche principali, che potranno poi essere eventualmente approfondite con uno strumento a risoluzione più elevata.

4) –Di individuare le caratteristiche essenziali di Nove e Supernove alla scoperta.

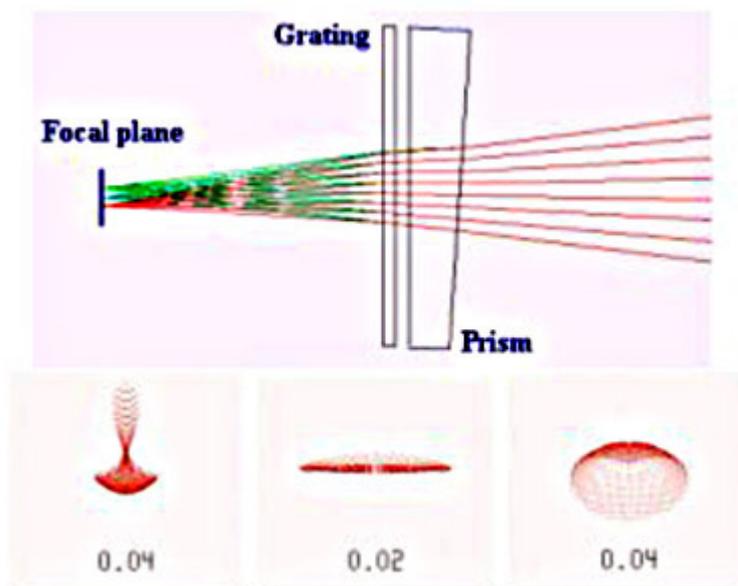
L'inconveniente maggiore, oltre a quello che la risoluzione è limitata dal basso numero di linee per mm, è dato dal fatto che questa dipende essenzialmente dal seeing. Ciò nonostante tali reticoli, commercializzati da una ditta inglese col nome di "Star Analyser" hanno avuto ed hanno tuttora una grande diffusione tra gli appassionati per l'estrema praticità d'uso, come si vedrà più avanti.

2- **Reticoli a trasmissione da 300 a 600 l/mm**: uno spettroscopio con tali reticoli è meccanicamente complesso in quanto occorre prevedere un sistema di basculamento del sistema ottica di osservazione-portaoculare rispetto a quello ottica di collimazione reticolo, per permettere l'osservazione ai diversi angoli delle diverse lunghezze d'onda, come nella figura sottostante, e dal punto di vista dell'efficienza risulterebbe inferiore a quello con reticoli a riflessione.

Sinceramente solo raramente ho visto spettroscopi amatoriali costruiti con tale sistema, dato che si preferisce portare il fascio di luce diffratta sull'asse ottico con un prisma di angolo opportuno applicato sul reticolo (cd. "Grism"), come accennerò tra poco.



Come dicevo, una variante molto usata è la combinazione dei reticoli a trasmissione con prismi di angolo tale da portare il fascio diffratto dal reticolo sull'asse ottico, senza alcun artificio meccanico (cd. "grism"). Il reticolo può essere inciso direttamente sul prisma o incollato. L'elemento disperdente in questo caso è il reticolo, mentre il prisma ha il solo compito di riallineare la direzione della lunghezza d'onda centrale dello spettro in uscita (generalmente il primo ordine) nella direzione dell'asse ottico, analogamente al prisma di Amici. Il grism permette, in fascio convergente, di limitare le aberrazioni indotte dai reticoli a basso potere (100-200 l/mm) e, in fascio parallelo con una fenditura, il montaggio in asse dei reticoli da 300 a 600 l/mm, e la costruzione di strumenti di basso potere estremamente compatti e capaci di buone prestazioni.



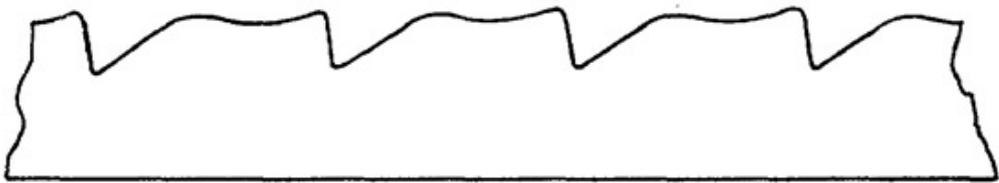
L'ultima frontiera della spettroscopia amatoriale:

gli spettroscopi con Echelle Grating

Come si è visto in precedenza, la risoluzione spettrale dipende sia dal numero di linee per mm di un reticolo, sia dall'ordine spettrale osservato: più elevato è l'ordine, più aumenta la risoluzione, a parità di $1/\text{mm}$. Ora, gli studi sull'alta risoluzione in spettroscopia hanno accertato che il potere risolutivo di un reticolo deriva non tanto dal numero di incisioni per mm del reticolo stesso, ma bensì dal profilo e dalla reciproca distanza delle incisioni stesse e dagli angoli di illuminazione e diffrazione che queste permettono, in quanto gli angoli più grandi convogliano l'energia luminosa verso gli ordini maggiori, che, come si sa, hanno anche maggiore dispersione e risoluzione. Un' alternativa possibile all'aumento del numero di righe per mm, per il quale, peraltro non si può superare un certo numero imposto dalle condizioni fisiche e dagli strumenti di incisione (2400-3200 per i reticoli olografici), è quindi quella di creare reticoli che rendano possibile l'osservazione e la ripresa di ordini con numero più alto possibile. In un reticolo a riflessione normale, gli ordini di numero più alto

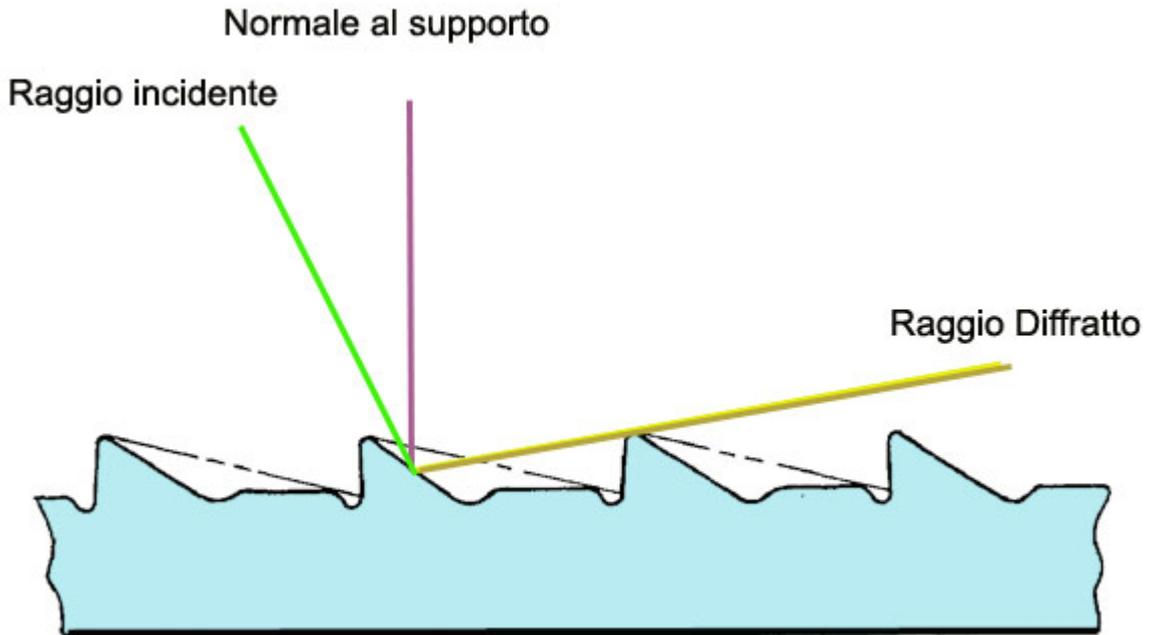
vengono a trovarsi ad angoli così elevati rispetto alla direzione normale allo stesso che subiscono un oscuramento pressochè totale. Nei reticoli echelle la spaziatura tra le righe e la forma del blaze, con un angolo a 90° , simile appunto ai gradini di una scala, permette di osservare ordini dalle decine a centinaia. Qui sotto è mostrata una caratteristica del procedimento di ruling delle righe ad echelle, con l'incremento della spaziatura tra le righe stesse e con un angolo di blaze di 90° . All'aumento della spaziatura consegue un ridotto numero per mm dei reticoli, ma anche la possibilità di investigare angoli elevati ed alti ordini, come si vede dall'alto angolo di diffrazione possibile.

Ruling for $r/5$ echelle



Replica





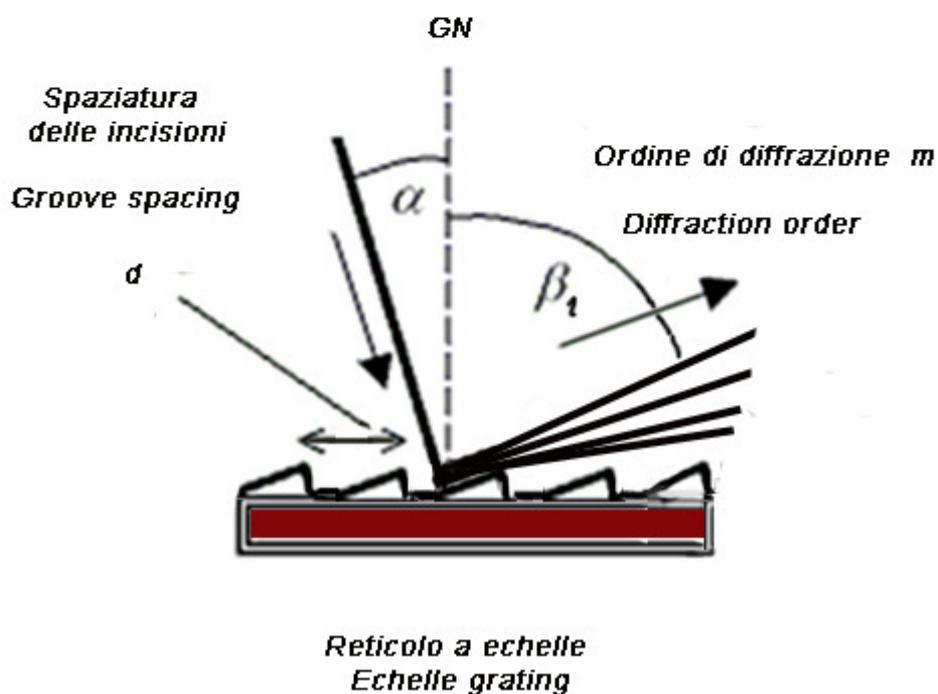
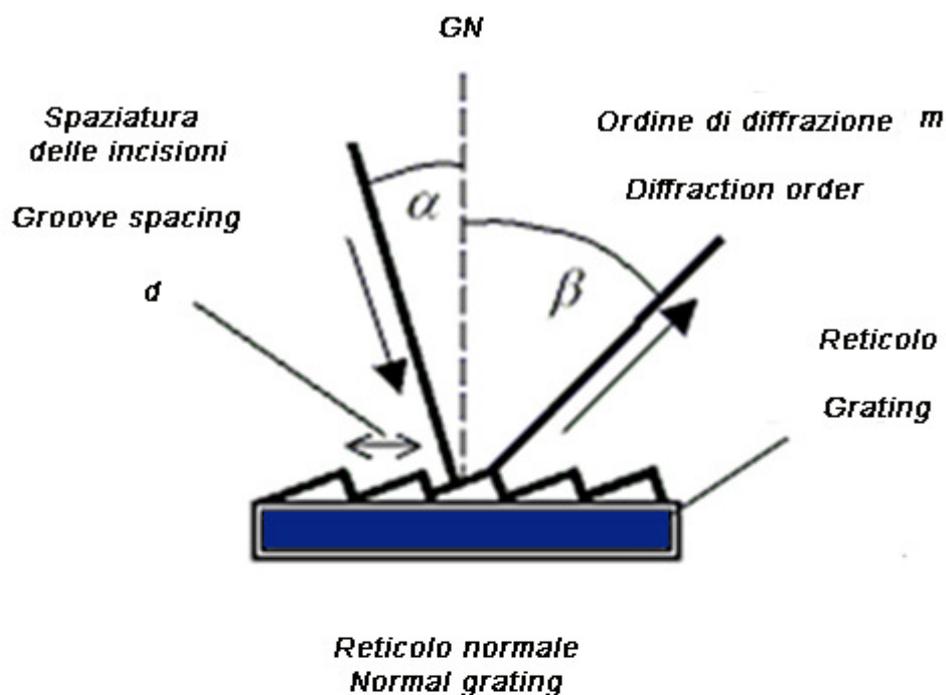
Il raggio diffratto è quasi tangente alla superficie del reticolo, e non viene intercettato dalle incisioni vicine solo grazie alla notevole spaziatura delle righe. Il range spettrale libero, come si può facilmente immaginare, risulta minimo ad ordini elevati, che pertanto si sovrappongono l'uno all'altro, in modo che l'immagine finale fornita dal reticolo consiste di numerosi spettri sovrapposti l'uno all'altro. Per rendere utilizzabile l'immagine spettrale occorre quindi un elemento separatore, prisma o reticolo, posto perpendicolarmente all'echelle, chiamato "cross disperser" che dovrebbe avere una dispersione inferiore all'echelle.

L'immagine finale si presenta quindi come una sequenza di brevi spettri separati dei vari ordini posti nella direzione di dispersione del cross disperser. I diversi ordini si trovano leggermente spostati uno sotto l'altro, anziché sovrapposti. Così lo spettro, invece di essere disposto su una lunga linea, si trova suddiviso in tanti segmenti paralleli che coprono un'area rettangolare e possono essere registrati da un sensore di forma adeguata.

Nel calcolo di uno spettrografo echelle bisogna fare in modo che ciascun segmento di spettro includa un piccolo intervallo di λ del segmento precedente, in modo da non avere buchi nella copertura dello spettro.

Gli ordini di uno spettro echelle sono in genere leggermente curvi, e le righe spettrali non sono ortogonali alla dispersione, per cui l'analisi dei dati è sensibilmente più complessa di uno spettro normale. Esiste inoltre molto spesso un problema di luce diffusa, riflessi e disuniformità di illuminazione, per cui la calibrazione in flusso è molto più problematica.

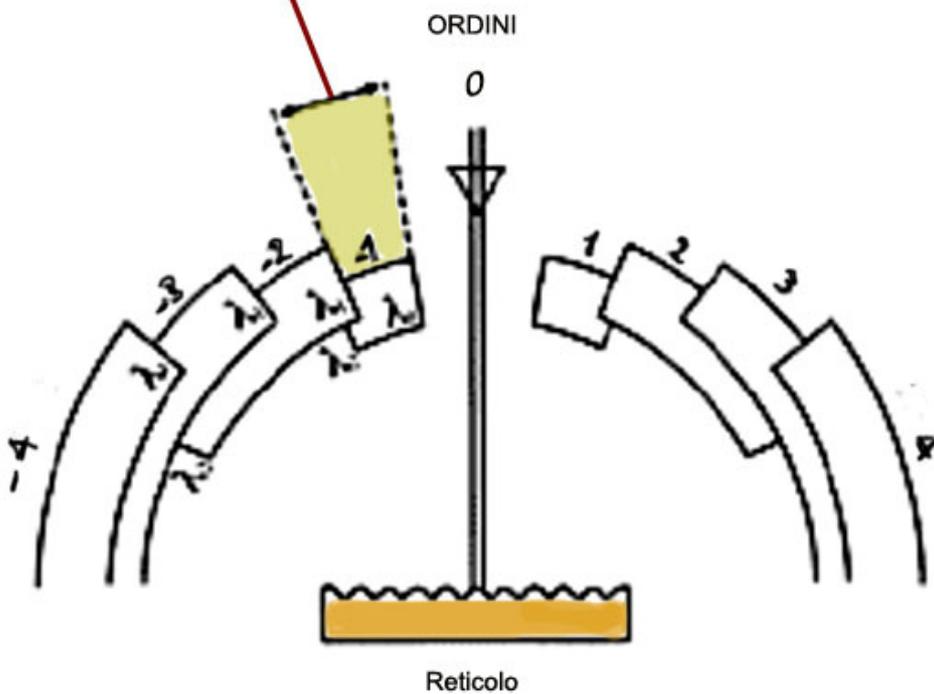
Comunemente l'informazione spettrale è estesa su di un solo asse, quello delle X, lungo il quale è mostrato lo spettro relativo alla dispersione consentita. Con gli spettroscopi a echelle detta informazione si estende sui due assi, quello delle X e delle Y; lo spettro viene mostrato a "strati" contigui sovrapposti, appunto, lungo tale ultimo asse.



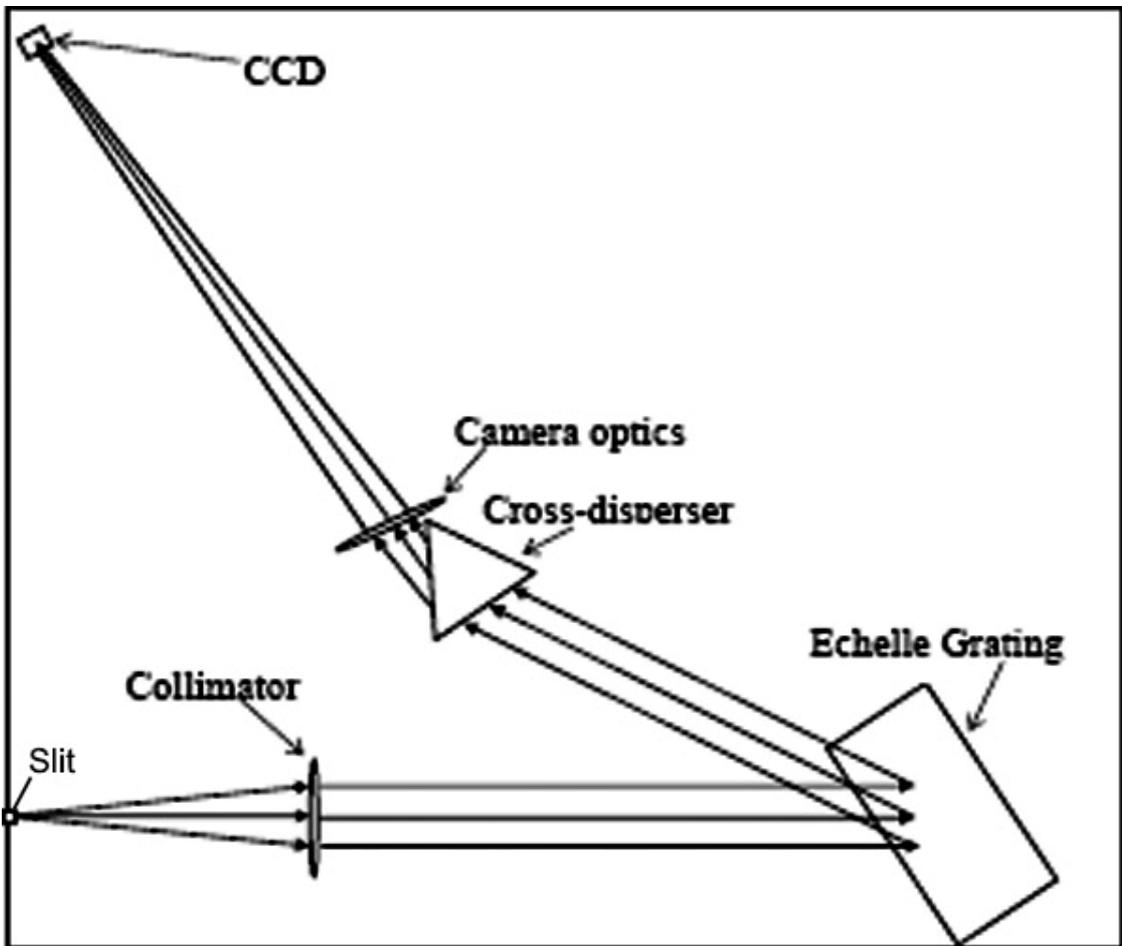
Come si osserva dalla figura, e come si è detto, la maggiore spaziatura tra le incisioni ed il diverso profilo di queste permettono angoli di blaze maggiori verso ordini più alti. L'inconveniente è dato dalla sovrapposizione degli ordini (in pratica la

sovrapposizione degli spettri) ,che non permetterebbe di osservare un'immagine spettrale incisa, se non si ricorresse ad un espediente: questo, molto semplice, è dato da un secondo elemento dispersore , un prisma, un grism, o un secondo reticolo posto "a croce" col reticolo echelle (ovvero col lato della dispersione perpendicolare a questo), che ha il compito di separare gli ordini sovrapposti, rendendo ciascuno di essi leggibile. In realtà è quindi l'elemento separatore che fa il gioco e rende lo strumento operativo. L'output è dato non da un singolo spettro, ma da una serie di segmenti spettrali che vanno dall'UV all'IR passando per il blu, verde e rosso. Il fenomeno della sovrapposizione degli ordini per i reticoli a ridotto numero di l/mm e per gli ordini più elevati è sintetizzato nella figura che segue.

Intervallo spettrale libero dell'ordine -1



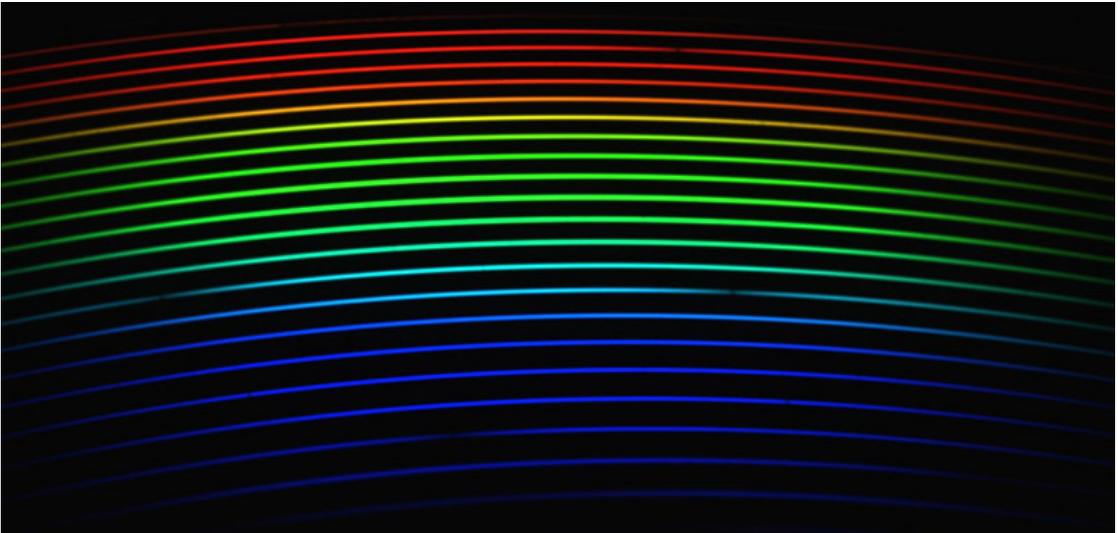
Lo schema generico di un tale spettroscopio è il seguente, con un prisma usato come cross disperser:

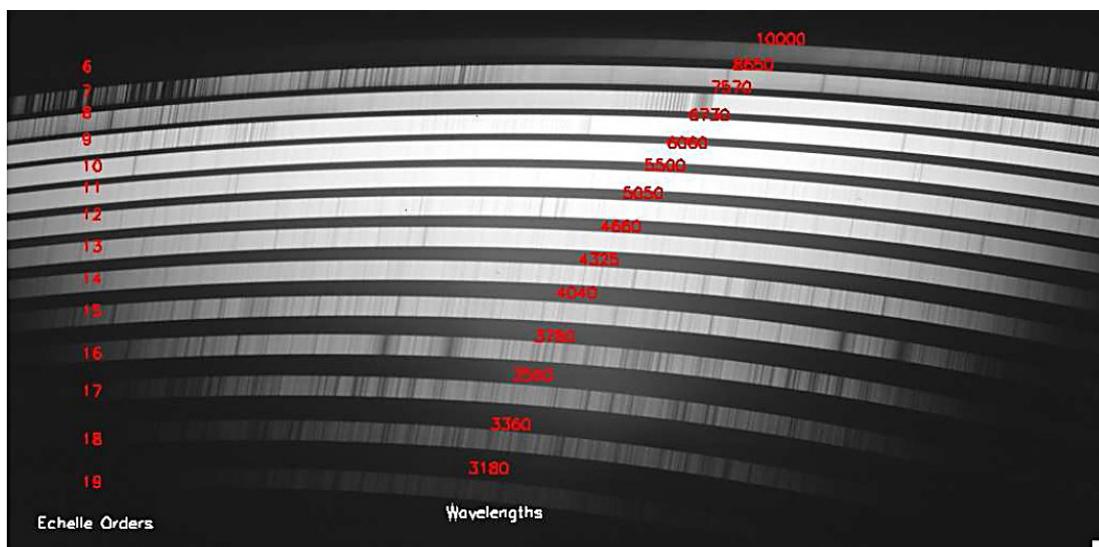


Nell'immagine seguente è mostrato un prototipo di spettroscopio a echelle realizzato da Cristian Buil, notare come l'immagine spettrale sia ripresa da una fotocamera digitale. la fenditura è alimentata da una fibra ottica.



Echellogramma della stella Vega realizzato da C:Buil col predetto setup e con un obiettivo Canon 85 mmf 1,8. In questa figura è evidente il vantaggio degli spettroscopi a echelle: quello di poter coniugare l'alta risoluzione e dispersione dello spettro con una immagine spettrale che entra in un singolo fotogramma, dal blu al rosso. (fonte: C. Buil)



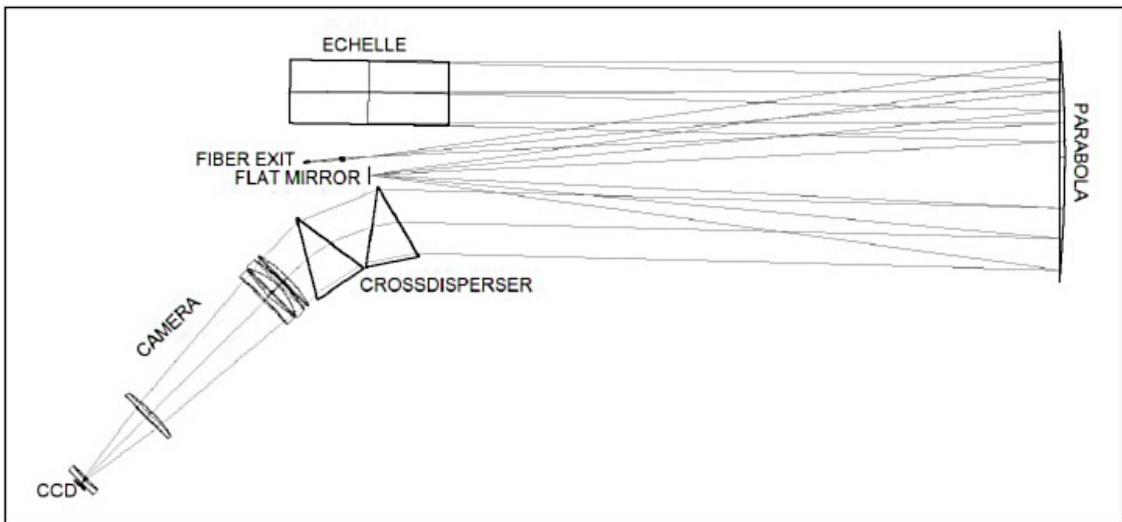


Nella figura sopra è mostrato uno spettro echelle del sole da 3180 a 10000 A ottenuto con lo spettrografo professionale Mag E del Las Campanas Observatory (Chile). A sinistra è il numero degli ordini cui appartengono i vari spettri.

Uno dei principali problemi che l'amatore (e non solo) deve affrontare nella spettroscopia a media- alta risoluzione è quello della modesta dispersione dello spettro ottenuto, che appare in genere una "striscia" di pochi angstrom. Mi spiego: ammettendo di avere una dispersione di 1 Angstrom per pixel ed usare per l'acquisizione una camera di 1024 x 768 pixel di risoluzione, l'ampiezza dello spettro ottenuto, nell'ipotesi che lo stesso sia parallelo al lato più lungo del sensore, è pari a 1X 1024, ossia a 1024 Angstrom, 100 nm circa. Considerato che lo spettro dal vicino UV (ca 380 nm) al vicino IR (ca 780 nm) ha un'ampiezza di circa 400 nm è facile intuire come detta acquisizione dello spettro dell'oggetto osservato sia parziale ed occorranza almeno 4 riprese per averlo tutto. Le cose peggiorano poi di molto allorquando si usano spettroscopi più potenti, diciamo con una dispersione di circa 0.05 a/pixel, nei quali, nell'ipotesi precedente, lo spettro si estende per soli 51.2 A, ovvero per soli 5.1 nm. In questo caso le riprese da effettuare per ottenere tutto lo spettro sarebbero circa 80!. La cosa comporta problemi notevoli, specie per un neofita, allorquando necessita trovare delle righe conosciute per effettuare la calibrazione dello spettro. Ciò a parte questioni di risoluzione spettrale, ovvero della capacità di riprendere righe contigue di diversa lunghezza d'onda che, come vedremo, riveste un ruolo di primaria importanza. Per questo l'uso come elemento dispersore di reticoli di diffrazione cd. "echelle" ovvero, traducendo il francesismo, a scala potrebbe costituire anche per gli astronomi amatori (la parola astrofili mi sembra in tal caso riduttiva) una risorsa interessante, a patto di poter disporre di un progetto relativamente semplice di auto costruzione, dato il costo molto elevato di tali strumenti, anche a livello del mercato amatoriale.

Qui di seguito è riportato uno schema di un Echelle professionale, quello che equipaggia HERMES, lo spettroscopio ad alta risoluzione applicato al telescopio spagnolo "Mercator" da 1,2 mt a La Palma. Si tratta di un progetto fondamentalmente

semplice (forse il più semplice che sono riuscito a trovare tra gli strumenti professionali). Si tratta fondamentalmente di uno schema di tipo Ebert, autocollimante, con uno specchio parabolico che prende la luce proveniente da una fibra ottica, la invia all'echelle sotto forma di un fascio collimato che viene poi reinviato ad un elemento dispersore a croce formato da due prismi ed un gruppo di lenti correttore, e quindi alla camera di ripresa. Tuttavia anche la realizzazione di un progetto come questo, apparentemente semplice, costituirebbe una severa sfida per l'astrofilo evoluto, per la criticità della meccanica e dell'allineamento delle ottiche coinvolte.



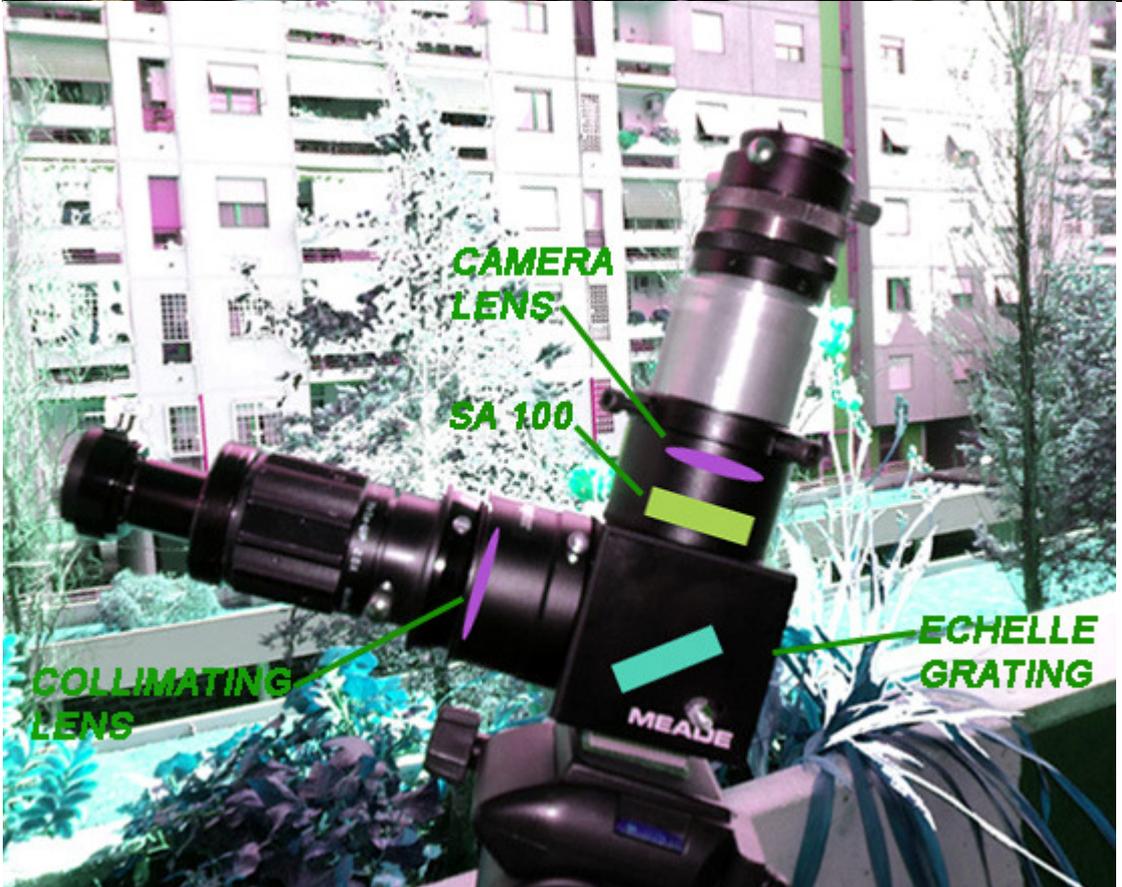
La costruzione di uno spettroscopio a echelle costituisce quindi una vera sfida per l'amatore, dato che gli elementi in gioco e la loro collocazione richiedono una meccanica sofisticata e senza compromessi. Ciò giustifica anche il costo di tali spettroscopi, che si aggira mediamente sull'ordine di parecchie migliaia di euro, anche nel caso di strumenti non strettamente professionali. Data la mia esperienza nel campo, mi sono tuttavia chiesto in molteplici occasioni se poteva essere concepito e reso funzionante uno spettroscopio a echelle di costruzione casalinga, senza disporre di un'officina meccanica, modificando componenti già esistenti sul mercato. Condizione necessaria e sufficiente era, tuttavia, di sperimentare un progetto della massima semplicità, che riducesse al minimo le innegabili e numerose difficoltà. Naturalmente anche tale approccio non si rivelava immediato per il semplice motivo che la documentazione informativa rinvenibile, in forma cartacea o digitale su tali strumenti astronomici è praticamente inesistente, e quella rinvenibile sul web tratta in genere di sofisticati e complessi spettroscopi a echelle per grandi telescopi professionali. Ho dovuto pertanto cominciare da zero o quasi, facendo esperienza in proprio e con gli scarsi mezzi a mia disposizione. Sono partito quindi dalle informazioni di carattere generale esistenti sul web, e sicure (in quanto alcune di esse sono alquanto contraddittorie), sui componenti necessari e la loro collocazione: un reticolo a scala; un prisma equilatero per spettroscopia, un ottica di collimazione ed una di osservazione per fare il mio primo prototipo, mostrato nella foto che segue.



Questo progetto "classico" che usava un prisma come cross disperser sembrava funzionare, ma presentava l'inconveniente di essere pesante ed ingombrante, tanto da richiedere l'alimentazione separata con una fibra ottica collegata al telescopio, soluzione che io volevo invece evitare, così decisi di metterlo da parte per una soluzione più pratica, semplice e meno ingombrante, al punto da poter essere applicata direttamente al telescopio. La soluzione semplice ed a portata di mano, anche se all'inizio non ci avevo pensato, era quella di usare un reticolo a trasmissione a basso numero di righe per mm come cross disperser. Era quella ideale meccanicamente, dato che il percorso ottico diventava quasi dritto, senza angoli stretti indotti dai prismi, mentre l'inconveniente era quello degli ordini del reticolo a trasmissione che potevano sovrapporsi allo spettro dell'Echelle e della luce in arrivo, minore a causa della separazione degli ordini del secondo reticolo.

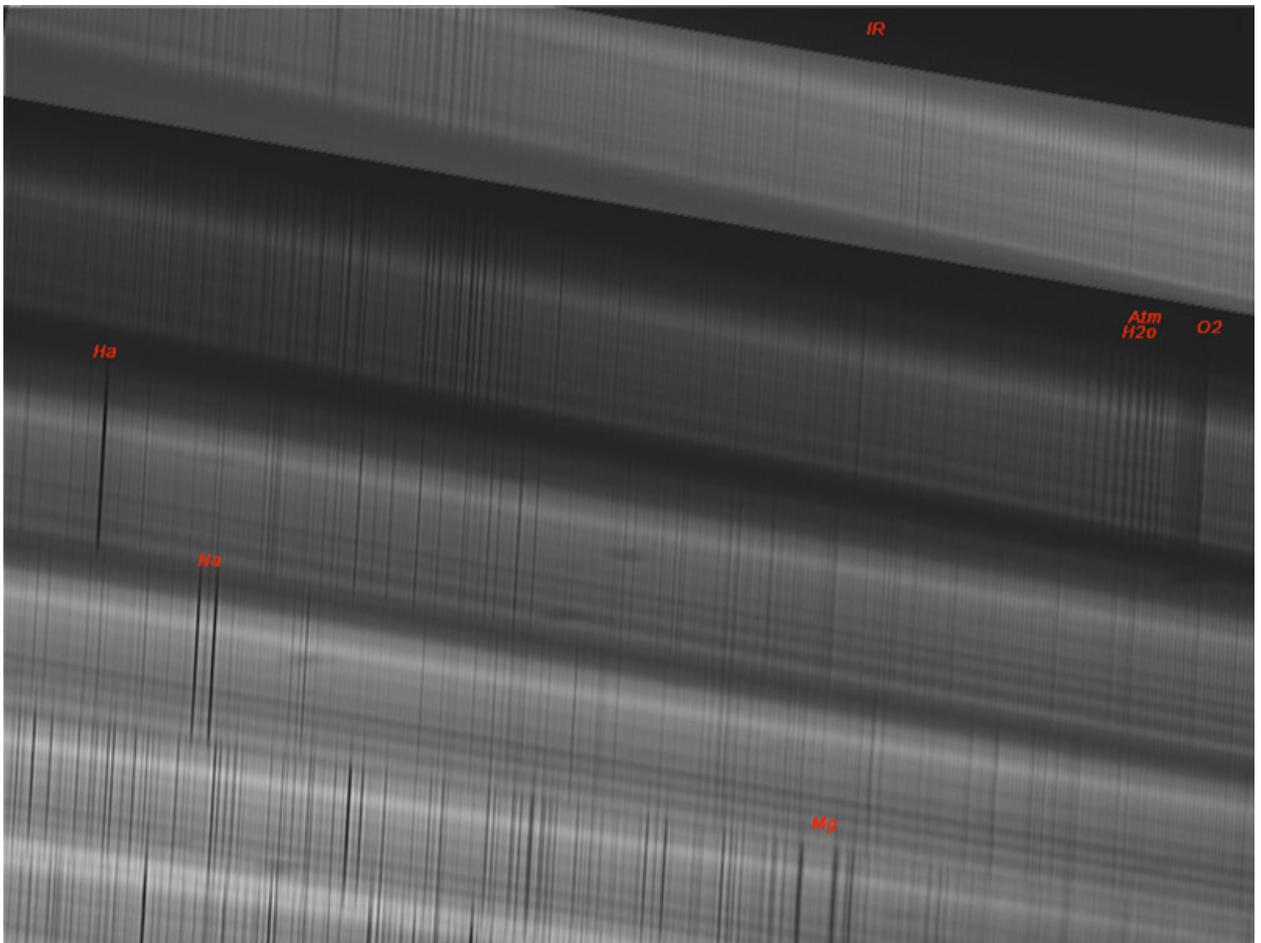
Decisi comunque di adottare tale sistema e posi un reticolo da 100 l/mm "Star Analyser" in uscita del fascio ottico dell'Echelle, prima dell'ottica di osservazione (un doppietto acro da soli 100 mm di focale), per ridurre le dimensioni dello strumento, che ha l'aspetto indicato in figura. La soluzione vincente di tale strumento, sia in termini di semplicità costruttiva che di peso è quindi quella dell'uso di un reticolo a trasmissione, peraltro già esistente sul mercato ed usato in proprio come semplice spettroscopio, come cross disperser.

L'apparenza del prototipo dello strumento era il seguente, ma esso era comunque destinato a cambiare per l'applicazione in campo stellare, che presumevo più difficile e complicata. Inoltre esso aveva la cassa, ricavata da un diagonale Meade, in plastica dura, poco adatta a ricevere pesi come quello di una camera CCD, ma, perlomeno sul sole, lo strumento funzionava bene.



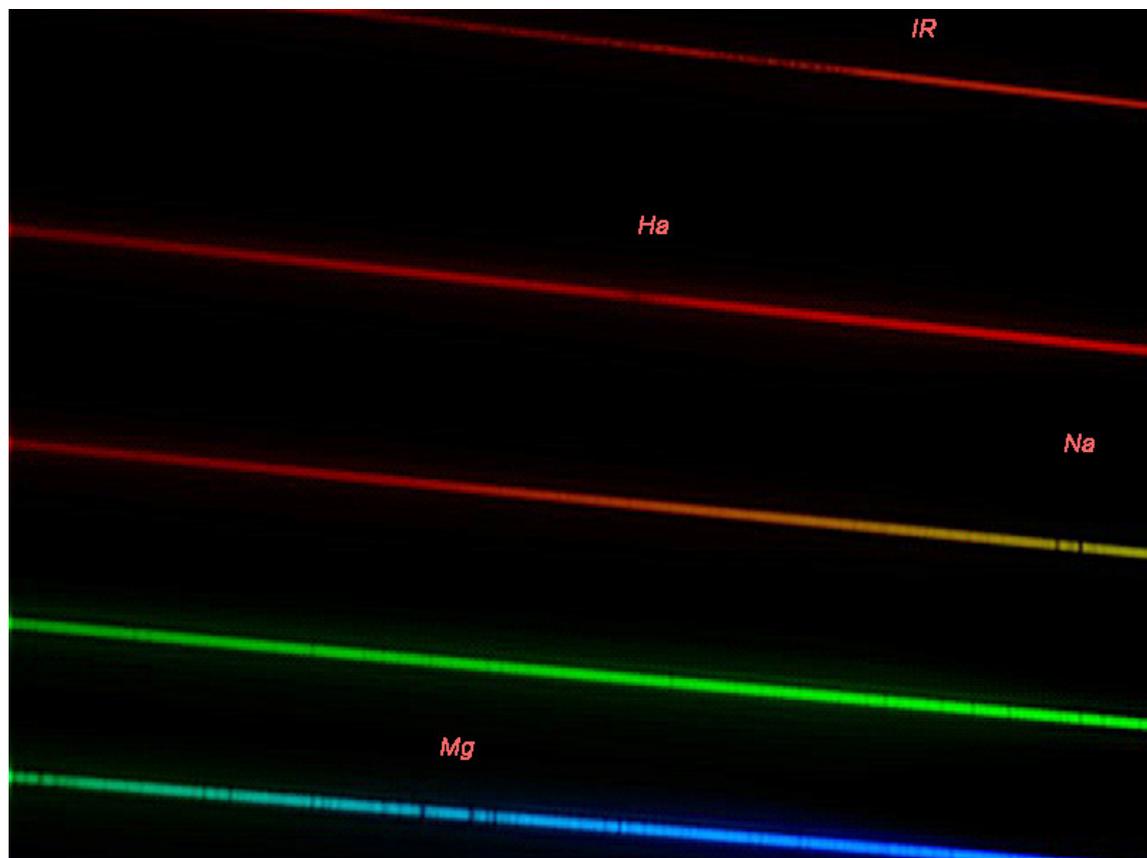
Il primo spettro solare , acquisito dopo alcune regolazioni, con una camera Imaging Source DMK 31 AS, era più che soddisfacente, a parte la questione che il campo inquadrato dal sensore della camera non consentiva di far entrare tutto lo spettro solare nell'immagine.La parte dello spettro solare inquadrata andava da 500 nm ad oltre 800, nel vicino IR, dal tripletto del Magnesio sino alle righe dell'Ossigeno atmosferico ed oltre.La dispersione ottenuta è stata di tutto rispetto, 0.38 A/pixel con i pixel da 4.65 micron della DMK.

E' stato emozionante avere la possibilità di esaminare gran parte dello spettro solare in un solo colpo d'occhio ad una dispersione notevole!La fenditura era piuttosto aperta (circa 200 micron).

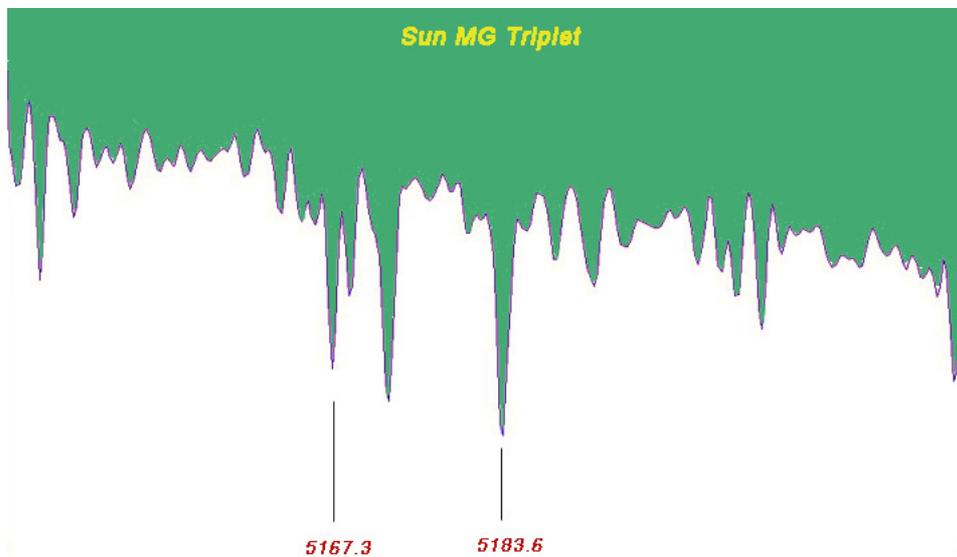


Nella figura che segue è mostrata un'immagine spettrale solare a colori ottenuta con una Webcam Philips Toucam II e la fenditura piuttosto chiusa (circa 30 micron).La dispersione è stata di 0.32 A/pixel con pixel di 5.6 micron, e quindi superiore alla precedente.Notare l'estensione dello spettro lungo l'asse Y dal verde-blu al vicino IR.

In un colpo d'occhio si potevano osservare le caratteristiche principali dello spettro solare, come le righe del Magnesio nel verde, del Sodio nella parte arancio, e dell'Idrogeno Alfa nel rosso profondo.



Di seguito il profilo spettrale del tripletto del magnesio, con tutte le caratteristiche fondamentali della riga ben evidenti.



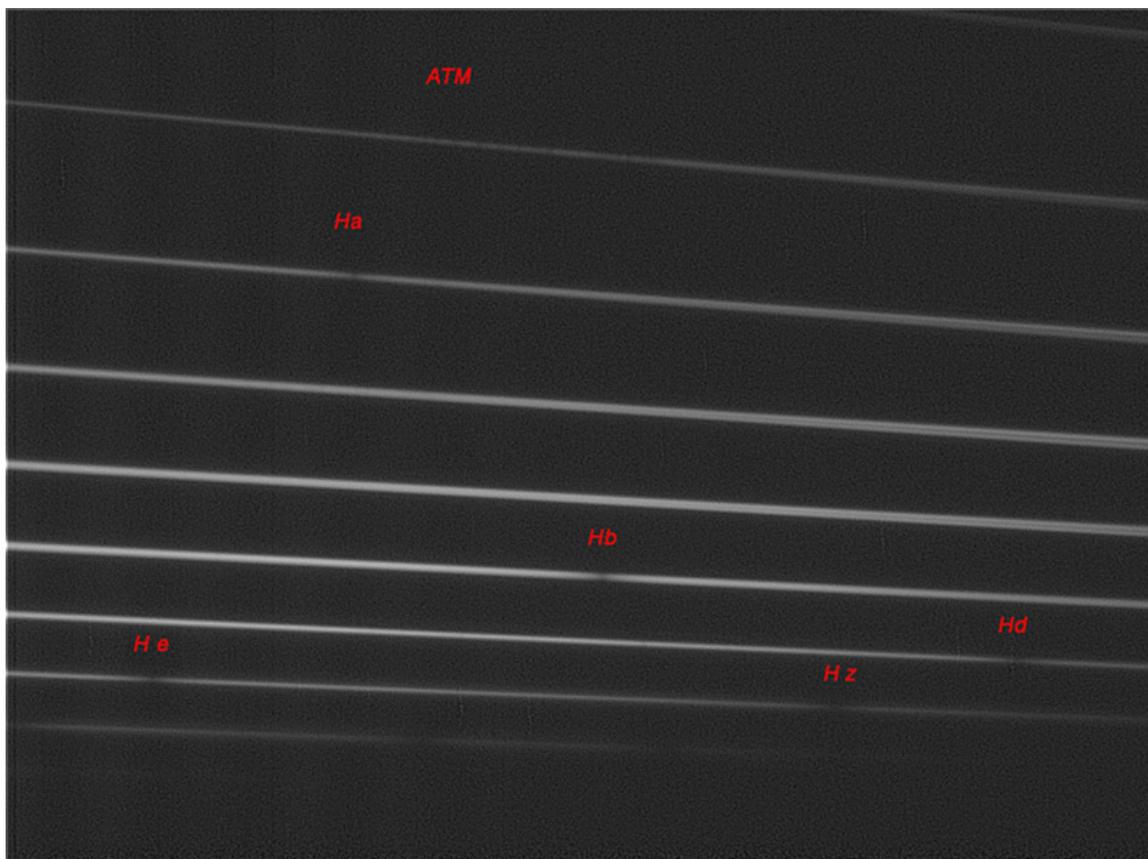
Nelle due immagini che seguono sono mostrati lo spettroscopio, da me nominato "Star Shel" applicato al fuoco di un telescopio Celestron 8 da 20 cm di apertura e lo spettro della stella Vega, dall'IR all'UV, che mostra quasi tutte le righe della serie di Balmer dell'Idrogeno.

L'integrazione di soli 2 sec è stata spalmata su una media di 30 frames in modo da incrementare il rapporto S/R la camera usata è stata una Imaging Source DMK 41 AS ed il telescopio un SC da 20 cm. Osservare le dimensioni estremamente contenute dell'oggetto, di poco superiori a quelle di un diagonale stellare da 50 mm.



Lo “Star Shel” al fuoco del Celestron 8

Un tale spettroscopio Echelle appare quindi una possibilità, da usare sul sole e stelle luminose, per l’amatore che voglia tentare questa sfida auto costruttiva.



Le Lampade di Calibrazione

In molti degli schemi precedenti non si è accennato alle lampade di calibrazione, normalmente presenti in gran parte degli strumenti professionali per permettere la calibrazione degli spettri ottenuti con dispersioni elevate. Premesso che le lampade professionali hanno un costo elevato, la soluzione più utile è quella di utilizzare approcci più immediati e di facile reperibilità, come le lampade in uso nella vita di tutti i giorni, quelle al neon, al mercurio ed al sodio a alta pressione.

Sul sito di C Buil , al link: <http://astrosurf.com/buil/us/spe2/hresol4.htm> è presente una vasta casistica di spettri di lampade simili, nonché di lampade decorative commerciali a basso prezzo che presentano righe di emissione utili per la calibrazione degli spettri. Si riporta qui di seguito, a puro titolo informativo, un elenco delle principali righe presenti nelle lampade al neon ed uno spettro di emissione di una lampada al neon domestica con l'indicazione delle relative righe (fonte: sito web di Cristian Buil).

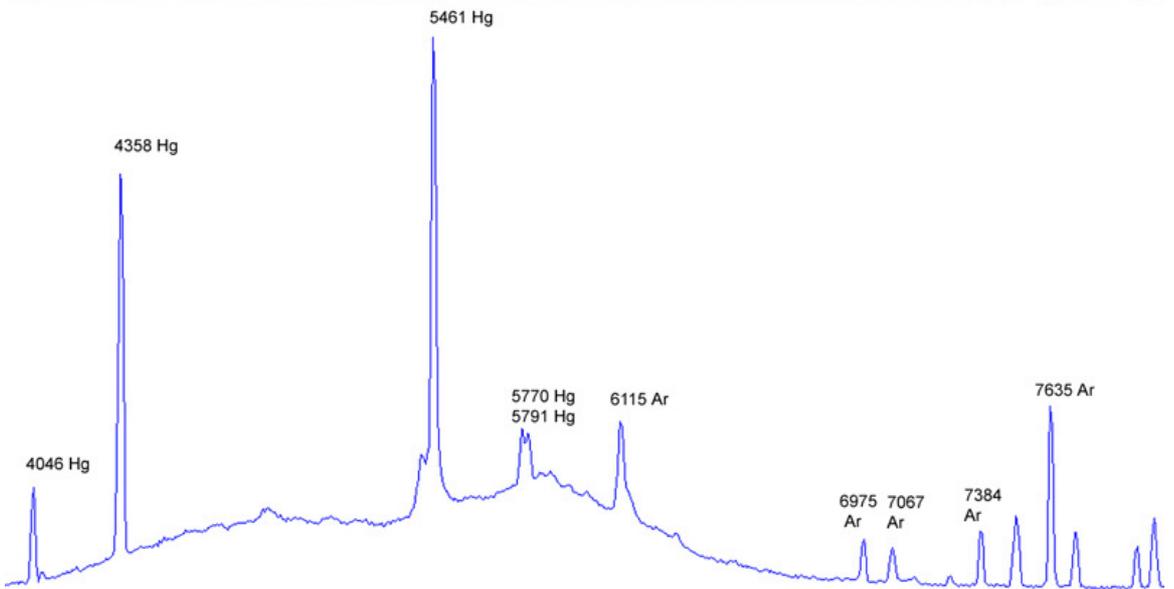
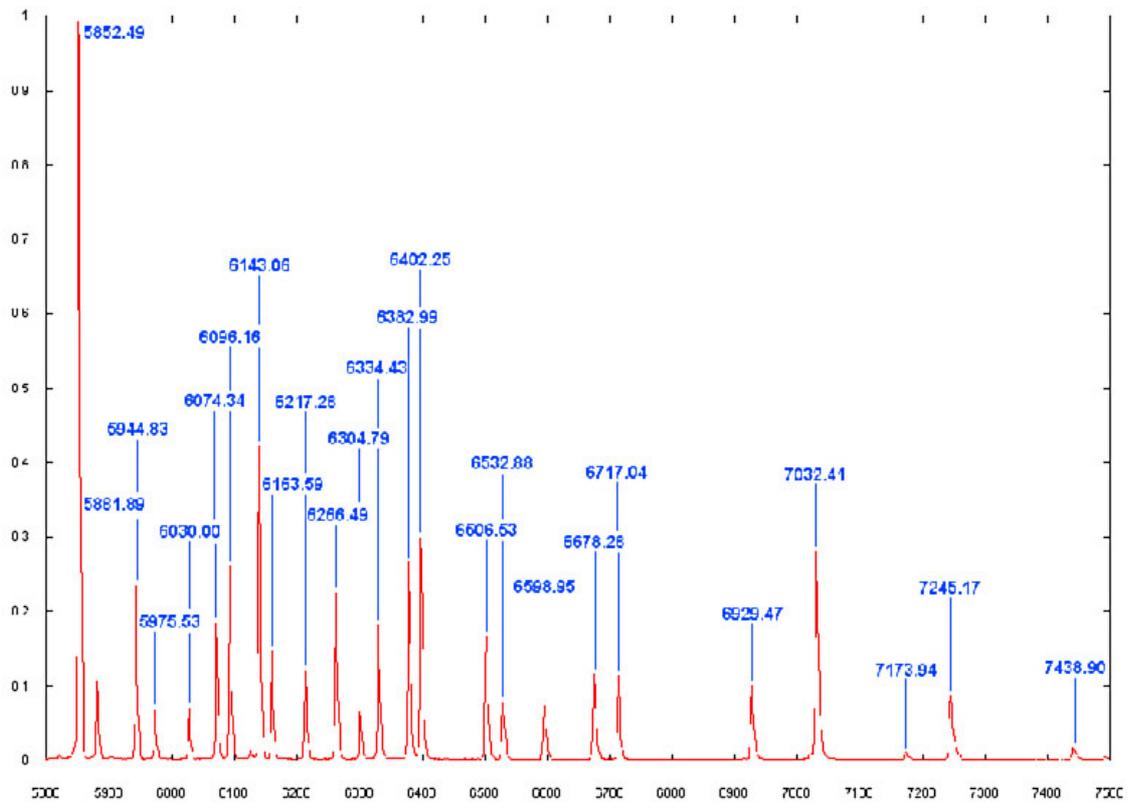
3417.9035	NeI	5944.8342	NeI		
3472.5711	NeI	5975.534	NeI	8300.3263	NeI
3515.1900	NeI	6029.9971	NeI	8377.6065	NeI
3593.5263	NeI	6074.3377	NeI	8495.3598	NeI
3600.1691	NeI	6096.1631	NeI	8591.2583	NeI
4488.0926	NeI	6128.4499	NeI	8634.647	NeI
4636.125	NeI	6143.0626	NeI	8654.3831	NeI
4837.3139	NeI	6163.5939	NeI	8655.522	NeI
5005.1587	NeI	6217.2812	NeI	8679.493	NeI
5031.3504	NeI	6266.495	NeI	8681.921	NeI
5104.7011	NeI	6304.789	NeI	8704.111	NeI
5113.6724	NeI	6334.4278	NeI	8771.656	NeI
5144.9384	NeI	6382.9917	NeI	8780.621	NeI
5188.6122	NeI	6402.246	NeI	8783.75	NeI
5330.7775	NeI	6506.5281	NeI	8830.907	NeI
5341.0938	NeI	6532.8822	NeI	8853.867	NeI
5360.0121	NeI	6598.9529	NeI	8919.5007	NeI
5400.5617	NeI	6678.2764	NeI	9148.672	NeI
5562.7662	NeI	6717.043	NeI	9201.759	NeI
5656.5664	NeI	6929.4673	NeI	9300.853	NeI
5689.8163	NeI	7024.0504	NeI	9326.507	NeI
5719.2248	NeI	7032.4131	NeI	9425.379	NeI
5748.2985	NeI	7173.9381	NeI	9486.68	NeI
5764.4188	NeI	7245.1666	NeI	9534.163	NeI
5804.4496	NeI	7438.899	NeI	9665.424	NeI
5820.1558	NeI	7488.8712	NeI	10798.12	NeI
5852.4878	NeI	7535.7739	NeI	10844.54	NeI
5881.895	NeI	8136.4057	NeI	11143.02	NeI

Neon

Spectral

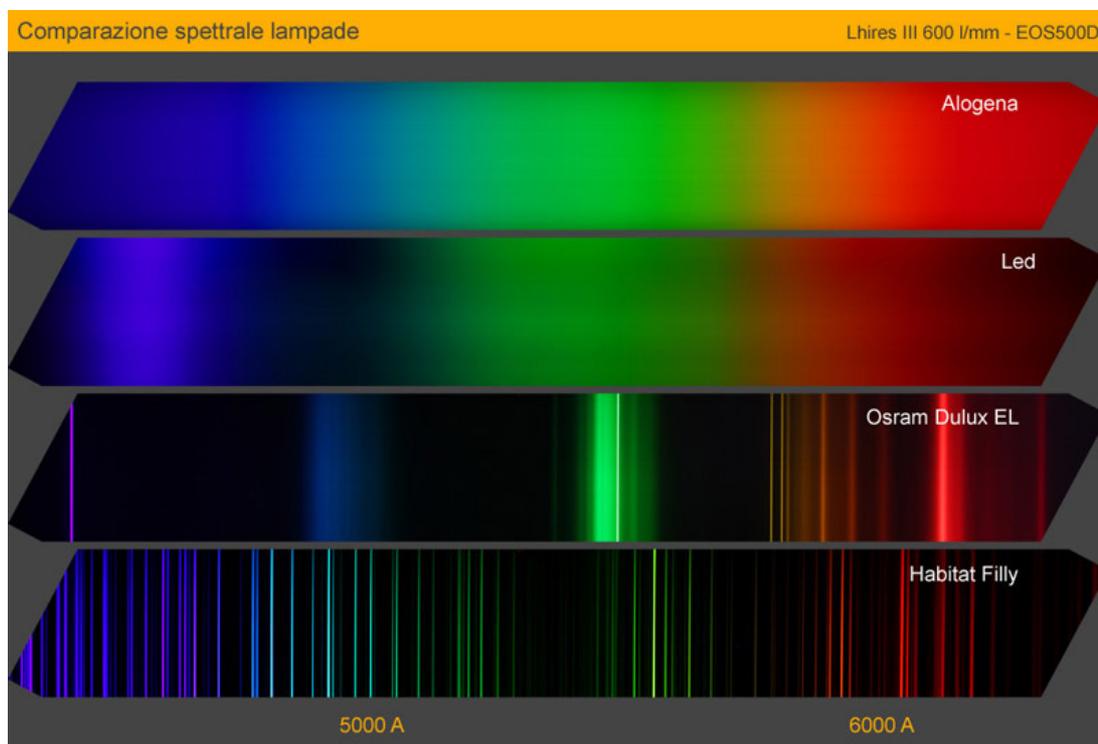
Line

List



lo spettro sovrastante è invece quello di una lampada a fluorescenza a basso consumo che, anche se con righe non così nette come quelle professionali, va bene lo stesso per usi amatoriali. (Fonte Osservatorio Astronomico del Monte Baldo)

Si riporta, infine, qui di seguito, un confronto, operato dall'astrofilo Paolo Berardi, tra gli spettri di alcune lampade di uso comune tra le quali la lampada decorativa "Habitat Filly", che mostra una quantità notevolissima di righe sottili in tutto lo spettro e quindi si propone come una valida ed economicissima alternativa alle costose lampade di calibrazione all'Argon professionali.



Lo Spettroscopio Slitless

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 (cd. prisma obiettivo) od un reticolo a trasmissione davanti al telescopio, ovvero lungo il cammino ottico di questo, tra obiettivo e piano focale, o, come si suol dire, "in fascio convergente". 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, e non creare complicazioni meccaniche che contrasterebbero 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..

Ecco quindi uno dei motivi per cui i reticoli a trasmissione per uso amatoriale si attestano sulle 100-200 l/mm; l'altro, come si è detto, è quello di avere un fascio ottico disperso con il minor angolo possibile, ovvero quanto più vicino possibile all'asse ottico del telescopio. Ci si potrebbe allora chiedere perché usare sofisticati, pesanti e costosi spettroscopi a fenditura quando basterebbe un semplice reticolo a trasmissione per fare spettroscopia? la risposta è semplice: perché tali strumenti hanno una dispersione modesta ed una risoluzione che, oltre ad essere di per sé limitata dipende interamente dal seeing e dalla FWHM stellare. Ciò non toglie, tuttavia, che essi sono utilissimi, oltre che in fase di primo approccio, anche in alcune applicazioni serie di spettroscopia stellare, come vedremo.

Un approccio facile (ma serio) alla spettroscopia con lo Star Analyser 100

La prima domanda che si pone l'astrofilo evoluto è come, e con quali strumenti 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 18 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, in prima battuta sul naso da 31.8 di una camera CCD o di una Reflex digitale, o nella sede di una slitta porta filtri e, successivamente, da distanziare sufficientemente dal sensore per aumentare la bassa dispersione. 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. La prima è 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 (e costosi) sistemi di autoguida degli spettroscopi

commerciali .La seconda è quella di poter utilizzare, se possibile, una delle stelle del campo come riferimento per la calibrazione.

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 sottrazione del fondo cielo, 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, a disposizione dell'amatore.

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" della astrofila francese 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,nelle ultime versioni, 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, come si è detto, 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, degli adattatori delle camere CCD e delle webcam, e delle ruote portafiltri.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 analizzo più approfonditamente:

1)- la 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, non chè di usare una stella di campo per la calibrazione.

2) -la 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) –la possibilità di dare 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)-la capacità di ottenere rapporti S/R elevati,in virtù della quale 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 antepoendolo alla lente frontale dell'obiettivo stesso.

Star Analyser

Ordine 0
Immagine stellare

Ordine 1
Spettro

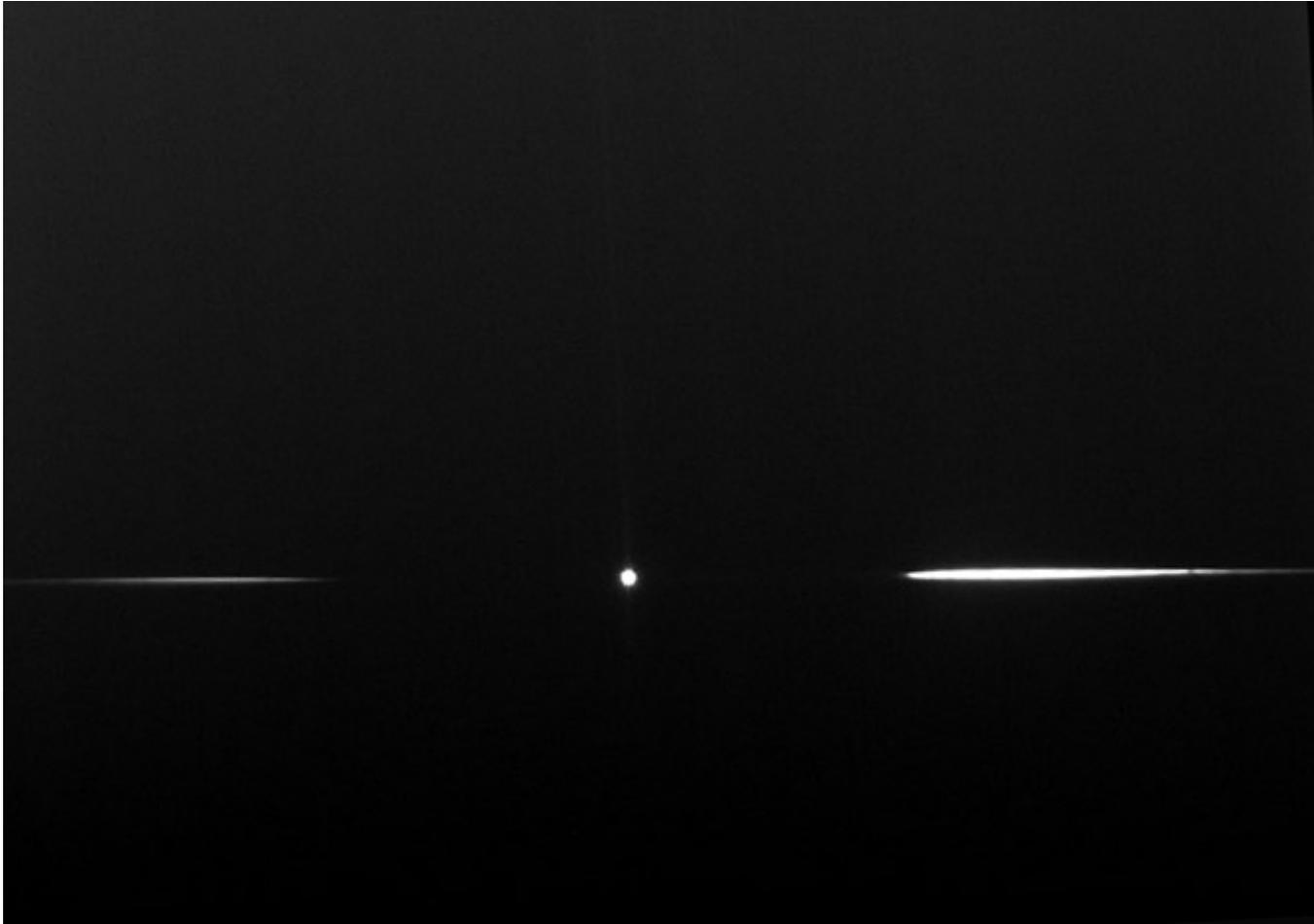


Immagine della stella Vega come si presenta al fuoco di un Celestron 14 a f 11, con la stella al centro e gli spettri dell'ordine 1 e -1 a destra e sinistra (notare la maggiore intensità dello spettro di ordine +1 per cui il reticolo è "blazed", rispetto all'altro: esso è quindi quello da prendere in 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 e non tenendo conto del fattore limitante del seeing e delle possibili aberrazioni ottiche del telescopio usato. 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 Å, $= 6563 / 2600 = 2,52 \text{ Å}$

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 Å diventa $6563 / 500 = 13,1 \text{ Å}$.Ciò, ripeto, senza considerare le altri 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 bagnato 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 ovvero per la calibrazione. 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 Å). 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. Con montature poco stabili o di bassa fascia è inoltre opportuno che le righe spettrali siano orientate nel senso dell'asse di ascensione retta, ovvero che lo spettro ed il lato lungo del chip della camera siano posti lungo l'asse di declinazione per ovviare ai problemi di inseguimento che potrebbero causare un (falso, dal punto di vista fisico) allargamento delle righe. Con montature di fascia elevata e dal buon inseguimento, usandolo autoguida, è invece possibile porre il lato lungo della camera lungo l'asse di AR e quindi le righe spettrali ortogonali all'asse di AR. 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 le seguenti: l'operazione preliminare per eccellenza è ovviamente quella di foceggiatura; la cosa può sembrare ovvia e scontata, data la presenza dell'immagine stellare di ordine 0 che permette una normale messa fuoco, ma è molto meno ovvia di quanto sembri a prima vista. Mettere a fuoco sulla stella di ordine 0 è, infatti una sufficiente prima approssimazione, ma non garantisce affatto che lo spettro di ordine 1 e le righe spettrali siano a fuoco, inoltre può verificarsi che lo spettro stesso non sia perfettamente a fuoco da un estremo all'altro; ciò per una molteplicità di fattori, primo tra tutti la curvatura di campo di molti telescopi, specie gli Schmidt Cassegrain, Matsukov Cassegrain ed altre configurazioni composite, l'aberrazione cromatica ed il coma indotto da alcuni aggiuntivi come riduttori di focale e, in misura molto minore, dai correttori di Schmidt. E' necessario quindi mettere a fuoco sullo spettro e possibilmente sulla parte centrale di esso, intorno ai 500 nm. Ma allora, come si può fare, specie per le stelle di elevata magnitudine, nelle quali lo spettro è a malapena visibile anche con notevoli tempi di integrazione? La risposta è semplice, ed è la procedura che normalmente uso: mettere a fuoco sulla riga H beta di una stella di classe A sufficientemente luminosa ed alta sull'orizzonte (tipo Vega, Alkaid, Alphecca e così via) e non muovere più la messa a fuoco sino alla ripresa del target.

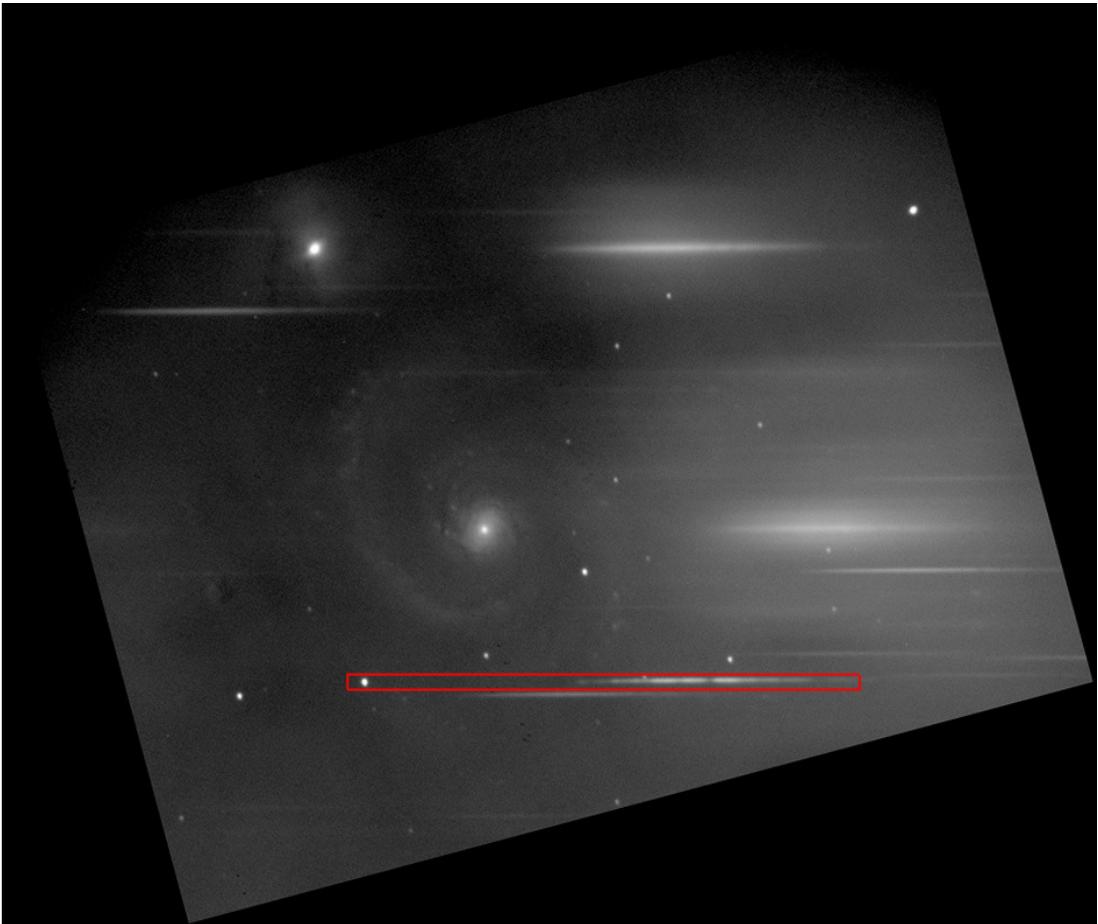
I passi successivi sono le normali operazioni di pretrattamento digitale:

- 1- sottrazione , come per tutte le immagini CCD, del dark frame e, se necessario del bias, e divisione del flat field (anche se per alcuni tale operazione non è necessaria od addirittura sconsigliabile per questo genere di spettri).
- 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.

Un'annotazione particolare va fatta per il flat field, che, mentre costituisce un'operazione di routine e direi quasi banale per l'imaging , diviene complessa con gli spettri. Ciò in quanto occorre prevedere che la luce con la quale si illumina il dispositivo di flat field possieda a sua volta uno spettro continuo, senza righe, che potrebbero falsare l'output spettrale. Chi scrive usa normalmente una lampada alogena, dallo spettro continuo, che illumina una superficie bianca. A rigor di logica tale flat andrebbe anche corretta per il flusso della lampada, ma questa è un'ulteriore complicazione che ritengo opportuno tralasciare in questa sede.

Occorre fare preliminarmente attenzione al fatto che VSpec digerisce male, appiattendole, le immagini bidimensionali con valori superiori a 32000 Adu, quindi in caso di superamento di tale valore occorre ridurlo con le apposite operazioni aritmetiche di divisione possibili con alcuni programmi, come Astroart o simili, 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 inquinare 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

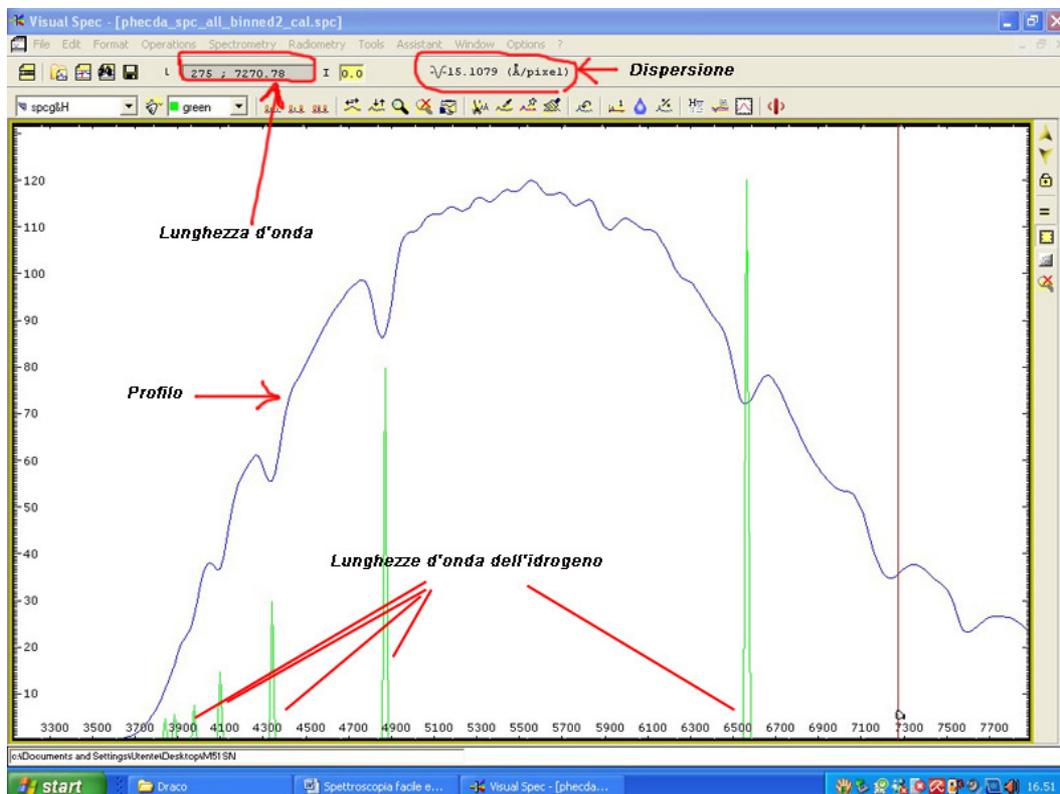
1) la calibrazione in lunghezza d'onda con due righe conosciute

importare il file fit(o bmp) 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 si. Selezioniamo quindi col mouse prima la riga 1 a 4861 A, poi quella a 6563 A 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 A/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.Possiamo, in ultima analisi, usare il punto di ordine 0 del profilo e la riga dell'Ossigeno atmosferico a 7600 A, sempre presente.

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.

In questa fase preliminare, ma importantissima, di identificazione delle righe occorre talvolta comportarsi come un investigatore, se non si conoscono le righe della stella, ma si conosce il tipo e le caratteristiche della stessa o di stelle simili, si deve andare per tentativi: ad es. se la stella è una nova e si prevede che nel suo spettro possano essere presenti righe dell'Elio, si andrà sempre nel menu Tools –elements e nella finestra secondaria “line” selezioneremo l'opzione “lineident” e quindi contrassegneremo gli elementi He I e He II e li esporteremo poi come prima nel profilo per verificare l'attendibilità della nostra idea.



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 ed è più omogeneo e lineare. 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 dà 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, prima tra tutte la classe spettrale od il tipo di stella.

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, Sirio nel Cane maggiore 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 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

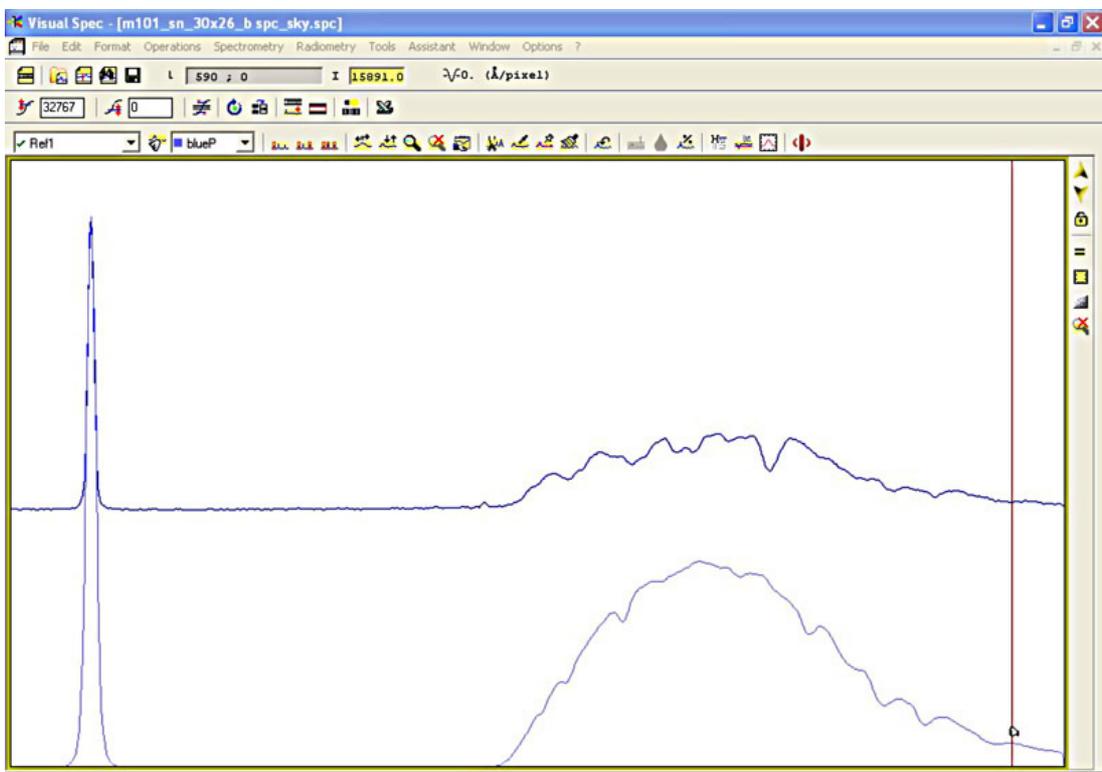


b) spettro della stella di riferimento

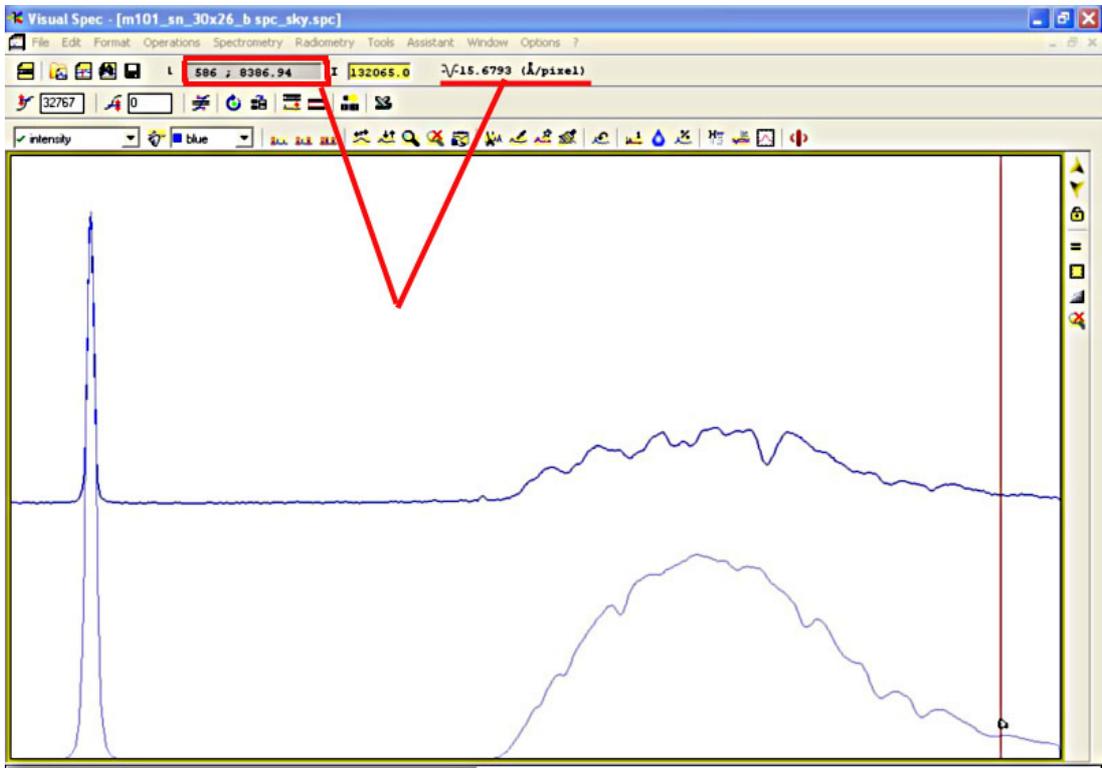


1-Si procederà quindi a caricare in Vspec l'immagine dello spettro della stella o dell'oggetto da calibrare ed estrarne il profilo con il comando "object binning" nell'apposito pulsante della toolbar.

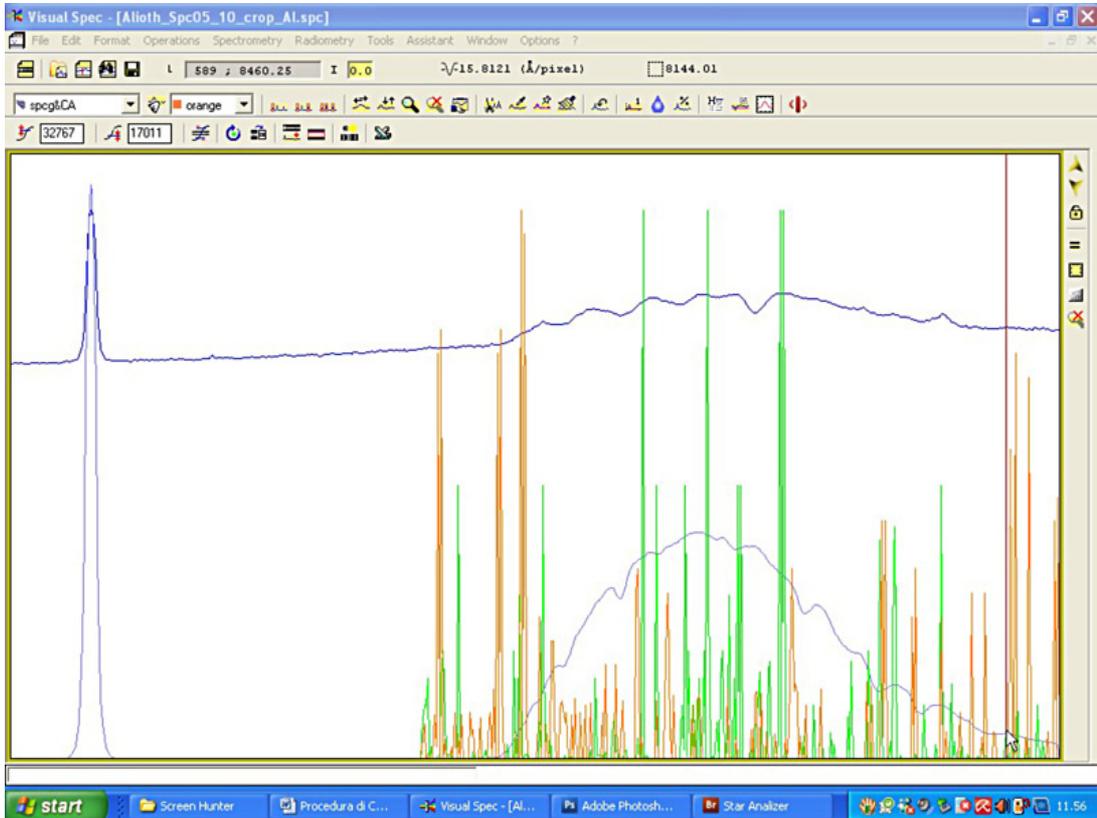
2-Si caricherà quindi lo spettro della stella di riferimento, e , per ottenerne il profilo si premerà il pulsante "reference binning": i due profili spettrali appariranno sovrapposti e perfettamente a registro, dall'ordine 0 in poi.



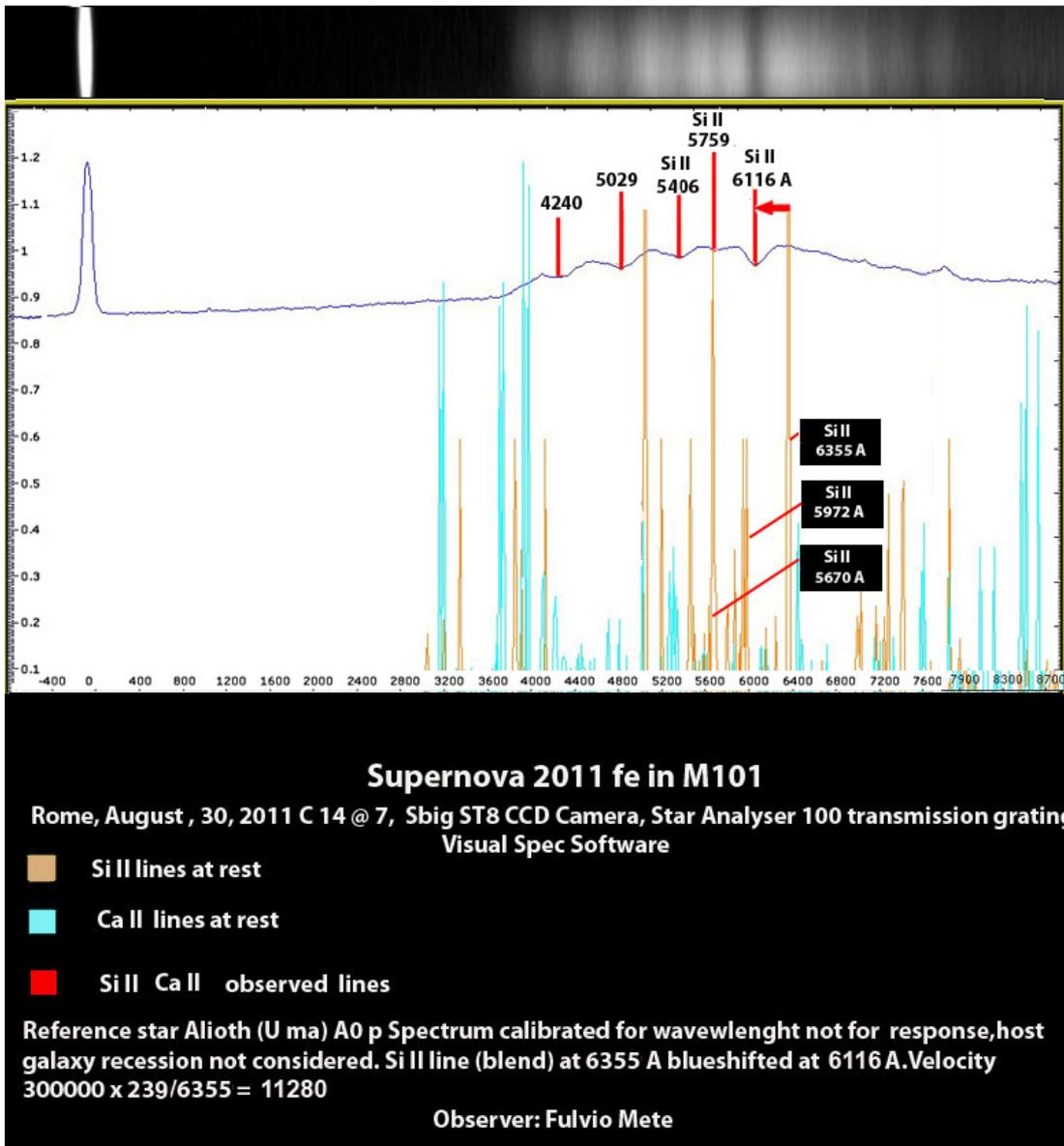
3- si opererà la calibrazione su due righe note della stella di riferimento, e automaticamente la calibrazione sarà operante anche sulla stella od oggetto che si vuole calibrare (nel nostro caso la SN sopra nell'immagine).



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 identificazione più sofisticata si può effettuare con la voce "lineident" dello stesso tool, che considera anche gli stati ionizzati dei vari 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:



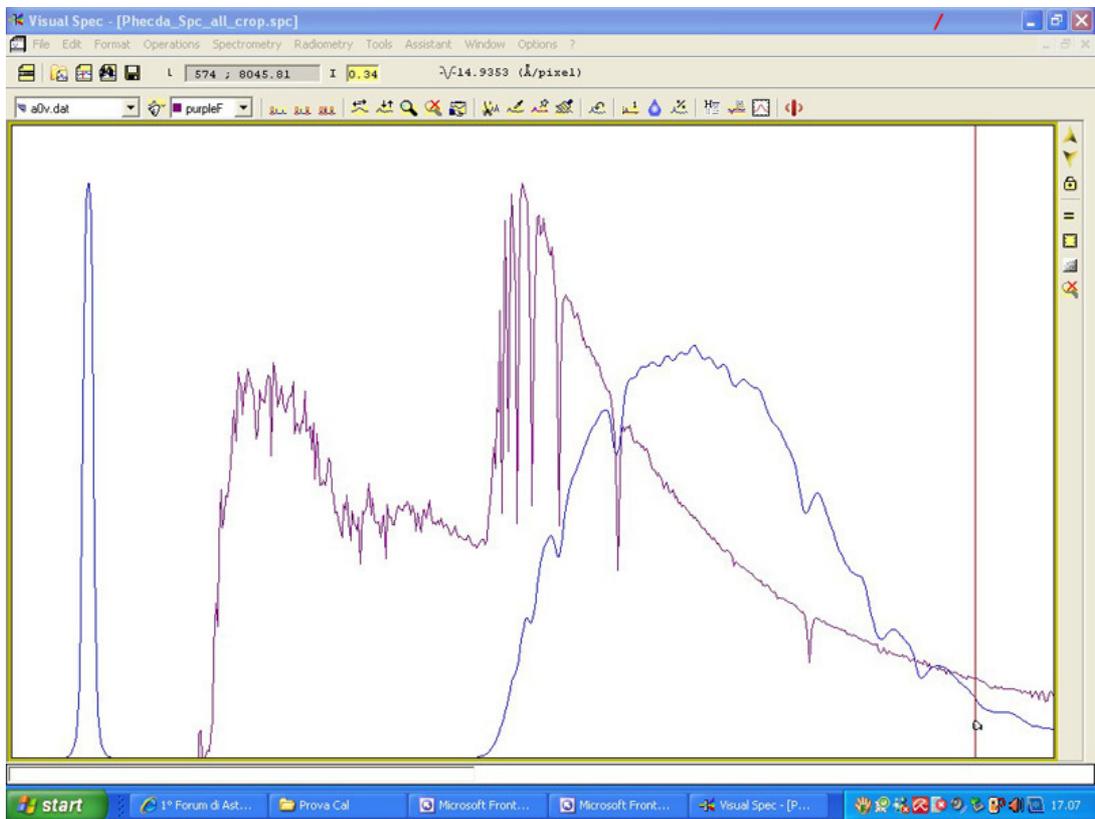
Visual spec permette anche una calibrazione molto più sofisticata (e precisa) cd “non lineare” da usarsi quando il mezzo dispersivo usato non dà corrispondenza lineare tra lo shift dei pixel dello spettro e quello della lunghezza d’onda corrispondente, come, ad es, nel caso dell’uso di un prisma insieme 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

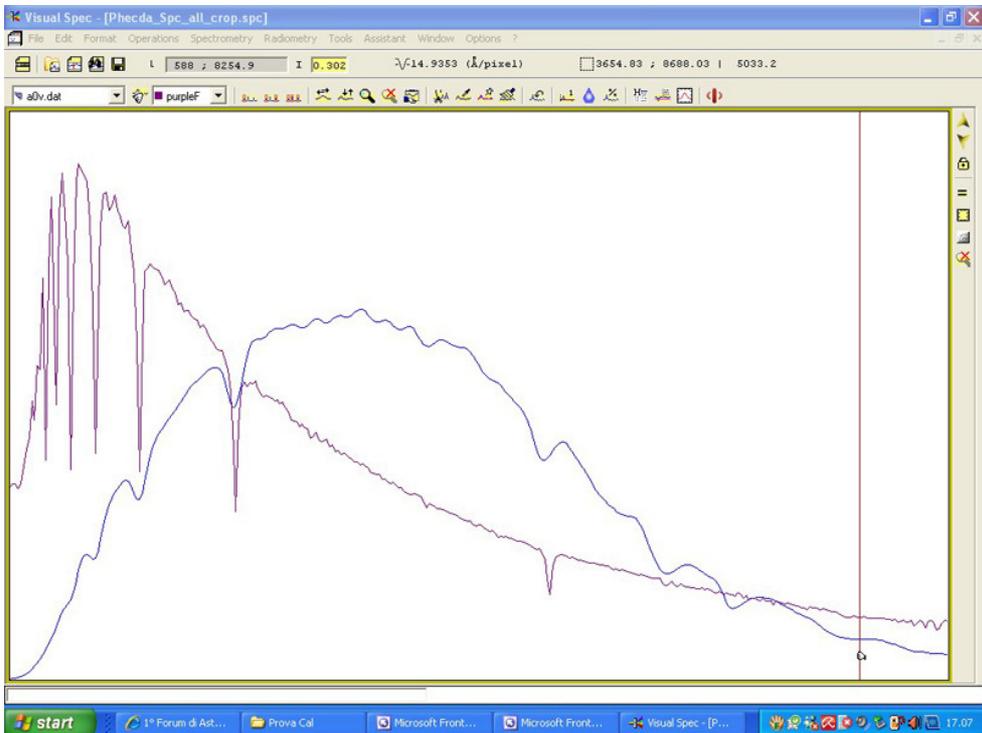
La procedura di calibrazione in lunghezza d'onda dianzi descritta permette di ottenere una immediata leggibilità dello spettro di interesse per quanto riguarda gli elementi coinvolti e la loro posizione nello spettro. Il profilo ottenuto, tuttavia, deve mostrare anche con precisione l'intensità del continuo 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:

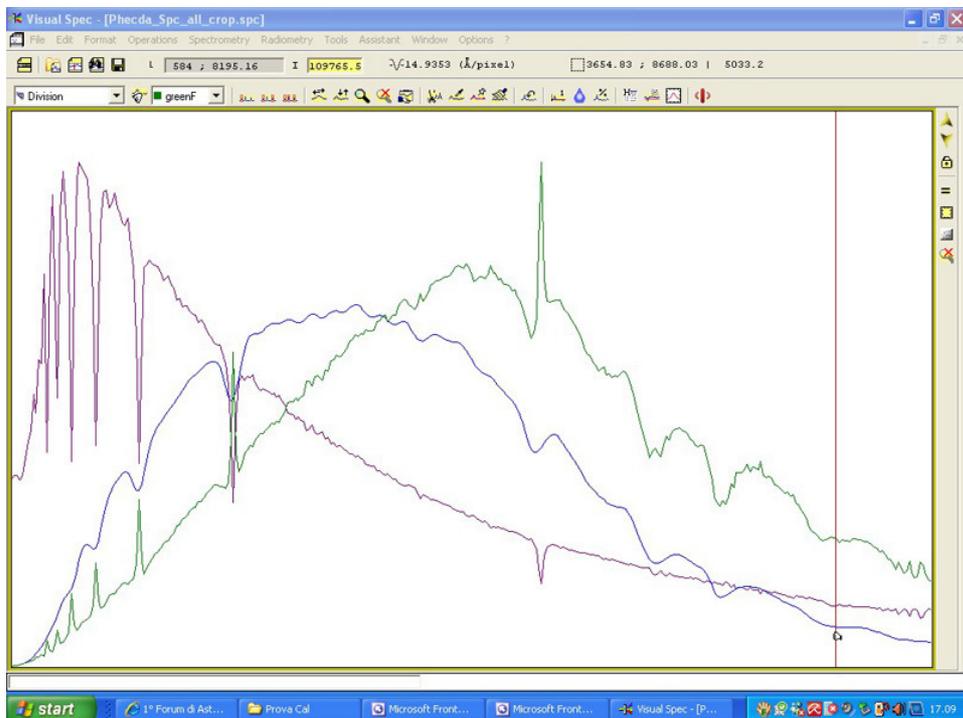
1) Caricare il profilo già calibrato in lunghezza d'onda in VSpec: andare sul menu "tools- library" e selezionare un profilo spettrale di una stella della **stessa classe spettrale di quella che stiamo esaminando** nel nostro esempio Alioth , quindi trascinarlo col mouse all'interno del profilo in esame. 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.



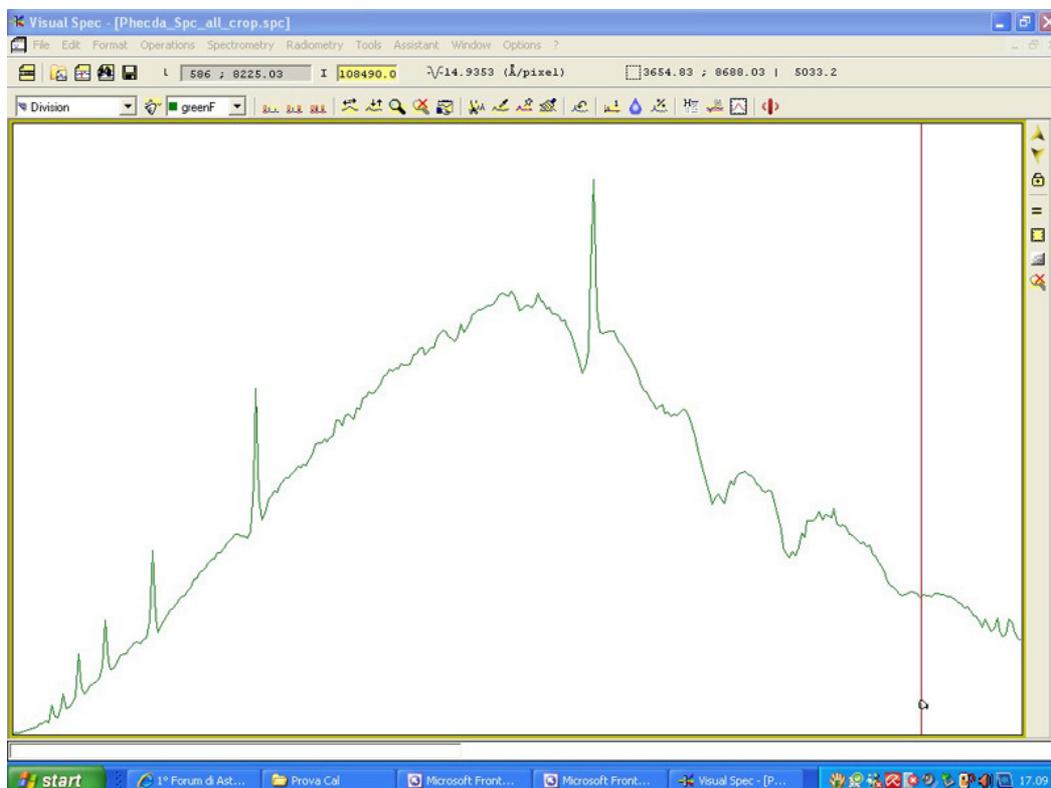
2) Croppare (menu Edit-crop) i due profili alla lunghezza d'onda iniziale del profilo spettrale di interesse



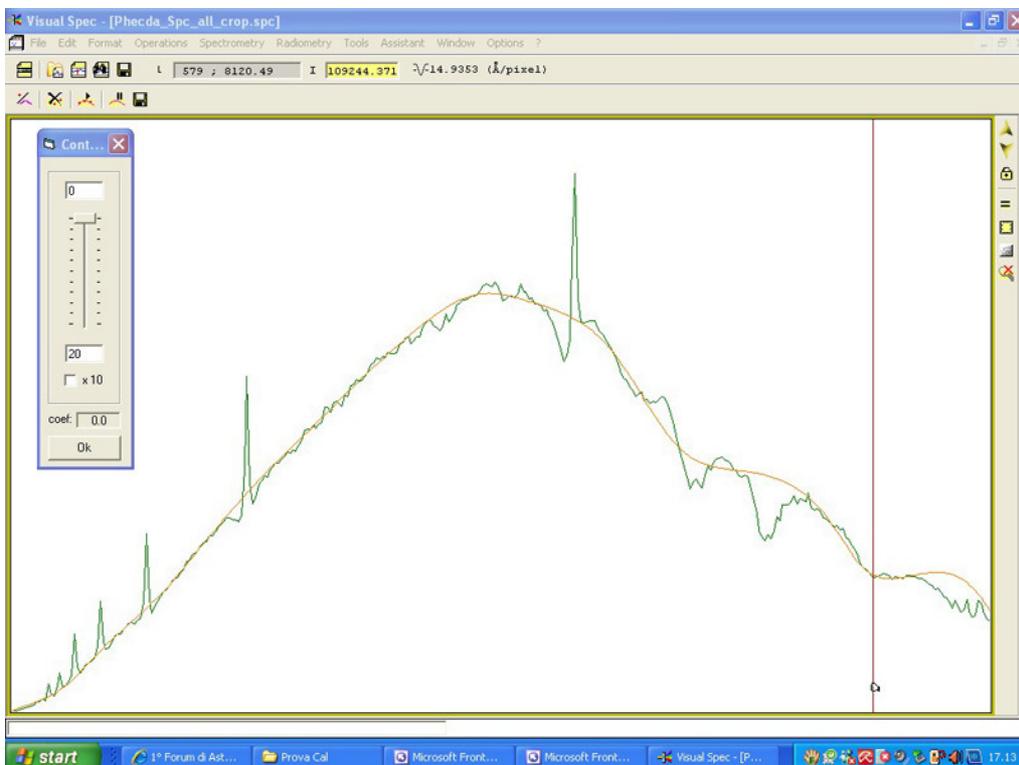
3) Nella finestra a tendina superiore selezionare la serie del profilo di interesse (Intensity) quindi dividerlo per il profilo della stella caricato dalla libreria (a0v .dat), utilizzando il menu "Operations-divide profile by profile" .Otterremo un terzo profilo, di diverso colore, sovrapposto agli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

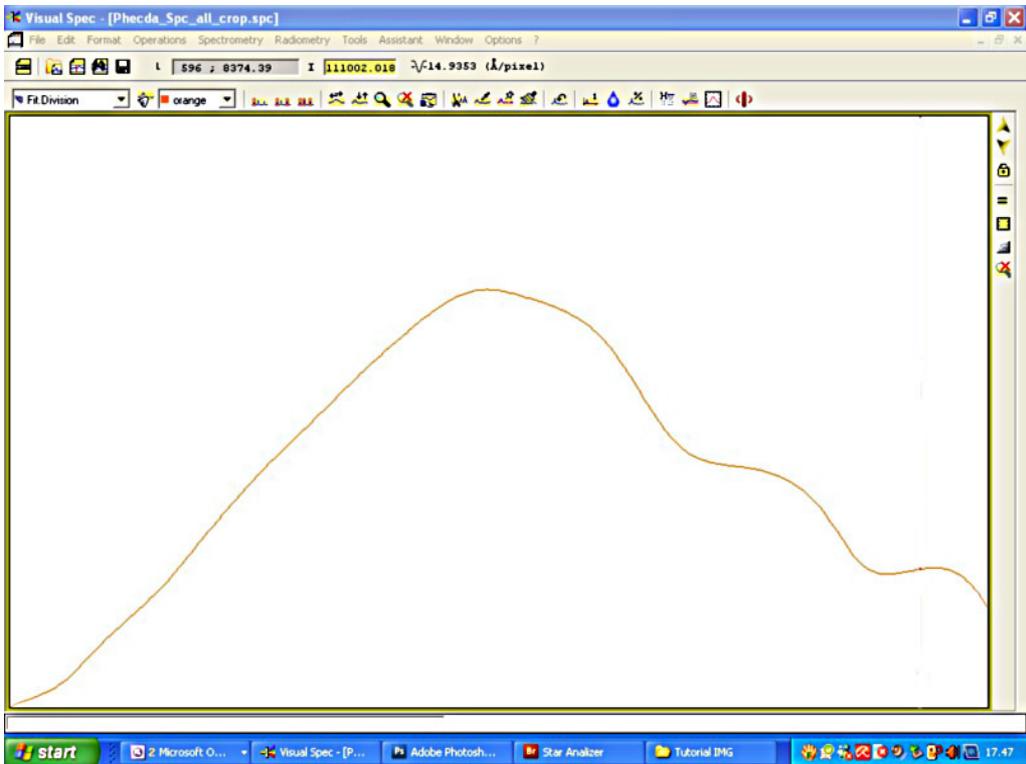


5) Su detto profilo occorre ora operare una operazione di estrazione del continuo eliminando le cuspidi delle righe e facendo poi una operazione di smoothing .Si va quindi sul menu "Radiometry-compute continuum"e si attiva la procedura.In alto a sinistra appariranno dei pulsanti relativi a questa, con diverse modalità 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".Apparirà allora la curva di risposta del sistema (in arancione) interpolata alla precedente, con un menu a tendina che servirà 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.



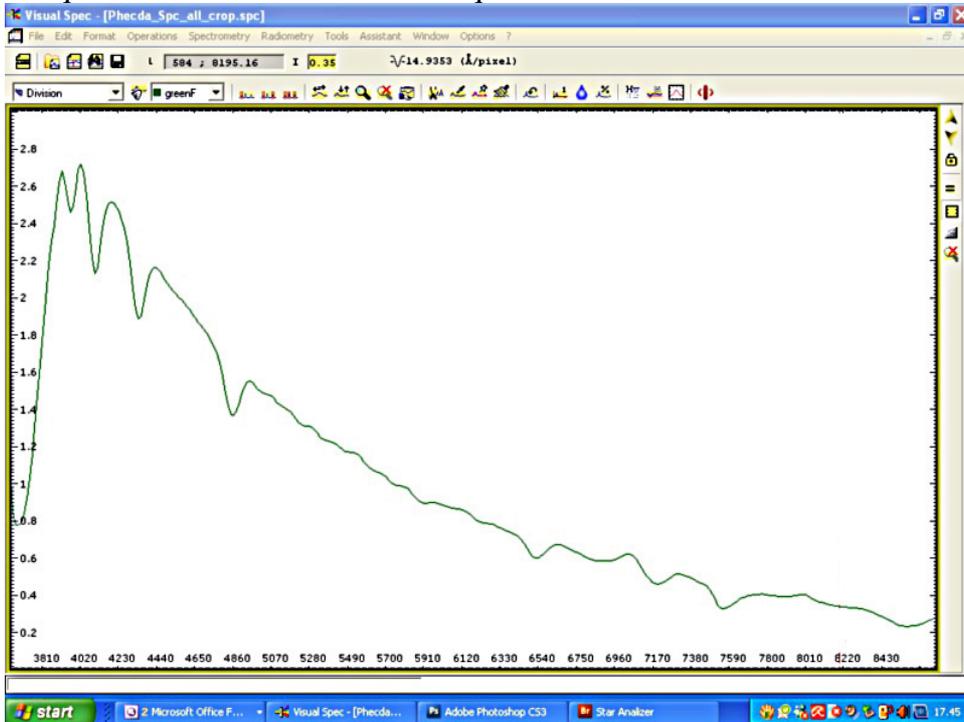
6) La curva trovata, che appare nella finestra a tendina come "Fit Division" costituisce quindi la risposta spettrale del sistema usato, una sorta di "flat" spettroscopica che potrà essere nuovamente usata, a patto di non cambiare il setup e le modalità di ripresa per altri spettri della stessa serata(per altre 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);la curva naturalmente tiene conto anche dei riduttori di focale eventualmente inseriti nel percorso ottico.

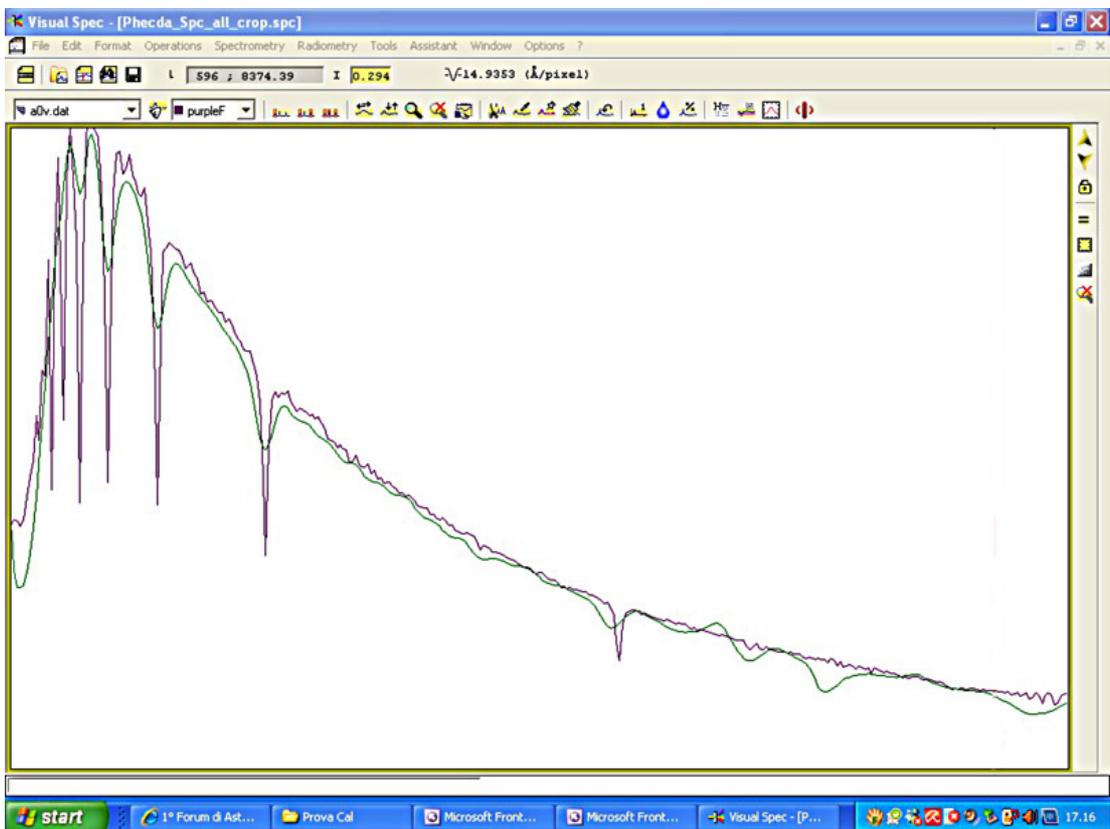


7) Ripetiamo ora l'operazione di divisione del profilo originario per detta curva. Andiamo sulla finestra a tendina e selezioniamo "Intensity", quindi nel menu "Operations-divide profile by profile" dividiamo il predetto per la curva in questione (fit division); otterremo il seguente risultato (se la 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), 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 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;

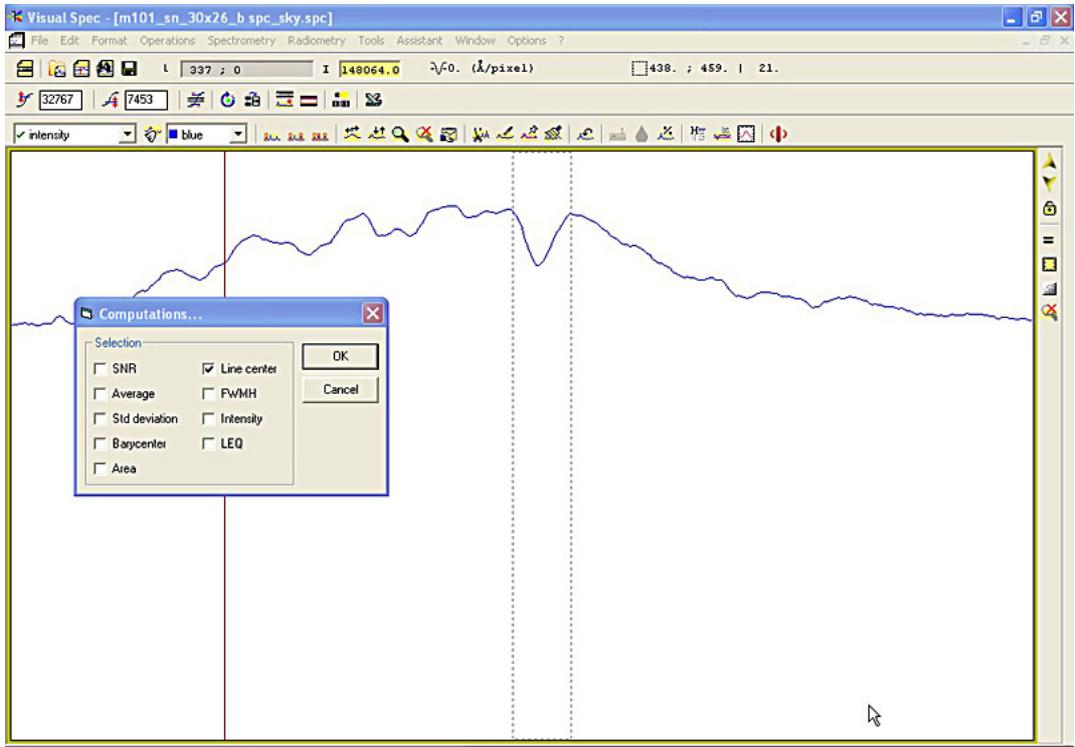
3- Altrettanto importante è l'estinzione atmosferica e l'airmass che è frapposta tra noi e la stella di calibrazione per la risposta, per la quale conviene avere la stessa massa d'aria interposta con la stella in esame. Da ciò discende che le stelle dovrebbero essere alla stessa altezza (o ad un'altezza non molto diversa) sull'orizzonte.

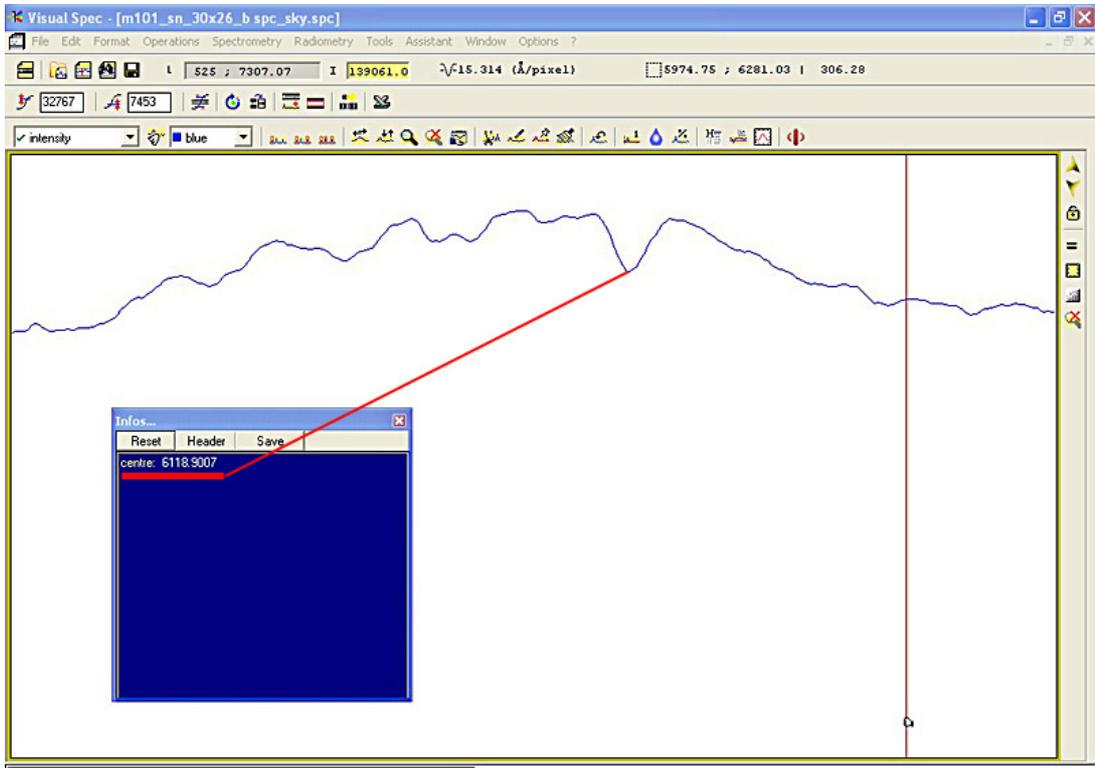
4- Si potrebbero quindi, in definitiva, utilizzare, ai fini della determinazione della calibrazione per la risposta, spettri professionali corretti sia per la risposta che per l'estinzione atmosferica, caratteristiche che si trovano nella libreria MILES. Detta libreria contiene un database di oltre mille 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

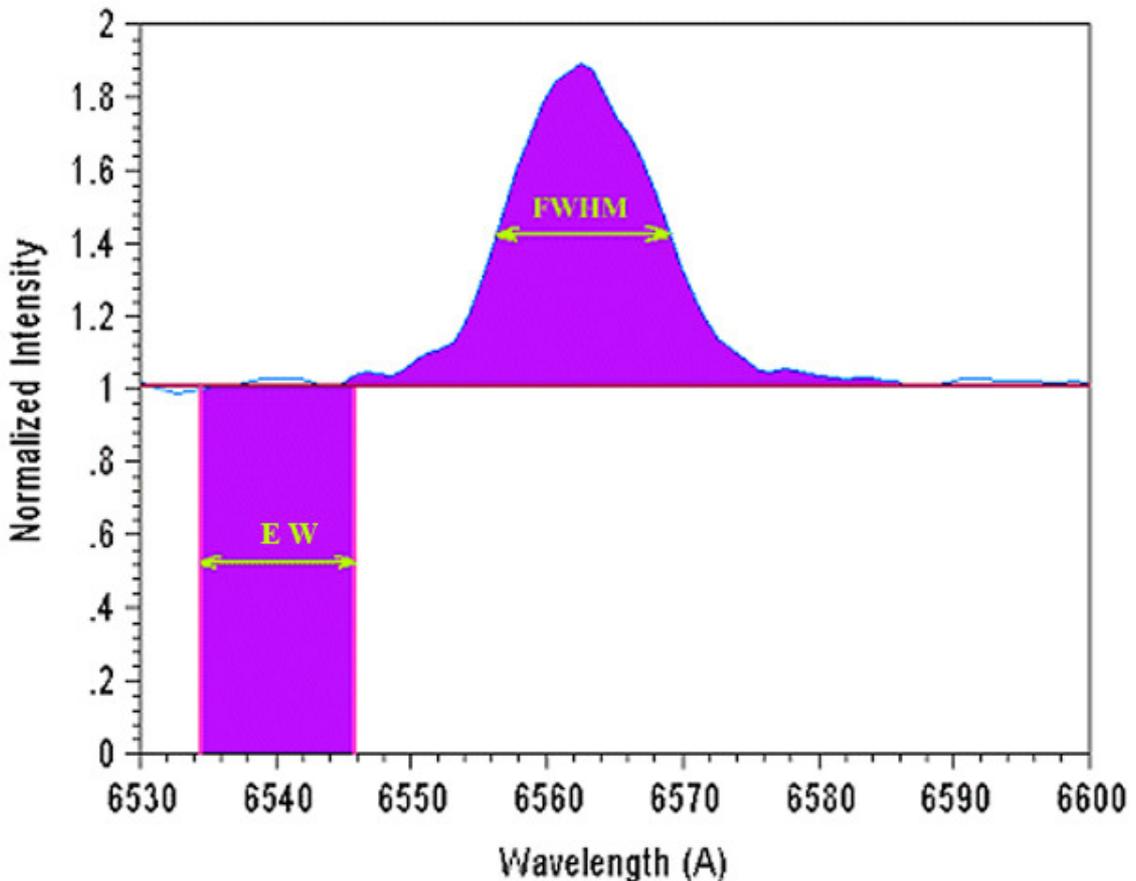
E' la piena estensione a metà altezza della riga, la sua larghezza o, più precisamente, la differenza in lunghezza d'onda (o in pixel, se la serie non è calibrata) tra i due bordi della riga a metà altezza: essa è usata per le misure dell'espansione rotazionale dei dischi stellari. La misura peraltro viene effettuata da VSpec 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, la seconda per la misura della risoluzione dello strumento, oltre, che, come si è detto, per l'espansione di dischi stellari.

-LEQ (Equivalent Width)

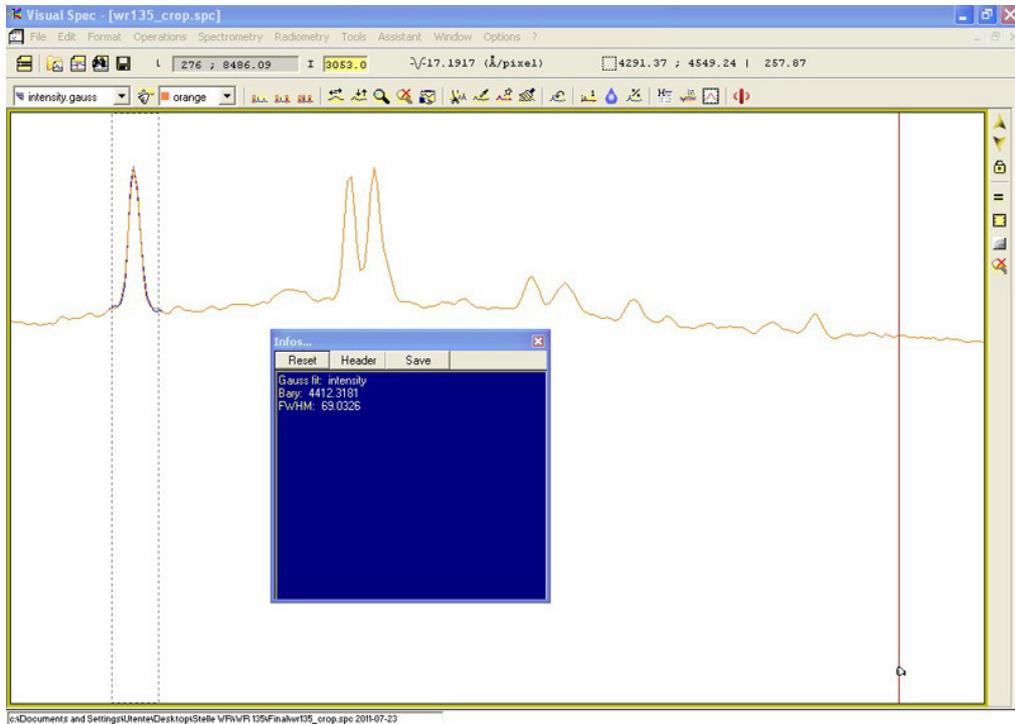
Contrariamente al suo nome, la LEQ non dice nulla sulla larghezza della riga, essendo collegata all'assorbimento o l'emissione di tutti i fotoni di un intervallo $d(\lambda)$: una riga larga e poco profonda od una stretta e profonda potranno avere la stessa LEQ. Questa

quindi indica la parte del continuo normalizzato che presenta la stessa area del profilo della riga; in pratica, come si osserva nell'immagine che segue, essa è l'area contenuta nel profilo della riga normalizzato, e misura l'intensità di una riga; perchè abbia senso è quindi necessario operare la normalizzazione del profilo spettrale all'unità.

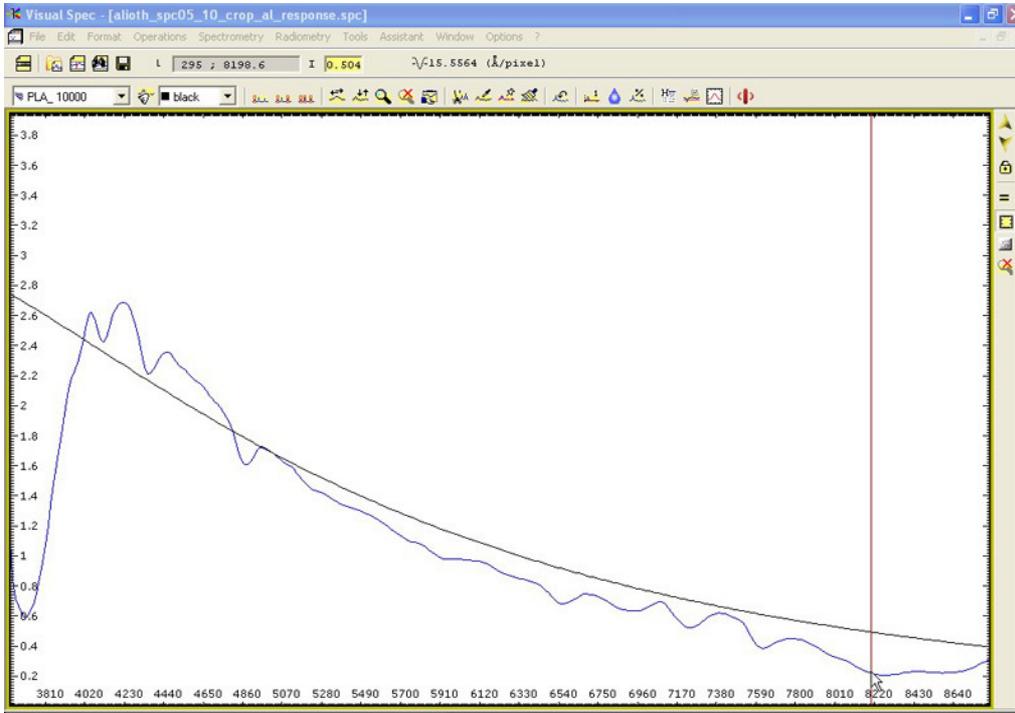
Per avere risultati attendibili è meglio sempre operare su una Gaussiana (ottenuta come spiegato più avanti) o, al limite, fare la media di più misurazioni.



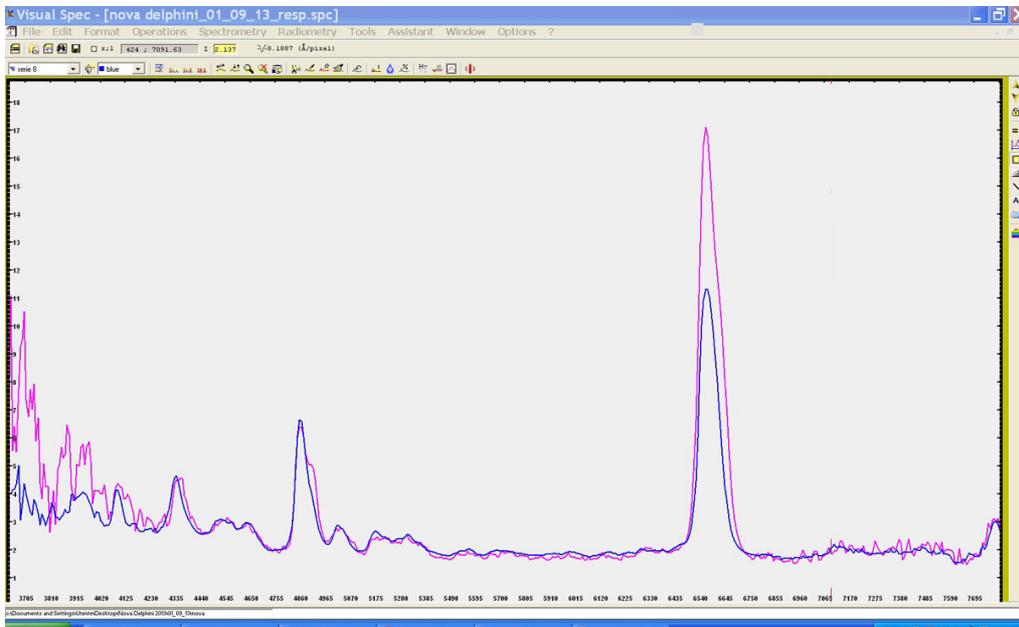
Il profilo di riga è stabilito dalle leggi della fisica e dall'energia della transizione, dalla pressione, dalla temperatura, dalla turbolenza e da altri fattori quali lo spostamento doppler. La determinazione della sola FWHM può quindi portare a valutazioni errate, e risulta più utile sovrapporre ed 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. L'uso di una Gaussiana è anche preferibile, come si è detto, nella determinazione della LEQ di cui si è visto in precedenza.



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 10000 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 (vedi immagine seguente).



Le ultime versioni di Visual Spec permettono anche la rotazione dell'immagine bidimensionale e la sottrazione automatica del fondo cielo, entrambe funzioni determinanti per la corretta elaborazione preliminare dello spettro acquisito.

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 ottimale 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

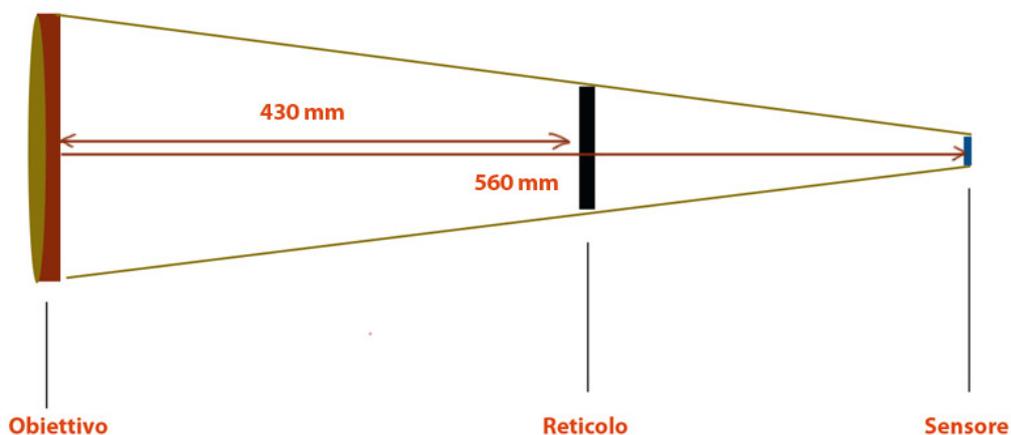
X(n) la distanza del diaframma dall'obiettivo

D il diametro dell'obiettivo

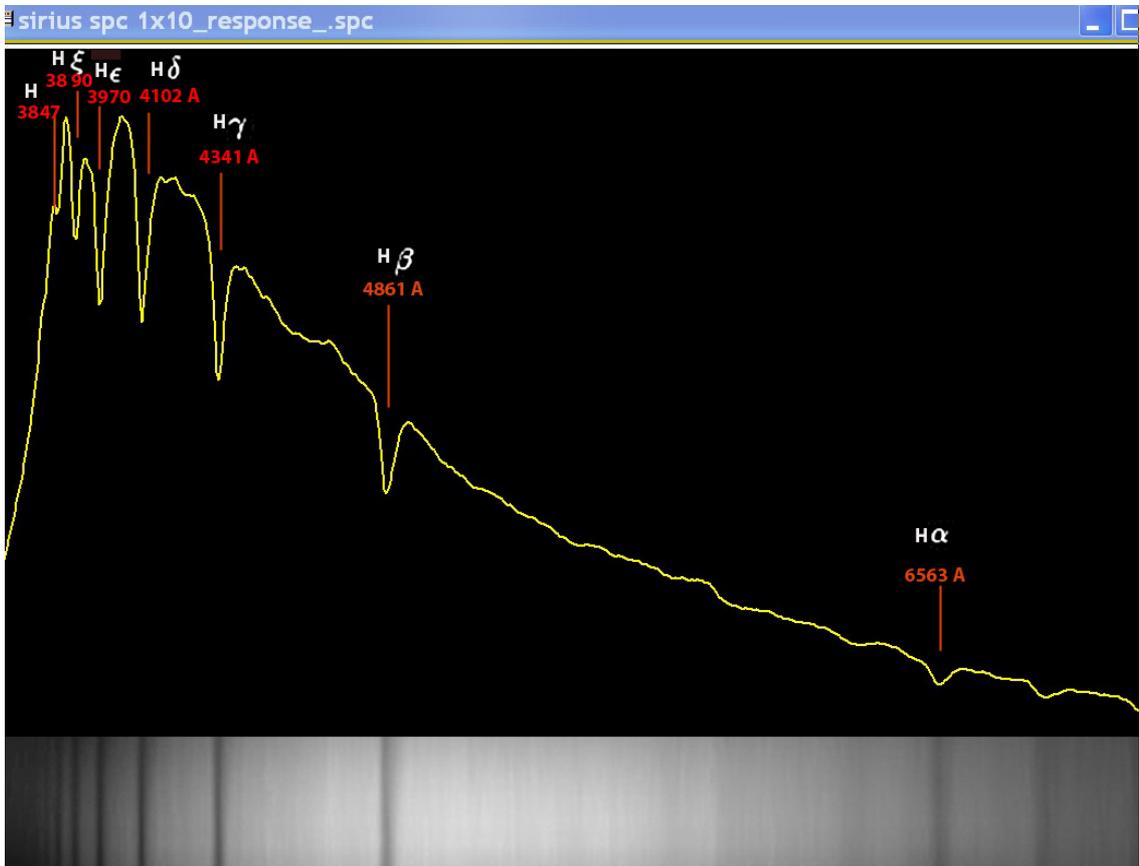
I valori sono tutti in mm.

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 (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 Å) per l'ultima della quale, nell'UV la lunghezza d'onda è stata calcolata in modo approssimativo in 3847 Å non essendo trovato riscontro su testi e web. La dispersione ottenuta è stata di 5.9 Å/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 direttamente 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.

Sempre allo scopo di poter utilizzare lo Star Analyser ad una maggiore dispersione e risoluzione, nella tabella che segue sono invece indicati i valori di distanza dello S.A dal chip del sensore Sony ICX 285 AL (con pixel di 6.45 Micron) di una camera Atik 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. La tabella ed i valori indicati sono validi per tutti i tipi di telescopi usati.

Variatione 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 ed hanno trovato un vasto campo di applicazione in astronomia amatoriale sia nella versione modificata (col vetrino taglia IR del sensore sostituito) che non. Le DSLR modificate danno tuttavia maggiore uniformità di risposta spettrale, aumentando notevolmente il segnale nella regione H alfa.

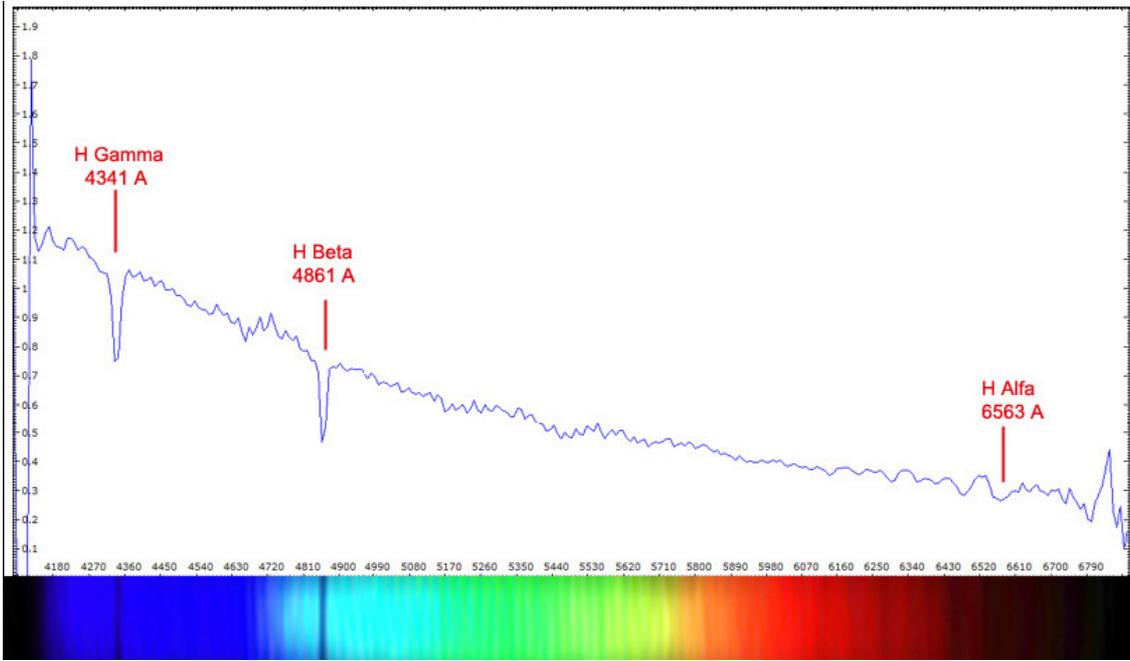
Con un semplice adattatore è infatti possibile montare lo SA 100 davanti ad uno degli obiettivi della reflex, sfruttando appieno in tal modo il suo potere dispersivo e risolutivo, dato che in tal modo intercetta un fascio ottico collimato, ovvero proveniente dall'infinito. Naturalmente questa interposizione 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 autocostruito. 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.

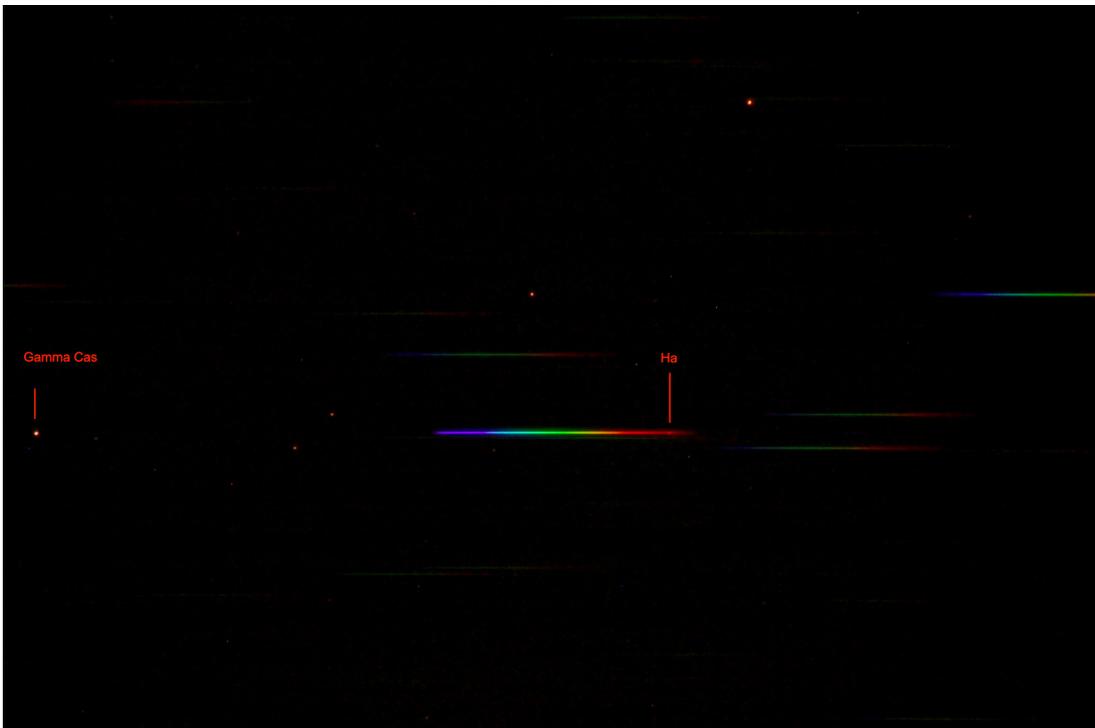


Dallo spettro calibrato di Alioth si notano evidenti le righe di Balmer dell'idrogeno, e la dispersione è elevata

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



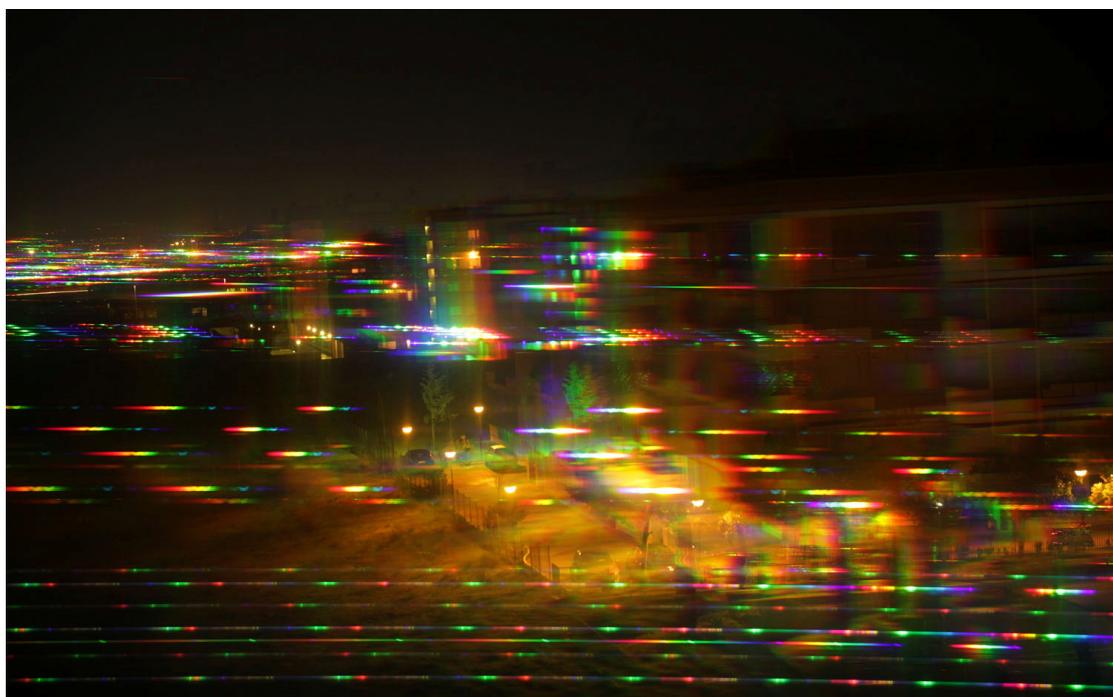
Profilo spettrale di Alioth



Spettro bidimensionale della Stella BE Gamma Cassiopea

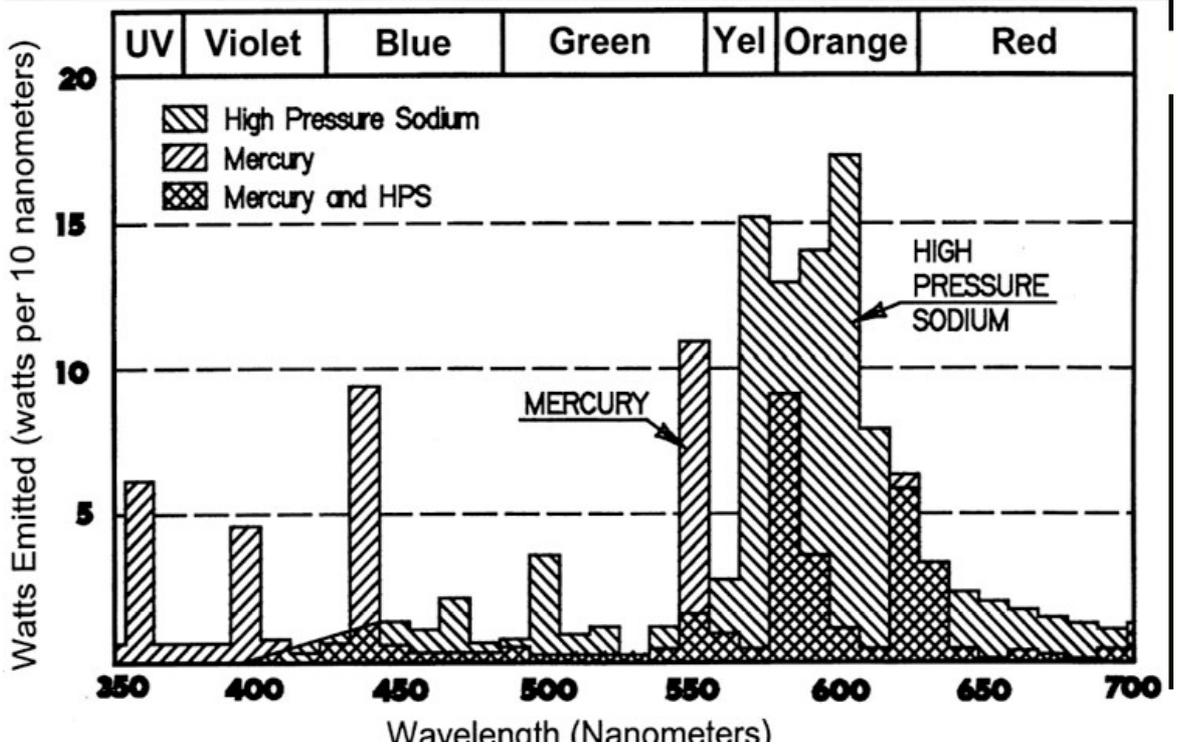
Ma lo Star Analyser può assolvere, in associazione ad una reflex, anche una interessantissima funzione, quella di strumento di analisi del tipo di inquinamento luminoso sussistente in una data zona, con la ripresa dello spettro delle lampade dell'illuminazione cittadina: nelle immagini che seguono sono 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 per ridurre al massimo l'IL della zona nella quale si osserva.

Esso può anche essere di estrema utilità per comprendere l'esigenza dell'operazione di sottrazione del fondo cielo da siti mediamente e fortemente inquinati da luci spurie.



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



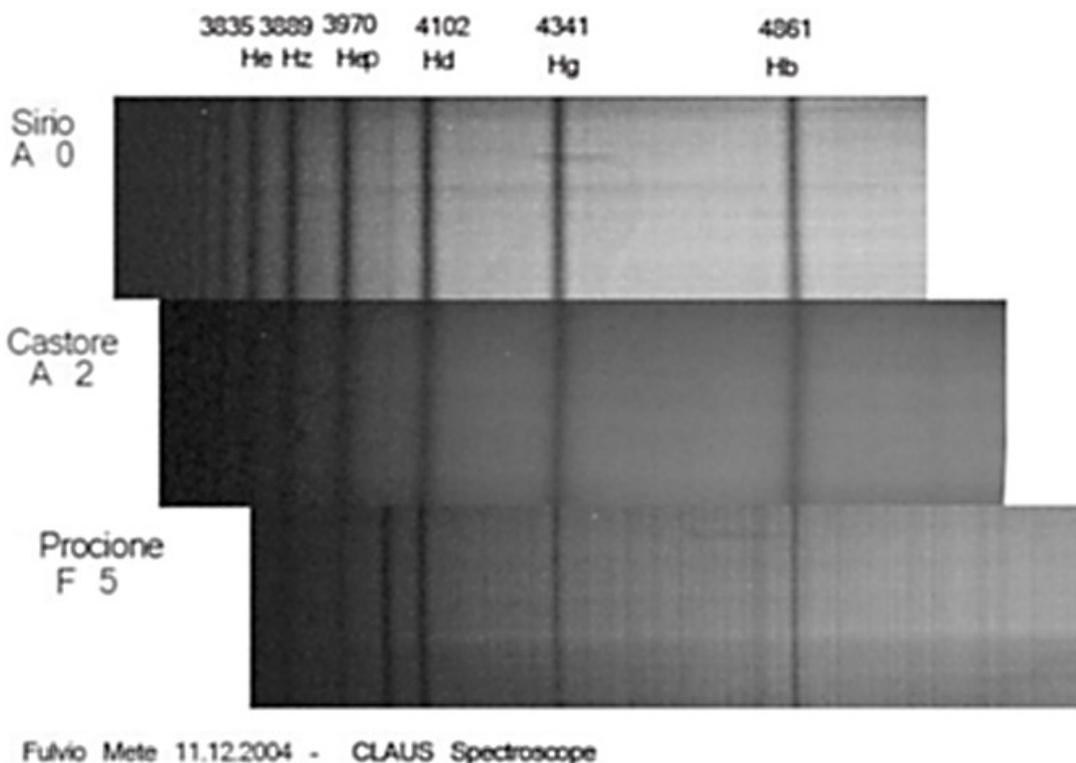
Cosa Riprendere ?

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", Carte du Ciel e simili. 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 difficile. .

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.



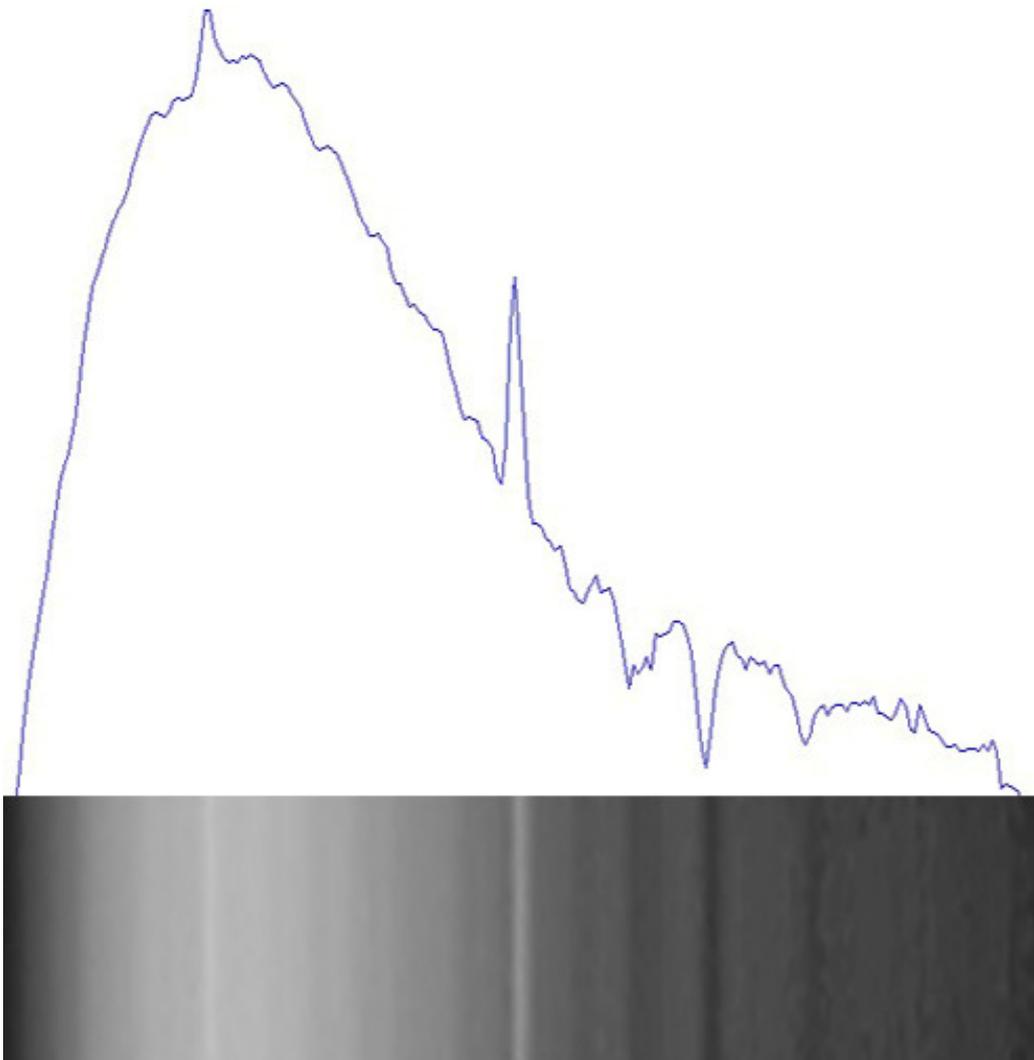
2- Stelle Peculiari

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>2789</u>	<u>8.22</u>	-	-	B3V
00 h 44.7	48° 17	<u>Omi Cas</u>	<u>4180</u>	4.54	195 km/s	B5IIIe
00 h 51.6	51° 34	<u>4881</u>	<u>6.21</u>	45 km/s	-	B9.5V
00 h 56.7	60° 43	<u>Gam Cas</u>	<u>5394</u>	2.47	430 km/s	B0IVpe
01 h 01.5	69° 22	<u>5839</u>	<u>6.68</u>	-	-	B9
01 h 03.8	47° 38	<u>V442 Cas</u>	<u>6226</u>	6.82	-	B2IVe
01 h 05.9	65° 58	<u>6343</u>	<u>7.26</u>	-	-	B8e
01 h 09.5	47° 14	<u>42 And</u>	<u>6811</u>	4.25	85 km/s	B7Ve
01 h 17.4	57° 38	<u>7636</u>	<u>6.61</u>	170 km/s	-	B2III
01 h 36.0	47° 07	<u>9709</u>	<u>7.06</u>	350 km/s	-	B8V
01 h 37.4	74° 18	<u>9612</u>	<u>6.40</u>	225 km/s	-	B9V
01 h 43.7	50° 41	<u>Phi Per</u>	<u>10516</u>	4.07	410 km/s	B0.5IV
01 h 52.4	55° 20	<u>232552</u>	<u>8.05</u>	180 km/s	-	B0
01 h 54.4	63° 40	<u>Eps Cas</u>	<u>11415</u>	3.40	30 km/s	B3IIIe
01 h 55.7	59° 16	<u>V777 Cas</u>	<u>11606</u>	7.02	-	B2Vne
02 h 02.6	59° 41	<u>12302</u>	<u>8.05</u>	270 km/s	-	B1V
02 h 08.7	65° 02	<u>12882</u>	<u>7.51</u>	190 km/s	-	B2.5III n
02 h 14.9	54° 32	<u>13661</u>	<u>7.79</u>	250 km/s	-	B2IV-V
02 h 15.0	55° 48	<u>13669</u>	<u>7.90</u>	350 km/s	-	B3IV-V
02 h 15.2	64° 01	<u>13590</u>	<u>7.90</u>	240 km/s	-	B2III
02 h 16.6	56° 44	<u>13831</u>	<u>8.27</u>	230 km/s	-	B0III
02 h 16.6	49° 49	<u>13867</u>	<u>7.57</u>	70 km/s	-	B5V
02 h 18.1	19° 54	<u>Theta Ari</u>	<u>14191</u>	5.58	178 km/s	B9IV
02 h 36.2	58° 04	<u>15963</u>	<u>8.03</u>	300 km/s	-	Bp
02 h 51.1	60° 25	<u>17505</u>	<u>7.10</u>	125 km/s	-	O6Ve
03 h 00.2	38° 08	<u>18552</u>	<u>6.13</u>	320 km/s	-	B8Vne
03 h 04.9	60° 01	<u>18877</u>	<u>8.34</u>	-	-	B7II-III
03 h 08.9	62° 23	<u>V801 Cas</u>	<u>19243</u>	6.62	160 km/s	B1III
03 h 14.9	48° 42	<u>20017</u>	<u>7.93</u>	-	-	B5V
03 h 15.8	-16° 50	<u>20340</u>	<u>7.99</u>	-	-	B3V
03 h 17.0	60° 04	<u>20134</u>	<u>7.44</u>	90 km/s	-	B2.5IV-V
03 h 20.0	65° 39	<u>BK Cam</u>	<u>20336</u>	4.84	175 km/s	B3Vn
03 h 28.7	62° 30	<u>21212</u>	<u>8.18</u>	-	-	B2V
03 h 28.9	49° 51	<u>21362</u>	<u>5.58</u>	205 km/s	-	B6Vn
03 h 29.5	46° 56	<u>21455</u>	<u>6.20</u>	150 km/s	-	B7Ve
03 h 31.2	41° 43	<u>21650</u>	<u>7.33</u>	230 km/s	-	B6e
03 h 31.5	47° 52	<u>21641</u>	<u>6.77</u>	190 km/s	-	B9Vn

03 h 31.5	49° 13	<u>21620</u>	6.29	230 km/s	A0V
03 h 36.5	48° 12	<u>Psi Per 22192</u>	4.31	275 km/s	B5Ve
03 h 38.0	55° 10	<u>22298</u>	7.60	180 km/s	B2Vn
03 h 41.1	37° 35	<u>22780</u>	5.57	230 km/s	B7Vn
03 h 42.3	19° 42	<u>13 Tau 23016</u>	5.69	260 km/s	B9Vn
03 h 44.9	24° 07	<u>17 Tau 23302</u>	3.70	85 km/s	B6III
03 h 46.3	23° 57	<u>23 Tau 23480</u>	4.18	195 km/s	B6IV
03 h 47.5	24° 06	<u>Eta Tau 23630</u>	2.87	145 km/s	B8IIIe
03 h 48.3	50° 44	<u>23552</u>	6.14	175 km/s	B8Vn
03 h 49.2	24° 08	<u>28 Tau 23862</u>	5.09	220 km/s	B8Vp
03 h 50.4	52° 29	<u>23800</u>	6.93	-	B1IVe
03 h 56.3	44° 56	<u>24560</u>	8.14	180 km/s	B1.5V
03 h 57.4	63° 04	<u>24479</u>	5.03	85 km/s	B9.5V
03 h 59.0	35° 47	<u>Xi Per 24912</u>	4.04	215 km/s	07.5IIIe
04 h 08.7	47° 43	<u>48 Per 25940</u>	4.04	155 km/s	B4IVe
04 h 11.1	16° 39	<u>26398</u>	6.99	180 km/s	B7III
04 h 25.8	46° 14	<u>27846</u>	8.08	130 km/s	B1.5V
04 h 29.1	-13° 03	<u>DU Eri 28497</u>	5.60	230 km/s	B1.5Ve
04 h 38.6	08° 10	<u>29441</u>	7.64	340 km/s	B2.5Vn
04 h 39.5	43° 40	<u>29373</u>	8.00	-	B6V
04 h 44.1	-08° 30	<u>56 Eri 30076</u>	5.90	180 km/s	B2V
04 h 44.2	40° 47	<u>29866</u>	6.08	260 km/s	B8IVne
04 h 50.1	08° 24	<u>30677</u>	6.84	150 km/s	B0IIIe
04 h 50.6	08° 54	<u>2 Ori 30739</u>	6.38	210 km/s	A1V
05 h 03.3	41° 26	<u>32188</u>	6.12	23 km/s	A2IIIsh
05 h 06.1	58° 58	<u>11 Cam 32343</u>	5.08	100 km/s	B2.5V
05 h 07.9	21° 42	<u>105 Tau 32991</u>	5.89	200 km/s	B2V
05 h 08.1	24° 15	<u>103 Tau 32990</u>	5.50	240 km/s	B2V
05 h 09.2	-08° 45	<u>Lam Eri 33328</u>	4.27	220 km/s	B2IVn
05 h 12.2	41° 13	<u>33461</u>	7.78	245 km/s	B2Vn
05 h 13.2	40° 12	<u>V416 Aur 33604</u>	7.38	-	B2Vpe
05 h 16.3	34° 19	<u>AE Aur 34078</u>	5.96	25 km/s	O9.5Ve
05 h 16.5	46° 25	<u>12 Aur 33988</u>	6.95	-	B5e
05 h 21.3	04° 01	<u>V1369 Ori 34959</u>	6.52	215 km/s	B5Vpe
05 h 22.6	37° 41	<u>V420 Aur 34921</u>	7.50	-	B0IVpe
05 h 23.5	57° 33	<u>16 Cam 34787</u>	5.24	130 km/s	A0Vne
05 h 24.7	01° 51	<u>25 Ori 35439</u>	4.95	315 km/s	B1V
05 h 28.8	02° 10	<u>V1372 Ori 36012</u>	7.24	180 km/s	B2Vne
05 h 31.7	09° 14	<u>V1374 Ori 36376</u>	7.51	-	B8e
05 h 32.2	17° 04	<u>36408</u>	5.46	300 km/s	B7IIIe
05 h 33.5	18° 32	<u>120 Tau 36576</u>	5.69	280 km/s	B2IV
05 h 35.6	-05° 25	<u>43 Ori 37041</u>	5.08	183 km/s	O9.5Vpe

05 h 35.9	-05° 37	<u>37115</u>	7.16	-	B6Ve
05 h 37.6	21° 09	<u>Zet Tau 37202</u>	3.00	310 km/s	B2IIIpe
05 h 37.9	00° 58	<u>37330</u>	7.38	270 km/s	B6V
05 h 39.2	04° 07	<u>Ome Ori 37490</u>	4.57	195 km/s	B3III
05 h 42.3	43° 04	<u>V434 Aur 37657</u>	7.23	-	B3Vn
05 h 41.7	-16° 44	<u>37971</u>	6.20	-	B4.5IIIe
05 h 43.3	23° 12	<u>V731 Tau 37967</u>	6.23	160 km/s	B2.5Ve
05 h 43.7	25° 26	<u>V1165 Tau 38010</u>	6.82	-	B1Vpe
05 h 48.8	00° 43	<u>38856</u>	7.25	180 km/s	B5Ve
06 h 04.2	-06° 43	<u>V696 Mon 41335</u>	5.25	360 km/s	B2Vne
06 h 04.6	46° 35	<u>V447 Aur 40978</u>	7.29	-	B3Ve
06 h 05.0	-16° 29	<u>SS Lep 41511</u>	4.93	100 km/s	Apsh
06 h 11.4	13° 38	<u>42477</u>	6.05	350 km/s	A0V
06 h 12.1	16° 08	<u>69 Ori 42545</u>	4.95	300 km/s	B5V
06 h 15.6	07° 39	<u>43264</u>	7.51	290 km/s	B9IIIe
06 h 15.7	06° 04	<u>43285</u>	6.07	290 km/s	B6V
06 h 15.7	-13° 43	<u>43445</u>	5.00	-	B9V
06 h 16.1	-16° 37	<u>43544</u>	5.96	260 km/s	B2.5Ve
06 h 21.4	-11° 46	<u>FR CMa 44458</u>	5.58	240 km/s	B1Vpe
06 h 24.0	08° 54	<u>44783</u>	6.23	300 km/s	B8V
06 h 24.3	-12° 58	<u>44996</u>	6.12	120 km/s	B4V
06 h 27.3	14° 53	<u>45314</u>	6.64	-	O9
06 h 28.3	-13° 03	<u>45677</u>	7.55	-	Bpsh
06 h 28.8	-07° 02	<u>Beta Mon A 45725</u>	4.64	345 km/s	B3V
06 h 28.8	-07° 02	<u>Beta Mon B 45725</u>	5.20	-	B3V
06 h 28.9	20° 14	<u>Nu Gem 45542</u>	4.15	170 km/s	B6IIIe
06 h 30.5	05° 52	<u>AX Mon 45910</u>	6.77	430 km/s	B2III
06 h 30.6	-22° 19	<u>46131</u>	7.14	275 km/s	B4Ve
06 h 31.2	11° 15	<u>45995</u>	6.14	255 km/s	B2Vne
06 h 32.7	-07° 31	<u>46380</u>	8.00	-	B2V
06 h 36.6	-05° 13	<u>47054</u>	5.57	220 km/s	B7IIIe
06 h 37.1	-02° 11	<u>47160</u>	7.10	150 km/s	B8IVe
06 h 41.0	09° 54	<u>15 Mon 47839</u>	4.66	70 km/s	B1Ve
06 h 44.5	-31° 04	<u>10 CMa 48917</u>	5.22	200 km/s	B2IIIe
06 h 45.5	-30° 57	<u>HP CMa 49131</u>	5.80	-	B2IIIe
06 h 48.0	00° 47	<u>49330</u>	8.92	270 km/s	B0.5IVe
06 h 49.1	01° 00	<u>V715 Mon 49567</u>	6.15	85 km/s	B3IIIe
06 h 49.1	00° 05	<u>49585</u>	9.13	310 km/s	B0.5IVe
06 h 49.3	-12° 40	<u>KS CMa 49699</u>	7.26	-	B5ne
06 h 49.8	-32° 30	<u>Kappa CMa 50013</u>	3.51	220 km/s	B1.5V
06 h 49.9	-05° 31	<u>49787</u>	7.54	-	B1V
06 h 50.4	-14° 06	<u>49977</u>	7.97	-	B1.5V
06 h 50.1	-12° 35	<u>49888</u>	7.23	260 km/s	B3e

06 h 50.4	-31° 42	<u>HZ CMa</u>	<u>50123</u>	5.74	220 km/s	B6Vnpe
06 h 51.7	05° 05	<u>V742 Mon</u>	<u>50083</u>	6.92	-	B2IV
06 h 51.6	-06° 58	<u>V743 Mon</u>	<u>50138</u>	6.67	-	B6III
06 h 52.2	-00° 18	<u>50209</u>	8.33	200 km/s		B8IVe
06 h 54.2	06° 41	<u>50581</u>	7.54	240 km/s		A0IVe
06 h 54.7	-01° 45	<u>50820</u>	6.21	130 km/s		B2IV
06 h 54.6	-17° 55	<u>LL CMa</u>	<u>50938</u>	7.66	-	B3V
06 h 55.2	05° 26	<u>V744 Mon</u>	<u>50868</u>	7.92	275 km/s	B2V
06 h 56.5	46° 16	<u>Psi9 Aur</u>	<u>50658</u>	5.85	270 km/s	B8III
06 h 56.3	-03° 48	<u>51193</u>	8.06	215 km/s		B1.5IV
06 h 57.2	-10° 49	<u>V644 Mon</u>	<u>51480</u>	6.93	-	Be sh
06 h 57.3	-04° 12	<u>51452</u>	8.08	300 km/s		B0IV
06 h 57.7	17° 54	<u>QY Gem</u>	<u>51354</u>	7.12	-	B3Vn
06 h 59.7	-28° 24	<u>LQ CMa</u>	<u>52356</u>	7.21	420 km/s	B4Vne
07 h 00.3	-22° 07	<u>FU CMa</u>	<u>52437</u>	6.53	-	B2IV-V
07 h 01.6	-27° 13	<u>52812</u>	6.93	-		B3Ve
07 h 01.8	-11° 18	<u>GU CMa</u>	<u>52721</u>	6.59	-	B2Vn
07 h 02.9	-04° 14	<u>19 Mon</u>	<u>52918</u>	5.00	-	B1V
07 h 03.6	-02° 28	<u>V749 Mon</u>	<u>53085</u>	7.20	200 km/s	B4IVe
07 h 04.4	-10° 27	<u>53367</u>	6.96	-		B0.5
07 h 05.6	14° 28	<u>53416</u>	7.06	-		B8IV
07 h 06.7	-11° 18	<u>53974</u>	5.39	155 km/s		B0.5III
07 h 07.3	-23° 50	<u>FV CMa</u>	<u>54309</u>	5.71	290 km/s	B2IV
07 h 11.3	-10° 26	<u>55135</u>	7.31	-		B4V
07 h 11.4	-21° 48	<u>55271</u>	6.91	-		B5Ve
07 h 12.7	-15° 30	<u>HI CMa</u>	<u>55538</u>	7.82	-	B2III
07 h 14.2	-26° 21	<u>27 CMa</u>	<u>56014</u>	4.66	200 km/s	B3III
07 h 14.7	-26° 46	<u>Ome CMa</u>	<u>56139</u>	3.85	90 km/s	B2IV
07 h 21.6	-05° 54	<u>V757 Mon</u>	<u>57539</u>	6.58	140 km/s	B5IIIe
07 h 23.0	-31° 55	<u>NO CMa</u>	<u>58155</u>	5.43	-	B5IIIne
07 h 24.5	15° 31	<u>OT Gem</u>	<u>58050</u>	6.41	140 km/s	B2V
07 h 24.7	-16° 12	<u>FW CMa</u>	<u>58343</u>	5.33	35 km/s	B3IV
07 h 27.0	-23° 05	<u>FY CMa</u>	<u>58978</u>	5.61	280 km/s	B0IV
07 h 27.2	08° 18	<u>Beta CMi</u>	<u>58715</u>	2.90	275 km/s	B8Vn
07 h 36.1	-14° 30	<u>V378 Pup</u>	<u>60855</u>	5.70	285 km/s	B2Vn
07 h 37.1	16° 54	<u>BN Gem</u>	<u>60848</u>	6.92	360 km/s	O8Vpev
07 h 37.6	-14° 26	<u>61224</u>	6.53	275 km/s		B9III
07 h 43.5	-04° 41	<u>62367</u>	7.13	-		B9e
07 h 48.1	-25° 56	<u>Omi Pup</u>	<u>63462</u>	4.50	390 km/s	B0V
08 h 00.7	-02° 53	<u>V695 Mon</u>	<u>65875</u>	6.51	150 km/s	B2Vn
08 h 01.5	16° 27	<u>5 Cnc</u>	<u>65873</u>	5.99	185 km/s	B9.5V
08 h 08.3	-23° 37	<u>V420 Pup</u>	<u>67698</u>	6.53	90 km/s	B3IVe
08 h 13.5	-35° 54	<u>MX Pup</u>	<u>68980</u>	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	<u>71072</u>	6.89	-	B4IIIe
08 h 59.0	03° 39	<u>76868</u>	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	<u>83953</u>	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	<u>89884</u>	7.13	300 km/s	B7IV
10 h 31.0	-13° 35	<u>91120</u>	5.58	330 km/s	B9Vn
10 h 48.4	37° 34	<u>93521</u>	7.06	355 km/s	O9Vp
11 h 16.7	-03° 39	Phi Leo <u>98058</u>	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 <u>109387</u>	3.87	250 km/s	B5IV
12 h 49.2	83° 24	112028	5.31	275 km/s	A1IIIsh
13 h 34.5	49° 01	<u>24 CVn 118232</u>	4.67	160 km/s	A4V
13 h 35.7	-06° 09	<u>118246</u>	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	<u>127617</u>	8.78	140 km/s	B7III-IV
15 h 31.8	40° 54	Nu2 Boo <u>138629</u>	5.00	170 km/s	A5V
15 h 32.9	31° 22	<u>4 CrB 138749</u>	4.14	400 km/s	B6Vn
15 h 49.6	-03° 55	<u>141569</u>	7.13	-	A0V
15 h 53.9	-23° 59	<u>V1040 Sco 142184</u>	5.42	300 km/s	B2.5Vn
15 h 55.5	42° 34	<u>4 Her 142926</u>	5.75	300 km/s	B9p
15 h 58.2	-14° 17	<u>48 Lib 142983</u>	4.88	395 km/s	B3III
16 h 00.3	-22° 37	<u>Delta Sco 143275</u>	2.32	180 km/s	B0.3IV
16 h 08.8	44° 56	<u>11 Her 145389</u>	4.26	10 km/s	B9p
16 h 21.3	-23° 42	<u>147196</u>	7.05	-	B6.5Vne
16 h 27.0	-18° 27	<u>Chi Oph 148184</u>	4.42	140 km/s	B2IVp
16 h 34.1	42° 26	<u>Sig Her 149630</u>	4.20	280 km/s	B9V
16 h 37.2	-10° 34	<u>Zet Oph 149757</u>	2.56	379 km/s	O9.5Vn
16 h 49.2	45° 59	<u>52 Her 152107</u>	4.82	44 km/s	A2Vspe
17 h 15.3	-33° 32	<u>V1075 Sco 155806</u>	5.61	210 km/s	O8Ve
17 h 18.3	-32° 33	<u>V1077 Sco 156325</u>	6.37	180 km/s	B5Vne
17 h 31.5	-23° 58	<u>51 Oph 158643</u>	4.81	280 km/s	B9.5V
17 h 39.8	72° 58	<u>161711</u>	8.21	150 km/s	B9III-IV
17 h 40.0	-32° 12	<u>V862 Sco 160202</u>	6.75	220 km/s	B5Ve
17 h 40.3	-28° 55	<u>V2382 Oph 160319</u>	7.18	-	B3Vne

17 h 48.5	-26° 58	<u>V3894 Sgr 161756</u>	6.35	95 km/s	B4IVe
17 h 50.0	24° 28	<u>162428</u>	7.11	350 km/s	B7Vn
17 h 50.1	48° 24	<u>88 Her 162732</u>	6.76	160 km/s	Bpshe
18 h 00.2	04° 24	<u>66 Oph 164284</u>	4.64	220 km/s	B2Vn
18 h 00.5	19° 30	<u>V974 Her 164447</u>	6.42	250 km/s	B8Vn
18 h 04.4	-24° 23	<u>164906</u>	7.45	255 km/s	B0Ve
18 h 04.6	01° 55	<u>165174</u>	6.14	430 km/s	B0IIIIn
18 h 05.6	-19° 45	<u>V4379 Sgr 165202</u>	6.80	-	B9Ve
18 h 07.5	28° 46	<u>Omi Her 166014</u>	3.83	160 km/s	B9.5V
18 h 09.3	-23° 59	<u>V3903 Sgr 165921</u>	7.36	-	B6IIIe
18 h 11.9	-28° 54	<u>V4045 Sgr 166469</u>	6.52	-	B9IVspe
18 h 12.7	02° 49	<u>166917</u>	6.69	165 km/s	B8IIIe
18 h 21.5	05° 26	<u>NW Ser 168797</u>	6.13	250 km/s	B3Vn
18 h 21.5	25° 03	<u>168957</u>	7.01	100 km/s	B3V
18 h 23.2	-12° 01	<u>169033</u>	5.73	200 km/s	B8IV-V
18 h 29.4	-25° 15	<u>170235</u>	6.59	-	B2IV
18 h 31.2	-05° 47	<u>V448 Sct 170714</u>	7.38	270 km/s	B1.5IVe
18 h 33.3	05° 27	<u>171219</u>	7.70	-	B7IV-V
18 h 33.4	30° 53	<u>V532 Lyr 171406</u>	6.54	185 km/s	B4Ve
18 h 35.2	34° 27	<u>171780</u>	6.09	230 km/s	B5Vne
18 h 44.6	-07° 07	<u>173219</u>	7.81	-	B1V
18 h 44.8	02° 04	<u>4 Aql 173370</u>	5.01	225 km/s	B9Ve
18 h 44.9	-00° 22	<u>173371</u>	6.89	310 km/s	B8III
18 h 45.7	04° 35	<u>173530</u>	8.87	250 km/s	B7III
18 h 46.6	-07° 56	<u>173637</u>	9.29	197 km/s	B1IV
18 h 46.7	52° 59	<u>CX Dra 174237</u>	5.88	180 km/s	B2.5V
18 h 48.0	31° 45	<u>174179</u>	6.05	-	B3IVpe
18 h 48.4	15° 24	<u>174105</u>	6.95	250 km/s	B7V
18 h 50.1	33° 21	<u>Beta Lyr 174638</u>	3.52	-	B7V
18 h 50.8	08° 42	<u>174571</u>	8.89	240 km/s	B1.5V
18 h 51.0	-09° 50	<u>BD-094858</u>	8.84	108 km/s	B1.5V
18 h 51.2	-07° 48	<u>174513</u>	8.70	260 km/s	B1.5V
18 h 52.0	59° 40	<u>175511</u>	6.70	-	B9.5V
18 h 52.3	-11° 38	<u>174705</u>	8.34	330 km/s	B1.5IV
18 h 53.7	60° 01	<u>175863</u>	7.06	-	B4V
18 h 57.3	02° 32	<u>64 Ser 175869</u>	5.57	105 km/s	B8III
18 h 59.2	-07° 08	<u>176159</u>	8.98	230 km/s	B5IV
19 h 01.4	-06° 12	<u>176630</u>	7.70	175 km/s	B3III
19 h 03.6	-20° 08	<u>177015</u>	7.80	-	B5III
19 h 04.1	11° 06	<u>230579</u>	9.10	320 km/s	B1IV
19 h 04.5	23° 20	<u>177648</u>	7.24	-	B2V
19 h 08.3	-19° 17	<u>V4024 Sgr 178175</u>	5.54	175 km/s	B2V

19 h 05.8	-29° 05	<u>177427</u>	7.08	-	B9IIIe
19 h 07.3	36° 06	<u>Iota Lyr 178475</u>	5.25	310 km/s	B6IVe
19 h 08.4	09° 08	<u>178427</u>	8.92	100 km/s	B3V
19 h 12.1	02° 37	<u>179343</u>	6.92	350 km/s	B9V
19 h 12.7	-06° 28	<u>179405</u>	9.12	230 km/s	B2V
19 h 15.0	09° 48	<u>180126</u>	7.99	240 km/s	B2IV
19 h 17.7	23° 02	<u>ES Vul 180968</u>	5.43	215 km/s	B0.5IV
19 h 19.1	33° 23	<u>181409</u>	6.57	140 km/s	B2IVe
19 h 19.7	-00° 03	<u>181231</u>	8.79	250 km/s	B5IV
19 h 20.1	-01° 36	<u>181308</u>	8.70	250 km/s	B5IV
19 h 20.1	02° 20	<u>181367</u>	9.36	280 km/s	B6IV
19 h 21.3	05° 25	<u>181709</u>	8.79	250 km/s	B6III
19 h 21.6	08° 52	<u>181803</u>	9.10	185 km/s	B7III
19 h 21.7	-15° 57	<u>Ups Sgr 181615</u>	4.60	-	B2V shell
19 h 25.8	58° 01	<u>183339</u>	6.58	45 km/s	B8IVwe
19 h 27.6	37° 56	<u>V558 Lyr 183362</u>	6.34	245 km/s	B3V
19 h 30.5	03° 27	<u>V923 Aql 183656</u>	6.05	180 km/s	B6V shell
19 h 30.7	27° 58	<u>Beta Cyg 183914</u>	5.11	250 km/s	B8V
19 h 33.2	03° 40	<u>184203</u>	9.16	-	B9
19 h 33.6	03° 46	<u>V1294 Aql 184279</u>	6.98	195 km/s	B0Ve
19 h 35.7	36° 57	<u>11 Cyg 185037</u>	6.04	400 km/s	B8Vn
19 h 36.0	00° 14	<u>184767</u>	7.18	44 km/s	A0IIIe
19 h 50.3	07° 54	<u>187567</u>	6.51	-	B2IV
19 h 51.1	22° 37	<u>12 Vul 187811</u>	4.95	280 km/s	B2V
20 h 00.0	37° 02	<u>25 Cyg 189687</u>	5.19	230 km/s	B3IV
20 h 00.1	32° 47	<u>189689</u>	7.28	150 km/s	B9e
20 h 02.7	21° 51	<u>190150</u>	8.00	-	B6IV-V
20 h 05.7	35° 54	<u>227611</u>	8.69	-	B0IIpe
20 h 09.3	36° 50	<u>28 Cyg 191610</u>	4.93	310 km/s	B2IV-Vn
20 h 11.2	-08° 50	<u>BE Cap 191639</u>	6.44	-	B1Ve
20 h 12.0	26° 29	<u>20 Vul 192044</u>	5.92	350 km/s	B8Vn
20 h 13.5	36° 19	<u>192445</u>	7.23	-	B0.5IIIe
20 h 15.3	25° 36	<u>QR Vul 192685</u>	4.76	275 km/s	B3Ve
20 h 16.8	32° 23	<u>V2113 Cyg 193009</u>	7.16	-	B1Vnpe
20 h 17.2	15° 52	<u>LZ Del 192954</u>	7.48	-	B9e
20 h 17.4	39° 36	<u>193182</u>	6.55	200 km/s	Ape
20 h 21.7	44° 49	<u>194057</u>	7.52	-	B1Ile
20 h 22.1	24° 27	<u>25 Vul 193911</u>	5.54	250 km/s	B8IIIIn
20 h 23.7	37° 29	<u>V2119 Cyg 194335</u>	5.90	350 km/s	B2Vn
20 h 24.6	01° 04	<u>194244</u>	6.14	230 km/s	B9IIIe
20 h 25.5	54° 41	<u>194883</u>	7.36	-	B2v
20 h 29.4	56° 04	<u>195554</u>	5.90	250 km/s	B9V
20 h 29.8	36° 59	<u>195407</u>	7.80	310 km/s	B0IV

20 h 30.3	10° 54	<u>1 Del 195325</u>	6.05	320 km/s	A1she
20 h 39.2	-02° 25	<u>196712</u>	6.22	250 km/s	B7III
20 h 42.4	35° 27	<u>V568 Cyg 197419</u>	6.66	115 km/s	B3IV
20 h 47.4	36° 29	<u>Lam Cyg 198183</u>	4.53	155 km/s	B5IV
20 h 49.9	46° 40	<u>V2136 Cyg 198625</u>	6.33	-	B4V
20 h 52.2	44° 26	<u>198931</u>	8.73	-	B1V
20 h 54.4	40° 42	<u>199218</u>	6.70	-	B6Vn
20 h 55.4	40° 18	<u>V2139 Cyg 199356</u>	7.15	-	B2IVpe
20 h 56.6	44° 55	<u>199579</u>	5.97	-	O6Ve
20 h 57.2	41° 10	<u>Nu Cyg 199629</u>	3.94	245 km/s	A1Vne
20 h 59.8	47° 31	<u>59 Cyg 200120</u>	4.74	375 km/s	B1.5Vne
21 h 00.8	46° 35	<u>V2144 Cyg 200269</u>	7.28	-	B5Vne
21 h 01.2	46° 09	<u>60 Cyg 200310</u>	5.37	320 km/s	B1V
21 h 01.6	68° 10	<u>V380 Cep 200775</u>	7.35	-	B2V
21 h 08.5	47° 15	<u>201522</u>	7.88	-	B0V
21 h 10.0	45° 30	<u>V2148 Cep 201733</u>	6.63	-	B4IV
21 h 14.7	59° 46	<u>239618</u>	8.45	-	B2V
21 h 17.3	58° 37	<u>V421 Cep 203025</u>	6.42	90 km/s	B2IIIe
21 h 17.9	34° 54	<u>66 Cyg 202904</u>	4.43	260 km/s	B2Vn
21 h 18.5	43° 57	<u>68 Cyg 203064</u>	5.00	330 km/s	O8e
21 h 19.1	61° 52	<u>203374</u>	6.68	315 km/s	B0V
21 h 19.4	64° 52	<u>6 Cep 203467</u>	5.18	150 km/s	B3IV
21 h 19.7	53° 57	<u>203356</u>	7.70	-	B8IV-V
21 h 22.8	40° 42	<u>V2153 Cyg 203731</u>	7.52	-	B1V
21 h 23.6	14° 03	<u>NT Peg 203699</u>	6.86	120 km/s	B3IV
21 h 24.5	55° 22	<u>V2155 Cyg 204116</u>	7.84	195 km/s	B1V
21 h 28.6	70° 34	<u>Bet Cep 205021</u>	3.23	28 km/s	B1IV
21 h 29.2	44° 20	<u>V2162 Cyg 204722</u>	7.67	150 km/s	B2V
21 h 30.0	45° 30	<u>V2163 Cyg 204860</u>	6.95	230 km/s	B5e
21 h 31.6	42° 42	<u>205060</u>	7.21	-	B6Vn
21 h 34.5	51° 42	<u>205551</u>	6.17	150 km/s	B9III
21 h 35.7	29° 45	<u>V2166 Cyg 205618</u>	8.10	280 km/s	B2V
21 h 37.1	-19° 28	<u>Eps Cap 205637</u>	4.68	295 km/s	B3IIpe
21 h 42.4	57° 44	<u>206773</u>	6.87	480 km/s	B0
21 h 44.9	62° 28	<u>207198</u>	5.96	-	O9IIe
21 h 46.0	50° 40	<u>207232</u>	7.02	330 km/s	B8Vn
21 h 53.1	25° 56	<u>16 Peg 208057</u>	5.08	150 km/s	B3V
21 h 53.8	62° 37	<u>EM Cep 208392</u>	7.04	280 km/s	B1III
21 h 55.5	65° 19	<u>208682</u>	5.86	250 km/s	B2.5V
22 h 00.8	-28° 27	<u>Eta PsA 209014</u>	5.63	-	B8Ve
22 h 03.3	-02° 09	<u>Omi Aqr 209409</u>	4.69	320 km/s	B6IVe
22 h 04.6	-26° 49	<u>UU PsA 209522</u>	5.96	-	B4IVne
22 h 07.8	21° 42	<u>25 Peg 210129</u>	5.78	250 km/s	B7V

22 h 19.0	45° 48	<u>V404 Lac 211835</u>	8.48	270 km/s	B3V
22 h 20.3	51° 52	<u>V357 Lac 212044</u>	6.98	-	B1Vvnpev
22 h 21.5	12° 12	<u>31 Peg 212076</u>	5.01	135 km/s	B2V
22 h 25.3	01° 23	<u>Pi Aqr 212571</u>	5.66	300 km/s	B1Ve
22 h 35.9	39° 38	<u>8 Lac A 214168</u>	5.71	350 km/s	B1V
22 h 40.7	-27° 03	<u>18 PsA 214748</u>	4.17	290 km/s	B8IVe
22 h 42.9	44° 43	<u>215227</u>	8.75	320 km/s	B5
22 h 48.7	55° 07	<u>216044</u>	8.51	110 km/s	B0
22 h 48.8	54° 25	<u>216057</u>	6.14	370 km/s	B6V
22 h 50.4	41° 57	<u>14 Lac 216200</u>	5.92	225 km/s	B3IV
22 h 57.1	48° 41	<u>EW Lac 217050</u>	5.42	265 km/s	B3IVpe
23 h 00.9	38° 42	<u>V378 And 217543</u>	6.54	370 km/s	B2V
23 h 01.9	42° 20	<u>Omi And 217675</u>	3.62	330 km/s	B6III
23 h 02.7	55° 14	<u>V638 Cas 217833</u>	6.52	30 km/s	B9IIIwe
23 h 03.8	03° 49	<u>Bet Psc 217891</u>	4.53	130 km/s	B6Ve
23 h 04.0	63° 24	<u>CW Cep 218066</u>	7.62	-	B1V
23 h 07.1	50° 12	<u>KX And 218393</u>	7.02	-	Bpe
23 h 09.3	49° 39	<u>KY And 218674</u>	6.76	255 km/s	B3IVe
23 h 22.2	56° 21	<u>V813 Cas 220300</u>	7.80	-	B6IV-V
23 h 39.1	50° 28	<u>222304</u>	5.35	180 km/s	B9V
23 h 49.9	62° 13	<u>V818 Cas 223501</u>	7.79	-	B2V
23 h 58.8	32° 23	<u>224544</u>	6.52	260 km/s	B6IVe
23 h 58.8	46° 25	<u>LQ And 224559</u>	6.54	300 km/s	B4Vne

2b- Stelle di Wolf-Rayet

Le stelle di Wolf-Rayet sono una stelle estremamente calde (temperatura 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). Le WR sono stelle molto 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 sistematico è molto importante. Si ipotizza, inoltre, che, passando al termine della loro linea evolutiva nella fase di "collapsar", possano dare 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	Altre serie; HeI
WN 8	NIII >> NIV	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 Wolf Rayet sufficientemente luminose da poter essere alla portata dello Star Analyser con un telescopio di medie dimensioni

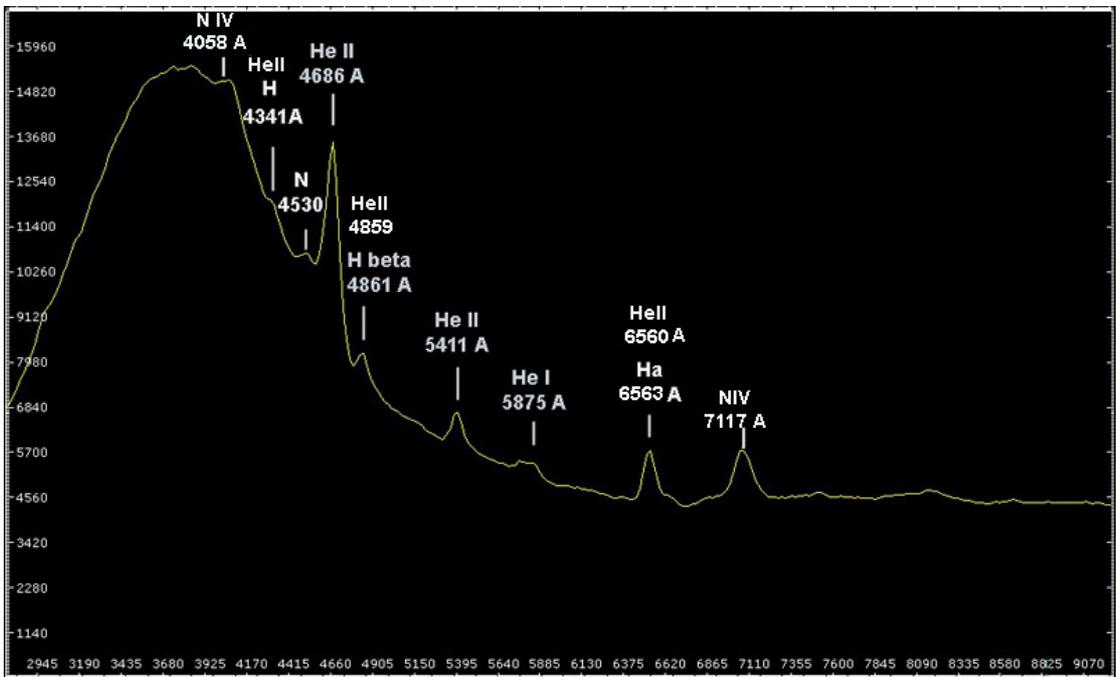
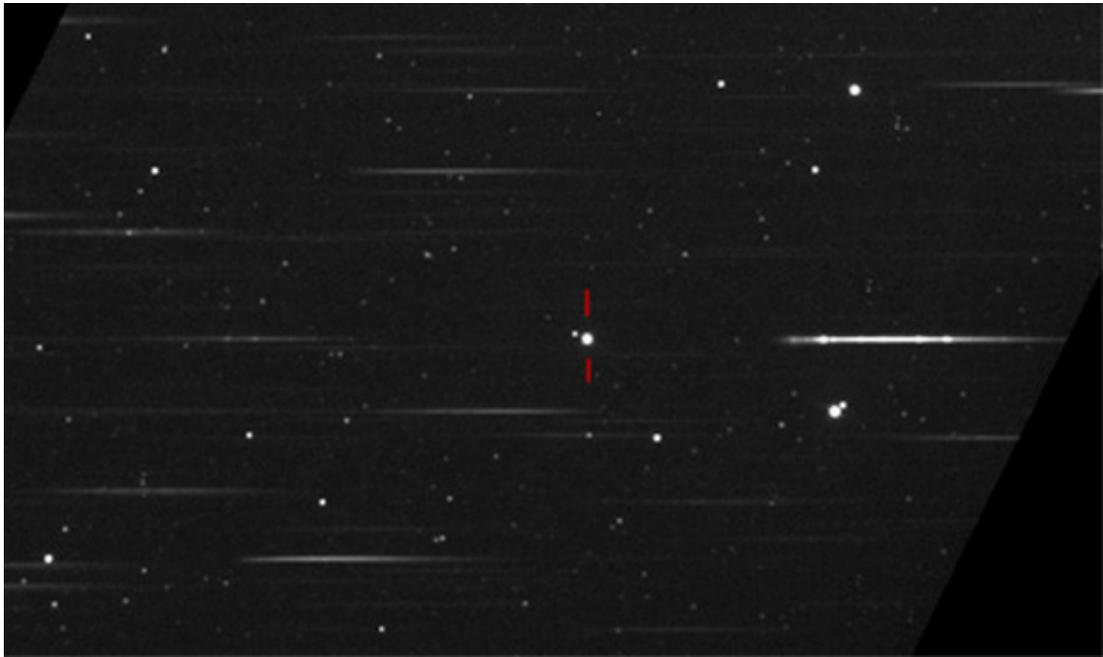
WR	HD	R.A.	Dec.	Tipo	Mag V
1	4004	0 43 28.4	+64 45 35	WN5	10.12
2	6327	1 05 23.0	+60 25 19	WN2	11.43
3	9974	1 38 55.7	+58 09 23	WN3	10.62
4	16523	2 41 11.6	+56 43 50	WC5	9.98
5	17638	2 52 11.7	+56 56 07	WC6	10.51
6	50896	6 54 13.0	-23 55 42	WN5	6.74
7	56925	7 18 29.2	-13 13 01	WN4	11.74
110	165688	18 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 è 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

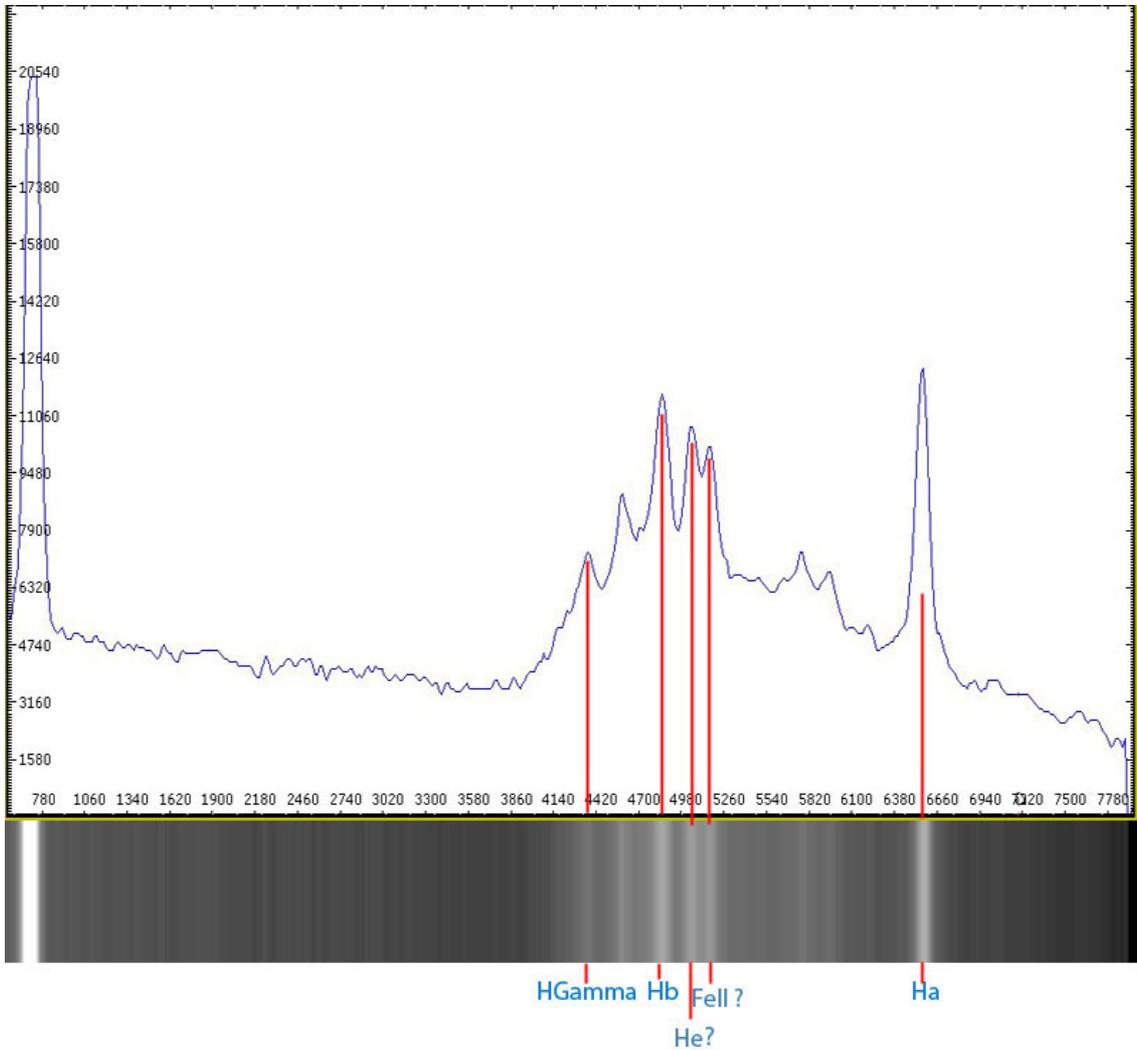
2c- Novae

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 100 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.



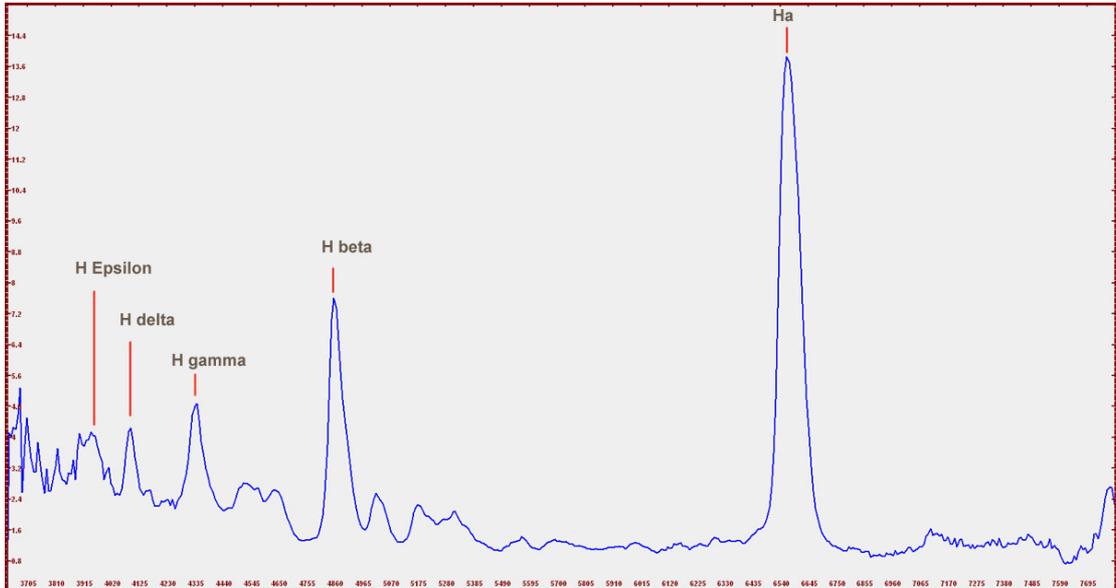


Un altro esempio di nova è quello della nova Delphini 2013, scoperta nell'agosto 2013 da un astrofilo giapponese PNV J20233073+2046041. Si tratta di una Nova molto luminosa, di mag 6.8, che presentava caratteristiche evidenti di emissione nelle righe Ha e H beta, nonché una straordinaria evoluzione, con cambiamenti da un giorno all'altro.

Dal profilo allegato, 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 .

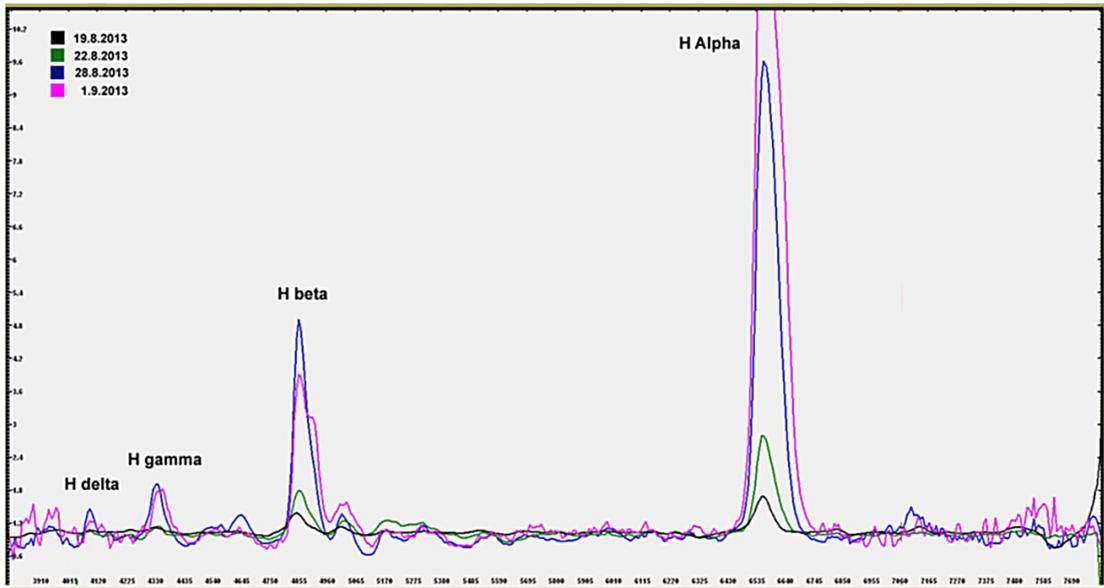
C14@f 5, Artemis CCD (Sensore Sony ICX 285 AL), Star analyser, media di 30 frames da 3 sec, h. 23.01 UT Roma Spettro corretto per la risposta, normalizzato e fondo cielo sottratto.

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 seguente è mostrata 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 le ultime versioni di V Spec possiedono 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.

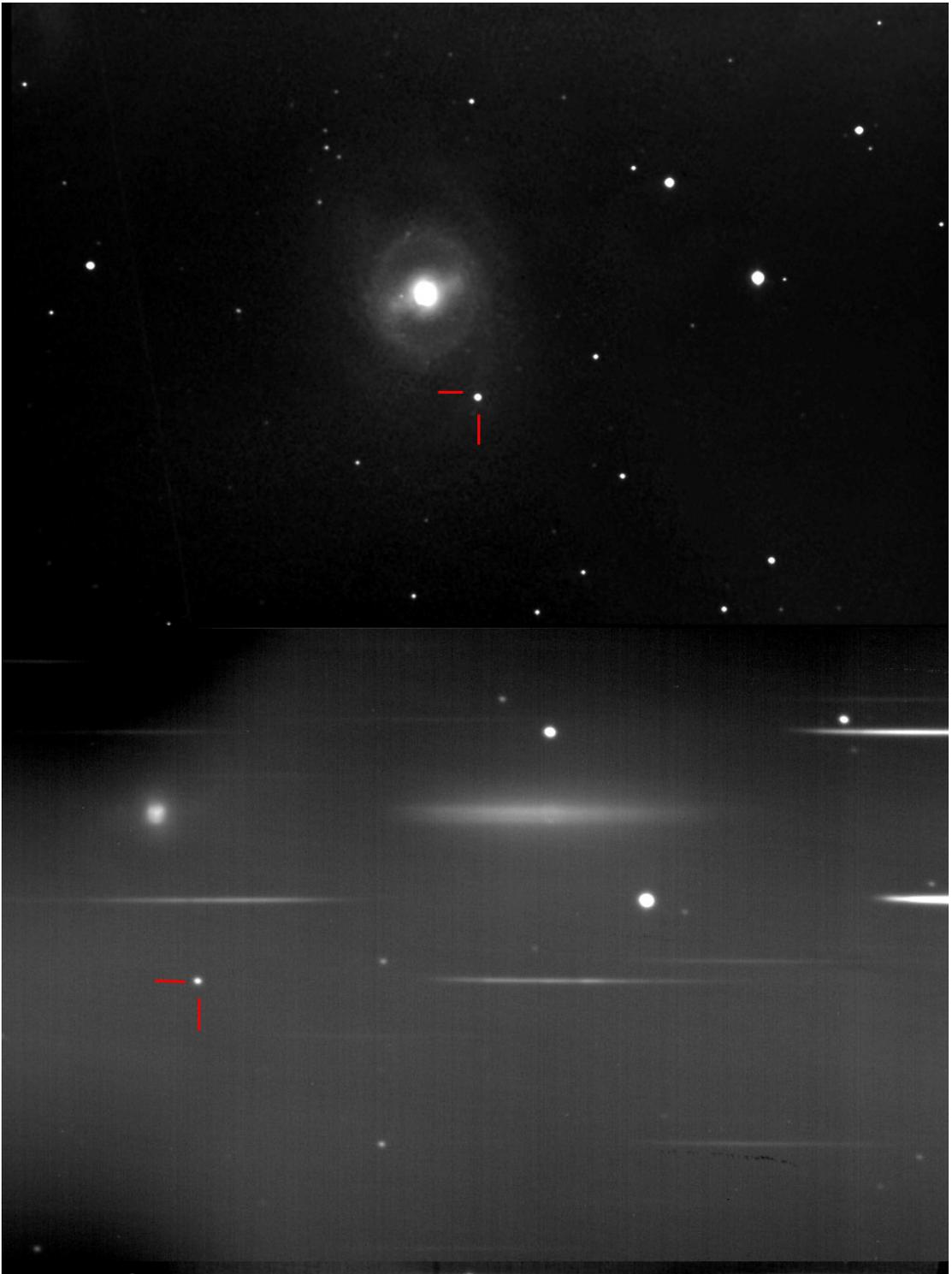
		Type Ic	
		Righe dell'Elio deboli o assenti, righe Ca II Fe II	
Type II Mostra le righe dell'idrogeno della serie di Balmer (Ha, Hbeta, H gamma)	Tipo II-P/L/N	Type II-P/L	Type II-P Raggiunge un plateau nella curva di luce
		Assenza di righe strette	Type II-L

			nella curva di luce
		Type II _n Alcune righe sottili	
Type II _b Lo spettro cambia , diventando di tipo Ib			

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, e la maggioranza si attesta su magnitudini dell'ordine di 16-17, è l'uso di un telescopio di buona apertura (almeno 25-30 cm) che possa acquisire sufficiente rapporto S/R .

Chi scrive raggiunge mediamente, da una città ad alto inquinamento luminoso come Roma, spettri della 14^a 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. Si può quindi correttamente pensare di poter raggiungere magnitudini di 15-16 da luoghi, montani o non, a minor tasso di inquinamento luminoso con telescopi da 35-40 cm.

M 95 ha ospitato, nella primavera del 2012, una supernova piuttosto luminosa, di mag circa 13.7, di tipo II_p 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 P Cygni 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



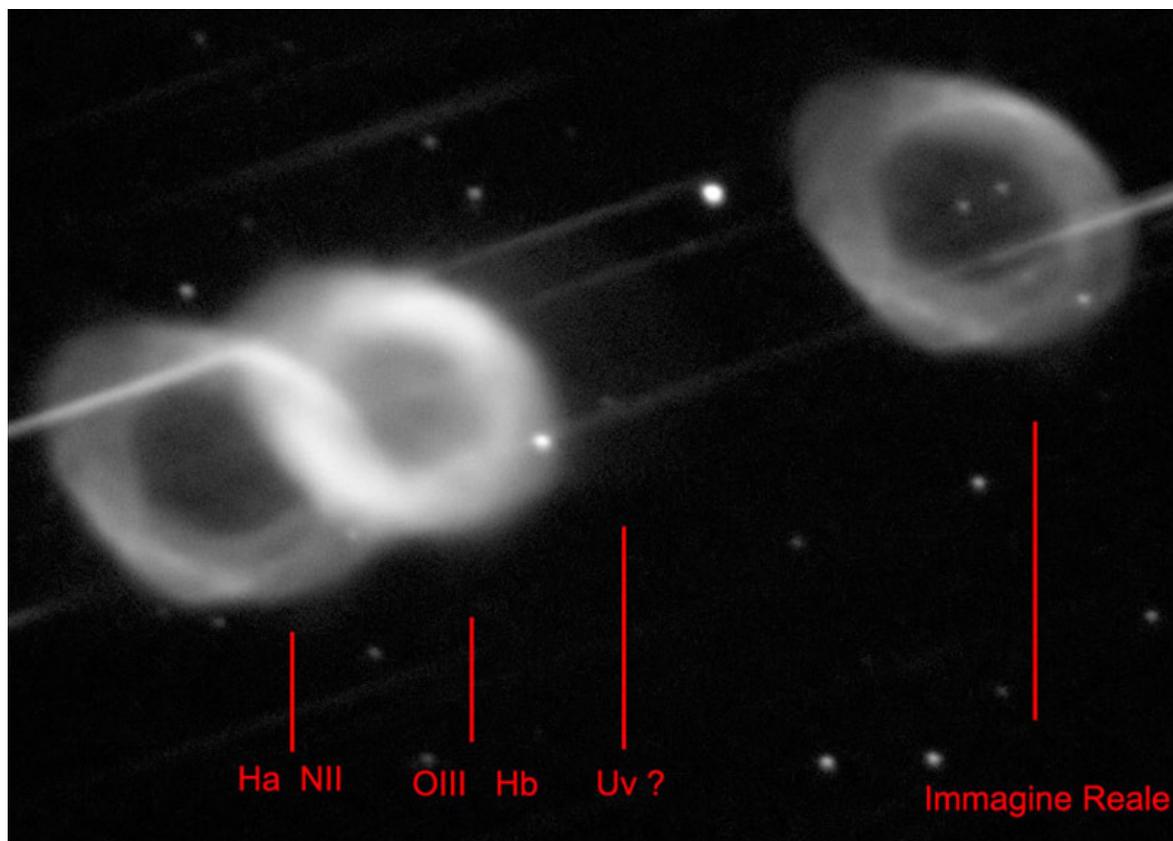
Lo shift della riga Ha



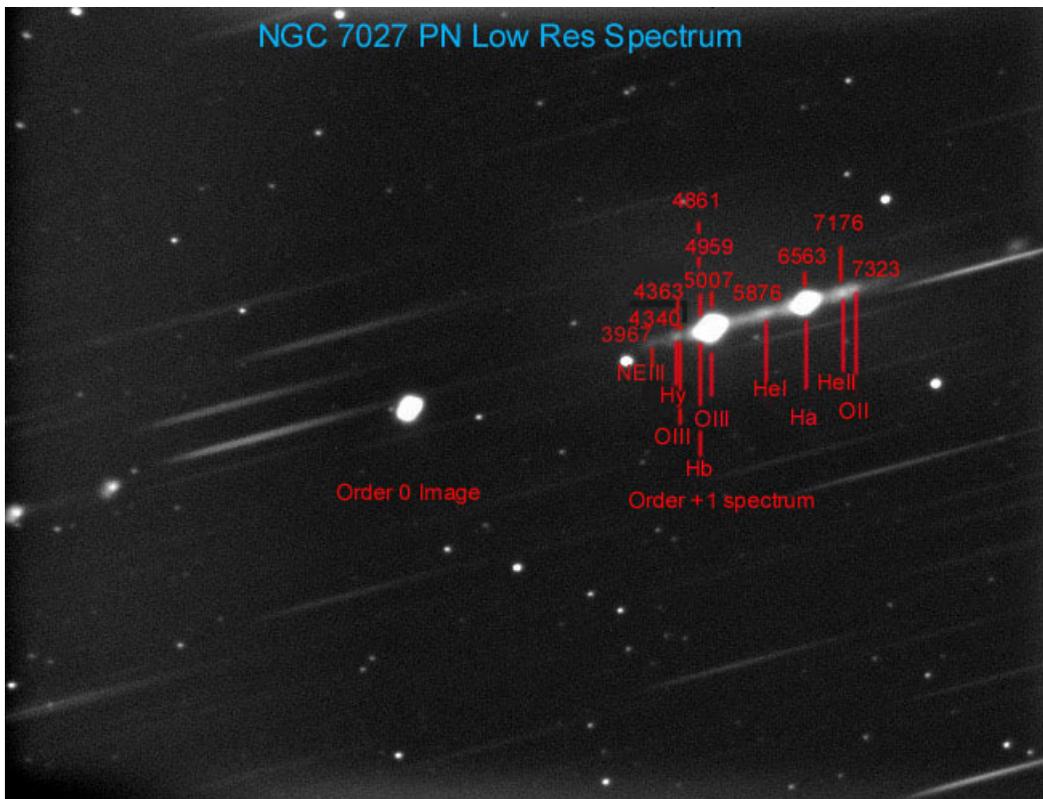
Il confronto tra i profili delle due osservazioni

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 nebulose 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'Hb (parte più chiara) rispettivamente a 5007 e 4861 Å (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 Å nella zona a sinistra più 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:



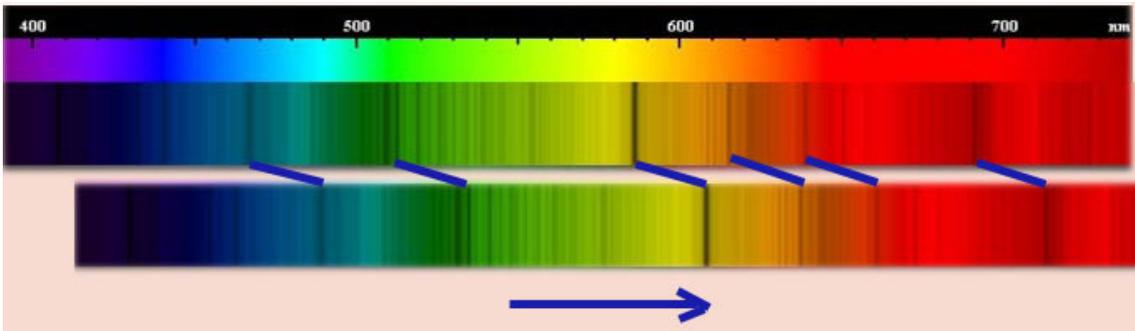
4-Spettri di Quasars, Blazars ed altri oggetti relativistici.

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.



Come si è visto in precedenza 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

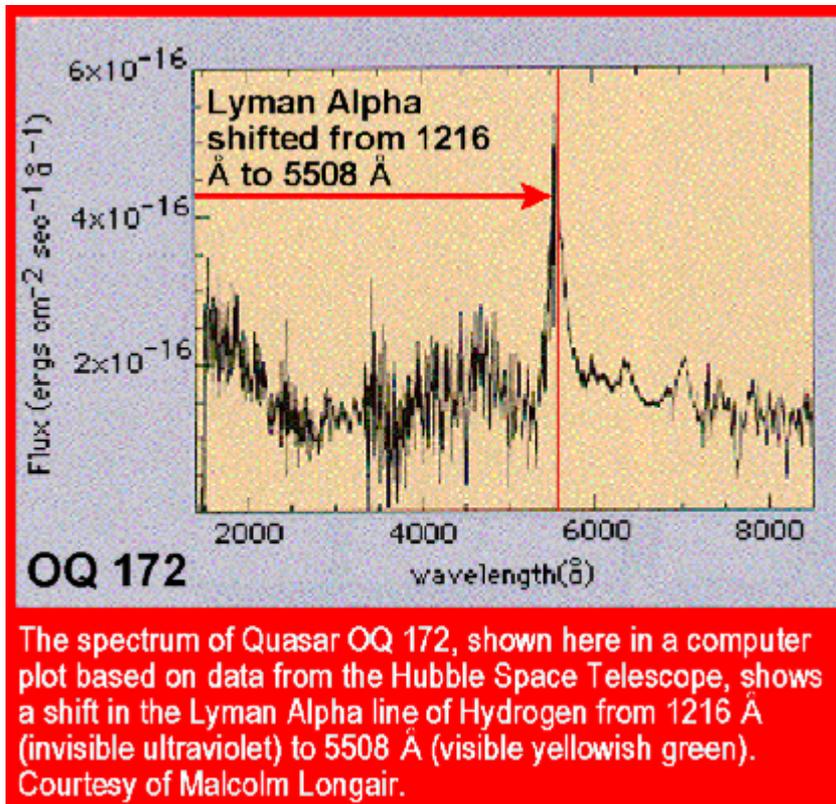
$L_1 - L_0 = dL$ è l'incremento di lunghezza d'onda osservata

Per le altre formule e gli esempi si rinvia a quanto riportato in precedenza sull'argomento.

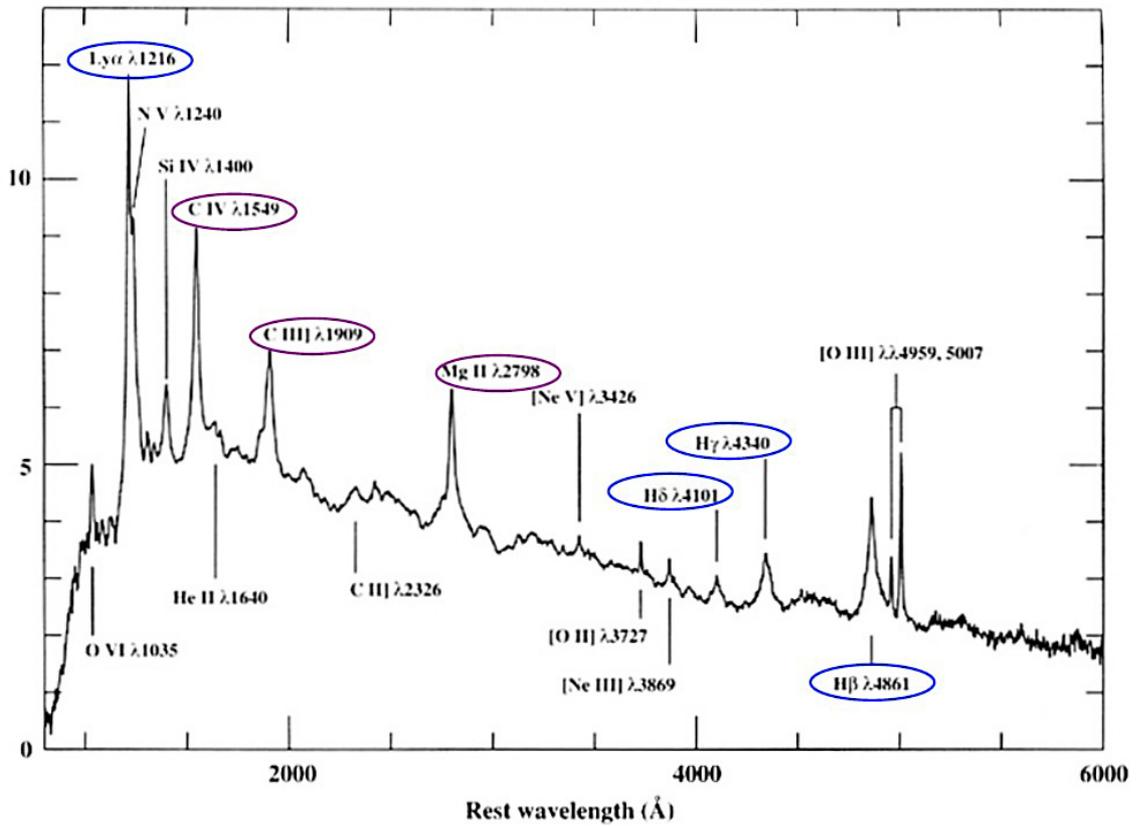
Tornando ai Quasars, le principali caratteristiche principali di questi oggetti, in genere di aspetto puntiforme , quasi stellare, da cui il loro nome, sono:

- La grande luminosità
- lo spettro molto esteso
- le larghe righe di emissione
- gli alti redshift

I redshift elevati rendono in alcuni casi possibile osservare la riga Lyman Alpha dell'Idrogeno a 1216 Å, come nel caso sotto riportato del QSO OQ 172, plo



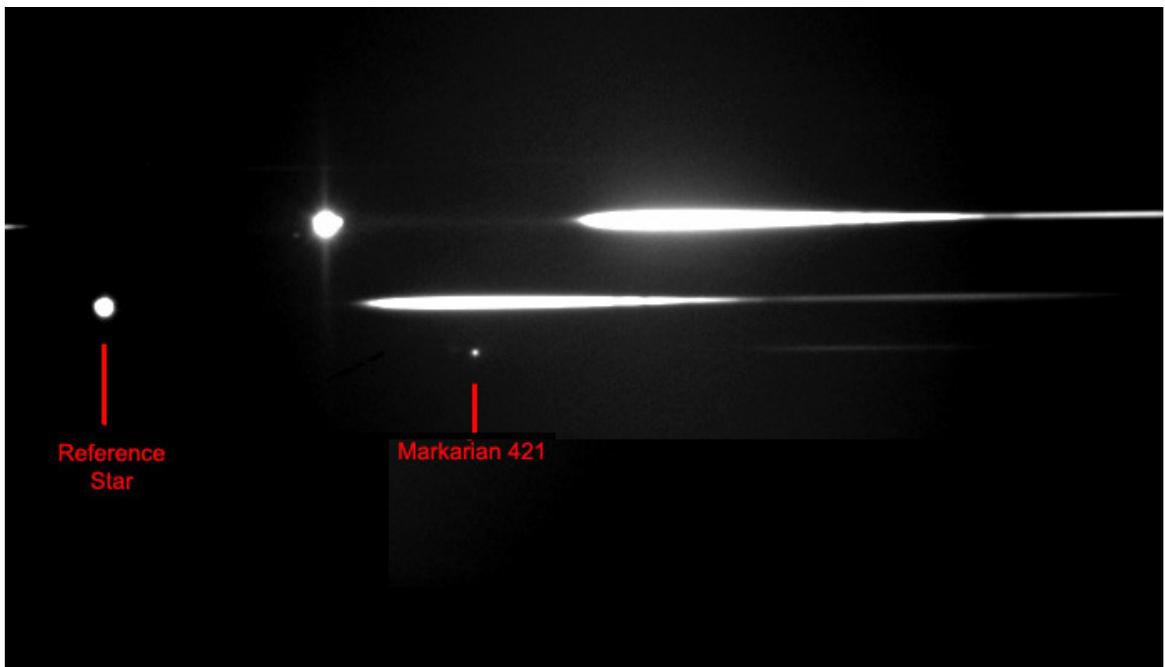
Nell'immagine che segue è riportato lo spettro sintetico medio di QSO di $z < 1$, quelli più accessibili agli amatori : le lunghezze d'onda sono quelle a riposo.



Di seguito alcuni esempi di spettri di blazar e quasars

Blazar 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 ed è lontano circa 360 Milioni di anni luce, con un redshift di 0.03. Era da tempo che pensavo allo spettro dei blazar, ed il 15 luglio 2009 mi decisi a tentare di riprenderne uno. Ripresi quindi 50 frames da 30 sec. ciascuno con una camera Atik 16 HR in binning 2x2 con reticolo di diffrazione Star Analyser da 100 l/mm al fuoco del mio Celestron 14 a fr 11 per lo spettro di Mark 421 e 4 frame da 2 sec. ciascuno per la stella di riferimento (di 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, ho ottenuto poi 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 $23.7 \text{ \AA} / \text{Pixel}$, a 142 Angstrom, il che vuol dire che la riga H β si troverebbe a 5003 \AA 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.

Quasar KUV 18217 + 1649

KUV 18217 +1649 è un Quasar brillante in Draco, ed uno dei più brillanti della sua classe. Esso fu scoperto nel 1977 come sorgente di raggi X dal satellite HEAO1. L'oggetto era stato ripreso nel 1980 nella survey KISO (KUV) con magnitudine 14.2. Osservazioni spettroscopiche rivelarono più tardi la sua natura di Quasar con uno spettro di tipo Seyfert 1. La galassia ospite del QSO è una gigante ellittica, classificata come galassia infrarossa iperluminosa (HyLIRG). Nella figura che segue è mostrata un'immagine da 300 secs del campo del mio C14 @f7 con al centro il QSO con campo di circa $10 \times 16'$ e nella successiva un'immagine professionale.

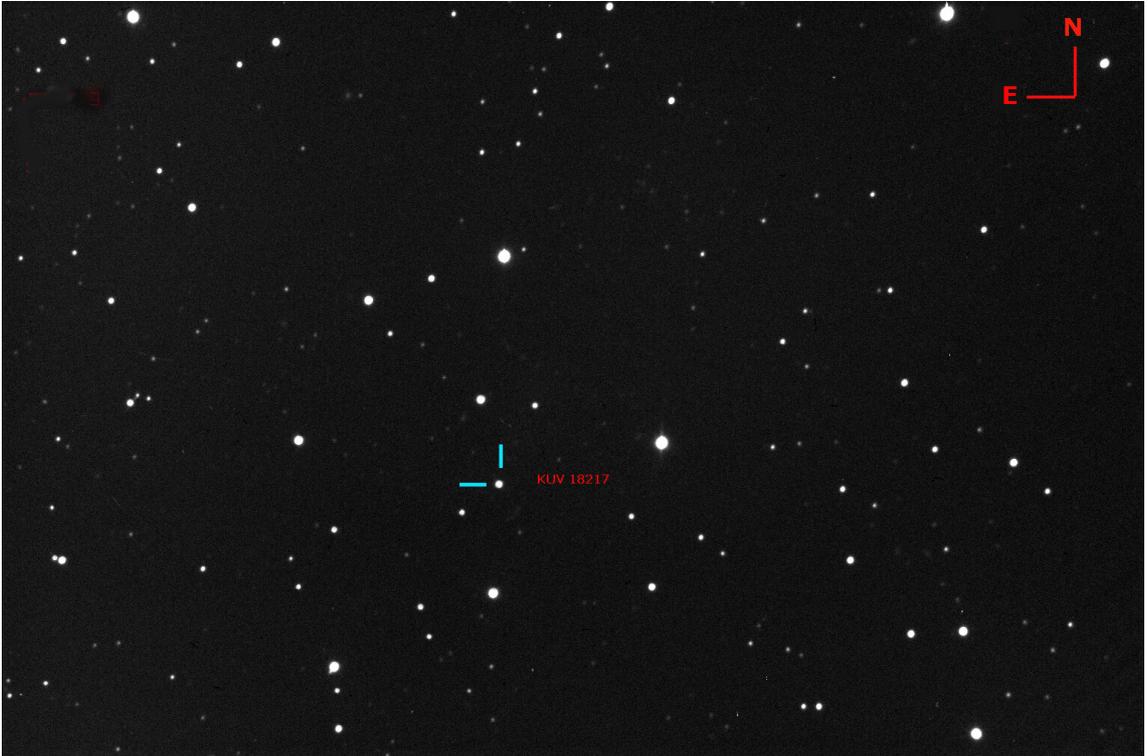


Immagine del QSO ripresa dall'autore con 300 secs di integrazione del C14 @f7e
CCD Sbig ST8 con campo di circa 10 x 16 '

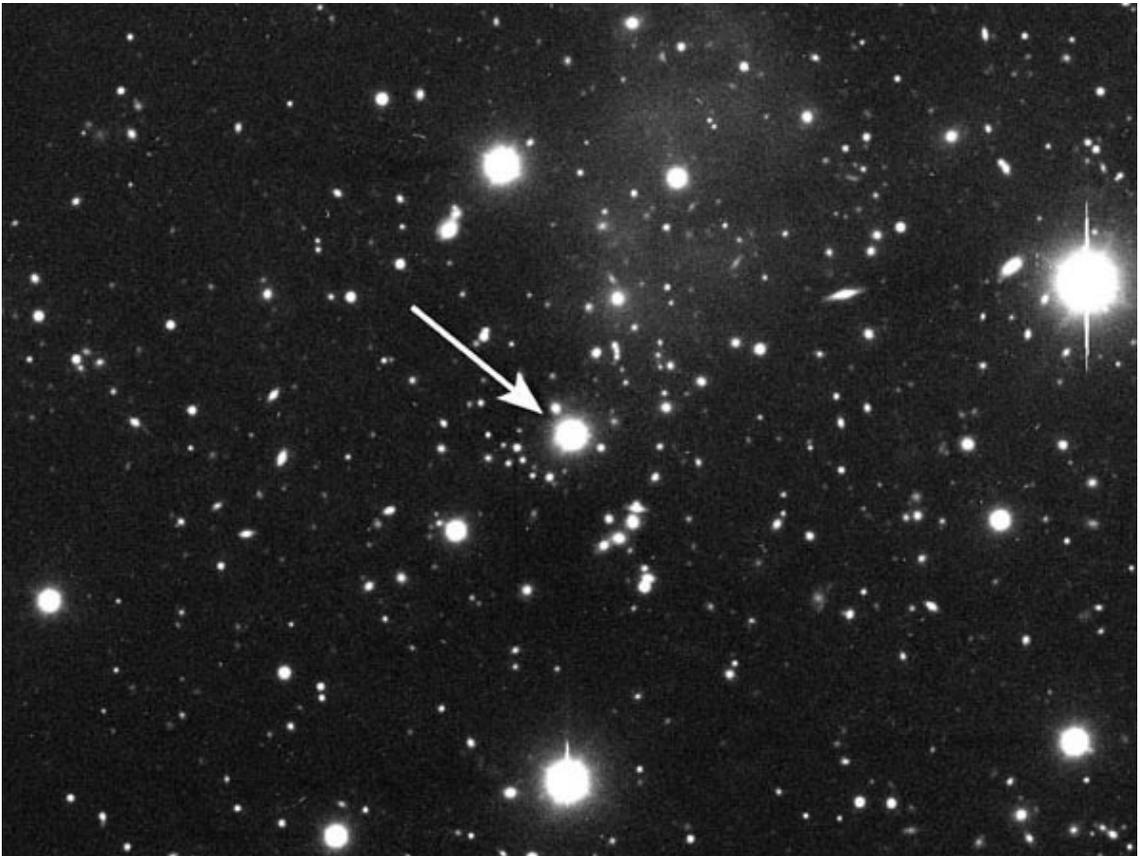


Immagine del telescopio WIYN che mostra il quasar con , sullo sfondo, l'ammasso di galassie CL 1821 +643 e la nebulosa planetaria diffusa PK 94 +27.1 (credit WIYN Observatory; NOAO, NSF)

Dati dell'Oggetto

RA: 18 21 57.2

Dec: +64 20 36

Distanza : 1141 Mpc; 3721338251.26 AL

Mag 14.24

Redshift: 0.297

Dati della strumentazione utilizzata

Celestron 14 f 7 (6,3 Meade focal reducer)

camera Sbig ST8 XME CCD

Reticolo di diffrazione Star Analyser 100

Montatura 10 Micron GM 2000 FS2

la prima osservazione del 29 agosto 2014 dal mio Osservatorio di Ponte di Nona, alla periferia di Roma, fu una vera delusione, la somma delle 40 immagini spettrali non mostrava alcun dato, mi riservai quindi di ripeterla al più presto, cosa che feci il successivo 26 settembre , dopo circa un mese.

Ai 40 frames originali furono sommati e calibrati con dark e flat altri 48 frames da 60 sec con Astroart, per un totale di 88 minuti di integrazione :quasi 1 ora e mezza, che da un cielo inquinato costituisce una vera sfida.Stavolta però si vedeva qualcosa, anche se molto debole, come confermato da un crop e binning molto forzato dello spettro del QSO estratto dall'immagine spettrale della zona di cielo affollata di stelle in cui esso si trova.L'immagine spettrale bidimensionale è stata quindi importata in Visual Spec e , dopo aver sottratto il fondo cielo,ne è stato estratto il profilo.Per la calibrazione in lunghezza d'onda è stata usata un'immagine dello spettro di Vega, messo a registro col primo.La calibrazione per la risposta è stata effettuata dividendo il profilo del QSO per la curva di risposta ottenuta dallo spettro di Vega.La dispersione ottenuta è stata di $15.4 \text{ \AA} / \text{pixel}$ con il reticolo posto a 60 mm dal sensore CCD della camera.

Nelle immagini che seguono è riportata la sequenza della ripresa ,dell'estrazione del profilo e della sua calibrazione.

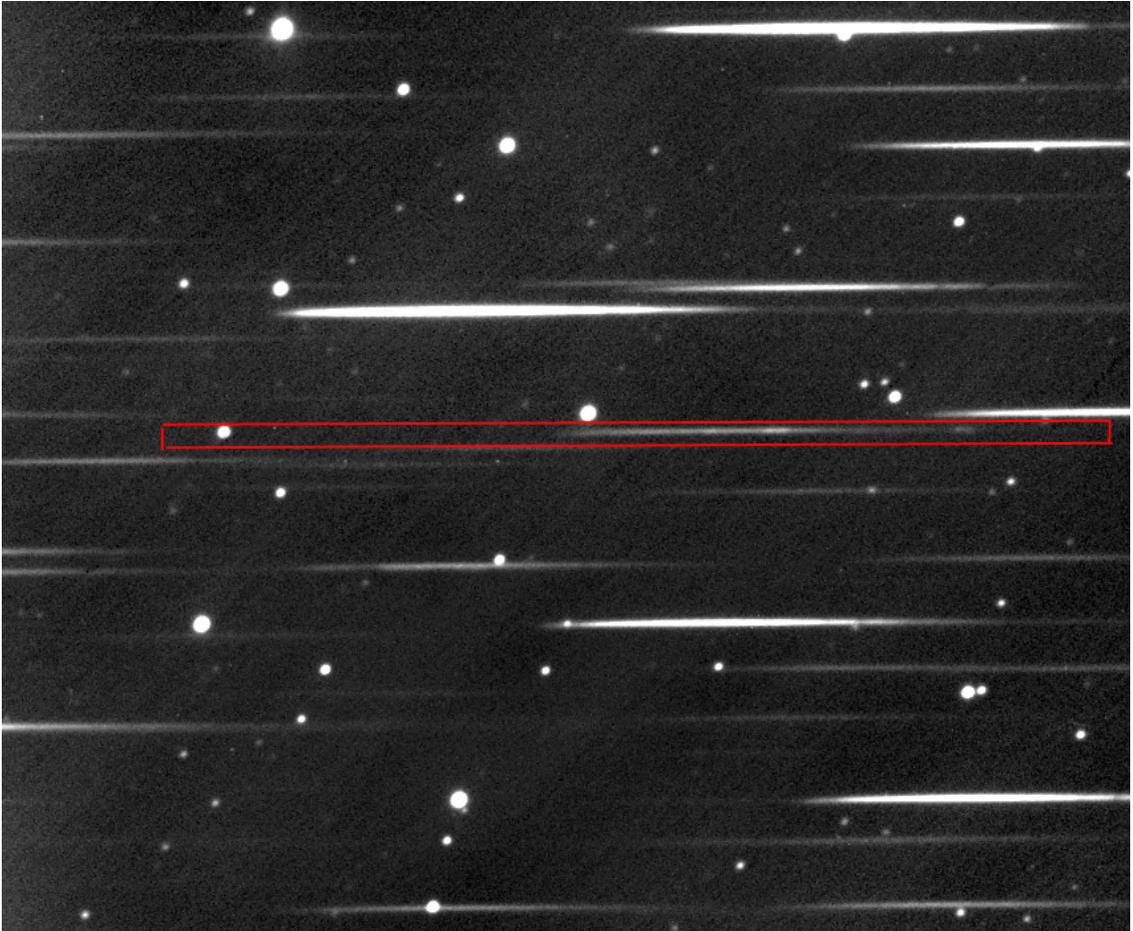


Immagine della zona di cielo del QSO dopo la somma dei singoli frames e sottrazione di dark e flat



Lo spettro bidimensionale del QSO isolato e “stirato” verticalmente per evidenziarne le righe



Il profilo spettrale sovrapposto a quello della stella Vega, ripresa nella stessa sera, per la calibrazione in lunghezza d'onda.



Il profilo spettrale calibrato in lunghezza d'onda



Il profilo calibrato per la risposta

Da un primo esame del profilo spettrale calibrato risultavano i primi problemi:

1- che la messa a fuoco per il visibile non andava bene per gli spettri redshiftati nell'IR, in quanto nell'Infrarosso le righe appaiono leggermente fuori fuoco, al punto da sembrare quasi sdoppiate

2- La difficoltà di individuazione delle righe stesse, tenuto conto che l'unico spettro professionale reperibile on line dell'oggetto, al NED (NASA IPAC Extragalactic Database) è nel lontano IR, tra 46 e 200 micron. I dati certi sono quindi 2: il redshift, pari a 0.297, come risulta dal NED stesso. ed il tipo di spettro, comune ad altri QSO, di tipo Seyfert 1,1 ovvero quello di con righe allargate alla base e sottili sopra, essenzialmente della serie di Balmer dell'Idrogeno (HG, Hb e Ha) e dell'OIII.

Si trattava quindi di individuare tali righe nella loro esatta collocazione nel profilo spettrale del KUV 18217. Ora, sulla base del valore di z del NED, la lunghezza d'onda osservata in \AA di tali righe dovrebbe essere, sulla base della formula $dL = z \times L$ (dL e L rispettivamente l'incremento di lunghezza d'onda e la lunghezza d'onda a riposo) come segue:

$$H \text{ gamma } 4340 + (0.297 \times 4340) = 5629$$

$$H \text{ beta } 4861 + (0.297 \times 4861) = 6305$$

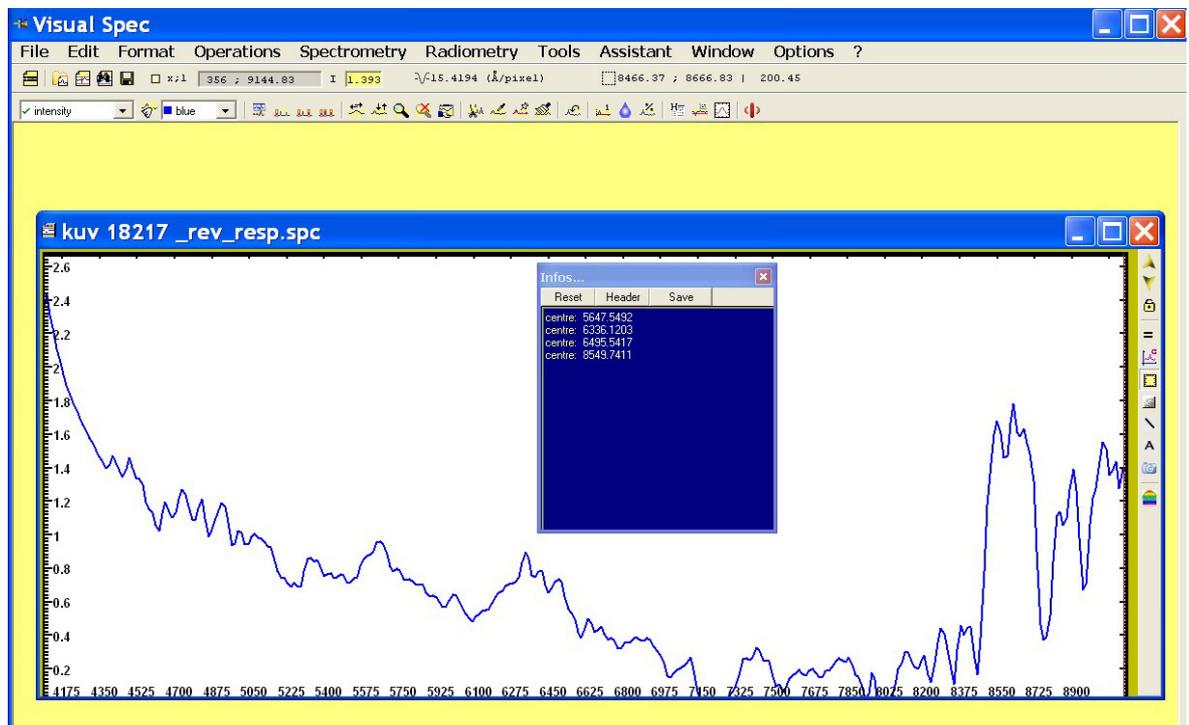
$$\text{OIII} \quad 5007 + (0.297 \times 5007) = 6494$$

$$\text{Ha} \quad 6563 + (0.297 \times 6563) = 8512$$

A questo punto restava che calcolare il centro delle righe più evidenti nel profilo per identificarle con ragionevole certezza, e derivare l'errore contenuto nel profilo del mio spettro rispetto ai dati professionali.

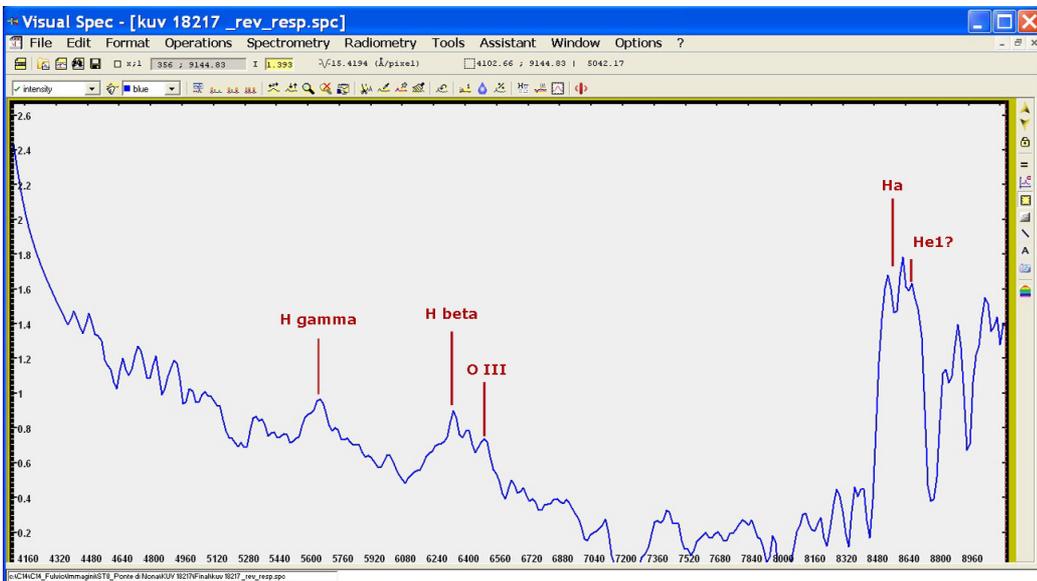
La parte più difficile è stata la valutazione della riga Ha, che appariva con una doppia cuspide, a mio avviso dovuto alla leggera sfocatura, od anche al possibile blend con l'NII, presente negli spettri di tipo Seyfert1: comunque ho considerato entrambe le cuspidi nella determinazione del centro riga la riga vicina, a 110 Å circa verso l'IR potrebbe essere HeI, ma è solo un'ipotesi.

I valori in nero rappresentano quelli professionali e quelli in rosso la collocazione delle righe nel mio profilo. La determinazione del centro riga è stata effettuata con l'apposita routine di VSpec e l'individuazione dei relativi elementi con lo stesso programma.



Determinazione del centro riga

H gamma	5629	5647	+18
H beta	6305	6336	+31
OIII	6494	6495	+ 1
Ha	8512	8549	+37



Individuazione precisa degli elementi presenti nel mio spettro

Si trattava, in ultimo, di stabilire il redshift risultante dalla mia osservazione per le singole righe e quindi il suo valore medio con la formula $z = dL/L:$

H gamma	dL: (5647 - 4340)	1307	z	0.301
H beta	(6336 - 4861)	1475		0.303
OIII	(6495 -5007)	1488		0.297
Ha	(8549 -6563)	1986		0,302

Il valore di z medio delle righe esaminate è risultato **0,300 +- 0.002** (errore di 15 A dovuto alla bassa dispersione) **L'errore rispetto al valore di z professionale è stato di 0.003**, probabilmente in parte attribuibile alla non perfetta messa a fuoco IR .

Un errore di 0.003 nel valore di z sembra accettabile, considerato il limite strumentale amatoriale, avrebbe, tuttavia, potuto esserci un un risultato ancora migliore con una foceggiatura più precisa nell'IR , magari foceggiando con un filtro rosso su una stella luminosa (un IR pass avrebbe poi messo fuori fuoco il visibile).

Dal valore di z si ottiene poi facilmente la velocità radiale dell'oggetto, con la formula:

$$V = c \times z$$

Dove z è il redshift e c la velocità della luce nel vuoto

Nel nostro caso è: $V = 299742 \times 0.3 = 89922$ Kms (velocità del NED 89038)

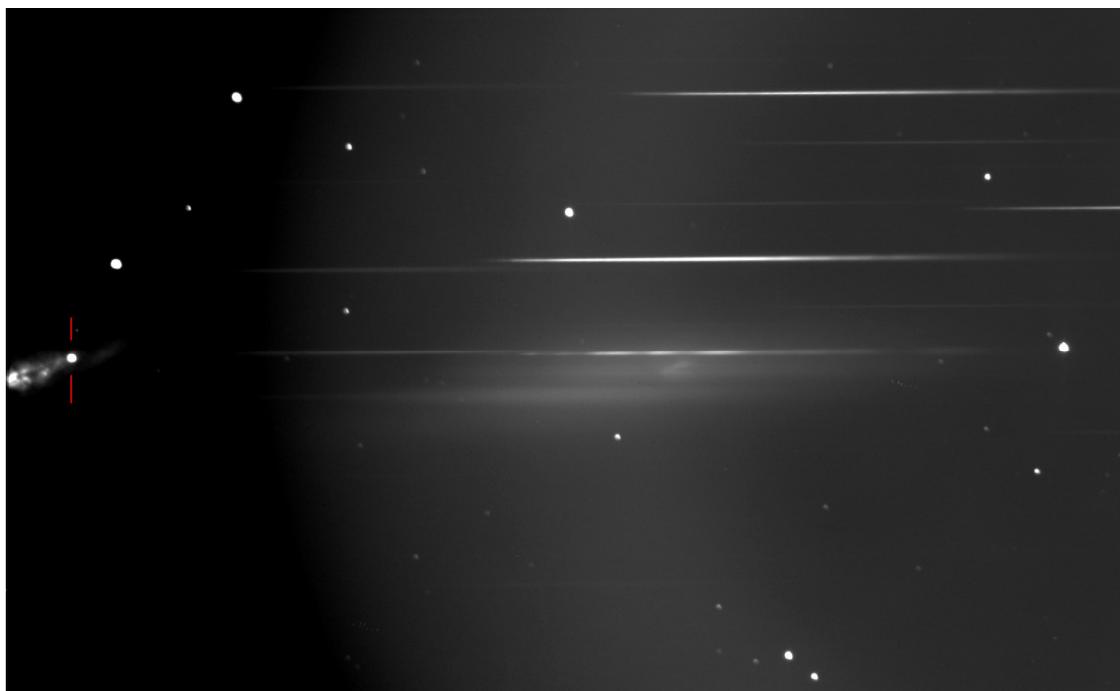
Tornando poi alla considerazione iniziale circa la difficoltà di registrazione dello spettro, la risposta è semplice e chiaramente visibile nel profilo spettrale corretto per la risposta: la maggior parte dell'energia luminosa delle righe più intense come l'Ha è spostata nell'IR per il redshift, mentre nel visibile questa è bassa: la capacità di registrare lo spettro in questione è stata dovuta esclusivamente alla notevole efficienza quantica nell'infrarosso del sensore della Sbig ST8, il KAF 1603 con microlenti che è di ben il 35% a 8500 A. Probabilmente con sensori con minore QE in questa parte dello spettro non sarei riuscito ad ottenere uno spettro leggibile dell'oggetto da Roma, dato che il relativo segnale era appena al di sopra del rumore del fondo cielo.

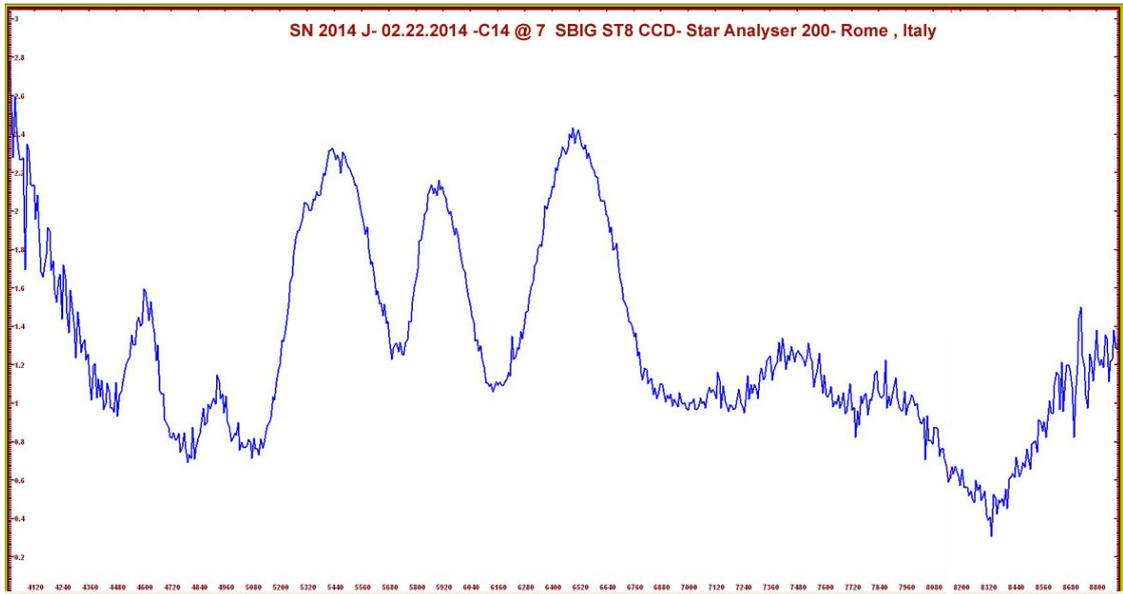
In conclusione, il mio consiglio per coloro che si volessero cimentare nell'osservazione descritta migliorandone il livello di precisione è di effettuarla con uno spettroscopio a fenditura ed un telescopio di almeno 40 cm in condizioni di seeing stabile e basso inquinamento luminoso.

Lo "Star Analyser 200"

La stessa casa produttrice dello SA 100 , ha messo in vendita nei primi mesi del 2014 un altro prodotto ,lo "Star Analyser 200", che è del tutto simile al primo, ma ha una risoluzione e dispersione doppia, permettendo quindi ai possessori di ruote portafiltri di poterlo inserire nelle stesse, a breve distanza dal sensore (30-50 mm) senza perdita apprezzabile di dispersione e risoluzione rispetto al suo predecessore posto a distanza ottimale (60-90 mm).

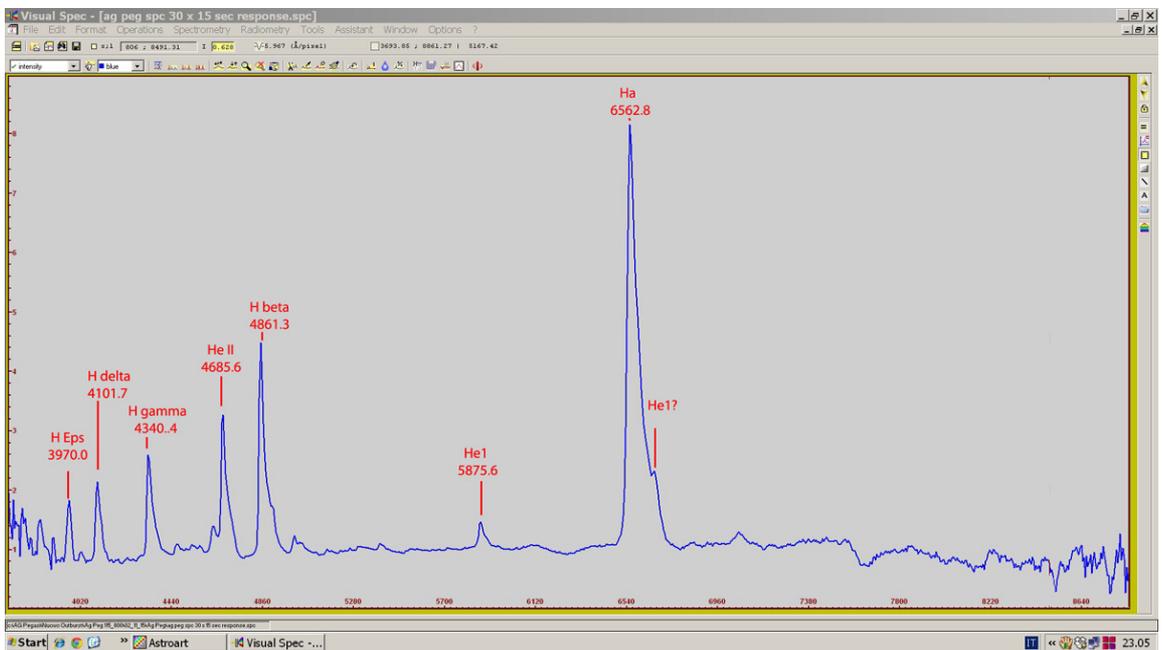
Qui di seguito sono mostrate le immagini dello spettro bidimensionale e del profilo della supernova 2014 J in M82, di tipo 1° , ripreso il 22 febbraio 2014. Dalle prime esperienze fatte da chi scrive, tuttavia, il guadagno in risoluzione sembra parzialmente compensato dalla perdita di segnale rispetto allo S.A. 100; per le magnitudini più elevate (13-15) ancora alla portata di strumentazioni amatoriali, appare quindi ancora utile il modello a minore numero di l/mm, a meno di non disporre di diametri strumentali elevati.





Osservazione di AG Pegasi

Ag Pegasi è una stella simbiotica binaria, nova a lentissima evoluzione, nella costellazione di Pegaso, formata da una gigante rossa (classe M3) ed una nana bianca, di dimensioni rispettivamente 2.5 e 0.6 masse solari: essa dista dalla terra circa 650 parsec. Inizialmente di 9^a magnitudine, la stella brillò improvvisamente nel 1985 in un notevole outburst che la portò a mag. 6, e poi ritornò a mag 9 alla fine del secolo scorso. Essa si trova nelle vicinanze di Enif (Epsilon Pegasi) alle coordinate: AR 21^h 51^m 01.97413 Dec +12° 37' 32.1218. Nei mesi di giugno ed ottobre 2015 la stella ha prodotto due nuovi outburst. Qui di seguito lo spettro ripreso da chi scrive con lo Star Analyser 200 applicato ad un telescopio rifrattore apocromatico TMB LZO 115/800 f 7, camera Atik 16 HR (Sony ICX 285 AL), dispersione 5.9 Å/Pixel (spettro corretto per la risposta).



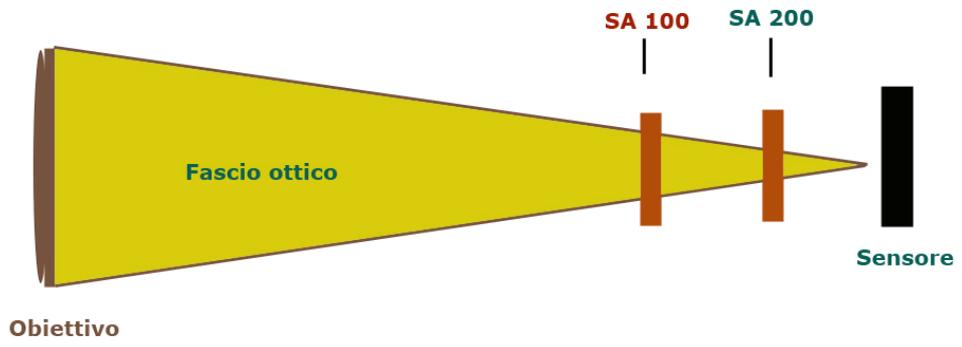
Risoluzione effettiva comparata di SA 100 e 200

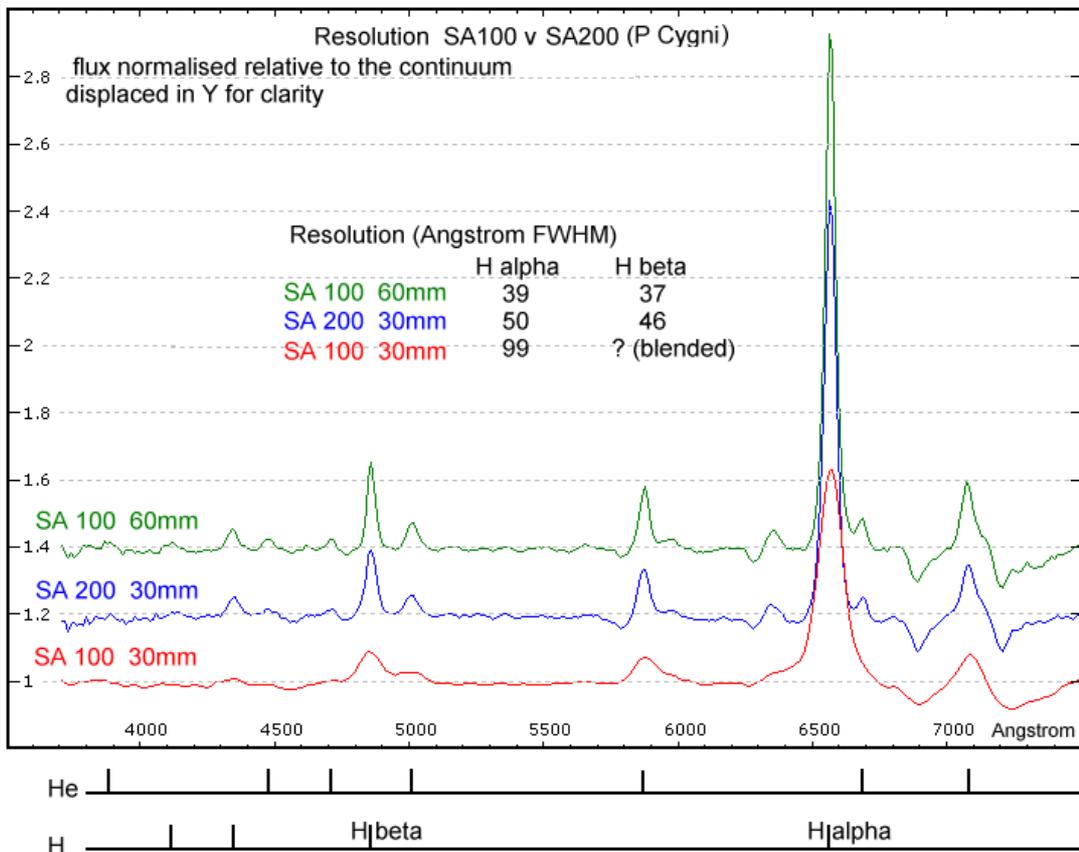
Il livello di risoluzione massimo effettivo raggiungibile con lo SA 100 e 200 (oltre che con altri spettroscopi) è dato dalla FWHM in Angstrom della riga più stretta presente nello spettro. E' molto utile, al riguardo, il lavoro effettuato dal noto amatore spettroscopista inglese Robin Leadbeater, sulla comparazione della risoluzione dello SA 100 e 200 posti a varie distanze sullo spettro della stella PCygni.

I profili sono stati normalizzati e la risoluzione calcolata con la FWHM della riga Ha e H beta.

Da questo si osserva che la risoluzione dello SA 200 posto alla stessa distanza dal sensore rispetto allo SA 100 è praticamente il doppio di quest'ultimo, come era logico aspettarsi, sulla riga H alfa.

Dal grafico si può anche notare come, allorché lo Star Analyser 100 è posto ad una distanza dal sensore doppia rispetto al 200, la sua risoluzione sia addirittura maggiore di questo. Ciò è spiegabile col fatto che in tal caso lo SA 100 intercetta una maggiore quantità di luce del cono ottico convergente proveniente dall'obiettivo del telescopio, come si osserva nella figura che segue.





La questione del Flat field in spettroscopia senza fenditura

In molteplici discussioni sui gruppi dedicati alla spettroscopia è stato affrontato il tema dell'effettiva utilità, in campo amatoriale, dell'uso del flat field per la correzione degli spettri bidimensionali.

Alcuni hanno affermato l'inutilità di tale correzione, specie nella spettroscopia senza fenditura in fascio convergente, per i seguenti motivi principali:

-difficoltà di illuminare il campo inquadrato nello stesso modo in cui è illuminato dal cielo :sky flats e dome flats, ottime per l'imaging sono meno utili per la spettroscopia in quanto il cielo non dà uno spettro continuo.

-necessità di illuminare il capo dell'immagine spettroscopica con uno spettro continuo, in caso di dispositivi a lampade, senza che sia inquinato da altre righe spettrali, cosa più facile a dirsi che a farsi.

- Il flat aggiunge rumore all'immagine, ed è incerto che i benefici apportati all'immagine siano superiori al rumore introdotto.

Altri, e sono la maggioranza, hanno affermato l'utilità del flat field, affermando:

-Se non si prende un flat e si scopre qualcosa di interessante nell'immagine spettroscopica, non è dato sapere se questo qualcosa è reale od un difetto cosmetico.

-Il potenziale incremento di rumore potrebbe essere irrilevante in confronto , ad esempio, ad un fringing dell'immagine che il flat elimina e che potrebbe compromettere in modo serio l'immagine spettrale.

-Scopo principale dei flat è quello di eliminare piccole variazioni di sensibilità tra i pixel, macchie dovute a polvere sul sensore o sui filtri, piccole variazioni di sensibilità con la lunghezza d'onda ed il fringing (molto comuni specie ai sensori Kodak che equipaggiano gran parte delle camere CCD amatoriali).

In definitiva, viene quindi consigliato di prendere flat sia in spettroscopia senza fenditura, che in quella con fenditura, portando attenzione particolare alla sorgente di luce utilizzata, che deve necessariamente produrre uno spettro continuo: le lampade alogene sono la migliore soluzione, mentre uno stacking di numerosi flat tenderà ad abbattere il rumore. Le lampade non dovranno tuttavia avere filtri o protezioni di vetro di alcun genere per non modificarne lo spettro.

Spettroscopi a fenditura a bassa e media risoluzione: oltre lo Star Analyser

Si è sinora parlato di spettroscopi "slitless", ovvero di reticoli a trasmissione posti nel fascio ottico convergente di un telescopio, che hanno pregi inestimabili per l'amatore, come si è visto, ma l'unico, (e purtroppo notevole) difetto della bassa risoluzione e della dipendenza della qualità dello spettro dall'immagine stellare, a sua volta funzione del seeing. Essi costituiscono un primo, importante, passo per l'astrofilo evoluto ed una necessità per oggetti molto deboli, là dove gli spettroscopi a fenditura possono arrivare solo con molta difficoltà con le normali aperture dei telescopi amatoriali e, con montature non sempre all'altezza della precisione di tracking richiesta dalla spettroscopia. Se si vuole , tuttavia andare oltre entrando nel campo della spettroscopia a risoluzione medio-alta, l'unica strada è uno spettroscopio a fenditura. Ma qui si entra in un territorio che presenta luci ed ombre, perlomeno a livello amatoriale. Cerchiamo quindi di vedere in modo sintetico ed obiettivo quali sono i vantaggi e quali gli svantaggi di una strumentazione spettroscopica più sofisticata e performante.

Il vantaggio principale è la maggiore risoluzione ottenibile, e non è un vantaggio da poco, in quanto talvolta decisivo nella determinazione delle caratteristiche spettrali di un dato oggetto, dato che negli spettri a bassa risoluzione alcune righe appaiono "blended" ovvero unite con altre di altri elementi ad esse vicine; per non parlare

della determinazione delle velocità radiali, tanto più precise quanto maggiore è la risoluzione ottenuta.

Ma, quali sono i contro? Gli inconvenienti, può sembrare strano, non sono connessi tanto allo spettroscopio, ma alla strumentazione, telescopio e montatura, alla quale lo stesso viene applicato, e sono gli stessi problemi meccanici e strutturali conseguenti all'applicazione di accessori di peso elevato al fuoco di telescopi amatoriali.

Problemi meccanici e strutturali

Vorrei subito avvertire il neofita di spettroscopia di non illudersi di poter applicare in modo indolore uno spettroscopio da 2Kg, che con un eventuale flip mirror e le camere di ripresa e di guida va oltre i 3.5 Kg, alla messa a fuoco di un rifrattore commerciale da 10-13 cm; il risultato sarebbe ben poco soddisfacente e la povera messa a fuoco rischierebbe seri danni. Ciò a prescindere dal notevole braccio di leva.

Se, quindi si possiede un tale rifrattore, occorre avere particolare cura alla messa a fuoco, che deve essere robusta oltre ogni ragionevole dubbio, oserei dire granitica. Nell'immagine che segue è mostrato uno spettroscopio autocostruito al fuoco di un rifrattore TMB 115 f 7. Lo strumento è stato studiato per essere il più leggero possibile e la camera è una delle più piccole esistenti, tuttavia il peso complessivo ed il braccio di leva dell'aggiuntivo è già notevole, ma la messa a fuoco è la Baader Titanium, un focheggiatore con corpo e struttura in titanio, a flessioni zero anche con pesi di 5-6 Kg!

Con questo non voglio in alcun modo scoraggiare chi si accinge all'acquisto od all'autocostruzione di spettroscopi possedendo un normale telescopio rifrattore da 10-12 cm, voglio solo avvertire di prevedere sin d'all'inizio la possibilità di dover irrobustire meccanicamente il fok già esistente ovvero di doverlo sostituire.

Si tratta in definitiva di un'attenzione obbligata anche quando si acquistano pesanti camere CCD e/o pesanti accessori.



Se, quindi ,dopo un periodo di apprendistato in spettroscopia, il volenteroso astrofilo si sente ormai in condizioni di effettuare il passo successivo, prima di acquistare un performante e costoso spettroscopio stellare sarà necessario che si informi del peso e delle dimensioni di questo, aggiunga a questi dati il peso e le dimensioni degli accessori e delle camere che intende utilizzare e veda se l'insieme corrisponde ai necessari criteri di rigidità e compatibilità dimensionale e strutturale con il telescopio e la montatura in suo possesso. Occorre, tra l'altro, anche tener presente che lo spostamento eccessivo in avanti del baricentro dei pesi nei telescopi a visione posteriore come i rifrattori, SC o Mak potrebbe andare oltre l'escursione massima della barra a coda di rondine di attacco del telescopio alla montatura, richiedendo altri pesi aggiuntivi nella parte anteriore del tubo ottico per poter raggiungere l'equilibrio dei pesi in declinazione.

Sia ben chiaro che piccole deformazioni strutturali e flessioni sono inevitabili in strumentazioni amatoriali, per le quali una perfetta rigidità è molto difficile da ottenere se non a prezzo di irrobustimenti dal peso proibitivo, che finiscono per aggiungere più problemi di quelli che risolvono. Tuttavia è opportuno contenere al massimo tali flessioni, studiando soluzioni opportune.

Per quanto riguarda i telescopi da usare, la scelta degli Schmidt Cassegrain e dei Matsukov Cassegrain si rivela vincente dal punto di vista della resistenza alle flessioni, dato che tali strumenti possiedono un sistema di foceggiatura a traslazione dello specchio e l'assenza di parti mobili nel punto di attacco degli accessori che assicura una rigidità strutturale tale da permettere la collocazione di accessori di peso notevole senza flessioni. Nell'immagine che segue si osserva uno spettroscopio di medie dimensioni (TSA) e peso al fuoco di uno SC da 15 cm di apertura: nonostante la compattezza del telescopio la rigidità strutturale è sicura, le uniche possibilità di flessione sono dovute alla struttura stessa dello spettroscopio.

Gli Schmidt Cassegrain in particolare hanno un rapporto F/D di 10, che si accoppia abbastanza bene con la maggior parte degli spettroscopi commerciali sul mercato e che, volendo, può essere ridotto a f 6.3 o 5 ove sia necessario.



Uno spettroscopio DADOS con camere di guida e ripresa ed un flip mirror al fuoco di Uno SC commerciale (foto Richard Walker): il treno ottico è notevole ed il punto debole della struttura è tra lo spettroscopio stesso e l'attacco posteriore del telescopio; occorrerebbe quindi sincerarsi che sia il flip mirror che l'adattatore da 2 pollici siano sufficientemente robusti e privi di giochi.

In casi del genere è opportuno anche valutare l'opportunità di una staffa di ferro od alluminio di spessore adeguato che colleghi la strumentazione al corpo del telescopio o alla barra a coda di rondine da inserire nella montatura, in modo da impedire eventuali flessioni.



Anche la camera di imaging ha un suo ruolo primario: essa deve corrispondere a caratteristiche precise di compattezza e leggerezza, per i motivi dianzi esposti. Sarebbe infatti difficilmente immaginabile di poter utilizzare una camera ingombrante e pesante con uno spettroscopio di piccole dimensioni. Chi scrive possiede una Sbig ST8 XME dalle notevoli dimensioni e peso e dalle eccellenti prestazioni che in spettroscopia utilizza soltanto con reticoli a trasmissione Star Analyser, mentre per la registrazione degli spettri con spettroscopi a fenditura usa una meno performante ma molto più compatta e leggera Atik 16 HR.

In conclusione, la prima cosa cui fare attenzione, prima di qualsiasi valutazione sullo spettroscopio, è la robustezza strutturale del telescopio e dei suoi accessori, pena errori di calibrazione del profilo spettrale.

Valutazioni preliminari per l'acquisto di uno spettroscopio

L'acquisto di uno spettroscopio, come quello di ogni strumento scientifico va ponderato e calibrato in funzione, oltre che del setup in nostro possesso (telescopio,

montatura e camera di imaging) dei risultati che vogliamo ottenere e degli obiettivi da conseguire.

Uno degli aspetti fondamentali, a mio avviso, è il range spettrale coperto dallo strumento con un dato reticolo; esso definisce l'ampiezza dello spettro ripreso od osservato, è bene quindi informarsi in anticipo su tale caratteristica, tenendo presente che, con l'aumentare del numero di righe per mm del reticolo aumenta la dispersione e la risoluzione e diminuisce l'ampiezza dello spettro osservato a parità di sensore della camera di ripresa e di apertura della fenditura. Se, quindi, gli obiettivi sono il monitoraggio di una stella BE o la definizione del tipo di una Supernova, è bene che il range spettrale in lunghezza d'onda sia il più ampio possibile, mentre per il monitoraggio, ad es, della riga H alfa di una doppia spettroscopica o di una nova, è necessario ottenere la massima risoluzione e quindi un range spettrale minimo.

Qui di seguito le prestazioni dello spettroscopio L 200 di Ken Harrison (fonte JWT Astronomy), basate su un telescopio di 200 mm a f 10, un'apertura della fenditura di 25 micron ed una camera da 1360 pixel con pixel da 6.45 micron in binning 2x2 (le diffuse Atik o Starlight X press con sensore Sony ICX 285 AL).

L 200 Design Performance

Based on a 200mm f10 telescope, slit width 25 micron, typical CCD camera (AtiK314L+, 1360 pixel, 6.45 micron pixel, binned 2 x 2) a 60 min exposure and SNR >10 - values in Angstrom

Grating	Wavelength Coverage	Resolution	R value	Lim. Mag
150	2922 A	11.7 A	470	11.8
300	1457 A	5.84 A	943	11.1
600	721 A	2.89 A	1905	10.4
1200	345 A	1.38 A	3980	9.6
1800	212 A	0.85 A	6486	9.0

Come si osserva dalla tabella, lo spettro più ampio viene ottenuto col reticolo a minore numero di righe per mm (quello da 150), che però presenta la risoluzione minore, mentre la risoluzione maggiore è data dal reticolo da 1800 l/mm a spese della copertura spettrale e della magnitudine limite ottenibile.

Parametri fondamentali per determinare le prestazioni di uno spettroscopio a fenditura

Immaginiamo di voler comprare o costruire uno spettroscopio stellare e voler determinare le sue prestazioni in accoppiata al telescopio in nostro possesso. Poniamo quindi di possedere uno Schmidt Cassegrain da 20 cm e di usarlo a f 10. Vediamo di quali parametri dobbiamo interessarci nel modo più semplice possibile, limitando al massimo le formule

Lunghezza focale delle ottiche dello spettroscopio

Uno dei parametri importanti da considerare è la lunghezza focale delle ottiche, quella di collimazione e quella della camera, nel caso siano diverse come nella configurazione classica (non autocollimante). Si è già parlato di tale importantissimo fattore in precedenza, occorre ora precisare che l'ottica della camera definirà (a parità di tutte le altre condizioni) l'ampiezza dello spettro sul piano focale, l'apertura della fenditura e la dimensione dei pixel e quindi il livello di campionamento. In particolare, la variazione del suo rapporto col collimatore si applicherà alla variazione dell'apertura della fenditura per ottenere il miglior campionamento con i pixel del CCD.

Ammettiamo di possedere, come detto, un telescopio da 20 cm a f10, una camera con un sensore Sony ICX 285 AL con pixel da 6.45 micron, e vogliamo sapere le dimensioni ottimali del collimatore e dell'ottica della camera.

La relazione che lega la focale del sistema ottico F_{so} nel suo complesso a quelle della camera F_{cam} e del collimatore dello spettroscopio F_{coll} e del telescopio F_t è (1):

$$F_{so} = (F_{cam} / F_{coll}) \times F_t$$

Ora, in caso di spettroscopi autocollimanti il rapporto F_{cam}/F_{coll} è pari ad 1, e quindi la focale del sistema ottico si identifica con quella del telescopio, mentre nel caso di spettroscopi classici occorrerebbe, anche per stabilire le dimensioni e campionare correttamente la fenditura sul sensore, un rapporto inferiore all'unità, dove $F_{cam} < F_{coll}$: in tal caso le ottiche dello spettroscopio agirebbero come sistema di riduzione della focale.

Sul sensore della camera il fattore di scala del campionamento sarà quindi pari a (2):

$$206265 / F_{so} \text{ arcsec/mm}$$

Dove 206265 è il numero di secondi d'arco per radiante

Tornando all'esempio precedente, ammettiamo di possedere un collimatore da 100 mm di focale, ed un'ottica della camera da 50 mm, con un rapporto reciproco di 0.5. In

tal caso F_{so} sarà pari a 1000 mm (2000 x 0.5) ed il campionamento sul sensore di $206265/1000 = 206.26$ arcsec/mm. Nel nostro caso, con pixel da 6.45 micron, tale valore sarà di $206.26 \times 6.45 / 1000 = 1.33$ arcsec/pixel, ovvero quasi il doppio del campionamento originario del telescopio da 2000 mm sul sensore di 0.7 arcsec/pixel, come se le ottiche dello spettroscopio agissero da riduttore di focale di circa 0.5 X.

Nel caso che applicassimo al telescopio un riduttore di focale ad f 6.3, ed ottenessimo una EFL di 1260 sarebbe invece $F_{so} = 630$ mm ed il campionamento sul sensore $206265/630 = 327.4$ arcsec/mm. Ovvero $327.4 \times 6.45 / 1000 = 2.1$ arcsec/pixel.

Come si è visto, la focale del sistema ottico prescinde dal valore assoluto delle focali delle ottiche dello spettroscopio, in quanto tiene conto del rapporto reciproco, quindi rapporti tra focali di 50/100, 100/200 o 200/400 non hanno alcun effetto sul discorso testè portato avanti, in quanto danno tutti un valore di 0.5.

C'è tuttavia una considerazione, che coinvolge anche i diametri ed i rapporti F/D delle ottiche dello spettroscopio: se si vuole ottenere che l'intero fascio ottico prodotto dal telescopio sia accolto dal collimatore, i due rapporti F/D dovranno essere uguali, vale a dire che (3):

$$F_{coll} / D_{coll} = F_{tel} / D_{tel}$$

Ovvero che se il telescopio ha un rapporto f 10, anche il collimatore dovrà averne uno uguale, a parità di altri parametri e per mantenere lo stesso potere risolutivo.

Apertura d'ingresso

L'apertura d'ingresso di uno spettroscopio può essere costituito da una fenditura o da una fibra ottica. La differenza tra le due è che la prima conserva l'informazione spaziale perpendicolare al senso di dispersione, mentre la seconda no, con la conseguenza che la sottrazione del fondo cielo, direttamente possibile con la fenditura, nel caso di fibra ottica andrà effettuata con una seconda fibra posta in una regione di cielo priva di oggetti. La fibra ottica comporta inoltre una severa perdita di luce, mentre possiede l'innegabile vantaggio di poter collegare spettroscopi anche molto pesanti ed ingombranti ad un telescopio amatoriale.

Per comodità tratteremo in questa sede solo l'utilizzo di una fenditura, in considerazione anche del fatto che gli spettroscopi amatoriali hanno quasi sempre dimensioni e pesi contenuti.

Nel caso si voglia condurre spettroscopia stellare, la larghezza della fenditura (o il diametro della fibra) sul cielo dovrà essere stabilita in considerazione del seeing

tipico. Ad esempio, se il seeing medio fosse 3 arcsec, la fenditura dovrà avere una larghezza opportunamente accordata con questo valore.

La larghezza fisica della fenditura sarà invece dettata sia dal seeing che dalla focale del telescopio. Sulla base della relazione (4):

$$L_f = S \times F_t / 206265$$

Dove: L_f è la larghezza della fenditura
 S è il seeing in secondi d'arco
 F_t è la focale del telescopio in mm
206265 è il numero di secondi d'arco per radiante

Ad esempio, se il telescopio è uno Schmidt Cassegrain da 20 cm ed ha una focale $F = 2000$ mm e si vuole che la larghezza proiettata della fenditura sia per un seeing $S = 3''$, la larghezza fisica L_f della fenditura dovrà essere $3 \times 2000 / 206265 = 0.029$ mm = 29 micron.

La larghezza dL_f della fenditura proiettata sul piano focale sarà invece (trascurando per semplicità l'ingrandimento anamorfico) pari alla suddetta larghezza fisica moltiplicato il rapporto tra focale della camera e del collimatore. Sarà quindi (5) :

$$dL_f = L_f \times F_{cam} / F_{coll}$$

Nel caso precedente quindi, nel caso di un collimatore di 100 mm ed un'ottica della camera di 50 mm sarà $F_{cam}/F_{coll} = 50/100 = 0.5$ e le dimensioni della fenditura sul rivelatore $dL_f = 0.029 \times 0.5 = 0.0145$ mm ovvero 14.5 micron. Ora, sulla base del teorema di Nyquist tale larghezza andrà campionata su almeno 2 pixel, e quindi, per ciascun pixel sarà: $14.5/2 = 7.25$ micron; tale valore appare abbastanza congruente con le dimensioni dei pixel della nostra camera pari a 6.45 micron.

Nel caso si usasse un riduttore di focale sul telescopio, portandone la focale a 1260 mm L_f sarebbe, a parità di seeing: $3 \times 1260 / 206265 = 0.018$ mm. Tale valore, sempre con un rapporto tra le focali di 0.5, darebbe un campionamento di $18 \times 0.5 = 9$ micron e quindi 4.5 micron sul rivelatore, pari alle dimensioni dei pixel di molte camere dell'ultima generazione in commercio, ma non a quelli della camera che possediamo. In tale ultimo caso andrebbe modificato il rapporto tra le focali dello spettroscopio. Mettiamo ad esempio che tale rapporto, portando la focale della camera a 70 mm sia reso pari a 0.7 (70/100). In tal caso avremo $0.018 \times 0.7 = 0.0126$, ovvero 12.6 micron, che diventerebbero 6.3 micron sul rivelatore, valore molto simile a quello della nostra camera CCD.

Si vede quindi come l'uso di riduttori di focale sul telescopio porti, a parità degli altri fattori alla necessità di dover aumentare il rapporto tra focale della camera e del collimatore del nostro spettroscopio per ottenere un campionamento congruente con le dimensioni dei pixel del sensore della nostra camera. Ovviamente dal punto di vista costruttivo è più facile aumentare la focale della camera che diminuire quella del collimatore: si pensi in uscita dello spettroscopio ad una reflex con il proprio obiettivo, del quale è piuttosto facile variare la focale.

Abbiamo quindi collegato, nel nostro progetto, le dimensioni della fenditura alle caratteristiche del telescopio in nostro possesso, delle ottiche dello spettroscopio e della camera CCD che dovremo usare.

Dispersione e copertura spettrale

La dispersione angolare prodotta da un reticolo, che dice quanto varia l'angolo della luce diffratta in uscita dal reticolo al variare della lunghezza d'onda λ , come si è visto in precedenza alla (4b) definita dalla seguente relazione (6) :

$$A = d\lambda/d\theta = \cos \theta / (r \times m)$$

dove:

r è il numero di linee per mm del reticolo,

λ è la lunghezza d'onda e $d\lambda$ il suo incremento,

m l'ordine dello spettro considerato

θ è l'angolo diffratto in uscita dal reticolo e $d\theta$ il suo incremento

$\cos(\theta)$ è il coseno dell'angolo diffratto.

Riportandoci all'esempio già fatto in precedenza, per un reticolo da 600 righe/mm considerando un angolo di ingresso θ_1 di 45° ed una lunghezza d'onda di 6000 \AA nell'ordine 1, l'angolo diffratto sarà pari a $\arcsin(0.360 - 0.707) = -20.31^\circ$.

La dispersione angolare sarà quindi, per la (6) ove $\pi/180$ è il fattore di conversione da radianti in gradi

$$A = [\cos -20,31 / (600 \times 10^{-7} \times 1)] \times \pi/180 = (0.938 \times 3.14 \times 100000) / (180 \times 6) = 272.76 \text{ \AA /}^\circ$$

Quindi a 6000 \AA per ciascun grado di variazione dell'angolo di diffrazione la lunghezza d'onda varierà di 272.76 \AA .

Dispersione Lineare

La dispersione lineare è pari a quella angolare (espressa in $\text{\AA}/\text{rad}$) per la focale della camera, e quindi (7):

$$DL = d\lambda/dx = d\lambda/(d\theta \times F_{cam}) = A \times 1/F_{ca} = \cos \theta_2 / (r \times m \times F_{cam})$$

Nell'ipotesi precedente di un angolo di ingresso θ_1 di 45° , di un angolo diffratto di -20.31° e di un reticolo da 600 l/mm a 6000 \AA e di una focale della camera di 50 mm si ottiene una dispersione lineare del nostro sistema:

$DL = \cos -20.31 / 600 \times 10^{-7} \times 1 \times 50 = 0.938 / 30000 \times 10^{-7} = 312,61 \text{ \AA} / \text{mm}$
 ovvero $0.313 \text{ \AA} / \text{micron}$. Ora, considerato che la nostra camera ha pixel da 6.45 micron , la dispersione lineare sul CCD sarà di $0.313 \times 6.45 = 2.02 \text{ \AA} / \text{pixel}$.

Tenuto conto poi che nella nostra camera, dotata di un sensore Sony ICX 285 AL il lato più lungo del sensore ha 1360 pixel attivi, la copertura spettrale nell'ipotesi in questione sarà pari a $1360 \times 2.02 = 2747 \text{ \AA}$.

Risoluzione e campionamento

Il potere risolutivo teorico R di un reticolo è definito come $R = \lambda/d(\lambda)$: dalla teoria del reticolo, come si è visto in precedenza, $R = M \times r \times P$, dove m è l'ordine dello spettro, r il numero totale di linee del reticolo e P il lato del reticolo nell'ipotesi che tutto il reticolo sia investito dal fascio luminoso ($r \times P$ rappresenta il numero totale N di linee presenti sul lato di lunghezza P del reticolo).

Ora però occorre considerare il potere risolutivo dello spettroscopio nel suo complesso, che risente di altri fattori, primo tra tutti la larghezza della fenditura.

Si può infatti dire che in sintesi la risoluzione non è altro che l'ampiezza della fenditura dL_f proiettata sul piano del sensore e convertita in unità di lunghezza d'onda, ovvero la medesima moltiplicata la dispersione lineare.

Sarà quindi (8):

$$d(\lambda) = dL f \times DL$$

Nell'ipotesi fatta in precedenza, di una fenditura di 29 micron (0.029 mm) ed una dispersione lineare reciproca (arr.) di 313 Å / mm la risoluzione sarà di $0.029 \times 313 = 9,07 \text{ Å}$

Il potere risolutivo R dello spettroscopio è, come si è visto (9):

$$R = \lambda / d(\lambda)$$

Quindi nel caso in esame sarà :

A: 4000 Å	R = 4000/9,07= 441
5000 Å	R = 5000/9,07= 551
6000 Å	R = 6000/9,07= 662

Come si può osservare R cresce con l'aumento della lunghezza d'onda, ed è un sistema a bassa risoluzione, in quanto inferiore a 1000 (R media di 551).

Si considerano a bassa risoluzione spettroscopi capaci di fornire spettri con un valore di R < 1000, mentre sono a risoluzione intermedia quelli tra 1000 e 10.000. Gli spettroscopi con valori di R > 10.000 , e quindi ad alta risoluzione, sono quelli indicati per l'analisi accurata delle righe spettrali stellari e solari.

Per un confronto di valori, la fotometria a larga banda ha un potere R = 5.

Per quanto riguarda poi la capacità di misurazione delle velocità radiali, tenuto conto che, come visto in precedenza la formula dell'effetto Doppler è (10):

$$V = c \times d(\lambda) / \lambda$$

Sarà anche:

$$V = c / R \quad (10)$$

Nell'esempio precedente quindi, considerando la velocità della luce pari a 299.792 km/sec con una risoluzione pari a 662 a 6000 Å si potranno misurare velocità sino a $299792/662 = 453$ Km/sec.

In particolare, per misurare velocità dell'ordine di 3 km/sec occorreranno spettroscopi con risoluzione pari a circa 100000 ($299792/100000=2.997$). Tecniche di uso del centroide permettono tuttavia di abbassare di un fattore 20 tali valori, ottenendo, nell'esempio precedente VR di circa 140-150 mt/sec, mentre sistemi interferometrici permettono di incrementare ulteriormente la sensibilità doppler e moltiplicare la risoluzione spettroscopica sino a valori di pochi metri/sec, utilizzati per la scoperta dei pianeti extrasolari. L'HARPS dell'ESO al riflettore di 3.6 mt a La Silla arriva a distinguere RV di 1-2 mt/sec: la velocità di un uomo che cammina!

Circa il rapporto tra risoluzione e dispersione, è interessante poi notare che, sulla base della (8):

$$R = \lambda / (dLf \times DL)$$

Vale a dire che R è funzione diretta della lunghezza d'onda, nel senso che aumenta, come visto prima, all'aumentare di questa, e funzione inversa della dispersione lineare e dell'ampiezza della fenditura, ovvero che aumenta al diminuire del valore di questi due elementi. Non si può quindi avere elevata risoluzione senza elevata dispersione (bassa in valore).

Ma è anche per la (7) $DL = \cos \theta / (r \times m \times F \text{ cam})$ e quindi:

$$R = \lambda \times r \times m \times F \text{ cam} / (d Lf \times \cos \theta) \quad (11)$$

Relazione che ci dice che il potere risolutivo è funzione diretta della lunghezza d'onda, del n. di linee per mm del reticolo, della focale della camera, e funzione inversa del valore di apertura della fenditura e dell'angolo di diffrazione.

Il potere risolutivo R di uno spettroscopio determinato sperimentalmente

Per determinare sperimentalmente il potere risolutivo R di uno spettroscopio con una data apertura di fenditura ed un recettore con pixel di date dimensioni, basterà individuare la riga più stretta del profilo dello spettro ripreso, e determinare la FWHM in Å di questa con un programma di spettroscopia (Vspec, BASS, IRIS), quindi fare il rapporto Lunghezza d'onda della riga/FWHM come detto in precedenza. Per essere certi del risultato, che nel caso di spettri stellari potrebbe essere influenzato da vari fattori di allargamento delle righe, conviene operare sullo spettro a righe di emissione di una lampada di calibrazione, di una lampada a basso consumo, etc. Tale valore, prescindendo dalla realtà osservativa, sarà comunque teorico e sarà opportuno confrontarlo con quello reale osservato sull'oggetto ripreso.

L'ingrandimento anamorfico

Il rapporto tra la larghezza lineare reale f della fenditura e la sua immagine f_1 sul piano focale f_1/f è l'ingrandimento dello spettroscopio nella direzione della dispersione, tuttavia, essendo la fenditura un'apertura rettangolare, esiste un ingrandimento anche nella direzione ortogonale alla dispersione. L'ingrandimento nelle due direzioni è diverso, e quindi si parla di ingrandimento anamorfico A.

L'ingrandimento nella direzione della dispersione è pari a:

$$I_{\lambda} = F_{cam} \times D_{coll} / (F_{coll} \times D_{cam}) \quad (12)$$

Mentre l'ingrandimento in direzione della fenditura è il normale ingrandimento derivante dalla combinazione di due ottiche con focali diverse e vale:

$$I_x = F_{cam} / F_{coll} \quad (13)$$

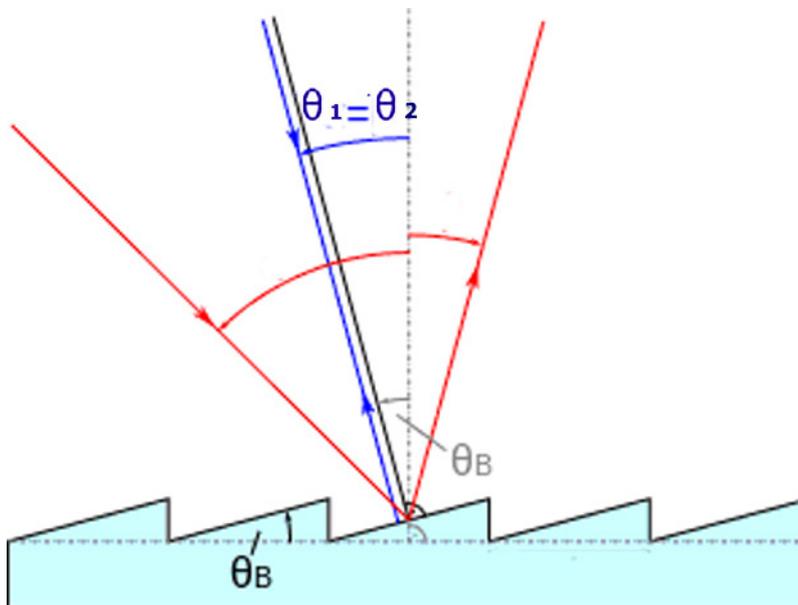
L'ingrandimento anamorfico è pari a:

$$I_x / I_{\lambda} = D_{cam} / D_{coll} \quad (14)$$

La configurazione Littrow

La configurazione Littrow o autocollimante è quella configurazione nella quale esiste una sola ottica che agisce contemporaneamente da ottica di collimazione e della camera. In essa il raggio luminoso incidente e diffratto hanno lo stesso angolo, in quanto la luce fa un doppio passaggio prima di raggiungere la camera, e questo angolo è l'angolo di blaze del reticolo.

In essa quindi è $\theta_1 = \theta_2 = \theta_b$, dove θ_b è l'angolo di blaze



La formula del reticolo

$$m \times \lambda \times r = \sin \theta_1 + \sin \theta_2$$

in questo caso diventa:

$$m \times \lambda \times r = 2 \sin \theta_b \quad (1)$$

da cui:

$$\sin \theta_b = m \times \lambda \times r / 2 \quad (2)$$

$$\theta_b = \arcsin (m \times \lambda \times r / 2) \quad (3)$$

La condizione Littrow è importante anche perchè tutti i reticoli commerciali riportano solo l'angolo di blaze, ipotizzando una configurazione Littrow. Per esempio: nel catalogo Edmund un reticolo di diffrazione da 1200 l/mm blazed per 5000 Å è riportato con un angolo di 17°; applicando al caso in esame la formula (3) si ha, nel 1° ordine:

$$\theta_b = \arcsin (1 \times 6000 \times 10^{-7} \times r / 2) = \arcsin [(5000 \times 1200) / (10000000 \times 2)] = \text{Arcsin } 0.3 = 17.5^\circ$$

Ne consegue anche che tutte le relazioni viste in precedenza andranno riferite al solo angolo di blaze del reticolo dello spettroscopio. Nell'esempio che precede, la dispersione angolare A sarà quindi:

$$A = (\cos 17.5 / 1200 \times 10^{-7} \times 1) \times \pi / 180 = 139 \text{ \AA /}^\circ$$

Ora, ammettiamo di voler misurare i parametri di uno spettroscopio auto collimante dotato di un reticolo olografico da 2400 l/mm ed un'ottica di focale di 600 mm, per un'apertura della fenditura di 30 micron ed una camera con pixel da 4.65 micron. I reticoli olografici di questo potere non sono blazed, quindi occorre supporre che l'angolo sia pari a zero (coseno uguale ad 1). In tale ipotesi sarebbe:

1- La dispersione angolare pari a :

$$A = [\cos 0 / (2400 \times 10^{-7} \times 1)] \times \pi / 180 = (1 \times 100000 / 24) \times 3.14 / 180 = 72.68 \text{ \AA /}^\circ$$

2-La dispersione lineare:

$$DL = \cos 0 / (2400 \times 10^{-7} \times 1 \times 600) = 6.94 \text{ \AA /mm} = 0.0069 \text{ \AA / micron}$$

e, per pixel da 4.65:

$$DL = 0.0069 \times 4.65 = 0.032 \text{ \AA /pixel}$$

3 – Il potere risolutivo a 5000 Å (l'apertura della fenditura per la dispersione angolare in mm):

$$d\lambda = 0.030 \times 6.94 = 0.21$$

$$R = \lambda / 0.21 = 5000 / 0.21 = 23809$$

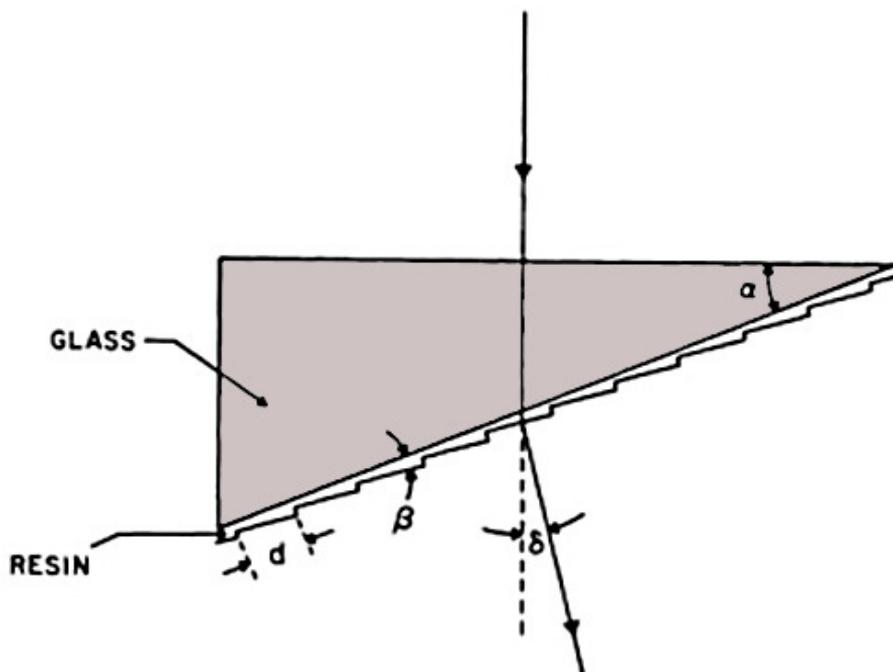
e, a 6563 Å (riga H alpha):

$$R = 6563 / 0.21 = 31252$$

I parametri sopraindicati sono quelli relativi ad alcuni dei miei spettroscopi solari ad alta risoluzione autocollimanti. Come si è visto siamo nel campo dell'alta risoluzione spettroscopica, ma non dell'altissima, in quanto gli spettroscopi professionali raggiungono risoluzioni di 100.000 ed anche di 150.000 ! Chiudendo la fenditura a 15 micron, fermi restando gli altri parametri, è tuttavia possibile migliorare la dispersione a circa 0.02 Å/pixel e la risoluzione a circa 60.000, ulteriormente migliorabile con alcuni accorgimenti software sino ad oltre 70.000. Sono i valori da me comunemente usati per la magnetografia solare.

Spettroscopi a fenditura con Grism

Come si è visto a pag 110, è possibile utilizzare negli spettroscopi a fenditura i cd “grism”, combinazione di reticoli a trasmissione e prismi, nei quali la funzione di questi ultimi è quella di “raddrizzare” il fascio ottico diffratto compensando la deviazione indotta dal reticolo e ponendolo in linea con l'asse ottico.



In tal caso l'equazione base del reticolo, nell'ipotesi più semplice in cui l'indice di rifrazione del vetro del prisma N_g e quello del substrato del reticolo N_r siano eguali, come anche siano eguali gli angoli α del prisma e β di blaze diventa, per $\delta = 0$:

$$m \times \lambda = (N_g - 1) \times \sin \alpha / d \quad (1)$$

dove:

m è l'ordine

λ è la lunghezza d'onda

N_g è l'indice di rifrazione

d è il passo del reticolo e $1/d = r$ il n. di linee per mm.

α è l'angolo del prisma (in radianti)

β è l'angolo di blaze (in radianti)

δ è l'angolo di deviazione (in radianti)

Sarà anche:

$$\sin \alpha = r \times m \times \lambda / N_g - 1 \quad (2)$$

Ammettiamo ora, per esempio, di dover trovare l'angolo di vertice del prisma da accoppiare ad un reticolo da 100 l/mm, nell'ordine 1 alla lunghezza d'onda di 5500 Å per un indice di rifrazione pari a 1.5. Applicando la (2) è

$$\sin \alpha = 100 \times 1 \times \lambda / 1.5 - 1 = 100 \times 5500 \times 10^{-7} / 0.5 = 0.11$$

$$\arcsin 0.11 = 6.31^\circ$$

L'angolo di deviazione δ del prisma sarà pari a:

$$\delta = r \times m \times n \times \lambda / n^2 - 1 \quad (2b)$$

e, nello stesso esempio precedente:

$$\delta = 100 \times 1 \times (1.5/1.25) \times \lambda = 120 \times \lambda = 0.066$$

e, considerando 1 rad = 57.295° = 3.78°

per $\delta > 0$, si ha:

$$m \times \lambda = (N_g \times \sin \alpha - \sin(\alpha - \delta)) / d \quad (3)$$

e la dispersione angolare A del grism:

$$A = (N_g - 1) \times \tan \alpha \quad (4)$$

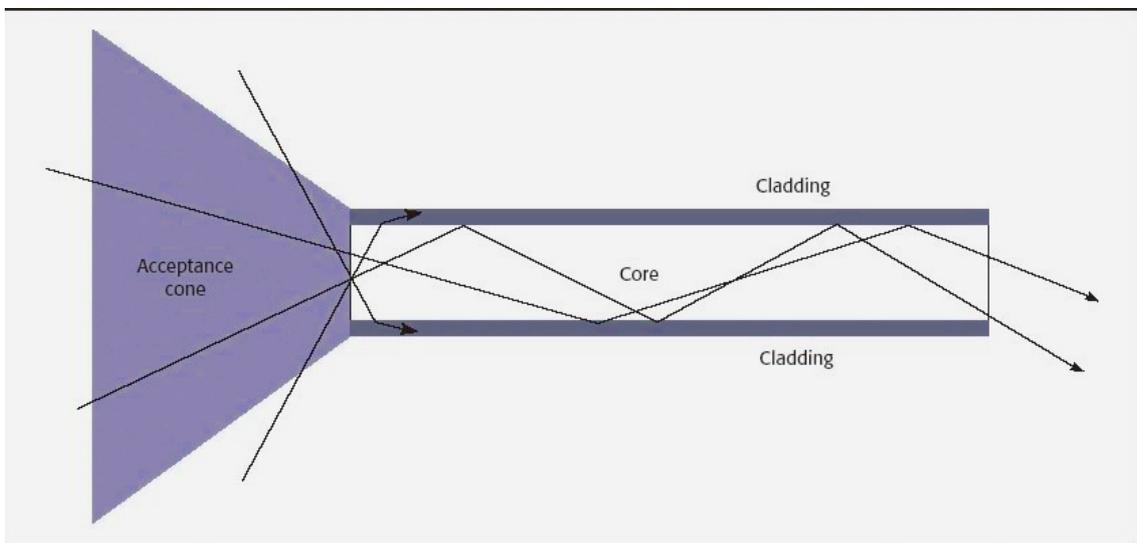
Un breve cenno alla spettroscopia a fibra ottica

Il vincolo principale con il quale deve confrontarsi l'astrofilo appassionato di spettroscopia è quello del peso e dell'ingombro dello spettroscopio rispetto al telescopio al quale dovrà essere applicato. Porre uno spettroscopio di 5-6 Kg al fuoco di uno Schmidt Cassegrain da 20 cm che pesa altrettanto è un'impresa difficile, ma porre lo stesso strumento al fuoco di un rifrattore da 12-13 cm è un'impresa impossibile, dato che pochissimi sistemi di messa a fuoco hanno la possibilità di reggere e gestire pesi del genere. Allora, quale possibilità resta al fortunato astrofilo che ha acquistato su EBay uno spettroscopio da 6 Kg di surplus magari ad un prezzo irrisorio? La risposta è semplice e complicata nello stesso tempo; l'uso di una fibra ottica che porti il fascio luminoso dal telescopio allo spettrografo.

Una fibra ottica è un filo sottile (da 500 a 50 micron di diametro) di materiale trasparente, ricoperto da una guaina di plastica o di vetro con indice di rifrazione sensibilmente minore.

La fibra ottica funziona sul principio della riflessione totale: la luce che entra nella fibra con un angolo, rispetto all'asse, minore di un certo angolo limite viene totalmente riflessa all'interfaccia nocciolo/rivestimento e si propaga con riflessioni successive fino all'altro capo della fibra, praticamente senza perdite. L'angolo limite è $\theta = \arcsin(n_2/n_1)$, dove n_2 è l'indice di rifrazione del materiale esterno ed n_1 quello interno. L'angolo di accettazione è dato dalla relazione: $\sin(\alpha) = (\sqrt{n_1^2 - n_2^2})/n_0$

dove n_0 è l'indice di rifrazione del mezzo esterno.



Percorso della luce in una fibra ottica

Il grande vantaggio della fibra ottica è che può essere curvata senza problemi, purché il raggio di curvatura sia grande rispetto al diametro della fibra: si può quindi collegare un estremo della fibra al telescopio, libero di puntare qualunque direzione in cielo, mentre l'altro estremo porta la luce allo spettrografo collocato fisso su di un tavolo od un supporto esterno vicino al telescopio..

Le perdite di trasmissione della luce sono difficili da calcolare a priori: in pratica ogni fibra si comporta diversamente e l'efficienza va misurata a posteriori. Una lunghezza di uno o due metri produce assorbimenti ancora tollerabili. Le facce di ingresso e di uscita della fibra devono essere lavorate piane con estrema precisione per ridurre le perdite di luce.

Per massimizzare l'efficienza, l'angolo di accettazione della fibra deve essere abbastanza grande da prendere tutta la luce raccolta dal telescopio: questo in genere non è un problema dato che i telescopi hanno tipicamente valori $F/5 - F/10$. Il problema viene all'uscita, dove il cono di luce deve essere abbastanza stretto da entrare nella fenditura dello spettrografo. Se il cono di uscita è troppo largo si perde una parte della luce raccolta e si può anche avere luce diffusa nello spettrografo. La soluzione migliore è di usare un fascio di fibre ottiche, circolare dal lato del telescopio e lineare dal lato spettrografo. Il fascio di fibre può costituire esso stesso la fenditura di ingresso, o essere appoggiato alla fenditura.

Le fibre ottiche sono state utilizzate in astronomia professionale sin dai tardi anni 70, in diversi campi applicativi, tra i quali la spettroscopia multi oggetto.

i difetti principali delle fibre sono:

1- La perdita di luce, da valutare in relazione alla composizione strutturale della fibra stessa ed alla sua lunghezza.

2-La cd “degradazione del rapporto F/D” del telescopio: In un mondo perfetto , il fascio luminoso dovrebbe uscire dalla fibra allo stesso rapporto F/D a cui è entrato, ma non è così, e la luce in uscita è dispersa ad un angolo maggiore di quello in ingresso e quindi ad un rapporto F/D minore, cosa che può causare, come dianzi detto, una ulteriore perdita indesiderata di luce in ingresso dello spettroscopio. Per minimizzare tale difetto occorre provvedersi di fibre ottiche di qualità elevata, sia dal punto di vista dei materiali che del loro assemblaggio.

Fatte queste premesse, si può cominciare a parlare dei vari modelli di spettroscopi commerciali presenti sul mercato, nonché di quelli per i quali è possibile l'autocostruzione

Spettroscopi Commerciali

La breve carrellata di spettroscopi commerciali che andrò a mostrare non intende affatto essere esaustiva sull'argomento, ma semplicemente illustrare le caratteristiche essenziali dei prodotti ritenuti da chi scrive più affidabili ed utili per l'amatore che vuole accostarsi alla spettroscopia a medio-alta risoluzione. E' infatti non difficile, in questo settore, spendere i propri soldi in modo non soddisfacente, anche perché l'acquisto di uno spettroscopio di valore pari ad un tubo ottico apo da 10-13 cm differisce profondamente dall'acquisto di quest'ultimo. Ciò per il semplice motivo che, mentre il telescopio e le sue qualità ottiche possono essere facilmente testate, ovvero può farsi riferimento alle esperienze di amici astrofili, il test serio di uno spettroscopio è molto più difficile a rinvenirsi al di fuori dei test del costruttore per cui si finisce di affidarsi esclusivamente a questi, magari effettuati con setup differenti da quello in nostro possesso.

Il consiglio quindi è quello di informarsi sempre, prima dell'acquisto, se lo strumento si adatta al telescopio ed alla camera da noi posseduti.

Un altro motivo della selezione effettuata è quello, per gli spettroscopi stellari, di privilegiare strumenti dotati di una fenditura riflettente ed un modulo di guida, in quanto tale caratteristica è a mio avviso fondamentale, permettendo:

1- L'individuazione della fenditura, che appare una sottile striscia nera sullo sfondo delle stelle di campo come osservate con un oculare od una camera, attraverso il portaoculare del modulo di guida.

2-La possibilità di porre con precisione la stella sulla fenditura stessa, senza ricerche e tentativi approssimativi od alla cieca, che fanno perdere più tempo di quanto ne occorre per le osservazioni.

3- la possibilità di guidare sulla stella stessa od altre vicino, ottenendo tempi di posa ottimali anche con stelle di magnitudine elevata.

Certo, con strumenti autocostruiti non è così facile realizzare un modulo di guida, e quindi occorre accontentarsi di fenditure regolabili, ma con spettroscopi commerciali di costo elevato è assolutamente lecito pretendere tale caratteristica.

[Spettroscopio Baader DADOS](#)

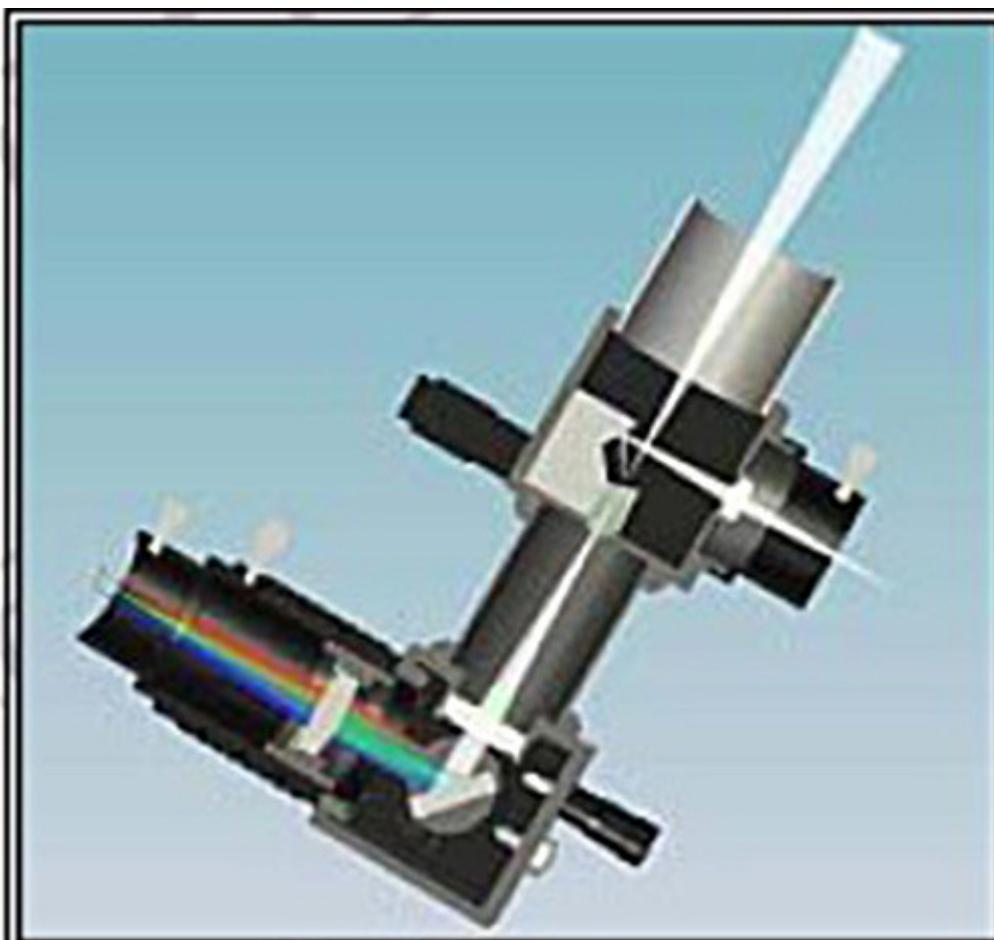
Dal sito del rivenditore italiano dello strumento, si evince che il DADOS è uno spettroscopio leggero e compatto (solo 0,85 Kg per 80x 150 x 205 mm), che impiega due differenti reticoli a riflessione, uno standard da 200 l/mm, ed uno opzionale da 900 l/mm che forniscono una dispersione di 39,7 nm/mm e 10,6 nm/mm.

Le fenditure disponibili sono di 25, 35 e 50 micron, affiancate.

Gli obiettivi, collimatore e di osservazione, di 80 e 96 mm di focale rispettivamente, sono doppietti acromatici di qualità ottimale. L'obiettivo della camera può essere focheggiato con un movimento elicoidale non rotante di 50 mm di corsa, che è sufficiente per quasi tutti i tipi di CCD, DSLR ed oculari in commercio. La fenditura è retroilluminata da un led rosso per facilitare la regolazione di una camera di guida, mentre la movimentazione fine del reticolo per selezionare la lunghezza d'onda è garantita da un micrometro. L'intera regione spettrale dal vicino UV al visibile ed all'infrarosso vicino (350nm - 950nm) può essere coperta con una camera con un sensore CCD da 1/3 di pollice. Lo spettrografo forma tre immagini spettrali simultanee (25/35/50Fm), disposte una di fianco all'altra sul fuoco. La camera viene accoppiata allo spettroscopio tramite un anello T2 rotante con blocco per determinare la posizione della camera stessa.



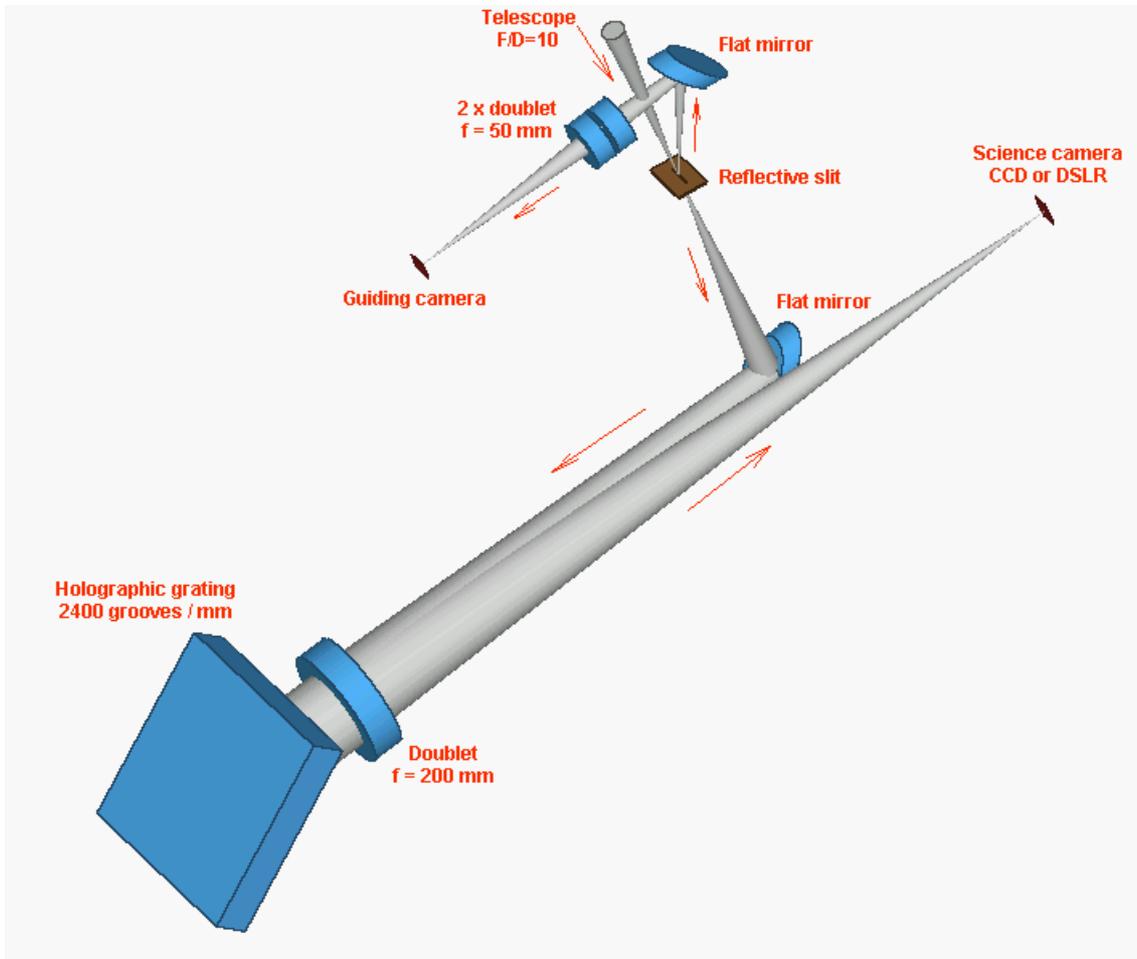
Dallo schema dello strumento si osserva che la luce in arrivo dal telescopio sulla fenditura viene parzialmente deviata da un prisma verso un portaoculare dove può essere alloggiato un oculare per la centratura dell'oggetto sulla fenditura stessa e l'eventuale camera di guida. Il collimatore, foccheggiato sulla fenditura riflettente, invia il fascio ottico al reticolo, dal quale l'immagine spettrale diffratta viene poi inviata all'ottica della camera .



Il prezzo di listino del DADOS, con entrambi il reticolo da 200 (quello da 900 l/mm è opzionale), è di 1.845 € (il prezzo del reticolo aggiuntivo è di 195 €).

[Spettroscopio Shelyak LHIRES III](#)

Il progetto LHires III fu sviluppato da C. Buil ed i responsabili della Shelyak instruments nell'ambito dell'associazione AUDE nel 2003, nell'intento di creare uno strumento universale ad alta risoluzione, sia per spettroscopia solare che stellare. Lo schema dello strumento, di tipo Littrow autocollimante, è stato già illustrato in precedenza, e si ripete qui di seguito: da notare che il fascio ottico è parzialmente piegato per ridurre le dimensioni dello strumento:



Layout dell'LHIRES III

Lo strumento è progettato per un fascio ottico di $f = 10$, come quello dei comuni SC. Come si è detto, la luce in arrivo dal telescopio è in parte trasmessa passando attraverso le lame della fenditura, in parte riflessa dalla superficie riflettente di questa. La parte riflessa alimenta, tramite uno specchio a 45° ed un doppietto acromatico da 50 mm di focale, la camera di guida, mentre quella trasmessa va ad alimentare, passando attraverso un doppietto acro da 200 mm di F , un reticolo da 2400 l/mm, (od altro che lo sostituisce) e, subendo un doppio passaggio, una camera CCD posta al fuoco del doppietto stesso.

E' installato quindi un sistema di guida fuori asse molto interessante: la fenditura, montata su supporto, è riflettente e diventa così lo specchio di rinvio ad un secondo specchietto regolabile e quindi, tramite un piccolo doppietto, al portaoculare della guida fuori asse: si può dire quindi che l'arma vincente di tale spettroscopio è proprio la fenditura riflettente, che permette di porre con esattezza l'oggetto in analisi sulla stessa e guidare direttamente sul campo di ripresa, mantenendo la stella dentro la fenditura, che resta visibile nel centro del campo. Lo strumento è accreditato di prestazioni di tutto rispetto, vale a dire di una risoluzione di 17000 (sull'Ha) e di una dispersione di 0.12 \AA con sensori con pixel di 9 micron. I reticoli applicabili e

facilmente intercambiabili vanno da 150 l/mm a 2400 l/mm, permettendo una vasta gamma di applicazioni. Fenditura e reticoli sono intercambiabili senza utensili, senza smontare altre parti e senza disinstallare lo spettroscopio dal telescopio. la dispersione spettrale è notevole e così anche la risoluzione. Lo strumento prevede l'uso di lampade di calibrazione intercambiabili. Il peso è di 1700 grammi e le dimensioni sostenute, ma non eccessive. Il prezzo dello strumento pronto all'uso col solo reticolo da 2400 l/mm è di 3150 €, sono offerti altri reticoli opzionali da 150 a 1800 l/mm a 425-455 €. (fonte Shelyak Instruments)



Spettroscopio Shelyak Alpy

La Shelyak ha recentemente sviluppato un nuovo prodotto: l'Alpy, uno spettroscopio modulare, molto compatto, formato essenzialmente da tre moduli, un modulo di base che ospita un grism (reticolo+ prisma da 600 l/mm) un modulo dei guida con fenditura riflettente ed un modulo di calibrazione. Il potere risolutivo è $R= 600$, esso è aperto a $f 5$. Il prezzo del modulo di base è di 695 €, quello del modulo di guida è di 785 € e quello del modulo di calibrazione 645 €. Nella tabella che segue (fonte Shelyak Instruments) viene riportato il range spettrale ottenibile con lo strumento in questione a seconda delle dimensioni dei sensori delle camere di imaging.

Lo strumento, come anche l'LHires III ed il LISA, vale a dire tutti gli strumenti di Shelyak vengono offerti in bundle col software "ISIS" freeware e liberamente scaricabile.

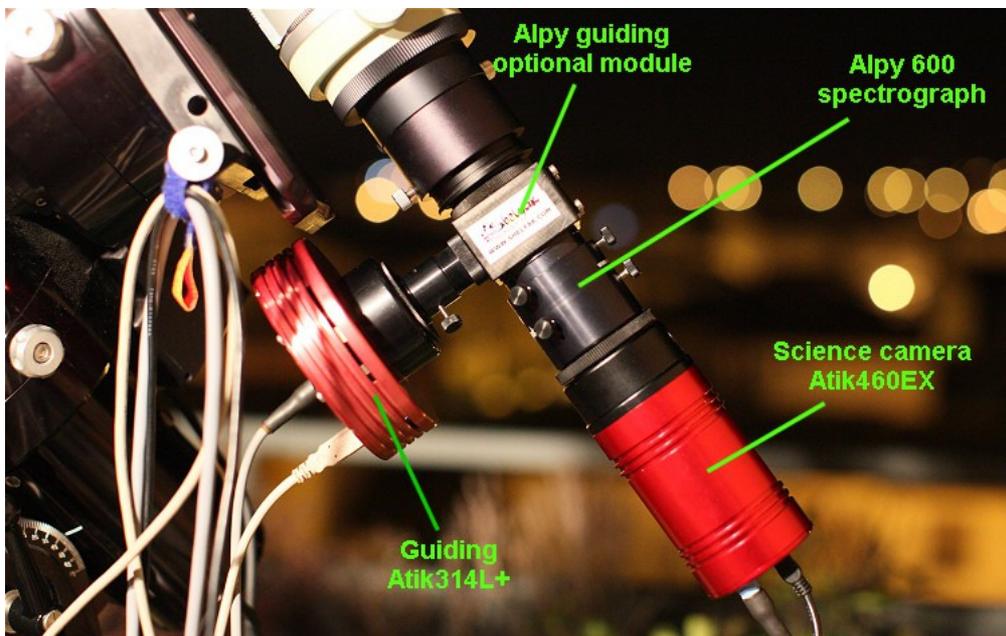
Sensor (no barlow)	CCD Size	Lambda Min	Lambda Max (*)
	4	4560	6055
	5	4293	6322
Sensor ½	6,4	3920	6695
KAF400	6,9	3790	6825
Sensor ¾	8,8	3650	7336
ICX285AL	9,0	3650	7380
	10,0	3650	7656
	11	3650	7923
	12	3650	8190
ICX694	12,5	3650	8319
	13	3650	8457
KAF1600	13,8	3650	8500
	15	3650	8500
	16	3650	8500

Note : backfocus = 10.5-21mm with T-thread

Sensor with Alpy barlow	CCD Size	Lambda Min	Lambda Max (*)
KAF1600	13,8	4013	6530
KAF8300	17,6	3666	6876
APS-C (Canon)	22,2	3650	7296
APS-C (others)	23,6	3650	7424
APS-H (Canon)	28,7	3650	7889
24x36	36,0	3650	8500

Note : backfocus = 45-55mm (DSLR : 54.8mm)

(*) : be careful to second order recovering
 (*) : attention au recouvrement deuxième ordre



[Spettroscopio L200 di Ken Harrison](#)

L'astrofilo ed appassionato di spettroscopia Ken Harrison ha recentemente sviluppato uno spettroscopio amatoriale esteticamente e funzionalmente simile all'LHires III di Shelyak, ma che se ne discosta per alcune soluzioni particolari. Lo spettroscopio viene assemblato e distribuito dalla ditta olandese JWT Astronomy. Lo strumento, come l'LHires III, utilizza una configurazione Littrow e prevede una serie di 5 reticoli intercambiabili da 150 a 1800 l/mm.

Il suo punto di forza, tuttavia, oltre al prezzo concorrenziale, appare l'uso di una piastrina riflettente da 40 mm con ben 9 fenditure disposte a raggiera sui bordi e rapidamente selezionabili, da 19 a 96 micron di apertura. Tale caratteristica appare molto comoda per adattare lo strumento al variare della focale del telescopio ed al seeing del momento semplicemente con la rotazione manuale della piastrina, zigrinata sui bordi.



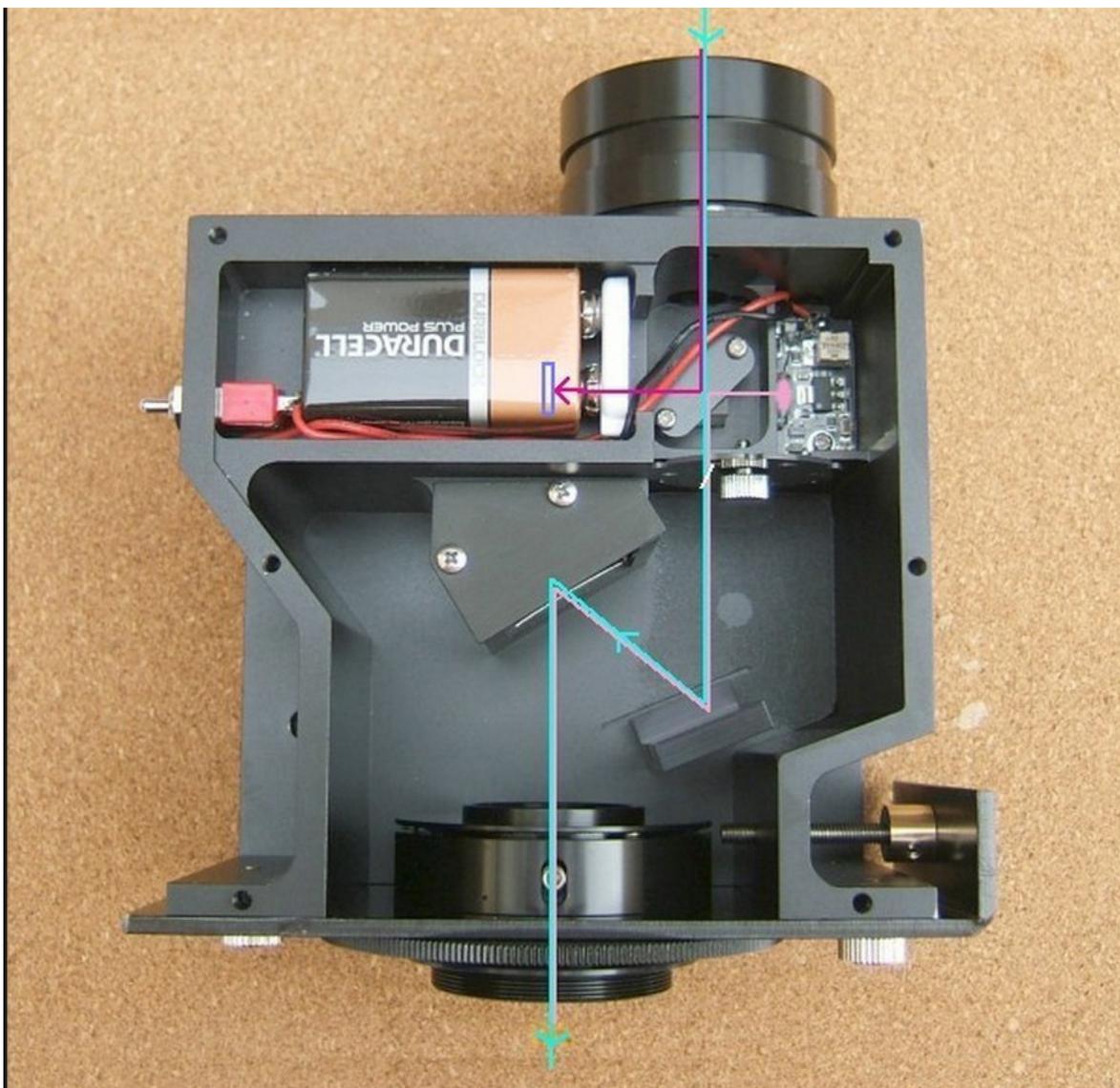
Lo strumento è offerto in due versioni, base, con un reticolo da 600 l/mm a 1369 € e de luxe, con 3 reticoli a scelta ed una lampada di calibrazione al neon a 1749 €.

[Spettroscopio Starlight Xpress](#)

Recentemente, alla fine del 2015, anche la nota ditta inglese di produzione di camere CCD amatoriali, la Starlight Xpress, ha progettato e immesso sul mercato un nuovo spettroscopio costruito intorno ad un reticolo concavo a campo piano.



Il modello è relativamente compatto (136 x 120 x 75 mm) e di peso contenuto (1.2 Kg) ed include nel prezzo una camerina di guida Starlight Xpress Lodestar X2 ed una lampada di calibrazione. Il layout dello strumento è quello che segue e, come tutti gli spettroscopi a reticolo concavo, piuttosto semplice. Il prezzo, anche considerando l'inclusione della camera di guida Lodestar X2 e la lampada di calibrazione è tuttavia elevato, aggirandosi sui 3500 €.



Nota: i prezzi indicati dei suddetti prodotti commerciali sono quelli in essere al mese di gennaio 2015

Spettroscopi stellari a fenditura di possibile autocostruzione

Non vorrei trarre in inganno il lettore facendogli credere di poter costruire in casa spettroscopi di portata e caratteristiche pari a quelli dianzi illustrati (a meno che non possieda un'officina meccanica e sappia usarla).

In realtà in questo paragrafo accennerò ad alcuni tipi di spettroscopi stellari assemblabili in casa con l'utilizzo di mezzi costruttivi semplici, quali un trapano a colonna, un seghetto, cacciaviti, a patto, ovviamente, di possedere la necessaria manualità ed un minimo di inventiva.

Un altro problema che si pone è dove reperire i materiali adatti, in primis l'elemento disperdente (reticolo). Qui di seguito viene indicato un elenco dei produttori di componenti per la spettroscopia.

Dove reperire i componenti necessari per auto costruirsi uno spettroscopio?

Le fonti di approvvigionamento di materiale ottico sono numerose, ma alcune a caro prezzo, spesso superiore alle possibilità di uno studente od un amatore. Ve ne citerò quindi alcune affidabili, sia per la qualità dei componenti che per i prezzi.

1- Materiale di Surplus

Per tale materiale sconsiglio Ebay, a meno non si sia certi dell'affidabilità del venditore; è facile infatti acquisire materiale difettato. Personalmente uso da anni un rivenditore americano che, pur con qualche limitazione, si è dimostrato attraverso gli anni sufficientemente affidabile: Surplushed, con un catalogo molto esteso di componenti ottici di surplus, essenzialmente prismi, fenditure, ottiche di ogni genere, fibre ottiche e tante altre cose a prezzi talvolta veramente esigui.

<http://www.surplushed.com/>

2- Reticoli

Per i reticoli occorre fare riferimento alla vendita normale sul mercato di componenti nuovi. Reticoli di surplus che si trovano su Ebay sono spesso difettati o blazed per l'UV o l'IR e quindi poco usabili per la spettroscopia del visibile. In ogni caso, prima di procedere all'acquisto, occorre accertarsi se gli stessi siano utilizzabili nel visibile.

I rivenditori maggiori e più affidabili dal punto di vista del rapporto qualità/prezzi sono, nell'ordine:

1- Edmund Optics, ditta americana con un catalogo enormemente vasto di ogni tipo di componente ottica, e, tra questi, di reticoli di ogni genere, dei quali sono specificati il n. di l/mm e l'angolo di blaze per l'ipotesi di configurazione Littrow.

<http://www.edmundoptics.com/>

2- Thorlabs : simile alla Edmund

<http://www.thorlabs.com/>

3-Paton Hawksley: è la casa britannica costruttrice dello Star Analyser 100 e 200, che vende tanto materiale di diffrazione ed alcuni spettroscopi didattici molto buoni.

<http://www.patonhawksley.co.uk/>

4- 3B Scientific: un produttore tedesco, con succursale italiana, di prodotti per la didattica della Fisica in genere, compresa una serie di prodotti per la spettroscopia a prezzi molto contenuti.

<https://www.3bscientific.it>

Ne esistono molti altri, Yobin Yvon- Horiba, Richadson, etc, ma con prezzi piuttosto elevati per un uso amatoriale.

Ora alcuni possibili layout di spettroscopi amatoriali, tutti con componenti ottici a lenti.

Starlis

Comincerò con lo spettroscopio più piccolo che ci possa essere, un livello più su dello S.A, ma usabilissimo anche con telescopi e montature veramente modesti, da me assemblato con materiale a disposizione, tra cui gruppi ottici di obiettivi fotografici e una fenditura di Surplushed: il cuore è (ovviamente) lo Star Analyser 100 , ma possono essere usati vari tipi di reticoli a trasmissione, tuttavia non oltre le 150 l/mm, in quanto trattasi di progetto “classico” con le ottiche in linea col raggio diffratto che esce dallo SA.

Il nome è l'acronimo di Star Light Spectroscope dove light sta sia per “luce” che per “leggero”. Il peso dello strumento è infatti di soli 500 grammi per 12 cm di lunghezza e 60 mm di diametro max, quindi quanto quello di un oculare da 50 mm a lungo fuoco, come si vede nell'immagine, nella quale sono confrontate le rispettive dimensioni. L'originaria fenditura di Surplushed è stata pesantemente modificata inserendola in un sistema con innesto 31,8 maschio da una parte, ed a vite 42 x1 dall'altro, in modo che la stessa può essere facilmente smontata e rimontata. La dispersione di Starlis è di 7,7 A/pixel, misurata su una fenditura molto aperta (ca 1 mm) data la scarsa sensibilità della camera usata, una videocamera Imaging Source DMK 41, con pixel da 4.65 micron. ottima per riprese solari , ma poco adatta in spettroscopia stellare. L'uso di tale camera è stato volutamente dettato dalla volontà di vedere come lo strumento si comporta con CCD non dedicati, come videocamere e webcam, diffusissime tra gli amatori.

Nell'immagine successiva è riportato lo spettro di Vega, come registrato dalla camera con l'ordine 0, la sua elaborazione ed il profilo spettrale corretto per la risposta con Visual Spec.

La praticità dell'oggetto è che rientra nel campo anche l'immagine della stella di ordine 0, sulla quale può effettuarsi la messa a fuoco e la guida.

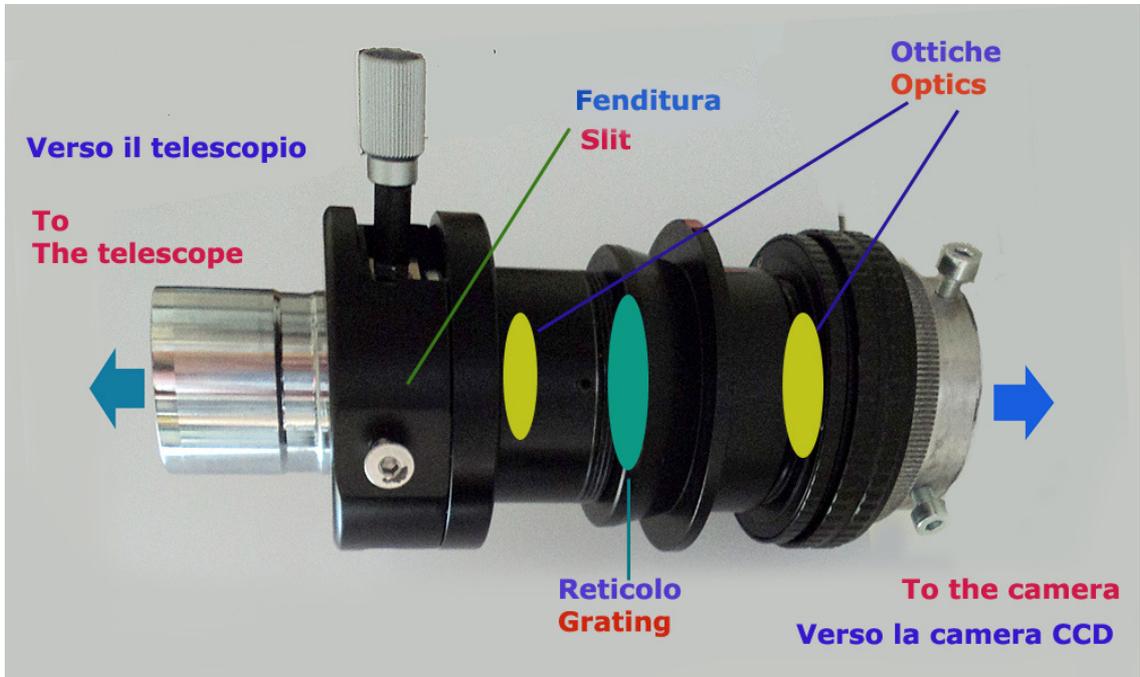
Occorre considerare che chiudendo ulteriormente la fenditura la dispersione e la risoluzione spettrale possano ulteriormente, migliorare.

L'uso di un beam splitter 30/70 (30% di luce dal lato guida e 70% dal lato ripresa), o di un flip mirror con un sistema di riferimento quale un oculare con reticolo illuminato potrebbe inoltre rendere molto più efficiente e rapido il collocamento della stella sulla fenditura.

In definitiva lo strumento appare come uno SA 100 con fenditura, suscettibile di arrivare al potere risolutivo teorico dello stesso.

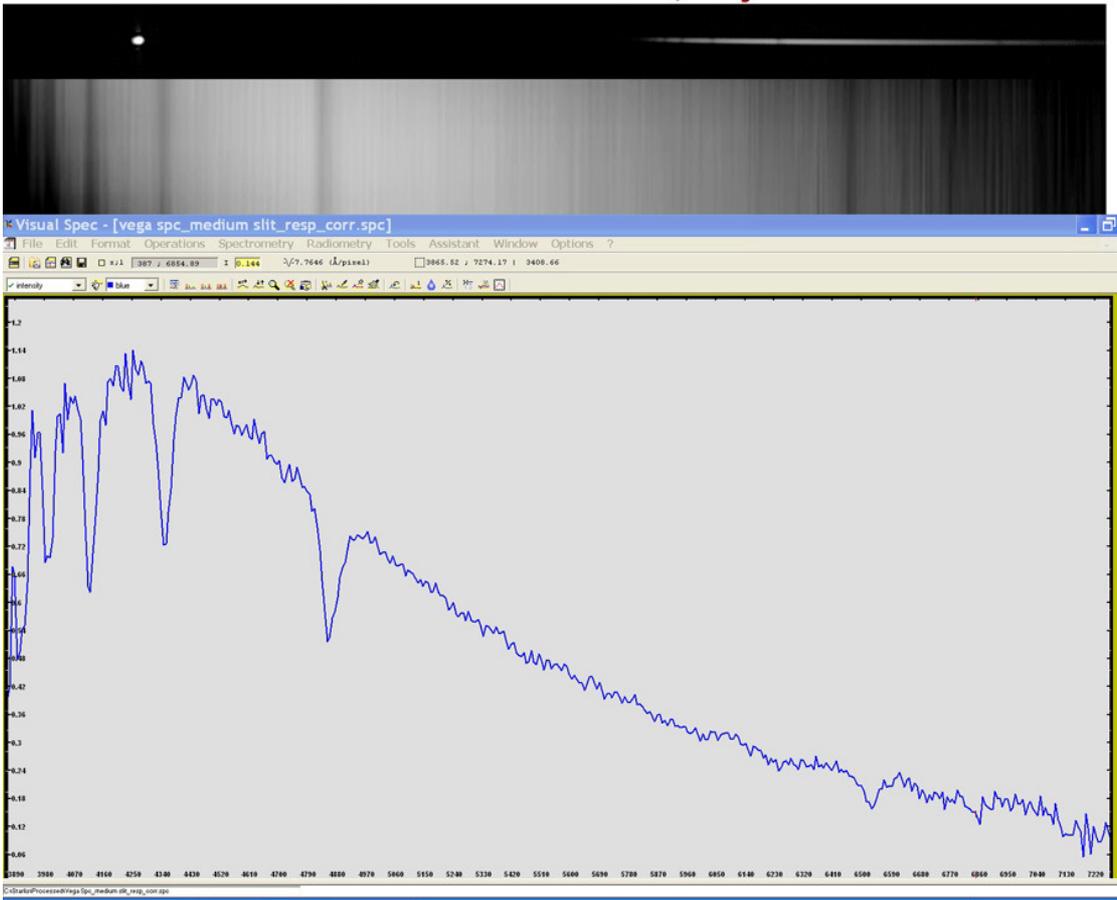


Le dimensioni di Starlis confrontate con quelle di un oculare da 50 mm



Il layout di Starlis

**StarLis spectroscope - Vega Spectrum
Celestron 8 @ 10- I.S. DMK Camera
Fulvio Mete- Rome, Italy**

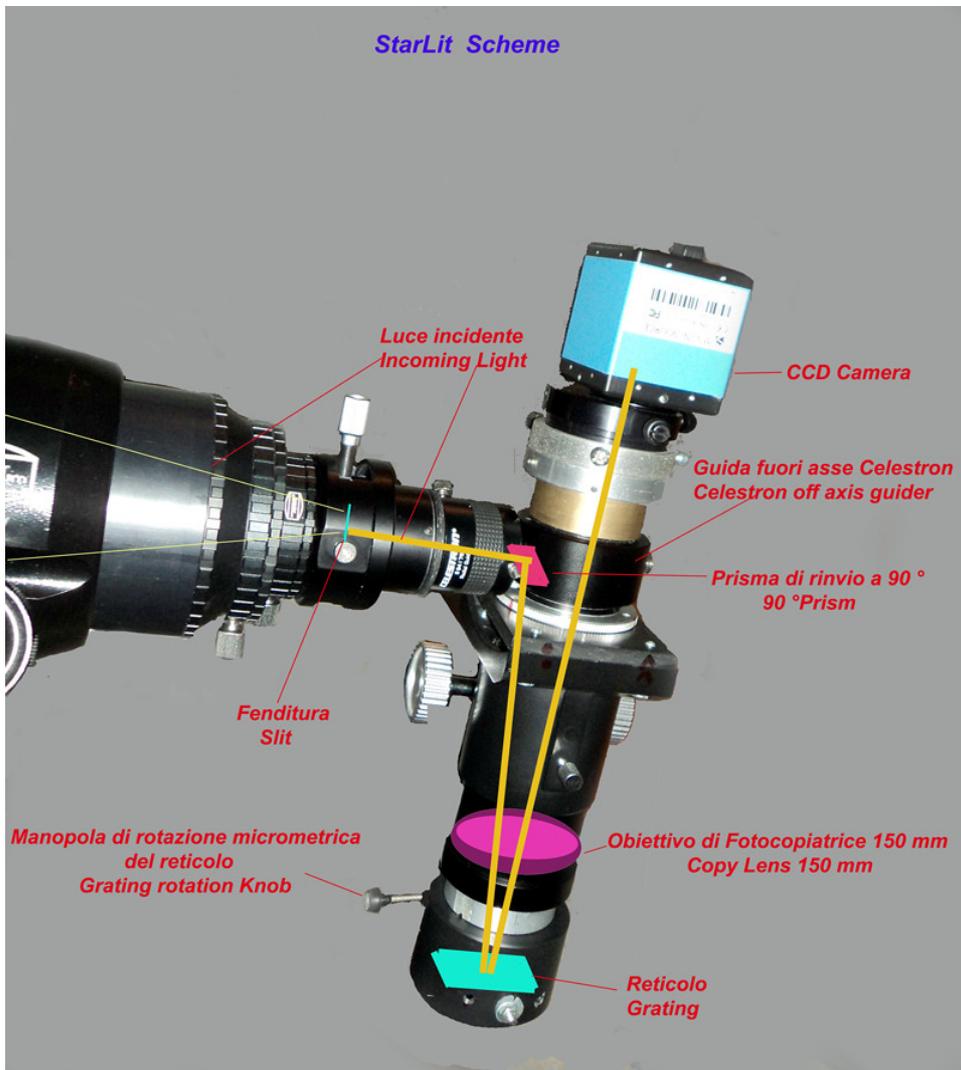


Spettro di Vega ripreso con Starlis

Starlit

Starlit,(acronimo di Star Littrow) è uno spettroscopio autocollimante, di dimensioni contenute, ma avvertibili, costruito intorno ad un reticolo a riflessione Edmund da 150 l/mm di 30 mm di lato, di risoluzione spettrale teorica di 4500.Si tratta di uno strumento facilmente usabile anche da telescopi e montature medie (ca 1Kg di peso per 30 cm di lunghezza)dal reticolo facilmente intercambiabile, tantè che nella mia ultima versione ne ho montato uno da 300 l/mm.Nell'immagine allegata si osserva applicato ad un rifrattore TMB 115/7, quindi uno strumento medio.La dispersione, misurata con una camera DMK 41,con pixel da 4.65 micron,sullo spettro di Sirio, stata di 3 A/pixel.l'ottica, di recupero e di prezzo veramente modesto, è stata un obiettivo da fotocopiatrice di 150 mm di focale.Il sistema di deviazione del fascio ottico è stato ottenuto con la modifica di una guida fuori asse commerciale Celestron.

In pratica tale strumento pesa meno della metà di CLAUS (il mio spettroscopio a lente cilindrica) che, con i suoi 2,5 Kg , che divengono 3-4 Kg applicandovi una camera di medie dimensioni, resta di difficile utilizzo per chi abbia strumenti, come molti rifrattori, con sistemi di messa a fuoco crayford o a cremagliera. Pur tuttavia il suo peso , in uno con quello della camera di ripresa, impone in ogni caso l'uso di focheggiatori robusti.



Naturalmente si tratta in entrambi gli strumenti ,di una soluzione tradizionale, con una fenditura regolabile, che comporta l'uso di un flip mirror e di un oculare con reticolo illuminato mobile da registro, in modo da poter, una volta regolato il punto del reticolo corrispondente alla stella in fenditura, mettere anche nelle volte successive la

stella sulla fenditura con una certa sicurezza e ripetibilità. Durante tale operazione è opportuno andare per gradi, e quindi aprire al massimo la fenditura per poi chiuderla gradualmente controllando che la stella rimanga sulla stessa ed appaia nell'immagine spettrale del CCD, sino alla posizione di lavoro.

Spec 600

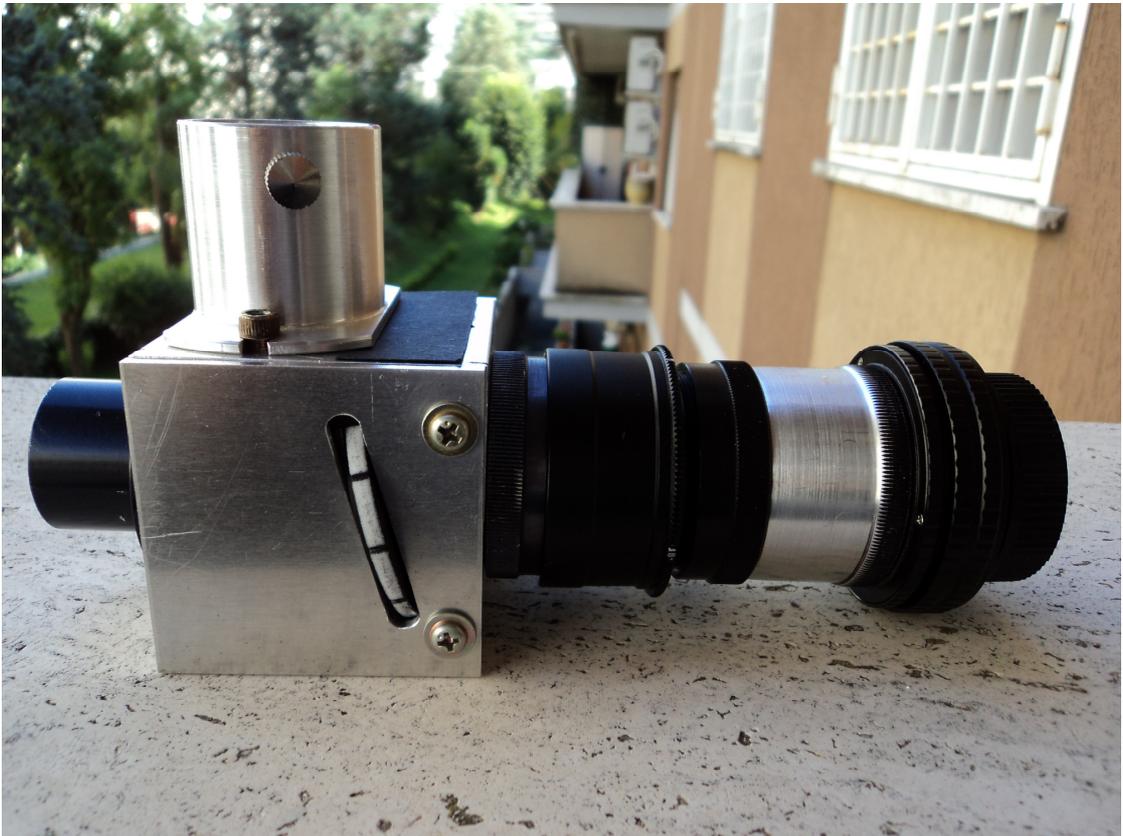
Si tratta della mia ultima realizzazione casalinga, che tuttavia si avvale di alcuni componenti che devono necessariamente provenire da un'officina meccanica o comprati sul mercato e modificati.

Spec 600 è uno spettroscopio classico, anch'esso di dimensioni e peso estremamente contenuti, e quindi con ottiche di collimazione e della camera, centrato su un grism da 600 l/mm di 12 mm di apertura rinvenibile sul mercato.

La novità è che, in luogo dell'usuale fenditura regolabile, lo strumento usa un modulo di guida autocostruito, applicabile a qualsiasi spettroscopio, che si avvale della cella e della piastrina riflettente multifenditura dello spettroscopio L200 di Ken Harrison. Il risultato è che la stella da osservare, visibile nel campo del modulo di guida, viene facilmente messa sulla fenditura (che appare una sottile linea scura su un fondo cielo eventualmente schiarito con una lampada davanti all'obiettivo del telescopio) con buona precisione e, una volta sostituito l'oculare con una camera di guida, sulla stessa (o su altre del campo) può essere lanciata l'autoguida. La comodità è quindi estrema, anche con stelle non luminose.

La filosofia è simile a quella dell'Alpy, anche se per certi versi migliorata dalla piastrina multi fenditure, al punto che è stato da me chiamato "Alpy dei poveri", dato il suo costo molto contenuto rispetto all'omologo commerciale.

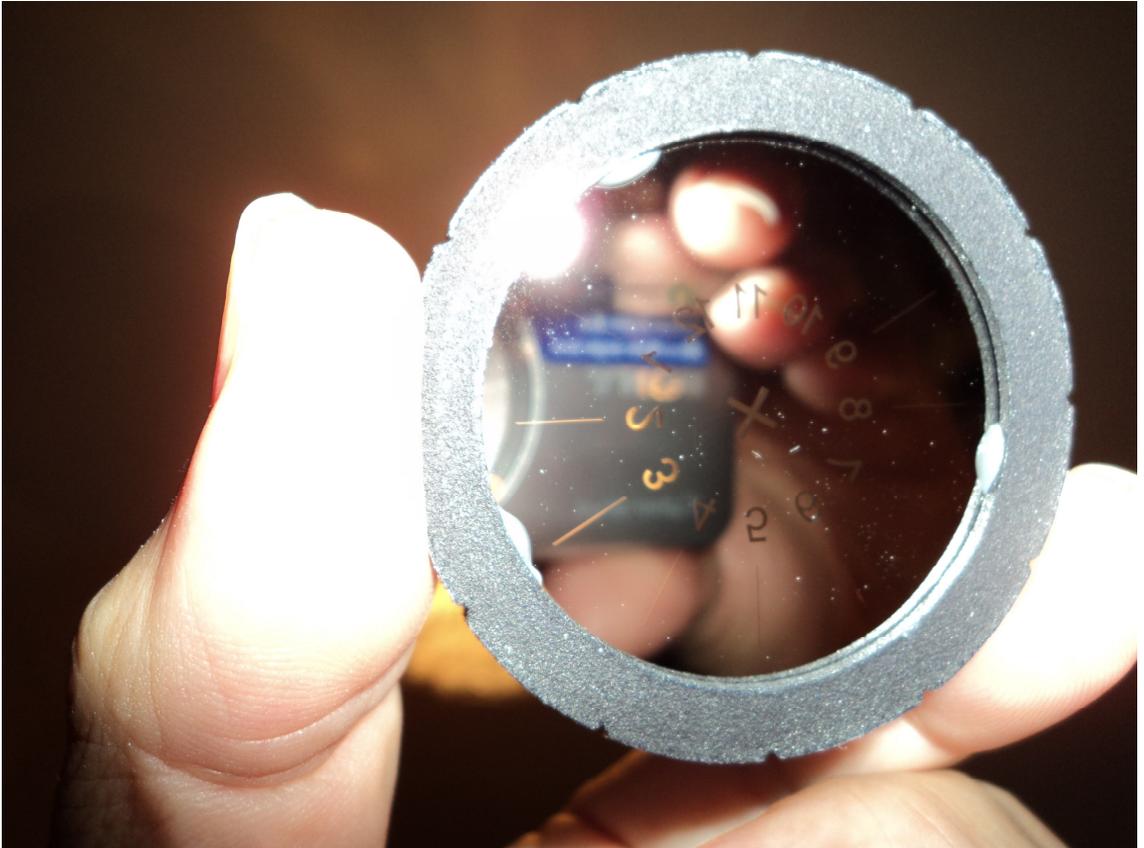
Lo strumento ha dimostrato delle buone performances, anche se con qualche peccatuccio di allineamento, inevitabile in strumenti casalinghi.



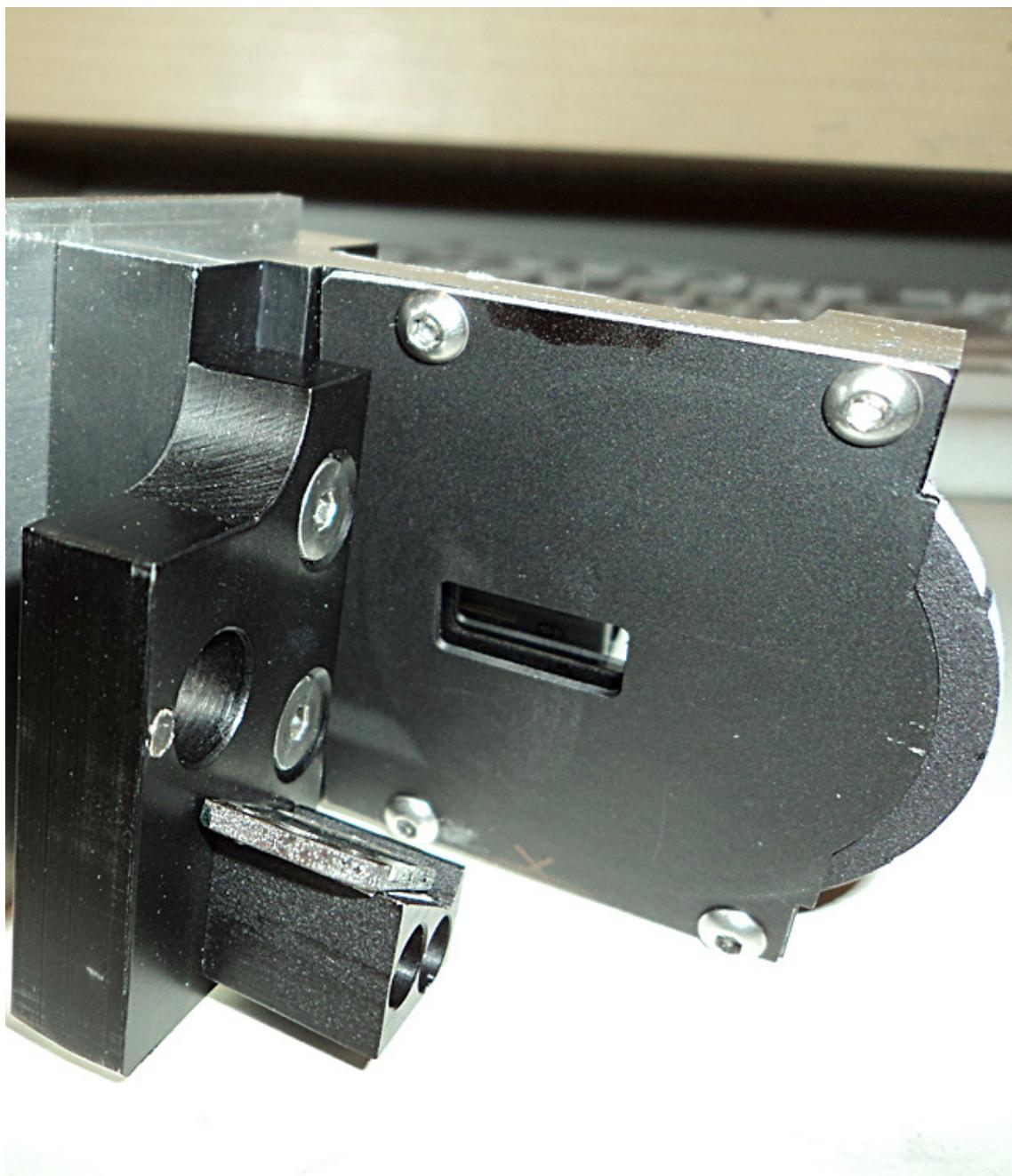
Lo spettroscopio Spec 600

Come si osserva dalla figura che precede, lo spettroscopio vero e proprio è quello a destra, mentre la scatola di alluminio con il portaoculare sulla sinistra costituisce il modulo di guida con la piastrina riflettente multi fenditura, che si avvale di 9 fenditure da 19 a 96 micron, ciascuna delle quali può essere facilmente inserita ruotando manualmente la placchetta sino al riferimento della fenditura da usare.

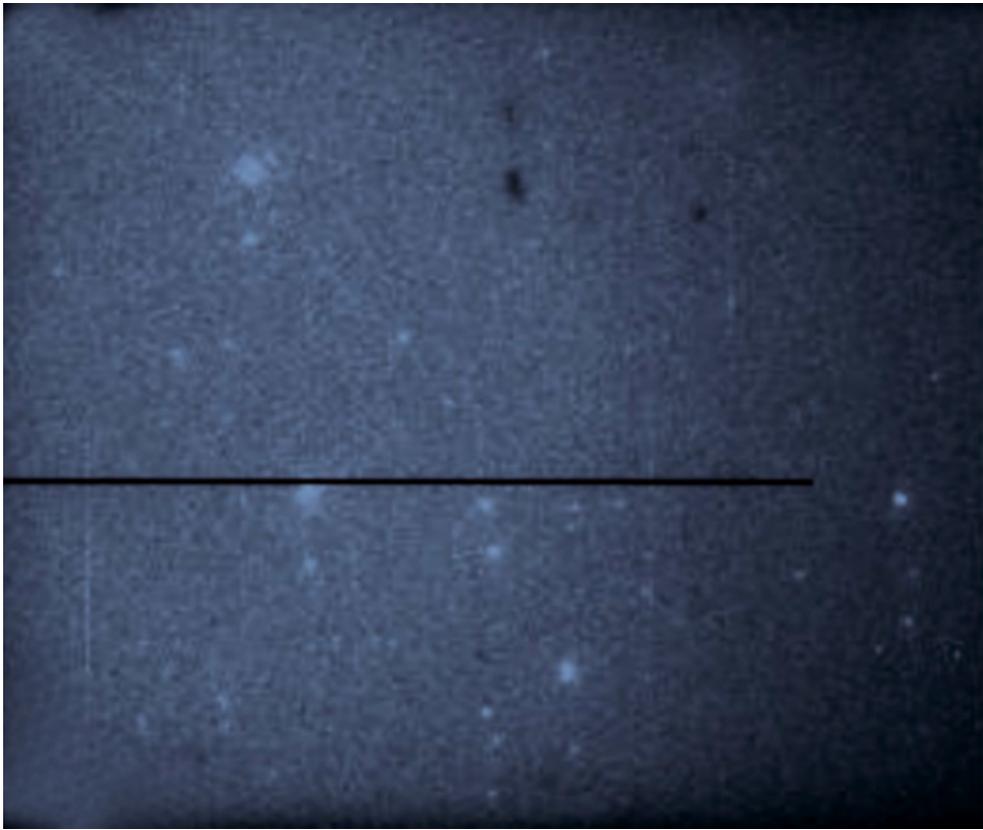
Il sistema è concettualmente semplice anche se ovviamente non sofisticato vista la realizzazione non professionale, e con componenti di diversa qualità.



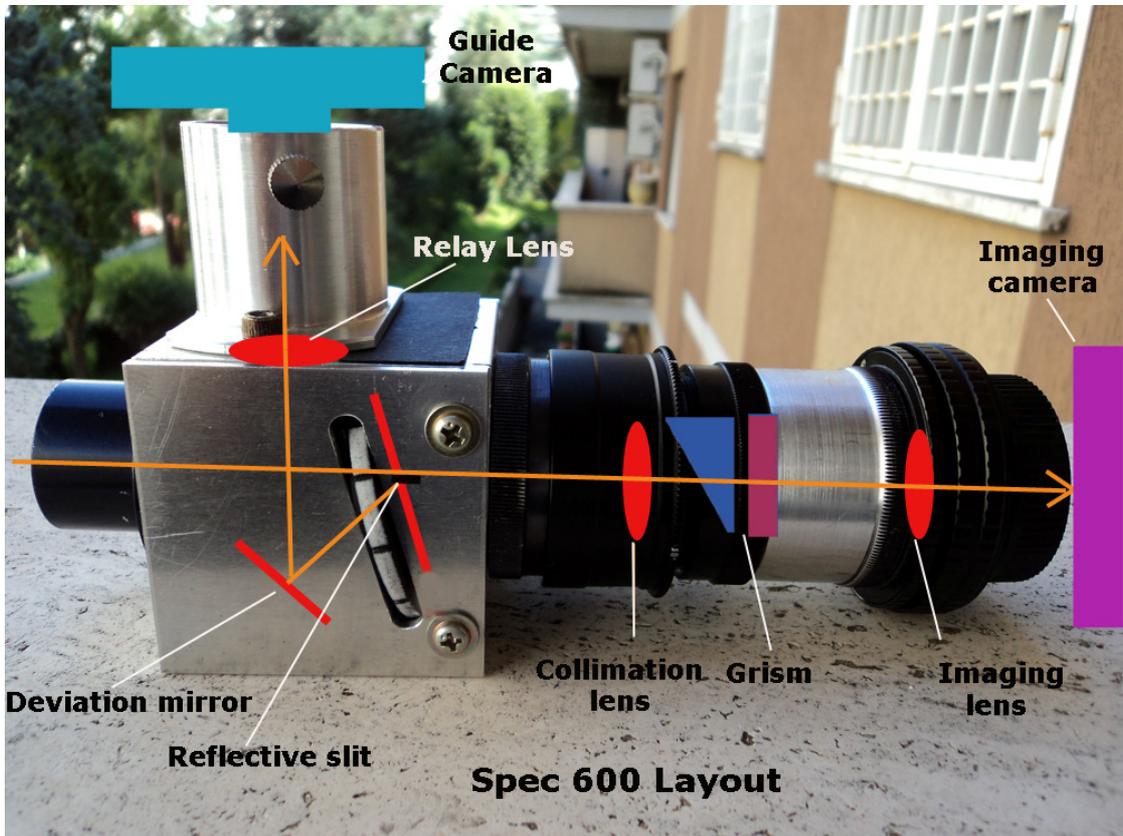
La piastrina multifenditure



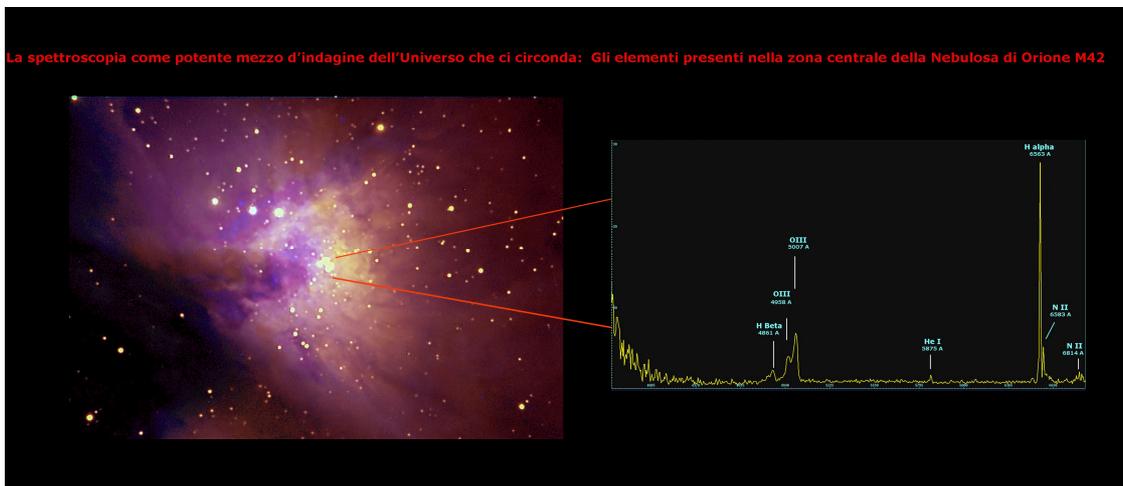
La cella della piastrina ed il modulo di guida

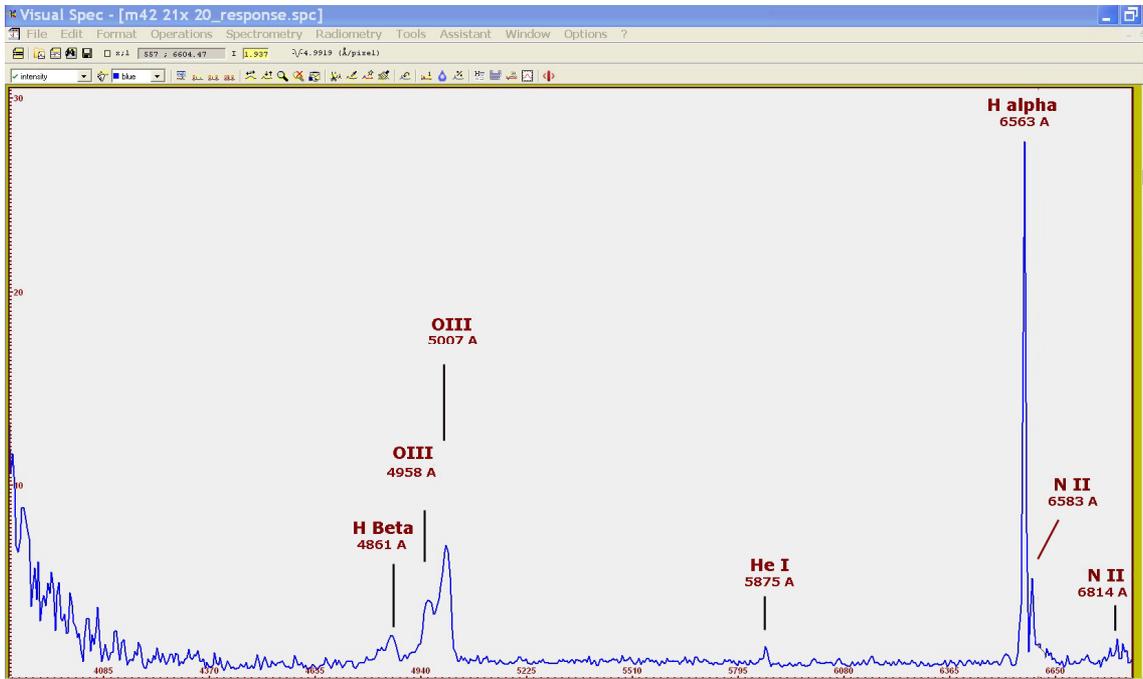


Apparenza della fenditura sul campo stellare come osservata attraverso un oculare inserito nel modulo di guida. Di seguito, il layout dello strumento



Il range spettrale dello strumento con il sensore Sony ICX 285 AL con pixel da 6.45 micron è di circa 2920 Å, e copre le lunghezze d'onda dall'UV a 3810 Å al rosso profondo, a 6730 Å. Di seguito un esempio di quanto ottenibile con tale strumento; il centro di M42 e della relativa zona di formazione stellare.





Spettro di M42



Spettro di Alphecca (Alpha CrB) classe A05, ottenuto al fuoco di un Matsukov 127/1500, con la fenditura da 72 micron e (sotto) lo stesso sovrapposto a quello professionale di una stella della stessa classe della libreria di V Spec



Indubbiamente uno strumento come Spec 600 costituisce un notevole salto qualitativo rispetto allo Star Analyser: l'uso della fenditura più adatta al telescopio usato permette una flessibilità d'uso e notevoli vantaggi in termini di risoluzione e confrontabilità delle osservazioni, non più ancorate al seeing, ma questo vantaggio è contrappesato da alcuni inconvenienti, quali :

- Il peso dello strumento , che, pur essendo molto contenuto (700 g) diventa notevole in unione alle due camere, di ripresa e di guida, sino ad avvicinarsi ad 1,5-2Kg a seconda del tipo di camere usate, ponendo problemi di flessioni ove gli attacchi al telescopio, e/o il foceggiatore usato non siano sufficientemente robusti.
- Il centraggio della stella sulla fenditura che, mentre per le stelle luminose non è un problema e può essere effettuato visualmente anche con un oculare, per stelle di mag.superiore a 7-8, e ancor di più per oggetti nebulari necessita di una camera di guida di adeguata sensibilità, ed un cercatore di discreta apertura, od elettronico, per il puntamento preliminare. Una buona soluzione è l'illuminazione della fenditura stessa con un led interno disinseribile, ovvero una luce attenuata con comando esterno applicata all'obiettivo del telescopio. Con camere di guida molto sensibili come la SX Lodestar, tale problema è tuttavia molto meno avvertito od annullato.
- L'uso di un software di autoguida che permetta anche piccoli aggiustamenti durante la guida, io uso il freeware PHD guiding, ma va bene anche AstroArt, che dalla versione 5 prevede un'apposita routine per l'autoguida in spettroscopia.
- La maggiore dispersione degli spettri, combinata alle inevitabili aberrazioni ottiche, quali coma e aberrazione cromatica indotti dal prisma, fa sì che questo non appaia uniformemente a fuoco, ma che se si foceggia sul blu, appaia leggermente fuori fuoco il rosso e viceversa. Occorrerà allora scegliere un

punto di fuoco che sia un compromesso, come una riga nel blu-verde (l'H beta è l'ideale) e focheggiare su questa lasciando poi inalterato il fuoco, per tutta la serata.

- La calibrazione del profilo, a causa dell' accentuata mancanza di linearità nella dispersione indotta dal prisma dovrà essere multipoint.

In ogni caso, Spec 600 permette di accostarsi in modo più impegnativo , ma nel contempo economico, alla spettroscopia stellare e degli oggetti del cielo profondo.

Spettroscopi stellari autocostruiti a lente cilindrica

L'idea di utilizzare una lente cilindrica come collimatore e fenditura condensati nello stesso componente non è stata sinora applicata nell' ambito della costruzione di spettroscopi amatoriali, probabilmente per motivi connessi alla convinzione di una maggiore incisione e risoluzione degli spettri ottenuti in un sistema classico a fenditura. Ciò è sicuramente vero, in quanto il sistema a lente cilindrica è soggetto, come quelli slitless, al seeing del momento, tuttavia presenta vantaggi non trascurabili:

1-la facilità di ripresa dell'oggetto, che non ha più bisogno di essere tenuto sull'apertura

2- lo stiramento longitudinale dell'immagine che evidenzia le righe

3- non presenta gli errori dovuti alle imperfezioni della fenditura, in quanto si tratta di una fenditura virtuale.

Tra gli svantaggi c'è quello di poter essere usato prevalentemente su stelle di una certa luminosità: oltre la mag 6-7 è indispensabile un sistema di autoguida.

Spettroscopio CLAUS

CLAUS è l'acronimo di Cylinder Lens Amateur Universal Spectroscope.

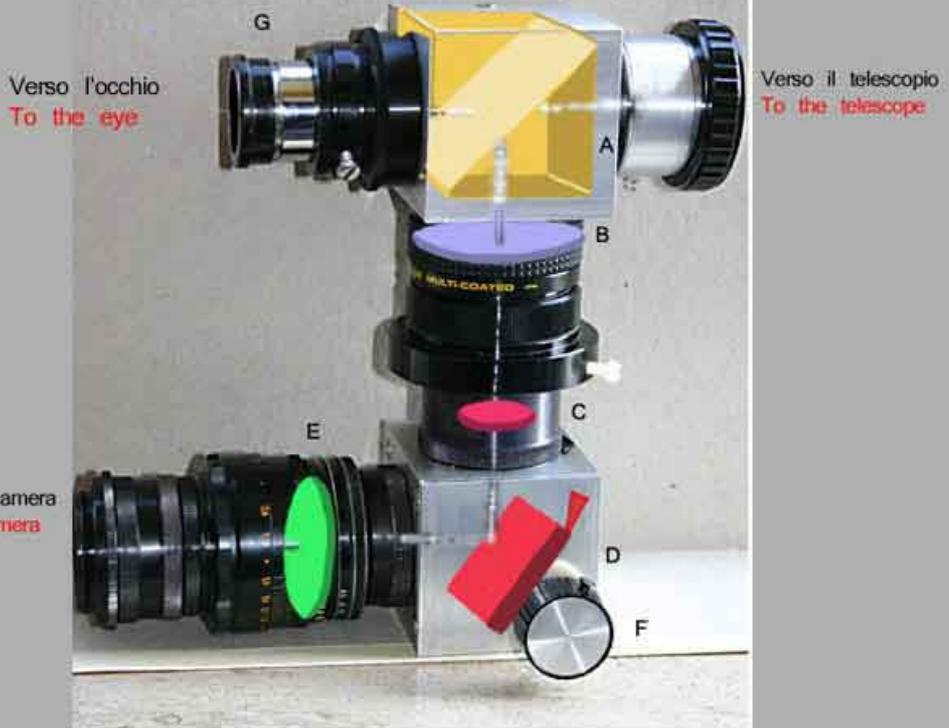
Esso utilizza un beam splitter 70% in riflessione e 30% in trasmissione grazie al quale la luce proveniente dal telescopio viene divisa in due parti, un fascio meno luminoso che va all'oculare od alla camera di guida, ed uno, più intenso, diretto verso un riduttore di focale Meade a f 3,3 che lo concentra sul punto di fuoco di una lente cilindrica di 25 mm di diametro e 50 mm di focale, che a sua volta invia un fascio collimato ad un reticolo da 1200 l/mm. Lo spettro viene poi osservato o ripreso per mezzo di un obiettivo fotografico da 50 mm.

Non si tratta di uno strumento di facile utilizzo, dato che pesa circa 2 Kg, ma le sue prestazioni, entro i limiti delle sue finalità d'uso, sono eccellenti. Il difetto maggiore, oltre al fatto che il suo output in termini di risoluzione dipenda dal seeing, è dato dal peso e dall'assorbimento di luce del beam splitter, che lo rende idoneo ad oggetti luminosi.

Nelle immagini che seguono è mostrato il progetto di CLAUS, del quale si è già mostrata in precedenza un'immagine, e lo strumento stesso posto al fuoco di un Celestron 11.

Lo strumento ha per me costituito il primo approccio alla spettroscopia stellare e mi ha permesso di ottenere una libreria di spettri molto interessante.

C.L.A.U.S. Project
Cylinder lens amateur universal spectroscope
by Fulvio Mete



A: Beamsplitter cubico 40 x 40 mm Ca. 70/30

A: Cubic beamsplitter 40 x 40 mm 70 reflection 30 pass

B: Riduttore di focale ad F 3.3

B: F 3.3. Focal reducer

C: Lente cilindrica D: 25 mm F 50 mm

C: Cylinder lens D 25 mm F 50 mm

D Reticolo di diffrazione da 1200 L/mm 25x25 mm blazed 500 nm

D: Diffraction grating 1200 g/mm blazed 500 nm 25 x 25 mm

E: Obiettivo fotografico passo a vite 42x1 50 mm f 2

E: Photo Objective 42x1 50 mm f 2

F: Manopola di controllo rotazione reticolo

F: Grating rotation control knob

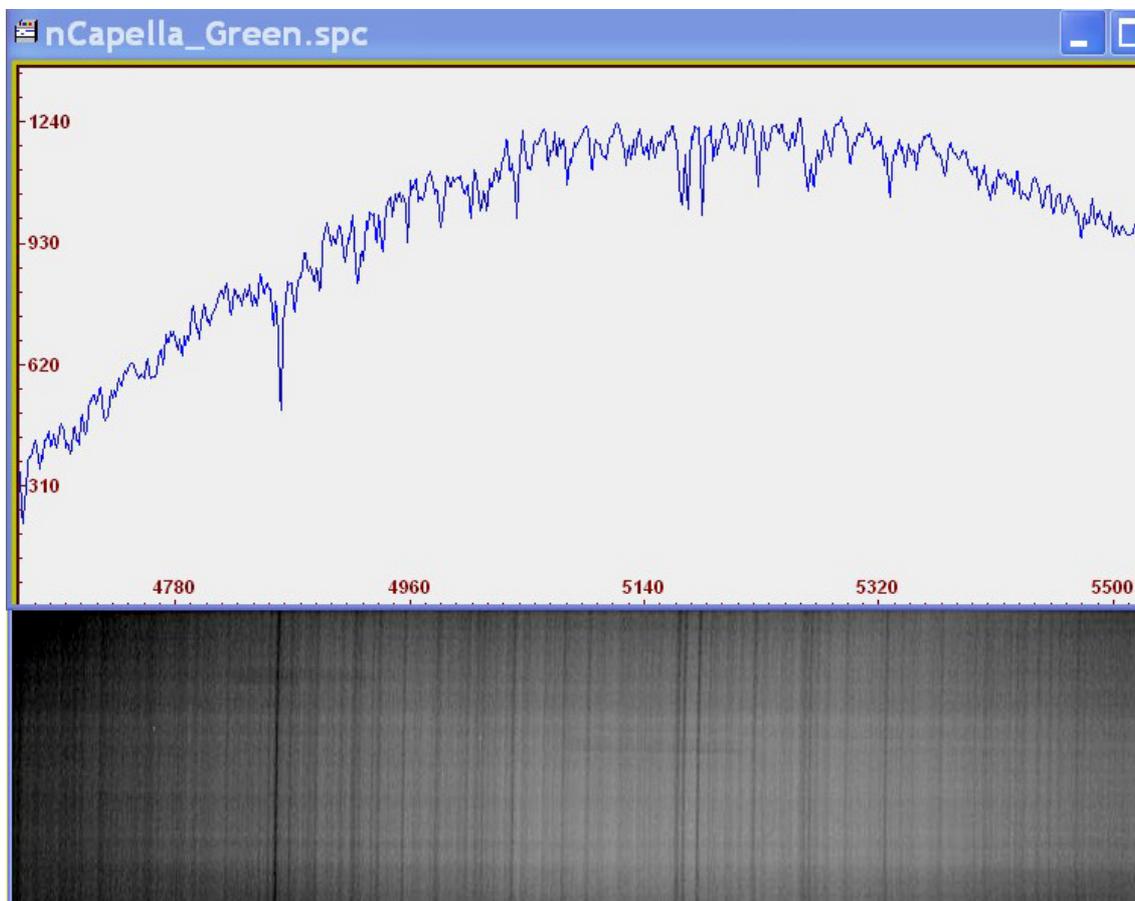
G: Oculare

G: Eyepiece



Per capire il livello di prestazioni fornito dallo strumento vale la seguente immagine, che mostra lo spettro di Capella, Alfa dell'Auriga, classe G0, ripreso con CLAUS , un C11, ed una camera Atik 16 HR con sensore Sony ICX 285 AL con pixel da 6,45

micron. La dispersione è stata di 1,1 Å/pixel ed il grado di risoluzione piuttosto elevato, dato che vengono risolte in modo eccellente le tre righe del tripletto del Magnesio.



Spettroscopio tipo Watkis di basso costo con reticolo polimerico a trasmissione

Uno dei componenti più costosi degli spettroscopi è, come si sa, il reticolo, il cui costo, per una misura quadrata di 25 x 25 mm a trasmissione si aggira sui 105 € e per un campione da 50 mm circa 200 €. Esistono tuttavia in commercio reticoli in acetato montati generalmente in telaietti da diapositive che svolgono in modo più che accettabile il loro lavoro al costo irrisorio di circa 15 €.

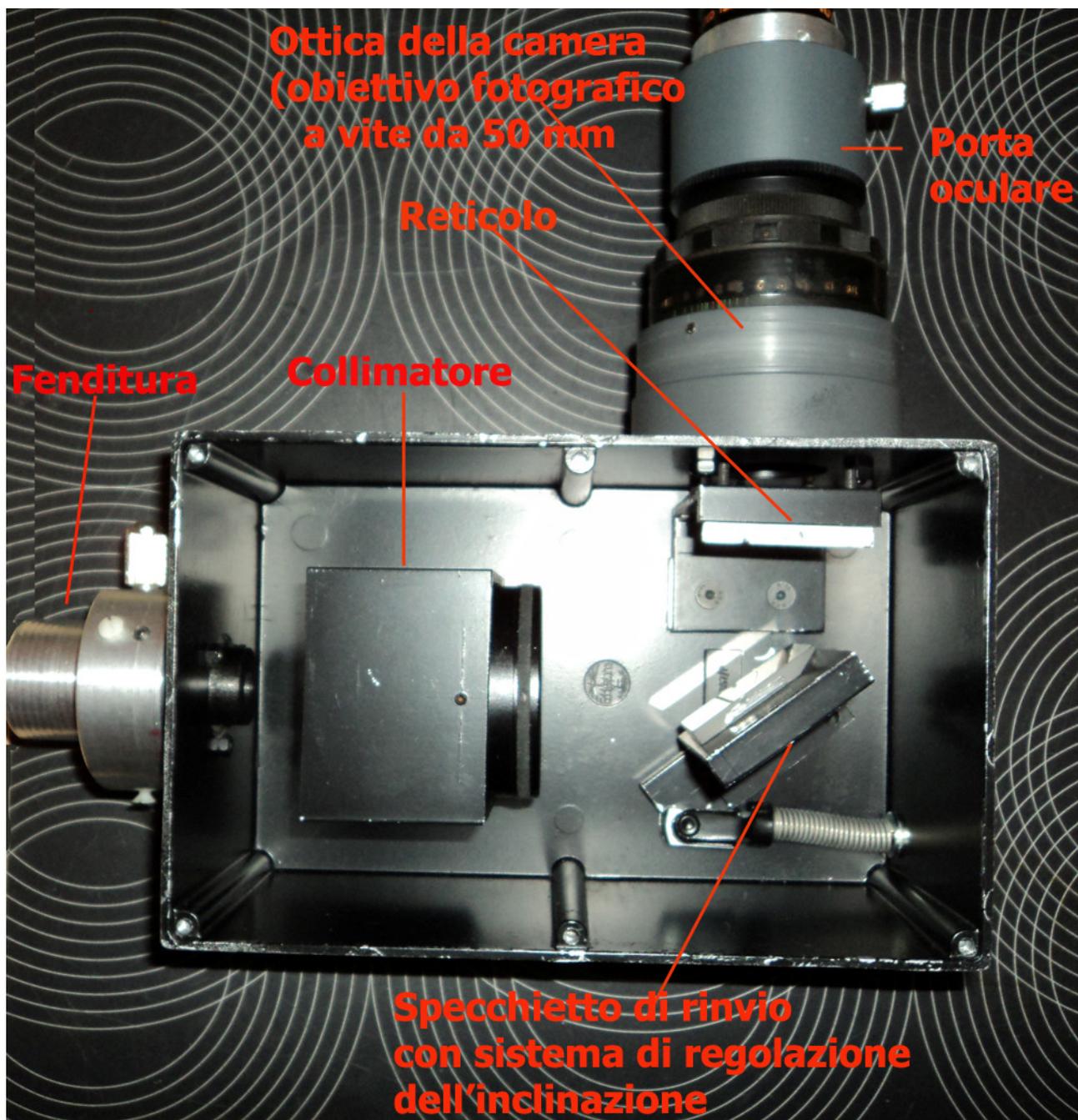
Mostrerò quindi di seguito come costruire uno spettroscopio, relativamente semplice e dal costo esiguo, sulla base dello schema presentato da C.J. Watkis nel 1976, ulteriormente semplificato.

In sintesi lo spettroscopio si avvale dei reticoli in acetato mostrati nella figura che segue, disponibili nel potere di 530, 600 e 1000 l/mm. presso 3B Scientific al prezzo di circa 15 €. Come ottiche di collimazione e della camera, possono essere utilizzati o due doppietti di binocoli a basso costo (come nel progetto originale), ovvero, ancora meglio, due ottiche di fotocopiatrice o fotografiche di surplus, facilmente rinvenibili ad un prezzo medio di 10-15 € nei mercatini e dal rivenditore americano Surplushed.

Occorre anche uno specchietto di rinvio del fascio ottico collimato al reticolo su un supporto micrometrico basculante: lo specchietto può essere ricavato da un diagonale a specchio di bassa fascia, del costo di circa 30 €. La fenditura regolabile può anche essere acquistata da Surplushed a 20 €. L'esemplare in mio possesso, progettato e auto costruito dall'astrofilo Maurizio Locatelli, ha uno scafo in lamierino di ferro, ma può essere a mio avviso utilizzato anche uno scafo in plastica o legno laminato. Io ho solo provveduto a sostituire la fenditura originale fissa con altra regolabile.



Reticolo in acetato da 600 l/mm su telaietto di diapositive, e quindi di formato 24 x 36 mm. Tali reticoli, pur di qualità modesta per il supporto, hanno il vantaggio che lo spessore molto ridotto di questo consente anche l'uso di un potere da 1000 l/mm.



Layout dello spettroscopio Watkis modificato di costruzione M. Locatelli

Facendo i conti in tasca alla realizzazione, essa verrebbe a costare all'incirca come segue:

1- Reticolo:	15 €
2- Ottiche da binocolo da 30 o 40 mm o da foto	30 -40 €
3- Specchietto di rinvio	30 €
4- Fenditura regolabile	20 €
5- Scafo	20 €

Si tratta ovviamente di cifre indicative, ma che ci fanno vedere come si possa ottenere uno strumento di valenza scientifica con poco più di 100 €.

Programmi informatici da usare con spettroscopi autocostruiti

Come sappiamo, la fase dell'acquisizione dello spettro bidimensionale è solo il primo passo per la costruzione del profilo spettrale, la sua calibrazione e la sua elaborazione, che ci forniranno i dati necessari per lo studio dell'oggetto della ripresa. Essendo semplici amatori, non ci dedicheremo a calcoli complessi per la calibrazione e la normalizzazione dei profili, ma useremo programmi informatici ad hoc.

Mentre per gli spettroscopi commerciali vengono forniti "in bundle" programmi specifici per il miglior uso degli strumenti, (ISIS per Shelyak, BASS per L200) in caso di autocostruzione potremo liberamente scegliere quale di questi si adatta meglio alle nostre aspettative e capacità. Personalmente ho usato ed uso VSpec e BASS, IRIS per alcune routines spettroscopiche.

Come calcolare dispersione e risoluzione degli spettroscopi con VSpec e BASS, senza effettuare calcoli

Il Potere Risolutivo

Come si è accennato in precedenza, la massima risoluzione ottenibile dal nostro spettroscopio è determinabile sperimentalmente, usando le routines dei programmi informatici di spettroscopia, che forniscono alcuni dati molto utili per il calcolo del potere risolutivo effettivo R del nostro spettroscopio a fenditura. Questo, ed è pari, come sappiamo, a $\lambda/d(\lambda)$, ed è dato dalla capacità di distinguere righe pari a $d(\lambda)$, valore dato in sostanza dalla FWHM della riga più stretta del profilo spettrale.

Ora, ammettendo di voler trovare, con un dato setup e con VSpec ed una data apertura della fenditura, il potere risolutivo R del nostro spettroscopio sulla riga H beta a 4861 Å che il valore di dispersione indicato sia 2 Å /Pixel, e che la FWHM della riga sia di 6 pixel; allora $d(\lambda)$ sarà pari a $2 \times 6 = 12$ Å e quindi il valore di R a quella lunghezza d'onda pari a $4861/12 = 405$. Questo nel caso che il programma dia la FWHM in pixel, se la dà in Angstrom (come fa VSpec sul profilo calibrato) basterà semplicemente dividere la lunghezza d'onda della riga per tale valore. Nella stessa ipotesi di setup il potere risolutivo R della riga Ha sarà lievemente superiore, pur in presenza di una

FWHM maggiore: ammettiamo infatti una FWHM di 14 Å; esso sarà di $6563/14=468$.

C'è da fare tuttavia una importante considerazione, che il potere risolutivo effettivo del nostro strumento risente, oltre che ovviamente dell'apertura della fenditura e dagli altri parametri dello spettroscopio quali ottiche di collimazione e della camera, grandezza dei pixel del sensore, nonché delle aberrazioni ottiche del telescopio a cui è applicato; l'esame di R in uno spettro già calibrato per la risposta elimina l'influenza di tali fattori, ma non elimina il fatto che conosciamo il potere risolutivo del sistema spettroscopio-camera-telescopio. Ciò comporta che R potrà essere diverso in caso di cambio di setup, passando, ad esempio, da un telescopio a campo curvo come uno SC non aplanatico ad un SC aplanatico, a campo sufficientemente corretto. Per misurare inoltre in modo astatico (ma comunque teorico) i valori R del nostro spettroscopio converrà usare lo spettro di una lampada di calibrazione, od anche di una lampada a basso consumo anziché quello di una stella, che risente dello stato fisico della stessa.

La Dispersione

Quanto alla dispersione, i programmi informatici di cui si discute forniscono in prima battuta una dispersione a due punti, di tipo lineare, che, per bassi livelli di risoluzione e reticoli a trasmissione in fascio convergente a basso numero di righe per mm. può essere ritenuta accettabile.

Essa è comunque una prima approssimazione, dato che la linearità della dispersione varia con l'angolo del reticolo rispetto all'asse ottico, e può variare anche del 33% tra 4000 e 7000 Å con un reticolo da 2400 l/mm. Con spettroscopi a fenditura e reticoli di un certo numero di righe per mm converrà quindi operare una calibrazione multipoint, utilizzando una curva polinomiale di dispersione su un certo numero di punti dello spettro; più sono i punti, maggiore è la precisione della curva di dispersione. Lo stesso è consigliabile per spettroscopi con reticoli a grism, che risentono delle aberrazioni e della diversa dispersione del prisma nel profilo. Gli algoritmi di dispersione multipoint sono forniti da quasi tutti i programmi di spettroscopia ed il loro uso, una volta fatte le prime prove, è sufficientemente facile ed immediato

La Sottrazione del fondo cielo

Questa è un'operazione importantissima che tutti i programmi di spettroscopia (VSpec, Iris, BASS, Isis) eseguono in modo manuale od automatico.

Essa consiste, come sappiamo, nella sottrazione dallo spettro delle righe spettrali attribuibili non già all'oggetto, ma all'inquinamento luminoso del fondo cielo ed altri fattori, e che potrebbero quindi creare confusione e/o false misurazioni dello spettro stesso.

Ma non è solo l'IL a creare potenziali pericoli per la purezza del profilo spettrale, in realtà questo può essere inquinato da varie altre sorgenti, come:

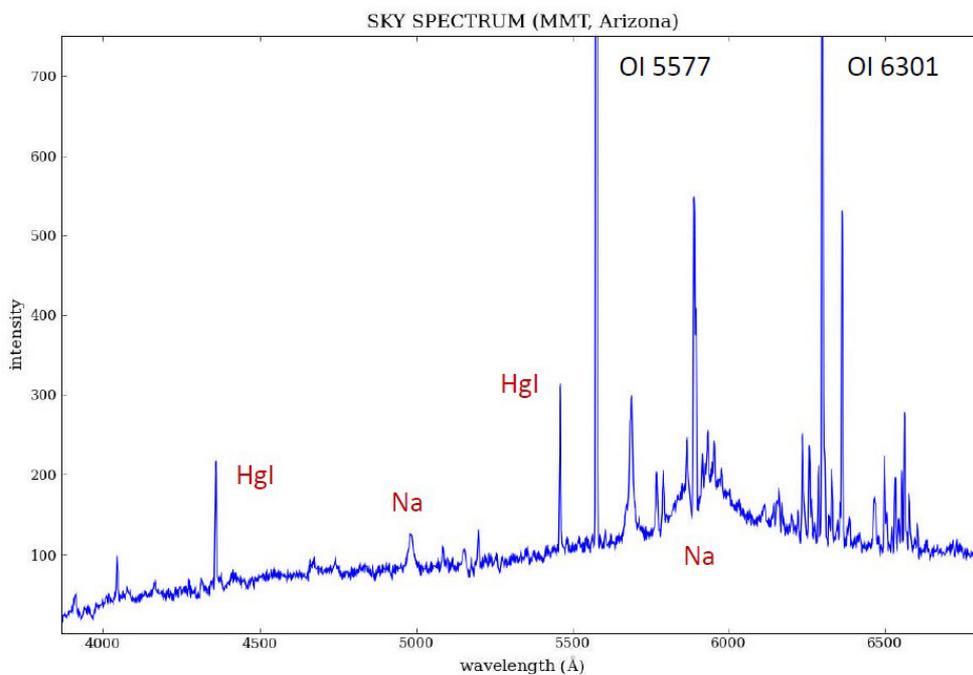
-Airglow (molecole di OH nell'alta atmosfera)

-Luce zodiacale

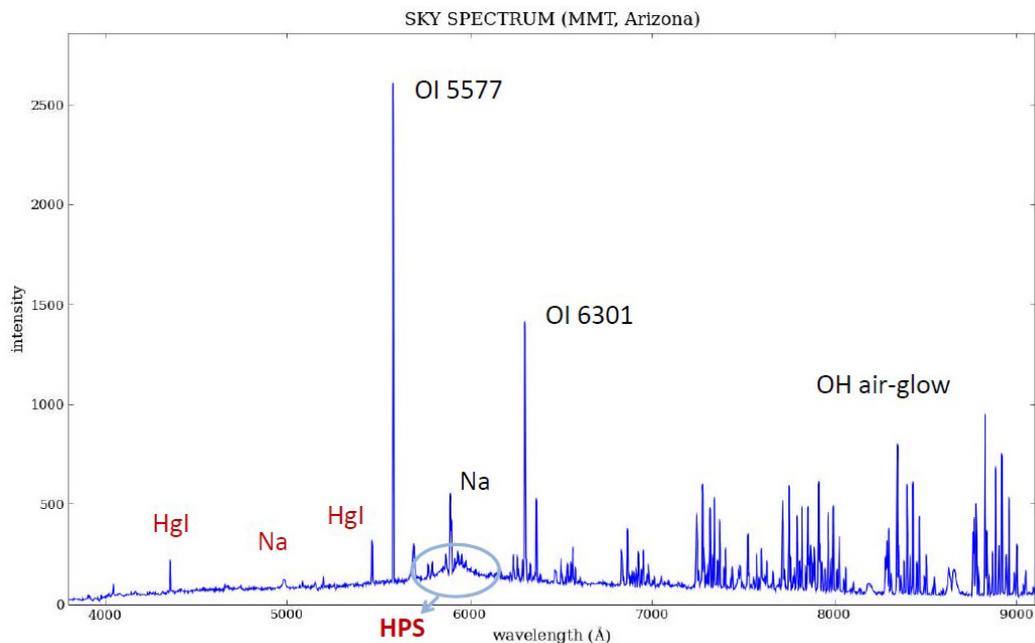
-Luce lunare (anche se modesta)

-Emissioni termiche dal cielo, dal telescopio e dai palazzi circostanti la postazione.

E' interessante, per valutare le dimensioni del fenomeno, la visualizzazione dei profili spettrali del cielo in una zona giustamente famosa per i suoi cieli limpidi: L'Arizona, in U.S.A. Ebbene, non solo il cielo di Tucson subisce l'inquinamento di luce, come è logico aspettarsi (OI e Na), ma anche la parte di cielo "scuro" lontana dai siti cittadini. E' facile a questo punto immaginare la situazione in Italia. Dati dell'MMT – Arizona University- fonte "Spectroscopy Techniques" di Danny Steeghs.



Cielo di Tucson, Arizona

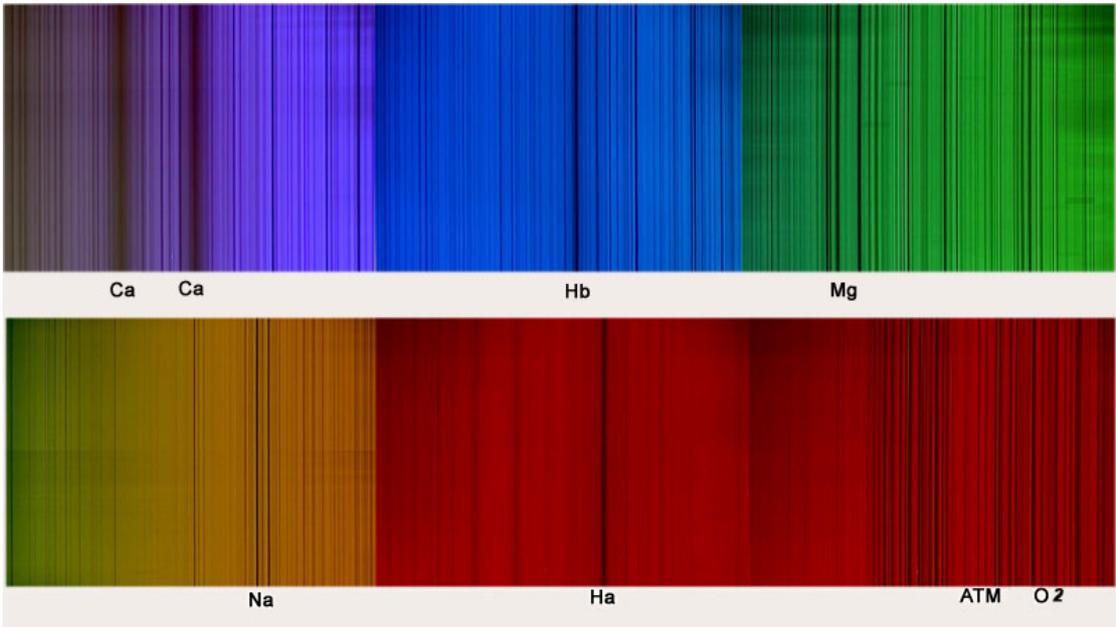


Profilo del cielo lontano dalle città

Gli spettroscopi nell'Osservazione solare

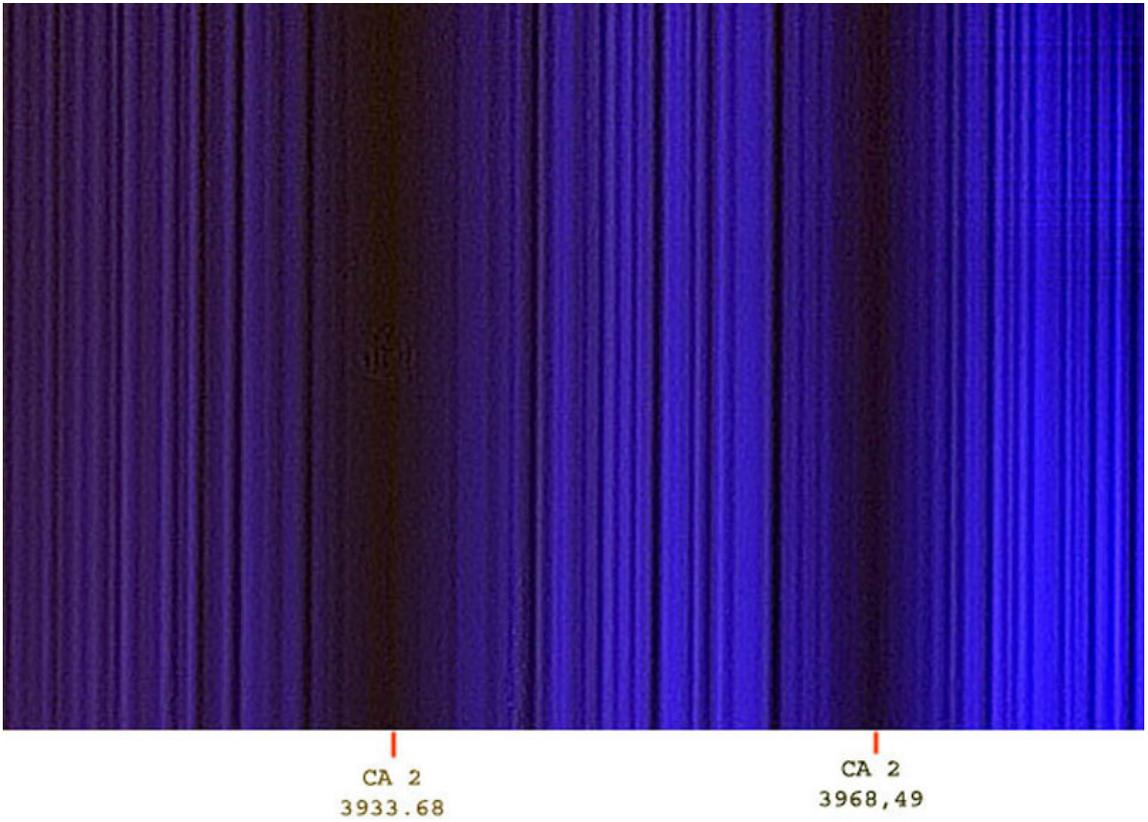
Lo spettro della luce solare appare ricco di righe di assorbimento anche con un modesto spettroscopio: alcune di esse sono effettivamente causate dal sole, mentre altre appartengono all'atmosfera terrestre: la maggior parte delle righe deboli appartengono infatti al vapore acqueo (H_2O) e cambiano di intensità a seconda del grado di umidità, mentre altre appartengono all'Ossigeno diatomico (O_2), queste ultime concentrate in gran parte nel rosso profondo ai confini dell'IR.

Lo spettro solare vero e proprio costituisce tuttavia un laboratorio unico per gli appassionati di fisica e, perchè no, anche per gli appassionati di spettroscopia astronomica. Le righe della serie di Balmer dell'Idrogeno, del Calcio, del Magnesio e dell'Ossigeno diatomico sono evidenti ed appaiono, a media risoluzione, come nell'immagine sottostante (strumento TSA):



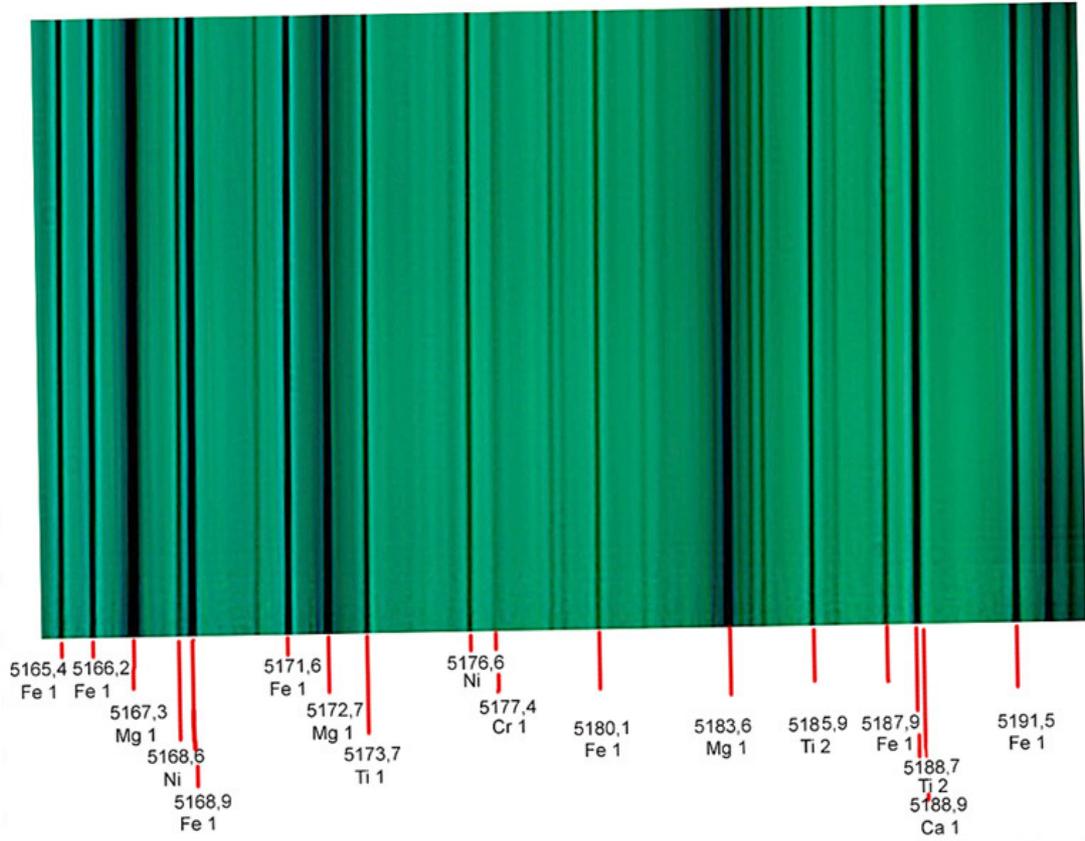
Ad **alta dispersion e risoluzione** lo spettro solare evidenzia le righe più sottili e gli elementi più diversi che lo compongono:(strumenti HIRSS e HIRSS2).Di seguito le righe degli elementi più importanti, con le lunghezze d'onda di riferimento per le eventuali calibrazioni.

Qui di seguito sono mostrati alcuni spettri solari bidimensionali in alta risoluzione.

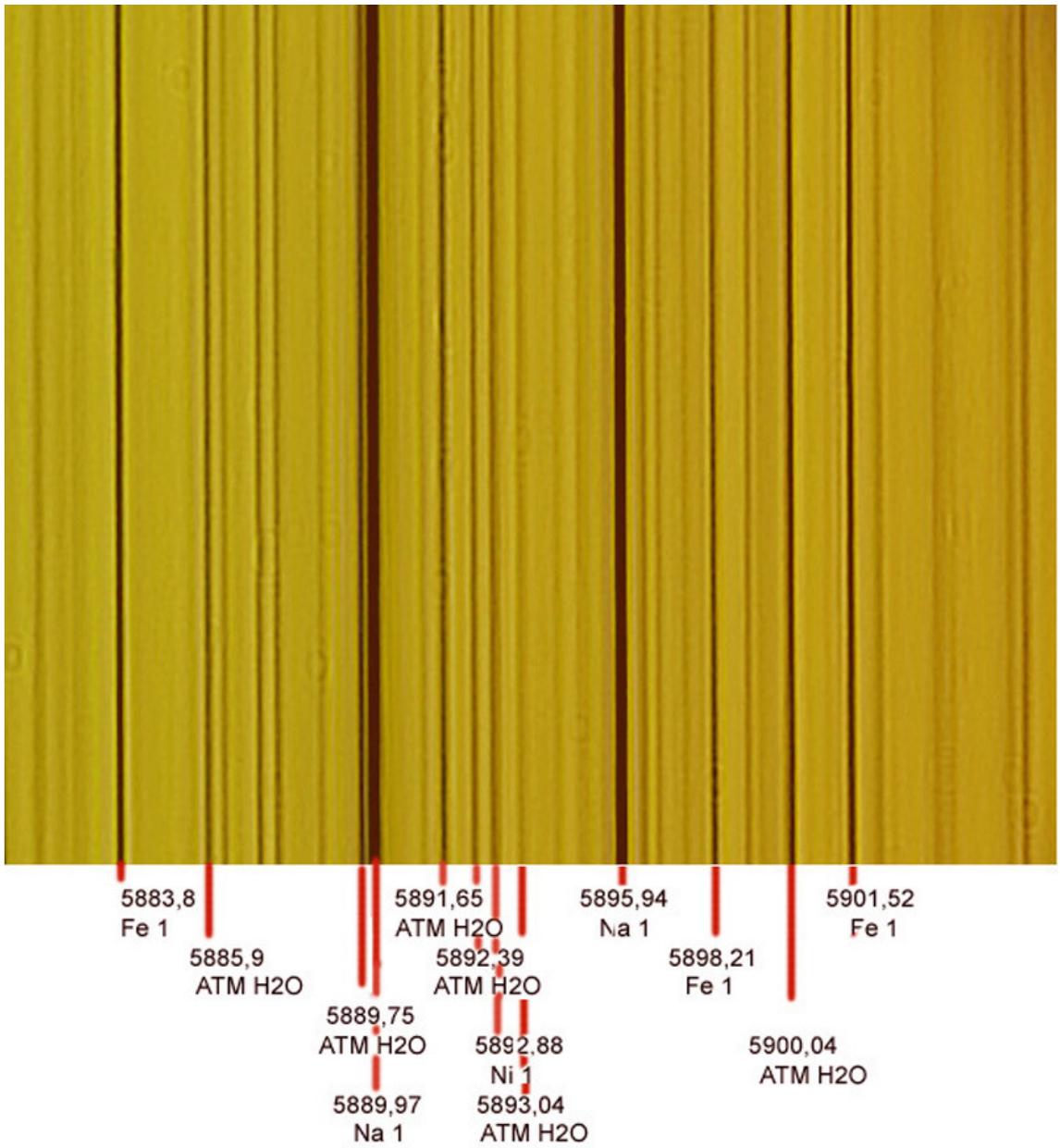


Le righe del calcio ionizzato CaII K e CaII H nell'UV

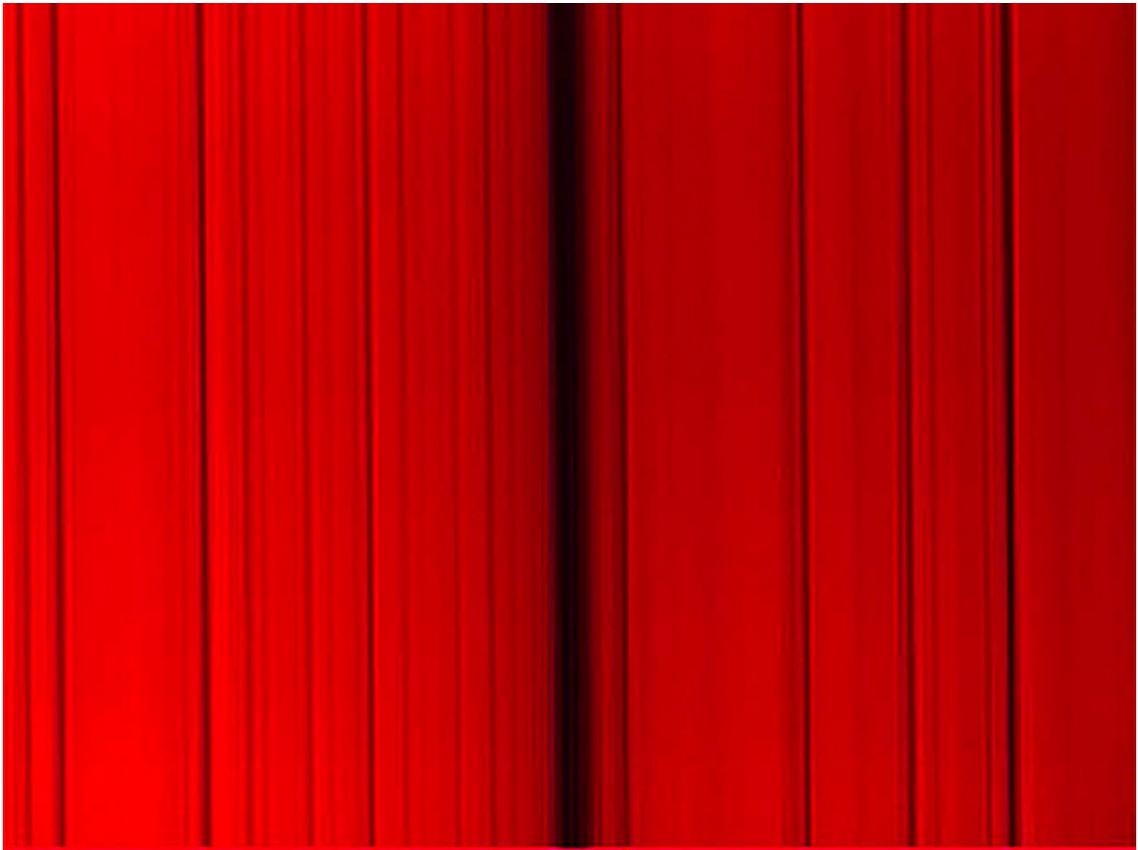
HIRSS
Spectroscopy mode
Mg triplet spectral zone



Il tripletto del Magnesio e le righe vicine, nel verde

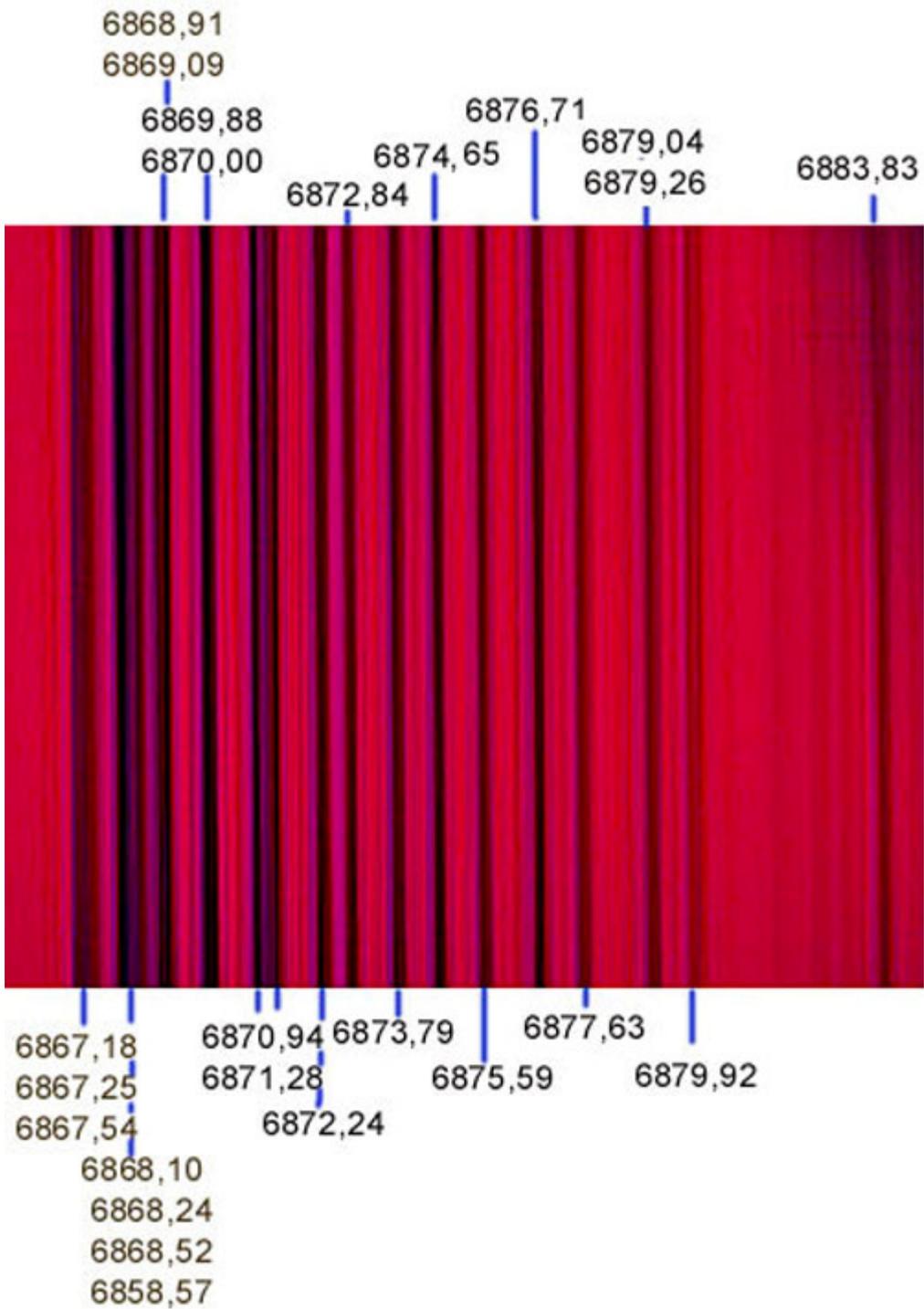


Il doppietto del sodio e la regione vicina, nel giallo – arancio



6562.80
6560.55 6564.20
Ha
ATM H2O ATM H2O

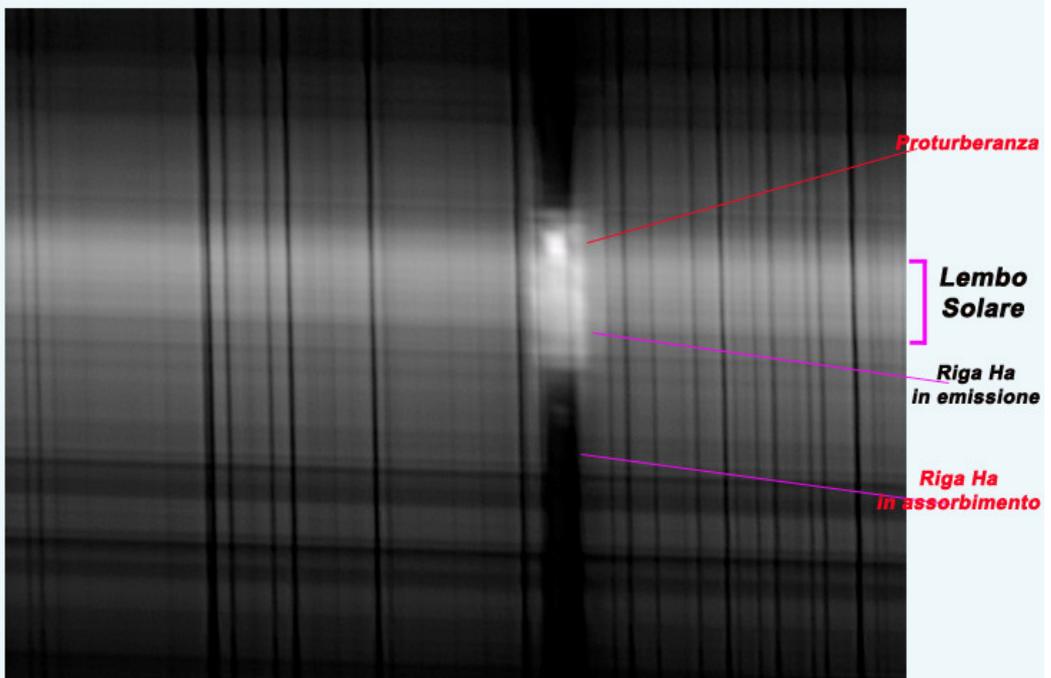
La riga H alfa nel rosso profondo



Le righe dell'O2 atmosferico nel vicino IR

Righe dello spettro in emissione

Le principali righe dello spettro solare Idrogeno, Calcio, Magnesio, Sodio, Elio presenti anche in Cromosfera, osservate attraverso la mediazione dell'atmosfera solare, appaiono, come si è visto, in assorbimento. Tuttavia, se si pone la fenditura dello spettroscopio tangente al bordo solare, in modo da intercettare il solo contributo dell'atmosfera solare (Cromosfera) esse appaiono in emissione, come si osserva nella immagine che segue per la riga H alpha. In questo esempio, ed in molti altri, la spettroscopia ad alta risoluzione ci consente di entrare dentro le righe, osservando le caratteristiche più nascoste della nostra stella.

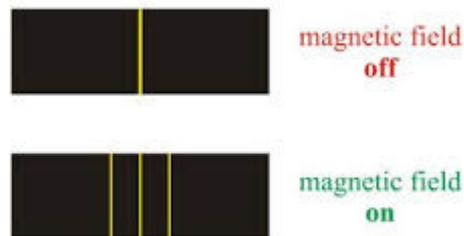


Ripresa CCD del bordo del disco solare con POSS (POrtable Solar Spectrohelioscope) in spectrohelioscope mode nel punto di inversione della riga H α da assorbimento ad emissione con osservazione di una piccola proturberanza. Fulvio Mete, 30.09.2010

Effetto Zeeman e magnetografia solare

Un breve richiamo sull'effetto Zeeman inverso

Nella maggior parte degli atomi, esistono diverse configurazioni elettroniche che possiedono la medesima energia, quindi le transizioni tra differenti coppie di configurazioni corrispondono a una singola linea spettrale. La presenza di un campo magnetico esterno provoca la separazione dei livelli energetici, interagendo in modo differente con gli elettroni in funzione dei differenti numeri quantici e modificando leggermente le loro energie. Il risultato è che da differenti configurazioni che possiedono la stessa energia si ottengono energie leggermente diverse, che producono linee spettrali molto ravvicinate.



L'effetto Zeeman consiste nell'allargamento o la divisione in più parti di una riga spettrale per effetto di un campo magnetico. In astrofisica, l'astronomo americano George Ellery Hale fu il primo ad osservare tale effetto sul campo magnetico delle macchie solari. Oggi lo stesso effetto viene sfruttato per ottenere magnetogrammi della superficie solare.

Più in particolare si può definire l'Effetto Zeeman come il fenomeno fisico collegato alla scomposizione dei livelli atomici di energia o delle righe dello spettro dovuta all'azione di un campo magnetico esterno. Pieter Zeeman, il fisico olandese che vinse nel 1902 il premio Nobel per la scoperta dell'effetto che da lui prese il nome, si accorse sperimentalmente che, in presenza di un campo magnetico orientato perpendicolarmente, alcune righe spettrali si scomponivano in tre righe diverse (effetto Zeeman ortogonale) mentre con un campo magnetico orientato parallelamente all'oggetto le righe della scomposizione erano due, e quella centrale scompariva (effetto Zeeman longitudinale). Successivamente ci si rese conto che la scomposizione era molto più complessa di quanto apparisse e, in relazione allo spin dell'elettrone si parlò di effetto Zeeman anomalo o normale. Se la riga è in emissione si parla di effetto diretto, mentre se è in assorbimento, di effetto Zeeman inverso.

Dal punto di vista dell'astronomia amatoriale, il fenomeno in questione è molto difficile da osservare per il semplice fatto che richiede poteri risolutivi spettrali molto elevati (a mio avviso > 60.000) ed una certa dimestichezza con le righe dello spettro solare per l'individuazione delle righe del ferro interessate al fenomeno, tra cui in primis quelle Fe1 a 6173 ed a 6302. Å a registrazione dell'effetto Zeeman sulle righe

solari costituisce quindi una vera sfida per l'amatore che si occupa di spettroscopia e per la sua strumentazione.

Le seguenti sono alcune righe del ferro particolarmente sensibili all'effetto Zeeman.

Fe I 6137.0 Å

Fe I 6173.3 Å

Fe I 6232.6 Å

Altre righe Zeeman sensibili:

Ca I 6572.8 Å

Fe I 6574.3 Å

Fe I 6575.0 Å (nearby water line)

Ti I 6554.2 Å

Ti I 6556.1 Å

Ca I 6572.8 Å

Ti I 5426.3 Å

Mn I 5432.6 Å

Fe I 5225.5 Å

Cr I 5247.6 Å

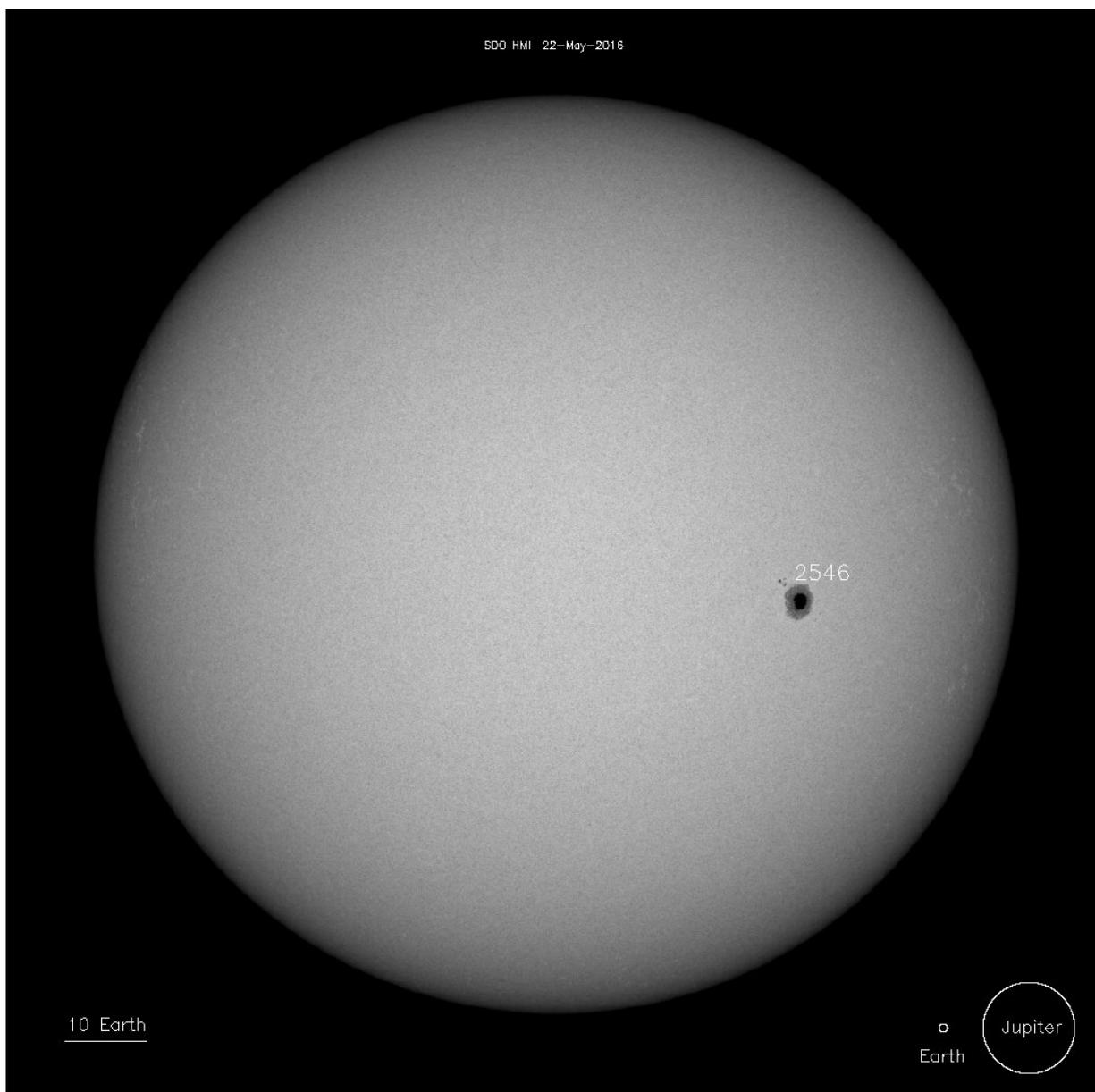
Fe I 5250.2 Å

Rilevazione in luce non polarizzata, nella AR 2546, dello splitting della riga del ferro a 6173.3 Å nella regione attiva AR 2546 il 22 maggio 2016

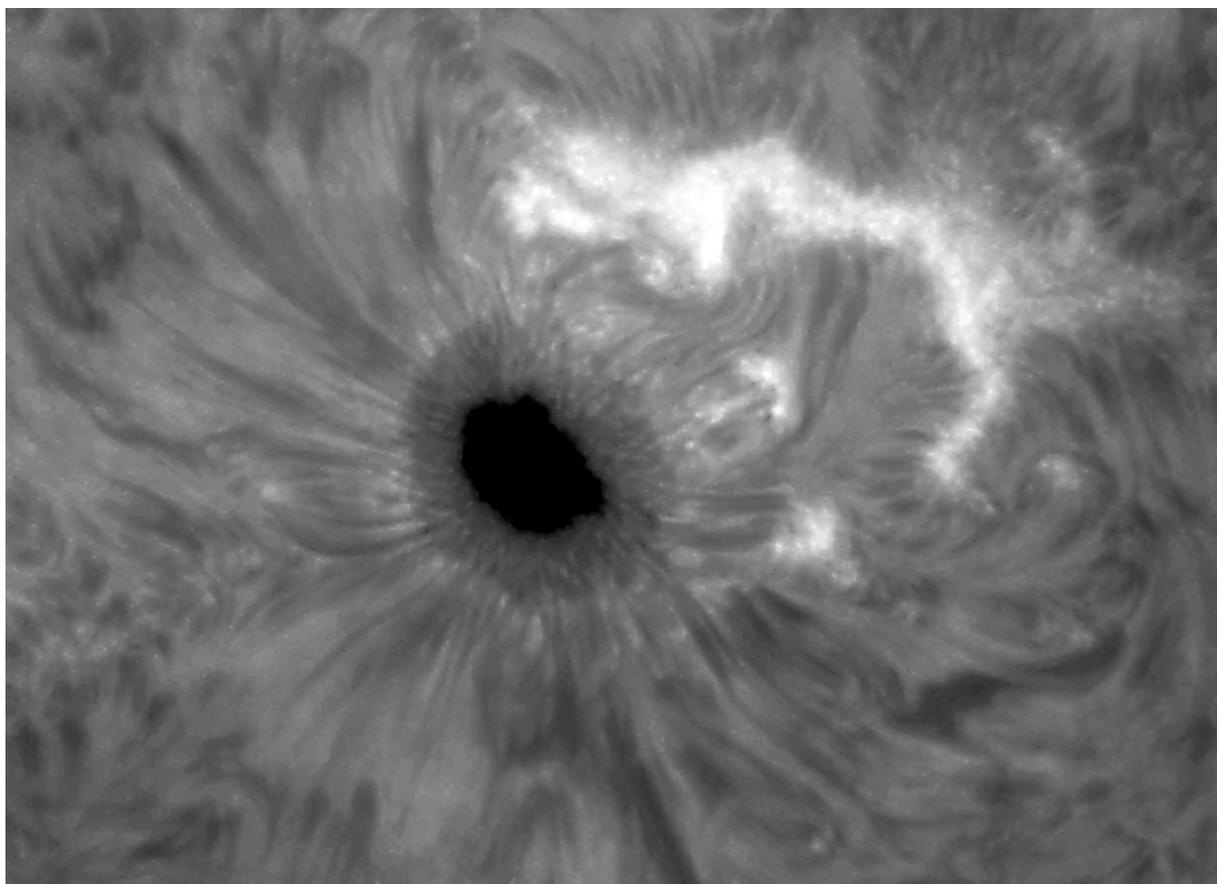
1- Il target

Una regione attiva con una macchia di particolare grandezza per il periodo, la AR 2546, ha fornito a chi scrive, il 22 maggio 2016, l'occasione per osservare lo splitting delle righe del ferro a 6173.3 Å nonché di tentare una misura comparata del campo magnetico in Gauss risultante dall'allargamento e dalla divisione della riga indotti dalla regione attiva in discorso. Nella seconda metà di maggio 2016 è infatti apparsa sul sole una regione attiva, numerata 2546, in un gruppo multipolare con un componente molto esteso altri componenti estremamente più piccoli.

SDO HMI 22-May-2016



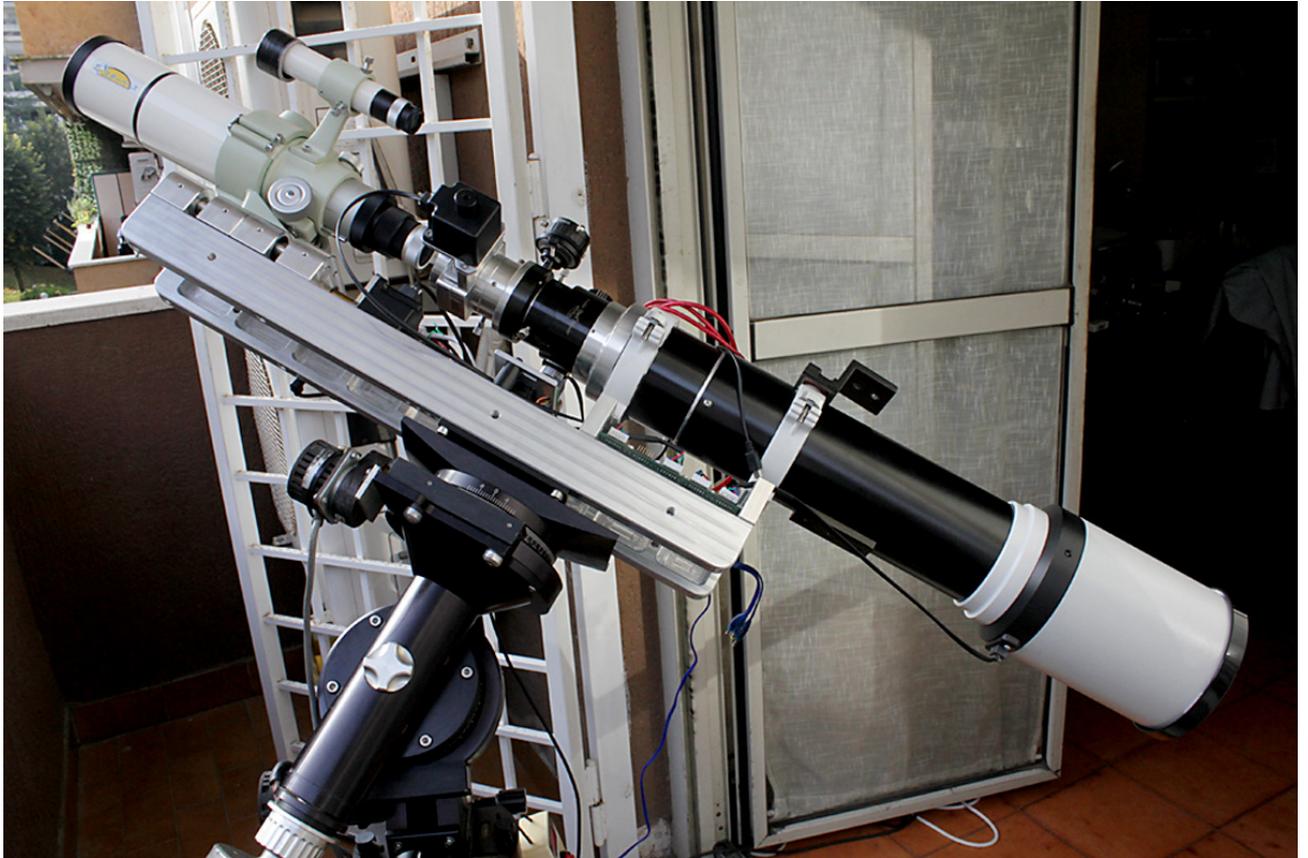
La macchia 2546 a livello fotosferico il giorno 22 maggio 2016 , fonte SOHO-MDI



La macchia 2546 a livello cromosferico- foto dell'autore in luce H alpha

2 - La strumentazione usata

La strumentazione usata è stato lo spettrografo-spettroelioscopio digitale ad alta risoluzione Solarscan, fondato sul progetto di VHIRSS e sviluppato dalla nota ditta Avalon di Aprilia (RM) nell'intento di rendere il progetto stesso più adeguato alle esigenze della spettroscopia in alta risoluzione. Si tratta di uno strumento di alta qualità tecnologica e meccanica completamente automatizzato e remotizzabile, capace di risoluzioni superiori a 60000 in un peso di 15 Kg e una lunghezza di circa 110 cm, quindi perfettamente gestibile da una sola persona su montature di classe media come Losmandy G11 ed Avalon M1. Nel caso specifico lo strumento è stato montato su una Losmandy G11. La camera usata è stata una Imaging Source DMK 41 AS, con sensore Sony ICX 205 AL e pixel da 4.65 micron, con la quale è stato ottenuto un filmato dello spettro di 800 frames mediati con Registax senza alcuna forma di elaborazione (solo stacking).

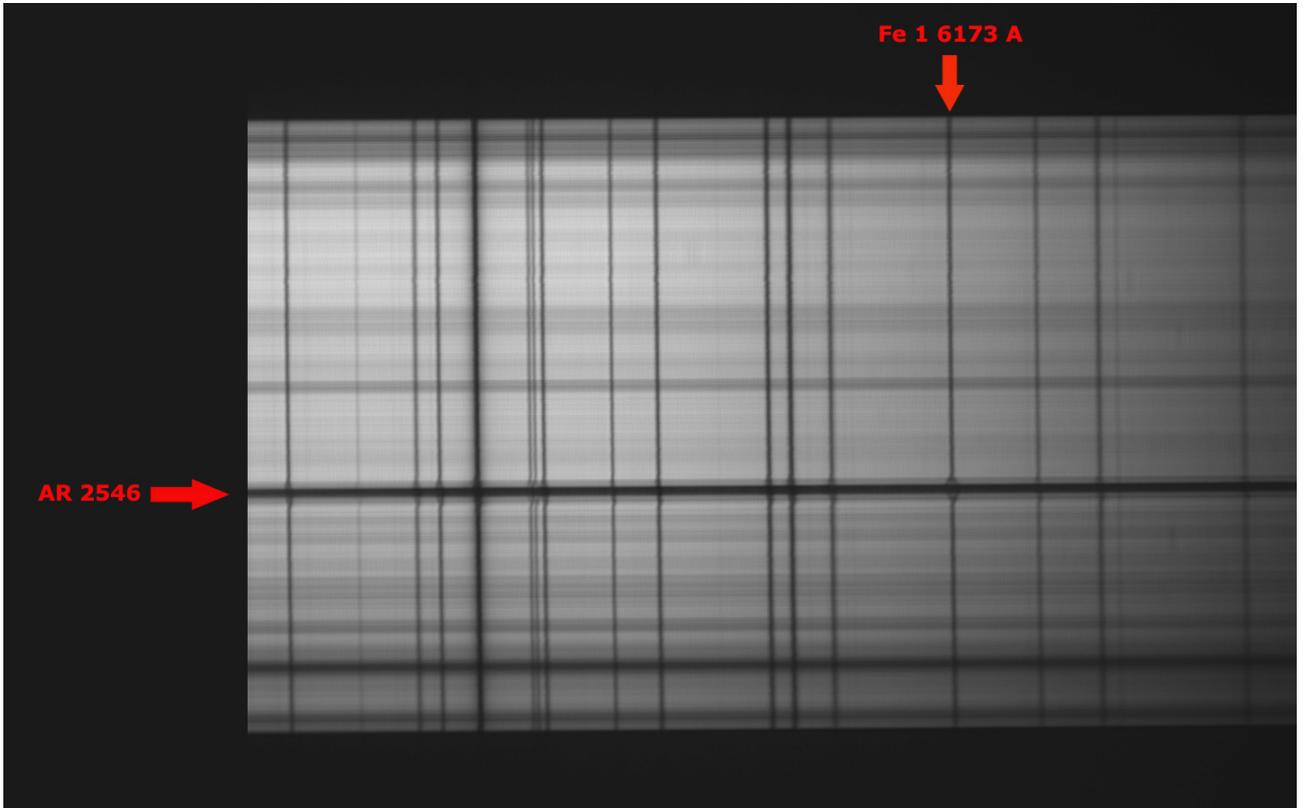


Lo spettrografo Solarscan sulla Losmandy G11 dell'autore

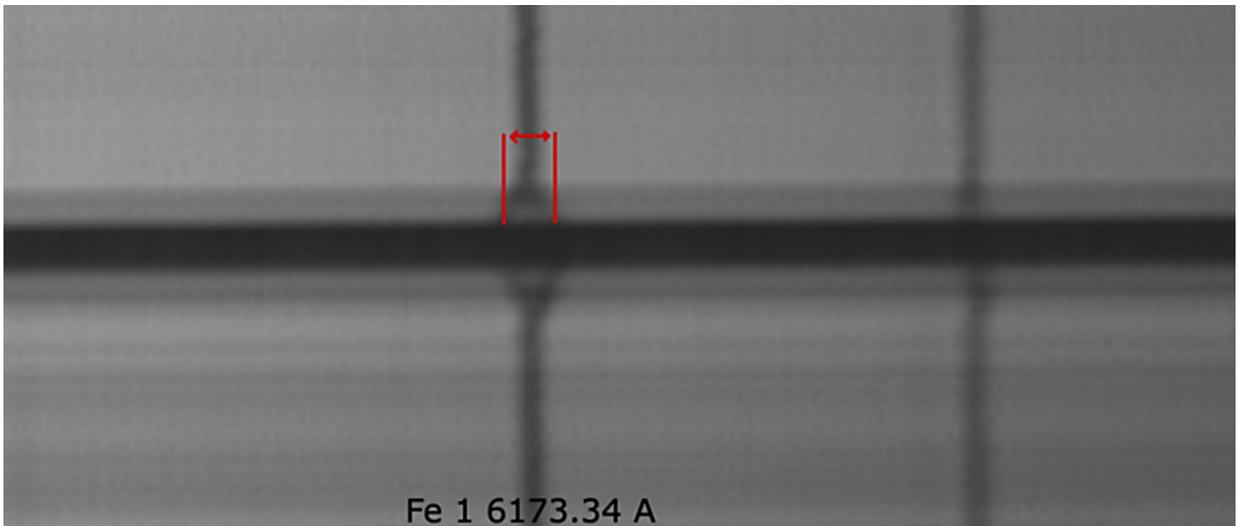
Per ottenere la massima risoluzione utile senza che il transversalium (le righe orizzontali dovute a diffrazione od imperfezioni della fenditura) rovinassero lo spettro, la fenditura è stata chiusa a circa 0.15 micron (1/67 di mm) e la messa fuoco è stata particolarmente curata. La dispersione è stata di 0.021 Å /pixel e la risoluzione di circa 60.000 nella zona spettrale interessata. Lo spettro bidimensionale della riga Fe1 a 6173.34 Å si presentava come segue:

3 - La scomposizione della riga Fe1 a 6173.34 Å

Lo splitting si notava su buona parte delle righe del ferro presenti nella zona, ma sulla riga 6173 era particolarmente accentuato e visibile sulle due ali, ed un leggero filtro wavelet lo ha reso ancora più evidente



E, ingrandendo:

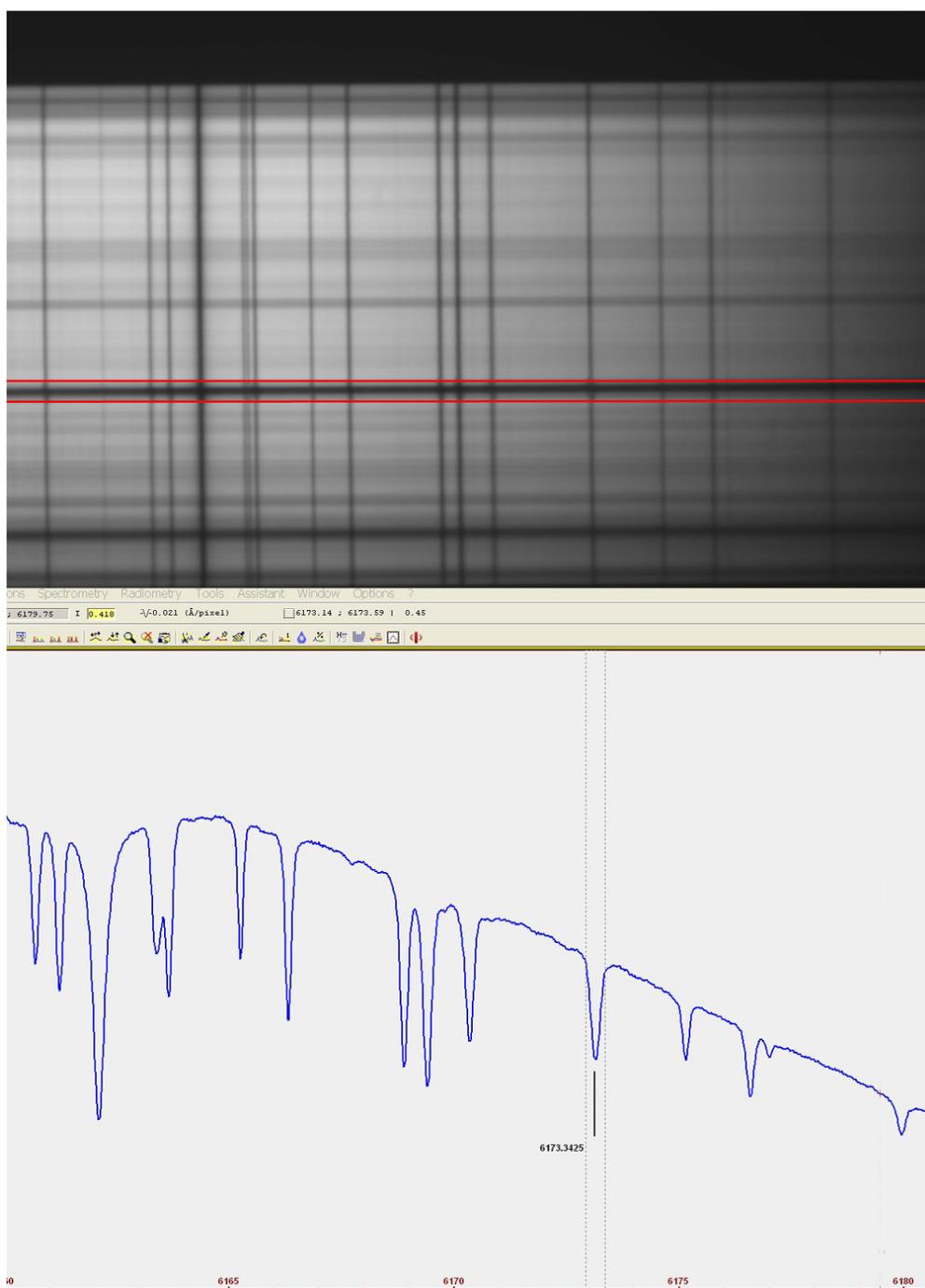


La riga con i centri delle due righe splittate

Si trattava quindi in apparenza di un effetto Zeeman inverso longitudinale; e da esso si poteva risalire al campo magnetico in Gauss della macchia che lo aveva generato usando un'apposita formula, a patto di poter determinare con esattezza le dimensioni in Angstrom dello splitting della riga. Ho cominciato quindi a selezionare, in Visual Spec, nello spettro bidimensionale originario ottenuto, la parte relativa all'ombra e penombra della macchia, ottenendo il profilo seguente:

Spettro bidimensionale originale con binning sulla macchia 2546

Original bidimensional spectrum binned on the sunspot 2546



Tale profilo, non mi dava , tuttavia la possibilità di distinguere con precisione lo sdoppiamento della riga.

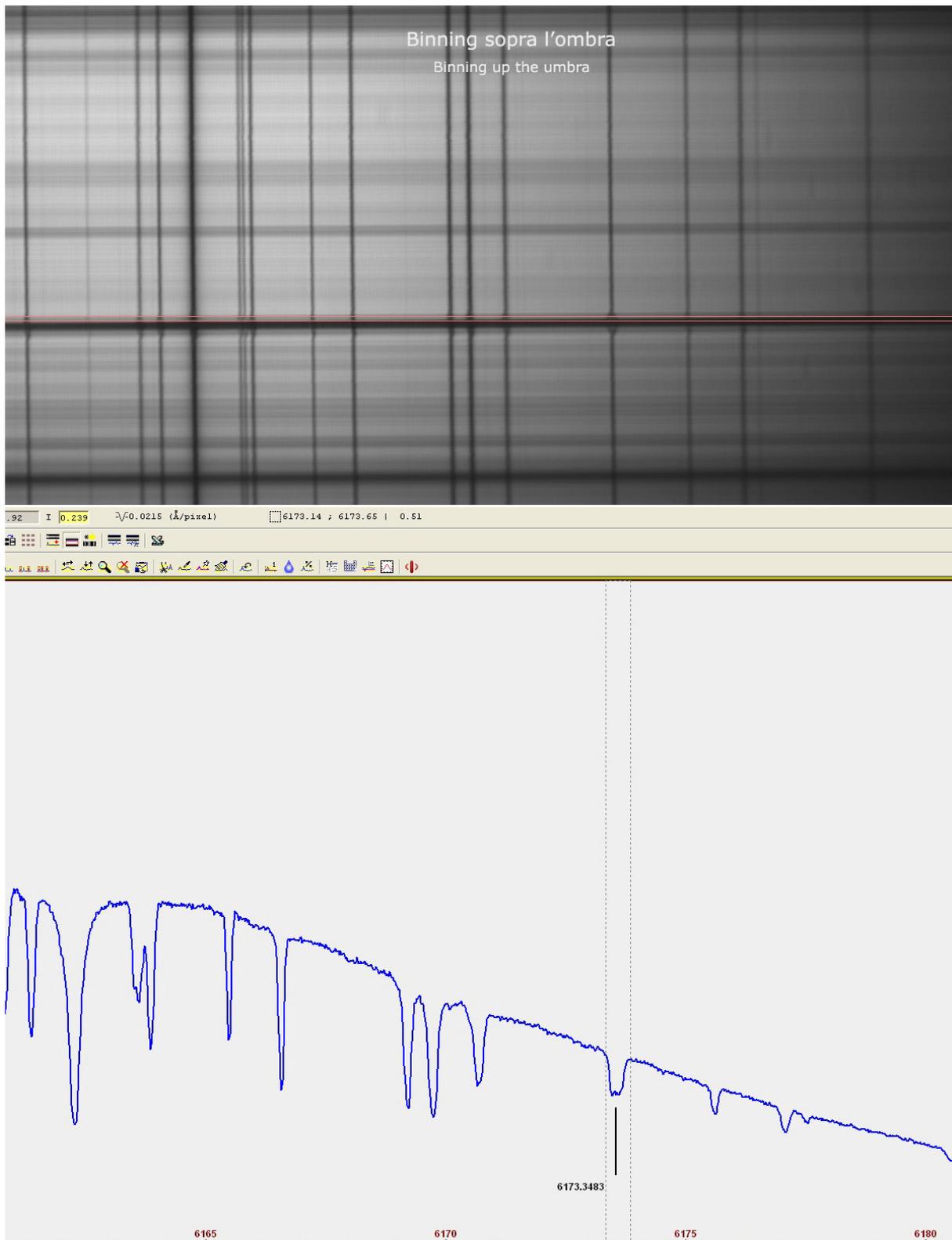
4- La misura della scomposizione della riga nei due elementi

4 a - La penombra

Ho allora provato , sullo spettro bidimensionale col filtro wavelet , ad effettuare il binning sulle regioni al confine tra ombra e penombra della macchia,sopra e sotto l'ombra stessa nella quale lo splitting era più evidente, ottenendo i profili che seguono, nei quali lo sdoppiamento della riga era misurabile.

Spettro bidimensionale sulla zona di massimo sdoppiamento della riga, al confine tra ombra e penombra della macchia solare 2546.

Bidimensional spectrum binned on the maximum line splitting zone, at the border between umbra and penumbra of the sunspot 2546.

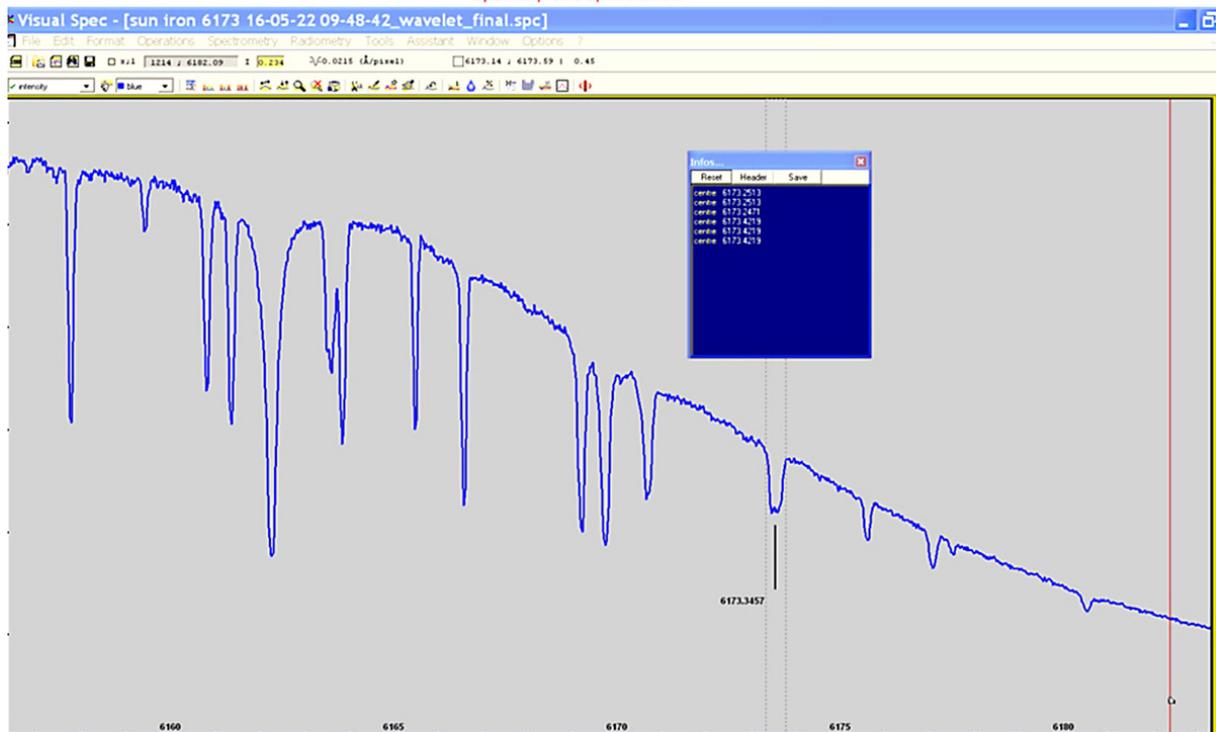


Si trattava ora di misurare lo splitting in Angstrom con Visual Spec, ricorrendo alla routine "line center" nel menù a tendina "Computation preferences" del menu "Spectrometry". La distanza molto piccola tra le due righe rendeva tuttavia estremamente facile la possibilità di errori, per cui ho ritenuto opportuno mediare tre misure del centro riga sulla riga a destra, verso il blu, e tre su quella a sinistra, verso il rosso. Tale procedura è stata effettuata sia per lo sdoppiamento sopra l'ombra che al disotto dell'ombra. Sopra l'ombra il risultato della media è stato il seguente: 6173.2499 Å (blu) - 6173.4219 (rosso) e la differenza tra i due valori è stata quindi pari a 0.172 Å. Sotto l'ombra la separazione (mediata) è stata di 6173.252 (blu) - 6173.419 (rosso) e la differenza tra i due valori è stata quindi pari a 0.167 Å. Ho allora effettuato la media tra i due valori, ottenendo un $d(\lambda)$ medio complessivo (da una parte e dall'altra rispetto al centro riga) pari a 0.169 Å. Tale valore va diviso per due per ottenere il $d(\lambda)$ effettivo di 0.0845 Å da applicare alla formula di B.

Potevo passare ora conosciuto il delta lambda sul confine ombra- penombra ,alla fase successiva di misurazione del relativo campo magnetico.

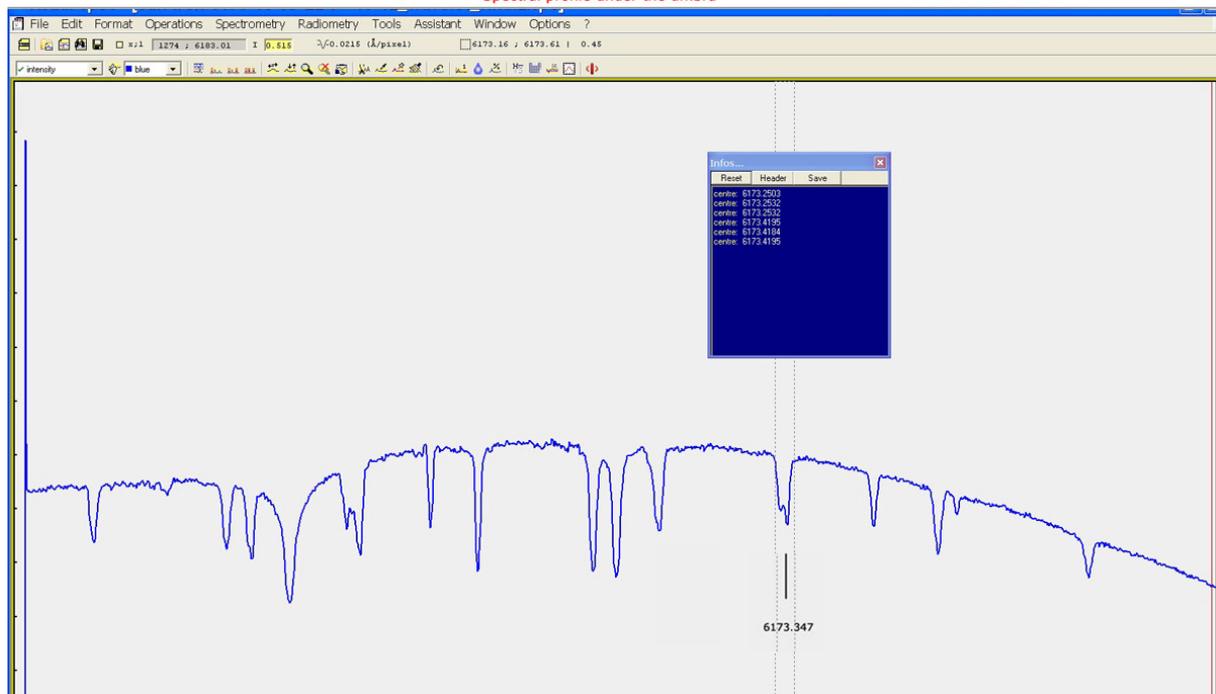
Profilo spettrale sopra l'ombra

Spectral profile up the umbra

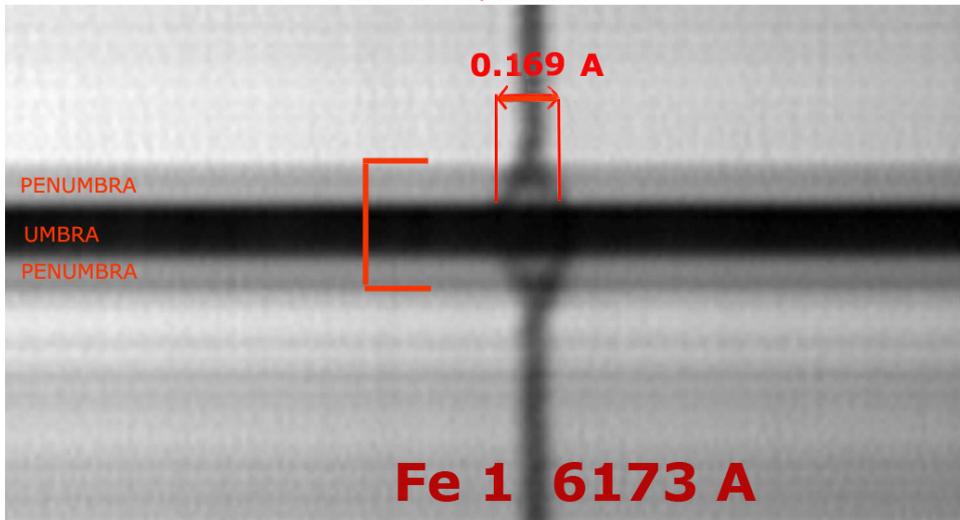


Profilo spettrale sotto l'ombra

Spectral profile under the umbra



Splitting of Fe1 Iron line at 6173.34 -g = 2.5
AR 2546 may 22 2016



La relazione tra $\Delta\lambda$ ed il campo magnetico B è:
the relation between and the magnetic field is :

$$(1) \quad \Delta\lambda = \frac{\pi \cdot e}{m_e} \cdot \frac{\lambda^2}{c} \cdot g \cdot B$$

$$(2) \quad \Delta\lambda = 4.67 \cdot 10^{-13} \cdot \lambda^2 \cdot g \cdot B$$

dove:

B è il campo magnetico in Gauss
is the magnetic field in Gauss

λ è la lunghezza d'onda della riga;
is the wavelength of the line

e è la carica dell'elettrone;
is the charge of electron

m_e è la massa dell'elettrone
is the mass of electron

c è la velocità della luce
is the speedy of light

g il fattore di Landè della riga
is the Landè factor of the line

dalla precedente (2) si ottiene:
from the (2) we obtain:

$$(3) \quad B = \frac{\Delta\lambda}{4.67 \cdot 10^{-13} \cdot \lambda^2 \cdot g}$$

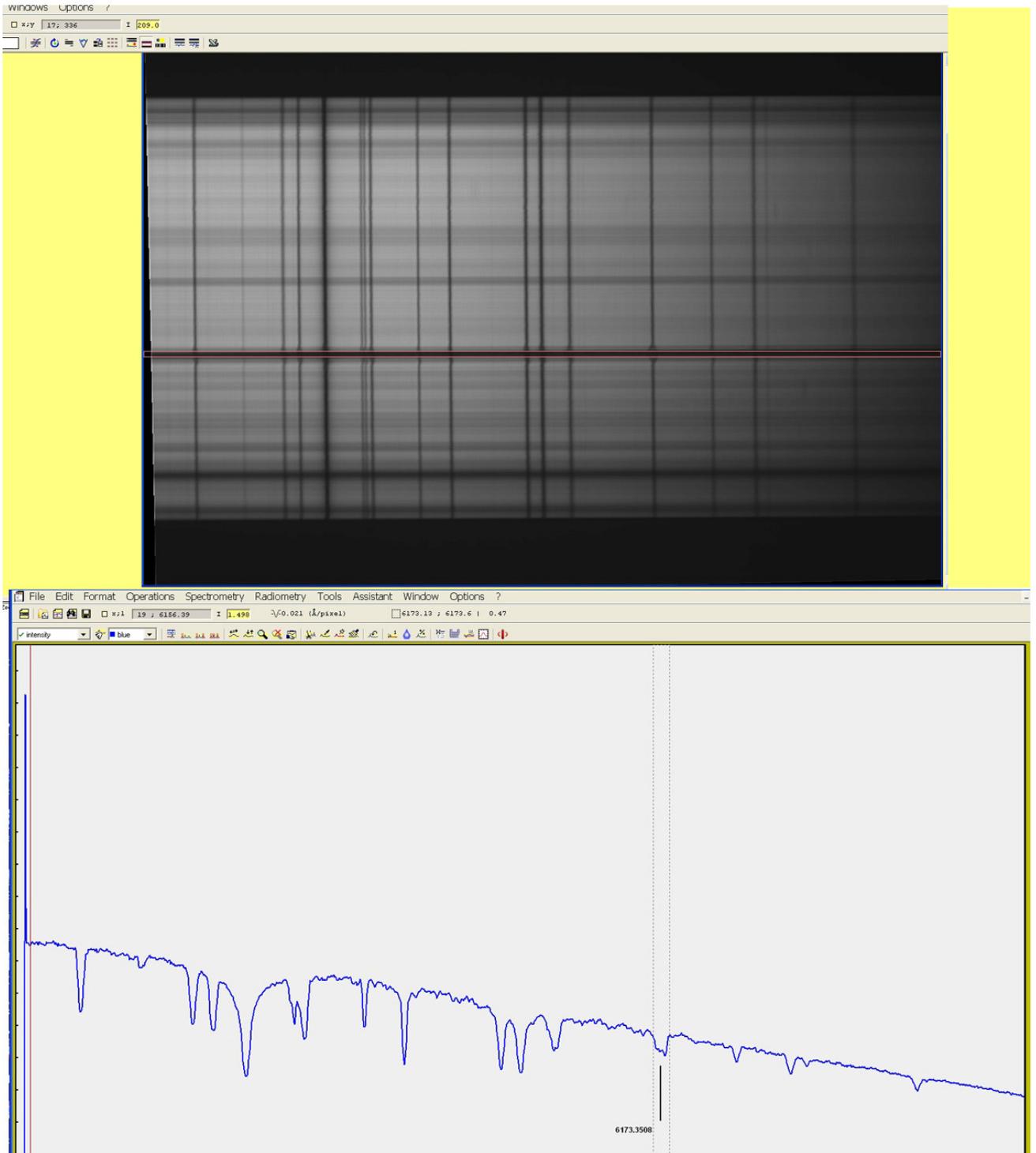
Applicando la formula (3) sul $d(\lambda)$ di 0.0845 e tendo conto che il fattore di Landè della riga Fe1 a 6173.34 Å è pari a 2.5 ,si ottiene:

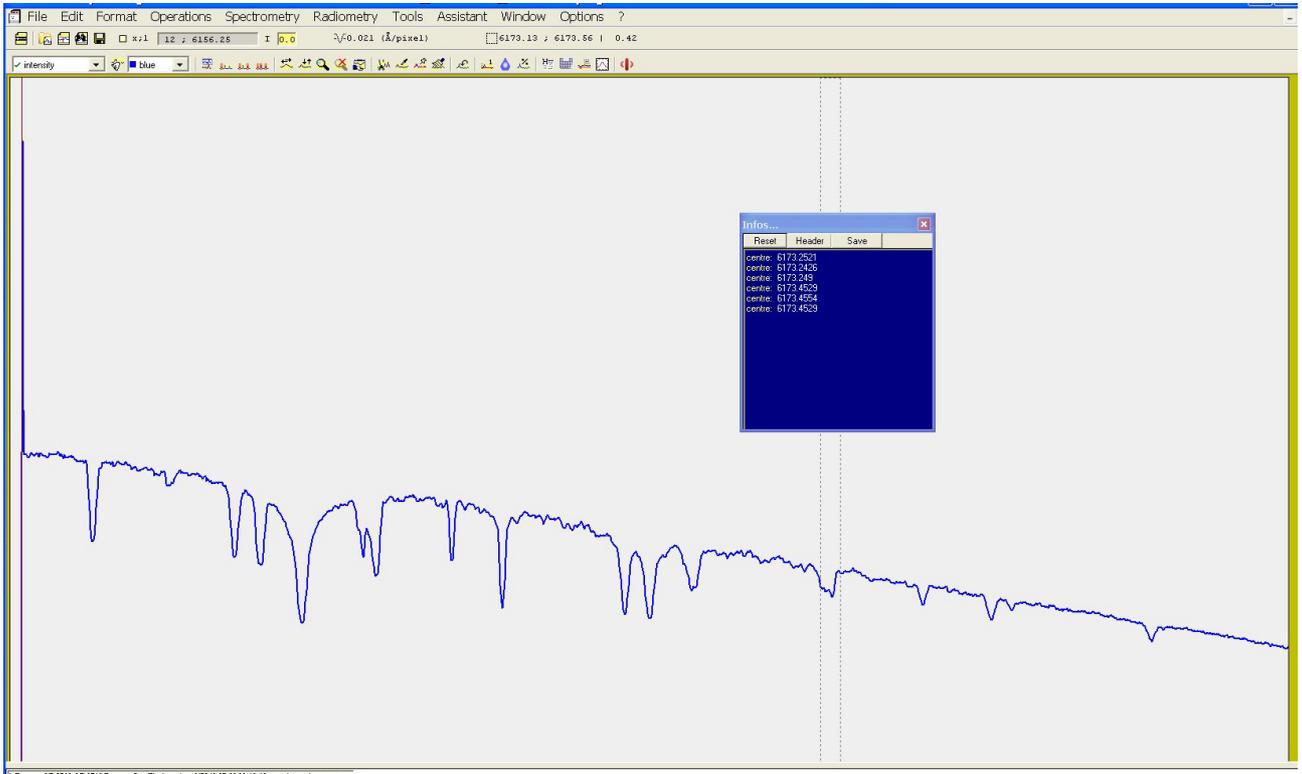
$$(3) \quad B = \frac{0.0845}{\frac{4.67 \cdot 38105929 \cdot 2.5}{10^{13}}} = \frac{0.0845 \cdot 10^{13}}{444886721} = 1899 \text{ Gauss}$$

4 b - Umbra

Avevo in un primo tempo rinunciato a prendere il profilo spettrale dell'ombra, che consideravo illegibile nello spettro bidimensionale, tuttavia, con mia grande sorpresa, Visual Spec è riuscito ad estrarre anche dalla zona quasi nera dell'immagine un profilo che ha sicuramente un notevole grado di attendibilità e che mi sento comunque di riportare nella sua elaborazione. E' bene comunque precisare che la misura dei campi magnetici nelle ombre delle macchie solari molto scure come quella in esame non è un compito facile nemmeno per i professionisti, data la scarsa incisione delle righe splittate e la loro difficoltà di lettura.

SPETTRO BIDIMENSIONALE BINNED SULL'OMBRA E PROFILO RELATIVO
BIDIMENSIONAL SPECTRUM BINNED ON THE UMBRA AND ITS PROFILE





Fatta la solita media di tre misure per entrambe le due righe splittate nell'ombra, questa era pari a 6137.2479 verso il blu 6137.4537 verso il rosso. La differenza tra i predetti valori di 0.2058, divisa per 2 come in precedenza, risultava di 0.1029 Å e, applicando la formula (3), si otteneva:

$$(4) \quad B = \frac{0.1029 \cdot 10^{13}}{444886721} = 2313 \text{ Gauss}$$

Tale ultimo valore è sicuramente concreto, in quanto deriva da misure effettuate con un software collaudato e preciso.

Tirando le somme, sono stati estratti i valori dei campi magnetici di ombra e penombra della macchia solare 2546. In ogni caso entrambi i valori sembrano coerenti tra loro (la differenza è inferiore a 2 pixel nello spettro bidimensionale) e con il trend della forza dei campi magnetici delle macchie solari degli ultimi anni, come riportato nelle recenti pubblicazioni sul tema.

Sembrerebbe tutto finito,ma occorre anche considerare i numerosi fattori di errore, presenti nelle riprese professionali, figuriamoci in quelle amatoriali.

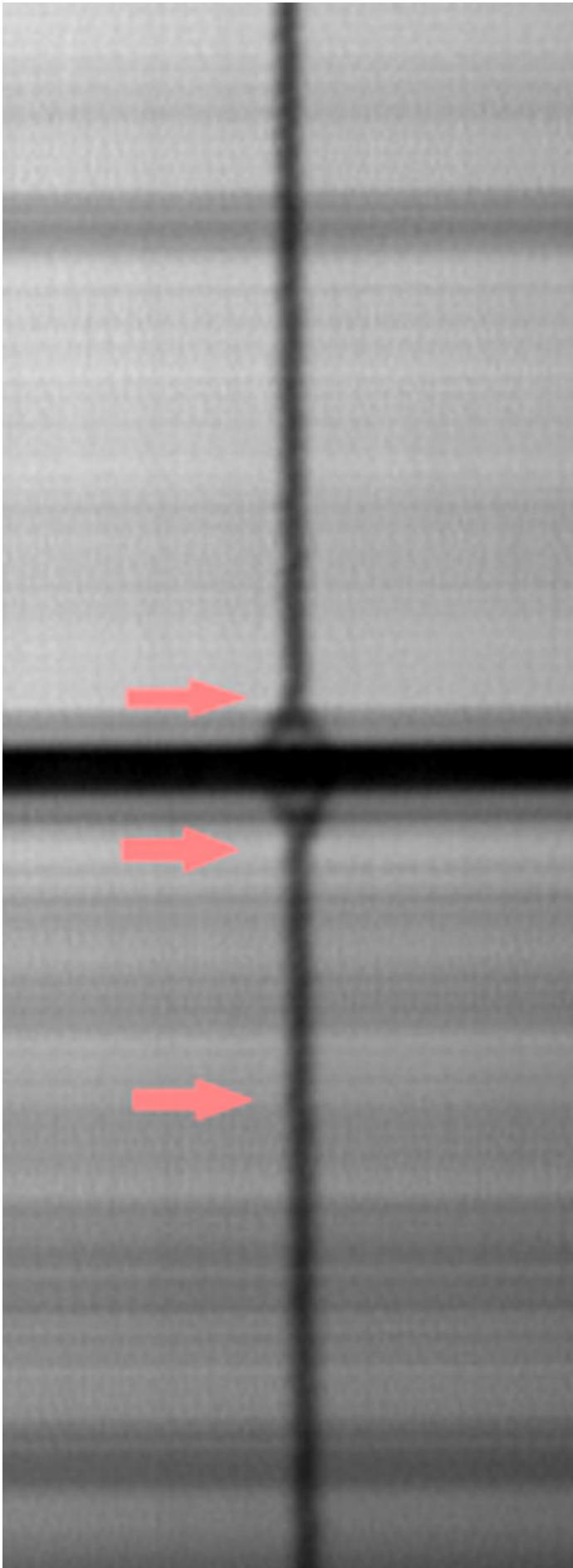
Dette fonti di errore possono così riassumersi:

1- Seeing

Nel giorno della ripresa ci fu un seeing medio,dovuto ad assenza di vento e calma relativa, e la stessa è stata effettuata alle prime ore del mattino, 7.48 TU quando i moti convettivi di origine termica dovuti al riscaldamento dell'aria erano minimi, quindi è possibile affermare che l'allargamento delle righe dovuto al seeing fu senz'altro trascurabile.La fenditura molto chiusa ha inoltre contribuito non poco al risultato come si può anche osservare dalla parte superiore della riga nell'immagine che segue.

2- Fenditura

Molto più del seeing contano, a mio avviso, gli errori dovuti alla chiusura della fenditura a 15 micron, osservabili nell'immagine sottostante.Tali errori sono assolutamente inevitabili quando si usano fenditure commerciali (quelle professionali da ricerca vanno lavorate almeno ad $1/4$ di Λ e costano migliaia di euro). Del resto una chiusura della fenditura a 15 micron, e quindi molto stretta, come quella in esame ha fornito già un risultato molto buono ed ha permesso da sola il raggiungimento della risoluzione necessaria per osservare lo splitting.Tanto per intenderci , una chiusura a 30 micron ed un risoluzione conseguentemente dimezzata non avrebbe permesso di osservare il fenomeno e tanto meno quantizzarlo con precisione.Relativamente all'errore in questione,questo appare molto contenuto nelle zone di binning e peraltro compensato dalle medie effettuate .



3- Errori di inseguimento della montatura:

la modesta durata del filmato (ca 1 minuto) hanno reso trascurabile l'errore, sempre presente in montature commerciali specie in alta risoluzione.

4-Effetto Evershed che provoca una deformazione dell'assorbimento nella zona di penombra della macchia:

Non dovrebbe essere percepibile se non per risoluzioni di λ superiori a $2/100$ (0.02) Å , mentre nel caso in esame si aggira sui 0.10 Å.

5-Errore del software usato, dovuto in parte all'inclinazione delle righe dello splitting nella zona di penombra.

In conclusione, una quantizzazione di tali fattori di errore separatamente presi appare molto difficile in questa sede, si può tuttavia prendere in considerazione un errore assoluto statistico complessivo derivante dalla metà della differenza tra i valori massimo e minimo delle medie dei centri delle righe splittate $(0.172-0.167)/2$ pari a 0.0025 Å, a sua volta equivalente a 56 Gauss. Si può quindi dire che il valore del campo magnetico della macchia è pari a **1899 +- 56 Gauss** per la penombra. Stesso discorso per l'ombra, dove però vanno considerate solo le differenze tra i massimi e minimi delle tre misure dei centri riga nel blu e nel rosso (0.095 e 0.025) la cui differenza divisa per 2 , pari a 0.0035 , Å equivale a 79 Gauss circa. La forza del campo nell'ombra dovrebbe quindi valere **2313 +- 79 Gauss**. Tale ultimo valore, in particolare, risulta pienamente compatibile con la media dei valori di B nell'ombra di 4145 macchie solari nel periodo dal 2010 al 2015 di cui al paper di Livingstone e Watson del novembre 2015 , pari a $2050 +- 20$ Gauss.

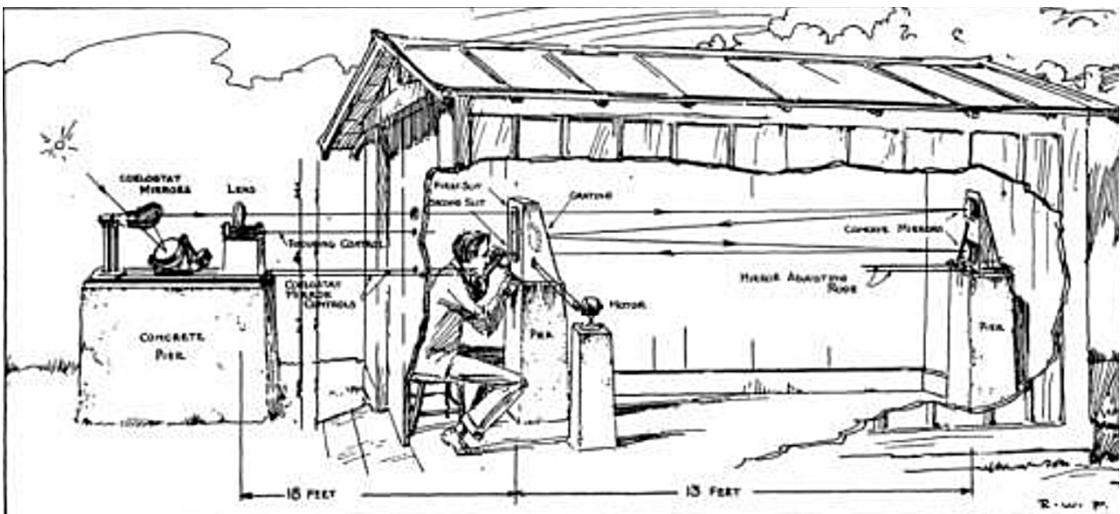
La spettroelioscopia

Lo spettroeliografo fu sviluppato da George Ellery Hale nel 1924, per la ripresa fotografica del sole in varie lunghezze d'onda. Hale nacque a Chicago, USA, nel 1868, iniziò il suo percorso educativo già diciassettenne al M.I.T., e poi all'Osservatorio del College di Harvard. Nel 1890 divenne direttore del Kenwood Astrophysical Observatory. Lavorò ai più importanti Osservatori dell'epoca, quali quelli di Yerkes e di Mount Wilson.



Lo spettroeliografo fu, ad onor del vero, inventato indipendentemente da Hale e dal francese Henri Alexandre Deslandres, ma ad Hale va il merito di aver perfezionato l'invenzione sino a creare un potentissimo mezzo d'indagine della fisica solare.

Il lavoro di Hale sugli spettroelioscopi datava sin dal 1889, epoca nella quale elaborò le sue prime idee sull'argomento, poi completate nell'articolo "The spectrohelioscope and its work" pubblicato sull'Astrophysical Journal del Dicembre 1929.

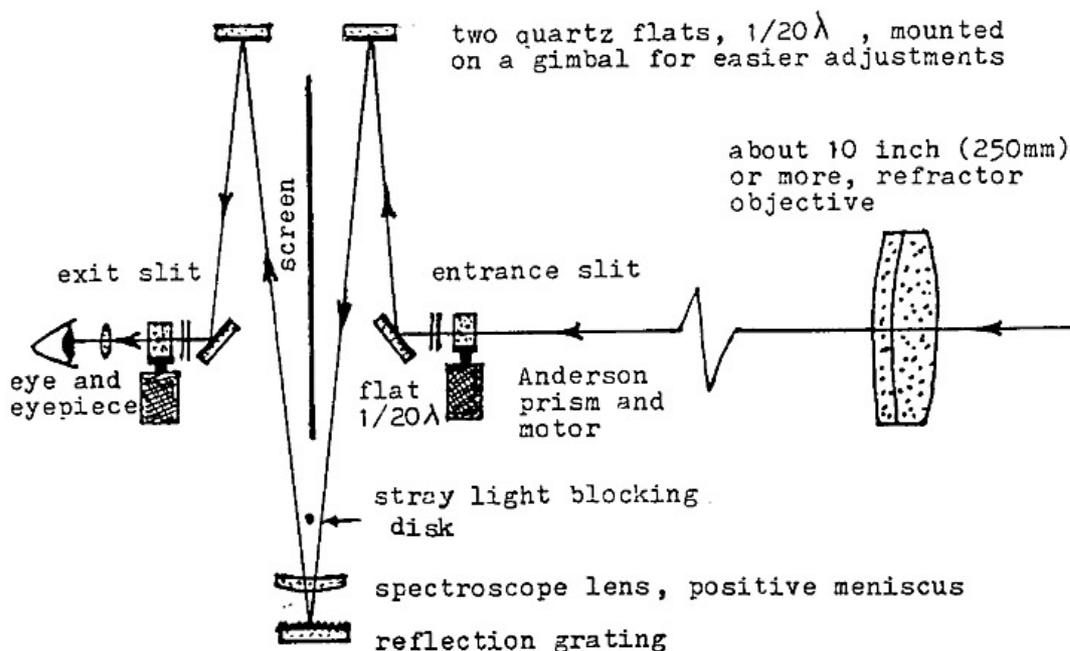


Layout dello spettroelioscopio di Hale

Ma che cos'è uno spettroelioscopio classico?

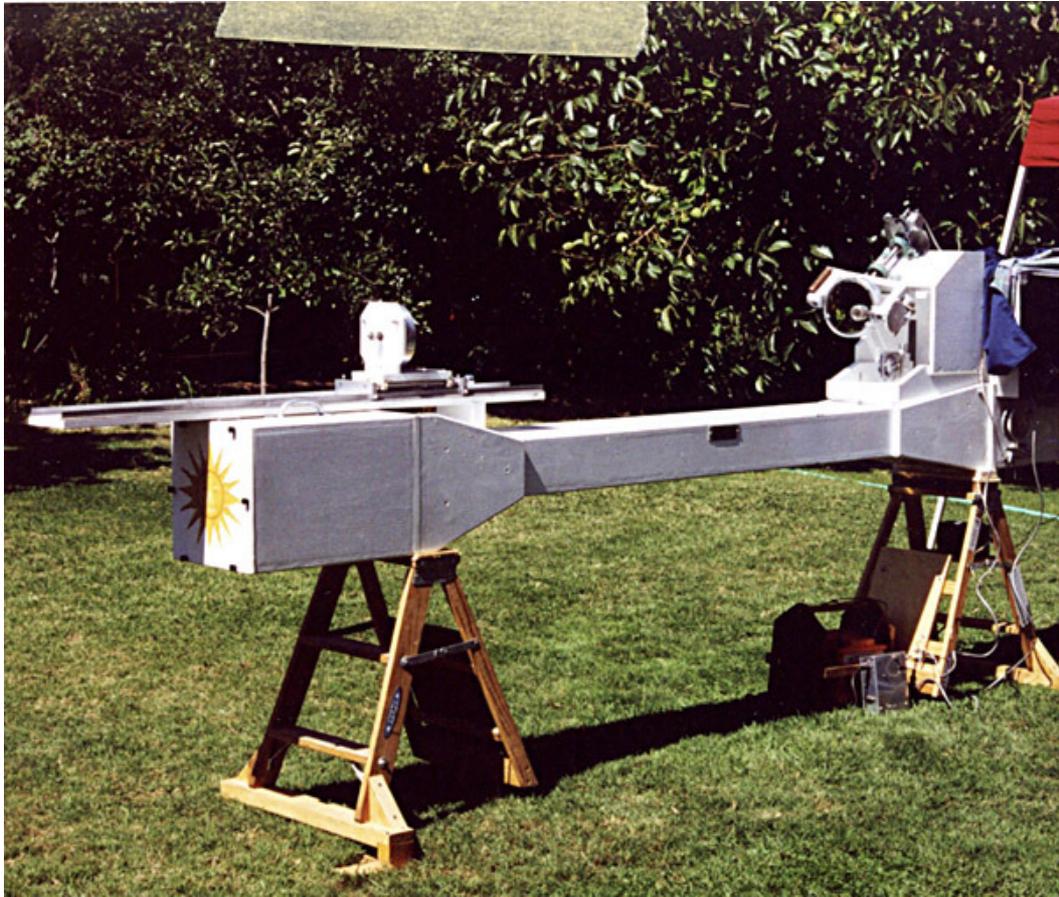
Si tratta in pratica di uno spettroscopio, alimentato da un telescopio che invia un'immagine del disco solare di adeguate dimensioni sulla fenditura di ingresso del medesimo, la luce solare diffratta viene poi selezionata nella riga di interesse da una seconda fenditura, detta di uscita. Immediatamente prima e dopo le due fenditure, sono posti due sintetizzatori d'immagine, (in genere prismi rotanti detti di Anderson) comandati da un sistema motorizzato, il primo alimenta la fenditura di ingresso, ed il secondo forma l'immagine in uscita. La rotazione dei prismi ad una data velocità consente, per effetto moviola, di formare un'immagine del disco solare nella lunghezza d'onda corrispondente alla riga esaminata che viene osservata all'oculare o ripresa con una fotocamera o camera CCD. Qui di seguito è riportato uno schema di spettroelioscopio amatoriale del noto autocostruttore americano Frederick Veio.

Si tratta tuttavia di strumenti che, seppur eccellenti, sono molto complessi da autocostruire specie per la loro parte elettronica e meccanica, in primo luogo i sintetizzatori, dei quali esistono vari tipi, e per le loro dimensioni, dato che è necessario utilizzare focali elevate per ottenere un'immagine spettrale sulla fenditura di ingresso di adeguate dimensioni e quindi un'immagine solare finale di adeguata risoluzione.



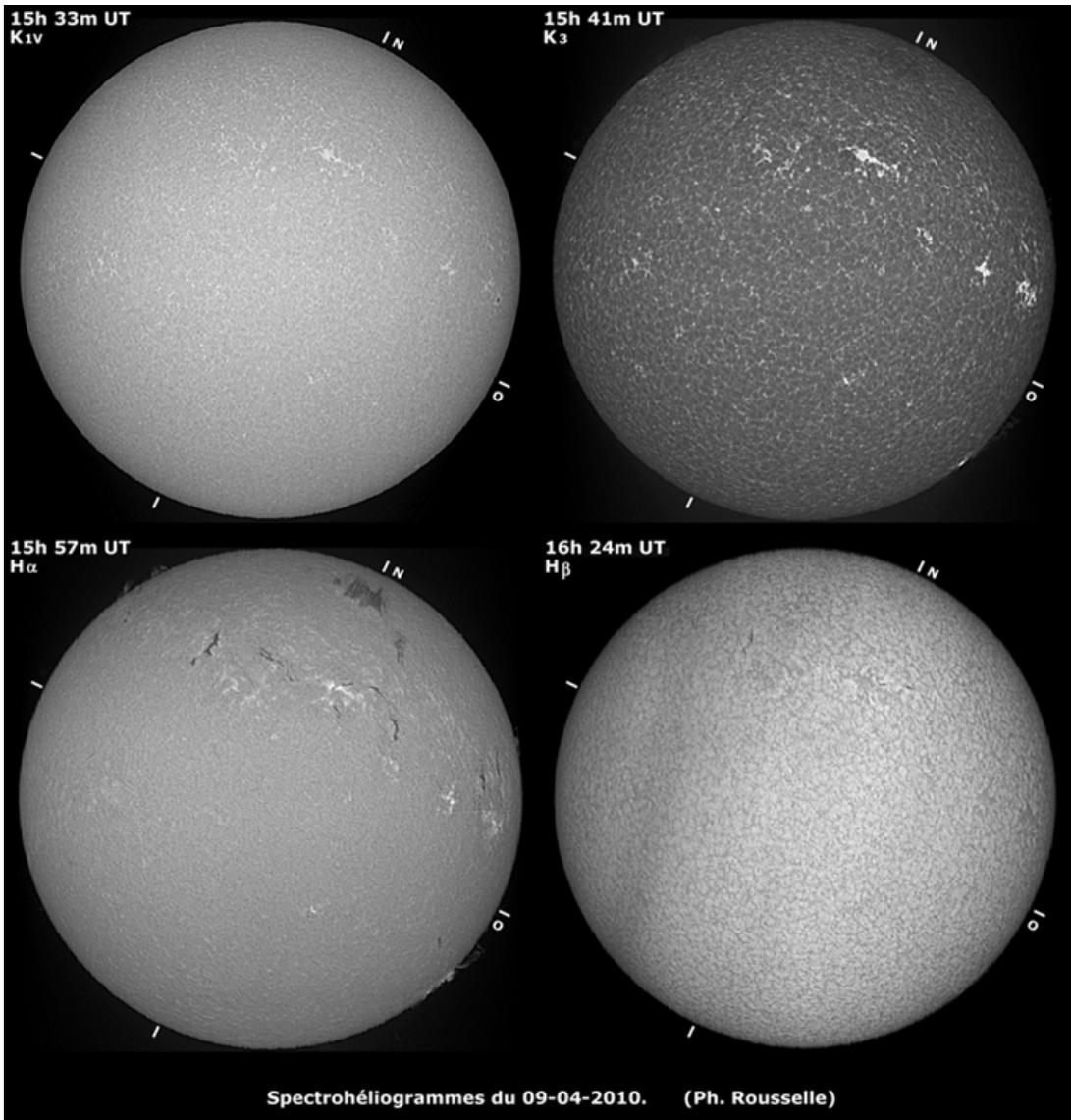


Prismi di Anderson



Spettroelioscopio autocostruito da F. Veio in California (USA). Notare le cospicue dimensioni dello strumento, che è alimentato da un celostato. (Fonte: F. Veio)

Per terminare questa breve carrellata sugli spettroelioscopi classici è opportuno mostrare le splendide immagini solari ottenute dall'astrofilo francese Phil Rousselle con un spettroelioscopio autocostruito sia nell'ottica che nell'elettronica:



E' bene chiarire che l'autocostruzione di strumenti del genere, piuttosto sofisticati, non è alla portata di tutti, tant'è che si contano sulle dita di una mano, o quasi, a livello planetario, gli astrofili autocostruttori che si sono cimentati con successo nella realizzazione di spettroelioscopi tradizionali. Il dilagare, poi, negli ultimi tempi di eccellenti filtri commerciali a banda stretta centrati sulle righe H alfa e Ca K, alcuni dei quali anche a costo molto contenuto, ha reso ancora più esiguo il numero di amatori che si sono dedicati a tale impresa.

La spettroelioscopia digitale

Con lo straordinario sviluppo del digitale e dell'informatica degli ultimi anni la possibilità di effettuare via software il compito meccanicamente ed elettronicamente complesso svolto dai sintetizzatori è divenuto una possibilità concreta: l'allineamento e l'affiancamento di singole colonne di 1 pixel centrate su una riga spettrale di interesse sino a formare un'immagine del disco solare nell'elemento corrispondente alla riga stessa è ormai una semplice routine. La nuova architettura è piuttosto semplice, e presuppone soltanto il possesso di uno spettroscopio di risoluzione adeguata (almeno $R=30000$) ed un cannocchiale (od uno specchio) che invia un'immagine del disco solare sulla fenditura d'ingresso dello strumento, il tutto su una montatura equatoriale non necessariamente motorizzata, e con l'utilizzo di una semplice telecamera di ripresa. Una volta osservata e centrata sul monitor del PC l'immagine spettrale bidimensionale di una data riga si porta il disco solare sul bordo superiore della fenditura, si ferma il moto orario, se c'è, e si lascia scorrere il disco sulla fenditura stessa con la telecamera attiva ottenendo un filmato AVI della scansione del sole nella riga stessa. Poi il software (il primo è stato IRIS, ma oggi ne esistono altri), con una apposita routine trasformerà il filmato in un certo numero di frames formato Fits, in ciascuno dei quali è presente la riga spettrale oggetto di studio. Un'altro comando permetterà poi di allineare, per tutti i frames, la colonna di 1 pixel al centro della riga (od in altro punto dello spettro), ottenendo un'immagine (fits, bmp o altro) del disco solare di risoluzione pari a quello nativo della camera sull'asse Y, e, sull'asse X, al numero di frames ottenuti dalla scansione (mediamente 1700-1800 alla velocità di 10 fps). Nell'ipotesi, quindi, di una camera che riprenda filmati al formato 640 x 480, a 10 fps si otterrà un'immagine 1800 x 480 che andrà opportunamente riscalata ed elaborata per essere utilizzata. È bene precisare, che, a meno di non utilizzare telescopi di focale molto corta o teleobiettivi per inviare l'immagine solare sulla fenditura, se si usano camere con sensori di piccola dimensione (1/4 od 1/3 di pollice) l'immagine del sole ottenuta sarà parziale, e saranno necessarie due o tre scansioni almeno per realizzare una composizione di tutto il disco. L'utilizzo di focali molto corte, come quelle di teleobiettivi (100 -200 mm) del resto, pur facendo ottenere un'immagine completa del disco solare, provoca un drastico calo di risoluzione, anche spingendo la chiusura della fenditura al limite consentito, e l'immagine risulta impastata e priva di dettaglio. L'impiego di camere con chip di grandi dimensioni (almeno 1/2", 8 mm in diagonale) permette di ottenere immagini dell'intero disco sino a focali di 600 mm per lo spettroscopio e 450 mm circa per il telescopio.

Tale sistema permette di ottenere immagini solari anche con spettroscopi di moderata lunghezza focale e dimensioni contenute, sia commerciali che autocostruiti come gli strumenti realizzati da chi scrive, come si può osservare dalle prime immagini a suo tempo ottenute.

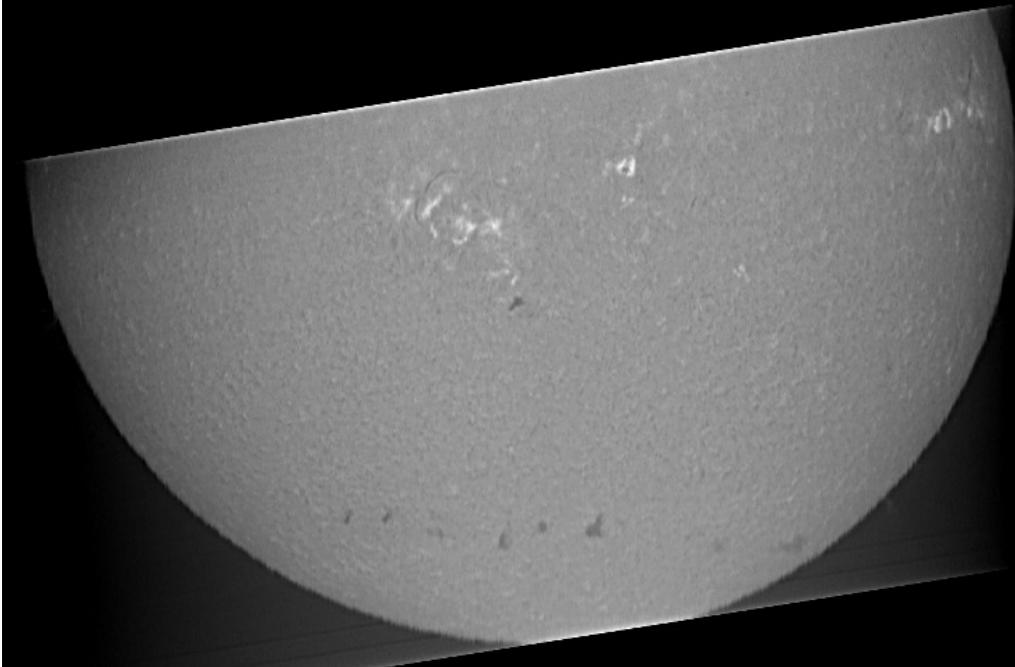


Immagine solare parziale in luce Halfa di C.Buil con l'LHiresIII

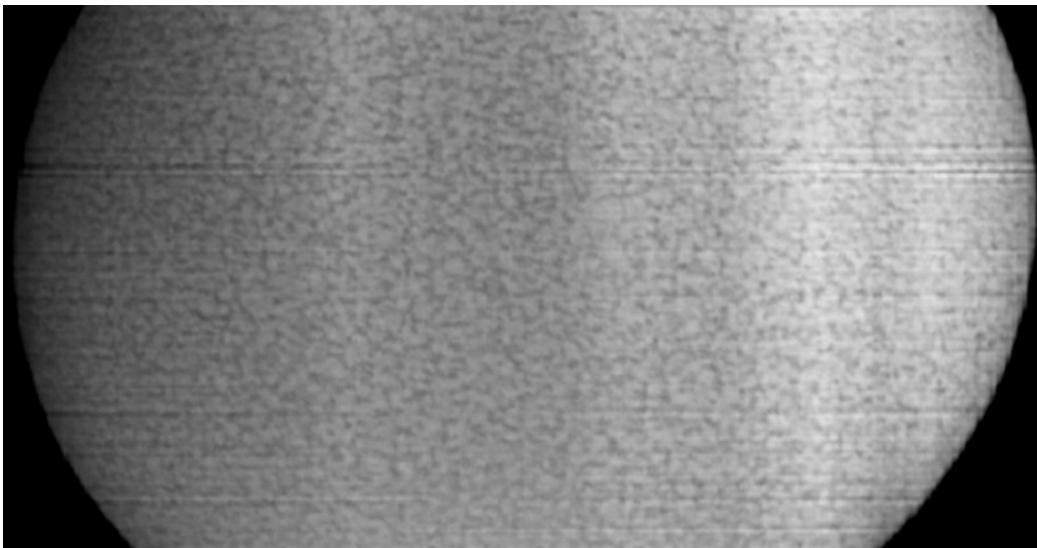


Immagine solare parziale in luce H Beta di Fulvio Mete con VHIRSS

Spettroelioscopi autocostruiti

Alcuni spettroelioscopi digitali autocostruiti da Fulvio Mete: si tratta di configurazioni autocollimanti o Littrow, che garantiscono la massima compattezza in rapporto alle prestazioni. Essi vengono continuamente aggiornati nelle ottiche e nei sistemi meccanici per mantenere le prestazioni a livelli elevati.

Realizzare uno spettroelioscopio digitale è sicuramente molto meno complesso di uno spettroelioscopio tradizionale, ma richiede comunque una buona dose di manualità di capacità meccaniche e, principalmente, di esperienza nel campo. Chi vuole provare le sue capacità è bene sappia che non contano solo la preparazione teorica e l'attitudine manuale, ma anche e principalmente una certa esperienza nella spettroscopia e le sue applicazioni pratiche. Questo libro vuole quindi essere anche un contributo ed un aiuto per coloro che tale esperienza non hanno.

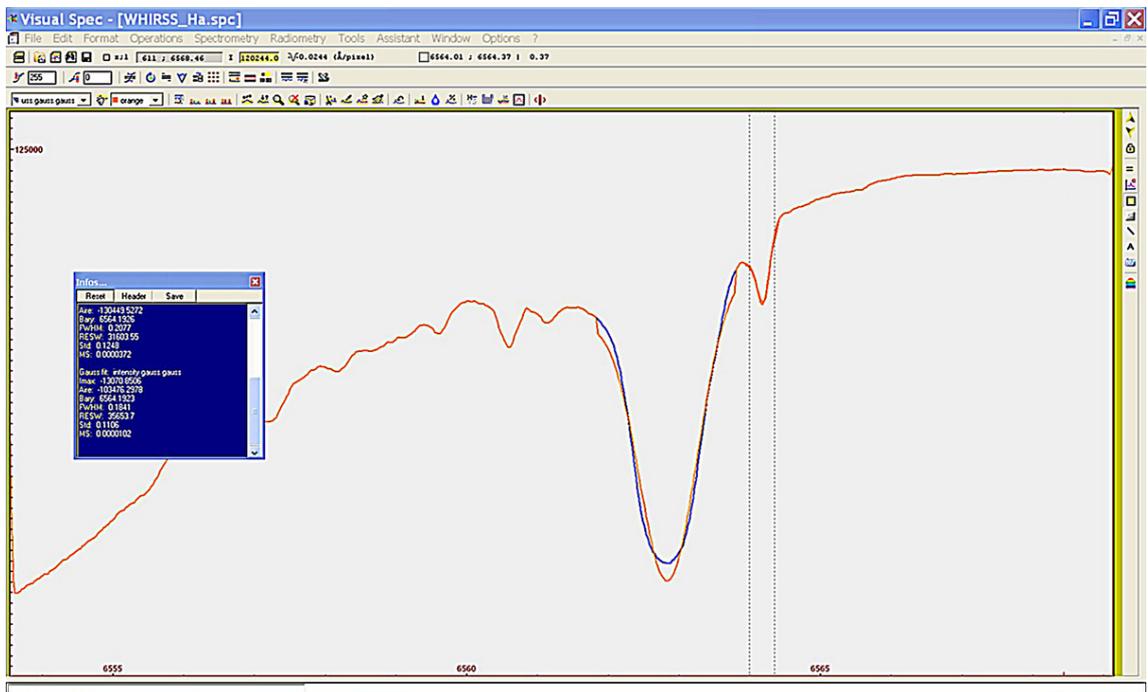
Il layout e gli schemi sono, in linea di principio piuttosto semplici, ma i problemi di allineamento delle ottiche e degli spettri aumentano in modo più che proporzionale rispetto alla focale delle lenti o degli specchi usati nel progetto.



Disegno in schema di VHIRSS

Devo sinceramente dire che, nonostante VHIRSS sia stato frutto di un progetto improvvisato e di una esecuzione casalinga, si è dimostrato senza ombra di dubbio il migliore degli spettroscopi ad alta risoluzione da me costruiti e capace di prestazioni veramente notevoli.

Per quanto riguarda queste ultime, nelle pagine precedenti sono state riassunte parlando della configurazione Littrow. Da un punto di vista sperimentale, la sua dispersione nella zona H alpha è di $0.024 \text{ \AA} / \text{pixel}$, mentre il potere risolutivo effettivo, come si osserva dal profilo spettrale sotto riportato ottenuto in VSpec (sul quale è stato operato un gaussian fit), è di 35675, quindi superiore a quello teorico di 31252. La misura è stata operata sulla riga ATM H2O a 6564.20 \AA . Si è trattato quindi di una misura “sul campo”, pienamente compatibile con la realtà operativa.



Nelle immagini che seguono alcuni dei miei altri spettroscopi HiRes, tutti progettati in un’ottica di peso contenuto e trasportabilità e tutti assemblati in casa con componenti acquistati ed in parte auto costruiti. Per tutti questi strumenti ho utilizzato lenti e non specchi, nella convinzione che questi ultimi, pur essendo totalmente acromatici, presentino problemi di assemblaggio e allineamento superiori a quelli degli obiettivi a lenti.



Schema originario di POSS



Il nuovo layout di HIRSS2 in versione auto collimante

Un discorso a parte merita lo strumento da me chiamato UPS (Ultra Portable Spectrohelioscope) per il quale ho ritenuto di dover ridurre il più possibile dimensioni e peso senza scendere al di sotto dei $0,1 / \text{\AA}$ pixel come dispersione (Sempre per camere con pixel di 4, 65 micron come la mia DMK 41, Lumenera, etc), che mi sembra il limite per ottenere immagini solari accettabili. Importante, inoltre, nella filosofia dello strumento, era la possibilità di cambiare con facilità sia il reticolo che il telescopio che invia l'immagine solare sulla fenditura, in modo da poter eventualmente aumentare le prestazioni, ove necessario.

Possedevo già una buona parte dei componenti: un reticolo Edmund di 25mm di lato per 1200 linee per mm; un ottimo doppietto acro da 36 mm di D e 300 mm di F come ottica dello spettroscopio autocollimante; una fenditura regolabile autocostruita, veramente robusta ed efficiente (una delle poche esistenti in campo amatoriale con chiusura e apertura ottenute con il movimento contemporaneo di entrambe le lame, e non solo di una), in una scatola di alluminio da 4 mm di spessore e con un "naso" da 31.8 mm e 5 mm di spessore capace di sostenere parzialmente il peso del cannocchiale usato per la proiezione dell'immagine solare. Come telescopio, privilegiando la leggerezza, ho usato un rifrattorino 60/350 comprato al mercatino di Porta Portese per 20 €: certo, la qualità ottica di questo non è il massimo, ma

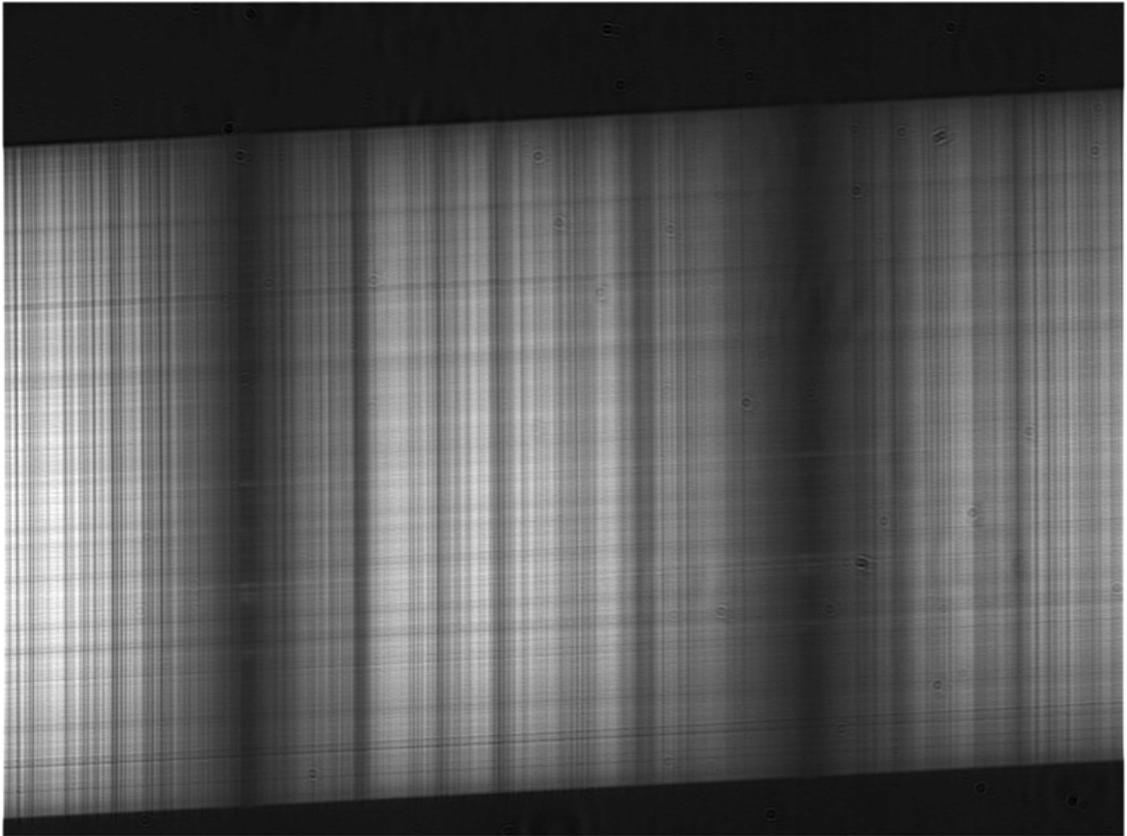
contribuisce a mantenere il tutto estremamente leggero e compatto: 70 cm di lunghezza per soli 3,5 Kg di peso (all'incirca quanto un rifrattore da 70 o 80 mm).

L'obiettivo è stato raggiunto: una estrema compattezza e portatilità, tali da poter facilmente utilizzare e trasportare in una valigetta lo strumento, tra l'altro immediatamente scomponibile in tre parti (il box del reticolo, il corpo dello spettrografo ed il cannocchiale), la più grande della quale è proprio il cannocchiale stesso. UPS viene da me usato per dimostrazioni sul campo, data la sua estrema leggerezza e portabilità; leggerezza e portabilità che non significano rinuncia alle prestazioni, come dimostrano le immagini che seguono.

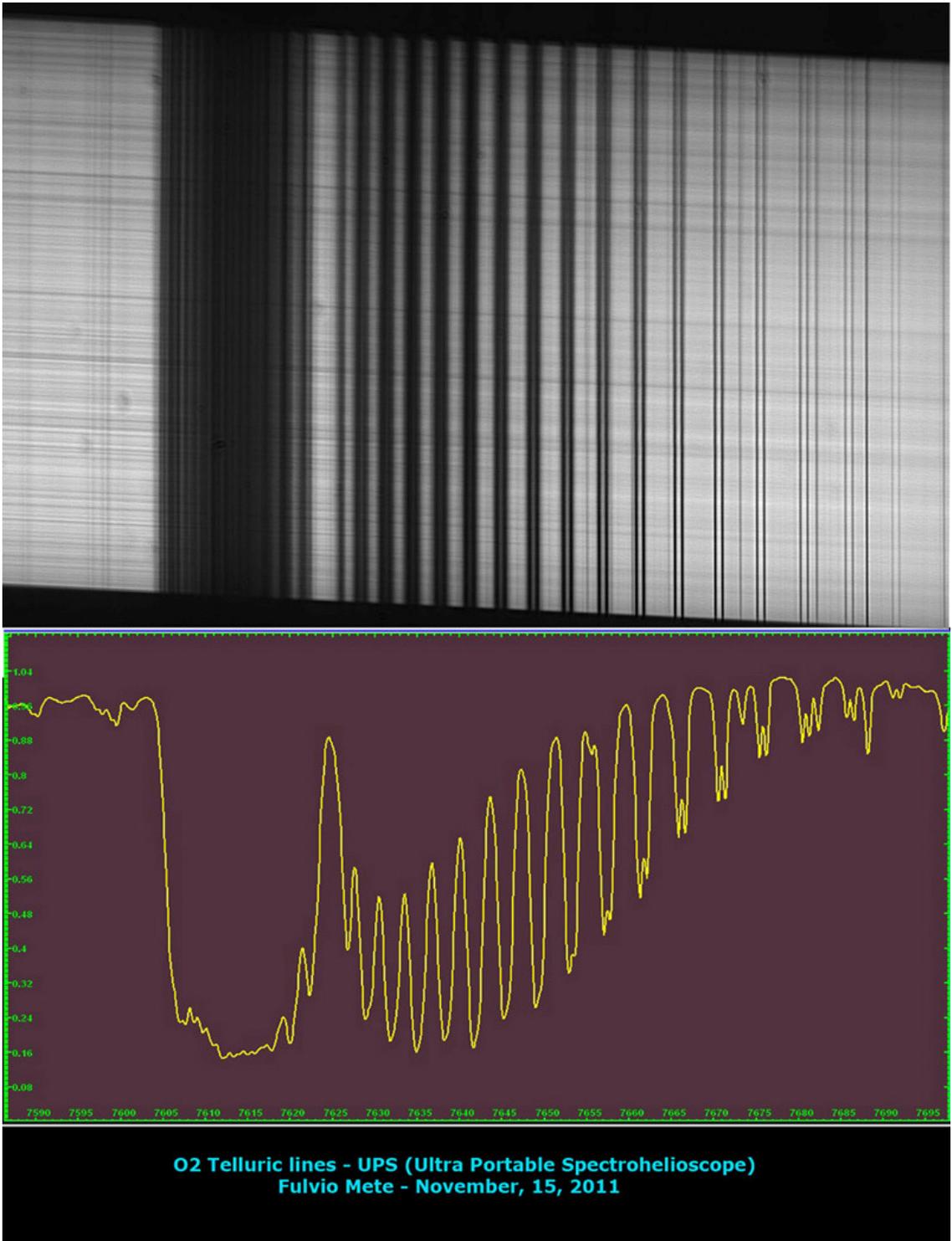
Lo strumento così come è concepito potrebbe essere un ottimo punto di partenza per coloro che intendono cimentarsi nell'autocostruzione di uno spettroscopio-spettroelioscopio a risoluzione media, ma dalle ottime prestazioni.



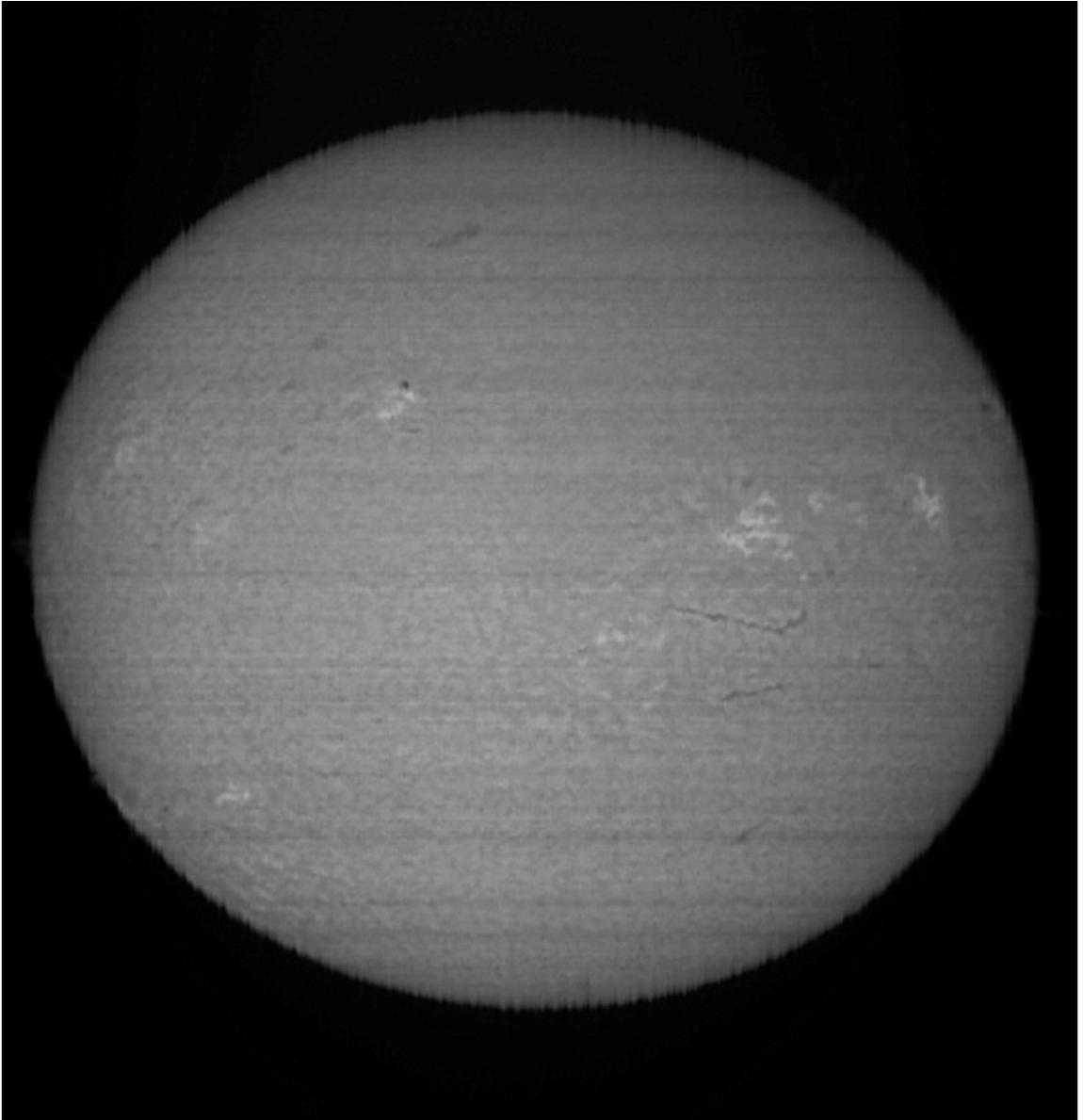
Lo spettroscopio UPS



Le righe CaII K e CaII H nell'UV con UPS



Le linee telluriche dell'OII



Un'immagine solare H alpha con UPS



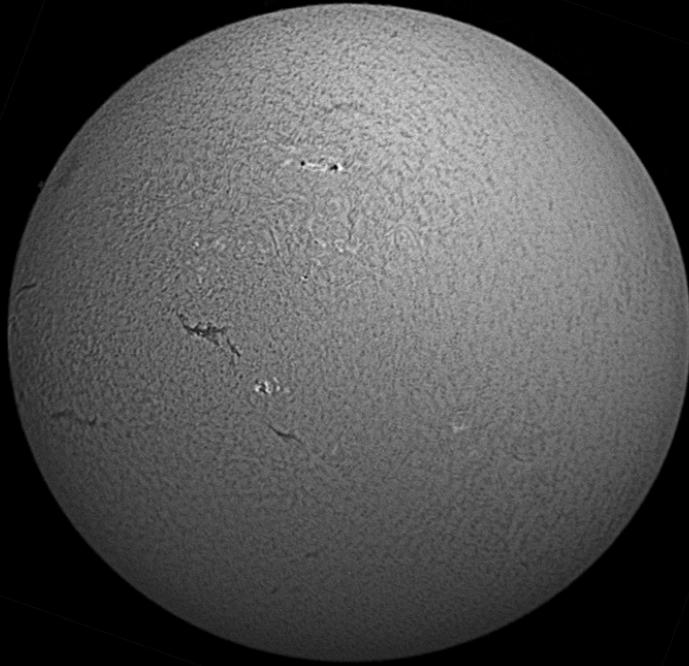
Il nuovo layout di POSS2

Gli esempi di utilizzo di uno spettroscopio in modalità spettroelioscopio qui descritti sono quelli degli strumenti VHIRSS (Very High Resolution Solar Spectroheliograph) , HIRSS2 (High Resolution Solar Spectrograph2) nella nuova versione e POSS (PORTable Solar Spectroheliograph) e POSS2. Si tratta di strumenti simili, ma di dimensioni, peso e prestazioni diverse: Ogni versione ha comportato un miglioramento nella meccanica, in modo da assicurare una migliore robustezza e quindi l'assenza di flessioni; in particolare VHIRSS e POSS2 sono stati particolarmente curati sotto questo aspetto, dato che la loro struttura poggia su un quadratino di acciaio di 30 mm di lato e 3 mm di spessore, che garantisce una perfetta stabilità e linearità delle ottiche, mentre per POSS2 gli anelli di tenuta del telescopio sono anch'essi sovradimensionati. Ci si potrebbe chiedere dell'utilità di simili strumenti solari in un periodo in cui sono offerti sul mercato a prezzi molto competitivi filtri e telescopi solari in luce Ha e Cak che forniscono ottime immagini.

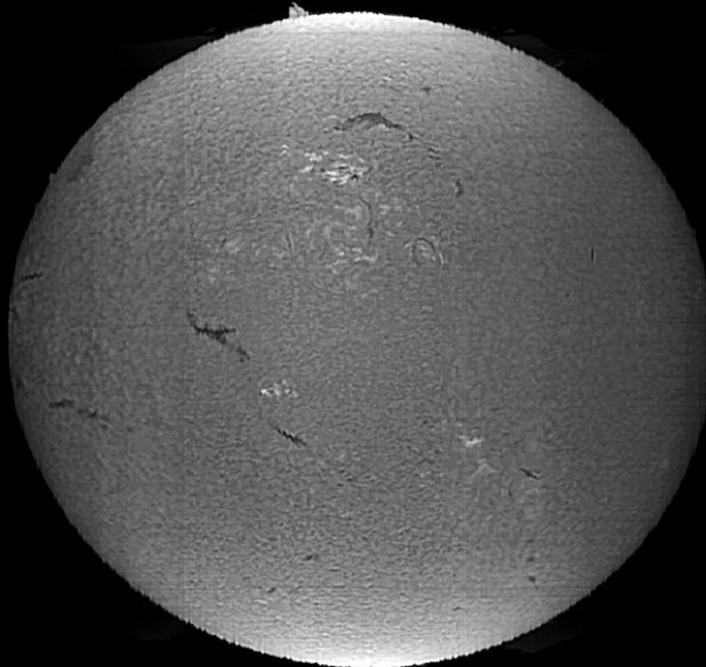
La risposta è immediata: i filtri, peraltro comunque costosi, forniscono immagini del sole nell'elemento corrispondente ad una sola riga: gli spettroelioscopi in qualsiasi riga. In pratica è come se si possedessero decine, forse centinaia, di filtri interferenziali a banda stretta o strettissima, ciò senza contare il livello di risoluzione ottenibile, che, nel caso di strumenti a lunga focale e reticoli ad elevato numero di linee/mm, è molto elevato. La banda passante delle immagini ottenibili con tali strumenti è infatti molto stretta, essendo di centesimi di Angstrom , e permette, con reticoli di adeguato potere risolutivo, di osservare particolari molto più minuti di qualsiasi filtro commerciale. Per contro la qualità delle immagini è esteticamente inferiore a quella dei filtri commerciali, in gran parte per le righe orizzontali (trasversalium) introdotte dalla fenditura, che purtroppo va settata a chiusure critiche, di circa 20 micron; esiste tuttavia la possibilità di eliminare le righe stesse via software, ottenendo immagini "flattate".

Nell'immagine che segue viene effettuato un'interessante confronto tra una ripresa CCD Ha con un telescopio solare Lunt THA 35 (bandpass 0,75 Å) ed una effettuata, lo stesso giorno, con lo spettroscopio HIRSS2. Naturalmente il Lunt 75 è un telescopio solare di bassa fascia; tuttavia , mentre la sua qualità di immagine è superiore (a parte la leggera vignettatura) i particolari osservabili nella cromosfera nell'immagine spettroeliografica sono maggiori.

Sun Ha Lunt 75 THA - Media di 21 frames- 2_06 2013



Sun Ha -media di 21 scansioni da 1159 frames ciascuna HIRSS2 in spectrohelio mode - 2.06-2013 -Fulvio Mete- Roma



Ovviamente gli spettroelioscopi digitali possono essere usati "stand by" quali semplici spettroscopi ad alta dispersione lineare (all'incirca 0.02 e 0.05 Å /pixel con camere con pixel da 4- 5 micron come le comuni webcam)e le videocamere che oggi vanno per la maggiore.La differenza tra l'una e l'altra modalità è data dall'effettivo utilizzo del piccolo cannocchiale che invia l'immagine solare sulla fenditura effettuando la scansione del disco solare.L'immagine del disco solare sarà poi compresa in un campo, a parità degli altri fattori, inversamente proporzionale alla focale del cannocchiale in questione: il che vuol dire che aumentando la focale si hanno immagini sempre più dettagliate ma anche parziali del disco solare, come si osserva dall'immagine che segue,una delle prime ottenute con VHIRSS ed una webcam il 10 marzo 2011, che necessita di altre due scansioni per essere completa e di una certa capacità di assemblaggio delle immagini per ottenerne una dell'intero disco solare.



L'uso di focali molto ridotte, come quelle di teleobiettivi fotografici, permette di avere un disco solare intero anche con un chip piccolo come quello di una comune webcam,a spese tuttavia della qualità del risultato.

Sulla base della mia esperienza, tuttavia i migliori risultati quanto a compattezza, capacità risolutiva e possibilità di riprendere l'intero disco solare si ottengono con focali di 600 mm circa per lo spettroscopio e non oltre 450 mm per il cannocchiale,(in un rapporto reciproco di 1.33) insieme ad un chip della camera di dimensioni di almeno ½ di pollice (7.60 x 6.20) come il Sony ICX 205 AL che equipaggia la camera Imaging source DMK 41, quella da me più usata per tale genere di lavori nell'ultimo periodo.Focali più lunghe, dello spettroscopio e del telescopio, aumentano la

risoluzione delle immagini, ma a spese della usabilità e trasportabilità degli strumenti che dovranno poi necessariamente essere collocati in postazione fissa.

Per il calcolo delle dimensioni del disco solare sul piano della fenditura, può essere usata la formula generica delle dimensioni della scala spaziale sul piano focale:

$$\text{Spf} = 206265 / F \text{ tel}$$

Dove:

Spf è la scala immagine in arcsec/mm

F tel è la focale del telescopio che invia l'immagine alla fenditura in mm.

Quindi, ad esempio, nel caso di un telescopio di 450 mm di F sarà $\text{Spf} = 206265/450 = 458$ arcsec /mm. Ammettendo che il sole sottenda mediamente un diametro apparente di 32', ovvero ca 1920 arcsec, la scala in mm dell'immagine del disco solare sul piano focale sarà di $32 \times 60 / 458$ ovvero di circa 4.2 mm.

Sintesi delle operazioni da effettuare in spettroelioscopia digitale

Passo ora alle operazioni necessarie per una buona acquisizione di un'immagine solare con uno spettroelioscopio digitale del tipo di quelli illustrati, nel presupposto che sia collocato su di una montatura equatoriale motorizzata.

L'ora ed il periodo dell'anno

Innanzitutto, è appena il caso di dirlo, ha importanza la scelta dell'orario di ripresa, che deve essere quello in cui gli effetti negativi del seeing diurno, che si ripercuotono sulle immagini in modo notevole, sono meno avvertiti. Le ore mattutine, se non vi sono esigenze di monitoraggio di un dato fenomeno in altre ore, sono a mio avviso preferibili.

Ha ovviamente grande importanza la stagione e l'altezza del sole sull'orizzonte; i migliori risultati si hanno, sulla base della mia esperienza, in tarda primavera ed all'inizio dell'autunno, col sole ancora alto e l'aria più tranquilla: i mesi di maggio, giugno, settembre e ottobre sono i migliori.

La messa a fuoco

La messa a fuoco è un'operazione abbastanza critica, anche se ,una volta effettuata per una data riga dello spettro, richiede in seguito solo piccoli aggiustamenti.La procedura è la seguente:

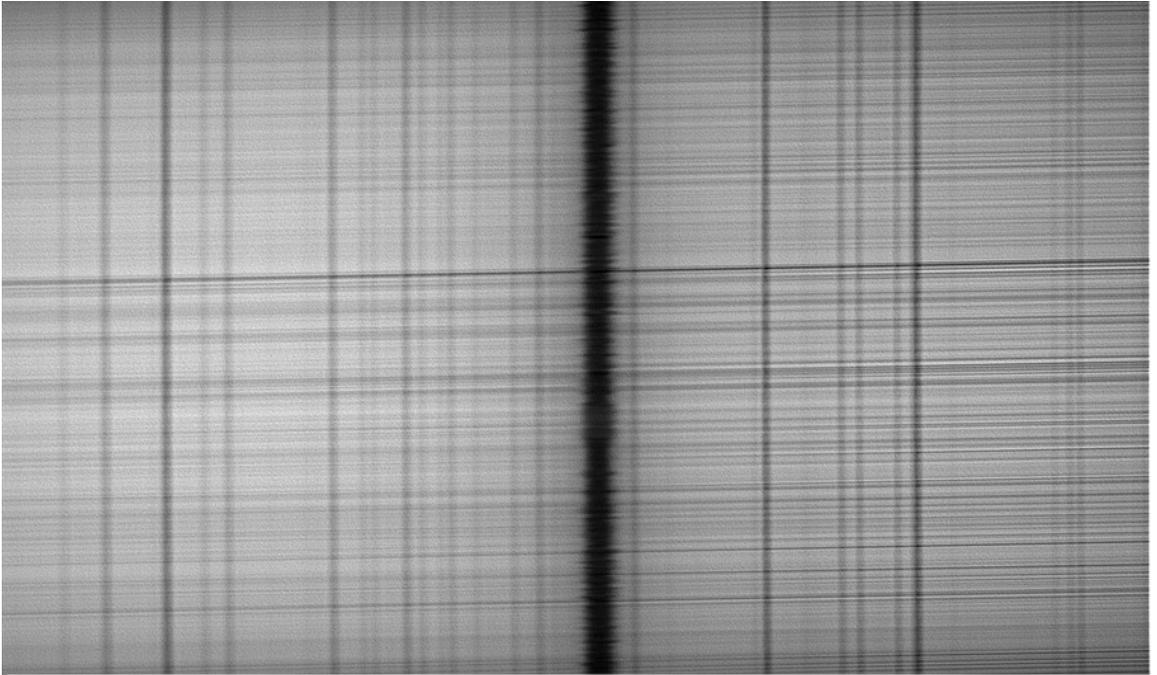
1-Si esegue per prima una messa a fuoco grossolana dello spettroscopio, in modo da rendere visibili le righe: la fenditura dovrà essere chiusa al massimo possibile compatibile con la visibilità dello spettro sul monitor del PC, per il semplice motivo che aprendola eccessivamente le righe si allargano e non si riesce ad individuare il punto esatto di messa a fuoco (sembra di non raggiungere il punto di fuoco) .

2-Si mette poi a fuoco il cannocchiale (o lo specchio) che invia l'immagine solare sulla fenditura dello spettroscopio, , sino a che il bordo dello spettro (che poi è il bordo del disco solare nell'immagine finale) sia quanto più inciso possibile.

3-Si eseguono quindi piccoli aggiustamenti della messa a fuoco dello spettroscopio sino ad ottenere un aspetto della riga, Ha, Hb o altre simile a quelle delle immagini seguenti, con piccoli frastagliamenti orizzontali, mentre il bordo dello spettro dovrà restare netto . Se la risoluzione data dalla chiusura della fenditura è adeguata,a quel punto si potranno notare particolari dell'atmosfera solare all'interno della riga stessa che diverranno poi i particolari del disco solare nell'immagine.

4-Si può a tal punto valutare di regolare l'apertura della fenditura alla posizione di lavoro aprendola di pochissimo in modo da contenere od eliminare il transversalium (le righe orizzontali causate da imperfezioni della fenditura e da fenomeni di diffrazione) ,ma senza pregiudicare la risoluzione dello strumento (i frastagliamenti delle righe dovranno essere sempre visibili) e si opererà la messa a fuoco finale sui particolari cromosferici visibili all'interno della riga.

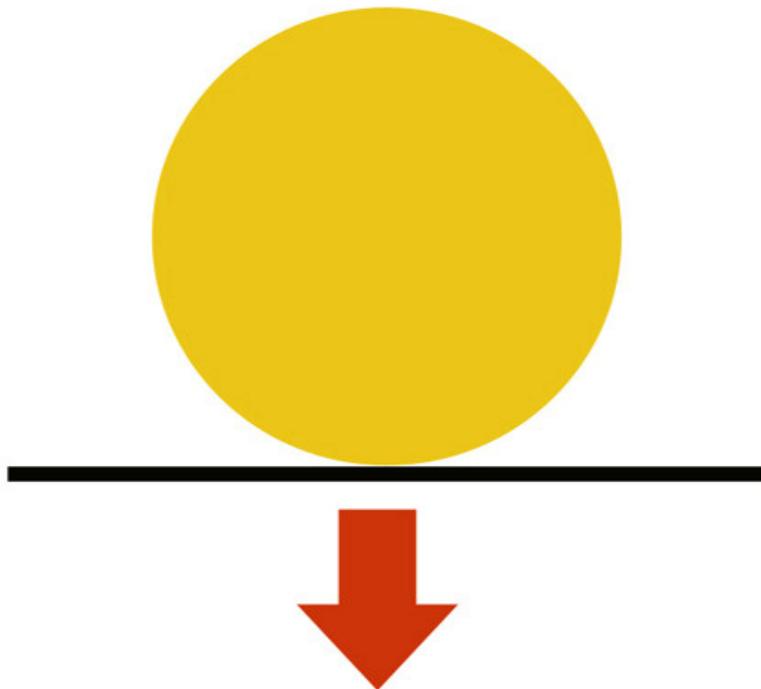
L'immagine della riga sullo schermo del PC dovrà essere inoltre il meno scura possibile, ed il contorno sovraesposto, come nella seconda delle immagini della riga Ha che seguono.I frastagliamenti orizzontali della riga sono in realtà le celle di supergranulazione cromosferiche e le relative colonne di plasma in moto ascendente e discendente.



A quel punto poi, usando i moti veloci della montatura, si porta il disco solare tangente al bordo superiore della fenditura. l'immagine dello spettro scomparirà allora dallo schermo del PC. Si lancia allora l'acquisizione di un filmato ed immediatamente dopo si ferma il moto orario della montatura equatoriale, lasciando scorrere il disco solare sulla fenditura, da est verso ovest.

Con una normale webcam il filmato AVI avrà mediamente, a 10 fps, per la durata di 160 sec circa ,1600 frames. A questo punto salveremo il filmato. L'operazione successiva sarà quella di trasformare il filmato stesso in frames formato fits, che chiameremo "spec" cosa che alcuni programmi come IRIS fanno agevolmente. Ammettiamo di aver ottenuto 1550 frames (tale numero può essere talvolta inferiore alle attese per frames persi, non buoni etc) convertiamolo con IRIS in fits e scegliamo uno di essi (in genere quello in cui lo spettro si estende in tutta l'immagine) per esaminarlo, effettuare eventuali operazioni di correzione per rendere la riga esattamente ortogonale all'asse x , quindi scegliere il pixel sull'asse x che si ritiene essere il centro riga, ammettiamo sia il pixel 737. Si lancia ora , dall'apposito comando a tastiera, il comando "**Scan2pic spec 737 1550**". Dopo qualche secondo si vedrà apparire un'immagine grezza elongata lungo l'asse X, che sarà di formato 640 x 1550, (nell'ipotesi di aver usato una videocamera o webcam di risoluzione 640 X 480). Si potrebbe obiettare che forse sarebbe stato meglio scegliere un framerate più basso (ad es. 5 fps) per ottenere un'immagine meno elongata e più naturale, tuttavia c'è da considerare che in questo modo otteniamo un'immagine finale superiore alla risoluzione (bassa) della camera (in questo caso 1550 x 480) e che comunque l'immagine può essere poi riscalata al formato naturale con un comune programma di fotoritocco.

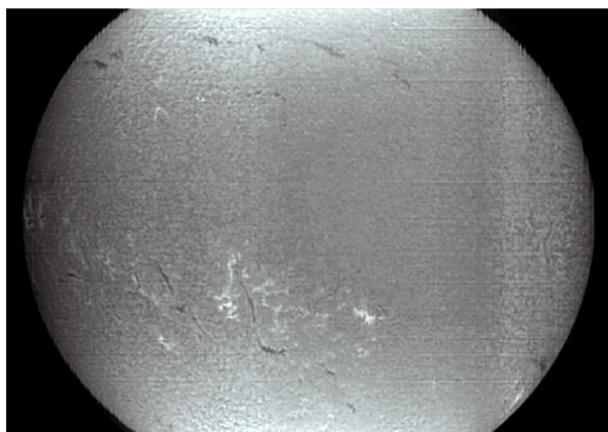
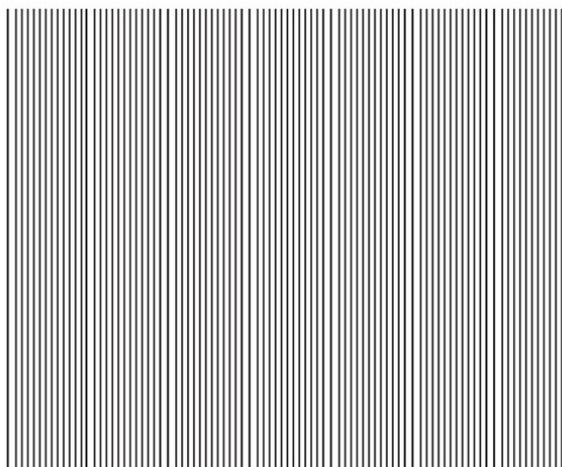
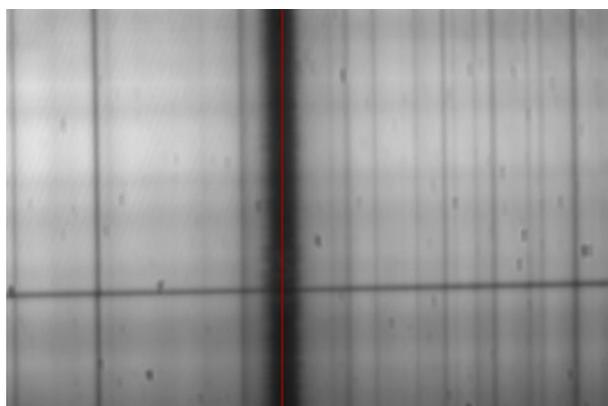
Oggi tuttavia esistono altri programmi informatici di spettroscopia free, come BASS, Spec line Merge che effettuano le operazioni descritte in modo anche più semplice ed altrettanto preciso di IRIS.



L'immagine del disco solare è posta nella parte superiore della fenditura, tangente a questa. Con una montatura equatoriale il punto si individua quando, usando i movimenti veloci in ascensione retta verso est, l'immagine dello spettro sul monitor si rimpicciolisce e poi sparisce dallo schermo: è quello il momento in cui occorre lanciare l'acquisizione video e spegnere il moto orario della montatura, lasciando che, per effetto della rotazione terrestre, il disco solare scorra sulla fenditura da est verso ovest.

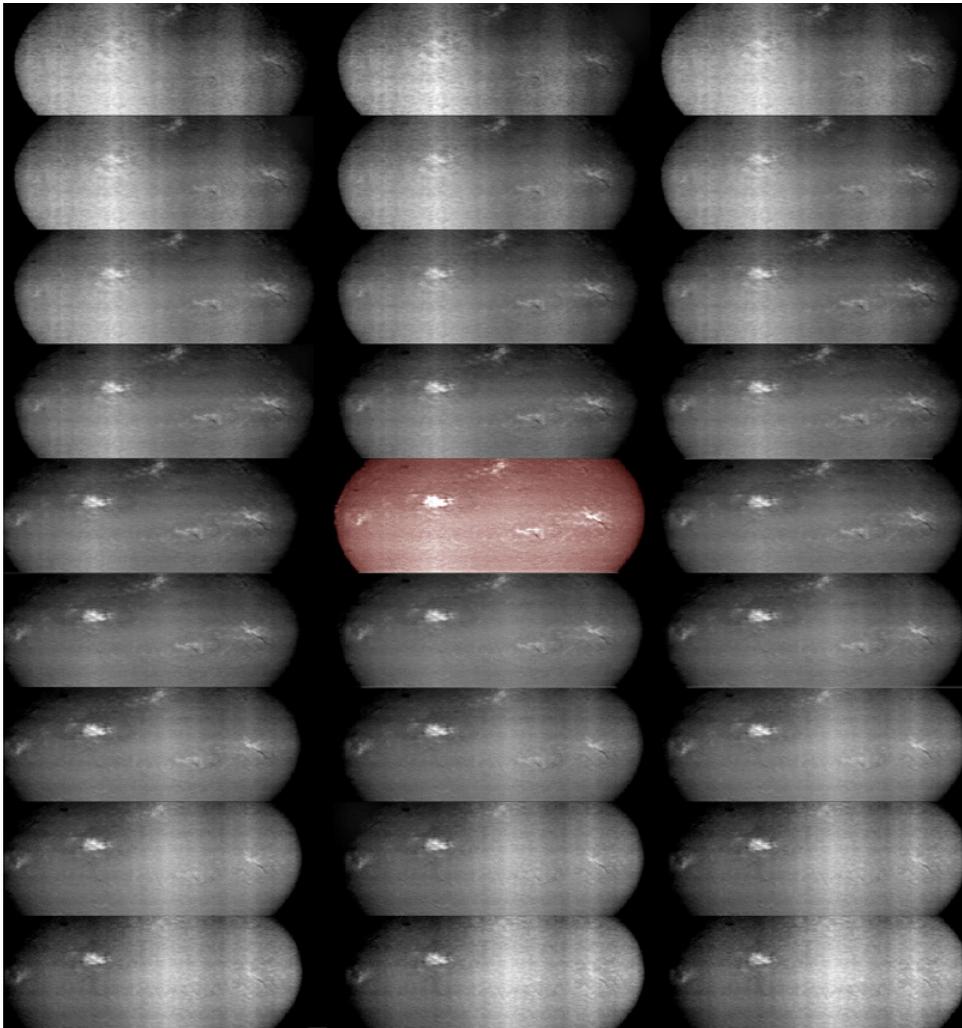
Il frame rate dell'acquisizione video indicherà l'apparenza del disco solare nell'immagine finale, un frame rate minore darà un'apparenza del sole più naturale,

frame rate più alti forniranno un'apparenza elongata, con risoluzione maggiore lungo l'asse X, con l'obbligo di riscaldare poi l'immagine finale.



Si ritiene che l'immagine ottenuta appartenga al centro riga, anche se spesso ciò non si verifica ed il centro riga risulta spostato verso il blu a causa di piccoli disallineamenti nelle superfici ottiche, inevitabili quando si parla di strumenti assemblati in casa. Nel presupposto, comunque che sia nel centro riga, se ottengono altre, dei pixel a destra e a sinistra, in modo di comprendere tutto il core della riga, e di queste si fa lo poi stacking per avere un'immagine più completa e satura del disco solare nell'elemento corrispondente alla riga.

Nell'immagine che segue è mostrato il risultato delle singole scansioni (elongate lungo l'asse X per effetto della diversa risoluzione e da riscaldare), con quella relativa al pixel centrale della riga evidenziata in colore rosso: le immagini sulla sinistra sono quelle dal centro riga verso l' ala della parte rossa dello spettro, quelle a destra verso l'ala diretta verso il blu, così come era orientato lo spettro sul monitor. Come si vede, con webcam e camere a bassa risoluzione le immagini sono parziali ed elongate.

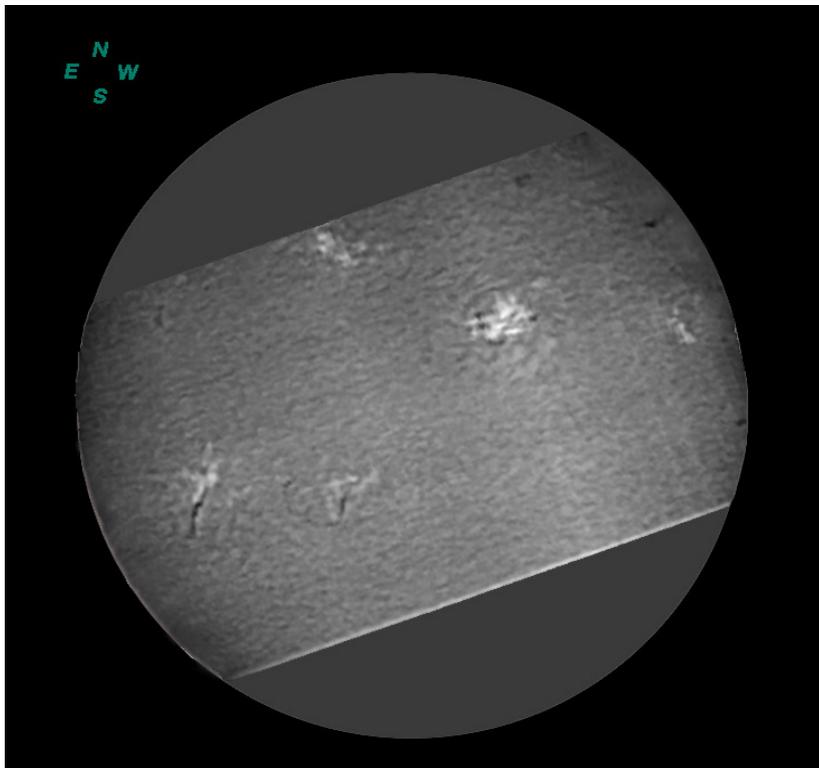
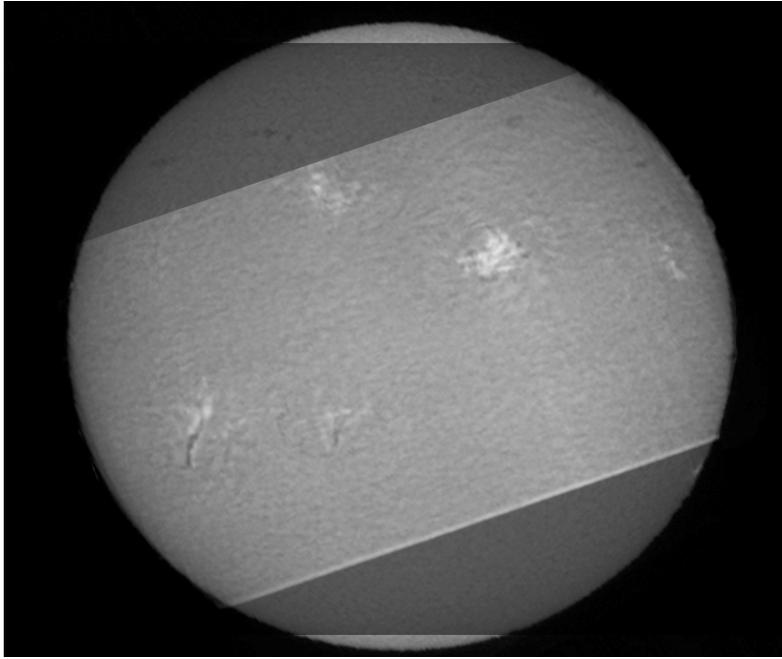


*27 Scans of H α line at 6562.8 Å, center line in red color
Images as shot; 13 scans on the left (Red) and 13 on the right (blue)*

E' facile notare come le immagini estreme, ossia a 13 pixel a destra e a sinistra di quella che si suppone essere il pixel centrale della riga sono ancora perfettamente leggibili come immagini cromosferiche, il che significa che l'estensione del core della riga va ben oltre i 27 pixel considerati nell'esempio. Successivamente si effettua, con un programma di stacking delle immagini, l'assemblaggio dei singoli frames, ottenendo quella finale, che va poi riscalata al formato reale dell'immagine del disco solare.



Per ottenere, infine, l'esatto orientamento Nord-est e l'esatta posizione dei particolari sul disco l'immagine dovrà poi essere ruotata di un certo numero di gradi. Ciò può essere effettuato sulla base di un'immagine professionale di riferimento. Ovviamente, nel caso si voglia avere un'immagine completa del disco con altre scansioni, occorrerà effettuare prima il mosaico e poi riscalare il tutto.



Naturalmente con camere recenti dotate di chip da almeno 1/2 di pollice e risoluzione adeguata, come la DMK 41,Lumenera, ZWO e simili si ottengono, ,con focali del telescopio non superiori a 450 mm, immagini complete e molto più incise del disco solare, come si vedrà in seguito.

La procedura descritta permette quindi l' emulazione totale di uno spettroeliografo di tipo convenzionale, consentendo di associare a ciascun pixel dell'immagine dello spettro lungo l'asse X e quindi ad una data lunghezza d'onda di dimensioni molto piccole (con VHIRSS ed una camera DMK 41 con pixel da 4.65 micron, è pari a circa 0,029 Å nel violetto e 0.024 nell'Ha) la corrispondente immagine solare. Mentre il formato dell'asse Y dell'immagine è quello nativo della camera usata, quello lungo l'asse X è dato dalla velocità di acquisizione scelta in rapporto alla durata della scansione: se, ad es, il formato immagine nativo è 960 x 1280, le immagini che si otterranno saranno 960 X (To x Fps) dove To è il tempo necessario per effettuare la scansione del disco solare e Fps è il numero dei frames per secondo di acquisizione. Ammettendo quindi che To= 160 sec e Fps= 7,5, il formato immagine dell'asse X sarà 160 X 7,5= 1200. Avremo quindi, nell'esempio fatto, delle immagini solari 960 X 1200 pixel. Quest'ultima considerazione ci porta a riflettere sull'importanza della videocamera usata, il campo da essa coperto la sua risoluzione ed il suo framerate. Tali caratteristiche sono fondamentali per la qualità delle immagini solari ottenute col sistema dianzi descritto e per il loro confronto. Quasi tutte le immagini mostrate in precedenza sono state infatti ottenute con una modesta webcam BN Philips 900, col formato VGA 640 x 480 ed un framerate che va da 5 a 10 e 15 FPS. Io ho normalmente usato 10 FPS, con le quali, ipotizzando una scansione di durata media di 160 sec, ottenevo files di 1600 x 480 pixels, che mi servivano, come detto, per recuperare un pò della bassa risoluzione della camera. Avevo infatti notato che a 5 fps, con files di 750 x 480 pixels la qualità era leggermente inferiore. In un primo momento non avevo potuto usare camere più performanti in quanto IRIS non leggeva files video più pesanti. Le ultime versioni di Iris sono ora in grado di leggere i files della Lumenera e di altre camere di migliori prestazioni, tra le quali le DMK firewire e USB, che ho poi usato in sostituzione delle camerine precedenti.

Ora, la migliore qualità ed efficienza di registrazione della Imaging Source DMK 41 1280 x 960, mi ha permesso un miglioramento notevole della qualità e, e con VHIRSS, la scansione dell'intero disco solare.

E' bene precisare, infine, che la qualità complessiva delle immagini ottenute dipende in misura notevole, oltre che dalla risoluzione della camera, anche dalla qualità dell'ottica che ha il compito di inviare l'immagine del disco solare sulla fenditura, oltre che, ovviamente, dall'ottica dello spettroscopio. Le immagini sinora ottenute con VHIRSS sono derivate dall'uso prima di un rifrattorino Skywatcher 70/500 del costo di 50-60 €, e poi da un'ottica di surplus 60/480 (tuttora usata) cioè più per contenere il peso dello strumento che il costo dello stesso.

Risultati senz'altro migliori, dal punto di vista dell'estetica delle immagini, si avrebbero con l'uso di un rifrattore APO, che tuttavia farebbe crescere di molto sia il costo che il peso dello strumento.

Un discorso a parte è la chiusura della fenditura, che, come si sa, influenza in modo decisivo la risoluzione dello spettro e quindi la qualità dell'immagine solare

ottenuta. Se si chiude al minimo possibile la fenditura si ottengono immagini molto incise e particolari minuti, ma appaiono anche righe trasversali di notevole entità, molto difficili da eliminare via software. L'immagine Ha che segue è la più evidente dimostrazione di tale situazione.

Si tratta quindi di chiudere la fenditura al minimo compatibile con la qualità dello spettro, ovvero con la minimizzazione delle righe orizzontali, dovute alle imperfezioni costruttive della fenditura stessa ed alla diffrazione. È una soluzione di compromesso, che tuttavia è indispensabile con fenditure commerciali a basso costo.

Alcuni programmi di ultima generazione permettono tuttavia di eliminare il trasversalium con una procedura apposita via software.

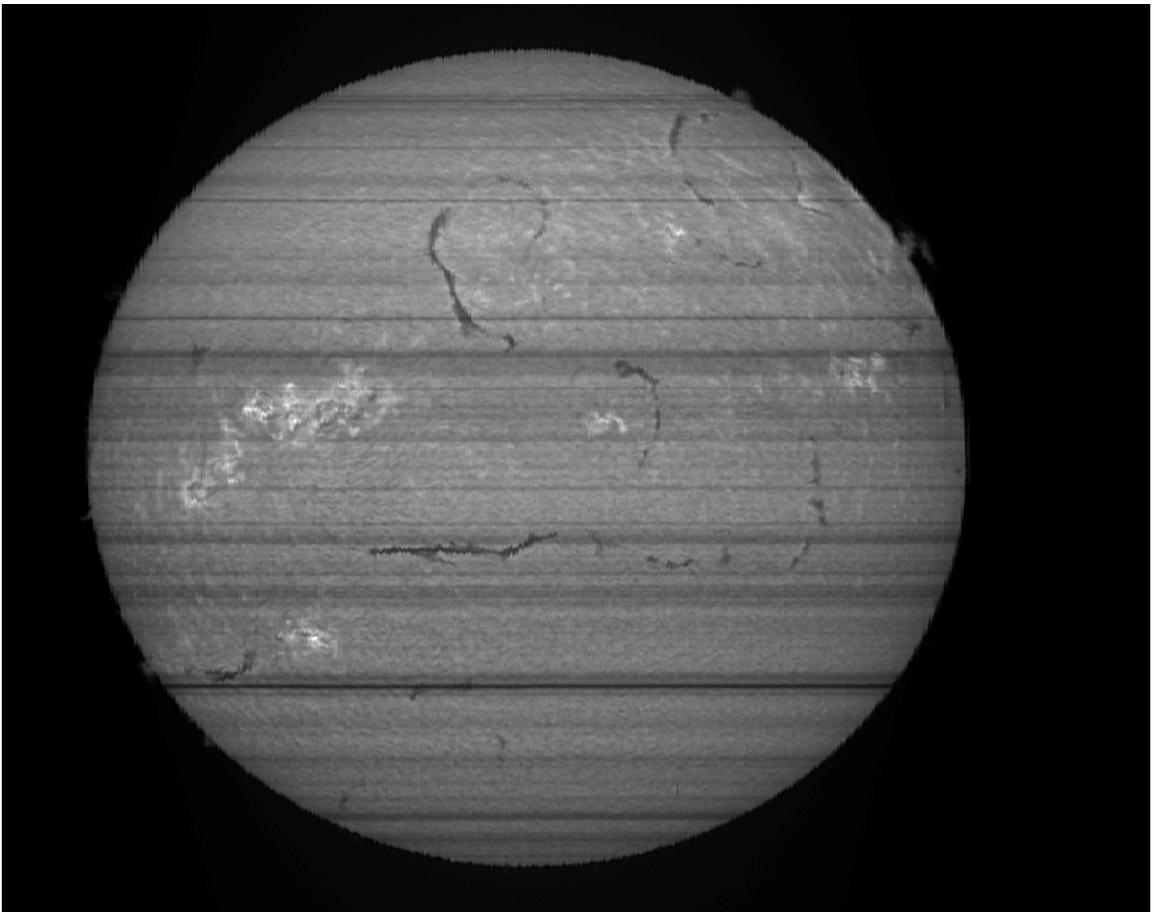


Immagine del disco solare ottenuta con la fenditura molto chiusa, qualità elevata, ma trasversalium notevole, da eliminare assolutamente dall'immagine.

Questa considerazione riporta tuttavia il discorso sulla primaria importanza della qualità della fenditura nell'output di uno spettroscopio, il cui ruolo, non mi stancherò mai di ripeterlo, è fondamentale specie nei casi, come quello in esame, in cui l'output stesso viene tradotto in immagini. Una fenditura, tuttavia, capace di chiudersi perfettamente ad 1/50 di mm e con le lame perfettamente lavorate è molto difficile da realizzare, e quindi costa cifre sicuramente superiori allo strumento stesso. Le soluzioni possibili per l'autocostruttore sono quindi due:

-Acquistare un certo numero di fenditure commerciali a basso costo (ca 20 € l'una da Surplushed) e scegliere la migliore: questa è sicuramente la scelta più utile.

-Smontare una di queste e lavorarne le lame nel miglior modo possibile, verificando ad un microscopio con almeno 600X il miglioramento qualitativo. Come strumenti potrebbero usarsi la carta abrasiva finissima bagnata con acqua; la pasta abrasiva per carrozzieri; l'ossido di cerio per la lavorazione degli specchi. Si tratta di una procedura delicata e che necessita di una certa esperienza nelle lavorazioni ottiche.

Oltre a ciò l'uso come telescopio di strumenti più costosi e performanti ed un'attenta elaborazione può cambiare radicalmente la qualità delle immagini ottenute, al punto di renderle qualitativamente somiglianti a quelle ottenibili con filtri a banda stretta, di gran lunga più costosi specie se relativi lunghezze d'onda più esotiche dell'H alfa. L'immagine sotto riportata è quella ottenuta da VHIRSS dopo la recente modifica di sostituzione del rifrattore Skywatcher 70/500 con un eccellente doppietto semi apo di provenienza militare da 62 mm di diametro e 480 mm di focale. È facile immaginare la qualità ottenibile con un buon Apo da 100-120 mm. La camera usata è stata la DMK 41 AS.

Ovviamente anche la videocamera gioca un ruolo di primo piano nell'ottenimento di immagini solari di qualità dell'intero disco; meglio quindi usare sensori a basso rumore, come i Sony, di formato dal ½ pollice in su e della massima risoluzione possibile. Il frame rate alto non è assolutamente indispensabile, data la grande quantità di luce; un'immagine solare già quasi correttamente proporzionata in X e Y si ottiene con soli 7,5 frames/sec con una DMK 41 AS. Un alto frame rate consentirebbe un miglioramento della risoluzione sul solo asse X, ma con l'esigenza di dover riscaldare l'immagine; tuttavia dalle prove fatte il miglioramento in risoluzione non si traduce in un miglioramento visibile dell'immagine.

L'ideale, ma sarebbe una scelta piuttosto costosa, sarebbe di poter disporre di una video camera raffreddata per ridurre ulteriormente il rumore termico, che diviene elevato, specie in estate.

Dalla mia esperienza posso quindi ricavare in definitiva, che i parametri che rivestono un ruolo cruciale nella qualità delle immagini ottenibili in spettroeliografia digitale, sono, nell'ordine, i seguenti:

1- Qualità della fenditura dello spettroscopio

2- Qualità delle ottiche dello spettroscopio e del telescopio

3- Efficienza e sensibilità della videocamera

Una volta assicurata la sussistenza anche minima di detti parametri, potranno senza grossi problemi ottenersi immagini simili o superiori a quelle che seguono.

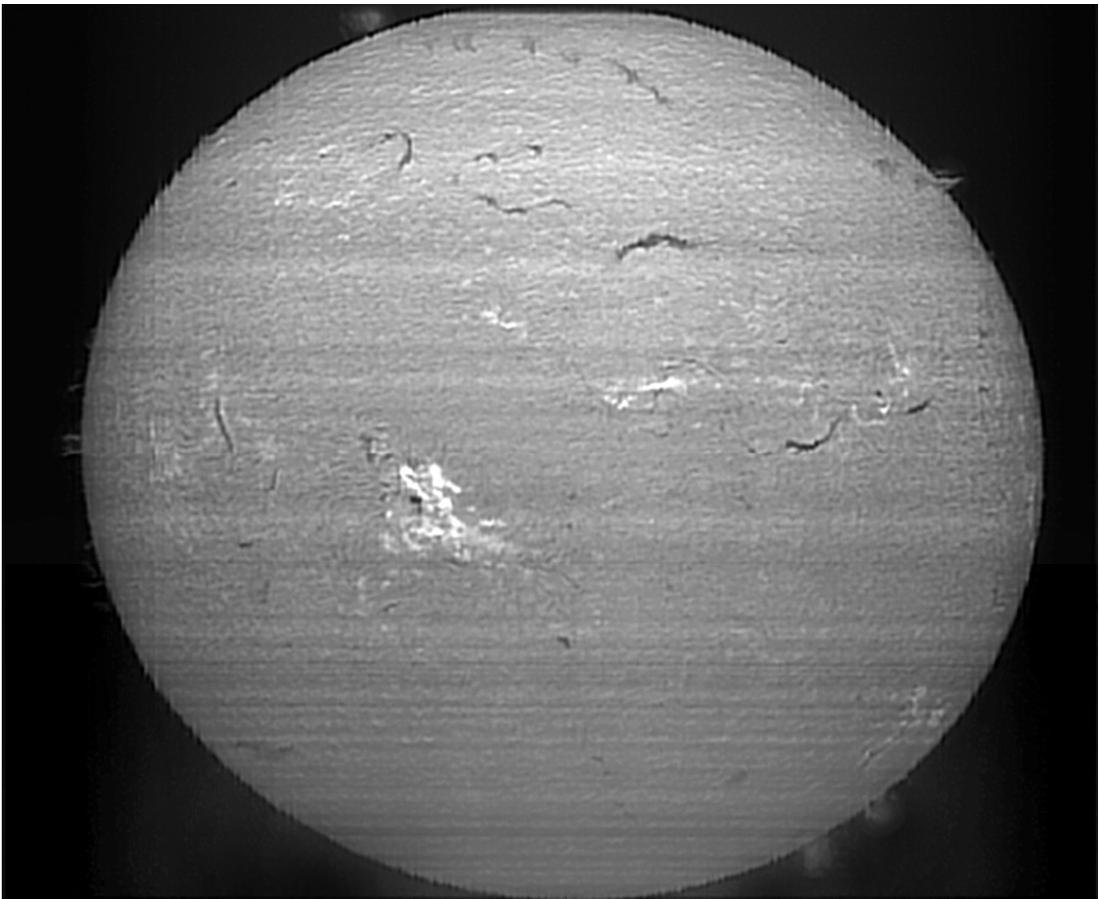


Immagine del disco solare ottenuta con VHIRSS nel maggio 2012

IMMAGINI SOLARI CON VHIRSS

Nelle immagini che seguono sono riportate alcune interessanti osservazioni solari effettuate con VHIRSS nel periodo dal 2012 al 2016 in luce H alfa a 6562.8 \AA , H beta a 4861.3 \AA , Calcio ionizzato CaII K a 3933.6 \AA e CaII H a 3968 \AA . Lo spettroscopio ha lavorato ad una dispersione di $0,029 \text{ \AA/pixel}$ nel violetto (CaII K) e 0.024 \AA/pixel nel rosso (Ha) con una videocamera Imaging Source DMK 41 con pixel da $4,65 \text{ micron}$.

VHIRSS, come si è detto, è stato il mio primo spettroscopio Hires-spettroelioscopio ma, nonostante la meccanica non impeccabile, sfoggia le prestazioni migliori. Merito senza dubbio dell'ottimo reticolo Edmund da 2400 l/mm , dell'Orion 80 ED usato come ottica dello spettroscopio autocollimante, e, principalmente, dello sconosciuto ed eccellente doppietto acromatico da $62 \text{ mm f } 480$, di probabile provenienza militare, usato per alimentare lo spettroscopio.

Lo strumento ha ormai parecchi anni e necessiterebbe di un upgrade, ma le sue notevoli prestazioni mi trattengono dall'effettuarlo, nel timore di compiere qualcosa che possa degradarle. Si tratta infatti di uno strumento assemblato in casa, i cui componenti non hanno le strette tolleranze meccaniche richieste dal compito che esso è chiamato a svolgere.

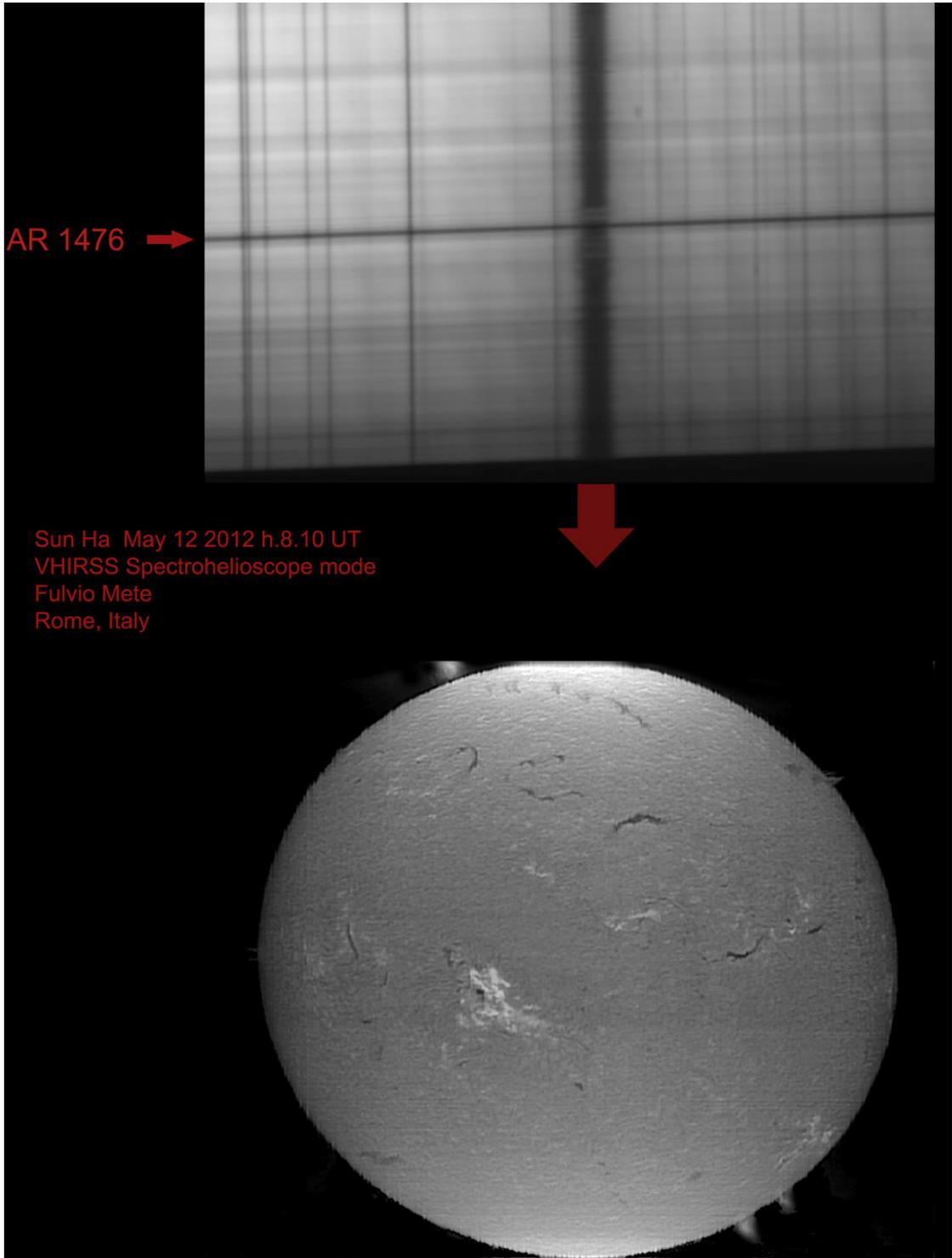
Purtuttavia, come si vedrà dalle immagini, tale strumento mi ha permesso di ottenere immagini solari in Ha, H beta, CaIIK che rivaleggiano con quelle di Osservatori professionali che usano strumentazioni di ben altro costo e dimensioni. Il tutto con una spesa complessiva (considerato che l'Orion 80 ED è stato acquistato d'occasione a 200 € ed il reticolo a 250 €) di poco più di 500 € , veramente irrisoria rispetto sia alle prestazioni che alle notevoli potenzialità dello strumento stesso.

Le immagini che seguono sono quindi una dimostrazione evidente delle potenzialità dello strumento (le caratteristiche sono evidenziate nelle didascalie delle immagini stesse).

Sun Ha May, 10. 2012 h. 8,15 UT
VHIRSS in spectrohelioscope mode
Fulvio Mete
Rome - Italy



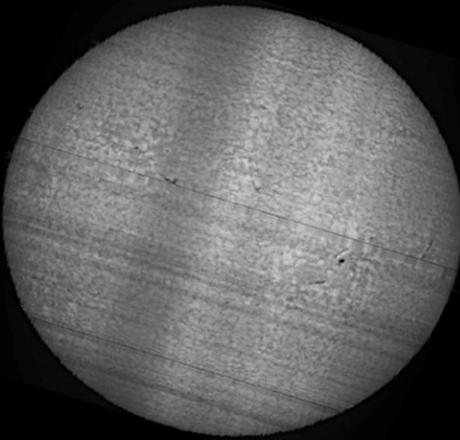
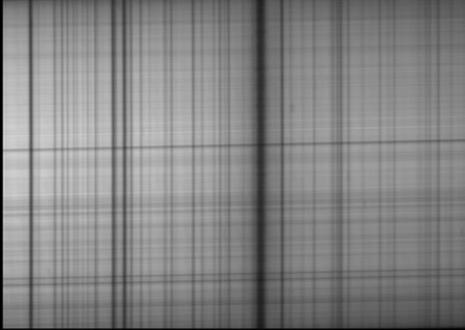
Immagini in luce H alpha: sopra, del 10 maggio 2012 e , sotto, del 12 maggio dello stesso anno



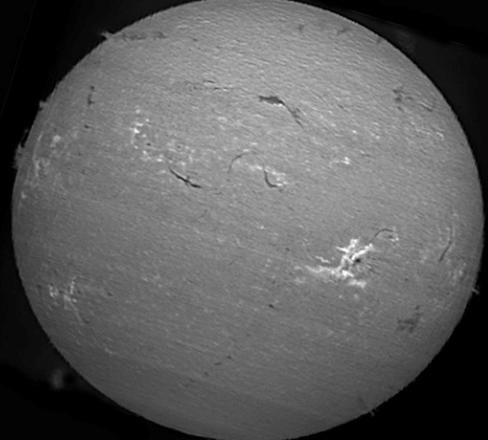
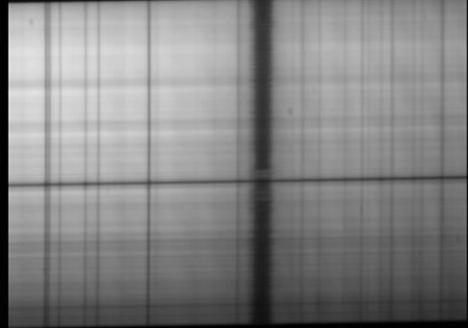
Sun disk Hydrogen beta- Hydrogen alpha comparison

VHIRSS spectroscope in spectrhelioscope mode May 13 2012
Fulvio Mete, Rome, Italy

H beta
4861 A

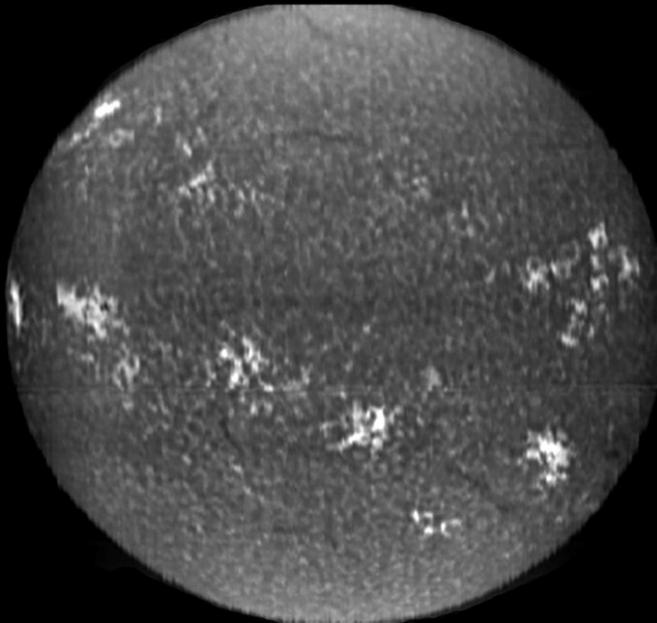
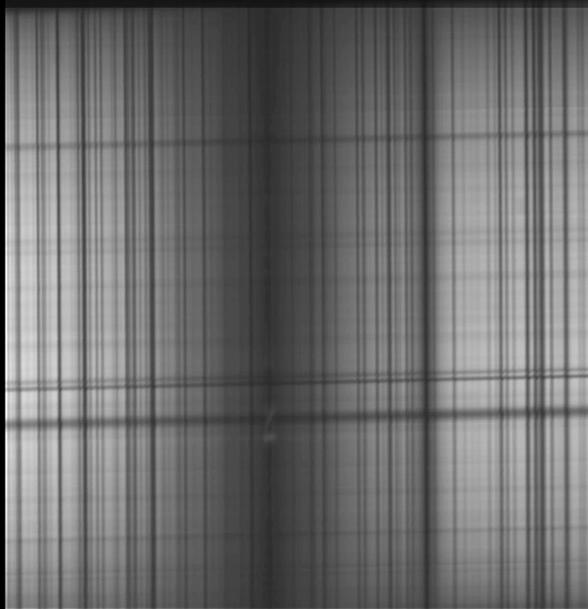


H alpha
6563 A



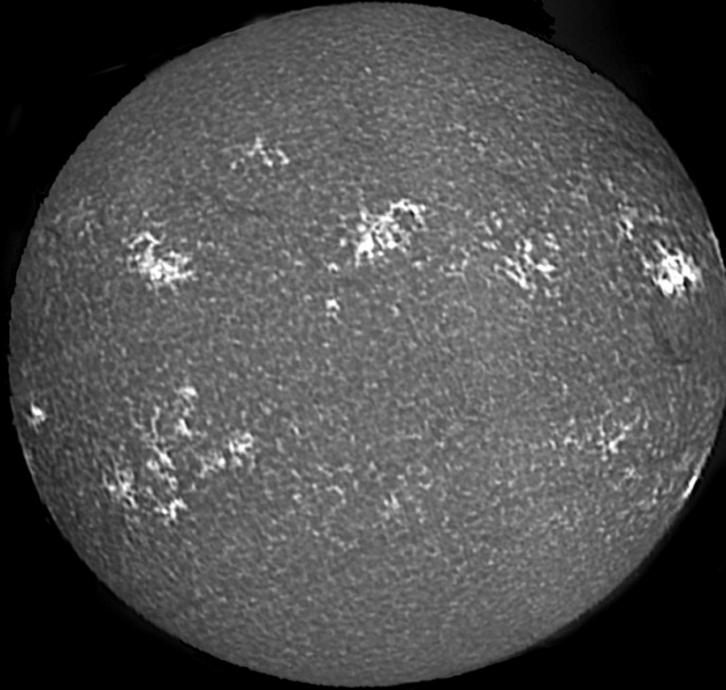
Un confronto tra immagini riprese in H alpha ed H beta il 13 maggio 2012

Sun CaII H at 3968,5 Å May, 23 2012.VHIRSS
in spectrohelioscope mode, Fulvio Mete, Rome,Italy



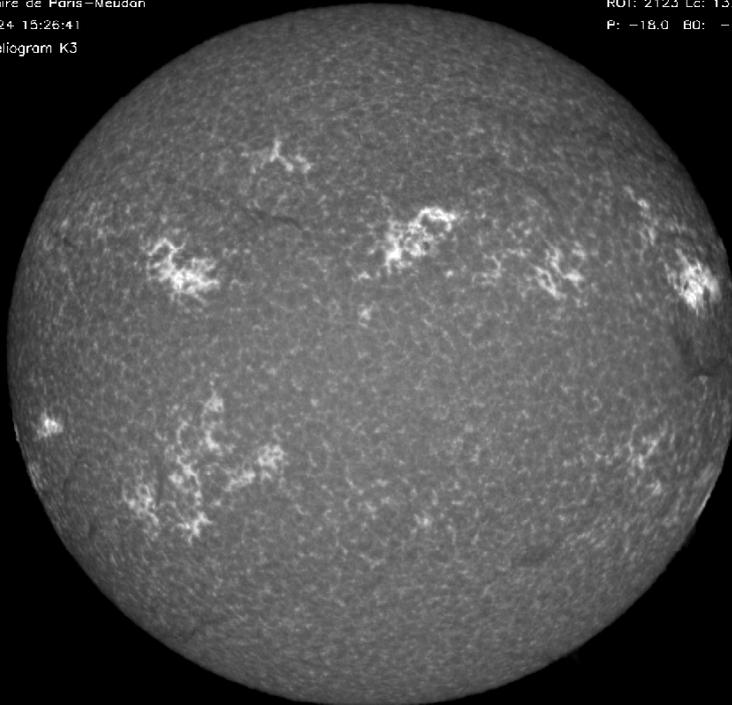
Sopra: un'immagine in luce CaII H a 3968.5 Å e, sotto, una comparazione dell'immagine di VHIRSS in CaII K integrata del 24 maggio 2012 con quella dello spettroeliografo dell'Osservatorio di Parigi - Meudon in CaII K3.

Sun CaII K VHIRSS
24-05-12 Fulvio Mete
Rome Italy



Observatoire de Paris-Neudon
12/May/24 15:26:41
Spectroheliogram K3

ROT: 2123 Lc: 13.8
P: -18.0 B0: -1.5



Osservazione del 6 giugno 2012 in CaII K con un confronto tra:

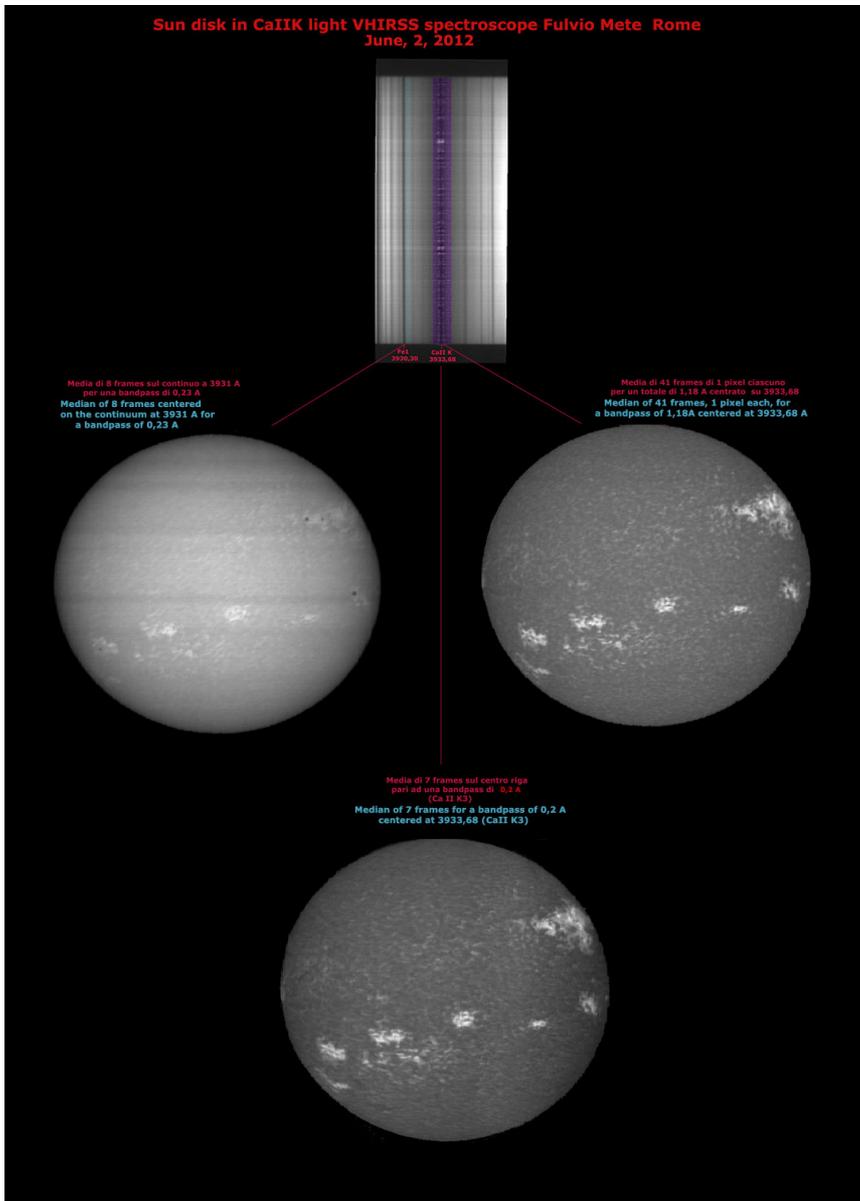
1- Immagine del Continuo a 3931 Å, bandpass 0.23

2- Immagine della riga CaII K con una bandpass di 1.18 Å (immagine integrata)

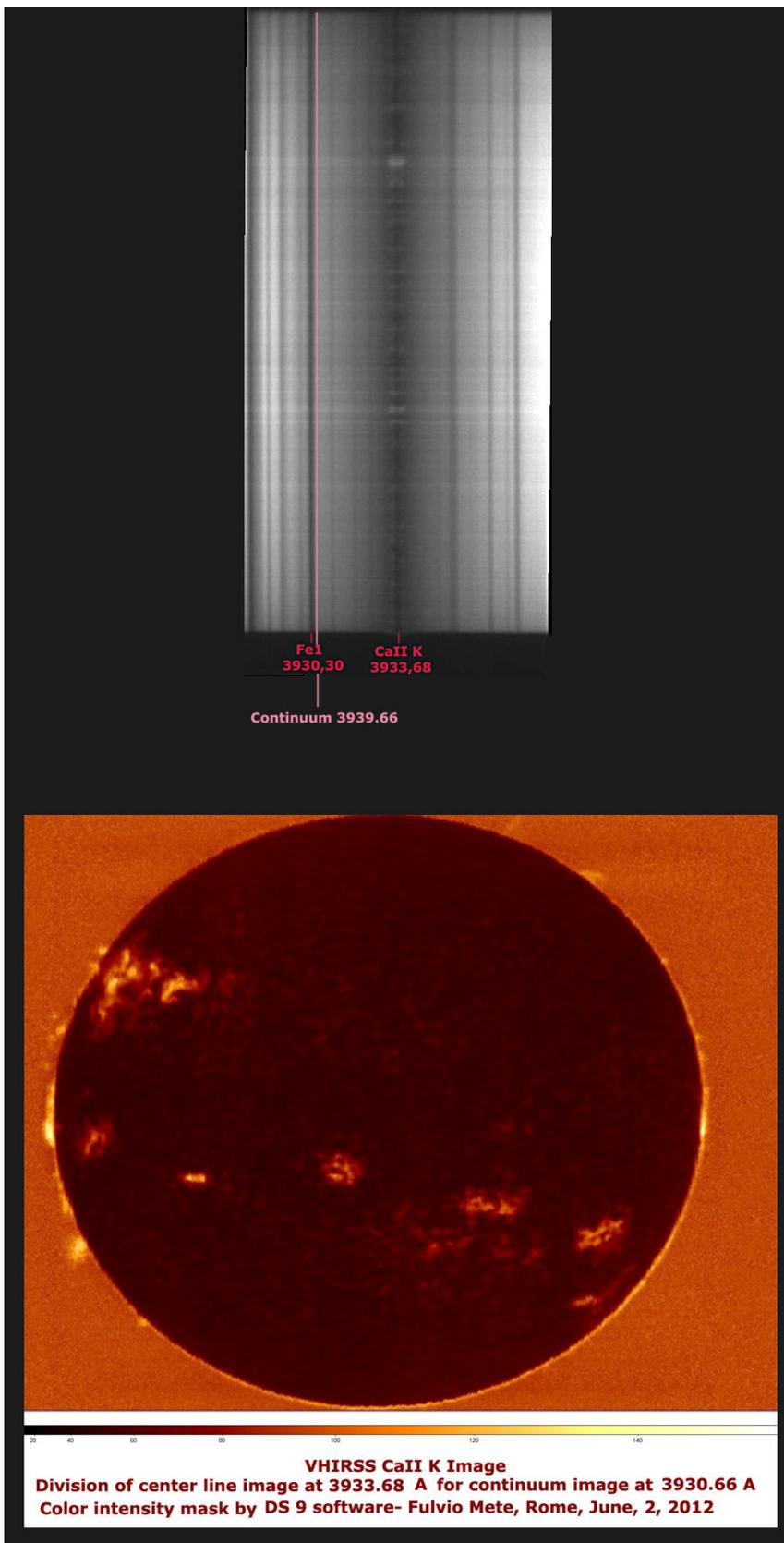
3 -Immagine del "core" della riga (CaII K3) con una bandpass di 0.20 Å

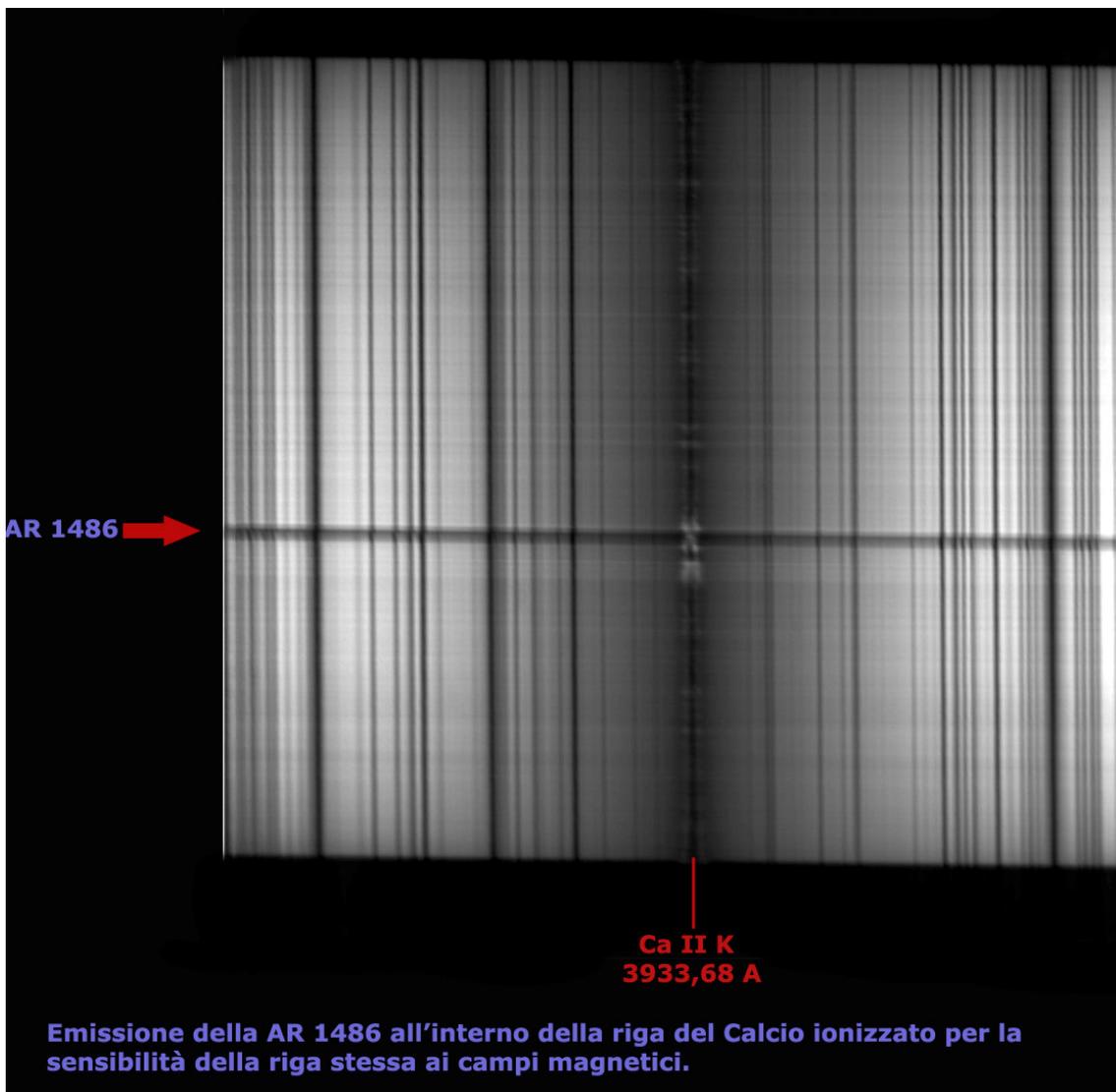
Il centro della riga CaII K a 3933.68 Å è largo solo 0.15 Å, mentre l'intera riga è molto più larga, circa 2 Å. Tuttavia è proprio nel centro riga, chiamato Ca II K3 , che si rendono meglio visibili i fenomeni della cromosfera solare.

La sequenza mostrata nell'immagine sottostante fa quindi ben comprendere come i particolari visibili con uno spettroeliografo in luce CaII K reale (centro riga , bandpass 0.15-0.20 Å) siano superiori a quelli dei filtri commerciali di circa 2-2.2 Å di banda passante, in quanto essi aumentano in modo drammatico passando dalle ali al centro riga. Per esempio, i filamenti sul disco che non si osservano nei filtri commerciali, sono visibili nelle immagini spettroeliografiche del centro riga.



Nell'immagine che segue è mostrato il risultato della Divisione dell'immagine di 1 pixel (0.029 Å bandpass) del centro riga CaII K a 3933.68 Å per quella, sempre di 1 pixel, del continuo a 3939.66 Å. Notare l'evidenza delle regioni attive e delle protuberanze.





Nella figura soprastante una prova della sensibilità della riga CaII K ai campi magnetici: si nota l'emissione facolare in corrispondenza di una regione attiva (AR 1486) che appare come una riga scura trasversale nell'immagine.

Cromosfera solare dall'ala violetta al centro della riga CaIIK

Il lavoro che segue è stato effettuato con VHIRSS il 28 luglio 2012. Nell'immagine sottostante è mostrato l'aspetto della cromosfera al centro riga CaII K3 per una banda passante di 0.37 \AA (poco più del doppio di 0.15 della effettiva larghezza dello stesso punto K3): le principali features cromosferiche, come i filamenti e le protuberanze sul bordo appaiono netti e ben incisi, così come le zone facolari. L'immagine integrata del centro riga è stata ottenuta dalla media di 13 frames (6 pixel a destra e 6 a sinistra del pixel corrispondente al centro riga) ciascuno da 0.029 \AA .

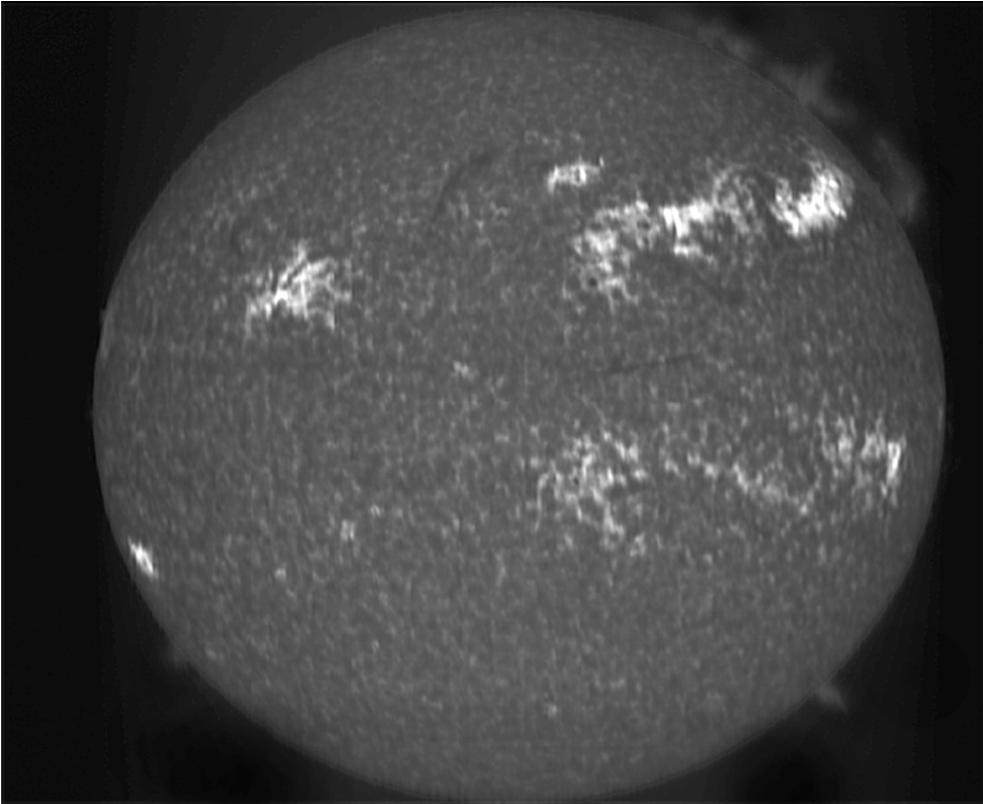
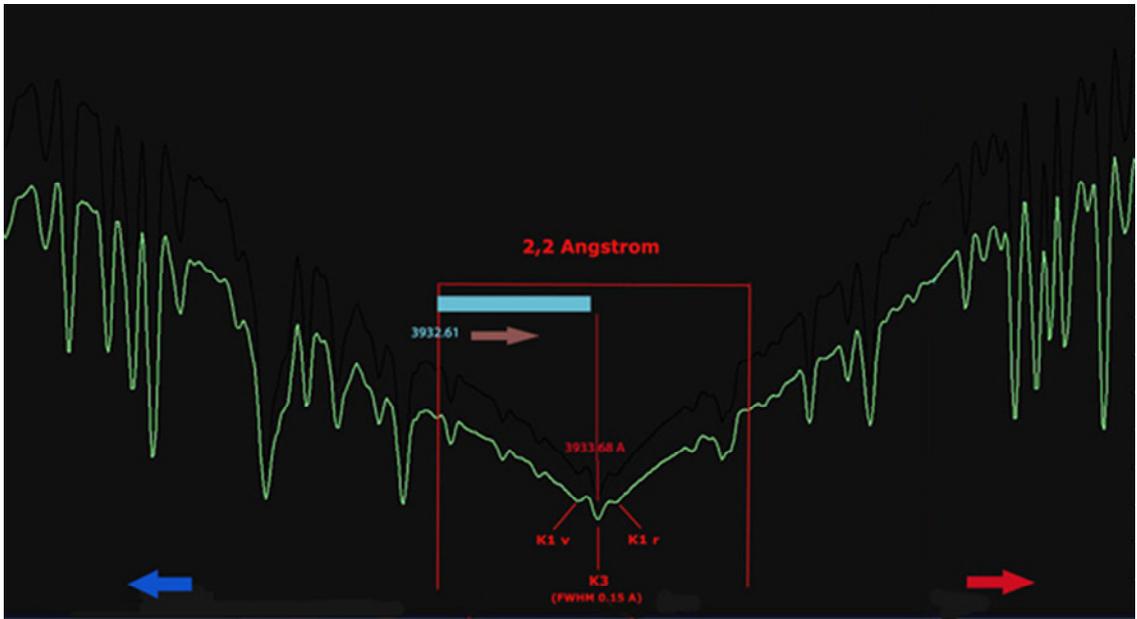


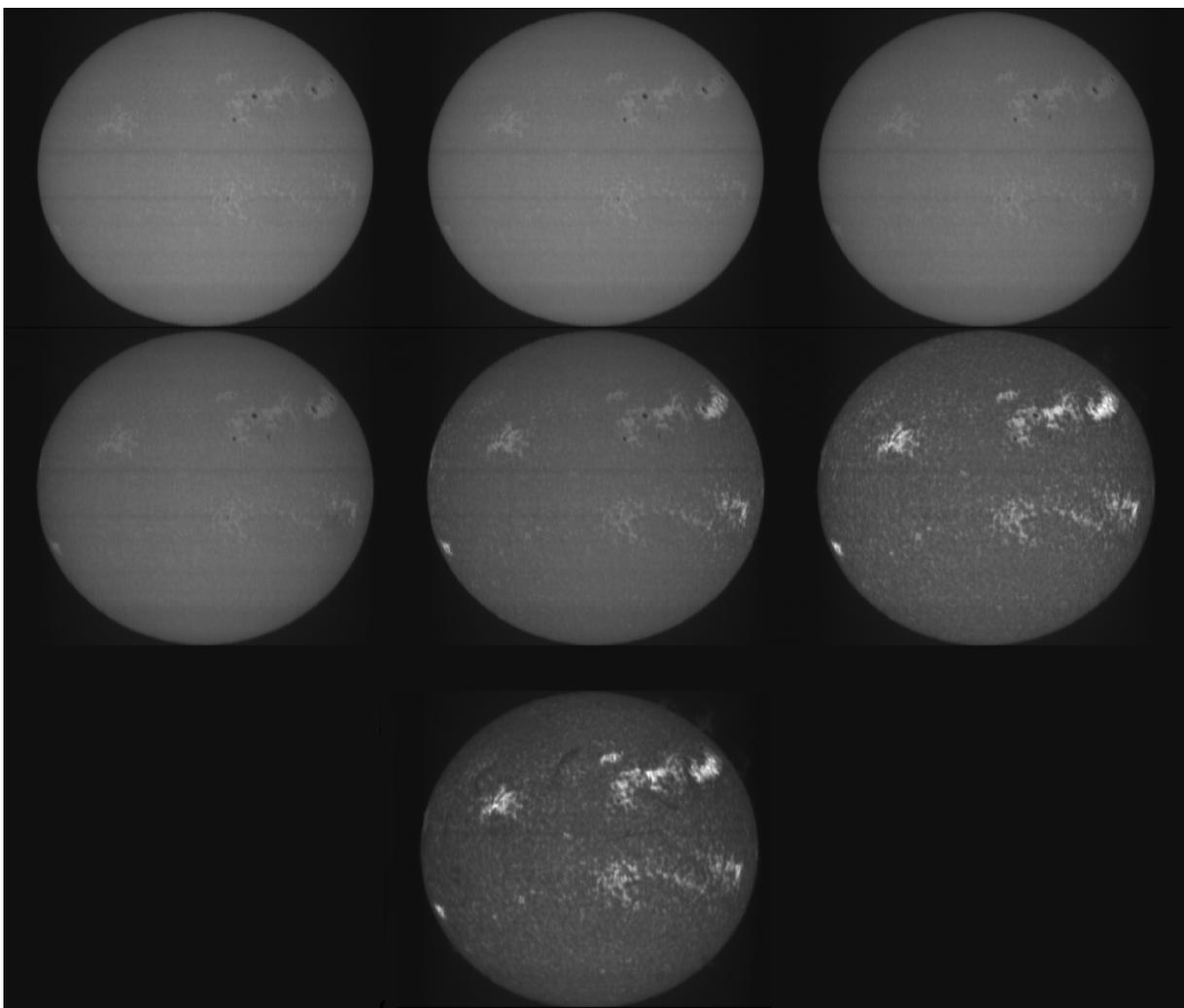
Immagine del sole in luce CaII K3 (centro riga) del 28 luglio 2012

Nell'immagine seguente è invece visualizzata la successione di 7 frames da 0.029 Å ciascuno nell'ala violetta della riga distanziati tra loro di 0.174 Å, che vanno quindi da 3932.61 Å a 3933.68 Å, nei quali è compresa l'immagine del punto di stazionarietà K1v a 3933.32 Å.

Considerato che il coefficiente di assorbimento di una riga rispetto al continuo è funzione dell'altezza rispetto alla base della fotosfera e varia con la lunghezza d'onda, la variazione del coefficiente di assorbimento della riga dall'ala verso il centro permette di effettuare una sorta di tomografia dell'altezza della zona di cromosfera osservata sino a giungere a circa 2000 Km dalla fotosfera nel centro riga K3. Ciascun frame corrisponderebbe quindi ad una zona dell'alta cromosfera. Drammatico il cambiamento dell'aspetto della cromosfera stessa nell'ambito di un solo Angstrom, in primis per quanto concerne la variazione della sensibilità della riga ai campi magnetici delle regioni attive, con il passaggio da assorbimento in emissione, e poi per la visibilità dei filamenti e delle protuberanze.



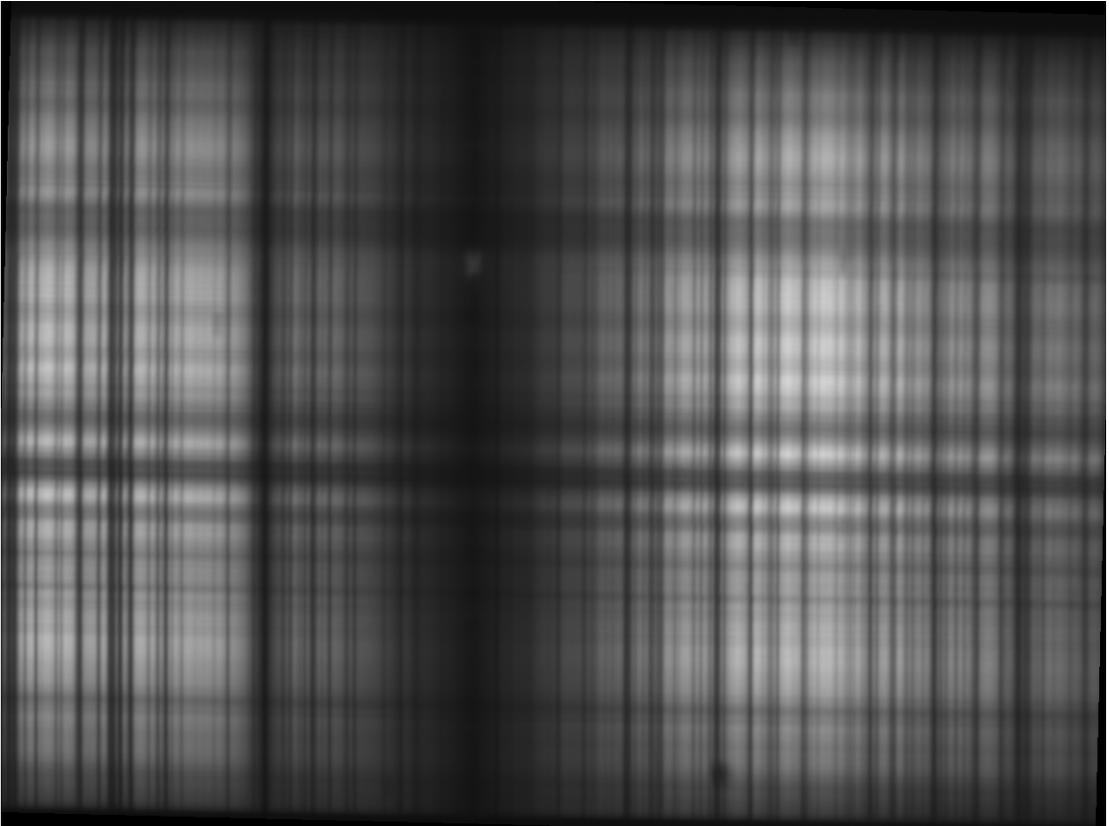
Sopra: posizione in lunghezza d'onda, nell'ambito del profilo della riga CaIIK, delle immagini oggetto della sequenza che segue. Sotto: la sequenza delle immagini, da leggere dalla sinistra in alto verso il basso a destra.



Spettroeliografia solare in luce CaII H

Dopo un periodo di difficile convivenza con un meteo avverso, il 6 maggio 2014 ho approfittato di una buona mattinata per effettuare una ripresa solare in luce CaII H a 3968.49 Å con VHIRSS. La riga CaII H è, come si sa, la seconda riga del calcio ionizzato nell'UV. In genere in campo professionale si usa osservare la riga simile CaII K in quanto la CaII H risulta molto vicina all'riga Epsilon dell'Idrogeno a 3970.07 Å e può, a date risoluzioni, essere "blended" con questa. In spettroeliografia a 0.028 Å/pixel, come nell'esempio che segue, tale problema è tuttavia ininfluenza poiché l'immagine solare viene presa al centro riga CaII H e a 0.7 Å di distanza da questa verso il blu e verso il rosso, quindi a 0.8 Å circa di distanza dalla riga dell'Idrogeno.

Ho a tale scopo registrato un file AVI di 1253 frames estraendo 50 immagini da 1 pixel ;25 a destra (verso il rosso) e 25 a sinistra (verso il blu) del pixel del centro riga. Ho quindi ottenuto due immagini finali: una composita con la media di tutti i 50 frames, ciascuno da 0,028 Å per un totale di 1,44 Å (appena inferiore alla larghezza totale della riga di 1.54 Å), ed una a banda più stretta, di soli 0,2 Å, derivante dalla media di 7 frames (tre a dx e tre a sx) del pixel relativo al centro riga. La differenza tra le due immagini, sebbene inferiore a quella della riga CaII K, è evidente. Ecco le immagini ed il profilo della riga CaII H con evidenziata la zona coperta dalle immagini stesse.



La riga CaII H con una piccola facola che si intravede nel centro riga

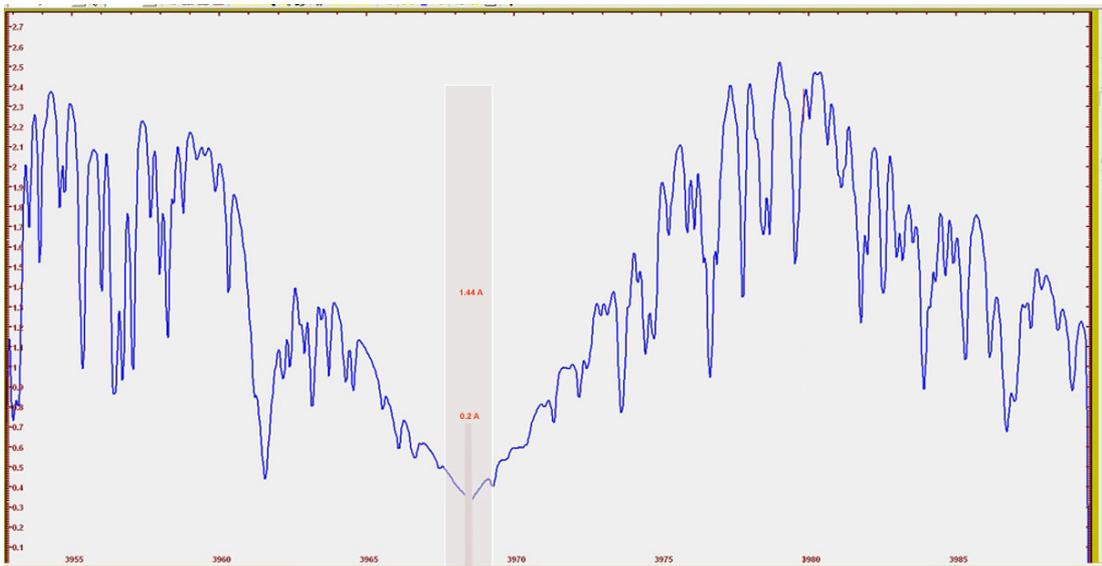


Immagine del profilo spettrale, con la rappresentazione grafica dell'ampiezza di banda delle immagini solari mostrate

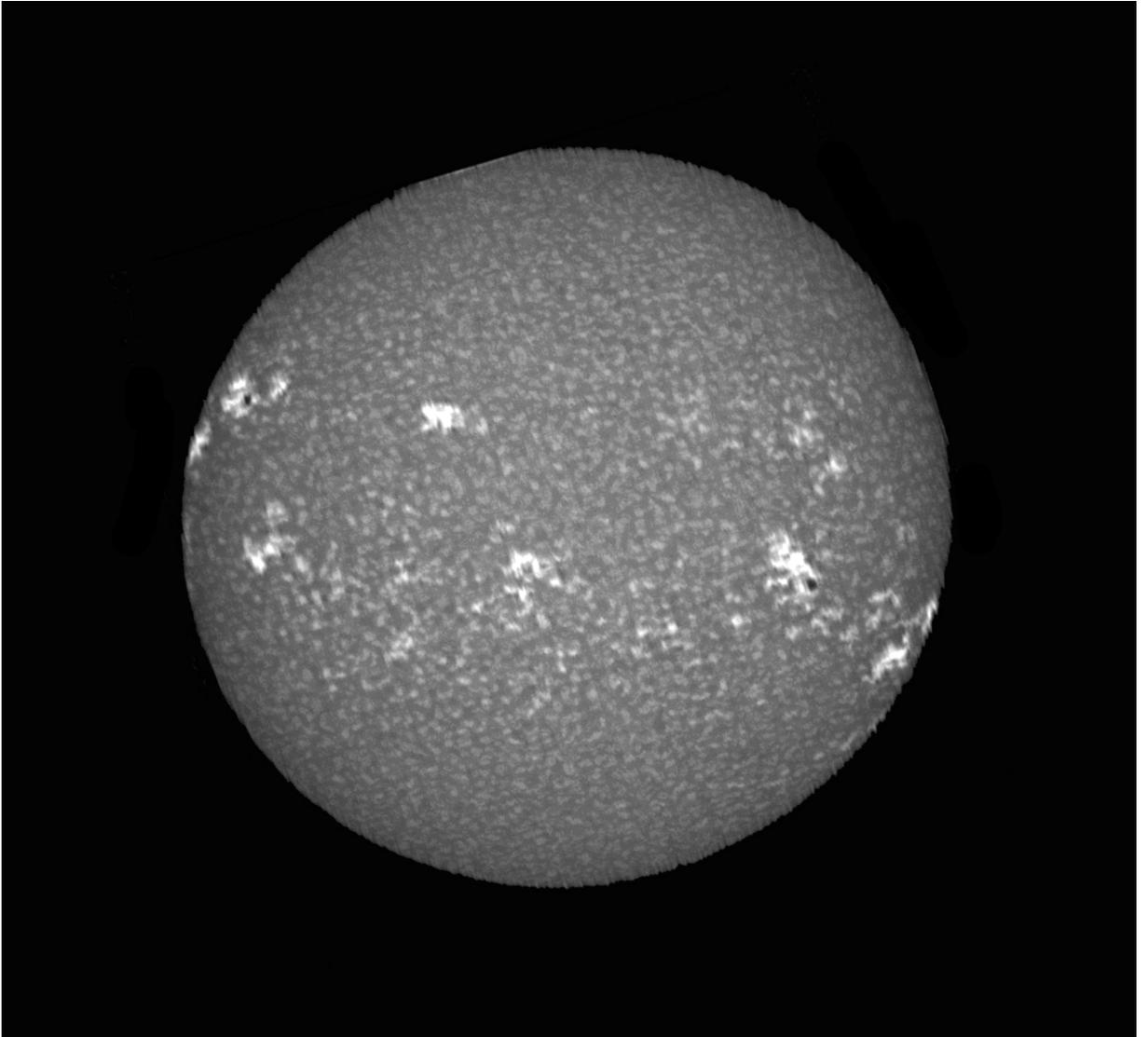


Immagine della riga CaII H da 1.44 Å di bandpass

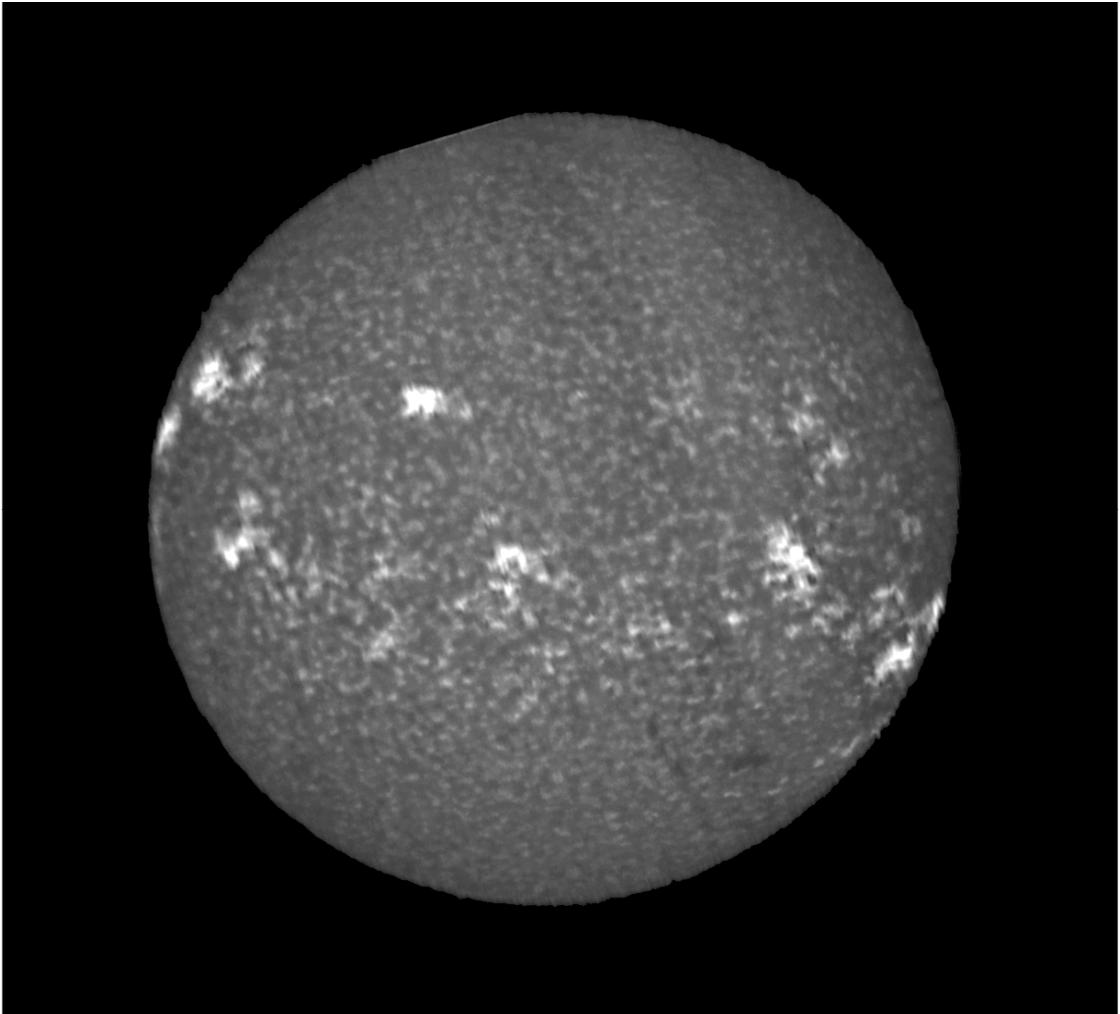
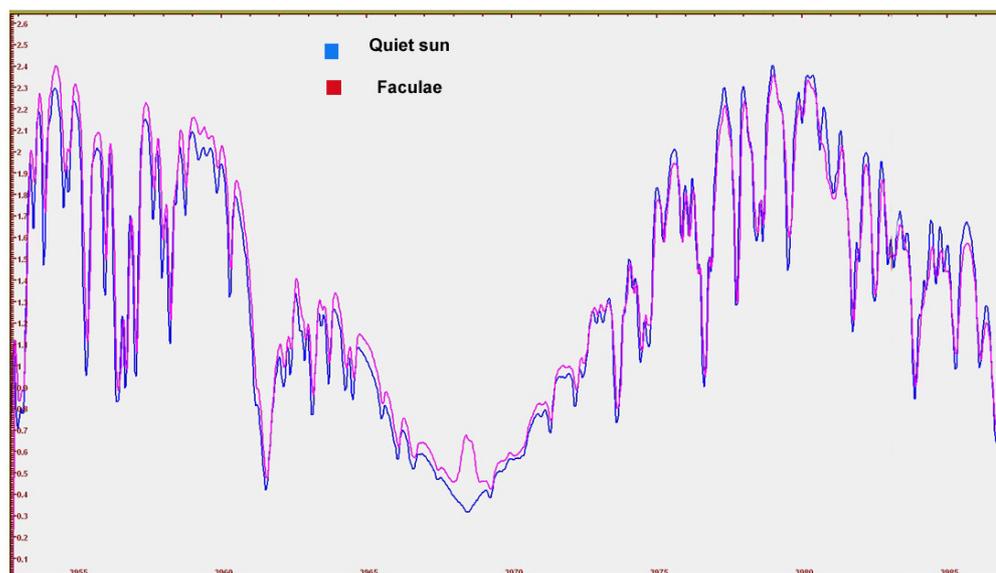
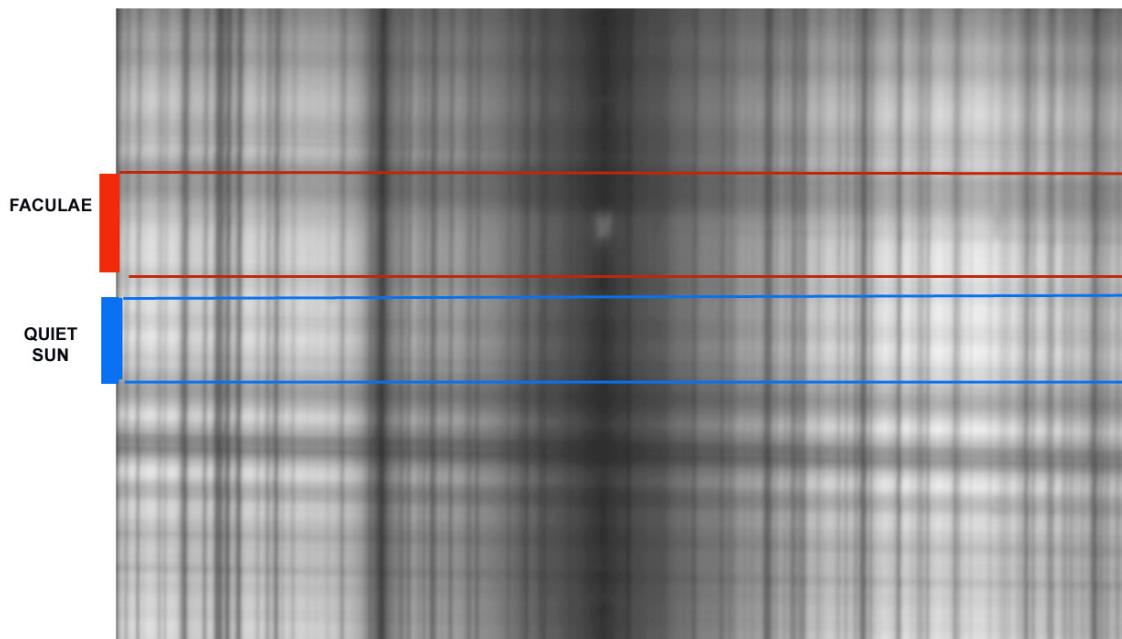


Immagine della riga CaII H da 0.2 A di bandpass

E' facile osservare come nell'immagine a banda più stretta siano presenti caratteristiche (protuberanze sul disco) non visibili nella prima immagine e le zone facolari (regioni attive) siano molto più intense. Questa è la dimostrazione più evidente della particolare sensibilità della riga, e specialmente della sua parte centrale, ai campi magnetici, in prossimità dei quali essa passa da assorbimento ad emissione. Tale caratteristica è particolarmente evidenziata nella figura che segue.

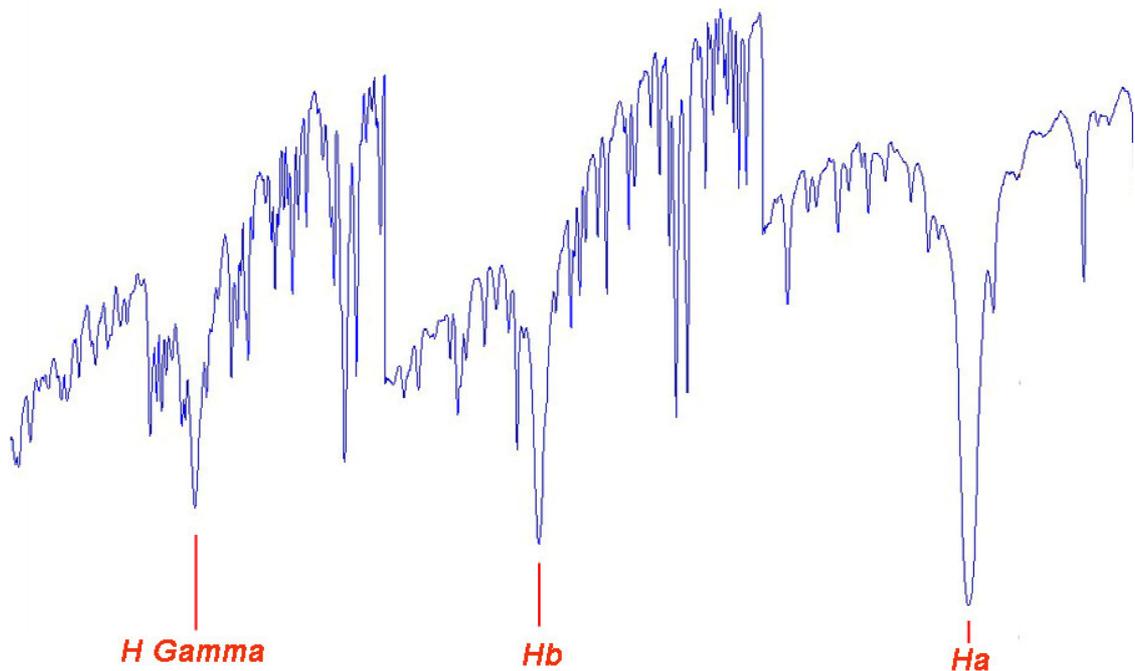
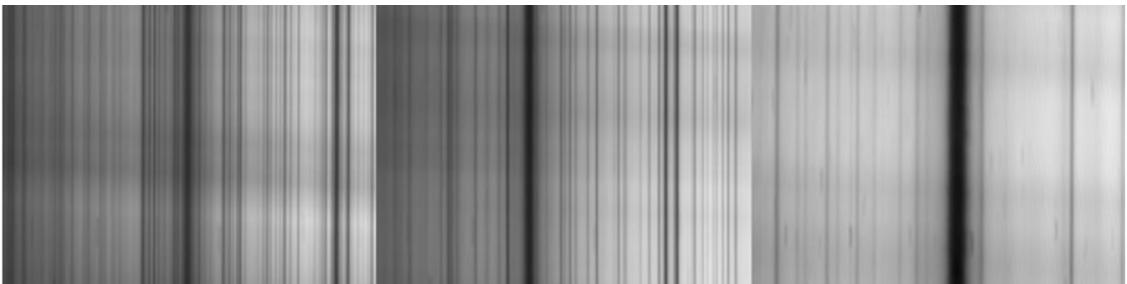
Appearance of Chromosphere in Ca2H light in quiet sun and faculae: note the spectral profile passing from absorption (blue) to emission (red).



Apparenza del disco solare in luce CaII H: il profilo spettrale passa da assorbimento (blu) nel sole quieto ad emissione (rosso) nelle zone facolari, data la nota sensibilità della riga ai campi magnetici.

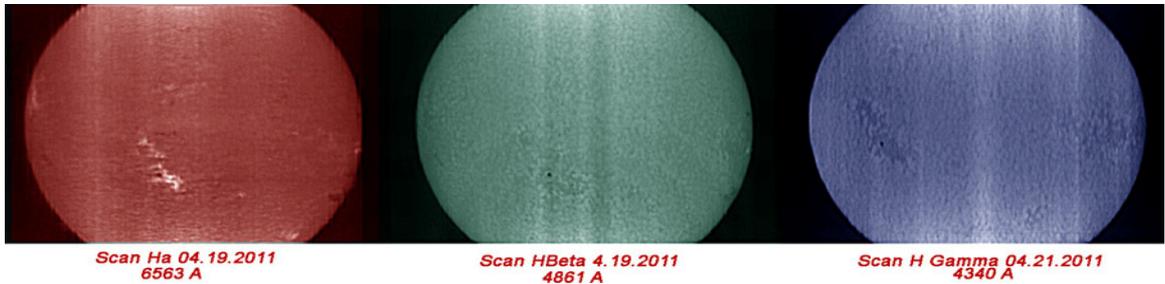
Un'interessante applicazione di spettroeliografia digitale: la ripresa del disco solare nelle righe della serie di Balmer dell'Idrogeno

Una delle tante applicazioni interessanti di uno spettroelioscopio digitale è quella della ripresa del disco solare nel tre più importanti righe della serie di Balmer dell'Idrogeno: la H alpha a 6563 Å, la H beta a 4861 Å e la H gamma a 4340 Å. L'esperienza è stata da me effettuata, il 19 e 21 aprile 2011 con VHIRSS ed ha fornito interessanti risultati. Innanzitutto dall'immagine 2d e dal profilo dei rispettivi spettri si nota subito i differenti picchi di intensità e la diverse FWHM ed EW delle tre righe. Tutte immagini sono state riprese nella zona del centro disco per minimizzare differenze dovute ad effetto doppler.

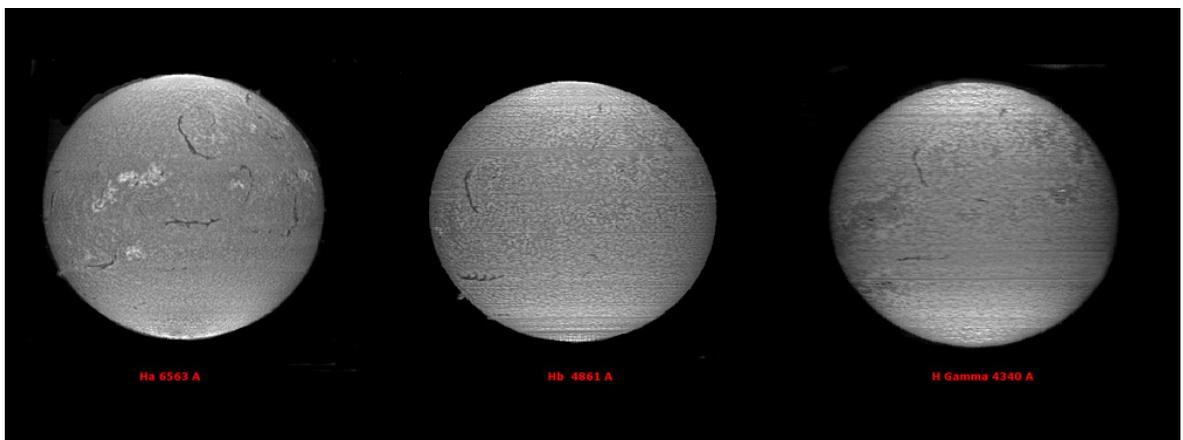


Le immagini del disco solare nelle tre lunghezze d'onda, elaborate in modo analogo con Iris e Astroart, apparivano come segue (le righe e strisce verticali sono dovute ad

irregolarità della scansione (velature del cielo) e/o della procedura di costruzione dell'immagine (falsi colori):



Ulteriori immagini BN dell'Idrogeno in cromosfera:



Dalle immagini risulta evidente la maggior efficienza della transizione dell'Idrogeno Alfa rispetto alla Beta e di questa rispetto alla Gamma in cromosfera come peraltro già si intuiva dalle FWHM e dalla intensità di picco delle righe di assorbimento.

Il passaggio dell'apparenza delle regioni attive da emissione ad assorbimento sembra tuttavia essere un problema di profondità ottica: il cuore della H-alpha si forma in piena cromosfera. Le altre della serie sono meno otticamente spesse, e quindi scendono in temperatura, avvicinandosi alla fotosfera: sopra una macchia, la H-alpha (cuore) è brillante (la cromosfera riempie quasi completamente la macchia) mentre nelle altre righe si comincia ad osservare la macchia stessa, più scura delle zone circostanti.

Una comparazione dell'immagine Ha all'interno della riga

Un'elaborazione di un'immagine H alpha del 24.09.2011: la riga era di circa 40 pixel di dimensione, ed ogni pixel quindi all'incirca $1/40$ di Å. Ho allora preso due gruppi di 5 immagini ciascuno (ogni immagine estratta da 1 pixel, considerando i pixel immediatamente a destra e sinistra di quello del centro riga), e li ho mediati per ottenere l'immagine dei particolari cromosferici sul disco. Ho inoltre preso altre due serie di immagini da 5 pixel a sinistra e destra dei bordi della riga, nei quali è più evidente la granulazione.

Il risultato è nell'immagine che segue, utile a mostrare gli effetti di un fuori banda di circa $1/5$ di Å.

Il lavoro è interessante per coloro che usano filtri H alpha a banda stretta: la sintonia degli stessi è un requisito indispensabile per ottenere immagini con le caratteristiche evidenti della riga.

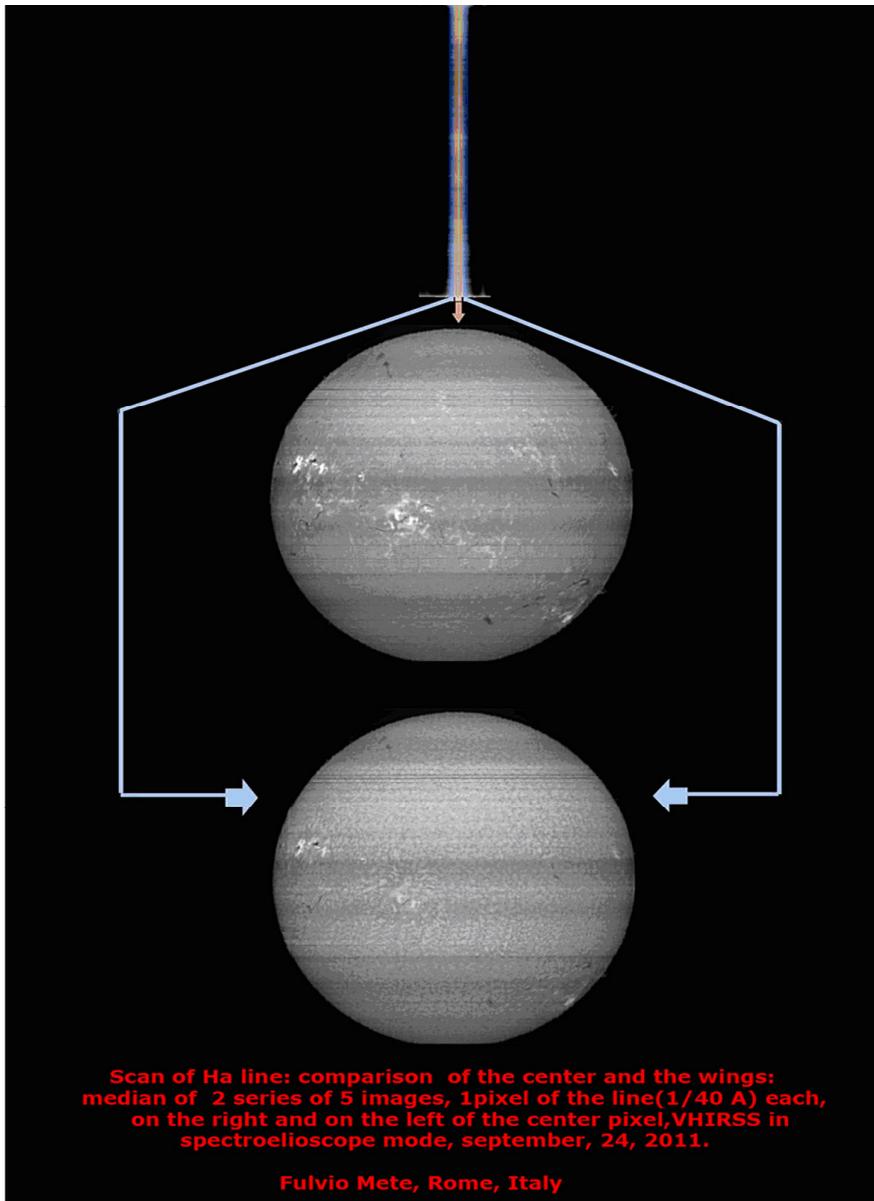
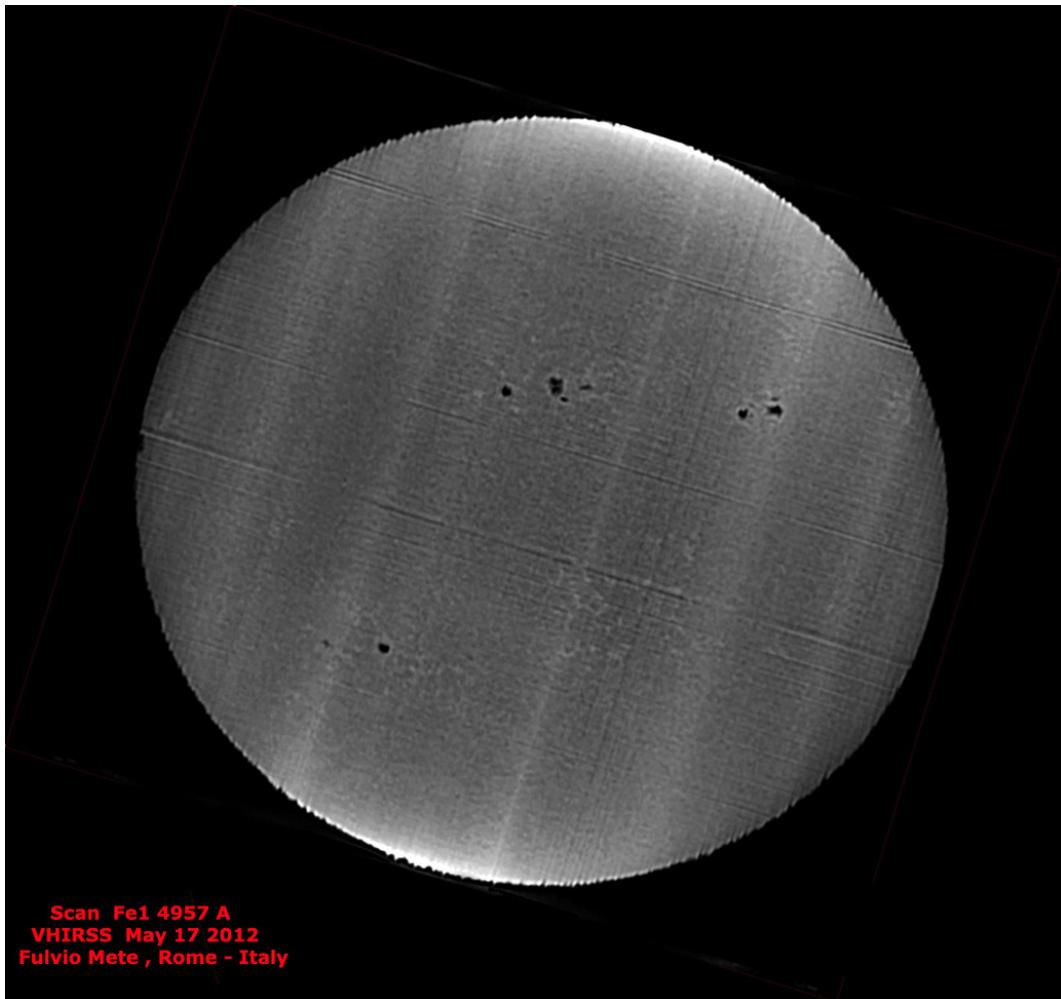


Immagine di VHIRSS in luce Ferro (FeI a 4957 Å)

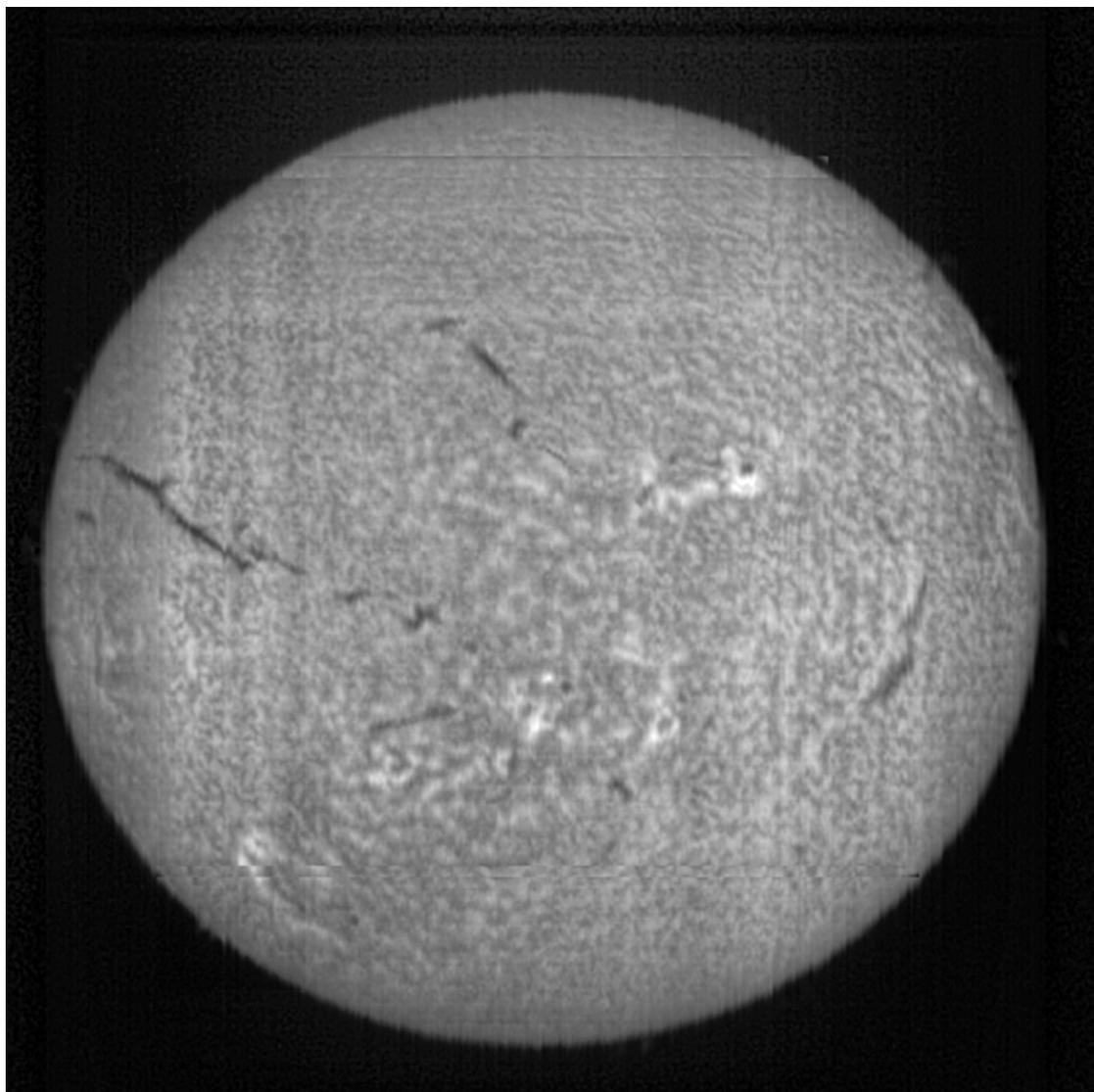
La seguente immagine, in luce FeI a 4957 Å, mostra piuttosto bene l'andamento della riga, al confine tra fotosfera e cromosfera. Si osservano infatti, insieme all'apparenza scura delle macchie propria della fotosfera, alcune facole brillanti ed un accenno di supergranulazione caratteristica della cromosfera.



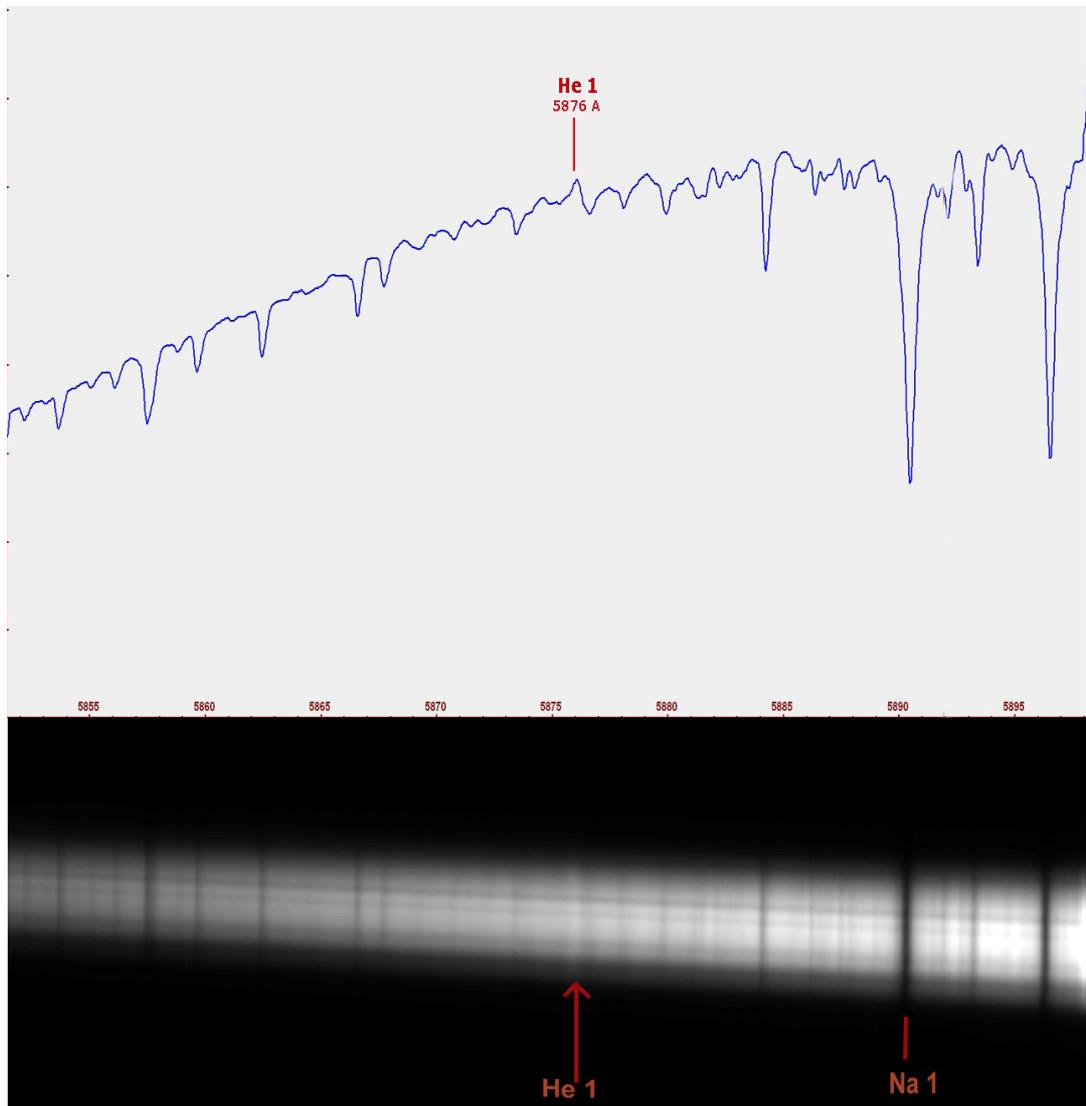
NON solo VHIRSS

Sin qui ho parlato del mio strumento principe in spettroelioscopia, quello che mi dà tuttora i migliori risultati, VHIRSS. Questo è stato tuttavia il primo spettroscopio Hires-spettroelioscopio autocollimante da me realizzato qualche anno fa, ed ho, da allora, concepito alcune sostanziali migliorie meccaniche del progetto, che poi ho implementato nella mia realizzazione, POSS2, migliorandone notevolmente la robustezza e la praticità d'uso. Le ottiche sono state assolutamente commerciali, un 80/400 acro ed un 80 ED Skywatcher acquistate sul mercato dell'usato ad un prezzo complessivo di 300 €; è stato usato un reticolo Thorlabs da 1800 l/mm. La grossa novità è stata che il telescopio che invia l'immagine solare alla fenditura dello spettroscopio (il rifrattore 80/400) è stato posto all'interno di due robustissimi anelli, che non danno alcun genere di flessioni, e scorre avanti ed indietro, per la messa a fuoco, su viti a 120° con terminali in teflon. Il movimento micrometrico del reticolo è sempre quello a braccetto usato per gli altri modelli, che, con tutti i suoi inevitabili inconvenienti, resta il sistema casalingo più facile da assemblare.

La prima immagine H alpha ottenuta con POSS2, riportata di seguito, non è stata qualitativamente all'altezza di quelle che ottengo con VHIRSS, ma c'è da considerare la differenza nell'ottica (un 80/400 acro cinese nel primo, un'eccellente doppietto militare nel secondo) e nel reticolo (un Edmund da 2400 l/mm nel primo, un Thorlabs da 1800 l/mm nel secondo), la qualità è tuttavia molto buona, ed ho in previsione un upgrade dell'acro 80/400 con un 66 ED (upgrade già effettuato nel momento in cui scrivo).



Poss2 mi ha inoltre premesso un'interessante osservazione dell'elusiva riga dell'Elio a 5876 \AA in emissione, puntandolo sul bordo solare. E' stata infatti la prima volta che ho potuto effettuare tale osservazione, per l'estrema debolezza della riga, che si nota con più incisione nelle protuberanze solari, in emissione, piuttosto che in assorbimento.



La riga è peraltro facilmente individuabile dato che si trova a breve distanza dal doppietto del sodio, come si può osservare nell'immagine soprastante.

Quale futuro per la spettroelioscopia digitale amatoriale?

Personalmente ho già assemblato in modo “casalingo” 4 spettroelioscopi digitali, che danno tutti ottime prestazioni al punto di rivaleggiare con strumenti professionali. Avvertivo tuttavia l'esigenza di arrivare ad uno strumento perfezionato, nell'ottica e nell'elettronica, che fosse affidabile e potesse in futuro essere messo a disposizione di altri appassionati delle osservazioni solari.

la ditta Avalon, interessata dalle caratteristiche dello strumento si è impegnata in modo veramente notevole per la realizzazione di un prototipo completo ed efficiente sotto il profilo dell'ottica e dell'elettronica: è nato così uno strumento che a mio avviso può costituire il futuro della spettroelioscopia digitale :il suo nome, Solarscan, è una sintesi efficace delle potenzialità dello strumento.

l'esperienza e la capacità realizzativa tecnologica ed informatica di della ditta Avalon hanno tradotto in realtà il progetto di chi scrive di un prodotto innovativo che non ha sinora riscontro sul mercato amatoriale: uno spettroscopio-spettroelioscopio ad alta risoluzione con $> R \ 35.000$ (ma come si è visto, con alcune migliorie ho raggiunto una risoluzione doppia) con capacità di imaging in qualsiasi lunghezza d'onda dello spettro solare, con il quale è possibile effettuare osservazioni visuali o CCD dello spettro in alta risoluzione, effettuare esperimenti su effetto doppler, effetto Zeeman e quant'altro ed ottenere immagini del sole in luce Idrogeno alfa, beta, gamma, Ca² H e K, Mg, Na 1 e 2, Elio, etc, in una struttura ottica e meccanica di elevata qualità e completamente automatizzata e controllabile da PC con un apposito software, e quindi remotizzabile.

Lo strumento, si avvale di ottiche di qualità e di una elettronica unica nel suo genere, implementata nell'hardware e nel relativo pacchetto software del sistema di controllo remoto Star Go di Avalon.

Un semplice programma informatico permette infatti:

- - la regolazione automatizzata della fenditura alla precisione di 1/100 di mm;
- - la messa a fuoco di precisione motorizzata su entrambe le ottiche, dello spettroscopio e del telescopio, che, a regime, avrà la caratteristica di poter essere programmata in funzione della lunghezza d'onda e della camera usata;
- - la ricerca automatica della riga dello spettro di interesse, ed il posizionamento sulla stessa con sufficiente precisione, una sorta di go-to

spettroscopico di estrema utilità allorquando si debbano ricercare righe deboli o di difficile individuazione;

- - il passaggio a soft esterni per la creazione e la elaborazione delle immagini solari, che potranno essere estratte da tutte le righe di interesse;

Si tratta quindi di una torre solare in miniatura, quindi, capace di attrarre l'attenzione sulla fisica e sull'imaging amatoriale del sole ad un livello tecnologico mai visto in precedenza nell'ambito amatoriale.

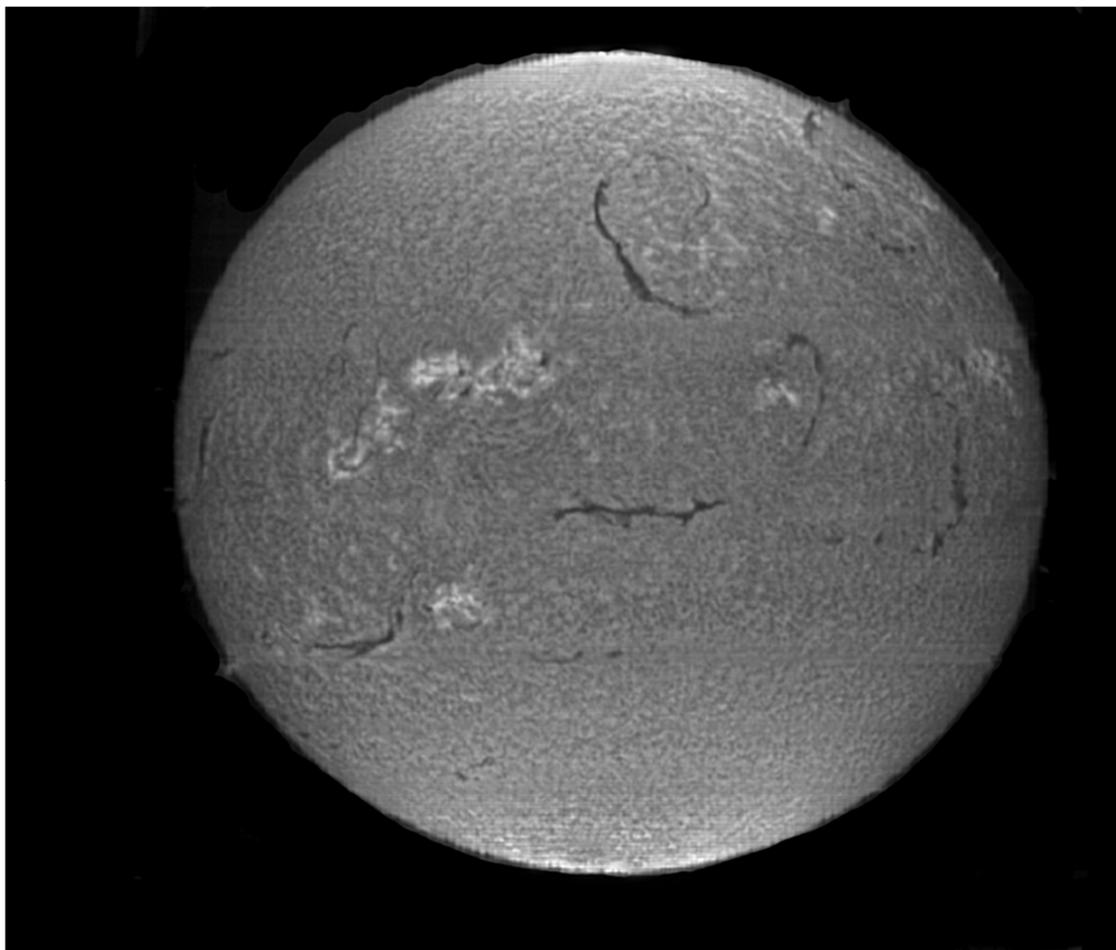
L'implementazione di un software dedicato permette inoltre il controllo remoto totale dello strumento, caratteristica di grande importanza nel quadro dell'evoluzione e dell'espansione della remotizzazione della strumentazione astronomica.

Nell'immagine che segue è mostrato il prototipo di Solarscan su una montatura Avalon M1



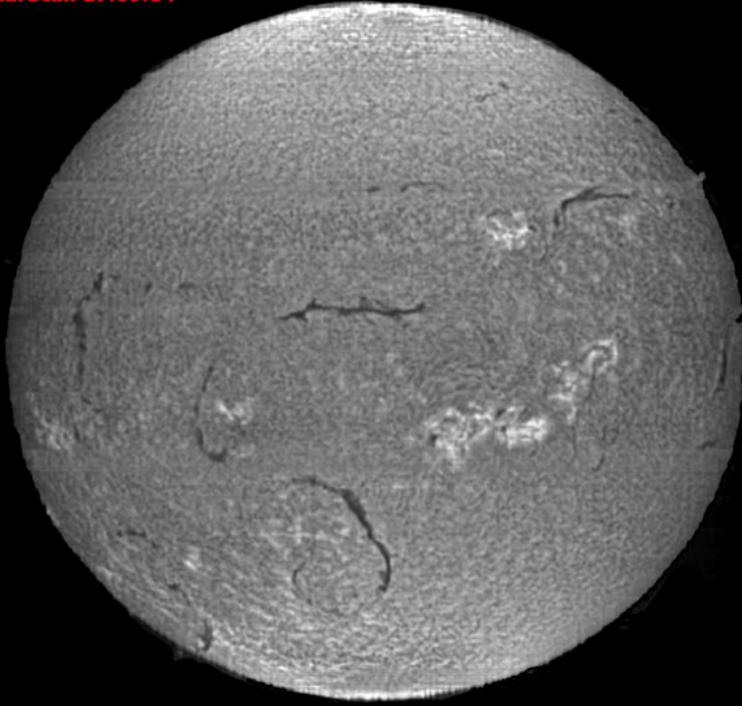
Le sperimentazioni effettuate da chi scrive con lo strumento sono state particolarmente fruttuose ed incoraggianti sugli ulteriori sviluppi e perfezionamenti dello stesso.

Ecco la prima immagine in luce Ha a 6562,8Å: notevole la tridimensionalità dell'immagine stessa.

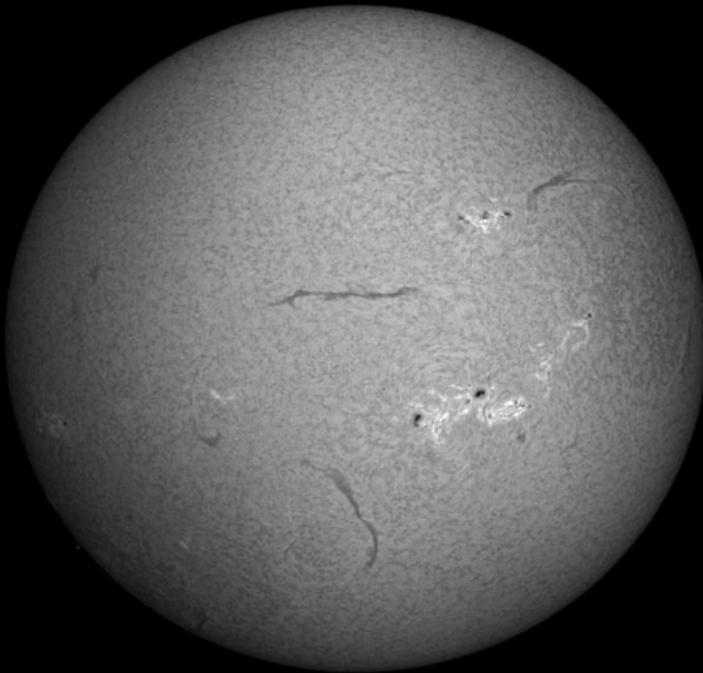


E', in particolare esplicitiva la comparazione di tale immagine con quella dello stesso giorno presa in Ha dalla torre solare del Reale Osservatorio del Belgio

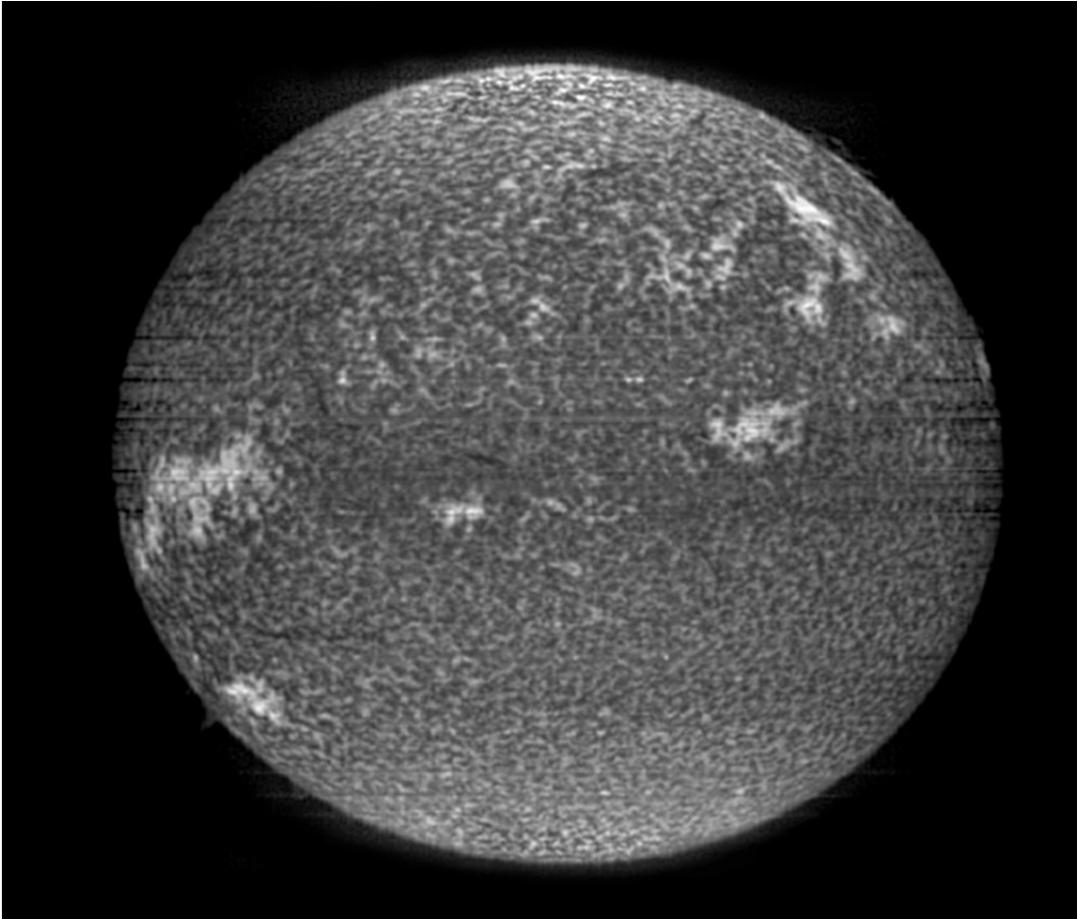
SolarScan 27.09.14



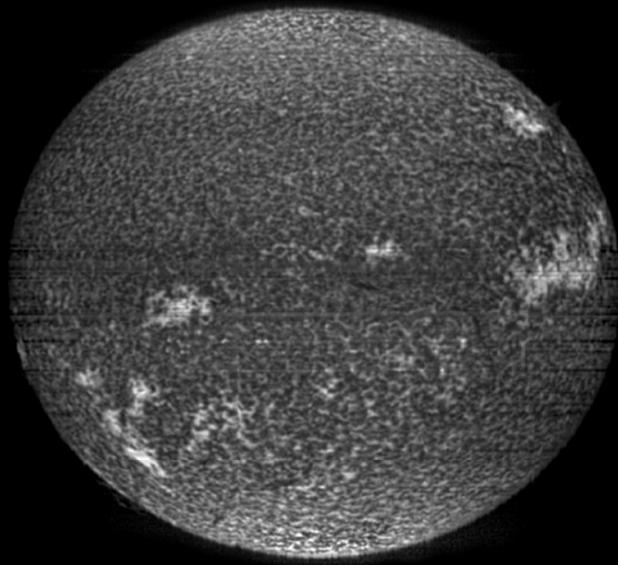
Royal Observatory of Belgium - USET, H Alpha
2014-09-27T10:25:32



Un'immagine in luce Ca2K a 3933,68 Å



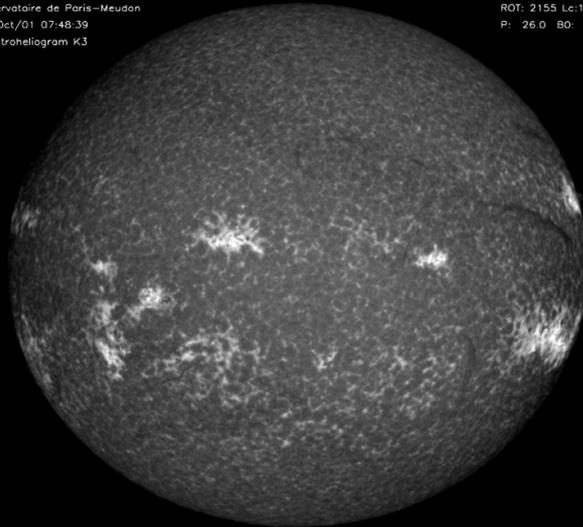
Di seguito il confronto con una stessa immagine della torre solare dell'Osservatorio di Meudon a Parigi.



Ca2K Flatted

Observatoire de Paris-Meudon
14/Oct/01 07:48:39
Spectroheliogram K3

ROT: 2155 Lc:180.4
P: 26.0 B0: 6.7



Ca2K Meudon Solar Tower

Conclusioni

Spero che questo testo possa incentivare coloro che si accostano per la prima volta alla spettroscopia astronomica amatoriale, e contribuire ad appassionarli, nonché a far scoprire questo aspetto fondamentale dell'astronomia, ancora oggi poco diffuso, agli amatori che intendano arricchire la loro conoscenza dell'Universo.

Dopo questa carrellata di spettroscopi autocostruiti e commerciali, si pone immediata la domanda quale dei due tipi sia la più adatta e possibile per l'astrofilo evoluto, che intenda dare una svolta scientifica alla sua passione. La risposta a questa domanda è meno immediata di quello che possa sembrare, in quanto dipende da due fattori cruciali: la possibilità (e la volontà) di spesa e la capacità progettuale e manuale, nonché la disponibilità di tempo per portare avanti progetti di autocostruzione.

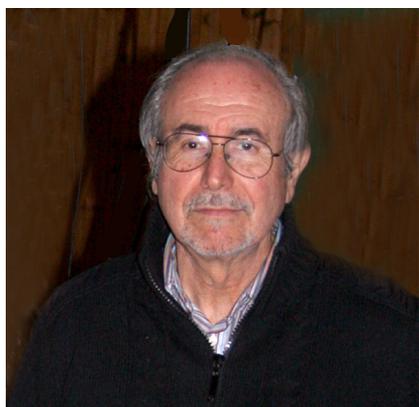
Chi ha possibilità di spesa non avrà remore all'acquisto dei modelli più sofisticati dianzi mostrati, il cui prezzo va dai 2000 ai 3000 €, chi non ce l'ha, o semplicemente non intende spendere tale cifra, è bene che tenti l'autocostruzione. Questa, come si è dimostrato, non implica necessariamente, se non per pochi pezzi, la disponibilità di un' officina meccanica, e può essere agevolmente intrapresa con mezzi casalinghi. Il sottoscritto si è costruito con mezzi simili ben 10 spettroscopi, che usa con soddisfazione. E' tuttavia, necessario fare un distinguo tra spettroscopi solari e stellari. Uno strumento solare è, a mio avviso, di molto più agevole autocostruzione, specie per finalità didattiche; uno stellare, per vari motivi implica un livello di sofisticazione maggiore e necessita, per usi seri, di un progetto più complesso e non semplice da attuare in ambito autocostruttivo (si pensi all'implementazione di una lampada di calibrazione; all'apparato meccanico di sostituzione dei reticoli; ai rinvii per l'autoguida, alle fenditure riflettenti): nel caso quindi che tale tipo di spettroscopia costituisca il principale interesse, e si abbia una certa capacità di spesa, è consigliabile l'acquisto di uno strumento commerciale ben fatto.

Un altro approccio è necessario per chi è alle prime armi nel settore della spettroscopia e/o dell'astrofilia in genere. In tal caso l'uso di uno strumento complesso rischierebbe di vanificare le aspettative e produrre l'effetto dell'abbandono dell'interesse. In tali casi, consiglieri, per la spettroscopia solare, l'autocostruzione di un semplice modello di spettroscopio economico, anche quelli con CD al posto di un reticolo, perlomeno all'inizio, per prendere pratica e conoscere le principali righe di assorbimento dello spettro solare. Per la spettroscopia stellare, consiglieri di iniziare con un semplice reticolo a trasmissione commerciale tipo "Star Analyser", "Rainbow Optics" e simili, che rendono molto più semplice ed amichevole il primo impatto con la spettroscopia, in una fase nella quale l'alta risoluzione non è necessaria. Tali strumenti, tutt'altro che giocattoli, permettono anche, come si è visto, risultati di tutto rilievo in varie applicazioni e possono comunque costituire un'approccio alternativo ed appagante per tutti coloro che non possono (o non vogliono) permettersi l'acquisto di uno spettroscopio a fenditura, o che più semplicemente rifuggono le complicazioni legate al suo uso.

Questo testo è stato scritto da un amatore per gli amatori, con tutte le possibili imprecisioni o piccole omissioni di un ambiente non professionale, ma il suo fine ultimo è quello di informare ed appassionare. Ai lettori che vorranno contribuire al conseguimento di tale fine leggendo e diffondendo queste pagine nella comunità dell'astrofilia italiana va il mio più sincero ringraziamento.

Roma, 2016

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 matematica, fisica, informatica, meccanica. Da oltre 18 anni si occupa di spettroscopia astronomica, ha diretto il Settore di Ricerca UAI di Spettroscopia, ha svolto e svolge numerose iniziative di ricerca, quali spettroscopia di nove e supernove, spettroscopia solare ad alta risoluzione, imaging in IR vicino. Ha, altresì, organizzato numerosi eventi di livello nazionale in tale settore, quali i Seminari di Spettroscopia di Asiago e di Arcetri, e molti altri eventi di minore livello. Ha pubblicato una decina di articoli su riviste commerciali di divulgazione astronomica (Coelum, Nuovo Orione) ed altri sulla rivista Astronomia UAI, nonché articoli in inglese e francese su testi stranieri. Ha partecipato con proprie relazioni a numerosi Convegni e Congressi di astronomia. Ha costruito e costruisce da autodidatta 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, dall'Unione Astrofili Italiana (UAI), il "Premio Ruggeri" di per la sua attività di astronomo amatore, 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 tuttora rapporti nel campo della spettroscopia.

Riferimenti Bibliografici (on line e non):

- “Blackbody curve img” by Earth Guide UCSD Edu.
- “Storia della Spettroscopia” di Ileana Chinnici pubblicata agli atti del XVIII Congresso Nazionale di storia della fisica e dell’astronomia- Villa Olmo- Como - 15-16 maggio 1998.
- Smithsonian Center for Astrophysics- Smithsonian Institution Archives
- Australia Outreach Telescope and Education
- Atti della fondazione Giorgio Rouchi
- “Practical aspects of astronomical spectroscopy” Richard Walker – Ver 2.0 – 2/2014
- “Laboratorio di Astrofisica 2” – Roberto Nesci- Università degli studi di Roma “ La Sapienza”
- “Principi base per la costruzione di uno spettrografo a bassa risoluzione” - Ferdinando Patat -2008
- UniPD – laboratorio di Astrofisica- reticoli
- “Astronomical Spectroscopy for amateurs” – Ken M. Harrison - Ed.Springer- 2010
- “Dispense di laboratorio di astronomia” – Stefano Ciroi e Valentina Cracco- Dipartimento di Fisica dell’Università di Padova.

Ringraziamento

Un particolare e sincero ringraziamento va a Gianluca Alò, titolare della nota ditta di strumentazione astronomica Rigel astronomia che si è occupato con vera amicizia, della incombenza relativa alla impaginazione editoriale del testo.

